

РОССИЙСКАЯ АКАДЕМИЯ НАУК

**ИЗВЕСТИЯ
ГЛАВНОЙ
АСТРОНОМИЧЕСКОЙ
ОБСЕРВАТОРИИ
В ПУЛКОВЕ**

№ 216

Санкт-Петербург
2002

Редакционная коллегия:

Доктор физ.-мат. наук А.В. Степанов (ответственный редактор)

член-корреспондент РАН **В.К. Абалакин**
доктор физ.-мат. наук **А.С. Баранов**
доктор физ.-мат. **Ю.В. Вандакуров**
доктор физ.-мат. наук **Ю.Н. Гнедин**
кандидат физ.-мат. наук **А.В. Девяткин**
доктор физ.-мат. **В.А. Дергачев**
доктор физ.-мат. наук **Р.Н. Ихсанов**
кандидат физ.-мат. наук **В.И. Княев**
кандидат физ.-мат. наук **Ю.А. Наговицын** (ответственный секретарь)
кандидат физ.-мат. наук **М.Л. Свешников**
доктор физ.-мат. наук **Е.В. Хруцкая**

Зав. редакцией **Е.Л. Терёхина**

Редколлегия благодарит всех рецензентов этого сборника
за проделанную работу

Издание осуществлено с оригинала, подготовленного к печати
Главной (Пулковской) астрономической обсерваторией РАН

Компьютерная верстка оригинал-макета Е.Л. Терёхиной

**ИЗВЕСТИЯ
ГЛАВНОЙ АСТРОНОМИЧЕСКОЙ ОБСЕРВАТОРИИ
В ПУЛКОВЕ
№ 216**

Утверждено к печати
Главной (Пулковской) астрономической обсерваторией РАН

ISBN

© Главная (Пулковская) астрономическая обсерватория РАН, 2002

ИЗВЕСТИЯ

Главной астрономической обсерватории в Пулкове

СОДЕРЖАНИЕ

АСТРОМЕТРИЯ

<i>Бобылев В.В.</i> Кинематика звезд пояса Гульда, часть I: кинематические модели....	9
<i>Бобылев В.В.</i> Кинематика звезд пояса Гульда, часть II: практические результаты	22
<i>Бобылев В.В.</i> Контроль инерциальности системы ICRS на основе каталогов TRS и HIPPARCOS	38
<i>Бобылев В.В.</i> Определение кривой вращения звезд пояса Гульда на основе формул Боттлингера	45
<i>Бобылев В.В.</i> Определение постоянных Оорта на основе собственных движений слабых звезд Пулковских каталогов Pul2 и V1	57
<i>Бронникова Н.М., Васильева Т.А.</i> Анализ точности позиционных фотографических наблюдений малых планет в Пулкове	66
<i>Бронникова Н.М., Васильева Т.А.</i> Фотографические позиционные наблюдения малой планеты Пулкова (762)	73
<i>Бронникова Н.М., Васильева Т.А., Могилевская А.В.</i> Сравнение положений малых планет, полученных в системах каталогов FK5, PPM, HIPPARCOS и TYCHO	77
<i>Васильева Т.А.</i> Фотографические наблюдения малой планеты Паллада на нормальном астрографе в Пулкове	81
<i>Гончаров Г.А.</i> Трехмерная структура местного рукава Галактики	84
<i>Горшанов Д.Л., Шахт Н.А., Поляков Е.В., Киселев А.А., Канаев И.И.</i> Предварительные результаты обработки пулковского ряда фотографических наблюдений двойной звезды 61 Лебеда, измеренного на автоматической машине «Фантазия»	100
<i>Десяткин А.В., Горшанов Д.Л., Корнилов Э.В., Куприянов В.В., Сидоров М.Ю.</i> Астрометрические наблюдения системы Плутон-Харон на зеркальном астрографе ЗА-320 в 2000-2002 гг.	114
<i>Десяткин А.В., Сидоров М.Ю.</i> Астрометрические наблюдения объектов геостационарной орбиты, полученные на зеркальном астрографе ЗА-320 в 2001 г.	120
<i>Десяткин А.В., Львов В.Н., Корнилов Э.В., Горшанов Д.Л., Куприянов В.В., Сидоров М.Ю.</i> Астрометрические наблюдения объектов, сближающихся с Землей на зеркальном астрографе ЗА-320 в 2002 г.	123

<i>Канаев И.И., Девяткин А.В., Кулиш А.П., Рафальский В.Б., Виноградов В.С., Куприянов В.В., Корнилов Э.В.</i> Автоматизация астрономических наблюдений на зеркальном астрографе ЗА-320	128
<i>Канаев И.И., Копылов И.М., Пикин Ю.Д., Поттер Х.И., Поляков Е.В.</i> Исследование точностных характеристик алгоритмов для измерения астронегативов на измерительной машине «Фантазия»	157
<i>Каткова Е.В., Гусева И.С.</i> Наблюдения ГСО с короткофокусным ПЗС-астрографом	170
<i>Киселева Т.П., Измайлов И.С., Калинин О.А.</i> Астрометрия спутников Сатурна на основе фотографических и ПЗС-наблюдений на 26-дюймовом пулковском рефракторе в 1995-2000 гг.	174
<i>Киселева Т.П., Измайлов И.С., Можжев М.А.</i> Наблюдений тесных сближений и покрытий звезд астероидами в Пулковской обсерватории на 26-дюймовом рефракторе с ПЗС-приемником	181
<i>Киселева Т.П., Калинин О.А.</i> Результаты фотографических наблюдений спутников Сатурна на 26-дюймовом рефракторе в Пулкове в 1999-2001 гг.	185
<i>Кияева О.В., Измайлов И.С.</i> Астрометрическое исследование тройной звезды ADS 15600 (ξ Serphei) по наблюдениям на Пулковском 26-дюймовом рефракторе 1981-2002 гг.	191
<i>Корнилов Э.В., Шкутов В.Д.</i> Автоматическая обработка астрономических ПЗС-наблюдений на Пулковском меридианном телескопе	202
<i>Львов В.Н., Девяткин А.В., Смехачева Р.И., Цекмейстер С.Д., Горшанов Д.Л., Корнилов Э.В., Куприянов В.В., Рафальский В.Б., Сидоров М.Ю.</i> Пулковская программа изучения объектов, сближающихся с Землей	218
<i>Мельников А.В., Шевченко И.И.</i> Максимальный показатель Ляпунова движения звезды в потенциале Хенона-Хейлеса	223
<i>Наумов В.А., Миллер Н.О., Прудникова Е.Я.</i> Некоторые итоги наблюдений, выполненных на ЗТЛ-180 за 1975-1990 гг.	227
<i>Поляков Е.В.</i> Компьютерное чтение оцифрованных шкал (на примере спирального микрометра)	235
<i>Поляков Е.В., Канаева Н.Г., Канаев И.И., Пугач Т.Н.</i> ЭКЗИП – электронная коллекция звездных изображений Пулковской стеклотеки	241
<i>Попов А.А., Щербак Н.В.</i> Долгота Пулкова по двухсторонним наблюдениям 1925 года	252
<i>Прудникова Е.Я.</i> Результаты наблюдений на ЗТЛ-180 в Пулкове за период 1967-1990 гг.	257
<i>Романенко Л.Г., Киселев А.А.</i> Ориентация ПВД-орбит двойных звезд Пулковской программы в галактической системе координат	269
<i>Тимошкова Е.И.</i> Орбитальная эволюция группы резонансных астероидов, сближающихся с Землей	274
<i>Толчельникова С.А.</i> К вопросу о методике определения звездных параллаксов в проекте Стереоскоп-А	278
<i>Толчельникова С.А.</i> Евклидова геометрия как метод определения звездных расстояний	285

<i>Ховричев М.Ю.</i> Исследование и учет систематических ошибок, связанных с влиянием комы объектива, при построении каталога Pul-3	291
<i>Ховричев М.Ю.</i> Исследование и учет систематических ошибок, связанных с неопределенностью положения оптического центра фотопластинок, при построении каталога Pul-3	300
<i>Ховричев М.Ю.</i> Уравнение блеска и цвета в пулковских площадках с галактиками	306
<i>Ховричев М.Ю., Кравцов Д.Н.</i> Исследование комы объектива пулковского нормального астрографа на основе пластинок, полученных с дифракционной решеткой	320
<i>Ховричев М.Ю., Хруцкая Е.В.</i> CREADER и ASTRORED – программные пакеты для выборки данных из каталогов с высокой плотностью звезд и выполнения астрометрических редукций	324
<i>Хруцкая Е.В., Ховричев М.Ю., Бронникова Н.М.</i> Создание каталога положений и собственных движений 59600 звезд до $16^m.5$ (Pul-3) в системе ICRS: первые результаты	336
<i>Чантурия С.М., Киселева Т.П., Емельянов Н.В.</i> Фотографические позиционные наблюдения Урана и его спутников Титании и Оберона в Абастумани в 1987-1994 гг.	349
<i>Шахт Н.А., Киселев А.А., Поляков Е.В., Грошева Е.А., Рафальский В.Б.</i> Первые астрометрические наблюдения 51 Пегаса в Пулкове	363
<i>Шевченко И.И., Мельников А.В.</i> О хаотической динамике в системе Миранда-Умбриэль	371
<i>Шукстова З.Н., Левитская Т.И.</i> Широкие двойные (WDS) в рассеянных скоплениях	377

ГЕОДИНАМИКА

<i>Айрапетян Э.А.</i> РСДБ наблюдения не отождествленных радиоисточников	385
<i>Ассиновская Б.А., Новожилова Т.А.</i> К вопросу о степени сейсмической опасности Санкт-Петербургского региона	394
<i>Баденко Л.А., Воротков М.В.</i> О возможности исследования макрофлуктуаций в геодинатике	401
<i>Воротков М.В., Горшков В.Л., Миллер Н.О., Прудникова Е.Я.</i> Исследование основных составляющих в движении полюса Земли	406
<i>Горшков В.Л., Воротков М.В.</i> Динамика движения полюса и долгопериодические вариации скорости вращения Земли	415
<i>Горшков В.Л., Воротков М.В., Вытнов В.А., Кауфман М.Б.</i> О создании нового GPS пункта в Пулковской обсерватории	426
<i>Горшков В.Л., Щербакова Н.В.</i> Изменение долготы Пулкова и долгопериодические вариации скорости вращения Земли	430
<i>Киладзе Р.И., Сочилина А.С.</i> Об орбитальной эволюции фрагментов взорвавшихся объектов	438
<i>Медведев М.Ю.</i> Флуктуации общего уровня Балтийского моря и синоптические процессы над северной Атлантикой	448

<i>Молотов Е.А.</i> Проект «Низкочастотная РСДБ-сеть LFVN»: история и первые результаты	457
<i>Поляков Е.В.</i> Палеооприливывы, геодинамика и вращение Земли	471

АСТРОФИЗИКА

<i>Архаров А.А., Гаген-Торн Е.И., Пузакова Т.Ю., Рубан Е.В.</i> Результаты статистического исследования данных спектрофотометрических наблюдений звезд в разные периоды	483
<i>Архаров А.А., Гаген-Торн Е.И., Пузакова Т.Ю., Рубан Е.В.</i> Спектрофотометрическая переменность звезды μ CEP	496
<i>Бобков Е.В., Парфиненко Л.Д., Соченов А.С., Шейнин Ю.Е., Ульянов И.</i> Дистанционный доступ к солнечному телескопу через Интернет	505
<i>Гнедин Ю.Н., Борисов Н.В., Нацелишвили Т.М., Пиотрович М.Ю.</i> Суг X-1: магнитное и электрическое поле вокруг черной дыры	516
<i>Гнедин Ю.Н., Штернин П.С.</i> Комета Хейла-Боппа: история происхождения	525
<i>Ихсанов Р.Н., Иванов В.Г.</i> Две фазы в циклической эволюции крупномасштабного магнитного поля Солнца	531
<i>Ихсанов Р.Н., Милецкий Е.В.</i> Вариации потока солнечных нейтрино и солнечная активность	543
<i>Копылова Ю.Г., Степанов А.В.</i> О затухании колебаний баллонной моды в корональных арках	555
<i>Петерова Н.Г., Абрамов-Максимов В.Е., Агалаков Б.В., Борисевич Т.П., Ильин Г.Н.</i> Возможности классификации активных областей на Солнце по микроволновому излучению источников S-компоненты	563
<i>Полякова Г.Д.</i> Сверхновые типа II. 1. Яркие спиральные галактики APM каталога северного неба	574
<i>Соколов Н.А.</i> Температурные неоднородности на поверхности звезды CU Virgivis	586

ИСТОРИЯ НАУКИ

<i>Зыков И.А., Прудникова Е.Я.</i> Из истории становления отечественной Службы Широты	597
<i>Новожилова Т.А., Ассиновская Б.А.</i> Новые данные из архивов Б.Б. Голицына ...	609
<i>Попов А.А.</i> Астроном Н.Н. Павлов	618
<i>Сафонова Н.Н.</i> Воспоминания об отце	623
Список авторов	625

АСТРОМЕТРИЯ

КИНЕМАТИКА ЗВЕЗД ПОЯСА ГУЛЬДА, ЧАСТЬ I: КИНЕМАТИЧЕСКИЕ МОДЕЛИ

Бобылев В.В.

В данной части работы рассматриваются две кинематические модели: модель Огородникова-Милна и статистический метод. Обе модели являются полными в том смысле, что дают возможность найти определяемые кинематические параметры из совместного решения уравнений на основе использования параллаксов, лучевых скоростей и собственных движений звезд. Обе рассмотренные модели предполагается применить во второй части работы для изучения кинематики звезд пояса Гульда, движение которых существенно уклоняется от общего галактического вращения. При рассмотрении линейной модели Огородникова-Милна введено понятие обобщенных постоянных Оорта и очерчен круг задач при которых они являются полезными.

ВВЕДЕНИЕ

Система близких к Солнцу звезд спектральных классов О и В известна под названием пояс Гульда. В работе Торра и др. [17] из анализа распределения ОВ-звезд каталога Hipparcos [5] по небесной сфере в сочетании с анализом их пространственной плотности, получена оценка геометрических параметров большого круга небесной сферы, которому принадлежат звезды пояса Гульда: наклон к галактической плоскости составляет $i_G = 16-20^\circ$, долгота восходящего узла $\Omega_G = 275-295^\circ$.

В радиальном направлении диск простирается до 0.3 кпк в сторону центра Галактики и до 0.6 кпк в сторону антицентра Галактики. Центр системы находится на расстоянии $0.1 \div 0.2$ кпк от Солнца в направлении $l_0 \sim 130^\circ$. Возраст звезд, по различным оценкам, составляет 30-60 миллионов лет.

Звезды пояса Гульда значительно уклоняются от кругового галактоцентрического вращения. Наличие значительного плоского положительного К-эффекта указывает на общее расширение системы данных звезд, происходящее в галактической плоскости. К настоящему времени опубликованы результаты кинематического анализа звезд пояса Гульда, полученные на основе собственных движений звезд каталога Hipparcos в комбинации с доступными лучевыми скоростями в работах: Палоуш [12], Комерон [3], Торра и др. [17], Линдبلاد [6]. В работе Палоуш [12] для наиболее молодых звезд пояса Гульда получены величины постоянных Оорта A , B , C , K на основе кинематической модели Огородникова-Милна и сделан вывод о том, что квадратичные члены указанной модели не значимы. В работе Торра и др. [17] величины постоянных Оорта получены для большого числа звезд в зависимости от их возраста. Линдبلادом [6] предложена модель собственного дифференциального вращения звезд пояса Гульда учитывающая наклон $i_G = 20^\circ$ вращающегося диска к галактической плоскости и расширение системы звезд, в которой угловая скорость вращения составляет $\omega_G = -24$ км/с/кпк. Рабочие формулы, которые применялись в работах Палоуш [12], Торра и др. [17] содержат искомую компоненту ω описывающую только вращение вокруг галактической оси z , анализ компонент вектора угловой скорости вращения, описывающих вращение вокруг галактических осей x и y не проводился.

Таблица. 1. Направляющие косинусы между триадами $(\mathbf{i}, \mathbf{j}, \mathbf{k})$ и $(\mathbf{r}, \mathbf{l}, \mathbf{b})$.

	\mathbf{i}	\mathbf{j}	\mathbf{k}
\mathbf{r}	$\cos b \cos l$	$\cos b \sin l$	$\sin b$
\mathbf{l}	$-\sin l$	$\cos l$	0
\mathbf{b}	$-\sin b \cos l$	$-\sin b \sin l$	$\cos b$

В настоящей работе, для изучения поля скоростей звезд, применяется полная линейная модель Огородникова-Милна. В данной модели рассматривается матрица смещений, содержащая девять компонент, одновременное определение которых является возможным только в результате совместного решения уравнений с участием лучевых скоростей и собственных движений звезд.

1. ОПОРНЫЕ СИСТЕМЫ КООРДИНАТ

1. Прямоугольная галактическая система координат, которая задается правосторонней тройкой взаимноортогональных единичных векторов $(\mathbf{i}, \mathbf{j}, \mathbf{k})$, направленных: от наблюдателя в сторону галактического центра ($l=0^\circ$, $b=0^\circ$, ось x или ось 1), в направлении галактического вращения ($l=90^\circ$, $b=0^\circ$, ось y или ось 2) и в направлении северного полюса Галактики ($b=90^\circ$, ось z или ось 3).

2. Подвижная триада правосторонних взаимноортогональных единичных векторов $(\mathbf{r}, \mathbf{l}, \mathbf{b})$, направленных соответственно от звезды в сторону увеличения расстояния, в сторону увеличения галактической долготы и в сторону увеличения галактической широты. Связь между триадами $(\mathbf{i}, \mathbf{j}, \mathbf{k})$ и $(\mathbf{r}, \mathbf{l}, \mathbf{b})$ осуществляется с помощью направляющих косинусов, которые даны в Таблице 1.

3. Галактоцентрическая цилиндрическая система координат (R, θ, z) . Ось z направлена в сторону северного полюса Галактики из галактического центра. Азимутальный угол θ отсчитывается от оси x против часовой стрелки вокруг оси z и R галактоцентрическое расстояние звезды.

4. Переход от экваториальных координат к галактическим осуществляется с использованием величин, рекомендованных консорциумом Hipparcos:

$$\begin{aligned}\sin b &= \cos \delta \cos \delta_{GP} \cos(\alpha - \alpha_{GP}) + \sin \delta \sin \delta_{GP}, \\ \sin(l - l_\Omega) &= \frac{\sin \delta \cos \delta_{GP} - \cos \delta \sin \delta_{GP} \cos(\alpha - \alpha_{GP})}{\cos b}, \\ \cos(l - l_\Omega) &= \frac{\cos \delta \sin(\alpha - \alpha_{GP})}{\cos b},\end{aligned}$$

где $\alpha_{GP} = 192^\circ.85948$, $\delta_{GP} = 27^\circ.12825$ и $l_\Omega = 32^\circ.93192$ есть координаты галактического полюса "GP" и галактическая долгота восходящего узла.

5. Переход от экваториальных компонент собственных движений звезд к галактическим осуществляется по формулам

$$\begin{aligned}\mu_l \cos b &= \mu_\alpha \cos \delta \cos \phi + \mu_\delta \sin \phi, \\ \mu_b &= -\mu_\alpha \cos \delta \sin \phi + \mu_\delta \cos \phi,\end{aligned}$$

где ϕ паралактический угол, удовлетворяющий условиям:

$$\tan \phi = \frac{\cos \delta_{GP} \sin(\alpha - \alpha_{GP})}{\cos \delta \sin \delta_{GP} - \sin \delta \cos \delta_{GP} \cos(\alpha - \alpha_{GP})}, \quad \sin \phi = \frac{\cos \delta_{GP} \sin(\alpha - \alpha_{GP})}{\cos b}.$$

6. Прямоугольные компоненты пространственных скоростей звезд вдоль галактических осей U , V , W вычисляются с использованием направляющих косинусов между триадами $(\mathbf{i}, \mathbf{j}, \mathbf{k})$ и $(\mathbf{r}, \mathbf{l}, \mathbf{b})$ из Таблицы 1:

$$\begin{aligned} U &= V_r \cos l \cos b - V_l \sin l - V_b \cos l \sin b, \\ V &= V_r \sin l \cos b + V_l \cos l - V_b \sin l \sin b, \\ W &= V_r \sin b + V_b \cos b, \end{aligned}$$

где

$$V_l = kr\mu_l \cos b, \quad V_b = kr\mu_b,$$

$k = 4.740$, $r = 1/\pi$, собственные движения звезд выражены в мс/год (миллисекунды дуги в год), параллакс в мс, скорости в км/с, r в кпк.

2. МОДЕЛЬ ОГОРОДНИКОВА-МИЛНА

Принципы модели, описывающие систематическое дифференциальное поле скоростей звезд, причиной которого является общее галактическое вращение сформулированы Огородниковым [10] и позже обобщены Милном [7] на случай общего расширения или сжатия всей звездной системы. Метод широко использовался позже, например, Клюбом [2], Монтом [4], Миямото [8, 9] и др. Систематическая скорость звезды \mathbf{V} , имеющая гелиоцентрический радиус-вектор \mathbf{r} , с точностью до членов первого порядка малости $r/R_0 \ll 1$, описывается уравнением

$$\mathbf{V}(\mathbf{r}) = \mathbf{u}_0 + \mathbf{V}(\mathbf{R}) - \mathbf{V}(\mathbf{R}_0) = \mathbf{u}_0 + \mathbf{u}(\mathbf{r}) = \mathbf{u}_0 + \mathbf{M} \cdot \mathbf{r}, \quad (1)$$

где \mathbf{u}_0 (u_0, v_0, w_0) есть средняя скорость центроида рассматриваемых звезд, причиной которого является пекулярное движение Солнца ($-V_{\odot}(u_{\odot}, v_{\odot}, w_{\odot})$). \mathbf{M} есть матрица смещений, компонентами которой являются частные производные $\mathbf{u}(u_1, u_2, u_3)$ по $\mathbf{r}(r_1, r_2, r_3)$ вдоль избранных координатных осей

$$M_{pq} = \left(\frac{\partial u_p}{\partial r_q} \right)_o, \quad (p, q = 1, 2, 3). \quad (2)$$

Матрица \mathbf{M} может быть разделена на симметричную \mathbf{M}^+ и антисимметричную \mathbf{M}^- части, их, следуя Огородникову [11], мы называем тензором локальной деформации и тензором локального вращения:

$$M_{pq}^+ = \frac{1}{2} \left(\frac{\partial u_p}{\partial r_q} + \frac{\partial u_q}{\partial r_p} \right)_o, \quad M_{pq}^- = \frac{1}{2} \left(\frac{\partial u_p}{\partial r_q} - \frac{\partial u_q}{\partial r_p} \right)_o, \quad (p, q = 1, 2, 3), \quad (3)$$

тогда

$$\mathbf{V} = \mathbf{u}_0 + M^+ \cdot \mathbf{r} + M^- \cdot \mathbf{r}. \quad (4)$$

Это уравнение может быть записано так

$$\mathbf{V} = \mathbf{u}_0 + \text{grad } F + (\boldsymbol{\omega} \times \mathbf{r}), \quad (5)$$

где

$$F = 0.5 \cdot \sum_{p,q} M_{pq}^+ r_p r_q, \quad (6)$$

и

$$\boldsymbol{\omega} = M_{32}^- \cdot \mathbf{i} + M_{13}^- \cdot \mathbf{j} + M_{21}^- \cdot \mathbf{k} = 0.5 \text{ rot } \mathbf{V}. \quad (7)$$

Величины M_{21}^- , M_{13}^- , M_{32}^- , являются компонентами вектора твердотельного вращения бесконечно малой околосолнечной окрестности вокруг соответствующих осей. В соответствии с выбранной нами прямоугольной системой координат $(\mathbf{i}, \mathbf{j}, \mathbf{k})$ положительным вращением является: вращение от оси 1 к оси 2, от оси 2 к оси 3, от оси 3 к оси 1. Величина M_{12}^- эквивалентна постоянной Оорта B . Каждая из величин M_{12}^+ , M_{13}^+ , M_{23}^+ , описывает деформацию типа сдвига в соответствующей плоскости. Величина M_{12}^+ эквивалентна постоянной Оорта A . Диагональные компоненты тензора деформации M_{11}^+ , M_{22}^+ , M_{33}^+ описывают общее сжатие или расширение всей звездной системы. Из уравнения (4), используя направляющие косинусы из Таблицы 1, получаем рабочие уравнения в виде:

$$\begin{aligned} V_r = & -u_{\otimes} \cos b \cos l - v_{\otimes} \cos b \sin l - w_{\otimes} \sin b \\ & + r \cdot (\cos^2 b \cos^2 l \cdot M_{11} + \cos^2 b \cos l \sin l \cdot M_{12} + \cos b \sin b \cos l \cdot M_{13} \\ & + \cos^2 b \sin l \cdot M_{21} + \cos^2 b \sin^2 l \cdot M_{22} + \cos b \sin b \sin l \cdot M_{23} \\ & + \sin b \cos b \cos l \cdot M_{31} + \cos b \sin b \sin l \cdot M_{32} + \sin^2 b \cdot M_{33}), \end{aligned} \quad (8)$$

$$\begin{aligned} kr\mu_l \cos b = & u_{\otimes} \sin l - v_{\otimes} \cos l \\ & + r \cdot (-\cos b \cos l \sin l \cdot M_{11} - \cos b \sin^2 l \cdot M_{12} - \sin b \sin l \cdot M_{13} \\ & + \cos b \cos^2 l \cdot M_{21} + \cos b \sin l \cos l \cdot M_{22} + \sin b \cos l \cdot M_{23}), \end{aligned} \quad (9)$$

$$\begin{aligned} kr\mu_b = & u_{\otimes} \sin b \cos l + v_{\otimes} \sin b \sin l - w_{\otimes} \cos b \\ & + r \cdot (-\sin b \cos b \cos^2 l \cdot M_{11} - \sin b \cos b \cos l \sin l \cdot M_{12} - \sin^2 b \cos l \cdot M_{13} \\ & - \sin b \cos b \sin l \cos l \cdot M_{21} - \sin b \cos b \sin^2 l \cdot M_{22} - \sin^2 b \sin l \cdot M_{23} \\ & + \cos^2 b \cos l \cdot M_{31} + \cos^2 b \sin l \cdot M_{32} + \sin b \cos b \cdot M_{33}). \end{aligned} \quad (10)$$

Уравнения (8-10) содержат двенадцать искоемых неизвестных, которые определяются методом наименьших квадратов.

2.1. ТЕНЗОР ДЕФОРМАЦИИ И ТЕНЗОР ВРАЩЕНИЯ

Из решения уравнений (8-10) имеем девять компонент матрицы смещений M и, в соответствии с уравнениями (2-3), можем сформировать две матрицы M^+ и M^- .

Тензору деформации, как и всякому симметричному тензору, можно поставить в соответствие тензорную поверхность

$$2 F = \mathbf{r} \cdot M^+ \cdot \mathbf{r} = 1.$$

В координатах это уравнение может быть записано

$$M_{11}^+ x^2 + M_{22}^+ y^2 + M_{33}^+ z^2 + 2 M_{23}^+ yz + 2 M_{13}^+ zx + 2 M_{12}^+ xy = 1.$$

Из решения векового уравнения

$$\begin{vmatrix} M_{11}^+ - \lambda & M_{12}^+ & M_{13}^+ \\ M_{21}^+ & M_{22}^+ - \lambda & M_{23}^+ \\ M_{31}^+ & M_{32}^+ & M_{33}^+ - \lambda \end{vmatrix} = 0 \quad (11)$$

определяются собственные значения тензора деформации $\lambda_1, \lambda_2, \lambda_3$ и матрица направляющих косинусов H (3×3), элементы которой вычисляются по формулам

$$l = \frac{G_{11}}{\sqrt{G_{11}^2 + G_{12}^+ + G_{13}^2}}, \quad m = \frac{G_{12}}{\sqrt{G_{11}^2 + G_{12}^+ + G_{13}^2}}, \quad n = \frac{G_{13}}{\sqrt{G_{11}^2 + G_{12}^+ + G_{13}^2}}, \quad (12)$$

где G_{11}, G_{12} и G_{13} есть миноры первой строки определителя (11). Имея матрицу направляющих косинусов H , определяем главные оси тензора деформации M^+ . Галактические координаты направления главных осей будем обозначать L_1, V_1 для 1-ой оси, L_2, V_2 для 2-ой оси и L_3, V_3 для 3-ей оси. Приведение тензора деформации M^+ к главным осям осуществляется в соответствии с формулой

$$H M^+ H^T = \begin{pmatrix} l_1 & m_1 & n_1 \\ l_2 & m_2 & n_2 \\ l_3 & m_3 & n_3 \end{pmatrix} M^+ \begin{pmatrix} l_1 & l_2 & l_3 \\ m_1 & m_2 & m_3 \\ n_1 & n_2 & n_3 \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} \lambda_1 & 0 & 0 \\ 0 & \lambda_2 & 0 \\ 0 & 0 & \lambda_3 \end{pmatrix}. \quad (13)$$

В главных осях квадратичная форма $F = 0.5 \cdot \sum_{p,q} M_{pq}^+ r_p r_q$ имеет вид

$$F = 0.5(\lambda_1 x^2 + \lambda_2 y^2 + \lambda_3 z^2). \quad (14)$$

Из анализа тензора вращения

$$M^- = \begin{pmatrix} M_{11}^- & M_{12}^- & M_{13}^- \\ M_{21}^- & M_{22}^- & M_{23}^- \\ M_{31}^- & M_{32}^- & M_{33}^- \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} 0 & -\omega_3 & \omega_2 \\ \omega_3 & 0 & -\omega_1 \\ -\omega_2 & \omega_1 & 0 \end{pmatrix} \quad (15)$$

определяем модуль вектора вращения

$$|\boldsymbol{\omega}| = \sqrt{\omega_1^2 + \omega_2^2 + \omega_3^2} = \sqrt{(M_{32}^-)^2 + (M_{13}^-)^2 + (M_{21}^-)^2} \quad (16)$$

и его направление. Как известно (см. книгу Седов [16]), кинематическое истолкование вектора ω заключается в том, что он является мгновенной угловой скоростью вращения главных осей тензора деформации.

Компоненты тензора деформации и тензора вращения могут быть определены и непосредственно по наблюдательным данным из уравнений вида

$$\begin{aligned} V_r = & -u_{\otimes} \cos b \cos l - v_{\otimes} \cos b \sin l - w_{\otimes} \sin b \\ & + r \cdot (\cos^2 b \cos^2 l \cdot M_{11}^+ + \cos^2 b \sin 2l \cdot M_{12}^+ + \sin 2b \cos l \cdot M_{13}^+ \\ & + \cos^2 b \sin^2 l \cdot M_{22}^+ + \sin l \sin 2b \cdot M_{23}^+ + \sin^2 b \cdot M_{33}^+), \end{aligned} \quad (17)$$

$$\begin{aligned} kr\mu_l \cos b = & u_{\otimes} \sin l - v_{\otimes} \cos l \\ & + r \cdot (-\cos l \sin b \cdot M_{32}^- - \sin l \sin b \cdot M_{13}^- + \cos b \cdot M_{21}^- \\ & + \cos 2l \cos b \cdot M_{12}^+ - \sin l \sin b \cdot M_{13}^+ + \cos l \sin b \cdot M_{23}^+ \\ & - 0.5 \sin 2l \cos b \cdot M_{11}^+ + 0.5 \sin 2l \cos b \cdot M_{22}^+), \end{aligned} \quad (18)$$

$$\begin{aligned} kr\mu_b = & u_{\otimes} \sin b \cos l + v_{\otimes} \sin b \sin l - w_{\otimes} \cos b \\ & + r \cdot (\sin l \cdot M_{32}^- - \cos l \cdot M_{13}^- \\ & - 0.5 \sin 2l \sin 2b \cdot M_{12}^+ + \cos l \cos 2b \cdot M_{13}^+ + \sin l \cos 2b \cdot M_{23}^+ \\ & - 0.5 \cos^2 l \sin 2b \cdot M_{11}^+ + 0.5 \sin^2 l \sin 2b \cdot M_{22}^+ + 0.5 \sin 2b \cdot M_{33}^+). \end{aligned} \quad (19)$$

Системы уравнений (8-10) и (17-19) принципиально являются эквивалентными.

2.2. ЧАСТНЫЕ СЛУЧАИ

В цилиндрической системе координат $(\mathbf{R}, \boldsymbol{\theta}, \mathbf{z})$ матрица смещений M имеет вид

$$M = \begin{pmatrix} \frac{\partial V_R}{\partial R} & \frac{1}{R} \frac{\partial V_R}{\partial \theta} - \frac{V_{\theta}}{R} & \frac{\partial V_R}{\partial z} \\ \frac{\partial V_{\theta}}{\partial R} & \frac{1}{R} \frac{\partial V_{\theta}}{\partial \theta} + \frac{V_R}{R} & \frac{\partial V_{\theta}}{\partial z} \\ \frac{\partial V_z}{\partial R} & \frac{1}{R} \frac{\partial V_z}{\partial \theta} & \frac{\partial V_z}{\partial z} \end{pmatrix}. \quad (20)$$

Здесь все производные взяты в точке с координатами $(\mathbf{R}_o, \boldsymbol{\theta}_o, \mathbf{z}_o)$. Постоянные Оорта (A, B) и постоянные расширения-сжатия (K, C) , в соответствии с их определением [11] имеют вид

$$\begin{aligned} A = 0.5 \left[\left(\frac{\partial u_1}{\partial r_2} \right)_o + \left(\frac{\partial u_2}{\partial r_1} \right)_o \right], & \quad C = 0.5 \left[\left(\frac{\partial u_1}{\partial r_1} \right)_o - \left(\frac{\partial u_2}{\partial r_2} \right)_o \right], \\ B = 0.5 \left[\left(\frac{\partial u_2}{\partial r_1} \right)_o - \left(\frac{\partial u_1}{\partial r_2} \right)_o \right], & \quad K = 0.5 \left[\left(\frac{\partial u_1}{\partial r_1} \right)_o + \left(\frac{\partial u_2}{\partial r_2} \right)_o \right], \end{aligned}$$

выраженные через компоненты матрицы смещений, имеют вид

$$A = 0.5(M_{12} + M_{21}), \quad C = 0.5(M_{11} - M_{22}),$$

$$B = 0.5(M_{21} - M_{12}), \quad K = 0.5(M_{11} + M_{22}). \quad (21)$$

Пусть вращение происходит только вокруг оси z , плоскость xu является плоскостью симметрии рассматриваемой группы звезд, как в случае галактического вращения, тогда будем иметь

$$M = \begin{pmatrix} K+C & A-B & 0 \\ A+B & K-C & 0 \\ 0 & 0 & 0 \end{pmatrix}, \quad M^+ = \begin{pmatrix} K+C & A & 0 \\ A & K-C & 0 \\ 0 & 0 & 0 \end{pmatrix}, \quad M^- = \begin{pmatrix} 0 & -B & 0 \\ B & 0 & 0 \\ 0 & 0 & 0 \end{pmatrix}. \quad (22)$$

Корни тензора деформации определяем из решения векового уравнения

$$\begin{vmatrix} K+C-\lambda & A \\ A & K-C-\lambda \end{vmatrix} = 0, \quad \Rightarrow \quad \lambda_{1,2} = K \pm \sqrt{C^2 + A^2}. \quad (23)$$

При рассмотрении галактического вращения имеются важные частные случаи:

1. Чистое Оортовское вращение. В этом случае $\bar{V}_R = 0$, а V_θ не зависит θ , тогда $K=C=0$ и $\lambda_{1,2} = \pm A$. Из анализа постоянных Оорта определяется величина угловой скорости вращения

$$B - A = \frac{V_\theta}{R}, \quad B + A = \frac{\partial V_\theta}{\partial R}. \quad (24)$$

2. Чистое расширение-сжатие параллельно галактической плоскости. В этом случае $\bar{V}_\theta = 0$, а V_R не зависит θ , тогда $A=B=0$ и $\lambda_{1,2} = K \pm C$, следовательно

$$K + C = \frac{\partial V_R}{R}, \quad K - C = \frac{V_R}{R}. \quad (25)$$

3. Случай $K = 0$, тогда $\lambda_{1,2} = \pm \sqrt{C^2 + A^2}$. Отклонение вертекса в плоскости xu вычисляется по формуле

$$\tan 2l_{xy} = -C/A, \quad A' = \sqrt{C^2 + A^2}. \quad (26)$$

При условии $K \neq 0$, отклонение вертекса в плоскости xu интересно вычислить по формуле, предложенной Паренаго [13]

$$\tan 2l'_{xy} = \frac{AK - BC}{AB + KC}, \quad (27)$$

которая на практике еще никогда не применялась.

2.3. ОБОБЩЕННЫЕ ПОСТОЯННЫЕ ООРТА

В соответствии с определением постоянных Оорта A , B , C и K (см. формулы (21)), можем сформировать три величины:

$$M_{12}^+ = A_{12} = A_{xy}, \quad (28)$$

$$M_{13}^+ = A_{13} = A_{zx}, \quad (29)$$

$$M_{23}^+ = A_{23} = A_{yz}, \quad (30)$$

которые имеют смысл постоянной Оорта A в плоскостях xu , uz и zx . Для компонент тензора вращения на основе соотношений (15) и (21) введем достаточно очевидные обозначения

$$M^- = \begin{pmatrix} 0 & -\omega_3 & \omega_2 \\ \omega_3 & 0 & -\omega_1 \\ -\omega_2 & \omega_1 & 0 \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} 0 & -B_{xy} & B_{zx} \\ B_{xy} & 0 & -B_{yz} \\ -B_{zx} & B_{yz} & 0 \end{pmatrix}. \quad (31)$$

Сформируем три величины:

$$0.5(M_{11} - M_{22}) = C_{12} = C_{xy}, \quad (32)$$

$$0.5(M_{33} - M_{11}) = C_{31} = C_{zx}, \quad (33)$$

$$0.5(M_{22} - M_{33}) = C_{23} = C_{yz}, \quad (34)$$

которые имеют смысл постоянных Оорта C в плоскостях xu , uz и zx . Выражения для постоянной Оорта K в плоскостях xu , uz и zx могут быть получены на основе соотношений (2), (3) и (21).

$$0.5(M_{11} + M_{22}) = K_{12} = K_{xy}, \quad (35)$$

$$0.5(M_{11} + M_{33}) = K_{13} = K_{zx}, \quad (36)$$

$$0.5(M_{33} + M_{22}) = K_{32} = K_{yz}. \quad (37)$$

Величины A_{xy} , A_{yz} , A_{zx} , B_{xy} , B_{yz} , B_{zx} , C_{xy} , C_{yz} , C_{zx} , K_{xy} , K_{yz} и K_{zx} могут быть названы обобщенными постоянными Оорта. Как можно видеть из формул (20), (21), (24) и (25) между парами величин A_{xy} и B_{xy} , A_{yz} и B_{yz} , A_{zx} и B_{zx} нет полной аналогии из-за того, что все компоненты матрицы смещения по z в цилиндрической системе координат не содержат в явном виде скоростей. Но аналогия имеется вот такая. В общем случае вращения тензор деформации произвольно ориентирован относительно рабочей системы координат. Вращение происходит вокруг одной оси, ориентацию которой необходимо определить, поэтому величины $B_{xy} - A_{xy}$, $B_{yz} - A_{yz}$ и $B_{zx} - A_{zx}$ можно рассматривать как проекции угловой скорости данного вращения на соответствующие координатные оси. В произвольном случае плоскости xu , uz и zx не совпадают с главными плоскостями тензора деформации.

Наибольший интерес при анализе движений звезд пояса Гульда может иметь величина объемного K -эффекта, наличие которой указывает на объемное расширение или сжатие звездной системы. В случае сферического поля скоростей, как показано в работе Паренаго [13], эта величина равна

$$K_{xyz} = (M_{11} + M_{22} + M_{33})/3. \quad (38)$$

При рассмотрении общего галактического вращения мы имеем наиболее простой случай — осесимметричное вращение, направление на центр вращения известно. Движение звезд пояса Гульда имеет существенные отличия от галактического вращения. В случае анализа пространственных скоростей звезд, имеется возможность

найти все три корня тензора деформации $\lambda_1, \lambda_2, \lambda_3$, которые позволяют однозначно решить вопрос ориентации осей эллипсоида деформации.

Обобщенные постоянные полезны в том случае, когда анализ проводится на основе только собственных движений звезд. При этом имеется возможность получить представление об ориентации эллипсоида тензора деформации на основе величин отклонения вертексов в трех плоскостях xu, uz и zx . Для этого случая автором, например, в работах [21,22] применяются формулы для определения величин l_{xy}, b_{yz}, b_{zx} , вывод которых не приводился. Рассмотрим метод подробнее. Произвольной симметричной матрице

$$\begin{pmatrix} a_{11} & a_{12} \\ a_{21} & a_{22} \end{pmatrix}$$

можно поставить в соответствие произвольно ориентированный относительно координатных осей эллипс. Как известно [23], угол между положительным направлением оси Ox и каждым из двух главных направлений определяется углом β , который находится из уравнения

$$\tan 2\beta = \frac{2a_{12}}{a_{11} - a_{22}}.$$

Например, для тензора деформации в плоскости xu будем иметь

$$M^+ = \begin{pmatrix} K_{xy} + C_{xy} & A_{xy} \\ A_{xy} & K_{xy} - C_{xy} \end{pmatrix},$$

тогда

$$\tan 2\beta = \frac{2A_{xy}}{(K_{xy} + C_{xy}) - (K_{xy} - C_{xy})} = \frac{A_{xy}}{C_{xy}},$$

который зависит только от величин A, C и не зависит от K . В случае чистого вращения $C=0$, поэтому $\beta = 45^\circ$. В том случае, когда координатная ось x отклонена от направления на центр вращения, угол β может быть найден из выражения

$$\tan 2\beta = \tan 2(45^\circ + l_{xy}) = \tan(90^\circ + 2l_{xy}),$$

следовательно

$$\tan 2\beta = -\cot 2l_{xy}$$

и мы приходим к известной формуле (26)

$$\tan 2l_{xy} = -\frac{C_{xy}}{A_{xy}},$$

для вывода которой обычно используется аналогия с гипоциклоидой, как это можно видеть из работ [11,13]. Аналогично, для плоскостей yz и zx можем получить две величины

$$\tan 2b_{yz} = -\frac{C_{yz}}{A_{yz}},$$

$$\tan 2b_{zx} = -\frac{C_{zx}}{A_{zx}},$$

которые являются величиной отклонения вертекса в соответствующей плоскости. Так как при анализе только собственных движений звезд, один из диагональных членов тензора деформации остается неопределенным, то определяемые разности величин $(M_{11} - M_{22})$, $(M_{22} - M_{33})$ и $(M_{33} - M_{11})$ получаются в предположении равенства нулю одного из диагональных членов. Поэтому на практике имеется возможность оценить только два угла — l_{xy} и один из углов b_{yz} либо b_{zx} .

2.4. МОДЕЛЬ ТВЕРДОТЕЛЬНОГО ВРАЩЕНИЯ МСЗ

При рассмотрении собственного вращения Местной Системы Звезд на основе модели твердотельного вращения предполагается, что значимыми являются только три компонента вектора вращения. Обозначим вектор собственного вращения Местной Системы Звезд через $\Omega(\Omega_x, \Omega_y, \Omega_z)$, тогда в общем случае можем записать

$$\begin{aligned}\Omega_x &= M_{32}^-, \\ \Omega_y &= M_{13}^-, \\ \Omega_z &= M_{21}^- - B_{yx},\end{aligned}\tag{39}$$

где B_{yx} обозначает галактическое вращение вокруг оси z .

2.5. ОБЩИЙ СЛУЧАЙ

Матрицу смещений M всегда можно представить в виде суммы трех тензоров (см. работу Огородникова (19)):

$$M = M^+ + M^- = \mathbf{K} + M_p^+ + M^-, \tag{40}$$

здесь M^+ — симметричный тензор, M^- — антисимметричный тензор, M_p^+ — симметричный планарный тензор (см. , например, монографию Кочина [20]), \mathbf{K} — тензор изотропного расширения, или тензор K -эффекта, который можно представить так

$$\mathbf{K} = K \cdot \mathbf{J}, \tag{41}$$

где K — одно из трех главных значений симметричного тензора \mathbf{S} (в соответствии с уравнением (11) это есть корни $\lambda_1, \lambda_2, \lambda_3$), \mathbf{J} — единичный тензор. Главные значения всякого симметричного тензора всегда вещественны. Выбор подходящего значения K должен быть сделан на основе физических соображений относительно строения и предполагаемого типа движения рассматриваемой звездной системы.

3. СТАТИСТИЧЕСКИЙ МЕТОД

Используем известный метод, детальное описание которого можно найти в работах Огородникова [11], Паренаго [14], а также Трамплер, Уивер [18]. В работе автора [1] статистический метод был применен для изучения движений звезд каталога Hipparcos, при этом рассматривались только собственные движения звезд, поэтому в данной работе приводим сводку формул, которые необходимы при совместном анализе параллаксов, лучевых скоростей и собственных движений звезд. Идея метода заключается в том, что звезды двигаются по круговым орбитам вокруг центра вращения и остаточные скорости имеют трехмерное нормальное распределение. Рассматривается уравнение поверхности второго порядка

$$ax^2 + by^2 + cz^2 + 2fyz + 2ezx + 2dxy = 1, \quad (42)$$

где x, y, z есть прямоугольные галактические координаты звезды, коэффициенты — моменты второго порядка остаточных скоростей

$$\begin{aligned} a &= \langle u^2 \rangle - \langle u_{\otimes}^2 \rangle, & f &= \langle vw \rangle - \langle v_{\otimes} w_{\otimes} \rangle, \\ b &= \langle v^2 \rangle - \langle v_{\otimes}^2 \rangle, & e &= \langle wu \rangle - \langle w_{\otimes} u_{\otimes} \rangle, \\ c &= \langle w^2 \rangle - \langle w_{\otimes}^2 \rangle, & d &= \langle uv \rangle - \langle u_{\otimes} v_{\otimes} \rangle. \end{aligned} \quad (43)$$

Коэффициенты a, b, c, f, e, d являются компонентами симметричного тензора, который называется тензором дисперсий остаточных скоростей. Для их определения имеем шесть уравнений, которые дает каждая звезда

$$\begin{aligned} V_r &= \cos^2 b \cos^2 l \cdot a + \cos^2 b \sin^2 l \cdot b + \sin^2 b \cdot c \\ &\quad + 2 \cos b \sin b \sin l \cdot f + 2 \cos b \sin b \cos l \cdot e + 2 \sin l \cos l \cos^2 b \cdot d, \\ k^2 r^2 \mu_l^2 &= \sin^2 l \cdot a + \cos^2 l \cdot b - 2 \sin l \cos l \cdot d, \\ k^2 r^2 \mu_b^2 &= \cos^2 l \sin^2 b \cdot a + \sin^2 l \sin^2 b \cdot b + \cos^2 b \cdot c \\ &\quad - 2 \sin l \sin b \cos b \cdot f - 2 \cos l \sin b \cos b \cdot e - 2 \sin l \cos l \sin^2 b \cdot d, \\ k^2 r^2 \mu_l \mu_b &= \sin l \cos l \sin b \cdot a - \cos l \sin l \sin b \cdot b \\ &\quad + \cos l \cos b \cdot f - \sin l \cos b \cdot e + (\sin^2 l \sin b - \cos^2 l \sin b) \cdot d, \\ kr \mu_b V_r &= -\cos^2 l \sin b \cos b \cdot a - \sin^2 l \sin b \cos b \cdot b \\ &\quad + \sin b \cos b \cdot c + (\cos^2 b \sin l - \sin l \sin^2 b) \cdot f \\ &\quad + (\cos l \cos^2 b - \cos l \sin^2 b) \cdot e - (\cos l \sin b \cos b \sin l + \sin l \sin b \cos b \cos l) \cdot d, \\ kr \mu_l V_r &= -\cos b \cos l \sin l \cdot a + \cos b \sin l \cos l \cdot b \\ &\quad + \sin b \cos l \cdot f - \sin b \sin l \cdot e + (\cos b \cos^2 l - \cos b \sin^2 l) \cdot d. \end{aligned} \quad (44)$$

Система уравнений (44) решается методом наименьших квадратов относительно шести определяемых неизвестных. Собственные значения тензора дисперсий $\lambda_1, \lambda_2, \lambda_3$ определяются из решения векового уравнения

$$\begin{vmatrix} a - \lambda & d & e \\ d & b - \lambda & f \\ e & f & c - \lambda \end{vmatrix} = 0.$$

Собственные значения данного уравнения $\lambda_1, \lambda_2, \lambda_3$ равны квадратам полуосей эллипсоида остаточных скоростей (эллипсоида Шварцшильда)

$$\lambda_1 = \sigma_1^2, \lambda_2 = \sigma_2^2, \lambda_3 = \sigma_3^2, \quad \lambda_1 > \lambda_2 > \lambda_3.$$

Координаты направлений главных осей тензора дисперсий определяем по формулам

$$\tan L_{1,2,3} = \frac{ef - (c - \lambda)d}{(b - \lambda)(c - \lambda) - f^2}, \quad (45)$$

$$\tan B_{1,2,3} = \frac{(b - \lambda)e - df}{f^2 - (b - \lambda)(c - \lambda)} \cdot \cos L. \quad (46)$$

Ошибки определения направлений главных осей тензора дисперсий $L_1, L_2, L_3, B_1, B_2, B_3$ оцениваем в соответствии с формулами Паренаго [15]

$$\varepsilon(L_2) = \varepsilon(L_3) = \frac{\varepsilon(d)}{a - b},$$

$$\varepsilon(B_2) = \varepsilon(\varphi) = \frac{\varepsilon(e)}{a - c},$$

$$\varepsilon(B_3) = \varepsilon(\phi) = \frac{\varepsilon(f)}{b - c},$$

$$\varepsilon(L_1) = \frac{\varphi^2 \cdot \varepsilon^2(\phi) + \phi^2 \cdot \varepsilon^2(\varphi)}{(\varphi^2 + \phi^2)^2},$$

$$\varepsilon(B_1) = \frac{\sin^2 L_1 \cdot \varepsilon^2(\phi) + \cos^2 L_1 \cdot \varepsilon^2(L_1)}{(\sin^2 L_1 + \phi^2)^2},$$

где

$$\varphi = \cot B_1 \cdot \cos L_1, \quad \phi = \cot B_1 \cdot \sin L_1.$$

ЗАКЛЮЧЕНИЕ

Рассмотренные в работе кинематические модели широко применялись для изучения галактического вращения. В результате работ многих авторов установлено, что кинематические параметры звезд пояса Гульда имеют существенные отличия от параметров галактического вращения. В настоящее время для достаточно большого числа звезд ранних спектральных классов имеются не только высокоточные собственные движения и параллаксы, но и лучевые скорости. Это дает основание для того, чтобы выполнить исследование пространственных скоростей звезд пояса Гульда, освобожденных от галактического вращения, на основе указанных моделей с целью установления характера их собственной кинематики.

При рассмотрении линейной модели Огородникова-Милна введено понятие обобщенных постоянных Оорта. Показано, что при анализе только собственных движений звезд их использование позволяет получить представление об ориентации эллипсоида тензора деформации. С этой точки зрения важной задачей является сравнение результатов, полученных на основе пространственных скоростей звезд и на основе только собственных движений звезд.

Работа выполнена при поддержке РФФИ (грант No 02–02–16570).

СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

1. Бобылев В.В., 2000, Изв. ГАО No 214, с. 294-302.
2. Клюб (Clube, S.V.M.) 1972, MNRAS, 159, 289
3. Комерон (Comeron, F.) 1999, A&A 351, 506
4. Монт (du Mont B.) 1977, A&A 61, 127
5. ESA, 1997, The Hipparcos Catalogue, ESA SP-1200
6. Линдبلاد (Lindblad, P.O.) 2000, A&A 363, 154
7. Милн (Milne, E.A.) 1936, MNRAS 95, 560
8. Миямото, Сома (Miyamoto, M., Soma M.) 1993, AJ 105, 691
9. Миямото, Чжу (Miyamoto, M., Zhu Z.) 1998, AJ 115, 1483
10. Огородников К.Ф., 1932, Астрон. ж. 4, 190
11. Огородников К.Ф., 1965, Динамика звездных систем. М: Физматгиз, 627 с.
12. Палоуш (Palous J.) 1997, In: Vondrak J., Capitane N.(eds) Reference System and Frames in the Space Era: Present and Future Astrometric Programmes. Prague, p. 157
13. Паренаго П.П., 1954, Курс звездной астрономии, М., 476 с.
14. Паренаго П.П., 1950, Астрон. ж., 27, 150
15. Паренаго П.П., 1951, Исследование пространственных скоростей звезд, Тр. ГАИШ, т. 20, с. 26-80.
16. Седов Л.И., 1970, Механика сплошной среды, т 1, М.: Наука, 492 с.
17. Торра и др. (Torra J., Fernandez D., Figueras F.) 2000, A&A 359, 82
18. Трамплер, Уивер (Trumpler R.J., Weaver H.F.) 1953, Statistical Astronomy (Univ. of Calif. Press, Berkely)
19. Огородников К.Ф., 1952, сб.:Вопросы космогонии, М: АН СССР, с. 150-191.
20. Кочин Н.Е., 1937, Векторное исчисление и начала тензорного исчисления, 456 с.
21. Бобылев В.В., 2000, Изв. ГАО No 214, с. 209-226.
22. Бобылев В.В., 2000, Изв. ГАО No 214, с. 275-285.
23. Корн Г. и Т.Корн., 1968, Справочник по математике, М.: Наука, 720 с.

GULD'S BELT KINEMATICS, PART I: KINEMATICAL MODELES Bobilev V.V.

Summary

Two kinematical modeles: Ogorodnikov-Milne model and statistical approach in the first part of this paper have been considered. In both modeles the unknown kinematical parameters from common solution with parallaxes, radial velocities and proper motions of the stars must be determined. Investigation of the Guld's Belt kinematics will be made in the second part of this paper with use both considered kinematical modeles.

КИНЕМАТИКА ЗВЕЗД ПОЯСА ГУЛЬДА, ЧАСТЬ II: ПРАКТИЧЕСКИЕ РЕЗУЛЬТАТЫ

Бобылев В.В.

На основе данных каталога *Hipparcos* в сочетании с опубликованными к настоящему времени лучевыми скоростями звезд выполнен кинематический анализ звезд-гигантов в широком диапазоне спектральных классов, расположенных на расстояниях $0.2 < r < 0.666$ кпк. Показано, что кинематические параметры звезд спектральных классов *O* и *B* зависят от возраста звезд. Наибольшим линейным движением относительно локального центроида, задаваемого вектором из работы Денен, Бинни, 1998, обладают самые молодые звезды *OB*, которые движутся со скоростью 9.6 ± 1.1 км/с в направлении $l = 270^\circ$. При рассмотрении пространственных скоростей звезд, освобожденных от общего галактического вращения, на основе кинематической модели Огородникова-Милна установлено, что плоский *K*-эффект зависит от возраста звезд: подтверждено, что для самых молодых *OB*-звезд он является положительным и составляет $K_{xy} \cdot \bar{v} = 4.1 \pm 0.8$ км/с, обнаружено, что для старых *OB*-звезд, *AF*-звезд и *GKM*-звезд он является отрицательным и составляет $K_{xy} \cdot \bar{v} = -5.0 \pm 0.6$ км/с, $K_{xy} \cdot \bar{v} = -4.0 \pm 0.9$ км/с и $K_{xy} \cdot \bar{v} = -5.8 \pm 1.0$ км/с соответственно. Показано, что угловая скорость собственного вращения наиболее молодых *OB*-звезд вокруг оси *Z* может достигать величины $\omega_G = -18.9 \pm 5.4$ км/с/кпк при направлении на центр вращения $l_0 = 90^\circ$. В этом случае постоянные Оорта следующие: $B_G = -7.7 \pm 3.1$ км/с/кпк и $A_G = 11.2 \pm 3.1$ км/с/кпк. Знак “-” при ω_G означает, что вращение происходит в том же направлении, что и вращение Галактики. Определяющее значение на эволюцию рассматриваемого комплекса звезд имеют эффекты расширения-сжатия, на основе которых получена оценка времени жизни пояса Гульда $T \sim 60 \cdot 10^6$ лет. Выявлена эволюционная связь между поясами Гульда и Вокулера-Доллидзе.

1. МЕТОД

1.1. РАБОЧИЕ УРАВНЕНИЯ

Настоящая работа является продолжением работы автора [4] (имеется в настоящем сборнике), в которой дано описание используемых кинематических моделей: модель Огородникова-Милна и статистический метод. Все ссылки на формулы относятся к формулам первой части (т.е. к формулам работы [4]).

1.2. УЧЕТ ГАЛАКТИЧЕСКОГО ВРАЩЕНИЯ

Учет галактического вращения проводится с использованием найденных в работе автора [3] средних значения постоянных Оорта: $A = 13.9 \pm 0.7$ км/с/кпк и $B = -13.0 \pm 0.5$ км/с/кпк на основе модели Оорта-Линдблада:

$$\begin{aligned}V_r &= Ar \sin 2(l - l_0) \cos^2 b, \\kr\mu_l \cos b &= (Ar \cos 2(l - l_0) + Br) \cos b, \\kr\mu_b &= -(Ar \sin 2(l - l_0)) \sin b \cos b.\end{aligned}$$

Выполнен также учет галактического вращения вторым способом, с использованием найденных в работе автора [3] параметров кривой вращения Галактики $\omega_0 = -28.6 \pm 0.7$ км/с/кпк, $\omega'_0 = 4.50 \pm 0.18$ км/с/кпк² и $\omega''_0 = -1.54 \pm 0.33$ км/с/кпк³, при расстоянии от Солнца до центра Галактики равным $R_0 = 7.1$ кпк. Результаты, полученные двумя способами настолько близки, что в настоящей работе мы приводим результаты, полученные только на основе первого указанного метода.

1.3. РАБОЧИЕ МАССИВЫ ДАННЫХ

Из каталога Hipparcos [7] взяты следующие астрометрические данные: экваториальные координаты, параллаксы, собственные движения звезд и их ошибки. Лучевые скорости взяты из компиляции Барбье-Броссат, Фигон [1]. Используются одиночные звезды — отброшены астрометрические орбитальные двойные, отмеченные символом “O” в каталоге [1]. Используются только те звезды, которые одновременно имеют лучевые скорости, параллаксы и собственные движения.

Для всех рассматриваемых в настоящей работе звезд общим является ограничение на модуль остаточных скоростей $|V_{UVW}| < 60$ км/с. Звезды OB разделены на три группы по $B-V$ и M_V , приблизительно в зависимости от их возраста. Эти группы мы обозначаем OB(t3), OB(t2) и OB(t1).

Группа наиболее молодых OB-звезд, OB(t3): $M_V \leq -2.95^m$, $B-V < 0.0^m$, $\pi > 1.5$ мс ($r \leq 0.666$ кпк), $\epsilon_\pi / \pi \leq 0.3$. Из-за малого количества таких звезд, в группу OB(t3) включены звезды всех классов светимости. Группа OB-звезд, имеющих средний возраст, для которой используется обозначение OB(t2): $-0.75 < M_V \leq -2.95^m$, $5.0 \geq \pi > 1.5$ мс ($0.2 < r \leq 0.666$ кпк), $\epsilon_\pi / \pi \leq 0.8$. На диаграмме Герцшпрунга-Рассела положение звезд главной последовательности может быть задано полиномом, эмпирически найденным в работе Михаласа и др. [11] $M_V = 11.87(B-V) - 10.41(B-V)^2 + 4.83(B-V)^3$. В группу OB(t2) отобраны звезды, лежащие выше на 3.0^m и ниже на 1.0^m этой линии.

Группа старых OB-звезд, обозначаемых OB(t1): $M_V \geq -0.75^m$, $B-V < 0.7^m$, $5.0 \geq \pi > 1.5$ мс ($0.2 < r \leq 0.666$ кпк), $\epsilon_\pi / \pi \leq 0.8$. В группу OB(t1) не включены звезды, лежащие на 0.5^m ниже главной последовательности. В группу звезд OB(t2), OB(t1), AF и GKM не включены звезды с классами светимости IV и V.

Группа AF-звезд: $M_V \geq 1.2^m$, $0.0 < B-V < 0.7^m$, $5.0 \geq \pi > 1.5$ мс ($0.2 < r \leq 0.666$ кпк), $\epsilon_\pi / \pi \leq 0.4$. В группу AF включены звезды, лежащие на 0.5^m выше главной последовательности.

Группа GKM-звезд: $-6.0 > M_V \geq -1.2^m$, $0.1 < B-V < 1.2^m$, $5.0 \geq \pi > 1.5$ мс ($0.2 < r \leq 0.666$ кпк), $\epsilon_\pi / \pi \leq 0.4$, $|b| < 80^\circ$. В группу GKM-звезд входят гиганты, лежащие существенно выше линии нормальных гигантов III класса светимости.

На Рис. 1 показано положение избранных нами звезд на диаграмме Герцшпрунга-Рассела. На Рис. 2 даны прямоугольные галактические координаты X, Y, Z рассматриваемых звезд.

2. РЕЗУЛЬТАТЫ

Решение уравнений (8-10) выполнено в два этапа:

1. На первом этапе были получены кинематические параметры галактического вращения. Результаты вычислений даны в Таблице 1.

2. На втором этапе лучевые скорости и собственные движения звезд были исправлены за общее галактическое вращение. Результаты вычислений даны в Таблице 2.

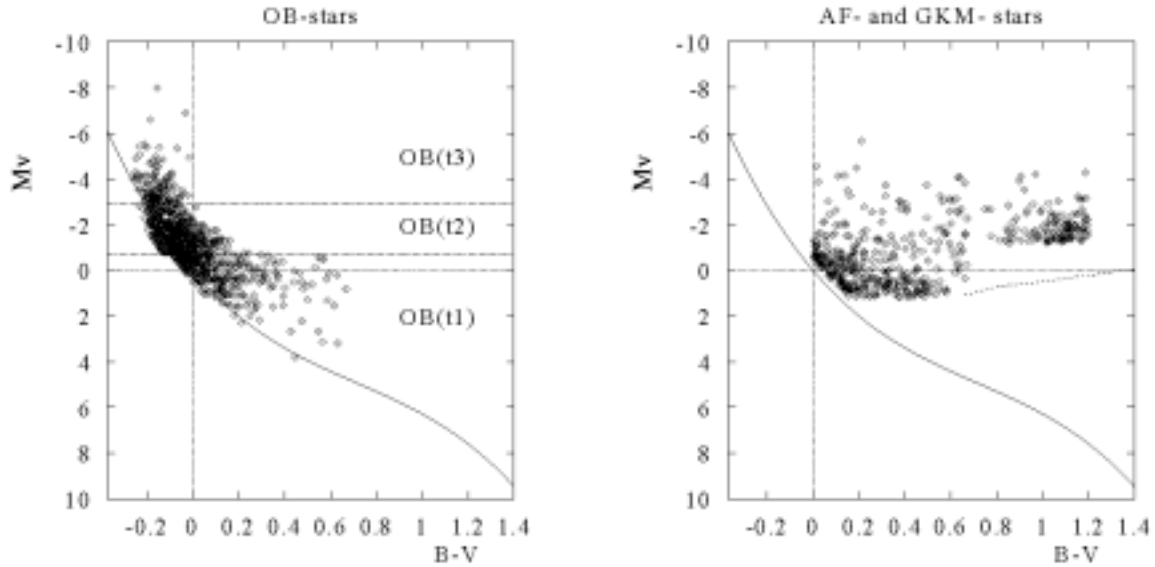


Рис. 1. Диаграммы Герцшпрунга-Рассела. Слева для OB-звезд, справа для AF- и GKM-звезд, указано положение звезд главной последовательности, на правом графике отмечено местонахождение нормальных гигантов III-го класса светимости.

В Таблице 1 даны: компоненты пекулярной скорости Солнца u_{\odot} , v_{\odot} , w_{\odot} , вычисленные на их основе модуль пекулярной скорости Солнца V_{\odot} и координаты апекса Солнца L_{\odot} , B_{\odot} , девять компонент матрицы смещений M и вычисленные на их основе компоненты тензора деформации M^T (соотношения (3)), диагональные компоненты тензора деформаций совпадают с диагональными компонентами матрицы смещений), три компоненты вектора вращения M^r (формула (15)), величина C_{xy} (формула (21)), величина плоского K -эффекта (формула (21)), уклонение вертекса l_{xy} и l'_{xy} , вычисленные по формулам (26) и (27),

В Таблице 2 дополнительно даны корни векового уравнения $\lambda_{1,2,3}$ (уравнение (11)) и координаты осей тензора деформаций $L_{1,2,3}$ и $B_{1,2,3}$, вычисленные в соответствии с формулами (12), упорядоченные в соответствии с корнями $\lambda_{1,2,3}$. При этом корни упорядочены таким образом, что корень λ_1 определяет ось X , корень λ_2 определяет ось Y , корень λ_3 определяет ось Z . В последних строках Таблицы 2 даны координаты осей эллипсоида остаточных скоростей и дисперсии вдоль главных осей эллипсоида остаточных скоростей, $l_{1,2,3}$, $b_{1,2,3}$ и $\sigma_{1,2,3}$, полученные статистическим методом (см. часть I [4]). В данном случае остаточные скорости освобождены как от пекулярной скорости Солнца, так и от общего вращения Галактики.

В Таблицах 1 и 2 для компонент тензоров деформации и вращения указаны соответствующие величины обобщенных постоянных Оорта: A_{xy} , B_{xy} , C_{xy} , A_{yz} , B_{yz} , C_{yz} , A_{zx} , B_{zx} , C_{zx} , (подробнее см. п.2.3 первой части [4]).

В Таблице 2 величины $\Omega_x, \Omega_y, \Omega_z$ обозначают проекции вектора угловой скорости собственного вращения звезд пояса Гульда, или, в более широком понимании Местной Системы Звезд, т.е. вращения, происходящего помимо общего вращения Галактики.

На Рис. 4-6 показаны остаточные пространственные скорости OB-звезд U, V, W , в зависимости от координат X, Y и Z . Указанные скорости освобождены от пекулярного движения Солнца и от общего вращения Галактики. На этих рисунках нанесены найденные в результате решения уравнений (8-10) зависимости — тангенс угла наклона каждой линии равен соответствующему элементу матрицы смещений M .

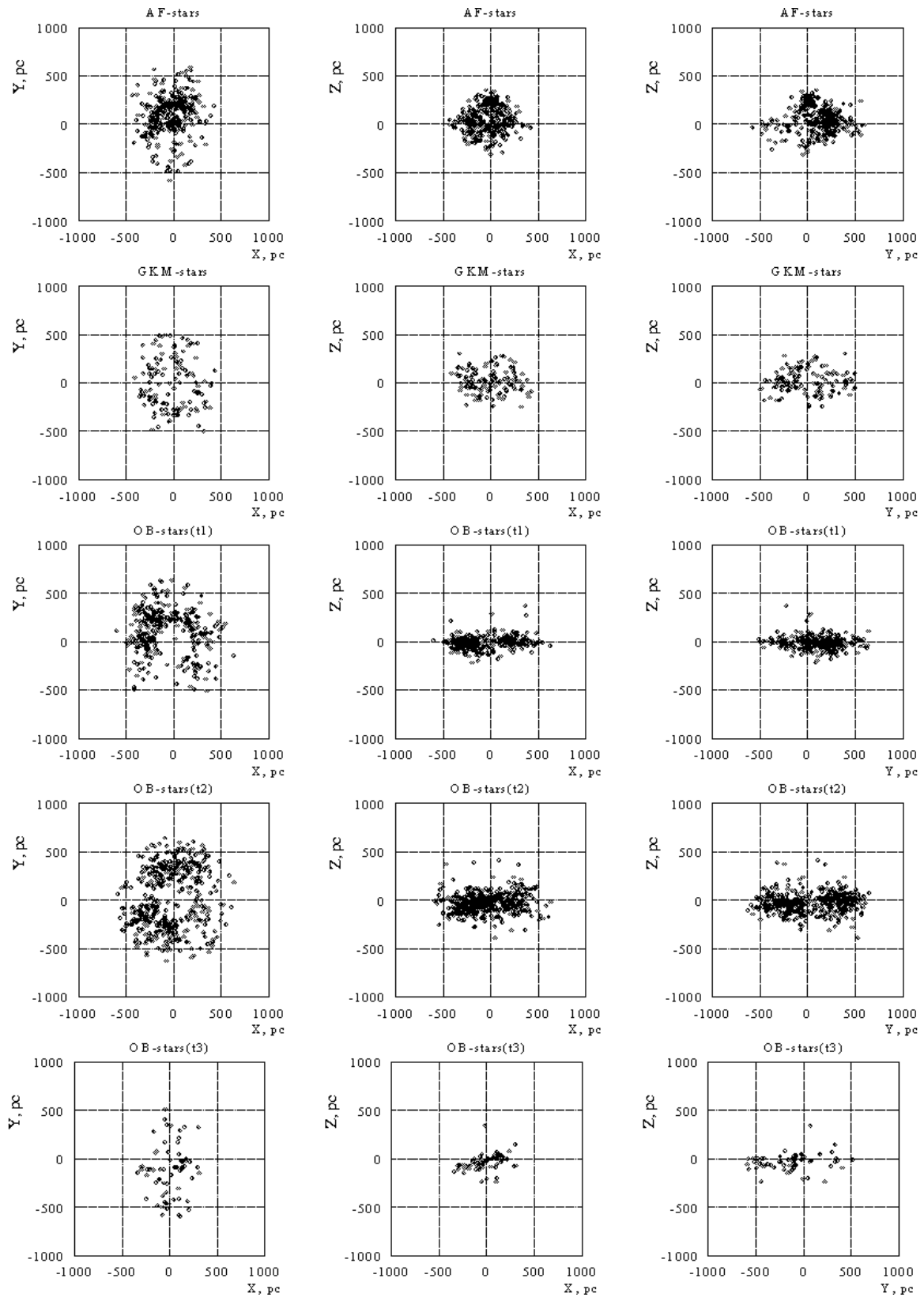


Рис. 2. Галактические прямоугольные координаты OB-, AF- и GKM-звезд, в парсеках.

Таблица 1. Кинематические параметры галактического вращения, найденные на основе звезд OB, AF и GKM. Скорости u_{\odot} , v_{\odot} , w_{\odot} и V_{\odot} даны в км/с, Компоненты матриц M , величины A , B , C , K и $\lambda_{1,2,3}$ даны в км/с/кпк, величины L_{\odot} , B_{\odot} , l_{xy} , l'_{xy} , b_{yz} и b_{zx} даны в градусах.

SP:	OB(t3)	OB(t2)	OB(t1)	GKM	AF
N_*	71	449	322	124	336
\bar{r} , кпк	0.240	0.361	0.325	0.315	0.274
B-V	-0.158	-0.071	0.122	1.032	0.269
M_V	-3.839	-1.607	0.132	-1.974	-0.443
u_{\odot}	12.5 _(0.9)	13.4 _(0.5)	10.0 _(0.7)	12.1 _(1.1)	13.0 _(1.0)
v_{\odot}	14.9 _(0.9)	13.0 _(0.5)	9.2 _(0.7)	10.2 _(1.1)	11.3 _(1.0)
w_{\odot}	7.7 _(0.9)	8.0 _(0.5)	5.3 _(0.7)	8.6 _(1.1)	5.9 _(1.0)
V_{\odot}	20.9 _(0.9)	20.3 _(0.5)	14.6 _(0.7)	18.0 _(1.1)	18.2 _(1.0)
L_{\odot}	50.0 _(2.6)	44.2 _(1.4)	42.9 _(2.9)	40.2 _(3.8)	41.1 _(3.3)
B_{\odot}	21.6 _(2.5)	23.1 _(1.4)	21.3 _(2.9)	28.5 _(3.8)	19.1 _(3.3)
M_{11}	21.8 _(5.4)	-8.8 _(1.8)	-14.2 _(2.5)	-33.5 _(5.1)	-36.0 _(5.2)
M_{12}	23.4 _(3.1)	32.3 _(1.5)	41.1 _(2.7)	31.1 _(4.1)	38.0 _(4.2)
M_{13}	-19.9 _(10.8)	-15.1 _(4.6)	41.6 _(9.7)	-21.2 _(8.8)	-17.2 _(6.1)
M_{21}	-18.0 _(5.4)	-1.8 _(1.8)	6.1 _(2.4)	-6.5 _(5.1)	-4.0 _(5.2)
M_{22}	12.7 _(3.1)	-3.2 _(1.5)	-16.8 _(2.7)	-3.4 _(4.1)	6.8 _(4.2)
M_{23}	-0.9 _(10.2)	-9.9 _(4.6)	-15.5 _(9.7)	-13.7 _(8.7)	-3.0 _(6.0)
M_{31}	-1.8 _(5.3)	-0.1 _(1.8)	-0.8 _(2.4)	3.9 _(5.1)	7.2 _(5.2)
M_{32}	1.9 _(3.1)	1.2 _(1.5)	-0.5 _(2.7)	2.1 _(4.1)	-0.5 _(4.2)
M_{33}	11.8 _(10.1)	4.0 _(4.5)	11.6 _(9.7)	11.0 _(8.7)	-12.2 _(6.0)
$M_{12}^+ \equiv A_{xy}$	2.7 _(3.1)	15.2 _(1.2)	23.6 _(1.8)	12.3 _(3.3)	17.0 _(3.3)
$M_{32}^+ \equiv A_{yz}$	0.5 _(5.3)	-4.4 _(2.4)	-8.0 _(5.0)	-5.8 _(4.8)	-1.7 _(3.7)
$M_{13}^+ \equiv A_{zx}$	-10.8 _(6.0)	-7.6 _(2.5)	20.4 _(5.0)	-8.6 _(5.1)	-5.0 _(4.0)
$M_{21}^- \equiv B_{xy}$	-20.7 _(3.1)	-17.0 _(1.2)	-17.5 _(1.8)	-18.8 _(3.3)	-21.0 _(3.3)
$M_{32}^- \equiv B_{yz}$	1.4 _(5.3)	5.5 _(2.4)	7.5 _(5.0)	7.9 _(4.8)	1.3 _(3.7)
$M_{13}^- \equiv B_{zx}$	-9.1 _(6.0)	-7.5 _(2.5)	21.2 _(5.0)	-12.6 _(5.1)	-12.2 _(4.0)
C_{xy}	4.6 _(3.1)	-2.8 _(1.2)	1.3 _(1.8)	-15.0 _(3.3)	-21.4 _(3.3)
C_{yz}	0.5 _(5.3)	-3.6 _(2.4)	-14.2 _(5.0)	-7.2 _(4.8)	9.5 _(3.7)
C_{zx}	-5.0 _(5.7)	6.4 _(2.4)	12.9 _(5.0)	22.3 _(5.1)	11.9 _(4.0)
K_{xy}	+17.3 _(3.1)	-6.0 _(1.2)	-15.5 _(1.8)	-18.5 _(3.3)	-14.6 _(3.3)
l_{xy}	-30 ₍₁₇₎	5 ₍₂₎	-2 ₍₂₎	25 ₍₅₎	26 ₍₄₎
l'_{xy}	40 ₍₆₎	15 ₍₆₎	19 ₍₁₉₎	-43 ₍₁₎	43 ₍₁₎
b_{yz}	-22	-20 ₍₁₂₎	-30 ₍₉₎	-25 ₍₁₅₎	40 ₍₁₁₎
b_{zx}	-12	20 ₍₇₎	-16 ₍₆₎	34 ₍₆₎	34 ₍₉₎

Таблица 2. Кинематические параметры, найденные на основе звезд OB, AF и GKM с учетом вращения Галактики. Компоненты матрицы M , а также величины A , B , C , K_{xy} и $\lambda_{1,2,3}$ даны в км/с/кпк, дисперсии остаточных скоростей $\sigma_{1,2,3}$ даны в км/с, величины $L_{1,2,3}$, $B_{1,2,3}$, $l_{1,2,3}$, $b_{1,2,3}$, l'_{xy} и l'_{xy} даны в градусах.

SP:	OB(t3)	OB(t2)	OB(t1)	GKM	AF
N_*	71	449	322	124	336
\bar{r} , кпк	0.240	0.361	0.325	0.315	0.274
M_{11}	21.8 _(5.4)	-8.8 _(1.8)	-14.2 _(2.5)	-33.5 _(5.1)	-36.0 _(5.2)
M_{12}	-3.5 _(3.1)	5.4 _(1.5)	14.2 _(2.7)	4.2 _(4.1)	11.1 _(4.2)
M_{13}	-19.9 _(10.8)	-15.1 _(4.6)	41.6 _(9.7)	-21.2 _(8.8)	-17.2 _(6.1)
M_{21}	-18.9 _(5.4)	-2.7 _(1.8)	5.2 _(2.4)	-7.4 _(5.1)	-4.9 _(5.2)
M_{22}	12.7 _(3.1)	-3.2 _(1.5)	-16.8 _(2.7)	-3.4 _(4.1)	6.8 _(4.2)
M_{23}	-0.9 _(10.2)	-9.9 _(4.6)	-15.5 _(9.7)	-13.7 _(8.7)	-3.0 _(6.0)
M_{31}	-1.8 _(5.3)	-0.1 _(1.8)	-0.8 _(2.4)	3.9 _(5.1)	7.2 _(5.2)
M_{32}	1.9 _(3.1)	1.2 _(1.5)	-0.5 _(2.7)	2.1 _(4.1)	-0.5 _(4.2)
M_{33}	11.8 _(10.1)	4.0 _(4.5)	11.6 _(9.7)	11.0 _(8.7)	-12.2 _(6.0)
A_{xy}	-11.2 _(3.1)	1.3 _(1.2)	9.7 _(1.8)	-1.6 _(3.3)	3.1 _(3.3)
A_{yz}	0.5 _(5.3)	-4.4 _(2.4)	-8.0 _(5.0)	-5.8 _(4.8)	-1.7 _(3.7)
A_{zx}	-10.8 _(6.0)	-7.6 _(2.5)	20.4 _(5.0)	-8.6 _(5.1)	-5.0 _(4.0)
B_{xy} (Ω_z)	-7.7 _(3.1)	-4.0 _(1.2)	-4.5 _(1.8)	-5.8 _(3.3)	-8.0 _(3.3)
B_{yz} (Ω_x)	1.4 _(5.3)	5.5 _(2.4)	7.5 _(5.0)	7.9 _(4.8)	1.3 _(3.7)
B_{zx} (Ω_y)	-9.1 _(6.0)	-7.5 _(2.5)	21.2 _(5.0)	-12.6 _(5.1)	-12.2 _(4.0)
C_{xy}	4.6 _(3.1)	-2.8 _(1.2)	1.3 _(1.8)	-15.0 _(3.3)	-21.4 _(3.3)
C_{yz}	0.5 _(5.3)	-3.6 _(2.4)	-14.2 _(5.0)	-7.2 _(4.8)	9.5 _(3.7)
C_{zx}	-5.0 _(5.7)	6.4 _(2.4)	12.9 _(5.0)	22.3 _(5.1)	11.9 _(4.0)
K_{xy}	+17.3 _(3.1)	-6.0 _(1.2)	-15.5 _(1.8)	-18.5 _(3.3)	-14.6 _(3.3)
l_{xy}	11 ₍₇₎	32 ₍₁₁₎	-4 ₍₅₎	-42 ₍₆₎	41 ₍₄₎
l'_{xy}	-22 ₍₁₂₎	-30 ₍₁₃₎	33 ₍₁₅₎	-6 ₍₁₂₎	-19 ₍₁₆₎
L_1, B_1	151, 24	185, -12	320, -25	5, 11	356, 11
L_2, B_2	268, -45	283, -16	57, -13	98, 16	146, -13
L_3, B_3	223, 55	222, 59	352, 62	241, 71	85, 84
λ_1	33.6	-12.3	-34.3	-35.3	-37.2
λ_2	11.7	-4.8	-8.1	-4.8	-11.5
λ_3	1.0	9.2	23.0	14.3	7.2
l_1, b_1	136, -12	58, 0	1, 7	22, -7	21, 2
l_2, b_2	230, -21	148, -1	92, 4	115, -21	111, -3
l_3, b_3	198, 65	176, 89	215, 82	95, 68	142, 86
σ_1	8.3 _(2.5)	10.4 _(2.4)	13.2 _(2.9)	15.2 _(4.2)	19.2 _(3.7)
σ_2	6.7 _(2.5)	8.8 _(2.4)	9.9 _(2.9)	9.4 _(4.2)	10.7 _(3.7)
σ_3	4.1 _(2.4)	5.9 _(2.3)	6.2 _(2.8)	4.2 _(4.1)	8.8 _(3.7)

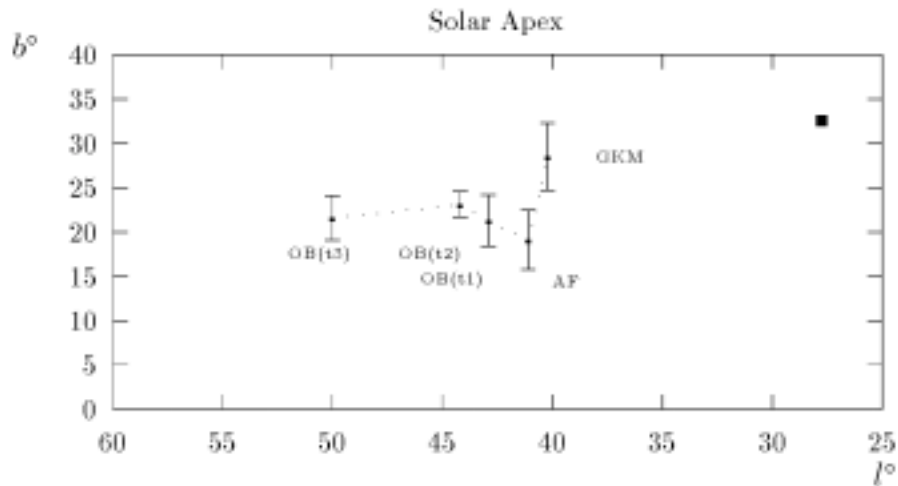


Рис. 3. Координаты апекса Солнца. В верхнем углу отмечен апекс, вычисленный нами по результатам работы Денен, Бинни [6].

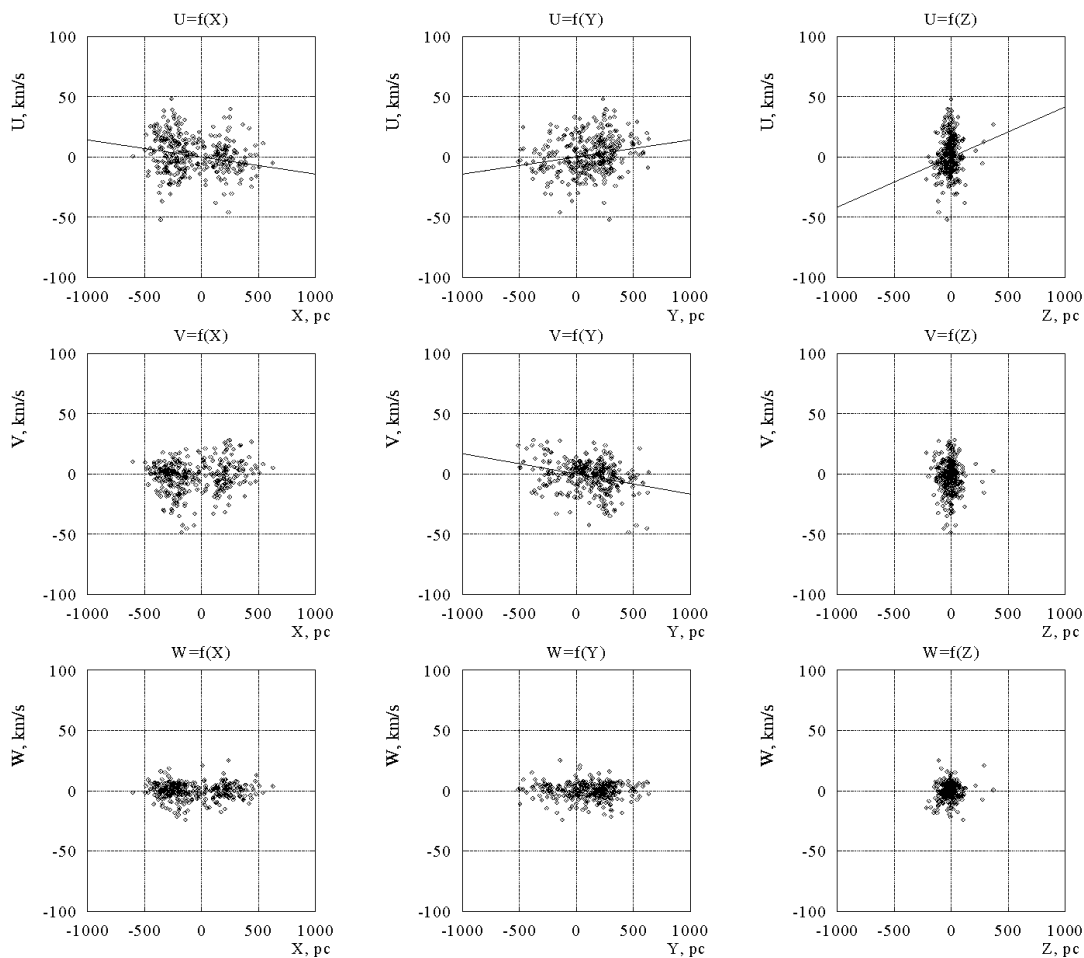


Рис. 4. Зависимость остаточных пространственных скоростей $OB(t1)$ -звезд, U, V, W (освобождены от пекулярного движения Солнца и общего вращения Галактики) от координат X, Y и Z .

Значения элементов матрицы M взяты из Таблицы 2, линии нанесены в том случае, если зависимость найдена значимой. Например, для графика $U=f(X)$, тангенс угла наклона линии равен M_{11} и т.д.

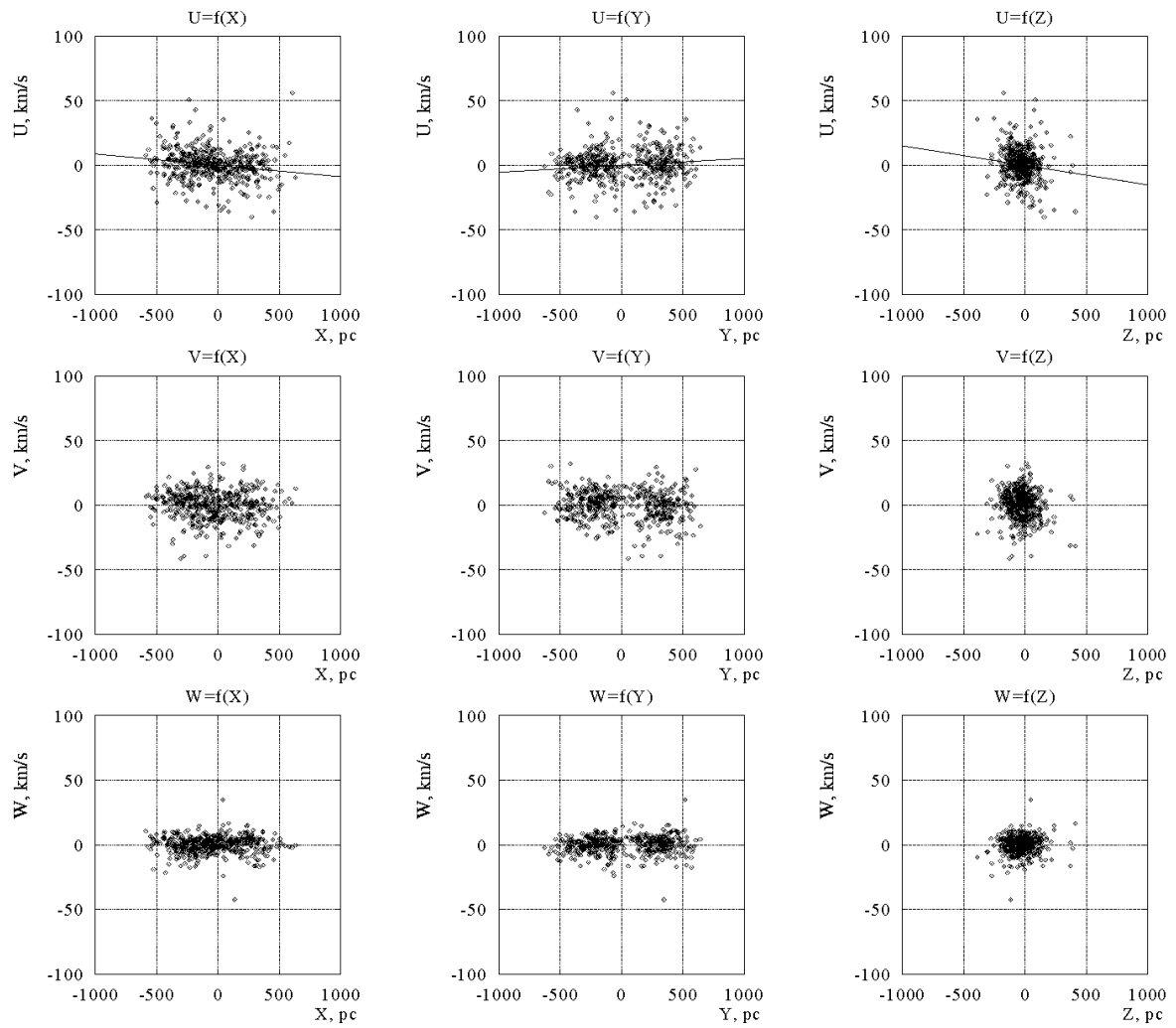


Рис. 5. Зависимость остаточных пространственных скоростей $OB(t_2)$ -звезд, U, V, W (освобождены от пекулярного движения Солнца и общего вращения Галактики) от координат X, Y и Z .

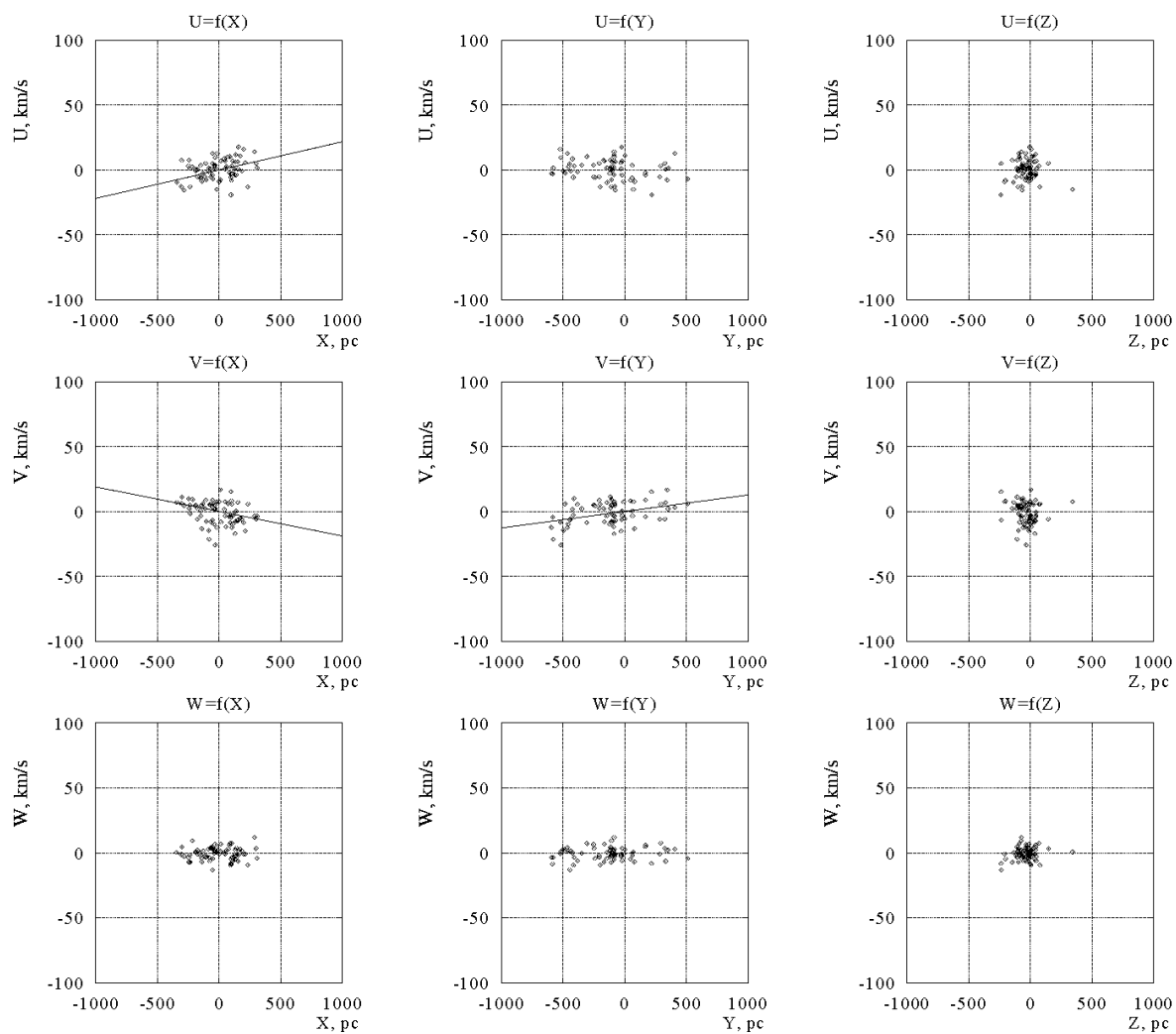


Рис. 6. Зависимость остаточных пространственных скоростей $OB(t_3)$ -звезд, U, V, W (освобождены от пекулярного движения Солнца и общего вращения Галактики) от координат X, Y и Z .

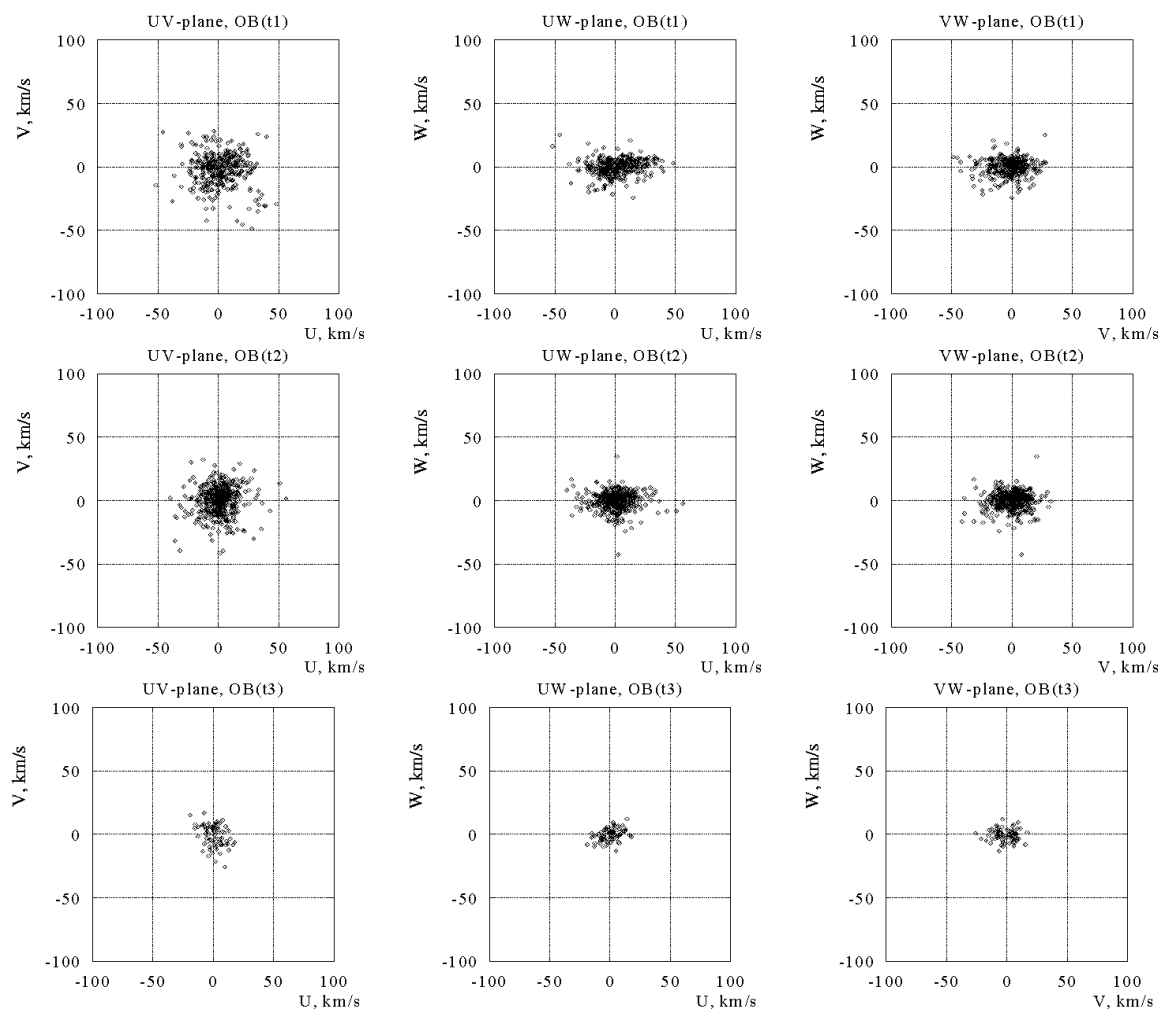


Рис. 7. Остаточные пространственные скорости, U, V, W , OB-звезд в трех плоскостях UV, UW и VW.

3. ОБСУЖДЕНИЕ РЕЗУЛЬТАТОВ

3.1. ЛИНЕЙНОЕ ДВИЖЕНИЕ ЗВЕЗД

Полученные нами координаты апекса Солнца, по данным Таблицы 1, показаны на Рис. 3. На рисунке также отмечен апекс пекулярной скорости Солнца относительно локального центроида, который вычислен нами по результатам работы Денен, Бинни [6]: $(u_{\odot}, v_{\odot}, w_{\odot}) = (10.0 \pm 0.3, 5.3 \pm 0.6, 7.2 \pm 0.4)$ км/с, следовательно, $V_{\odot} = 13.4$ км/с, $L_{\odot} = 28^{\circ}$, $B_{\odot} = 32^{\circ}$. Этот апекс интересен тем, что компоненты $(u_{\odot}, v_{\odot}, w_{\odot})$ получены в работе [6] в качестве предельного случая при кинематическом анализе близких звезд каталога Hipparcos различных спектральных классов, принадлежащих главной последовательности. Этот апекс в наибольшей степени является характеристикой пекулярного движения Солнца относительно условной точки, которая участвует только во вращении вокруг центра Галактики. С другой стороны, этот апекс парадоксален тем, что звезды всех спектральных классов отстают от него (см., например, работу автора [5]). Поэтому, из сравнения движения какой-либо группы звезд относительно апекса Денен, Бинни, мы оцениваем максимальную скорость такого движения.

Как можно видеть из Рис. 3, апекс Солнца, полученный нами по гигантам GKM, AF и OB(t1) находится очень близко к апексу Денен, Бинни. Такое положение апекса,

особенно для GKM-звезд (см. работу автора [5]) является необычным (необычным по сравнению со звездами спектральных классов G, K, M, принадлежащих главной последовательности). В тоже время хорошо видно непрерывное удаление нанесенных точек от апекса Денен, Бинни с изменением спектрального класса. На основании этого можем заключить, что в движении рассматриваемых A-, F-, G-, K-, M- гигантов и сверхгигантов имеется тесная связь с движением O-, B- гигантов и сверхгигантов. Из Рис. 3 хорошо видно, что наибольшим движением по отношению к локальному центроиду обладают самые молодые звезды OB(t3). Движение это происходит практически по одной координате — Y(компонент v_{\otimes}). Учитывая то, что в уравнения (8-10) компоненты (u_{\otimes} , v_{\otimes} , w_{\otimes}) входят с обратным знаком, можем заключить, что движение звезд OB(t3) происходит в направлении $l=270^\circ$ со скоростью

$$\Delta v_{\otimes} = v_{\otimes}(OB(t3)) - v_{\otimes}(Dehnen) = 9.6 \pm 1.1 \text{ км/с.}$$

Как было отмечено выше, полученная величина является оценкой максимально возможной скорости линейного движения группы самых молодых звезд OB относительно локального центроида. Более осторожная оценка модуля указанного движения может быть получена из сравнения звезд OB(t3) и OB(t1), которая также является значимой и имеет величину $\Delta v_{\otimes} = v_{\otimes}(OB(t3)) - v_{\otimes}(OB(t1)) = 5.7 \pm 1.2 \text{ км/с}$. Эти величины хорошо согласуются с результатами работы автора [3], в которой на основе другой кинематической модели показано, что звезды OB, ранних классов светимости, и близкие и далекие, имеют движение относительно локального центроида, задаваемого вектором Денен, Бинни, со скоростью $\sim 10 \text{ км/с}$ в направлении $l \sim 270^\circ$.

3.2. О ВОЗРАСТЕ ЗВЕЗД

Полученные нами кинематические параметры звезд OB(t3) без учета галактического вращения (Таблица 1) необходимо сравнить с результатами работы Торра и др. [10], в которой, для наиболее молодых звезд пояса Гульда, имеющих возраст $T < 30 \cdot 10^6$ лет, расположенных на расстояниях $0.1 < r \leq 0.6$ кпк, при условиях очень близких к тем, что использованы в настоящей работе, были получены следующие величины: $A_{xy} = 5.7 \pm 1.4 \text{ км/с/кпк}$, $B_{xy} = -20.7 \pm 1.4 \text{ км/с/кпк}$ и $K_{xy} = 7.7 \pm 1.4 \text{ км/с/кпк}$. Возраст звезд в работе Торра и др. [10] определялся на основе не кинематического метода, а с привлечением данных фотометрии Стремгрена. Это сравнение показывает, что возраст отобранного нами массива звезд OB(t3) составляет $T < 30 \cdot 10^6$ лет.

3.3. K-ЭФФЕКТ

На примере OB-звезд отчетливо видно, что плоский K-эффект является функцией времени. При этом, как у звезд OB(t3), так и у звезд OB(t1) значимыми являются две исходные для получения величины K-эффекта величины M_{11} и M_{22} (см. формулу (18)). У звезд GKM и AF большая величина K-эффекта целиком определяется величиной M_{11} . Как видно из Таблицы 2, величина M_{11} является единственной значимой для звезд GKM и AF. Широко известно, что наиболее молодые звезды OB имеют положительный плоский K-эффект. Значимый отрицательный K-эффект у более поздних звезд обнаружен, по-видимому, впервые в настоящей работе. Отрицательный K-эффект означает, что звезды находятся в состоянии сжатия.

Возможен ли объемный K-эффект у звезд OB(t3)? Этот вопрос имеет право быть поставленным, потому, что на основе данных первой колонки Таблицы 2 можем вычислить $K_{xyz} = (M_{11} + M_{22} + M_{33})/3 = 15.5 \pm 4.0 \text{ км/с/кпк}$. Для звезд OB(t3) имеем все три

положительные корни $\lambda_{1,2,3}=(33.6,11.7,1.0)$ км/с/кпк. Это означает, что минимальный корень $\lambda_3 = 1.0$ км/с/кпк может рассматриваться как коэффициент объемного расширения данных звезд, подобно постоянной Хаббла, подробнее см. работу Огородникова [9]. Из Таблицы 2 можем видеть, что величина $M_{33}=11.8\pm 10.1$ км/с/кпк не является значимой. Полагая, что ошибка определения каждого из корней $\lambda_{1,2,3}$ не меньше, чем ошибка определения соответствующего диагонального члена матрицы смещений, становится очевидным то, что корень $\lambda_3 = 0$. Нулевой корень означает, что определитель, составленный из элементов тензора деформаций равен нулю и это

Таблица 3. Плоский K -эффект и характерное время жизни звездной системы T .

	ОВ(t3)	ОВ(t1)	GKM	AF
$K_{xy} \cdot \bar{r}$, км/с	+4.1 _(0.8)	-5.0 _(0.6)	-5.8 _(1.0)	-4.0 _(0.9)
K_{xy} , км/с/кпк	+17.3 _(3.1)	-15.5 _(1.8)	-18.5 _(3.3)	-14.6 _(3.3)
$T \cdot 10^6$ лет	57 ₍₁₀₎	63 ₍₇₎	53 ₍₉₎	67 ₍₂₂₎

позволяет заключить, что практически имеется плоское движение, которое происходит в плоскости XY .

В Таблице 3 на основе найденной величины плоского K -эффекта вычислено характерное время жизни звездной системы T по формуле (по аналогии с использованием постоянной Хаббла, но в нашем случае в плоскости XY): $T=0.9775 \cdot 10^9 / K$ лет, здесь K выражена в км/с/кпк (см. работу Маррей [12]). Из Таблицы 3 можем видеть, что величина характерного времени жизни, связываемого с эффектами расширения–сжатия звездной системы, имеет порядок $60 \cdot 10^6$ лет, а эта величина хорошо согласуется с возрастом звезд пояса Гульда (см. работу Торра и др. [10]). В Таблицу 3 не включены звезды ОВ(t2) так как они занимают промежуточное положение между двумя однородными группами звезд ОВ(t1) и ОВ(t3).

Сравнение величины уклонения вертекса, вычисленных с учетом и без учета K -эффекта, l_{xy} и l'_{xy} , как в Таблице 1, так и в Таблице 2 показывает, что имеются существенные и значимые различия, особенно заметные у звезд AF и GKM. Величины b_{yz} и b_{zx} , по указанным в первой части причинам, лишь приблизительно согласуются с направлением оси z тензора деформации, которые даны в Таблице 2.

3.4. СОБСТВЕННОЕ ВРАЩЕНИЕ ЗВЕЗД

Прежде всего необходимо отметить, что величина $M_{21}^- = B_{xy} = \Omega_z$ не зависит от принятого направления на центр вращения, т.е. от l_o . Как можно видеть из Таблицы 2, указанная величина для всех рассмотренных групп звезд имеет отрицательный знак, который означает, что вращение вокруг галактической оси Z происходит от оси Y к X , т.е. в том же направлении, что и галактическое вращение.

Среди всех полученных нами величин ($\Omega_x, \Omega_y, \Omega_z$) значимыми являются две: $\Omega_y = +21.2 \pm 5.0$ км/с/кпк у звезд ОВ(t1) и $\Omega_z = -4.0 \pm 1.2$ км/с/кпк у звезд ОВ(t2). Вектор вращения звезд ОВ(t1) лежит в галактической плоскости XY . Эту особенность легко объяснить тем, что с течением времени этот вектор “выправился” и стал располагаться ближе к нормали, имеется в виду нормаль к галактической плоскости XY , т.е. ось Z . Действительно, во-первых, звезды ОВ(t1) и ОВ(t2) разделены промежутком времени в десятки миллионов лет, во-вторых положительное вращение Ω_y означает вращение в плоскости ZX от оси Z к X . Легко видеть, что указанная трансформация может иметь

место, если ось вращения совершает с течением времени движение к полюсу (положительный полюс вектора вращения $OB(t_1)$ движется к северному галактическому полюсу). Другими словами, это означает, что с течением времени ось вращения совершает прецессионное движение.

Представляется естественным предположение о том, что вращение звезд Пояса Гульда является дифференциальным, т.е. угловая скорость ω_G зависит от расстояния до центра вращения. В таком случае, по аналогии с галактическим вращением, угловую скорость можем описать при помощи постоянных Оорта: $\omega_G = B_G - A_G$ и $\omega'_G = B_G + A_G$. В этом случае задача сводится к изучению элементов матрицы смещений M , если учесть, что, например, для плоскости XY , в соответствии с формулами (19), справедливы соотношения: $M_{12} = -(B - A) = -\omega_z$ и $M_{21} = B + A = \omega'_z$. В данном случае задача осложнена тем, что неизвестно направление на центр вращения l_0 , а величина $A_{xy} = M_{12}^+$ зависит от l_0 . Как можно видеть из Таблицы 2, значимыми являются следующие величины: M_{21} для звезд $OB(t_3)$, M_{12} для звезд $OB(t_2)$, M_{12} и M_{13} для звезд $OB(t_1)$, полученные при $l_0=0^\circ$.

Для звезд $OB(t_1)$ наличие величины $M_{12}=14.2\pm 2.7$ км/с/кпк, полученной при $l_0=0^\circ$ (в данном случае то же, что и $l_0=180^\circ$) означает, что $\omega_G = -14.2\pm 2.7$ км/с/кпк, при этом $B_G = -4.5\pm 1.8$ км/с/кпк, $A_G = 9.7\pm 1.8$ км/с/кпк. Этот результат принципиально хорошо согласуется с результатом анализа пространственных скоростей звезд OB (основную массу звезд составили именно старые OB -звезды ранних классов светимости) на основе формул Боттлингера с учетом квадратичных членов в разложении угловой скорости (т.е. более надежным по сравнению с линейной моделью, которая применяется в настоящей работе), который выполнен автором в работе [3]. В работе [3], при $i_G=0^\circ$, $l_0=160^\circ$, $r_0=0.15$ кпк автором получены следующие величины: $\omega_G = -11.4\pm 1.7$ км/с/кпк, при этом $B_G = -9.7\pm 1.8$ км/с/кпк, $A_G = 1.7\pm 0.4$ км/с/кпк.

Анализ величины M_{21} звезд $OB(t_3)$ в зависимости от l_0 показывает, что угловая скорость собственного вращения вокруг оси Z , при направлении $l_0=90^\circ$, может достигать величины $\omega_G = -18.9\pm 5.4$ км/с/кпк, при этом $B_G = -7.7\pm 3.1$ км/с/кпк, $A_G = 11.2\pm 3.1$ км/с/кпк. В этом случае время полного оборота оказывается равным $T = 2\pi / \omega_G = 325 \cdot 10^6$ лет. Проведем анализ корней тензора деформации $\lambda_{1,2,3} = (33.6, 11.7, 1.0)$ км/с/кпк звезд $OB(t_3)$ на основе соотношений (23) в предположении о том, что первая ось направлена на центр вращения. Предположим также, что имеется и расширение-сжатие и вращение звезд. Рассмотрим плоскость xy . Так как тензор деформации находится в главных осях, то величина $C_{xy}=0$. Тогда будем иметь $\lambda_{1,2} = K_{xy} \pm A_{xy}$, отсюда получаем $K_{xy} = (\lambda_1 + \lambda_2) / 2$, $A_{xy} = (\lambda_1 - \lambda_2) / 2$, следовательно, $K_{xy} = 22.6$ км/с/кпк и $A_G = 10.9$ км/с/кпк. Принимая $B_G = -7.7$ км/с/кпк, получим $\omega_G = -18.6$ км/с/кпк. При этом направление $l_0=151^\circ$ гораздо лучше согласуется с величиной $l_0=160^\circ$, найденной автором в работе [3]. Как наличие собственного вращения ярких звезд можно интерпретировать найденную в работе Гончарова [16] зависимость на Рис. 12 пространственной компоненты U от координаты Y , с величиной $\omega_G \sim -23$ км/с/кпк. Эта величина и по знаку и по величине близка к оценкам настоящей работы.

3.5. ОРИЕНТАЦИЯ ОСЕЙ ТЕНЗОРА ДЕФОРМАЦИИ

Кроме пояса Гульда известен также пояс Вокулера-Долидзе [13,14], который образуют гиганты и сверхгиганты поздних спектральных классов. Для пояса Гульда

[10] наклон $i_G=16-20^\circ$, восходящий узел $\Omega_G=275-295^\circ$, следовательно галактические координаты северного полюса следующие: $l_G=74-70^\circ$, $b_G=185-205^\circ$. Для пояса Вокулера-Долидзе на основе работ [13,14] можем принять $i_{VD}=40^\circ$, $\Omega_{VD}=30$, $l_{VD}=300^\circ$, $b_{VD}=50^\circ$.

Анализ величин L_i, V_i , которые даны в Таблице 2, показывает, что ориентация всех трех осей тензора деформации звезд ОВ(t1) очень близка к ориентации пояса Вокулера-Долидзе. Ориентация осей тензора деформации звезд ОВ(t2) практически совпадает с ориентацией пояса Гульда. Ориентация осей тензора деформации звезд ОВ(t3) на первый взгляд кажется странной. Понять изменение ориентации осей тензора деформации от звезд ОВ(t1) к ОВ(t3) можно только признав существование вращения данных звезд. Напомним, что вектор вращения описывает вращение осей тензора деформации (см. работу Седова [15]). В предыдущем пункте было показано, что звезды ОВ обладают вращением вокруг оси Z со знаком минус, т.е. если смотреть со стороны северного галактического полюса, то вращением по часовой стрелке. Т.о., на основе анализа полученных данных (Таблица 2) можем видеть, деформации таковы, что от наиболее старых ОВ-звезд (ОВ(t1)) к наиболее молодым (ОВ(t3)) приводят к систематическому движению осей тензора деформации по часовой стрелке, если смотреть со стороны северного полюса. На основе этого мы можем сделать заключение, что по крайней мере часть деформаций связана с вращением, а не только с эффектами расширения-сжатия. Из этого следует, что вращение дифференциальное, поэтому существует постоянная Оорта A_G .

3.6. ЭЛЛИПСОИД ОСТАТОЧНЫХ СКОРОСТЕЙ ЗВЕЗД

Из динамической теории галактического вращения известно (см. работу Огородникова [8]), что во вращающейся Галактике сила Кориолиса заставляет эллипсоид остаточных скоростей Местной Системы Звезд вращаться в сторону, противоположную галактическому вращению. Скорость такого вращения можно определить согласно формуле [8]: $t-t_0 = \Delta l / 2\omega_0$. Имея для Галактики $\omega_0 = B-A = -27$ км/с/кпк, получаем, что за $\sim 3 \cdot 10^6$ лет происходит смещение на 10° .

Из Таблицы 2 можно видеть, особенно из сравнения звезд ОВ(t1) и ОВ(t2), что оси эллипсоида остаточных скоростей звезд полученных статистическим методом (последние три строки Таблицы 2) в зависимости от времени (от ОВ(t1) к ОВ(t2)) в плоскости XY смещаются против часовой стрелки, как и предсказывается теорией. Например, для направления первой оси, для звезд ОВ(t1) и ОВ(t2) имеем разницу $\Delta l_1 \approx 60^\circ$. Если объяснять данную разность кориолисовой “квазипрецессией”, необходимо заключить, что прошло $18 \cdot 10^6$ лет между двумя периодами звездообразования ОВ(t1) и ОВ(t2). Эта величина согласуется с возрастом звезд пояса Гульда. Наконец, для направления первой оси для звезд ОВ(t1) и ОВ(t3) имеем разницу $\Delta l_1 = 136^\circ$, следовательно прошло $45 \cdot 10^6$ лет между двумя периодами звездообразования ОВ(t1) и ОВ(t3). Эта величина хорошо согласуется со временем жизни пояса Гульда.

4. КИНЕМАТИЧЕСКИЙ СЦЕНАРИЙ ЭВОЛЮЦИИ ПОЯСА ГУЛЬДА

Полученные в настоящей работе кинематические параметры звезд укладываются в следующий кинематический сценарий. Облако водорода, из которого сформировались звезды пояса Гульда, $\sim 60 \cdot 10^6$ лет назад находилось в состоянии сжатия, которое происходило со скоростью $\sim 4 \div 5$ км/с при $r \sim 0.3$ кпк (отрицательный К-эффект

относительно старых звезд ОВ(t1), АF и GKM). В какое-то время, близкое к этой отметке, из внутренних частей облака происходит истечение вещества, которое продолжается вплоть до настоящего времени со скоростью $\sim 4\div 5$ км/с (положительный K-эффект молодых звезд ОВ(t3)). Ранее расположение облака можно связать с поясом Вокулера-Долидзе. Облако имеет медленное собственное вращение вокруг галактической оси Z с угловой скоростью около -20 км/с/кпк в ту же сторону, что и вращение Галактики. Современное состояние облака высвечивается наиболее молодыми звездами пояса Гульда.

ВЫВОДЫ

На основе данных каталога Hipparcos в сочетании с лучевыми скоростями звезд выполнен кинематический анализ звезд-гигантов и сверхгигантов в широком диапазоне спектральных классов, расположенных на расстояниях $0.2 < r < 0.666$ кпк. При рассмотрении пространственных скоростей звезд, освобожденных от общего галактического вращения, на основе кинематической модели Огородникова-Милна выявлен ряд интересных закономерностей.

Молодые звезды ОВ имеют заметное линейное движение относительно локального центроида, задаваемого вектором из работы Денен, Бинни [9]. Это движение не зависит от расстояния до звезд, уменьшается с возрастом звезд, а для самых молодых звезд ОВ достигает величины 9.6 ± 1.1 км/с в направлении $l=270^\circ$.

Плоский K-эффект зависит от возраста звезд: подтверждено, что для самых молодых ОВ-звезд он является положительным и составляет $K_{xy} \cdot \bar{r} = 4.1 \pm 0.8$ км/с, обнаружено, что для старых ОВ-звезд, АF- и GKM-звезд он является отрицательным и составляет $K_{xy} \cdot \bar{r} = -5.0 \pm 0.6$ км/с, $K_{xy} \cdot \bar{r} = -4.0 \pm 0.9$ км/с и $K_{xy} \cdot \bar{r} = -5.8 \pm 1.0$ км/с соответственно. Знаки означают, что самые молодые ОВ-звезды находятся в состоянии расширения, происходящего в плоскости XY, а все остальные рассматриваемые звезды находятся в состоянии сжатия, которое происходит также в плоскости XY. Линейные скорости звезд в данном случае зависят от рассматриваемого расстояния, указанные выше величины K-эффекта характеризуют границу с радиусом $r \sim 0.3$ кпк.

Показано, что ОВ-звезды имеют собственное вращение. Модуль и направление вектора данного вращения зависят от возраста звезд. Показано, что угловая скорость собственного вращения наиболее молодых ОВ-звезд вокруг галактической оси Z может достигать величины $\omega_G = -18.9 \pm 5.4$ км/с/кпк при направлении на центр вращения $l_0 = 90^\circ$. В этом случае постоянные Оорта имеют следующие величины $B_G = -7.7 \pm 3.1$ км/с/кпк и $A_G = 11.2 \pm 3.1$ км/с/кпк. Знак “-” при ω_G означает, что вращение происходит в том же направлении, что и вращение Галактики. Эта угловая скорость быстро падает с увеличением расстояния звезды от центра вращения r_0 . При $r_0 = 0.2$ кпк линейная скорость движения звезды на околосолнечном расстоянии составляет $|V| = 3.8 \pm 1.1$ км/с/кпк. Показано, что вращение старых ОВ-звезд может протекать с большей угловой скоростью, при этом вектор вращения лежит в галактической плоскости XY.

Установлен эволюционный характер изменения кинематических параметров звезд, показывающий связь между поясом Вокулера-Долидзе и поясом Гульда.

Показано, что определяющее значение на кинематическую эволюцию рассматриваемого комплекса звезд имеют эффекты расширения-сжатия, на основе которых получена оценка времени жизни пояса Гульда $T \sim 60 \cdot 10^6$ лет.

Работа выполнена при поддержке РФФИ (грант No 02–02–16570).

СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

1. Барбье-Броссат, Фигон (Barbier-Brossat, M., Figon P.) 2000, A&AS 142, 217 B
2. Бобылев В.В., 2000, Изв. ГАО No 214, с. 209–226.
3. Бобылев В.В., 2002, Определение кривой вращения звезд Пояса Гульда на основе формул Боттлингера. (настоящий сборник).
4. Бобылев В.В., 2002, Кинематика звезд Пояса Гульда, часть I: кинематические модели. (настоящий сборник).
5. Bobylev V.V., 2001, in book: “Stellar dynamics: from classic to modern”, eds. L.P.Ossipkov & I.I.Nikiforov, Proc. of Int. Conf. St.Petersburg, Russia, August 21 – 27, 2000, p. 32–35.
6. Денен, Бинни (Dehnen, W., Binney, J.) 1998, MNRAS, 298, 387
7. ESA, 1997, The Hipparcos Catalogue, ESA SP–1200
8. Огородников К.Ф., 1965, Динамика звездных систем. М: Физматгиз, 627 с.
9. Огородников К.Ф., 1952, сб.:Вопросы космогонии, М: АН СССР, с. 150–191.
10. Торра и др. (Torra J., Fernandez D., Figueras F.) 2000, A&A 359, 82
11. Михалас, Бинни (Michalac and Binney) 1981, Galactic Astronomy. – W.H.Freeman and Co, San Francisco, 597 p.
12. Маррей С.А., 1986, Векторная астрометрия. – рус. перевод: Киев, “Наукова Думка”, 324 с.
13. Долидзе М.В., 1980 Письма в АЖ, No 6, 92.
14. Долидзе М.В., 1980 Письма в АЖ, No 6, 745.
15. Седов Л.И., 1970, Механика сплошной среды, т. 1, М: Наука, 492 с.
16. Гончаров Г.А., 2002, Трехмерная структура местного рукава Галактики, настоящий сборник.

GULD'S BELT KINEMATICS, PART II: PRACTICAL RESULTS

Bobylev V.V.

Summary

The kinematics of the giants with spectral classes from OB to GKM with distances $0.2 < r < 0.666$ kpc on the base of Hipparcos data complemented with the radial velocities have been investigated. On the base of Ogorodnikov-Milne kinematics model were established that the K-effect depend from stellar ages: $K_{xy} \cdot \bar{r} = 4.1 \pm 0.8$ km/s for youngest OB-stars and $K_{xy} \cdot \bar{r} = -5.0 \pm 0.6$ km/s for oldest OB-stars. The giants AF and GKM has negative K-effect: $K_{xy} \cdot \bar{r} = -4.0 \pm 0.9$ km/s for AF-stars and $K_{xy} \cdot \bar{r} = -5.8 \pm 1.0$ km/s for GKM-stars. With residual spatial velocities of the OB-stars (the peculiar solar motion and general galactic rotation was rejected) was shown that young OB-stars rotated with angular velocities $\omega_G = -18.9 \pm 5.4$ km/s/kpc in the same direction as galactic rotation. The age of Gould Belt was estimated $T \sim 60 \cdot 10^6$ year.

КОНТРОЛЬ ИНЕРЦИАЛЬНОСТИ СИСТЕМЫ ICRS НА ОСНОВЕ КАТАЛОГОВ TRC И HIPPARCOS

Бобылев В.В.

Кинематический анализ собственных движений звезд выполнен в рамках линейной модели Огородникова–Милна. На основе каталога TRC (Tycho Reference Catalogue) определены средние величины постоянных Оорта, которые составляют: $A = 14.9 \pm 1.0$ км/с/кпк, $B = -10.8 \pm 0.3$ км/с/кпк. Компонента модели, описывающая вращение вокруг галактической оси u отлична от нуля при любых звездных величинах, является значимой, и имеет среднюю величину $M_y = M_{13}^- = -0.86 \pm 0.11$ мс/год. Обнаруженное на основе каталога Hipparcos вращение далеких ($r > 0.2$ кпк) звезд со средней угловой скоростью $M_y = -0.36 \pm 0.09$ мс/год вокруг галактической оси u , может быть объяснено как остаточное вращение каталога Hipparcos относительно внегалактической системы координат. Одной из причин такого вращения может быть неточность постоянной лунно–солнечной прецессии, принятой при создании ICRF (Ma C. et al, 1998). При этом подходе получены следующие прецессионные поправки: $\Delta p_1 = -0.50 \pm 0.13$ мс/год и $\Delta E = -0.10 \pm 0.02$ мс/год.

ВВЕДЕНИЕ

Оценка вектора остаточного вращения каталога Hipparcos [2] относительно инерциальной системы координат, вектора ω , впервые была сделана Ковалевским и др. в работе [3], где был сделан вывод о том, что каталог Hipparcos реализует инерциальную систему координат с точностью ± 0.25 миллисекунд дуги в год (ошибка определения вектора ω).

В работе автора [5] было проведено исследование системы собственных движений звезд каталога Hipparcos на базе частного случая модели Огородникова–Милна, классическим способом, с разбивкой звезд на группы в зависимости от их звездной величины. Было обнаружено, что среднее вращение всех звезд Hipparcos вокруг галактической оси u достаточно велико и составляет $M_y = -0.6 \pm 0.3$ мс/год. Эта величина указывает на то, что либо существует реальное вращение центроидов, либо имеется систематическая неточность в привязке собственных движений звезд каталога Hipparcos к внегалактическим объектам. В работе автора [6], из анализа собственных движений звезд каталога Hipparcos на основе полной линейной модели Огородникова–Милна, с использованием параллаксов звезд, для далеких ($r > 0.2$ кпк) звезд была найдена величина $M_y = -0.36 \pm 0.15$ мс/год.

В настоящей работе применяется метод определения величины M_y , отличающийся от использованного в работе автора [6] только тем, что не делается разбивка на площадки Шарлье, которая снижает точность определяемых величин, особенно по не многочисленным далеким звездам каталога Hipparcos.

Каталог TRC [4] содержит собственные движения $\sim 10^6$ звезд, является расширением системы ICRS на слабые звезды, случайные ошибки его собственных движений составляют ± 2.5 мс/год по каждой координате. Для контроля инерциальности системы ICRS, который выполняется в настоящей работе на основе кинематического метода, каталог TRC представляет большой интерес.

1. МЕТОД

В настоящей работе используется прямоугольная галактическая система координат с осями, направленными: от наблюдателя в сторону галактического центра ($l = 0^\circ$, $b = 0^\circ$, ось x), в направлении галактического вращения ($l = 90^\circ$, $b = 0^\circ$, ось y) и в направлении северного полюса Галактики ($b = 90^\circ$, ось z). Переход от экваториальных координат к галактическим осуществляется с использованием величин, рекомендованных консорциумом Hipparcos:

$$\begin{aligned}\sin b &= \cos \delta \cos \delta_{GP} \cos(\alpha - \alpha_{GP}) + \sin \delta \sin \delta_{GP}, \\ \sin(l - l_\Omega) &= \frac{\sin \delta \cos \delta_{GP} - \cos \delta \sin \delta_{GP} \cos(\alpha - \alpha_{GP})}{\cos b}, \\ \cos(l - l_\Omega) &= \frac{\cos \delta \sin(\alpha - \alpha_{GP})}{\cos b},\end{aligned}$$

где $\alpha_{GP} = 192^\circ.85948$, $\delta_{GP} = 27^\circ.12825$ и $l_\Omega = 32^\circ.93192$ есть координаты галактического полюса “GP” и галактическая долгота восходящего узла. Переход от экваториальных компонент собственных движений звезд к галактическим осуществляется по формулам

$$\begin{aligned}\mu_l \cos b &= \mu_\alpha \cos \delta \cos \phi + \mu_\delta \sin \phi, \\ \mu_b &= -\mu_\alpha \cos \delta \sin \phi + \mu_\delta \cos \phi,\end{aligned}$$

где ϕ параллактический угол, удовлетворяющий условиям:

$$\tan \phi = \frac{\cos \delta_{GP} \sin(\alpha - \alpha_{GP})}{\cos \delta \sin \delta_{GP} - \sin \delta \cos \delta_{GP} \cos(\alpha - \alpha_{GP})}, \quad \sin \phi = \frac{\cos \delta_{GP} \sin(\alpha - \alpha_{GP})}{\cos b}.$$

Рабочие уравнения в галактических координатах выглядят так:

$$\begin{aligned}\mu_l \cos b &= (X_\otimes \sin l - Y_\otimes \cos l)(1/4.74 \cdot r) - M_{32}^- \cos l \sin b - M_{13}^- \sin l \sin b + M_{21}^- \cos b \\ &+ M_{12}^+ \cos 2l \cos b - M_{13}^+ \sin l \sin b + M_{23}^+ \cos l \sin b - 0.5(M_{11}^+ - M_{22}^+) \sin 2l \cos b,\end{aligned} \quad (1)$$

$$\begin{aligned}\mu_b &= (X_\otimes \cos l \sin b + Y_\otimes \sin l \sin b - Z_\otimes \cos b)(1/4.74 \cdot r) + M_{32}^- \sin l - M_{13}^- \cos l \\ &- 0.5 M_{12}^+ \sin 2l \sin 2b + M_{13}^+ \cos l \cos 2b + M_{23}^+ \sin l \cos 2b \\ &- 0.5(M_{11}^+ - M_{22}^+) \cos^2 l \sin 2b + 0.5(M_{33}^+ - M_{22}^+) \sin 2b.\end{aligned} \quad (2)$$

Здесь X_\otimes , Y_\otimes , Z_\otimes — компоненты пекулярной скорости Солнца, $1/4.74r$ — параллактический фактор, принимая его равным единице, получаем компоненты скорости Солнца пропорциональными гелиоцентрическому расстоянию рассматриваемого центра. В настоящей работе используется именно такой подход для анализа каталогов TRC и Hipparcos. Такой подход полезен по следующим причинам: во-первых, точные параллаксы, $\epsilon_\pi/\pi < 1$, в каталоге Hipparcos известны для расстояний не дальше 1 кпк, и в нем имеется большое количество звезд с большими ошибками определения параллаксов, достаточно большая группа звезд с отрицательными параллаксами, а данный подход позволяет использовать такие звезды, во-вторых, указанный подход позволяет провести сравнение определяемых

кинематических параметров полученных при использовании каталога Hipparcos различными методами (с использованием и без использования параллаксов) с теми каталогами слабых звезд, в которых параллаксы отсутствуют (например, каталоги TRC и PUL2).

Величины $M_{12}^- = M_z$, $M_{13}^- = M_y$, $M_{23}^- = M_x$ являются компонентами вектора вращения бесконечно малой окрестности Солнца вокруг соответствующих галактических осей. Величина M_{21}^- (мс/год) связана с постоянной Оорта B (км/с/кпк) соотношением $M_{21}^- = B / 4.74$. Величины M_{12}^+ , M_{13}^+ , M_{23}^+ характеризуют деформацию типа сдвига малой околосолнечной окрестности. Величина M_{12}^+ связана с постоянной Оорта A соотношением $M_{12}^+ = A / 4.74$ в том случае, когда рассматривается плоский случай и поправка долготы, или вертекс равна нулю. Диагональные компоненты тензора деформации M_{11}^+ , M_{22}^+ и M_{33}^+ описывают общее сжатие или расширение малой окрестности Солнца вдоль соответствующих осей. Уклонение вертекса (I) в плоскости $xу$ находим в соответствии с выражением:

$$\tan 2I_{xy} = -0.5(M_{11}^+ - M_{22}^+) / M_{12}^+ = -C / A.$$

Здесь C и A есть постоянные Оорта. Уравнения (1) и (2) решаются методом наименьших квадратов совместно.

2. HIPPARCOS

По собственным движениям звезд каталога Hipparcos нами было получено решение уравнений (1–2), в котором использованы 58675 звезд при $g > 2$ кпк, даны в мс/год:

$$\begin{aligned} M_{12}^+ &= 2.90 \pm 0.09, \\ M_{21}^- &= -2.93 \pm 0.07, \\ M_{13}^+ &= -0.11 \pm 0.11, \\ M_{13}^- &= -0.36 \pm 0.09, \\ M_{23}^+ &= 0.13 \pm 0.10, \\ M_{23}^- &= -0.16 \pm 0.08, \\ M_{11}^+ - M_{22}^+ &= -1.35 \pm 0.19, \\ M_{33}^+ - M_{22}^+ &= -0.14 \pm 0.21. \end{aligned}$$

Как можно видеть из полученного нами решения, значимыми являются величины: M_{12}^+ , M_{21}^- , и $(M_{11}^+ - M_{22}^+)$, на основании которых находим $A = 13.7 \pm 0.4$ км/с/кпк, $B = -13.9 \pm 0.3$ км/с/кпк, $C = -3.2 \pm 0.5$ км/с/кпк и уклонение вертекса $I_{xy} = 7 \pm 1^\circ$. Значимой является и величина $M_{13}^- = -0.36 \pm 0.09$ км/с/кпк. Отбор звезд продиктован основной целью нашей работы, которая заключается в том, чтобы проконтролировать инерциальность системы собственных движений звезд каталога Hipparcos. Основным критерием инерциальности является отсутствие вращения. В настоящее время мы хорошо знаем, что Галактика вращается, знаем что в Галактике имеются звезды различных возрастов и спектральных классов, которые образуют различные подсистемы, а каждая из подсистем имеет свое вращение вокруг галактического центра.

С точки зрения поставленной задачи важным является следующее: найденные параметры галактического вращения – величины A и B находятся в достаточно хорошем согласии со стандартными, рекомендованными МАС, величина $(M_{11}^+ - M_{22}^+)$ не имеет отношения к вращению, значимая же величина M_{13}^- показывает, что имеется вращение всей рассмотренной совокупности звезд вокруг галактической оси y . Необходимо только понимать, что данное вращение складывается из двух частей: возможного реального вращения Местной Системы Звезд и систематического остаточного вращения системы ICRS относительно инерциальной системы координат (которая задается внегалактическими объектами, неподвижными на протяжении сотен лет).

Собственные движения звезд каталога Hipparcos, по принципу их определения, свободны от прецессии земной оси. Однако, каталог Hipparcos является расширением на оптический диапазон системы ICRF [1], которая основана на наземных наблюдениях радиоисточников средствами РСДБ. В общем случае можем записать

$$\begin{aligned} M_x &= \Omega_x + \Delta p_1 \cos l_{\text{ЭКЛ}} \cos b_{\text{ЭКЛ}} - \Delta E \cos l_{\text{ЭКВ}} \cos b_{\text{ЭКВ}}, \\ M_y &= \Omega_y + \Delta p_1 \sin l_{\text{ЭКЛ}} \cos b_{\text{ЭКЛ}} - \Delta E \sin l_{\text{ЭКВ}} \cos b_{\text{ЭКВ}}, \end{aligned}$$

здесь Ω_x и Ω_y — соответствующие проекции вектора возможного вращения Местной Системы Звезд, Δp_1 — поправка принятого значения постоянной лунно–солнечной прецессии в долготу, ΔE — сумма поправок за прецессию от планет и нуля–пункта прямых восхождений, $l_{\text{ЭКЛ}}$, $b_{\text{ЭКЛ}}$ и $l_{\text{ЭКВ}}$, $b_{\text{ЭКВ}}$ — соответствующие координаты полюсов. Для эпохи 2000.0 будем иметь

$$M_x = \Omega_x - 0.0965 \cdot \Delta p_1 + 0.4838 \cdot \Delta E, \quad (3)$$

$$M_y = \Omega_y + 0.8623 \cdot \Delta p_1 - 0.7470 \cdot \Delta E. \quad (4)$$

Полагая, что на далеких расстояниях справедливо равенство $M_x - \Omega_x = 0$, а $M_y - \Omega_y = -0.36 \pm 0.09$ мс/год содержит только прецессионные величины, из решения уравнений (3-4) получаем $\Delta p_1 = -0.50 \pm 0.13$ мс/год и $\Delta E = -0.10 \pm 0.02$ мс/год. Полагая $\Delta E = 0$, только из уравнения (4), получаем следующую оценку $\Delta p_1 = -0.42 \pm 0.10$ мс/год.

3. TRC

Результаты решения уравнений (1-2), полученные для звезд смешанного спектрального состава каталога TRC в зависимости от звездной величины (Tycho В–mag.), представлены графически на Рис. 1. В каждом интервале звездных величин, в каждом из которых использовано по $\sim 100\,000$ звезд, случайные ошибки определения всех искомым неизвестных малы и составляют $0.1 \div 0.2$ мс/год для слабых звезд. На Рис. 2 даны кинематические параметры, полученные с использованием собственных движений звезд со звездными величинами в интервале $10-11^m$ в зависимости от В–V. Как можно видеть из Рисунков 1 и 2, параметры, описывающие деформацию сдвига в плоскости yz и вращение вокруг оси x , т.е., M_{23}^+ и M_{32}^- практически равны нулю. Значимыми являются параметры, описывающие деформации сдвига в плоскостях xu , yz и вращение вокруг осей z и y . Нами вычислены средние значения $M_{21}^+ = 3.15 \pm 0.20$ мс/год и $M_{12}^- = -2.27 \pm 0.06$ мс/год как среднее из девяти результатов, полученных в

интервалах звездных величины которых слабее 9.5^m . Это дает следующие постоянные Оорта: $A = 14.9 \pm 1.0$ км/с/кпк и $B = -10.8 \pm 0.3$ км/с/кпк.

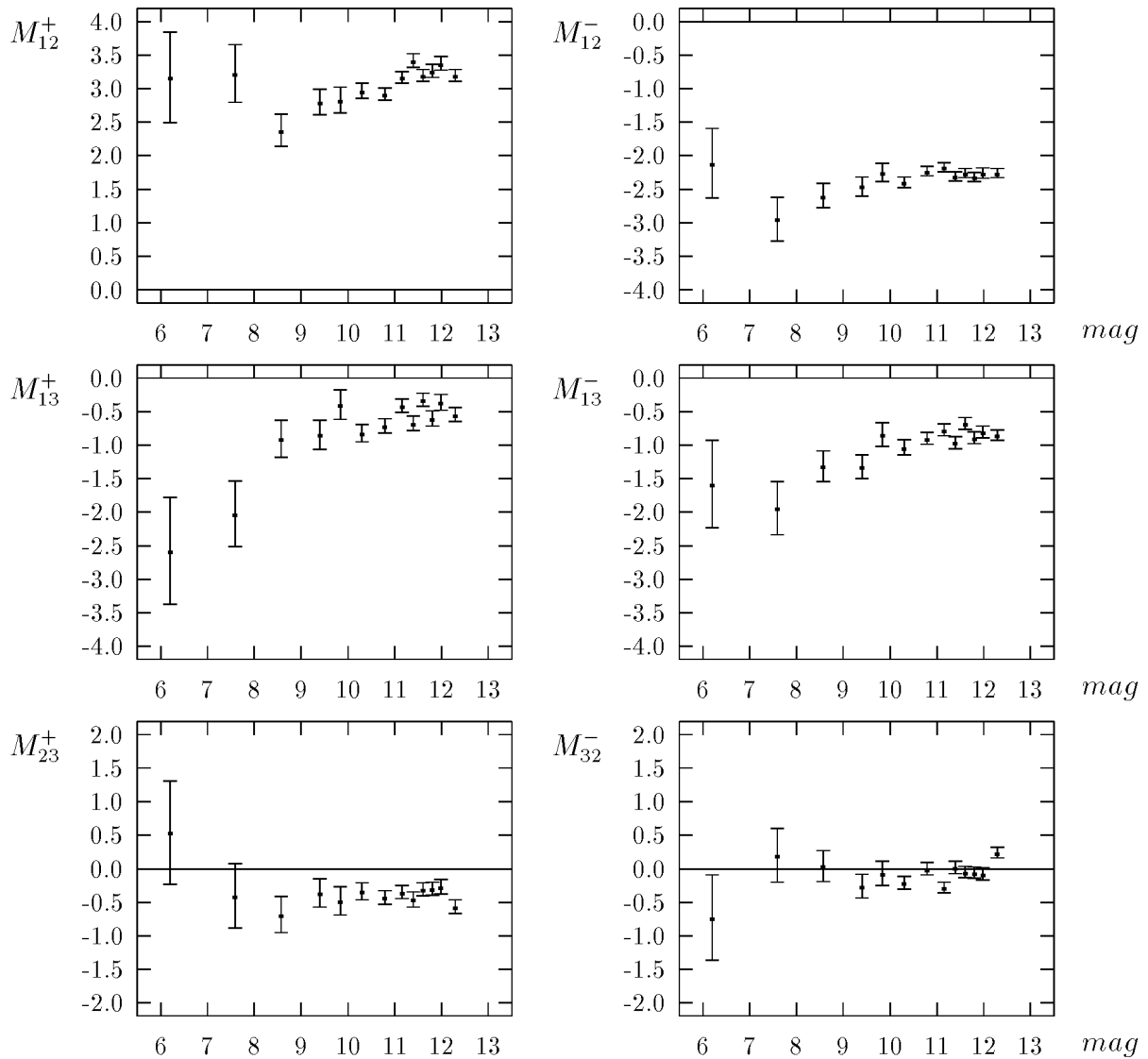


Рис. 1. Кинематические параметры, полученные на основе собственных движений звезд каталога TRC, в зависимости от звездной величины, даны в мс/год.

Величина M_{13}^- , является значимой и не равна нулю даже для самых слабых, т.е. наиболее далеких звезд каталога TRC. Для вычисления среднего значения, которое составляет $M_{13}^- = -0.86 \pm 0.11$ мс/год, нами использованы результаты, полученные в девяти интервалах звездных величин, слабее 9.5^m . Как можно видеть из Рис. 2, величина M_{13}^- близка к нулю для красных звезд ($B-V > 1.2^m$).

Уклонение вертекса, l_{xy} , полученное при разделении на звездные величины, практически равно нулю для всех интервалов звездных величин.

4. ОБСУЖДЕНИЕ РЕЗУЛЬТАТОВ

Определенные нами на основе каталога TRC средние величины постоянных Оорта $A = 14.9 \pm 1.0$ км/с/кпк, $B = -10.8 \pm 0.3$ км/с/кпк находятся в хорошем согласии с

величинами постоянных Оорта, вычисленными на основе собственных движений красных

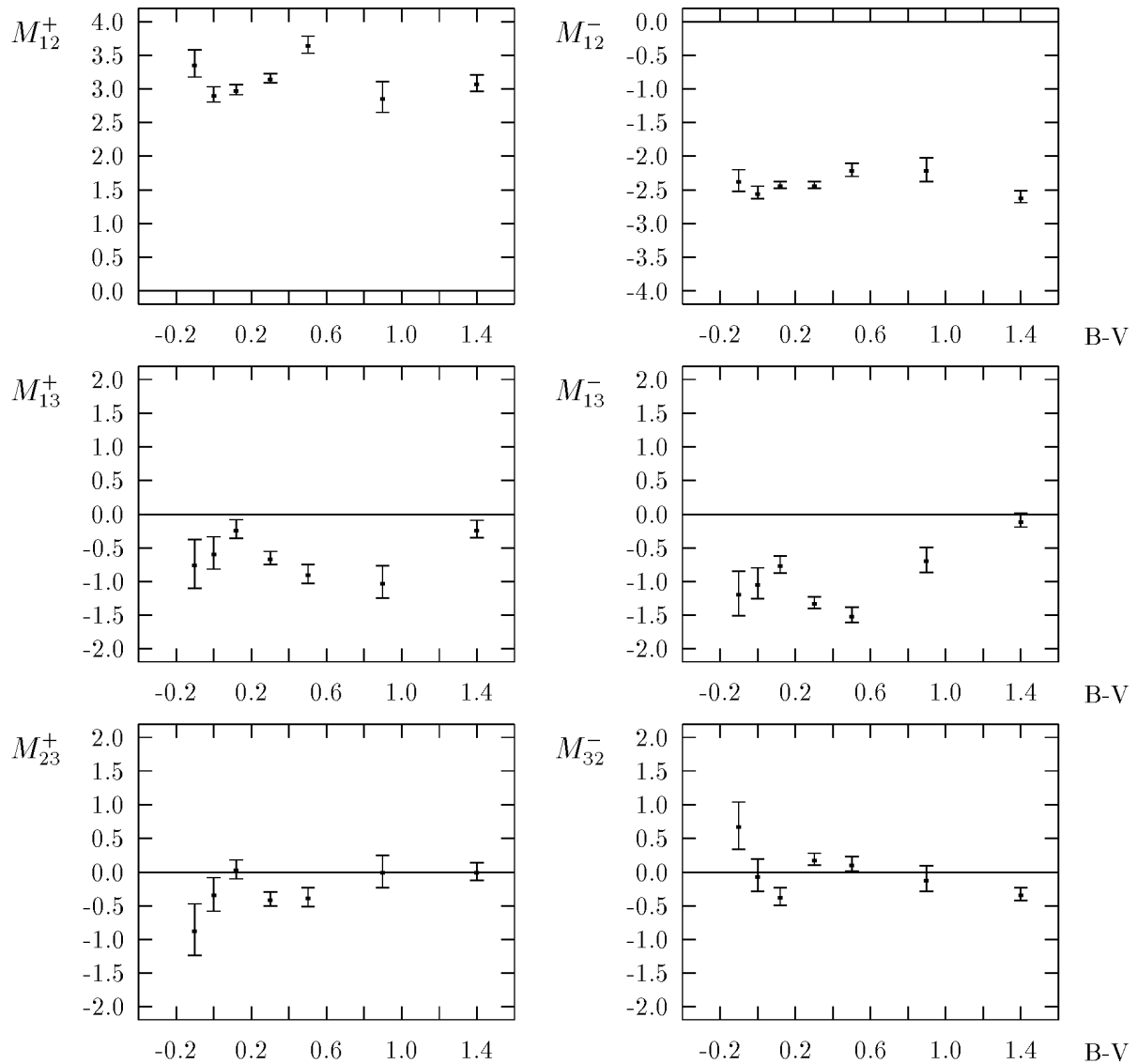


Рис. 2. Кинематические параметры (даны в мс/год) в зависимости от B-V, полученные на основе собственных движений звезд каталога TRC со звездными величинами в интервале 10-11^m.

гигантов из каталога Tycho/ACT в работе Оллинга и Денена [8]: $A = 14.2$ км/с/кпк и $B = -12.7$ км/с/кпк с ошибками порядка 2 км/с/кпк. Определенные нами на основе каталога Hipparcos величины постоянных Оорта $A = 13.7 \pm 0.4$ км/с/кпк и $B = -13.9 \pm 0.3$ км/с/кпк находятся в хорошем согласии, как с перечисленными выше величинами, так и с рекомендованными МАС в качестве стандартных.

В работе автора [6], на основе сравнения звезд каталога Hipparcos с независимыми абсолютными каталогами, были найдены компоненты вектора остаточного вращения Hipparcos относительно внегалактических источников (даны галактические компоненты): $(M_x, M_y, M_z) = (0.29 \pm 0.21, -0.65 \pm 0.28, -0.25 \pm 0.26)$ мс/год, при этом подходе были рассмотрены разности собственных движений общих звезд, тем самым исключалось влияние движений звезд, таких как вращение местной системы звезд. Компонента модели, описывающая вращение вокруг галактической оси u , полученная в

настоящей работе на основе каталога TRC, имеет величину $M_y = -0.86 \pm 0.11$ мс/год, полученная на основе каталога Hipparcos, имеет величину $M_y = -0.36 \pm 0.09$ мс/год. Близость значений всех трех величин M_y указывает, во-первых, на то, что системы каталогов Hipparcos и TRC близки, а во-вторых на то, что “прецессионное толкование” M_y реалистично.

ВЫВОДЫ

На основе каталога TRC определены средние величины постоянных Оорта: $A = 14.9 \pm 1.0$ км/с/кпк, $B = -10.8 \pm 0.3$ км/с/кпк. Компонента модели, описывающая вращение вокруг галактической оси y отлична от нуля при любых звездных величинах, является значимой, и имеет среднюю величину $M_y = -0.86 \pm 0.11$ мс/год.

Обнаруженное на основе каталога Hipparcos вращение далеких ($r > 0.2$ кпк) звезд со средней угловой скоростью $M_y = -0.36 \pm 0.09$ мс/год вокруг галактической оси y , может быть объяснено как остаточное вращение каталога Hipparcos относительно внегалактической системы координат. Одной из причин такого вращения может быть неточность постоянной лунно-солнечной прецессии, принятой при создании ICRF. При этом подходе получены следующие прецессионные поправки: $\Delta p_I = -0.50 \pm 0.13$ мс/год и $\Delta E = -0.10 \pm 0.02$ мс/год.

Работа выполнена при поддержке Российской федеральной программы “Астрономия” (проект No 1.9.2.2, 1998) и при поддержке РФФИ (грант No 02–02–16570).

СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

1. Ма и др. (Ma C. *et al.*), *Astron. J.*, v. 116, No 1711, p. 516—546.
2. ESA, 1997, *The Hipparcos Catalogue*, ESA SP–1200.
3. Ковалевский и др. (Kovalevsky J. *et al.*), 1997, *A&A*, 323, p. 620—633.
4. Хег и др. (Høg E., *et al.*), 1998, *The Tycho Reference Catalogue*.
5. Бобылев В. В., Киселев А. А., 1998, *Изв. ГАО* No 213, с. 279—284.
6. Бобылев В. В., 2000, *Изв. ГАО* No 214, с. 209—226.
7. Огородников К.Ф., 1965, *Динамика звездных систем*. М: Физматгиз, 627 с.
8. Оллинг, Денен (Olling R. P., Dehnen, W.), 1999, *AAS*, 195.07090.

CONTROL OF THE ICRS INERTIALITY WITH THE TRC AND HIPPARCOS CATALOGUES

Bobylev V.V.

Summary

The kinematics of the TRC and Hipparcos stars have been tested with use Ogorodnikov-Milne model. On the base of the TRC the Oort constants were determined as follows: $A = 14.9 \pm 1.0$ km/s/kpc, $B = -10.8 \pm 0.3$ km/s/kpc. The component of the considered model which described rotation around galactic y -axes differ markedly from zero $M_y = -0.86 \pm 0.11$ mas/yr (TRC stars). The rotation around galactic y -axes of the distant Hipparcos stars ($r > 0.2$ kpc) with angular velocity $M_y = -0.36 \pm 0.09$ mas/yr was found. This value can be explained as residual rotation of the Hipparcos (or the ICRS) refer to extragalactic inertial frame. One of the cause this effect is the uncertainty of the luni-solar precession constant adopted for construction of the ICRF (Ma C. *et al.*, 1998). With use this approach the precessional corrections have been derived as follows: $\Delta p_I = -0.50 \pm 0.13$ mas/yr and $\Delta E = -0.10 \pm 0.02$ mas/yr.

ОПРЕДЕЛЕНИЕ КРИВОЙ ВРАЩЕНИЯ ЗВЕЗД ПОЯСА ГУЛЬДА НА ОСНОВЕ ФОРМУЛ БОТТЛИНГЕРА

Бобылев В.В.

На основе каталога *Hipparcos* в сочетании с опубликованными к настоящему времени лучевыми скоростями звезд выполнен кинематический анализ гигантов спектральных классов *O* и *B* (классы светимости выше III). Определены кинематические параметры далеких, $0.67 < r < 3.0$ кпк, *OB*-звезд: $(u_{\odot}, v_{\odot}, w_{\odot}) = (7.2 \pm 0.7, 13.0 \pm 0.9, 7.9 \pm 0.7)$ км/с, $\omega_{\odot} = -28.6 \pm 0.7$ км/с/кпк, $\omega_{\odot}' = 4.50 \pm 0.18$ км/с/кпк² и $\omega_{\odot}'' = -1.54 \pm 0.33$ км/с/кпк³, расстояние от Солнца до центра Галактики принято равным $R_{\odot} = 7.1$ кпк, что соответствует короткой шкале расстояний (Дамбис и др., 2001), знак "–" при ω_{\odot} означает, что вращение Галактики происходит по часовой стрелке в рассматриваемой системе координат. Определены кинематические параметры собственного дифференциального вращения звезд пояса Гульда ($r = 0.29$ кпк): $\omega_{\odot} = -12.7 \pm 1.7$ км/с/кпк, $\omega_{\odot}' = 27.3 \pm 5.0$ км/с/кпк² и $\omega_{\odot}'' = -28.6 \pm 6.3$ км/с/кпк³, при найденных в результате моделирования: расстоянии до центра вращения $R_{\odot} = 0.15$ кпк в направлении $l_{\odot} = 160^{\circ}$, и наклоне вращающегося диска к плоскости Галактики $i_G = 17^{\circ}$ ($\Omega_G = 270^{\circ}$). Знак "–" при ω_{\odot} означает, что вращение звезд пояса Гульда происходит в том же направлении, что и вращение Галактики.

ВВЕДЕНИЕ

К настоящему времени в работах: Палоуш [13], Торра и др. [14], Линдبلاد [9] опубликован ряд результатов кинематического анализа звезд пояса Гульда, полученных на основе собственных движений каталога *Hipparcos* в комбинации с лучевыми скоростями. В работе Палоуш [13] для наиболее молодых звезд пояса Гульда получены величины постоянных Оорта *A*, *B*, *C*, *K*, сделан вывод о том, что квадратичные члены не значимы. В работе Торра и др. [14], на основе линейной модели Оорта–Линдблода, постоянные Оорта получены для большого количества звезд в зависимости от их возраста. Линдبلادом [9] предложена модель собственного дифференциального вращения звезд пояса Гульда учитывающая наклон вращающегося диска к галактической плоскости $i_G = 20^{\circ}$ и расширение системы звезд, при этом модуль вектора угловой скорости вращения составляет $|\omega_G| = 24$ км/с/кпк.

Целью настоящей работы является применение подхода, основанного на разложении угловой скорости вращения с учетом членов второго порядка малости r/R_{\odot} .

1. РАБОЧИЕ МАССИВЫ ДАННЫХ

Следующие астрометрические данные взяты из каталога *Hipparcos* [4]: экваториальные координаты, параллаксы, собственные движения звезд и их ошибки, спектральные классы и классы светимости. Лучевые скорости взяты из компиляции Барбье–Броссат, Фигон [1]. В указанном каталоге содержатся данные о 4407 *OB*-звездах. В настоящей работе используются одиночные звезды (отброшены

астрометрические орбитальные двойные, отмеченные символом “О” в каталоге [1]). Используются только те звезды, которые одновременно имеют лучевые скорости и собственные движения. В настоящей работе использованы ОБ–звезды, не принадлежащие главной последовательности, большую часть которых составляют звезды с классами светимости I, II и III (звезды с классами светимости IV и V не рассматриваются).

2. ФОРМУЛЫ БОТТЛИНГЕРА

2.1. ОПОРНЫЕ СИСТЕМЫ КООРДИНАТ

В настоящей работе используется прямоугольная галактическая система координат с осями, направленными: от наблюдателя в сторону галактического центра ($l = 0^\circ$, $b = 0^\circ$, ось x), в направлении галактического вращения ($l = 90^\circ$, $b = 0^\circ$, ось y) и в направлении северного полюса Галактики ($b = 90^\circ$, ось z). Переход от экваториальных координат к галактическим осуществляется с использованием величин, рекомендованных консорциумом Hipparcos:

$$\begin{aligned} \sin b &= \cos \delta \cos \delta_{GP} \cos(\alpha - \alpha_{GP}) + \sin \delta \sin \delta_{GP}, \\ \sin(l - l_\Omega) &= \frac{\sin \delta \cos \delta_{GP} - \cos \delta \sin \delta_{GP} \cos(\alpha - \alpha_{GP})}{\cos b}, \\ \cos(l - l_\Omega) &= \frac{\cos \delta \sin(\alpha - \alpha_{GP})}{\cos b}, \end{aligned} \quad (1)$$

где $\alpha_{GP} = 192^\circ.85948$, $\delta_{GP} = 27^\circ.12825$ и $l_\Omega = 32^\circ.93192$ есть координаты галактического полюса “GP” и галактическая долгота восходящего узла. Переход от экваториальных компонент собственных движений звезд к галактическим осуществляется по формулам

$$\begin{aligned} \mu_l \cos b &= \mu_\alpha \cos \delta \cos \phi + \mu_\delta \sin \phi, \\ \mu_b &= -\mu_\alpha \cos \delta \sin \phi + \mu_\delta \cos \phi, \end{aligned} \quad (2)$$

где ϕ параллактический угол, удовлетворяющий условиям:

$$\tan \phi = \frac{\cos \delta_{GP} \sin(\alpha - \alpha_{GP})}{\cos \delta \sin \delta_{GP} - \sin \delta \cos \delta_{GP} \cos(\alpha - \alpha_{GP})}, \quad \sin \phi = \frac{\cos \delta_{GP} \sin(\alpha - \alpha_{GP})}{\cos b}.$$

2.2. РАБОЧИЕ УРАВНЕНИЯ

Предполагается, что угловая скорость вращения звездной системы зависит только от расстояния до оси $\omega = \omega(R)$ (сильная концентрация ОБ–звезд к галактической плоскости не дает возможности для рассмотрения более сложного закона $\omega = \omega(R, z)$). Рассмотрим формулы Боттлингера (см. Огородников [11]):

$$\begin{aligned} V_r &= -(\omega - \omega_\odot) R_\odot \sin(l - l_\odot) \cos b, \\ V_l &= -(\omega - \omega_\odot) R_\odot \cos(l - l_\odot) + r \cos b \cdot \omega, \\ V_b &= (\omega - \omega_\odot) R_\odot \sin(l - l_\odot) \sin b, \end{aligned}$$

знаки соответствуют положительному вращению от оси x к y , т.е. вращению против часовой стрелки, R – расстояние от звезды до центра вращения, R_0 – расстояние от Солнца до центра вращения, l_0 – галактическая долгота центра вращения. Используя разложение угловой скорости в ряд

$$\omega(R) = \omega_0 + \frac{\omega'_0 (R - R_0)}{1!} + \frac{\omega''_0 (R - R_0)^2}{2!}, \quad (3)$$

получаем рабочие уравнения в виде

$$V_r = -u_{\odot} \cos b \cos(l - l_0) - v_{\odot} \cos b \sin(l - l_0) - w_{\odot} \sin b - R_0 (R - R_0) \sin(l - l_0) \cos b \cdot \omega'_0 - 0.5 R_0 (R - R_0)^2 \sin(l - l_0) \cos b \cdot \omega''_0, \quad (4)$$

$$kr\mu_l \cos b = u_{\odot} \sin(l - l_0) - v_{\odot} \cos(l - l_0) - (R - R_0)(R_0 \cos(l - l_0) - r \cos b) \cdot \omega'_0 - 0.5(R - R_0)^2 (R_0 \cos(l - l_0) - r \cos b) \cdot \omega''_0 + r \cos b \cdot \omega_0, \quad (5)$$

$$kr\mu_b = u_{\odot} \cos(l - l_0) \sin b + v_{\odot} \sin(l - l_0) \sin b - w_{\odot} \sin b + R_0 (R - R_0) \sin(l - l_0) \sin b \cdot \omega'_0 + 0.5 R_0 (R - R_0)^2 \sin(l - l_0) \sin b \cdot \omega''_0. \quad (6)$$

Здесь $k = 4.740$, $r = 1/\pi$ есть гелиоцентрическое расстояние звезды, u_{\odot} , v_{\odot} , w_{\odot} есть компоненты пекулярной скорости Солнца относительно локального центроида, компоненты собственного движения звезды $\mu_l \cos b$ и μ_b выражены в мс/год (миллисекунды дуги в год), лучевая скорость V_r в км/с, параллакс π в мс, расстояния R , R_0 и r в кпк. Величина R вычисляется в соответствии с выражением

$$R^2 = (r \cos b)^2 - 2R_0 r \cos b \cos(l - l_0) + R_0^2.$$

Уравнения (4–6) содержат шесть искоемых неизвестных: u_{\odot} , v_{\odot} , w_{\odot} , ω_0 , ω'_0 и ω''_0 , которые определяются методом наименьших квадратов.

3. ПОСТОЯННЫЕ ООРТА

В Таблице 1 нами собраны опубликованные к настоящему времени результаты независимых определений постоянных Оорта. В обзоре Керр, Линден-Белл [5] средние значения постоянных Оорта вычислены на основе большого количества доступных к тому времени независимых источников. В работе Хансон [17] постоянные Оорта определены из анализа абсолютных собственных движений 60000 слабых звезд 16-ой фотографической величины, которые являются результатом выполнения программы Ликской обсерватории. В работе Линдبلاد [8] постоянные Оорта определены с использованием далеких О и В звезд из каталога Hipparcos с расстояниями $r < 2$ кпк и не принадлежащими поясу Гульда. В работе Фист, Уайтлок [15] постоянные Оорта определены на основе собственных движений Цефеид каталога Hipparcos. В работе Фист и др. [16] постоянная Оорта А определена с использованием доступных лучевых скоростей звезд и нового значения нуля-пункта зависимости период-светимость, полученного на основе тригонометрических параллаксов Hipparcos. На основе перечисленных выше результатов,

Таблица 1. Постоянные Оорта A и B даны в км/с/кпк.

Источник	A	B
Керр, Линден-Белл [5]	14.4±1.2	-12.0±2.8
Хансон [17]	11.3±1.1	-13.9±0.9
Линдبلاد [8]	13.7±1.0	-13.6±0.8
Фист, Уайтлок [15]	14.8±0.8	-12.4±0.6
Фист и др. [16]	15.1±0.3	
Среднее	13.9±0.7	-13.0±0.5

величины которых даны в Таблице 1, нами вычислены средние значения постоянных Оорта: $A = 13.9 \pm 0.7$ км/с/кпк и $B = -13.0 \pm 0.5$ км/с/кпк, которые используются в настоящей работе в качестве одного из способов учета галактического вращения на основе модели Оорта-Линдبلاد (см. Огородников [11]):

$$\begin{aligned} V_r &= Ar \sin 2(l - l_0) \cos^2 b, \\ kr\mu_l \cos b &= (Ar \cos 2(l - l_0) + Br) \cos b, \\ kr\mu_b &= -(Ar \sin 2(l - l_0)) \sin b \cos b. \end{aligned}$$

4. РЕЗУЛЬТАТЫ

4.1. ПАРАМЕТРЫ ГАЛАКТИЧЕСКОГО ВРАЩЕНИЯ

Сформирован массив данных из далеких ОВ-звезд при условиях: $0.3 < \pi < 1.5$ мс и $\varepsilon_\pi / \pi < 2$. Этим условиям удовлетворяют 487 звезд (среднее расстояние $r = 1.0$ кпк). С использованием указанных звезд в результате решения системы уравнений (4–6) определены следующие кинематические параметры:

$$\begin{aligned} (u_\otimes, v_\otimes, w_\otimes) &= (7.2 \pm 0.7, 13.0 \pm 0.9, 7.9 \pm 0.7) \text{ км/с}, \\ \omega_\otimes &= -28.6 \pm 0.7 \text{ км/с/кпк}, \\ \omega'_\otimes &= 4.50 \pm 0.18 \text{ км/с/кпк}^2, \\ \omega''_\otimes &= -1.54 \pm 0.33 \text{ км/с/кпк}^3. \end{aligned} \tag{7}$$

В уравнениях (4–6) принято $l_0 = 0^\circ$, расстояние от Солнца до центра Галактики принято $R_0 = 7.1$ кпк, что соответствует короткой шкале расстояний (Дамбис и др. [2]). Знак “–” при ω_\otimes означает, что вращение Галактики происходит по часовой стрелке в рассматриваемой системе координат. Пекулярная скорость Солнца и координаты апекса равны: $V_\otimes = 16.8 \pm 0.8$ км/с, $L_\otimes = 61 \pm 3^\circ$, $B_\otimes = 28 \pm 3^\circ$. На следующем шаге уравнения (4–6) решены были вновь, при этом и лучевые скорости, и собственные движения звезд исправлены за пекулярную скорость Солнца относительно локального центроида. Для этого использованы величины из работы Денен, Бинни [3] $(u_\otimes, v_\otimes, w_\otimes) = (10.0, 5.3, 7.2)$ км/с. В результате получены следующие компоненты движения далеких звезд ОВ относительно локального центроида: $(u_\otimes, v_\otimes, w_\otimes) = (-2.8 \pm 0.7, 7.7 \pm 0.9, 0.8 \pm 0.7)$ км/с, $V_{OB} = 8.2 \pm 0.9$ км/с. В уравнения (4–6) компоненты пекулярной скорости Солнца входят с обратным знаком, следовательно, рассматриваемые ОВ-звезды

движутся в направлении $L_{OB} = 290 \pm 5^\circ$, $B_{OB} = 5 \pm 5^\circ$. Полученные на основе далеких OB-звезд величины ω_0 , ω'_0 и ω''_0 можно рассматривать как параметры галактического вращения. Постоянные Оорта, которые оцениваются в соответствии с известными формулами [11] $A = 0.5R_0\omega'_0$ и $B = \omega_0 + 0.5R_0\omega'_0$, вычисленные на основе решения (7), таковы: $A = 15.98 \pm 0.64$ км/с/кпк и $B = -12.64 \pm 0.95$ км/с/кпк для $R_0 = 7.1$ кпк. Эти значения находятся в хорошем согласии с обсуждавшимися выше результатами (Таблица 1).

Уравнения (4–6) были решены и для расстояния $R_0 = 8.5$ кпк, рекомендованного МАС (1986). Получены следующие кинематические параметры: $(u_\odot, v_\odot, w_\odot) = (7.3 \pm 0.7, 13.3 \pm 0.9, 7.9 \pm 0.7)$ км/с, $\omega_0 = -28.6 \pm 0.6$ км/с/кпк, $\omega'_0 = 3.72 \pm 0.15$ км/с/кпк² и $\omega''_0 = -1.12 \pm 0.28$ км/с/кпк³. Вычисленные на основе этого решения постоянные Оорта $A = 15.81 \pm 0.64$ км/с/кпк и $B = -12.76 \pm 0.95$ км/с/кпк для $R_0 = 8.5$ кпк практически не отличаются от аналогичных величин для решения (7).

На Рис. 1 нанесены две кривые галактического вращения $V(R) = |\omega(R)|R$, соответствующие двум полученным нами решениям. При $R_0 = 7.1$ кпк линейная скорость галактического вращения составляет $V_0 = \omega_0 R_0 = 203 \pm 5$ км/с и $V_0 = 243 \pm 6$ км/с при $R_0 = 8.5$ кпк. Обе эти скорости близки к значению линейной скорости галактического вращения, рекомендованному МАС, которое составляет $V_0 = 220$ км/с при $R_0 = 8.5$ кпк.

4.2. СОБСТВЕННОЕ ВРАЩЕНИЕ ЗВЕЗД ПОЯСА ГУЛЬДА

Рассматриваются близкие OB-звезды, не принадлежащие главной последовательности, большую часть которых составляют звезды с классами светимости I, II и III. К этой группе звезд принадлежат наиболее молодые звезды пояса Гульда. Звезды отобраны при условиях: $0.5 < \pi$ ($r < 2$ кпк) и $\varepsilon_\pi / \pi < 1$, которым удовлетворяют 1737 звезд. В отличие от звезд, рассмотренных в предыдущем пункте, данные OB-звезды мы называем близкими (среднее расстояние $r = 0.29$ кпк). Моделирование собственного дифференциального вращения звезд пояса Гульда на основе уравнений (4–6) проведено в несколько этапов:

1. Лучевые скорости и собственные движения звезд исправлены за галактическое вращение на основе кривой вращения, найденной нами в предыдущем пункте (решение (7)) с использованием формул (4–6).

2. Лучевые скорости и собственные движения звезд исправлены за пекулярное движение Солнца относительно локального центроида с использованием величин, полученных в работе Денен, Бинни [3]: $(u_\odot, v_\odot, w_\odot) = (10.0, 5.3, 7.2)$ км/с.

3. На основании оценок расстояния до центра вращения звезд Пояса Гульда, полученных различными авторами (см. Торра и др. [14]), в качестве исходной, была принята величина $R_0 = 0.2$ кпк, с которой были получены решения уравнений (4–6) для различных значений l_0 .

Результаты решений отражены на Рис. 2. Из графиков видно, что ω_0 , ω'_0 и ω''_0 имеют экстремум при значении $l_0 = 160^\circ$. В широком диапазоне долгот $l_0 = 45-225^\circ$ хотя бы один из искомых параметров является значимым. Величина V_{OB} также зависит от l_0 и имеет максимум $V_{OB} = 8.72 \pm 0.36$ км/с при $l_0 = 160^\circ$, что можно видеть на Рис.3. Среднее (вне интервала $100 < l_0 < 250^\circ$) имеет величину $V_{OB} = 7.56 \pm 0.36$ км/с, т.е. разность достигает значимой величины и составляет 1.2 ± 0.4 км/сек.

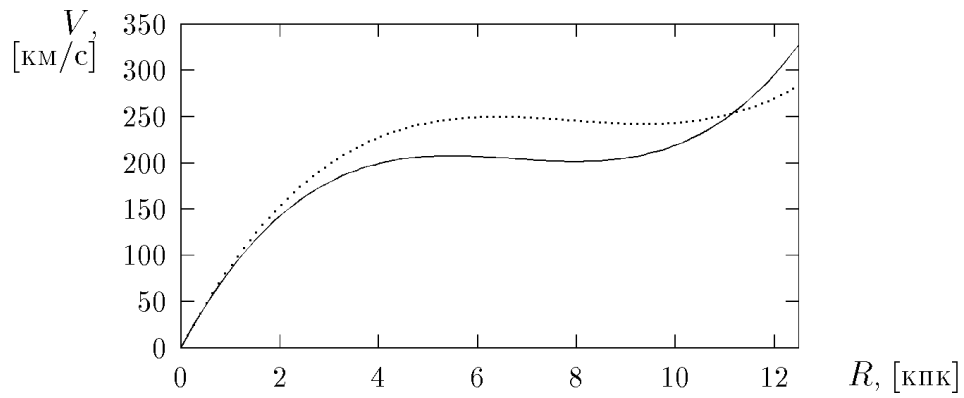


Рис. 1. Кривая галактического вращения. Пунктирная линия соответствует кривой, полученной при $R_0 = 8.5$ кпк. Сплошная линия соответствует кривой, полученной при $R_0 = 7.1$ кпк.

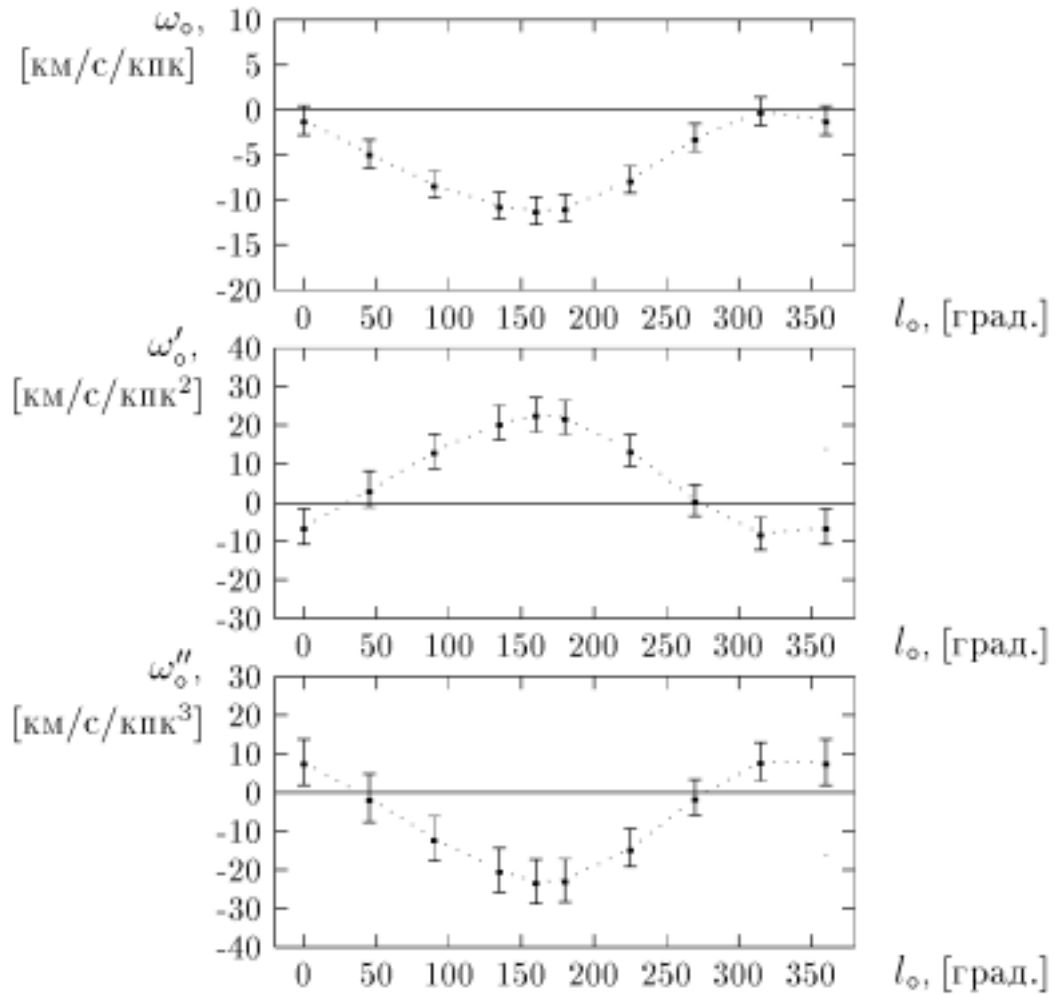


Рис. 2. Параметры кривой вращения звезд пояса Гульда ω_0 , ω'_0 и ω''_0 в зависимости от l_0 . Величина R_0 принята равной 0.2 кпк.

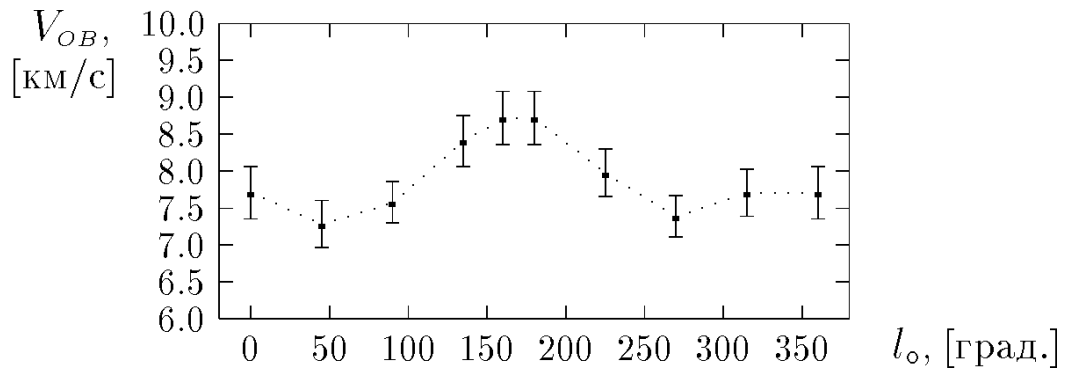


Рис. 3. Модуль скорости V_{OB} в зависимости от l_0 .

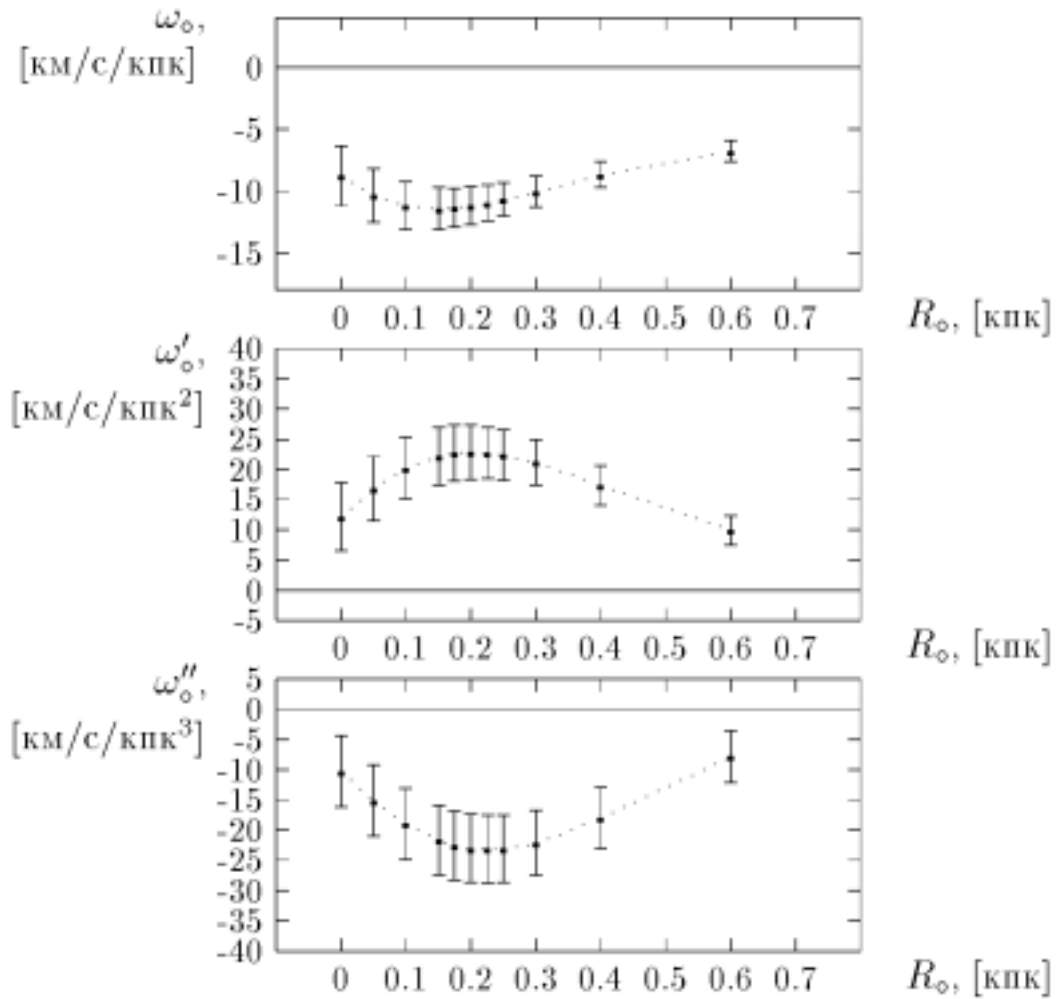


Рис. 4. Параметры кривой вращения звезд пояса Гульда ω_0 , ω'_0 и ω''_0 в зависимости от R_0 . Величина l_0 принята равной 160° .

С принятой величиной $l_0 = 160^\circ$ уравнения (4–6) были решены для различных значений R_0 с целью его уточнения. Результаты решений отражены на Рис.4. Все три величины ω_0 , ω'_0 и ω''_0 являются значимыми в широком диапазоне R_0 : от 0.1 кпк до 0.4 кпк. Как можно видеть на графиках, величина ω_0 имеет минимум при значении $R_0 = 0.150$ кпк, величины ω'_0 и ω''_0 имеют экстремум при $R_0 = 0.220$ – 0.225 кпк. Нами

принято $R_{\odot} = 0.150$ кпк, как наиболее вероятное расстояние до центра вращения. Непосредственная проверка (построение кривых вращения) показывает, что изменение R_{\odot} от 0.150 кпк до 0.225 кпк приводит к изменению линейных скоростей <0.25 км/с, что не является существенным.

Приводим кинематические параметры, полученные при $l_{\odot} = 160^{\circ}$, $i_G = 0^{\circ}$, $R_{\odot} = 0.15$ кпк:

$$(u_{\odot}, v_{\odot}, w_{\odot}) = (2.0 \pm 0.3, -8.2 \pm 0.4, -0.5 \pm 0.3) \text{ км/с},$$

следовательно, рассматриваемые ОВ–звезды движутся относительно локального центроида в направлении $L_{OB} = 284 \pm 2^{\circ}$, $B_{OB} = -3 \pm 2^{\circ}$ со скоростью $V_{OB} = 8.5 \pm 0.4$ км/с, и далее

$$\begin{aligned} \omega_{\odot} &= -11.4 \pm 1.7 \text{ км/с/кпк}, \\ \omega'_{\odot} &= 22.2 \pm 4.7 \text{ км/с/кпк}^2, \\ \omega''_{\odot} &= -21.7 \pm 5.8 \text{ км/с/кпк}^3. \end{aligned} \tag{8}$$

Полученные кинематические параметры рассматриваются нами как параметры дифференциального вращения системы звезд пояса Гюльда. Постоянные Оорта для системы звезд пояса Гюльда, вычисленные на основе этих параметров, таковы: $A_G = 1.7 \pm 0.4$ км/с/кпк и $B_G = -9.7 \pm 1.8$ км/с/кпк.

Рассмотрен способ учета галактического вращения на основе уравнений (4–6) с использованием полученных нами параметров при $R_{\odot} = 8.5$ кпк. При указанном подходе, при $l_{\odot} = 160^{\circ}$ и $R_{\odot} = 0.15$ кпк, получено: $(u_{\odot}, v_{\odot}, w_{\odot}) = (2.0 \pm 0.3, -8.3 \pm 0.4, -0.5 \pm 0.3)$ км/с, $\omega_{\odot} = -11.2 \pm 1.7$ км/с/кпк, $\omega'_{\odot} = 21.8 \pm 4.7$ км/с/кпк² и $\omega''_{\odot} = -21.6 \pm 5.8$ км/с/кпк³. Это решение практически не отличается от решения (8). Непосредственная проверка показывает, что кривые вращения звезд пояса Гюльда не имеют существенных различий.

Рассмотрен также способ учета галактического вращения на основе линейной модели Оорта–Линдблада с использованием постоянных Оорта $A = 13.9 \pm 0.7$ км/с/кпк и $B = -13.0 \pm 0.5$ км/с/кпк. При указанном подходе, при $l_{\odot} = 160^{\circ}$ и $R_{\odot} = 0.15$ кпк, получено: $(u_{\odot}, v_{\odot}, w_{\odot}) = (2.2 \pm 0.3, -8.4 \pm 0.4, -0.5 \pm 0.3)$ км/с, $\omega_{\odot} = -10.8 \pm 1.7$ км/с/кпк, $\omega'_{\odot} = 21.5 \pm 4.8$ км/с/кпк² и $\omega''_{\odot} = -23.7 \pm 5.8$ км/с/кпк³. Это решение отличается от решения (8) в найденном значении величины ω''_{\odot} , что приводит к менее выраженному минимуму кривой вращения. Построенная на основе этого подхода кривая вращения звезд пояса Гюльда показана на Рис. 6 (тонкая сплошная линия).

С целью уточнения угла наклона вращающегося диска звезд пояса Гюльда к галактической плоскости были получены решения уравнений (4–6) для различных значений величины i_G . Значение долготы восходящего узла нами было принято равным $\Omega_G = 270^{\circ}$ на основе работы Торра и др. [14], в которой из распределения звезд каталога Hipparcos по небесной сфере были получены: $i_G = 16-20^{\circ}$ и $\Omega_G = 275-295^{\circ}$. Системы формул (1–2) позволяют перейти к новой системе галактических координат, связанной с плоскостью симметрии звезд пояса Гюльда. Для этого в формулах (1–2) необходимо задавать координаты α_{GP}, δ_{GP} и соответствующее значение l_{\odot} . Варьирование i_G в широких пределах требует наложения ограничения на расстояние звезды от предполагаемой плоскости симметрии диска $z = r \sin b$, поэтому нами было использовано условие $|z| < 0.2$ кпк. Величина l_{\odot} выбиралась так, чтобы она соответствовала $l_{\odot} = 160^{\circ}$ в стандартной системе галактических координат, $R_{\odot} = 0.15$ кпк.

Результаты решений отражены на Рис.5. Все три величины ω_0 , ω'_0 и ω''_0 являются значимыми в диапазоне i_G от 0° до 20° . Из графиков видно, что каждая из величин ω_0 , ω'_0 и ω''_0 имеет экстремум при значении $i_G=17^\circ$. Параметры дифференциального вращения звезд пояса Гюльда, полученные в новой системе координат при $i_G=17^\circ$ ($\Omega_G=270^\circ$), следующие:

$$\begin{aligned}\omega_0 &= -12.7 \pm 1.7 \text{ км/с/кпк}, \\ \omega'_0 &= 27.3 \pm 5.0 \text{ км/с/кпк}^2, \\ \omega''_0 &= -28.6 \pm 6.3 \text{ км/с/кпк}^3.\end{aligned}\tag{9}$$

Постоянные Оорта для системы звезд пояса Гюльда, вычисленные на основе этих параметров, таковы: $A_G = 2.1 \pm 0.4$ км/с/кпк и $B_G = -10.6 \pm 1.8$ км/с/кпк.

На Рис. 6 построены кривые вращения звезд пояса Гюльда при наклонах $i_G=0^\circ$ (решение (8)) и $i_G=17^\circ$ ($\Omega_G=270^\circ$) (решение (9)). Как можно видеть из рисунка, линейная скорость вращения $V(R)$ составляет 2 км/с при $R = R_0$ и приближается к 3 км/с при $R=0.4$ кпк. По положению минимума функции $V(R)$ можно заключить, что радиус звездной системы пояса Гюльда не превышает 1 кпк. Используя определенную нами выше (решение (9)) величину $\omega_0 = -12.7$ км/с/кпк, получаем оценку периода времени за который происходит один оборот звезд пояса Гюльда $T = 2\pi / \omega_0 = 500 \cdot 10^6$ лет.

5. ОБСУЖДЕНИЕ РЕЗУЛЬТАТОВ

Полученные в данной работе кинематические параметры далеких ОВ–звезд (решение (7)) хорошо согласуются с кинематическими параметрами 59 ОВ–ассоциаций, найденными в работе Дамбис и др. [2]: $(u_\otimes, v_\otimes, w_\otimes) = (8.2 \pm 1.3, 11.9 \pm 1.1, 9.5 \pm 0.9)$ км/с, $\omega_0 = -29.1 \pm 1.0$ км/с/кпк, $\omega'_0 = 4.57 \pm 0.20$ км/с/кпк² и $\omega''_0 = -1.32 \pm 0.14$ км/с/кпк³ (знаки ω_0 здесь изменены для согласования с нашей системой координат). Направление на центр вращения звезд пояса Гюльда и расстояние до него, найденные в настоящей работе $l_0=160^\circ$ и $R_0=0.15$ кпк, находятся в согласии с направлением на центр вращения облака нейтрального водорода $l_0=131^\circ$ и $R_0=0.166$ кпк, полученными Олано [12], а также с оценками, сделанными для звезд пояса Гюльда в работе Комерон, Торра [7]: $l_0=146^\circ$ и $R_0=0.080$ кпк. Наклон оси вращения близких ОВ–звезд, полученный в данной работе $i_G=17^\circ$, хорошо согласуется с наклоном системы звезд пояса Гюльда $i_G=16-20^\circ$, найденным в работе Торра и др. [14].

В работе Миямото [10] из анализа собственных движений звезд каталога Hipparcos обнаружено систематическое вращение звезд спектральных классов О–В5 вокруг галактической оси x с угловой скоростью $2D_{32}^- = 3.8 \pm 1.1$ км/с/кпк. В указанной работе часть близких звезд пояса Гюльда была исключена, использованы 1352 звезды ($r < 3$ кпк). Величину $2D_{32}^-$ можно рассматривать как проекцию угловой скорости вращения звезд пояса Гюльда на галактическую ось x . Принимая $i_G=20^\circ$, $\Omega_G=270^\circ$, будем иметь

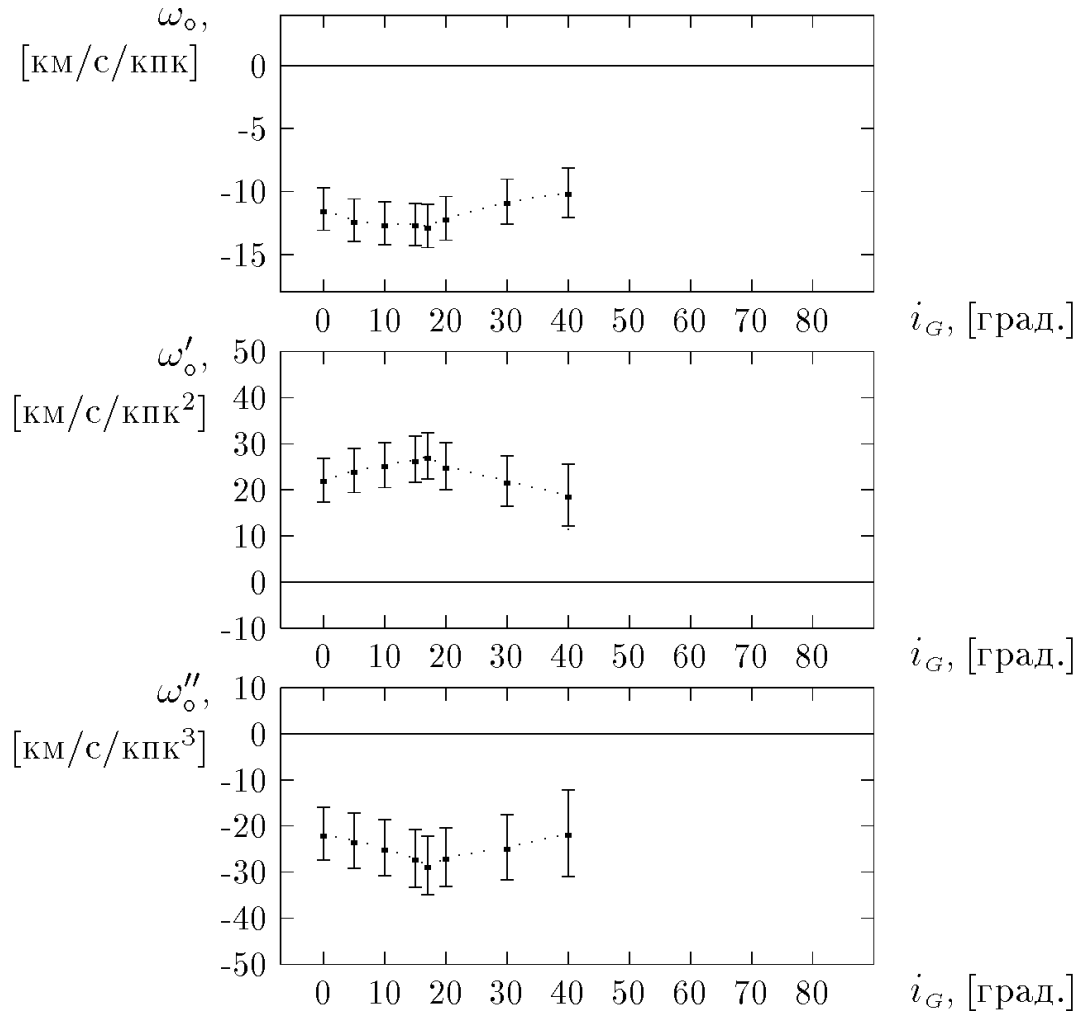


Рис. 5. Параметры кривой вращения звезд пояса Гульда ω_0 , ω'_0 и ω''_0 в зависимости от наклона $i_G=17^\circ$. Принято: $R_0=0.15$ кпк, $\Omega_G=270^\circ$, $|z|<0.2$ кпк, величина l_0 выбиралась так, чтобы она соответствовала $l_0=160^\circ$ в стандартной системе галактических координат.

$|\omega_0|=2D_{32}^- / \cos 70^\circ = 11.1 \pm 3.2$ км/с/кпк. Знак “+” при $2D_{32}^-$ у Миямото соответствует вращению звезд пояса Гульда со знаком “-” в нашей системе координат. При таком подходе имеется согласие найденной нами величины угловой скорости вращения ω_0 (решения (8) и (9)) с результатами работы Миямото [10], в которой были использованы только собственные движения звезд.

Полученное нами решение (9) совпадает по знаку, но в два раза меньше по сравнению с оценкой Линдблада [9]: $\omega_G = -24$ км/с/кпк. Указанная разница возникает из-за интерпретации величины A_G . В нашем случае, как видно из анализа решений (8) и (9), данная величина оказывается малой, $A_G=2.1$ км/с/кпк, и не дает заметного вклада в величину угловой скорости ω_G .

Сравнение кривых вращения показывает, что вклад второй производной ω''_0 (Рис.6) в разложении угловой скорости галактического вращения приводит к разнице линейных скоростей ~ 1 км/сек при $R \sim 1$ кпк. Учет галактического вращения, выполненный на основе формул (4–6) (решения (8) и (9)), является более корректным в том случае, если величина второй производной является характеристикой именно

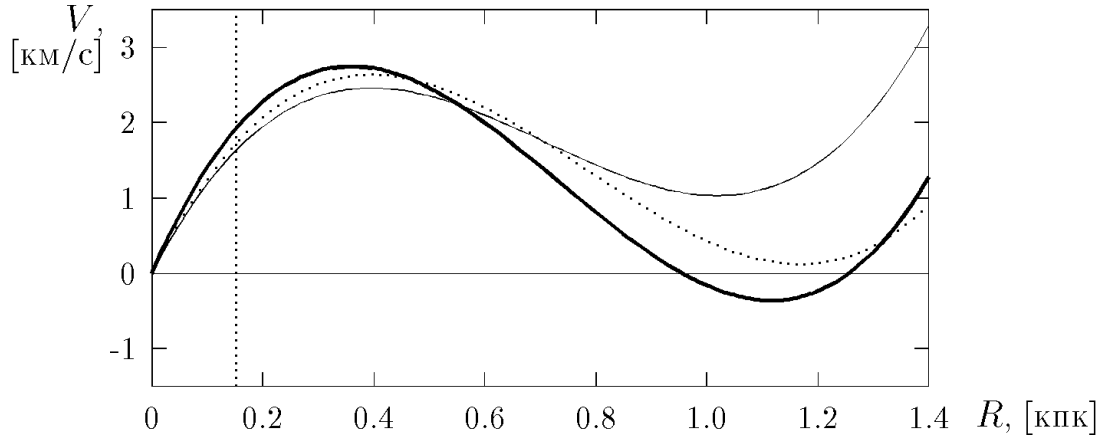


Рис. 6. Кривая вращения звезд пояса Гульда. Тонкая линия соответствует решению, полученному при $R_{\odot}=0.15$ кпк, $l_{\odot}=160^{\circ}$, наклоне $i_G=0^{\circ}$, учет галактического вращения произведен на основе модели Оорта-Линдблада с постоянными Оорта $A=13.9\pm 0.7$ км/с/кпк и $B=-13.0\pm 0.5$ км/с/кпк. Пунктирная линия соответствует кривой, полученной при $R_{\odot}=0.15$ кпк, $l_{\odot}=160^{\circ}$ и наклоне $i_G=0^{\circ}$ (решение (8)). Жирная линия соответствует кривой, полученной при $R_{\odot}=0.15$ кпк и наклоне $i_G=17^{\circ}$ (решение (9), узел $\Omega_G=270^{\circ}$, направление на центр вращения в новой системе галактических координат соответствует $l_{\odot}=160^{\circ}$ в стандартной системе координат). Вертикальная линия отмечает положение Солнца $R_{\odot}=0.15$ кпк.

галактического вращения.

Сравнение двух кривых вращения решения (8) и (9) (см. также Рис.6) показывает, что учет наклона i_G не приводит к существенной разнице скоростей, поэтому для приложений (например, для освобождения наблюдаемых движений от общего вращения ОВ–звезд) удобно использовать решение (8) и формулы (4–6).

ВЫВОДЫ

На основе данных каталога Hipparcos в сочетании с опубликованными к настоящему времени лучевыми скоростями звезд выполнен кинематический анализ ОВ–звезд ранних классов светимости. Определены параметры кривой вращения далеких ($0.67 < r < 3.0$ кпк) ОВ–звезд: $(u_{\odot}, v_{\odot}, w_{\odot}) = (7.2 \pm 0.7, 13.0 \pm 0.9, 7.9 \pm 0.7)$ км/с, $\omega_{\odot} = -28.6 \pm 0.7$ км/с/кпк, $\omega'_{\odot} = 4.50 \pm 0.18$ км/с/кпк² и $\omega''_{\odot} = -1.54 \pm 0.33$ км/с/кпк³, при этом, расстояние от Солнца до центра Галактики принято равным $R_{\odot}=7.1$ кпк, что соответствует короткой шкале расстояний (Дамбис и др. [2]). Определены кинематические параметры собственного дифференциального вращения звезд пояса Гульда: $\omega_{\odot} = -12.7 \pm 1.7$ км/с/кпк, $\omega'_{\odot} = 27.3 \pm 5.0$ км/с/кпк² и $\omega''_{\odot} = -28.6 \pm 6.3$ км/с/кпк³, при найденных в результате моделирования: расстоянии до центра вращения $R_{\odot}=0.15$ кпк, направлении на центр вращения $l_{\odot}=160^{\circ}$ и наклоне вращающегося диска к плоскости Галактики $i_G=17^{\circ}$ ($\Omega_G=270^{\circ}$). Знак “–” при ω_{\odot} означает, что вращение звезд пояса Гульда происходит в том же направлении, что и вращение Галактики. Оценка периода времени за который комплекс ОВ–звезд совершает один оборот, сделанная на основе найденной угловой скорости вращения, составляет $500 \cdot 10^6$ лет.

Работа выполнена при поддержке РФФИ (грант No 02–02–16570).

СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

1. Барбье-Броссат, Фигон (Barbier-Brossat, M., Figon P.) 2000, A&AS 142, 217B
2. Дамбис А.К., Мельник А.М., Расторгуев А.С., 2001, ПАЖ, 27, 1, 68
3. Денен, Бинни (Dehnen, W., Binney, J.) 1998, MNRAS, 298, 387
4. ESA, 1997, The Hipparcos Catalogue, ESA SP-1200
5. Керр, Линден-Белл (Kerr F.J., Lynden-Bell D.) 1986, MNRAS, 221, 1023
6. Комерон (Comeron, F.) 1999, A&A 351, 506
7. Комерон, Торра (Comeron, F., Torra J.) 1991, A&A 241, 57
8. Линдبلاد и др. (Lindblad, P.O., Palous J., Loden K., Lindegren L.) 1997, In: Battrick B.(ed), HIPPARCOS Venice'97, ESA Publ. Div., Noordwijk, p. 507
9. Линдبلاد (Lindblad, P.O.) 2000, A&A 363, 154
10. Миямото, Чжу (Miyamoto, M., Zhu Z.) 1998, AJ 115, 1483
11. Огородников К.Ф., 1965, Динамика звездных систем. М: Физматгиз, 627 с.
12. Олано (Olano C.A.) 1982, A&A 112, 195
13. Палоуш (Palous J.) 1997, In: Vondrak J., Capitane N.(eds) Reference System and Frames in the Space Era: Present and Future Astrometric Programmes. Prague, p. 157
14. Торра и др. (Torra J., Fernandez D., Figueras F.) 2000, A&A 359, 82
15. Фист, Уайтлок (Feast M.W., Whitelock P.A.) 1997, MNRAS 291, 683
16. Фист и др. (Feast M.W., Pont F., Whitelock P.A.) 1998, MNRAS 298, L43
17. Хансон (Hanson R.B.) 1987, AJ 94, 409

DETERMINATION OF THE GOULD'S BELT ROTATIONAL CURVE ON THE BASE OF THE BOTTLINGER'S FORMULAE

Bobylev V.V.

Summary

From the Hipparcos proper motions and parallaxes complemented with published radial velocities, we have re-determined the kinematics of the OB-stars with the luminosity classes I, II and III. Kinematics parameters have been determined for the system of OB-stars with distances $0.7 < r < 3$ kpc: $(u_{\odot}, v_{\odot}, w_{\odot}) = (7.2 \pm 0.7, 13.0 \pm 0.9, 7.9 \pm 0.7)$ km/s/kpc, $\omega_{\odot} = -28.6 \pm 0.7$ km/s/kpc, $\omega'_{\odot} = 4.50 \pm 0.18$ km/s/kpc² and $\omega''_{\odot} = -1.54 \pm 0.33$ km/s/kpc³, the adopted Sun distance from the galactic center is $R_{\odot} = 7.1$ kpc. The signs “-” of ω_{\odot} means that Galactic is rotating along clockwise in considered coordinate system. Kinematics parameters have been determined for the system of Gould's Belt stars: $\omega_{\odot} = -12.7 \pm 1.7$ km/s/kpc, $\omega'_{\odot} = 27.3 \pm 5.0$ km/s/kpc and $\omega''_{\odot} = -28.6 \pm 6.3$ km/s/kpc with adopted Sun distance from the rotational center $R_{\odot} = 0.15$ kpc in direction $l_{\odot} = 160^{\circ}$ and with the inclination of the disk to the galactic plane $i_G = 17^{\circ}$ ($\Omega_G = 270^{\circ}$). The signs of ω_{\odot} imply that Gould's Belt is rotating in the same direction as the galactic rotation.

ОПРЕДЕЛЕНИЕ ПОСТОЯННЫХ ООРТА НА ОСНОВЕ СОБСТВЕННЫХ ДВИЖЕНИЙ СЛАБЫХ ЗВЕЗД ПУЛКОВСКИХ КАТАЛОГОВ PUL2 И V1

Бобылев В.В.

Выполнен анализ собственных движений около 60000 слабых звезд, абсолютизированных с использованием внегалактических объектов из двух пулковских каталогов PUL2 и V1. Средняя ошибка одного абсолютного собственного движения звезды в данных каталогах имеет величину $\sim 8 \div 10$ мс/год по каждой координате. Кинематические параметры определены на основе линейной модели Огородникова-Милна. Средние величины постоянных Оорта найдены следующими: $A = 12.89 \pm 1.28$ км/с/кпк, $B = -12.37 \pm 1.09$ км/с/кпк. Решение получено с использованием 31 452 звезд 13-15.5 фотографической величины.

ВВЕДЕНИЕ

Изучение кинематики звезд околосолнечной окрестности и определение параметров галактического вращения на основе пулковских абсолютных собственных движений слабых звезд проведено автором в несколько этапов. В работе автора [3] выполнено исследование системы собственных движений звезд каталога PUL2 на основе редукций, полученных для перевода относительных собственных движений звезд в абсолютные. В работе автора [6] выполнено исследование системы собственных движений звезд каталога PUL2 на основе различных кинематических моделей с разбивкой областей неба на площадки Шарлье. В настоящей работе разбивка на площадки Шарлье, которая снижает точность определяемых величин, не применяется.

1. МАТЕРИАЛ

Подробное описание Пулковского каталога абсолютных собственных движений звезд в площадках с галактиками, каталога PUL2, можно найти в работе автора [6]. В 1995 году автором опубликован каталог абсолютных собственных движений 3 852 звезд в 10 избранных площадках Пулковской программы, который в данной работе будем называть каталог V1 [1]. Области каталога V1 имеют номера: 12, 27, 77, 84, 94, 96, 97, 113, 116, 117. Для определения абсолютных собственных движений звезд в каталоге V1 галактики использованы непосредственно в качестве опорных объектов. В каждой паре пластинок, использованных для определения абсолютных собственных движений звезд каталога V1, имеется не менее 10 галактик. В работе автора [4] показано, что использованный для получения каталога V1 метод, при количестве галактик не менее 10, имеет преимущество перед косвенными способами абсолютизации, как в случайном, так и в систематическом отношении (в этом случае абсолютные собственные движения звезд свободны от ошибки "локального переноса" опорных звезд). В указанной работе показано, что в каталоге V1 ошибка абсолютизации составляет ± 3.0 мс/год. Каталог V1 послужил основой для опробования предложенной автором (см. работы [2] и [1]) методики вывода "сводного" каталога в каждой области, которая и была принята для вывода собственных движений звезд каталога PUL2 [6]. Выполненное автором сравнение общих звезд каталогов PUL2 и PPM в работе [2], PUL2 и Hipparcos в работе [5], PUL2 и TRC в работе [8], показало,

что абсолютные собственные движения звезд каталога V1 всегда имеют меньшие случайные ошибки по сравнению с теми же звездами каталога PUL2 (косвенный способ абсолютизации). Наиболее наглядно это видно из сравнения каталогов PUL2 и TRC [8], где количество общих звезд сравнения достигает 207.

2. МЕТОД

В настоящей работе используется прямоугольная галактическая система координат с осями, направленными: от наблюдателя в сторону галактического центра ($l = 0^\circ$, $b = 0^\circ$, ось x), в направлении галактического вращения ($l = 90^\circ$, $b = 0^\circ$, ось y) и в направлении северного полюса Галактики ($b = 90^\circ$, ось z).

В качестве рабочей, используется кинематическая модель Огородникова-Милна, в которой, как известно [13], при использовании только собственных движений звезд, один из диагональных членов матрицы деформации остается неопределенным. Возможным является определение разностей диагональных элементов матрицы деформации, например, в виде $(M_{11}^+ - M_{22}^+)$ и $(M_{33}^+ - M_{22}^+)$. В таком случае имеем рабочие уравнения в галактических координатах:

$$\begin{aligned} \mu_l \cos b = & (X_\otimes \sin l - Y_\otimes \cos l)(1/4.74 \cdot r) \\ & - M_{32}^- \cos l \sin b - M_{13}^- \sin l \sin b + M_{21}^- \cos b \\ & + M_{12}^+ \cos 2l \cos b - M_{13}^+ \sin l \sin b + M_{23}^+ \cos l \sin b - 0.5(M_{11}^+ - M_{22}^+) \sin 2l \cos b, \end{aligned} \quad (1)$$

$$\begin{aligned} \mu_b = & (X_\otimes \cos l \sin b + Y_\otimes \sin l \sin b - Z_\otimes \cos b)(1/4.74 \cdot r) + M_{32}^- \sin l - M_{13}^- \cos l \\ & - 0.5 M_{12}^+ \sin 2l \sin 2b + M_{13}^+ \cos l \cos 2b + M_{23}^+ \sin l \cos 2b \\ & - 0.5(M_{11}^+ - M_{22}^+) \cos^2 l \sin 2b + 0.5(M_{33}^+ - M_{22}^+) \sin 2b. \end{aligned} \quad (2)$$

Здесь X_\otimes , Y_\otimes , Z_\otimes — компоненты пекулярной скорости Солнца, $(1/4.74 \cdot r)$ — параллактический фактор, принимая его равным единице, получаем компоненты скорости Солнца пропорциональными гелиоцентрическому расстоянию рассматриваемого центроида. В настоящей работе используется именно такой подход. В левых частях уравнений (1-2) величины собственных движений выражены в мс/год. Величины $M_{12}^- = M_z$, $M_{13}^- = M_y$, $M_{23}^- = M_x$ являются компонентами вектора вращения бесконечно малой окрестности Солнца вокруг соответствующих галактических осей. Величина M_{21}^- (мс/год) связана с постоянной Оорта B (км/с/кпк) соотношением $M_{21}^- = B/4.74$. Величины M_{12}^+ , M_{13}^+ , M_{23}^+ характеризуют деформацию типа сдвига малой околосолнечной окрестности. Величина M_{12}^+ связана с постоянной Оорта A соотношением $M_{12}^+ = A/4.74$ в том случае, когда рассматривается плоский случай и поправка долготы, или вертекс равна нулю. Диагональные компоненты тензора деформации M_{11}^+ , M_{22}^+ и M_{33}^+ описывают общее сжатие или расширение малой окрестности Солнца вдоль соответствующих осей.

В уравнениях (1-2) имеется одиннадцать искомым неизвестных, которые определяются методом наименьших квадратов, из совместного решения уравнений по $\mu_l \cos b$ и μ_b . Звезды делятся на группы в соответствии с их фотографическими величинами. Используются следующие ограничения:

$$d < 50 \text{ мм},$$

$$|\mu| = \sqrt{\mu_{\alpha \cos \delta}^2 + \mu_{\delta}^2} < 300 \text{ мс / год},$$

где d — расстояние звезды от центра области. Указанным условиям удовлетворяют почти все звезды каталога PUL2, имеющие фотографические звездные величины (~52 000 из общего количества 59 646).

3. РЕЗУЛЬТАТЫ

Предварительное решение уравнений (1–2) с одиннадцатью неизвестными выявило наличие сильной корреляции (коэффициент корреляции равен 0.8) между двумя неизвестными: Z_{\otimes} и M_{32}^- . Это происходит из-за того, что центры областей каталога PUL2 сосредоточены в северном полушарии. При этом половина из них расположена в высоких галактических широтах (произведенное автором моделирование на основе собственных движений звезд каталогов Hipparcos и TRC подтверждает, что указанные корреляции возникают именно из-за специфического заполнения небесной сферы областями каталога PUL2.). В дальнейшем уравнения (1–2) решались с десятью неизвестными в предположении равенства нулю величины M_{32}^- . Коэффициенты корреляции между всеми неизвестными в этом случае не превышают значения 0.6. Результаты вычислений, полученные при этом подходе, даны в Таблице 1. На основе проведенных вычислений сделан вывод о том, что область каталога PUL2 под номером 72 необходимо исключить из рассмотрения, т.к. по критерию 3σ для невязок абсолютные собственные движения звезд в данной области отбрасываются при использовании любой модели. В данной области редукция не является надежной, т.к. вычислена с использованием всего одного изображения галактики в каждой из трех пар пластинок.

Использованы все звезды каталога PUL2, слабее 11^m фотографической величины, общим числом 50 412. Таблица 1 состоит из двух частей: верхней и нижней. В верхней части Таблицы 1 даны кинематические параметры, определенные на основе абсолютных собственных движений звезд каталога PUL2. В нижней части Таблицы 1 даны кинематические параметры, определенные на основе комбинации абсолютных собственных движений звезд каталогов PUL2 и V1 (138 областей каталога PUL2, в которых абсолютизация выполнена косвенным способом и 10 областей каталога V1, область номер 72 отброшена). В последней колонке Таблицы 1 даны кинематические параметры, определенные на основе собственных движений 31 452 звезд, имеющих величины в интервале 13-15.5^m. Как можно видеть из Таблицы 1, значимыми являются: компоненты пекулярной скорости Солнца X_{\otimes} , Y_{\otimes} , Z_{\otimes} , а также величины M_{12}^+ , M_{21}^- (кроме интервала 11-13^m), $(M_{11}^+ - M_{22}^+)$ и l_{xy} . Заметно выделяются кинематические параметры, полученные для звезд в интервале звездных величин 11-13^m. Сравнение вычисленных нами компонент пекулярной скорости Солнца и величины уклонения вертекса $l_{xy} = -40 \pm 11^\circ$ для звезд в интервале величин 11-13^m (Таблица 1) с результатами кинематического анализа собственных движений звезд каталога Hipparcos, например, выполненные автором на основе статистического метода в работе [9], или выполненными на основе статистического метода в работе Денен, Бинни [11] показывает, что кинематические параметры указанных звезд 11-13^m наиболее близки к тем, которые определяются на основе анализа собственных

движений звезд спектрального класса G. Из сравнения каталогов PUL2 и TRC [14] имеем величины B-V для ~4000 звезд в интервале 7-12.5^m.

Таблица 1. Кинематические параметры, полученные на основе модели Огородникова-Милна (уравнения (1-2), при $M_{32}^- = 0$), даны в мс/год, N_* — количество звезд, $N_{\text{ОБЛ}}$ — количество реально использованных областей, n_{exp} — среднее количество экспозиций. В верхней части таблицы даны параметры, определенные на основе абсолютных собственных движений звезд каталога PUL2. В нижней части таблицы даны параметры, определенные на основе комбинации собственных движений звезд каталогов PUL2 и V1.

	1	2	3	4	5
m_{pg}	11 – 13 ^m	13 – 14.8 ^m	14.8 – 15.5 ^m	15.5 – 17 ^m	13 – 15.5 ^m
\overline{m}_{pg}	12.2 ^m	14.1 ^m	15.2 ^m	16.0 ^m	14.7 ^m
N_*	4610	14744	16708	14325	31452
n_{exp}	4.3	3.3	2.1	1.9	
$N_{\text{ОБЛ}}$	148	148	144	134	148
X_{\odot}	5.31 ± 0.77	4.78 ± 0.38	3.94 ± 0.37	3.25 ± 0.50	4.37 ± 0.26
Y_{\odot}	12.33 ± 0.69	9.91 ± 0.33	9.25 ± 0.32	7.69 ± 0.41	9.59 ± 0.23
Z_{\odot}	4.34 ± 0.69	3.79 ± 0.33	2.74 ± 0.29	0.97 ± 0.39	3.30 ± 0.22
L_{\odot}	66.7 ± 3.2°	64.2 ± 1.9°	66.9 ± 2.1°	67.1 ± 3.3°	65.5 ± 1.4°
B_{\odot}	17.9 ± 2.8°	19.0 ± 1.7°	15.3 ± 1.6°	6.6 ± 2.7°	17.4 ± 1.2°
M_{12}^+	-0.40 ± 0.88	2.35 ± 0.41	2.58 ± 0.36	1.91 ± 0.39	2.46 ± 0.27
M_{13}^-	-0.80 ± 0.65	0.60 ± 0.31	0.51 ± 0.27	-0.16 ± 0.35	0.58 ± 0.20
M_{21}^-	-1.25 ± 0.75	-2.53 ± 0.34	-2.24 ± 0.30	-4.54 ± 0.37	-2.43 ± 0.23
$M_{11}^+ - M_{22}^+$	-5.22 ± 1.55	-2.36 ± 0.71	-4.51 ± 0.62	-1.17 ± 0.76	-3.61 ± 0.47
M_{13}^+	-0.49 ± 0.80	0.24 ± 0.36	0.36 ± 0.32	1.28 ± 0.37	0.28 ± 0.24
M_{23}^+	-0.80 ± 0.78	0.65 ± 0.38	0.68 ± 0.38	-0.19 ± 0.43	0.76 ± 0.26
$M_{33}^+ - M_{22}^+$	-0.63 ± 1.23	0.84 ± 0.58	-3.19 ± 0.51	0.67 ± 0.64	-1.29 ± 0.38
l_{xy}	-41 ± 10°	13 ± 4°	21 ± 3°	9 ± 6°	18 ± 2°
m_{pg}	11 – 13 ^m	13 – 14.8 ^m	14.8 – 15.5 ^m	15.5 – 17 ^m	13 – 15.5 ^m
\overline{m}_{pg}	12.2 ^m	14.1 ^m	15.2 ^m	16.0 ^m	14.7 ^m
N_*	4610	14744	16708	14325	31452
$N_{\text{ОБЛ}}$	148	148	144	134	148
X_{\odot}	5.37 ± 0.77	4.89 ± 0.38	4.18 ± 0.37	3.40 ± 0.50	4.54 ± 0.26
Y_{\odot}	12.17 ± 0.69	9.79 ± 0.33	9.18 ± 0.32	7.64 ± 0.41	9.49 ± 0.23
Z_{\odot}	4.35 ± 0.69	3.79 ± 0.33	2.78 ± 0.29	1.06 ± 0.39	3.33 ± 0.22
L_{\odot}	66.2 ± 3.3°	63.5 ± 1.9°	65.5 ± 2.0°	66.0 ± 3.3°	64.5 ± 1.4°
B_{\odot}	18.1 ± 2.9°	19.1 ± 1.7°	15.4 ± 1.6°	7.2 ± 2.7°	17.6 ± 1.2°
M_{12}^+	-0.24 ± 0.88	2.58 ± 0.41	2.86 ± 0.36	2.01 ± 0.40	2.72 ± 0.27
M_{13}^-	-0.78 ± 0.65	0.63 ± 0.31	0.60 ± 0.27	-0.14 ± 0.35	0.64 ± 0.20
M_{21}^-	-1.28 ± 0.75	-2.66 ± 0.34	-2.47 ± 0.30	-4.60 ± 0.37	-2.61 ± 0.23
$M_{11}^+ - M_{22}^+$	-5.10 ± 1.55	-2.25 ± 0.71	-4.62 ± 0.62	-1.26 ± 0.76	-3.62 ± 0.47
M_{13}^+	-0.40 ± 0.80	0.48 ± 0.36	0.61 ± 0.32	1.41 ± 0.37	0.52 ± 0.24
M_{23}^+	-0.70 ± 0.78	0.65 ± 0.38	0.65 ± 0.38	-0.18 ± 0.43	0.75 ± 0.26
$M_{33}^+ - M_{22}^+$	-0.34 ± 1.23	1.12 ± 0.58	-3.02 ± 0.51	0.95 ± 0.64	-1.06 ± 0.38
l_{xy}	-42 ± 10°	12 ± 4°	20 ± 3°	9 ± 5°	17 ± 2°
b_{zx}	40 ± 9°	-37 ± 6°	-26 ± 7°	-19 ± 4°	-34 ± 5°
b_{yz}	7 ± 25°	21 ± 11°	-33 ± 6°	-34 ± 24°	-18 ± 7°

На Рис. 1 даны гистограммы указанных звезд (боксы), а также дано распределение ~2000 звезд каталога PUL2 для интервала величин 11-12.5^m (линия). Как можно видеть из рисунка, максимум распределения находится в районе: поздних G-звезд – ранних K-звезд, и это косвенно подтверждает те выводы, что были нами сделаны при анализе движения звезд каталога PUL2 в интервале 11-13^m.

В двух самых нижних строках Таблицы 1 даны величины b_{zx} и b_{yz} . Эти параметры характеризуют величину уклонения вертекса в двух плоскостях zx и yz. Формулы для их определения получены автором в работе [7] для рассмотрения кинематики звезд каталога Hipparcos:

$$\tan 2b_{yz} = \frac{-C_{yz}}{A_{yz}} = \frac{-0.5(M_{22}^+ - M_{33}^+)}{M_{23}^+},$$

$$\tan 2b_{zx} = \frac{-C_{zx}}{A_{zx}} = \frac{-0.5(M_{33}^+ - M_{11}^+)}{M_{13}^+}.$$

В указанных плоскостях ищется отклонение для угла галактической широты b , поэтому введены соответствующие обозначения. В этих формулах, числитель пропорционален \sin и знаменатель пропорционален \cos , что необходимо учитывать для определения четверти искомого угла, который изменяется от 0° до 360°. Необходимо отметить, что полученная нами величина b_{zx} является значимой во всех рассматриваемых интервалах, а в интервале 14.8-15.5^m значимой являются все три величины: $l_{xy} = 20 \pm 3^\circ$, $b_{zx} = -26 \pm 7^\circ$ и $b_{yz} = -33 \pm 6^\circ$. Это означает, что движение рассматриваемых звезд происходит под значительным углом к галактической плоскости. Это согласуется с результатами анализа собственных движений F- и G-звезд каталога Hipparcos, полученными автором в работе [10]. Отмеченные особенности связаны с движением звезд Пояса Вокулера-Долидзе (его образуют звезды поздних спектральных классов F, G и K). Этот вопрос автор предполагает подробно обсудить в другой работе.

Полученное нами большое значение величины $2C_{xy} = (M_{11}^+ - M_{22}^+)$ (следствием этого является большой и величина l_{xy}) при использовании ярких звезд каталога PUL2 находится в согласии с результатом анализа собственных движений звезд смешанного спектрального состава каталога PPM, который был выполнен в работе Рыбки [12], где при использовании всех звезд каталога PPM ярче ~10^m была найдена величина $(M_{11}^+ - M_{22}^+) = -2.0 \pm 0.2$ мс/год. Полученная нами величина C_{xy} согласуется также с результатом анализа собственных движений звезд смешанного спектрального состава каталога Hipparcos (см., например, работу [7]).

Как можно видеть из Таблицы 1 и Рис. 2, величина M_{13}^- для самых слабых, т.е. в среднем наиболее далеких звезд каталога PUL2, практически равна нулю, $M_{13}^- = -0.14 \pm 0.35$ мс/год, среднее, вычисленное по всем интервалам звездных величин от 11^m до 17^m составляет (по данным из нижней части Таблицы 1):

$$M_{13}^- = 0.07 \pm 0.20 \text{ мс/год.} \quad (3)$$

Практически нулевое значение величины M_{13}^- позволяет заключить: ни галактики, которые были использованы в каталоге PUL2 для определения редуций, ни слабые $\sim 15^m$ опорные звезды каталога PUL2, которые были использованы в качестве опорных

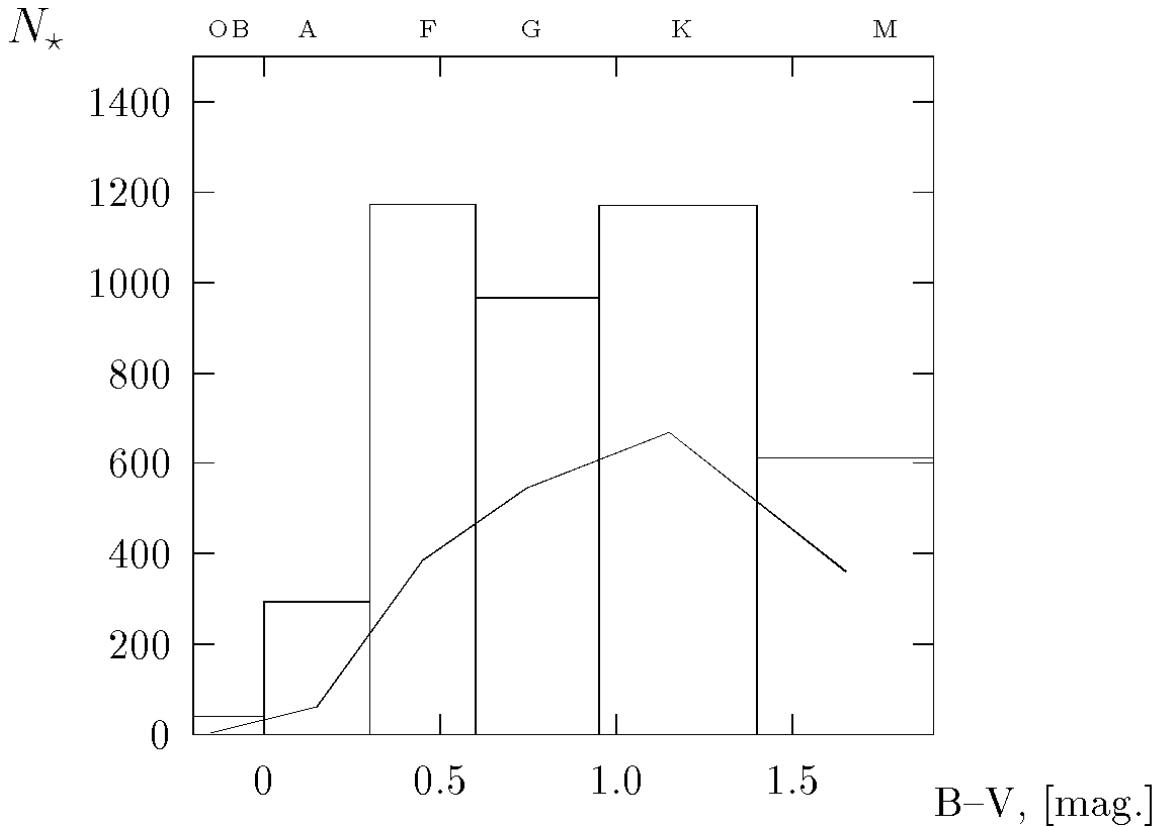


Рис. 1. Распределение ярких звезд каталога PUL2, общих с каталогом TRC, в зависимости от $B-V$. Боксы — 4255 звезд в интервале 7-12.5^m, линия — 2027 звезд в интервале 11-12.5^m.

объектов для определения относительных собственных движений звезд, не привносят значимого вклада в определение компоненты M_{13}^- . Более того, результат (3) имеет и важный кинематический смысл: близкое к нулю значение величины M_{13}^- указывает на то, что в среднем, рассматриваемые далекие звезды не имеют вращения вокруг галактической оси y (т.е. не имеют вращения относительно инерциальной системы координат).

Для определения оптимальных (оптимальных для звезд каталога PUL2) значений кинематических параметров галактического вращения было получено решение, которое дано в последней колонке Таблицы 1. Отбор звезд для этого решения был осуществлен на основе следующих соображений:

1. Яркие звезды в интервале 11-13^m имеют настолько специфическую кинематику, как уже описано выше, что для определения кинематических параметров вращения Галактики их использовать нельзя.

2. Собственные движения звезд в интервале 13-15.5^m в основном вычислены как средние из двух-трех независимых экспозиций (среднее количество независимых экспозиций $n_{\text{exp}}=2\div 3$). Указанные звезды имеются практически во всех областях каталога PUL2, следовательно, при определении кинематических параметров в данном

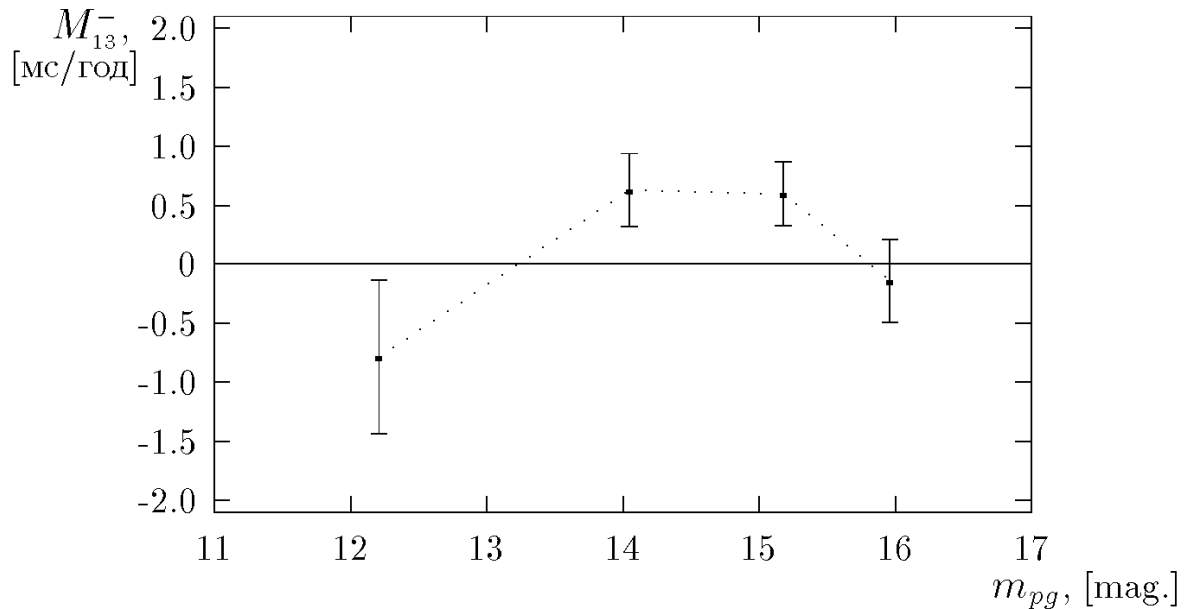


Рис. 2. Величина M_{13}^- в зависимости от фотографической величины звезд каталога PUL2.

интервале звездных величин участвуют все области и все галактики каталога. Именно эти звезды являются наиболее пригодными для определения параметров галактического вращения.

3. Для вычисления собственных движения звезд слабее 15.5^m в основном использовались не более двух независимых экспозиций ($n_{\text{exp}} \leq 2$). Звезды слабее 15.5^m имеются уже не во всех областях каталога PUL2, как можно видеть из Таблицы 1, для этих звезд $N_{\text{обл}}=134$, количество уравнений существенно уменьшается для наиболее слабых звезд. Потеря областей означает сокращение количества использованных для абсолютизации галактик, следовательно, снижается надежность определения кинематических параметров. На основании перечисленных доводов, звезды слабее 15.5^m не рассматриваются.

Сравнение верхней и нижней частей Таблицы 1 показывает, что случайные ошибки определения всех кинематических параметров практически одинаковые. Абсолютные собственные движения звезд, полученные прямым методом абсолютизации, свободны от ошибки “локального переноса” (см. работу [4]), поэтому предпочтительны именно эти собственные движения звезд. Решение, полученное при использовании абсолютных собственных движений 31 452 слабых звезд для комбинации каталогов PUL2 и V1 (нижняя часть Таблицы 1), имеющих фотографические величины в интервале 13-15.5^m, дает следующие величины $A / 4.74 = M_{12}^+ = 2.72 \pm 0.27$ мс/год и $B / 4.74 = M_{21}^- = -2.61 \pm 0.23$ мс/год, следовательно:

$$A = 12.89 \pm 1.28 \text{ км/с/кпк}, \quad B = -12.37 \pm 1.09 \text{ км/с/кпк}. \quad (4)$$

Значения угловой скорости ω_* , и круговой скорости V_{rot} вращения Галактики на околосолнечном расстоянии, при $R_{\odot} = 8.5$ кпк (рекомендовано МАС), вычисленные на основе полученных нами постоянных Оорта А и В, являются следующими: $\omega_* = B - A = -25.26 \pm 1.68$ км/с/кпк, $V_{rot} = \omega_* R_{\odot} = 215 \pm 14$ км/с/кпк. Решение (4) заметно отличается меньшими случайными ошибками определения неизвестных от результата, который был получен из анализа собственных движений звезд каталога PUL2 на основе той же кинематической модели, но с разбивкой небесной сферы на площадки Шарлье в работе автора [6]: $A = 10.4 \pm 4.3$ км/с/кпк, $B = -13.7 \pm 3.8$ км/с/кпк.

ВЫВОДЫ

Подавляющее большинство рассмотренных звезд составляют звезды поздних спектральных классов. Выполненный в работе анализ показывает, что помимо значимых параметров галактического вращения в плоскости xy , имеются заметные деформации поля скоростей данного комплекса звезд в плоскостях yz и zx .

Еще раз продемонстрировано, что каталоги PUL2 и V1 достаточно надежно реализуют инерциальную систему координат.

На основе абсолютных собственных движений 31 452 слабых звезд, имеющих фотографические величины в интервале 13-15.5^m, со средней величиной 14.7^m, из комбинации двух Пулковских каталогов, содержащих абсолютные собственные движения указанных звезд, PUL2 и V1, определены величины постоянных Оорта: $A = 12.89 \pm 1.28$ км/с/кпк, $B = -12.37 \pm 1.09$ км/с/кпк.

Работа выполнена при поддержке Российской федеральной программы “Астрономия” (проект No 1.9.2.2, 1998) и при поддержке РФФИ (грант No 02-02-16570).

СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

1. Бобылев В. В., 1995, Каталог абсолютных собственных движений звезд относительно галактик в 10 избранных площадках неба. – ГАО РАН СПб, 190 с. (ВИНИТИ, No 2027-B95).
2. Бобылев В. В., 1995, Исследование Пулковского каталога собственных движений звезд относительно галактик в 10 избранных площадках неба. – Препринт ИТА РАН No 48, С.-Петербург, 51 с.
3. Бобылев В. В., Бронникова Н. М., Киселев А. А., Шахт Н. А., 1996, Пулковская программа определения собственных движений звезд относительно галактик. Часть 1: Apex Солнца, параметры вращения Галактики. – Тр. конф. “Современные проблемы и методы астрометрии и геодинамики”, С.-Петербург, ИПА РАН, 23–27 сентября 1996 г., с. 105–111.
4. Бобылев В. В., Киселев А. А., 1997, Исследование систематических ошибок редукции при определении фотографических собственных движений звезд с привязкой к галактикам в Пулкове. – Тр. конф. “Структура и эволюция звездных систем”, Петрозаводск, 13–17 августа 1995 г., с. 199–204.

5. Бобылев В. В., 1998, Сравнение Пулковских абсолютных собственных движений звезд с каталогом Hipparcos. – Тр. IV съезда Астрон. Общества, 19–29 ноября 1997 г., Москва, ГАИШ МГУ, с. 66-72.
6. Бобылев В. В., 2000, Исследование кинематики центроидов на основе каталога PUL2.– Изв. ГАО No 214, с. 275–285.
7. Бобылев В. В., 2000, Анализ кинематики центроидов на основе каталога Hipparcos.– Изв. ГАО No 214, с. 209–226.
8. Бобылев В. В., 2000, Сравнение собственных движений звезд каталогов PUL2 и TRC. – Изв. ГАО No 214, С.-Петербург, с. 286–293.
9. Бобылев В. В., 2000, Определение эллипсоида Шварцшильда на основе каталога Hipparcos.– Изв. ГАО No 214, с. 294–301.
10. Bobylev V. V., 2001, in book: “Stellar dynamics: from classic to modern”, eds. L.P.Ossipkov & I.I.Nikiforov, p. 32-35.
11. Денен, Бинни (Dehnen W., Binney J.) 1998, Local stellar kinematics from Hipparcos data.– MNRAS, 298, p. 387–394.
12. Рыбка С. П., 1995, Трехмерная модель вращения Галактики по данным каталога PPM. – Кинемат. и физ. неб. тел, т. 11, No 2, с. 77–81.
13. Огородников К.Ф., 1965, Динамика звездных систем. М: Физматгиз, 627 с.
14. Хег и др.(Hog E., et al.), 1998, The Tycho Reference Catalogue.

**DETERMINATION OF THE OORT CONSTANTS WITH THE ABSOLUTE
STAR PROPER MOTIONS OF THE PUL2 AND V1 CATALOGUES
Bobylev V.V.**

Summary

The kinematics of the Pulkovo absolute proper motions of the 60000 faint stars have been tested with use Ogorodnikov-Milne model. The median errors of the absolute star proper motions in PUL2 and V1 catalogues are $\sim 8 \div 10$ mas/yr in both coordinates. The Oort constants were determined as follows: $A = 12.89 \pm 1.28$ km/s/kpc, $B = -12.37 \pm 1.09$ km/s/kpc. This solution was made with use 31452 stars 13-15.5 photographic magnitude.

АНАЛИЗ ТОЧНОСТИ ПОЗИЦИОННЫХ ФОТОГРАФИЧЕСКИХ НАБЛЮДЕНИЙ МАЛЫХ ПЛАНЕТ В ПУЛКОВЕ

Бронникова Н.М., Васильева Т.А.

Проведен анализ точности фотографических наблюдений малых планет, выполненных в 90-х годах на нормальном астрографе в Пулкове. Ошибки единицы веса ($S_{x,y}$) и редукции ($E_{x,y}$), полученные по опорным звездам каталога Tycho, в 1.3-1.4 раза меньше, чем по звездам каталога PPM (табл. 1). Среднеквадратические ошибки (СКО) одного наблюдения $\sigma_{\alpha \cos \delta}$ и σ_{δ} , вычисленные по уклонениям индивидуальных (О-С) от среднего за период наблюдения, в системе каталога Tycho в 1.2-1.3 раза меньше, чем в системе каталога PPM.

Для малых планет (2) Pallas, (39) Laetitia, (762) Pulcova СКО одного положения, определенная по одной пластинке, имеющей не менее трех изображений, может достигать величины 0".1.

Работа выполнена при поддержке гранта РФФИ N 01-02-17018.

В Пулковской обсерватории на нормальном астрографе (F=346 см; D=33 см) продолжают фотографические наблюдения малых планет [1]. Цель этих наблюдений - уточнение теории их движения, контроль нуль-пунктов и ориентировки фундаментальных систем координат, исследование систематических ошибок каталогов опорных звезд, а также сравнение наземных и космических каталогов. Анализ наблюдений избранных малых планет (ИМП), выполненных в Пулкове на нормальном астрографе в 1974-1990 гг., дал возможность обнаружить систематические ошибки опорного каталога AGK3 периодического характера с амплитудой до 0".2, оценить ошибку эфемерид малых планет порядка 0".2 [2].

До 1992 г. наблюдались только ИМП, в последние годы в программу наблюдений были включены и более слабые планеты: AC3 (4179) Toutatis [3], (762) Pulcova [4,5], (3385) Bronnina [6]. Методика наблюдений сохраняется в течение всех лет: на одной пластинке фотографируются три изображения малых планет до 12^m с экспозициями по 4 мин., для более слабых 12.^m0-13.^m5 с экспозициями 6-8 мин., для малых планет слабее 13.^m5-14.^m0 получают одно или два изображения с экспозициями 10-20 мин. методом Меткафа. В последние годы из-за невозможности приобретения пластинок приходится наблюдать на старых вуалированных пластинках.

Одновременно с традиционными наблюдениями ИМП проводятся наблюдения по программе ТСФЗ, предложенной сотрудниками ИТА РАН в 1993г. - наблюдения малых планет в момент их минимального сближения со звездами из фундаментального каталога FK5 [7], космических каталогов Hipparcos, Tycho. По программе ТСФЗ координаты малой планеты получаются непосредственно в системе фундаментального каталога [8,9].

Измерения пластинок производятся на полуавтоматическом измерительном приборе Аскорекорд с записью данных измерений на персональный компьютер. Обработка ведется линейным методом шести постоянных с привязкой к опорным звездам из каталога PPM (до 1999 г.) и Tycho-2 с 2000 г.

Обработка одновременно в системе опорных каталогов PPM и Tycho и сравнение положений, полученных по программе ТСФЗ, дает возможность выявить систематические разности этих каталогов [10].

Одной из важных ошибок, полученных уже на первом этапе вычислений экваториальных координат объектов линейным методом шести постоянных, являются ошибка единицы веса $S_{x,y}$ и ошибка редукции $E_{x,y}$. Эти ошибки характеризуют точность измерений и точность координат опорных звезд. Сводка полученных ошибок $S_{x,y}$, $E_{x,y}$ в работах [3-6,8,9,11,12] приведена в таблице 1, где указаны периоды наблюдений, опорные каталоги, число данных, по которым выведены $S_{x,y}$, $E_{x,y}$, звездная величина в период наблюдений и экспозиции. Во втором столбце указаны ссылки. Для (2) Pallas наблюдения обработаны в 2001–2002 гг.[12].

В таблицу включены величины $S_{x,y}$, $E_{x,y}$, полученные для АЗС (4179) Tautatis на 26-дюймовом рефракторе. Вычисления выполнялись с двухступенчатой привязкой. Для определения положений АЗС на пластинках 26-дюймового рефрактора были определены координаты опорных звезд по пластинкам нормального астрографа на эпоху наблюдения, поэтому ошибки единицы веса значительно меньше, чем для нормального астрографа.

Таблица 1. Ошибки единицы веса и редукции (в 0."01)

Название малой пл.	Период набл.	Опорн. кат.	Sx	Sy	Ex	Ey	Число полож.	Звезд. велич.	Эксп. (мин.)
Tautatis (4179)	1992[3]	PPM	± 40	± 45	± 15	± 13	23(Н.А)	10.5-11.6	1-10
		- " -	24	27	12	14	11(26")		1- 8
Pallas (2)	1987[12]	PPM	24	37	14	21	30	9.3-9.5	3x4
		Tycho	18	29	10	17	30		
9 ИМП	1993-97[1]	PPM	35	52	15	22	20	8.3-11.9	3x4
Pulcova (762)	1994[4]	PPM	40	42	16	16	18	12.5-13.1	3x6-8
	1997[5]	PPM	31	41	13	16	8	13.3-13.8	2x10
	1998[11]	Tycho	24	31	10	12	17	12.8-14.1	2x10
	2000[11]	Tycho	26	38	10	14	19	12.3-12.8	3x6
Bronnina (3385)	1994[6]	PPM	54	68	20	26	5	15.6-16.1	1x20-30
Laetitia(39)	1998[9]	PPM	43	47	16	18	27	11.4-11.5	3x4
		Tycho	29	36	10	13	27		
Средние		PPM	± 36	± 45	± 15	± 18	По всем без Bronnina		
		PPM	± 34	± 42	± 14	± 17			
		Tycho	± 24	± 34	± 10	± 14			

По данным таблицы 1 можно заключить, что ошибки единицы веса $S_{x,y}$ и редукции $E_{x,y}$, вычисленные по опорным звездам каталога PPM, в 1.3–1.4 раза больше, чем по звездам каталога Tycho. Это можно объяснить тем, что координаты и собственные движения в каталоге Tycho более точные: ошибка положения звезд в PPM составляет 0."2, в каталоге Tycho-2 – 0."06. Самые большие ошибки $S_{x,y}$ (более 0."50, получились для малой планеты (3385) Bronnina. Как указывалось в работе [6], в период наблюдений она имела величину от 15.^m6 до 16.^m1, снималась по методу Меткафа, звезды получались в виде следа, изображения планеты были очень слабыми, а иногда даже чуть растянутыми, по этой причине ошибки измерений значительны.

Как уже было сказано выше, в последние годы пластинки получают более вуалированные, ошибки измерений возросли. Это было показано при измерении пластинок с галактиками [13] и видно на примере малой планеты Pallas (табл.1), которая наблюдалась в 1987 г..

Вычисленные экваториальные координаты малых планет сравнивались с эфемеридными по программе CERES, для малой планеты (2) Pallas сравнения выполнены по программе EPOS [14]. Для каждого момента наблюдения получали (O -

С) – разность наблюдаемых и эфемеридных координат. Из анализа (О - С) можно получить СКО одного наблюдения $\sigma_{\alpha \cos \delta}$ и σ_{δ} в среднем за весь период наблюдений. Эта ошибка включает в себя, кроме ошибок измерений и положений звезд в каталоге, ошибку теории. В таблице 2 приведены СКО одного положения малой планеты для объектов, указанных в таблице 1. В таблице 1 даны средние $S_{x,y}$, $E_{x,y}$ для 9 ИМП [8] (наблюдения 1993-97 г.), в таблице 2 СКО даны только для 3-х из них: Pallas, Hebe, Melpomena, для них имелось не менее трех наблюдений. Эти 9 ИМП наблюдались по программе сближения. В этой же таблице приведены СКО из работы [1] для 9 ИМП (Pallas, Ceres, Parthenope, Juno, Hebe, Melpomena, Laetitia, Industria, Gallia), для которых были вычислены $\sigma_{\alpha \cos \delta}$ и σ_{δ} .

В примечании в таблице 2 указано, каким способом получены положения малых планет и в какой системе координат они приведены.

Таблица 2. СКО $\sigma_{\alpha \cos \delta}$ и σ_{δ} одного наблюдения по уклонениям от среднего (О-С) за период наблюдений (в 0."01)

Название МП	Период наблюдений	Число наблюдений	$\sigma_{\alpha \cos \delta}$	σ_{δ}	Примечание
Ceres(1)	1995 [1]	5	± 13	± 29	Привязка к опорному каталогу PPM
Pallas(2)	1987 [12]	30	28	32	Привязка к опорному каталогу PPM
	1987 [12]	30	20	22	Привязка к опорному каталогу Tycho
	1993-97 [1]	4	23	19	Привязка к опорному каталогу PPM
	1993-97 [8]	5	29	32	Сближение со звездой FK5
	1993-97 [8]	5	26	31	Сближение со звездой Hip
Juno(3)	1994 [1]	3	21	30	Привязка к опорному каталогу PPM
Hebe(6)	1994 [1]	4	16	10	Привязка к опорному каталогу PPM
	1994 [8]	3	11	15	Сближение со звездой FK5
	1994 [8]	3	9	25	Сближение со звездой Hip
Parthenope(11)	1995 [1]	4	8	23	Привязка к опорному каталогу PPM
Melpomena(18)	1994 [1]	4	28	10	Привязка к опорному каталогу PPM
	1994, 97 [8]	3	28	43	Сближение со звездой FK5
	1994, 97 [8]	3	28	37	Сближение со звездой Hip
Laetitia(39)	1994 [1]	3	25	12	Привязка к опорному каталогу PPM
	1998 [9]	21	45	35	Привязка к опорному каталогу PPM
	1998 [9]	21	41	27	Привязка к опорному каталогу Tycho
	1998 [9]	40	36	28	Сближение со звездой Hip, Tycho
Industria(389)	1995,97 [1]	5	22	16	Привязка к опорному каталогу PPM
Gallia(148)	1994,97 [1]	3	10	11	Привязка к опорному каталогу PPM
Pulcova(762)	1994 [4]	18	55	30	Привязка к опорному каталогу PPM
	1997 [5]	10	53	38	Привязка к опорному каталогу PPM
	1998 [11]	17	29	37	Привязка к опорному каталогу Tycho
	2000 [11]	19	33	30	Привязка к опорному каталогу Tycho
Bronnina(3385)	1994 [6]	5	172	34	Привязка к опорному каталогу PPM
Toutatis(4179)	1992 [3]	33	74	47	Привязка к опорн. каталогу PPM(H.A)
	1992 [3]	30	60	46	По зв. второй ст. 26"

По данным таблицы 2 видно, что самые большие ошибки получены для малой планеты (3385) Bronnina и быстро движущегося АСЗ (4179) Toutatis. И в том, и в другом случае методом Меткафа не удалось скомпенсировать движение телескопа, изображения были чуть растянуты и для (3385) Bronnina изображения очень слабые, на пределе измерений. Как указывалось в работах [3,6] фотографическим способом для быстро движущихся и слабых объектов нельзя получить более точные положения. Также, вероятно, на точности определения (О-С) влияет и не очень точная эфемерида для этих объектов. В работе [6] было выполнено сравнение (О-С) и СКО одного

наблюдения с данными, полученными на рефлекторах в США с ПЗС-матрицей. В среднем с ПЗС-матрицей СКО имеет значение $\pm 0.''80$ по α и $\pm 0.''43$ по δ .

Довольно большие ошибки, особенно по α , получились и для малой планеты (762) Pulcova в 1994 и 1997 гг. Как было указано в работах [4,5], это объясняется тем, что изображения малой планеты на некоторых пластинках были растянутыми.

Если исключить СКО для (4179) Toutatis и (3385) Bionnina, то в среднем в 90-х годах СКО, вычисленные по отклонениям от среднего (О-С) за период наблюдений, имеют такие значения:

$\sigma_{\alpha \cos \delta}$	σ_{δ}	Метод
$\pm 0.''26$	$\pm 0.''23$	привязка к опорному каталогу PPM
± 0.31	± 0.29	привязка к опорному каталогу Tycho
± 0.23	± 0.30	сближение со звездой FK5
± 0.25	± 0.30	сближение со звездой Tycho, Hip

Ошибки имеют почти одинаковый порядок, но по каталогу PPM ошибки по α чуть меньше, чем для опорной системы каталога ТУСНО, однако необходимо отметить, что в системе опорного каталога PPM определены положения 13 объектов, тогда как в системе каталога ТУСНО всего лишь 4 объекта. Если взять только те объекты, для которых определялись одновременно положения в системах каталогов PPM и ТУСНО по одним и тем же звездам, то в этом случае для Паллады и Летиции получаем:

$$\begin{aligned} \sigma_{\alpha \cos \delta} &= \pm 0.''36 & \sigma_{\delta} &= \pm 0.''34 \text{ в системе PPM} \\ \sigma_{\alpha \cos \delta} &= \pm 0.''30 & \sigma_{\delta} &= \pm 0.''25 \text{ в системе Tycho} \end{aligned}$$

т.е. СКО в системе каталога ТУСНО меньше в 1.2–1.3 раза, чем в системе каталога PPM.

Ошибки, полученные из наблюдений по программе сближения со звездами FK5 и Hipparcos, имеют почти одинаковые значения. СКО, полученная в работе [2], по всем наблюдательным периодам 1974-1990 гг. с привязкой к опорному каталогу AGK3 имеет значение по $\alpha \pm 0.''36$, по $\delta \pm 0.''37$.

Еще один способ оценки точности наблюдений – оценка СКО одного наблюдения для одной пластинки, если на ней получено не менее трех изображений и каждое изображение обработано отдельно. Такие данные были получены для малой планеты (762) Pulcova в 1994 [4], 1998 и 2000 гг., для малой планеты (2) Pallas наблюдения 1987 года и малой планеты (39) Laetitia [9], наблюдавшейся в 1998 году по способу сближения со звездами Hipparcos и ТУСНО. Для малой планеты (2) Pallas (О-С), их ошибки и СКО получены по программе EPOS. Такая оценка сделана для АСЗ (4179) Toutatis по данным работы [3].

Ниже приводятся значения СКО одного наблюдения по одной пластинке $\sigma_{1\alpha \cos \delta}$ и $\sigma_{1\delta}$.

АСЗ Toutatis, 1992 г., привязка к опорному каталогу PPM.			Телеск. Эксп.	
Дек .28.030344	$\pm 0.''56$	$\pm 0.''56$	Н.А.	3x5 ^m
Дек .21.053872	$\pm 0.''73$	$\pm 0.''37$	26"	5x4 ^m
Дек .21.070288	$\pm 0.''35$	$\pm 0.''46$	26"	5x2 ^m
Дек .21.093504	$\pm 0.''28$	$\pm 0.''38$	26"	5x4 ^m
Дек .22.940046	$\pm 1.''06$	$\pm 0.''66$	26"	3x6 ^m
Дек .27.996656	$\pm 0.''10$	$\pm 0.''42$	26"	3x6 ^m
Дек .28.061980	$\pm 0.''92$	$\pm 0.''52$	26"	3x6 ^m

МП Pulsova, 1994г., привязка к опорным звездам каталога PPM. Число изображений – три на одной пластинке, экспозиции – 6-8^m.

Февраль	02.873300	± 0."14	± 0."15
	02.896587	± 0."14	± 0."11
	10.808993	± 0."19	± 0."49
	12.843873	± 0."44	± 0."19
Март	03.793345	± 0."33	± 0."36
	03.816429	± 0."17	± 0."37

МП Pulsova, 1998, 2000 гг., привязка к опорным звездам каталога Tycho, по три изображения на одной пластинке, экспозиции – 6-10^m.

1998 Сентябрь	26.048017	± 0."16	± 0."19
2000 Февраль	10.981755	± 0."30	± 0."15
	24.859256	± 0."09	± 0."29
	26.926162	± 0."08	± 0."05
Март	12.883314	± 0."37	± 0."13
	22.846089	± 0."12	± 0."32

МП Laetitia, 1998, по программе сближения со звездами Hip, Tycho, по три изображения на одной пластинке, с экспозицией по 4^m.

1998 Март	16.772059	± 0."48	± 0."46
	19.795416	± 0."20	± 0."16
	20.758560	± 0."09	± 0."07
	21.816732	± 0."05	± 0."18
	22.798557	± 0."08	± 0."25
	25.764425	± 0."34	± 0."16
	28.779975	± 0."41	± 0."35

МП Pallas, 1987, привязка к опорным звездам каталогов PPM и Tycho, по три изображения на одной пластинке с экспозицией по 4^m.

		<u>Каталог PPM</u>		<u>Каталог Tycho</u>	
Март	06.112114	± 0."09	± 0."18	± 0."08	± 0."19
Апрель	02.031712	-	-	± 0."08	± 0."05
	08.978249	± 0."19	± 0."26	± 0."12	± 0."13
	11.023972	± 0."14	± 0."23	± 0."06	± 0."12
	11.985389	± 0."04	± 0."30	± 0."26	± 0."32
	20.016232	± 0."07	± 0."05	± 0."18	± 0."11
	21.000732	± 0."10	± 0."04	± 0."09	± 0."04
	23.021285	± 0."14	± 0."59	± 0."12	± 0."42
Апрель	27.974752	± 0."22	± 0."09	± 0."23	± 0."10
Май	12.910333	± 0."12	± 0."10	± 0."06	± 0."03

При просмотре СКО, вычисленных по одной пластинке, имеющей не менее трех изображений, можно заметить, что для быстро движущихся объектов 10 – 11^m можно получить ошибки менее 0."5, если хорошо скомпенсировано движение телескопа и если изображения получились не растянутыми.

Для малых планет Pulcova, Pallas, Laetitia СКО одного положения по пластинке с тремя изображениями в отдельных случаях имеет значение меньше, чем 0."1.

Заключение. Как при обычном методе фотографических наблюдений малых планет, так и при наблюдении способом ТСФЗ, можно достичь точности определения положений порядка 0."1- 0."2, если соблюдаются такие условия: при фотографировании используются пластинки с эмульсией хорошего качества, ошибки измерений не превышают 0."1- 0."15, при редукции используются опорные каталоги, в которых ошибки координат меньше 0."1, малая планета и звезда сближения имеют близкие спектральные характеристики и разность величин малой планеты и звезды не больше двух звездных величин.

ЛИТЕРАТУРА

1. Васильева Т.А., Бронникова Н.М., 1998, Фотографические наблюдения малых планет в Пулковке. Изв. ГАО, №213, с. 180-182.
2. Киселева Т.П., 1994, Итоги наблюдений малых планет на нормальном астрографе Пулковской обсерватории в 1974 – 1990 гг., Изв. ГАО, №209, с.76-87.
3. Бронникова Н.М., Бобылев В.В., Васильева Т.А., Калининченко О.А., Киселев А.А., Усович С.А., Чубей В.С., Чернетенко Ю.А., Виноградова Т.А., 1996, Фотографические позиционные наблюдения АСЗ Toutatis (4179) в Пулковке. Изв. ГАО, №210, с.68-75.
4. Бронникова Н.М., 1996, Позиционные фотографические наблюдения малой планеты Pulcova (762). Изв. ГАО, №210, с.49-51.
5. Бронникова Н.М., Васильева Т.А., 1998, Позиционные фотографические наблюдения малой планеты Pulcova (762). Изв. ГАО, №213, с.138-140.
6. Бронникова Н.М., 2000, Позиционные фотографические наблюдения малой планеты Bronnina (3385). Изв. ГАО, №214, с.397-399.
7. Ежедневные эфемериды малых планет на 1993-1997 гг., под ред. Ю.В.Батракова, изд. ИТА РАН.
8. Бронникова Н.М., Васильева Т.А., Могилевская А.В., 1998, Определение координат избранных малых планет по программе сближения со звездами фундаментальных каталогов. Изв. ГАО, №213, с.140-152.
9. Бронникова Н.М., Могилевская А.В., 2000, Определение координат малой планеты Летиции (39) по программе сближения со звездами каталогов Hipparcos (H) и TYCHO (T). Изв. ГАО, №214, с. 387-396.
10. Бронникова Н.М., Васильева Т.А., Могилевская А.В., 2000, Сравнение положений малых планет, полученных в системах каталогов FK5, PPM, Hipparcos и TYCHO. Сборник “Астрометрия, геодинамика и небесная механика на пороге XXI в.”. Тезисы доклада, СПб., ИПА, с.294-295.
11. Бронникова Н.М., Васильева Т.А., 2002, Фотографические позиционные наблюдения малой планеты (762) Pulcova. Изв. ГАО, наст. сб-к.
12. Васильева Т.А., 2002, Фотографические наблюдения малой планеты Паллады на нормальном астрографе в Пулковке. Изв. ГАО, наст. сб-к.
13. Бронникова Н.М., Шахт Н.А., 1987, О точности измерения галактик и звезд AGK3. Изв. ГАО, №204, стр.52 – 56.
14. Львов В.Н., Смехачева Р.И., Цекмейстер С.Д., 1999, ЭПОС. Программная система для решения эфемеридных задач, связанных с объектами Солнечной системы. Руководство пользователя, СПб, ГАО РАН, 28 стр.

Analysis of the precision of the positional photographic observations of the minor planets at (762) Pulcova

Bronnikova N.M., Vasil'eva T.A.

Summary

The precision of the positional photographic observations of minor planets, made with Normal Astrograph at Pulkovo during 90-th years, are analysed. The errors of the unit of weight ($S_{x,y}$) and reduction ($E_{x,y}$) (table 1) obtained with the reference stars from catalogue Tycho are smaller in 1.3 – 1.4 times than from PPM. The mean square errors of one position (table 2), calculated by deviation of the individual (O-C) from the average during the period of the observations in system Tycho are smaller then PPM too.

For (2) Pallas, (39) Laetitia, (762) Pulcova the mean square errors of the observation for one plate with three or more images may have the value 0."1 or smaller.

ФОТОГРАФИЧЕСКИЕ ПОЗИЦИОННЫЕ НАБЛЮДЕНИЯ МАЛОЙ ПЛАНЕТЫ (762) PULCOVA

Бронникова Н.М., Васильева Т.А.

Приведены 38 положений малой планеты (762) Pulcova, полученные по пластинкам Нормального астрографа в 1997, 1998 и 2000 гг. Редукция выполнена методом шести постоянных с использованием опорных звезд из каталога Tycho-2. Проведено сравнение с эфемеридой с помощью программы ЭПОС. В среднем получили: 1997 г, $n=2$, $(O-C)_\alpha = -0^s.049$, $(O-C)_\delta = +0^s.25$; 1998 г, $n=17$, $(O-C)_\alpha = 0^s.000 \pm 0^s.006$, $(O-C)_\delta = +0^s.58 \pm 0^s.09$; 2000 г, $n=19$, $(O-C)_\alpha = -0^s.009 \pm 0^s.005$, $(O-C)_\delta = -0^s.64 \pm 0^s.07$. Внутренняя точность одного наблюдения лежит в пределах от $0^s.08$ до $0^s.37$ по прямому восхождению и от $0^s.05$ до $0^s.32$ по склонению. Работа выполнена при поддержке гранта РФФИ N 01-02-17018.

Малая планета (762) Pulcova наблюдалась на Нормальном астрографе в 1997–2000 гг. В 1998 г. было получено 11 пластинок, обработано - 9, за 2000 г. из 8 пластинок обработано 7. Три пластинки отбракованы из-за плохой прозрачности атмосферы. Включена пластинка, полученная в 1997 г., но не вошедшая ранее в обработку [1]. Периоды и условия наблюдений представлены в таблице 1.

Таблица 1. Периоды и условия наблюдений малой планеты (762) Pulcova

Период наблюдений	Число пластинок	Часовой угол	Зенитное расстояние	Звездная величина
1997, 10 октября	1	$-0^h29^m.8$	$57^\circ 2'$	13.8
1998, 24 авг.-23 дек.	11	$-3^h32^m - + 0^h54^m$	$21^\circ 40' - 42^\circ 06'$	14.1 - 12.8
2000, 10 фев.-22 мар.	8	$-1^h17^m - + 1^h06^m$	$57^\circ 22' - 59^\circ 36'$	12.3 - 12.8

Условия наблюдений в 1998 г. были более благоприятные, чем в 1997 и 2000 гг., т.к. склонение планеты превышало $+30^\circ$. На пластинках 1997 и 1998 гг. было получено по 2 изображения с экспозициями по 10 - 15 минут, в 2000 г. - в основном по 3 изображения с экспозицией 5 - 6 минут. Использовались пластинки отечественные НТ-1АС [2] и ORWO Zu-1, гиперсенсibilизированные водородом перед экспонированием. Измерения проведены на приборе "Аскорекорд", обработка - на РС. Каждое изображение обрабатывалось отдельно линейным методом шести постоянных с опорными звездами из каталога Tycho-2. Разности величин опорных звезд и малой планеты находятся в пределах от 0.2 до 2.4 звездных величин. Полученные при обработке ошибки единицы веса S_x , S_y и ошибки редукции E_x , E_y , характеризующие точность измерений и точность координат опорных звезд, даны в таблице 2.

Таблица 2. Ошибки единицы веса S_x , S_y и ошибки редукции E_x , E_y .

Год, каталог, число набл.	S_x	S_y	E_x	E_y
1997, Tycho-2, 2	0".16	0".18	0".09	0".10
1998, Tycho-2, 24	0".24	0".31	0".10	0".12
2000, Tycho-2, 26	0".26	0".38	0".10	0".14
1997, PPM, 8	0".31	0".41	0".13	0".16

В последней строке таблицы 2 приведены значения ошибки единицы веса и редукции из работы [1], где в качестве опорных использовались звезды из каталога PPM.

В результате обработки получено 38 топоцентрических положений малой планеты (762) Pulsova, которые были сравнены с эфемеридой с помощью программы ЭПОС [3]. Полученные средние величины (O-C) по периодам наблюдений приведены в таблице 3, где также даны средние (O-C) из работ [1,4].

Таблица 3. Средние (O-C) и их ошибки.

Период наблюдений	1994 [4]	1997	1998	2000
Прям. восхождение	22 ^h 24 ^m - 22 ^h 54 ^m	7 ^h 37 ^m - 7 ^h 53 ^m	3 ^h 04 ^m - 4 ^h 05 ^m	9 ^h 44 ^m - 10 ^h 15 ^m
Склонение	+2°54' - +5°22'	+21°05' - +22°24'	+33°59' - +34°52'	+1°56' - +2°41'
(O - C) _α	-0 ^s .015 ± 0 ^s .009	-0 ^s .049 -0 ^s .040 ± 0 ^s .014[1]	0 ^s .000 ± 0 ^s .006	-0 ^s .009 ± 0 ^s .005
(O - C) _δ	-0".45 ± 0".08	+0".25 +0".75 ± 0".12[1]	+0".58 ± 0".09	-0".64 ± 0".07
Число наблюдений	18	2/8 [1]	17	19

Как видим, по прямому восхождению и по склонению значения (O-C), полученные по двум экспозициям в 1997 г., согласуются со значениями из работы [1], где в качестве опорных использовались звезды из каталога PPM. Величины (O-C)_α в основном отрицательны, а величины (O-C)_δ в 1994 и 2000 гг. в зоне низких склонений отрицательны, в зоне со склонениями более 20 градусов - положительные.

В таблице 4 на даты наблюдений приведены экваториальные топоцентрические координаты, отнесенные к экватору и равноденствию J2000.0, а также величины (O-C).

В 2000 г. на 5 пластинках было получено по три изображения, поэтому мы имели возможность вычислить средние значения (O-C) в данную ночь, их ошибки ϵ_α , ϵ_δ , а также ошибку одного наблюдения σ_α , σ_δ . Эти данные приведены в таблице 5. В последней строке таблицы 5 приведены ошибки, полученные по двум пластинкам, снятым в одну ночь (на одной пластинке - три изображения, на другой - два). Почти на всех пластинках, полученных в 2000 г., изображения малой планеты очень слабые, почти на пределе измерений, особенно снятые в марте месяце. Таким образом, ошибка одного положения или внутренняя точность определения координат для малой планеты (762) Рисова имеет значение $\pm 0".19$.

По наблюдениям в 1994 г., опубликованным в работе [4], где использовались в качестве опорных звезды из каталога PPM, мы также вычислили ошибку одного

наблюдения, так как на каждой пластинке было получено по три изображения. Ошибки оказались несколько больше, а именно: $\sigma_{\alpha} = \pm 0''.24$, $\sigma_{\delta} = \pm 0''.28$.

Таблица 4.

Дата, UT	α_{J2000}	δ_{J2000}	$(O-C)_{\alpha}$	$(O-C)_{\delta}$	Сорт пл.	Набл
	h m s	° ' "	s	"		
1997 10 20.736673	22 23 43.827	+ 2 54 36.13	-0.054	-0.09	HT1AC	Ha
10 20.744406	22 23 43.743	+ 2 54 35.70	- 44	+ 58	- " -	Ha
1998 08 25.002910	3 49 17.857	+34 00 11.40	- 3	- 1	- " -	Br
08 25.014990	3 49 18.297	+34 00 15.00	- 7	+ 31	HT1AC	Br
08 27.011055	3 50 52.230	+34 11 43.22	- 32	+ 1	HT1AC	Br
08 27.023520	3 50 52.793	+34 11 48.05	- 36	+ 52	HT1AC	Br
09 01.984967	3 55 08.879	+34 45 10.25	+ 34	+ 83	HT1AC	Br
09 02.000203	3 55 09.463	+34 45 15.08	+ 20	+ 58	HT1AC	Br
09 02.985620	3 55 48.102	+34 50 38.42	+ 14	+ 76	HT1AC	Mg
09 02.998086	3 55 48.563	+34 50 42.81	0	+106	HT1AC	Mg
09 26.037860	4 05 00.874	+36 44 01.65	+ 5	+ 94	Zu - 1	Mg
09 26.046863	4 05 00.954	+36 44 03.97	+ 25	+ 95	Zu - 1	Mg
09 26.059329	4 05 01.012	+36 44 06.83	0	+ 61	Zu - 1	Mg
11 18.946446	3 35 57.368	+37 29 57.36	- 4	+ 16	Zu - !	Br
11 18.958912	3 35 56.599	+37 29 54.38	- 31	+ 8	Zu - 1	Br
11 20.935712	3 34 01.248	+37 21 57.21	+ 2	+ 84	Zu - 1	Br
11 20.944715	3 34 00.687	+37 21 54.74	- 24	+ 67	Zu - 1	Br
12 23.816647	3 09 28.929	+33 59 24.91	+ 43	+118	Zu - 1	Mg
1998 12 23.829112	3 09 28.602	+33 59 18.96	+ 12	+ 40	Zu - 1	Mg
2000 02 10.976215	10 15 53.398	+ 1 56 01.51	+ 45	- 81	Zu - 1	Br
02 10.981755	10 15 53.080	+ 1 56 01.59	+ 15	- 66	Zu - 1	Br
02 10.987296	10 15 52.783	+ 1 56 01.69	+ 7	- 50	Zu - 1	Br
02 10.994214	10 15 52.389	+ 1 56 01.98	- 28	- 12	Zu - 1	Br
02 10.999062	10 15 52.194	+ 1 56 01.48	+ 30	- 57	Zu - 1	Br
02 24.853756	10 03 41.191	+ 2 02 36.77	- 33	- 72	HT1AC	Br
02 24.859296	10 03 40.905	+ 2 02 37.34	- 22	- 50	HT1AC	Br
02 24.864837	10 03 40.606	+ 2 02 38.05	- 24	- 14	HT1AC	Br
02 25.915758	10 02 45.389	+ 2 03 45.28	- 15	- 83	HT1AC	Mg
02 25.921299	10 02 45.079	+ 2 03 45.77	- 29	- 70	HT1AC	Mg
02 26.920622	10 01 52.987	+ 2 04 54.15	- 1	- 73	HT1AC	Mg
02 26.926162	10 01 52.689	+ 2 04 54.63	- 6	- 64	HT1AC	Mg
02 26.931703	10 01 52.389	+ 2 04 55.01	- 12	- 65	HT1AC	Mg
03 12.877773	9 50 09.914	+ 2 26 34.29	- 38	- 30	Zu - 21	Br
03 12.883314	9 50 09.696	+ 2 26 34.74	- 28	- 37	Zu - 21	Br
03 12.888854	9 50 09.505	+ 2 26 35.07	+ 9	- 56	Zu - 21	Br
03 22.840664	9 44 29.643	+ 2 41 20.81	- 20	- 90	Zu - 1	Mg
03 22.846205	9 44 29.492	+ 2 41 20.98	- 13	-1.17	Zu - 1	Mg
2000 03 22.851399	9 44 29.352	+ 2 41 21.28	- 4	-1.30	Zu - 1	Mg

Таблица 5. Средние (O–C), их ошибки и ошибки одного наблюдения σ_α , σ_δ по трем изображениям на одной пластинке.

Дата, средний момент	$(O-C)_\alpha$	$(O-C)_\delta$	σ_α	σ_δ
2000 02 10.981755	+0".33 ± 0".17	-0".66 ± 0".09	±0."30	± 0."15
2000 02 24.859296	- 39 ± 5	- 45 ± 17	9	29
2000 02 26.926162	- 9 ± 5	- 67 ± 3	8	5
2000 03 12.883314	- 29 ± 21	- 41 ± 8	37	13
2000 03 22.846089	- 18 ± 7	- 106 ± 18	12	32
1998 09 26.048017	+ 17 ± 9	- 83 ± 11	±0.16	± 0.19

ЛИТЕРАТУРА

1. Бронникова Н.М., Васильева Т.А., 1998. Позиционные фотографические наблюдения малой планеты (762) Pulcova. Изв. ГАО, N 213, с. 138 – 139.
2. Breido.I., Bronnikova N.M., Mikhaylova O.M., Mikhaylov D.K., 1994. New photographic plates made in Russia for astronomical observation. Newsletters, N 5, IAU Working Group on Wide field imaging, Com. 9.
3. Львов В.Н., Смахачева Р.И., Цекмейстер С.Д., 1999. ЭПОС – программная система для решения эфемеридных задач, связанных с объектами Солнечной системы. Руководство пользователя. ГАО РАН, СПб, Пулковое, 28 стр.
4. Бронникова Н.М., 1996. Позиционные фотографические наблюдения малой планеты (762) Пулкова. Изв. ГАО, N 210, стр. 49 – 51.

The photographic positional observations of minor planet (762) Pulcova

N.M.Bronnikova, T.A.Vasil'eva

Summary

38 positions of minor planet (762) Pulcova are given. The plates were taken with normal astrograph at Pulkovo in 1997, 1998, 2000. The reference stars are taken from catalogue Tycho-2. The average (O – C) values are as follows: 1997, n=2, $(O - C)_\alpha = -0^s.049$, $(O - C)_\delta = +0".25$; 1998, n=17, $(O - C)_\alpha = 0^s.000 \pm 0^s.006$, $(O - C)_\delta = +0".58 \pm 0".09$; 2000, n=19, $(O - C)_\alpha = - 0^s.009 \pm 0^s.005$, $(O - C)_\delta = - 0".64 \pm 0".07$, 2000, n=19. The errors of one observation are equal to $0^s.08 - 0^s.37$ for right ascension and $0".05 - 0".32$ for declination.

СРАВНЕНИЕ ПОЛОЖЕНИЙ МАЛЫХ ПЛАНЕТ, ПОЛУЧЕННЫХ В СИСТЕМАХ КАТАЛОГОВ FK5, PRM, HIPPARCOS И TYCHO

Бронникова Н.М., Васильева Т.А., Могилевская А.В.

По программе сближения были определены положения 9 избранных малых планет в системе каталогов FK 5 и Hipparcos по пластинкам, полученным на Нормальном астрографе в 1993 – 1997гг. В среднем разности координат малых планет, определенных в этих системах, имеют такие значения: $\Delta\alpha_{(Hip - FK5)} = +0.^s003 \pm 0.^s003$; $\Delta\delta_{(Hip - FK5)} = + 0.^"13 \pm 0.^"03$; $n = 20$.

Малые планеты (2) Паллада (наблюдения 1987г.) и (39) Летиция (наблюдения 1998г.) обработаны в двух системах опорных звезд: Tycho и PRM. Разности координат равны:

для Паллады: $\Delta\alpha_{(T - PRM)} = -0.^s012 \pm 0.^s002$; $\Delta\delta_{(T - PRM)} = - 0.^"13 \pm 0.^"05$; $n = 24$;

для Летиции: $\Delta\alpha_{(T - PRM)} = +0.^s026 \pm 0.^s002$; $\Delta\delta_{(T - PRM)} = - 0.^"03 \pm 0.^"05$; $n = 27$.

Помимо непосредственного сравнения положений и собственных движений различных каталогов можно косвенно получить систематические различия этих каталогов, сравнивая положения малых планет, вычисленных в той или иной системе опорных каталогов, или сравнивая положения, вычисленные по программе ТСФЗ.

Одновременно с традиционными фотографическими наблюдениями избранных малых планет (ИМП) на нормальном астрографе в Пулкове, проводятся наблюдения по программе ТСФЗ - наблюдения ИМП при их прохождении вблизи точек сближения со звездами фундаментального каталога. Эта программа была предложена сотрудниками ИТА РАН [1]. По этой программе получаем координаты ИМП непосредственно в системе фундаментального каталога.

Положения ИМП $\alpha_{имп(6)}$, $\delta_{имп(6)}$ и фундаментальной звезды $\alpha_{*(6)}$, $\delta_{*(6)}$ определяются при обработке измерений в одной и той же системе опорных звезд методом шести постоянных. Затем вычисляются разности координат ИМП и звезды $\Delta\alpha_{(6)} = \alpha_{*(6)} - \alpha_{имп(6)}$; $\Delta\delta_{(6)} = \delta_{*(6)} - \delta_{имп(6)}$. Прибавляя эти разности к координатам звезды из каталога, получаем координаты ИМП в системе данного фундаментального каталога:

$$\alpha_{имп(ФК)} = \alpha_{*(ФК)} + \Delta\alpha_{(6)}$$

$$\delta_{имп(ФК)} = \delta_{*(ФК)} + \Delta\delta_{(6)}$$

Если брать для звезд сближения координаты из разных фундаментальных каталогов, то могут быть выявлены систематические разности этих каталогов при сравнении координат ИМП, т.к. разности $\Delta\alpha_{(6)}$, $\Delta\delta_{(6)}$ слабо зависят от случайных и систематических положений опорных звезд и в разности координат ИМП целиком войдут систематические ошибки фундаментальных каталогов.

При обработке 20 пластинок с девятью ИМП, полученных на нормальном астрографе в 1993-1997 гг. [2] в качестве опорного использовался каталог PRM, а координаты звезд сближения взяты из каталогов FK5 и Hipparcos. В среднем разности координат ИМП, вычисленные в системах каталогов Hip и FK5 имеют такие значения: $\Delta\alpha_{(Hip - FK5)} = +0.^s003 \pm 0.^s003$; $\Delta\delta_{(Hip - FK5)} = + 0.^"13 \pm 0.^"03$; $n = 20$, т.е. по склонению имеется заметная систематическая разность. По прямому восхождению ИМП были расположены от $0^h 13^m$ до $21^h 46^m$, а по склонению от $+0^\circ 50'$ до $+39^\circ 51'$. Хотя материал

небольшой, мы разделили разности в зависимости от α и δ на четыре группы (таблица 1).

Таблица 1. Разности координат ИМП, вычисленных в системах каталогов Hip и FK5 (метод сближения).

α ср.	$\Delta\alpha$ (Hip - FK5)	$\Delta\delta$ (Hip - FK5)	N	δ ср.	$\Delta\alpha$ (Hip - FK5)	$\Delta\delta$ (Hip - FK5)	N
2 ^h 39 ^m	+0. ^s 004 ± 0. ^s 002	+ 0." ^s 10 ± 0." ^s 05	5	3° 05'	-0. ^s 006 ± 0. ^s 004	+ 0." ^s 14 ± 0." ^s 06	8
9 ^h 35 ^m	+0. ^s 010 ± 0. ^s 001	+ 0." ^s 13 ± 0." ^s 02	5	10° 20'	+0. ^s 010 ± 0. ^s 001	+ 0." ^s 14 ± 0." ^s 01	5
14 ^h 40 ^m	-0. ^s 001 ± 0. ^s 006	+ 0." ^s 24 ± 0." ^s 04	6	20° 00'	+0. ^s 003 ± 0. ^s 002	+ 0." ^s 17 ± 0." ^s 04	5
19 ^h 50 ^m	-0. ^s 006 ± 0. ^s 005	+ 0." ^s 04 ± 0." ^s 07	4	39° 51'	+0. ^s 011 —	+ 0." ^s 04 —	2

Разности координат ИМП $\Delta\alpha$ имеют значимые величины в зоне по $\alpha \sim 9^h 35^m$ и в зоне по δ около 10° . Разности $\Delta\delta$ во всех зонах - значимые, особенно в зоне по α около 15^h и по $\delta + 20^\circ$.

Из-за малой выборки, численно разности $\Delta\alpha$ (Hip - FK5), $\Delta\delta$ (Hip - FK5) не совпадают с результатами других исследований, в частности Е.В. Хруцкой [3], В.В. Витязева [4], но общая тенденция величины систематических расхождений между Hip и FK5 не однородна для разных зон прямого восхождения и склонения.

До 1999 г. вся обработка пластинок с ИМП велась в опорной системе каталога PPM. В настоящее время имеет смысл обрабатывать в более современной и более точной системе каталога Hipparcos, но на пластинках Нормального астрографа, как правило, нельзя выбрать минимум шесть звезд, расположенных равномерно вокруг объекта, поэтому мы использовали каталог Tucho для обработки пластинок с малой планетой (2) Палладой, полученных в 1987 г., и пластинок с (39) Летицией, полученных в 1998 г.

Обработку выполнили с одними и теми же опорными звездами каталогов PPM и Tucho. При обработке методом шести постоянных могут быть обнаружены систематические расхождения координат ИМП, а следовательно и (O - C), обработанных в системах Tucho и PPM.

Всего было получено 27 положений Летиции и 24 - Паллады. В таблице 2 представлены ошибки единицы веса S_x , S_y и ошибки редукции E_x , E_y , вычисленные по опорным звездам Tucho и PPM.

Таблица 2. Ошибки единицы веса и редукции

	Опорный каталог Tucho		Опорный каталог PPM	
	Летиция	Паллада	Летиция	Паллада
S_x	0".27	0".17	0".43	0".27
S_y	0".36	0".33	0".47	0".48
E_x	0".10	0".09	0".16	0".12
E_y	0".13	0".15	0".18	0".19
n	27	24	27	24

В работе [2] соответствующие ошибки имели такие значения в системе каталога PPM: $S_x = \pm 0.''35$, $S_y = \pm 0.''52$; $E_x = \pm 0.''15$, $E_y = \pm 0.''22$. По опорному каталогу Tycho ошибки получаются почти в полтора раза меньше, чем по PPM. Это можно объяснить более точными координатами и собственными движениями звезд каталога Tycho и более близкими эпохами наблюдений ИМП и каталога Tycho.

Разности координат Летиции и Паллады, вычисленные методом шести постоянных в системах каталогов Tycho и PPM, представлены в таблице 3.

Таблица 3. Разности координат ИМП и звезд сближения, вычисленные по опорным звездам Tycho и PPM ($\Delta\alpha = \alpha_T - \alpha_{PPM}$; $\Delta\delta = \delta_T - \delta_{PPM}$).

Объект	$\Delta\alpha$	$\Delta\delta$	n	Область по α	Область по δ
Паллада	$-0.''012 \pm 0.''002$	$-0.''13 \pm 0.''05$	24	$15^h 44^m - 16^h 24^m$	$+9^\circ 44' - 21^\circ 47'$
Летиция	$+0.''026 \pm 0.''003$	$-0.''03 \pm 0.''05$	27	$6^h 02^m - 6^h 15^m$	$+15^\circ 11' - 16^\circ 09'$
Зв. сбл. Hip	$+0.''029 \pm 0.''001$	$+0.''02 \pm 0.''05$	27	$6^h 02^m - 6^h 15^m$	$+15^\circ 11' - 16^\circ 09'$
Зв. сбл. Tycho	$+0.''022 \pm 0.''002$	$-0.''01 \pm 0.''04$	18	$6^h 02^m - 6^h 15^m$	$+15^\circ 11' - 16^\circ 09'$

Для Паллады имеется систематическое различие по обеим координатам, для Летиции - по прямому восхождению.

Пластинки с ИМП Летицией обрабатывались и по методу ТСФЗ. Координаты звезд сближения взяты из каталогов Hip и Tycho, опорных - из Tycho и PPM [5]. Разности координат звезд сближения, вычисленных методом шести постоянных в системах Tycho и PPM, приведены в таблице 3 (строки 3 и 4). Порядок этих разностей такой же, как и для ИМП Летиции.

Положения ИМП Летиции, полученные по программе ТСФЗ с использованием опорных звезд из Tycho и PPM и координат звезд сближения из Hip и Tycho (иногда на одной и той же пластинке выбиралось по 2 - 3 звезды из Tycho или Hip) не имеют систематических разностей:

$$\Delta\alpha = +0.''001 \pm 0.''001; \Delta\delta = +0.''01 \pm 0.''01 - 27 \text{ звезд сближения из Hip};$$

$$\Delta\alpha = -0.''001 \pm 0.''001; \Delta\delta = -0.''01 \pm 0.''01 - 18 \text{ звезд сближения из Tycho}.$$

Эти каталоги (Hip и Tycho) получены в одной и той же системе ICRF и в одну и ту же эпоху.

При использовании метода ТСФЗ вычисляются разности $\Delta\alpha_{(6)}$, $\Delta\delta_{(6)}$, которые слабо зависят от случайных и систематических ошибок опорных звезд, но в этих разностях, а следовательно и в (O - C) ИМП могут появиться ошибки из-за уравнения блеска, если разности величин ИМП и звезд сближения превышают $1.''5 - 2.''0$, а также ошибки из-за атмосферной дисперсии при сильном различии их спектральных классов. В работах [2] и [5] показано, что наиболее эффективно метод ТСФЗ используется для определения координат ИМП тогда, когда звезды сближения и ИМП имеют не сильно различающиеся звездные величины и спектральные классы.

Литература

1. Ежегодные эфемериды малых планет на 1993-1997 гг., под редакцией Ю.В.Батракова, С.-Пб., ИТА РАН.
2. Бронникова Н.М., Васильева Т.А., Могилевская А.В. – Определение координат избранных малых планет по программе сближения со звездами фундаментальных каталогов. – 1998, Изв. ГАО, № 213, с. 140 - 152.

3. Хруцкая Е.В. – Результаты сравнения сводного каталога NewBS с данными каталога Hipparcos. – 1998, Изв. ГАО, № 213, с. 88 - 95.
4. Витязев В.В. – Новые методы анализа звездных каталогов и неравномерных временных рядов. – 1999, Автореферат докт. дисс., С.-Пб., с. 11.
5. Бронникова Н.М., Могилевская А.В. – Определение координат малой планеты Летиции (39) по программе сближения со звездами каталогов Hipparcos (H) и Tycho (T). – 2000, Изв. ГАО, № 214, с. 387 – 395.

**The comparision of the positions of Minor Planets, obtained
on the systems of the catalogues FK 5, PPM, Hipparcos and Tycho**

N.M.Bronnikova, T.A.Vasil'eva, A.V. Mogilevskaya

Summary

The positions of 9 selected minor planets was determined on the systems of the catalogues FK5 and Hipparcos by the observations at their close passager near the fundamental stars with Normal astrograph in 1993 – 1997. On the evarage the differences of the positions are equal to:

$$\Delta\alpha_{(Hip-FK5)} = +0.^s003 \pm 0.^s003; \Delta\delta_{(Hip-FK5)} = + 0.^"13 \pm 0.^"03; n = 20;$$

The minor planets (2) Pallas (observation in 1987) and (39) Laetitia (observation in 1998) has been treated in two systems of reference stars: on Tycho and PPM. The differences of the positions are equal to:

$$\Delta\alpha_{(T-PPM)} = -0.^s012 \pm 0.^s002; \Delta\delta_{(T-PPM)} = - 0.^"13 \pm 0.^"05; n = 24 \text{ (for Pallas);}$$

$$\Delta\alpha_{(T-PPM)} = +0.^s026 \pm 0.^s002; \Delta\delta_{(T-PPM)} = - 0.^"03 \pm 0.^"05; n = 27 \text{ (for Laetitia).}$$

ФОТОГРАФИЧЕСКИЕ НАБЛЮДЕНИЯ МАЛОЙ ПЛАНЕТЫ ПАЛЛАДА НА НОРМАЛЬНОМ АСТРОГРАФЕ В ПУЛКОВЕ

Васильева Т.А.

Приведены 69 положений малой планеты (2) Pallas по наблюдениям на нормальном астрографе в Пулкове в период с 1987 по 1992 годы. Редукция пластинок выполнена методом шести постоянных с использованием опорных звезд из каталога Tycho-2. Проведено сравнение с эфемеридой при помощи программы ЭПОС. Работа выполнена при поддержке гранта РФФИ N 01-02-17018.

На нормальном астрографе в Пулкове продолжают регулярные наблюдения избранных малых планет для определения точных положений [3]. В данной работе использованы наблюдения малой планеты (2) Pallas в период с 1987 по 1992 годы. Примерно из 40 пластинок, полученных за эти годы, выбрано и обработано 23, удовлетворяющих по качеству изображений. Наблюдения проводились с 3-4 минутными экспозициями, по 3 экспозиции на каждой пластинке [1]. Для наблюдений использовались гиперсенсibilизированные пластинки Zu-1, Zu-21. Наблюдатели: Н.Бронникова, Л.Королева, Н.Нарижная, В.Бобылев, А.Евдокимов, В.Рыльков.

Измерения выполняются на Аскорекорде по обычной методике [1,2]. Дальнейшая обработка измерений производится на ПК методом шести постоянных с использованием опорных звезд из каталога TYCHO. Каждая экспозиция обрабатывалась отдельно. Ошибки единицы веса в среднем равны: $S_x = \pm 0''.18$, $S_y = \pm 0''.29$, а ошибки редукции: $E_x = \pm 0''.10$, $E_y = \pm 0''.17$.

В таблице 1 на моменты наблюдений по всемирному времени приведены топоцентрические координаты Паллады, отнесенные к экватору и равноденствию J2000.0, а также значения (O-C), определенные путем сравнения с эфемеридой при помощи программы ЭПОС [4]. Средние значения разностей за весь период наблюдений составили

$$(O-C)_\alpha \cos\delta = 0''.015 \pm 0''.018, \quad (O-C)_\delta = 0''.019 \pm 0''.023.$$

Таблица 1.

Дата, UT	α (J2000.0)	δ (J2000.0)	$(O-C)_\alpha \cos\delta$	$(O-C)_\delta$
	h m s	° ' "	"	"
1987 03 06.10732	16 17 44.863	+09 44 21.71	-0.03	0.08
1987 03 06.11147	16 17 45.020	+09 44 25.61	0.03	0.45
1987 03 06.11563	16 17 45.179	+09 44 28.92	0.12	0.21
1987 04 02.02541	16 25 51.867	+16 37 15.63	-0.18	-0.01
1987 04 02.02841	16 25 51.859	+16 37 18.56	-0.14	0.08
1987 04 02.03107	16 25 51.839	+16 37 21.05	-0.30	0.05
1987 04 08.97495	16 24 56.347	+18 25 36.86	-0.13	0.22
1987 04 08.97749	16 24 56.324	+18 25 39.42	0.05	0.44
1987 04 08.98038	16 24 56.267	+18 25 41.84	-0.18	0.20
1987 04 11.01641	16 24 25.854	+18 56 42.94	0.04	0.17
1987 04 11.01987	16 24 25.798	+18 56 46.28	0.10	0.37
1987 04 11.02333	16 24 25.741	+18 56 49.44	0.15	0.38

Дата, UT	α (J2000.0)	δ (J2000.0)	$(O-C)_{\alpha \cos \delta}$	$(O-C)_{\delta}$
	h m s	° ' "	"	"
1987 04 11.98616	16 24 09.193	+19 11 19.46	-0.15	-0.23
1987 04 11.98760	16 24 09.160	+19 11 21.03	-0.16	-0.22
1987 04 20.01213	16 24 58.671	+21 07 13.22	-0.22	-0.01
1987 04 20.01559	16 20 58.572	+21 07 16.18	-0.14	0.10
1987 04 20.01905	16 20 58.486	+21 07 18.82	0.13	-0.12
1987 04 20.99732	16 20 29.113	+21 20 41.32	-0.17	-0.08
1987 04 21.00009	16 20 29.032	+21 20 43.55	-0.08	-0.10
1987 04 21.00286	16 20 28.951	+21 20 45.88	0.01	-0.03
1987 04 23.01803	16 19 24.446	+21 47 41.29	-0.14	-0.55
1987 04 23.02068	16 19 24.354	+21 47 44.07	-0.16	0.14
1987 04 23.02322	16 19 24.253	+21 47 46.14	-0.36	0.21
1987 04 27.97133	16 16 24.781	+22 49 57.26	0.20	0.09
1987 04 27.97410	16 16 24.665	+22 49 59.18	0.13	0.07
1987 04 27.97687	16 16 24.528	+22 50 01.34	-0.23	0.19
1987 05 12.90623	16 05 04.862	+25 15 17.25	-0.13	0.17
1987 05 12.90969	16 05 04.677	+25 15 18.74	-0.25	0.14
1987 05 12.91315	16 05 04.504	+25 15 20.24	-0.20	0.12
1988 09 05.85691	19 55 14.423	+10 06 06.54	-0.19	0.20
1988 09 05.86197	19 55 14.327	+10 06 02.82	-0.21	0.20
1988 09 05.86522	19 55 14.265	+10 06 00.42	-0.22	0.21
1988 09 06.87757	19 54 56.503	+09 53 35.86	-0.14	0.20
1988 09 06.88242	19 54 56.418	+09 53 32.34	-0.14	0.25
1988 09 06.88727	19 54 56.332	+09 53 28.76	-0.15	0.24
1988 09 07.85585	19 54 40.520	+09 41 35.85	-0.18	0.27
1988 09 07.86131	19 54 40.426	+09 41 31.67	-0.25	0.12
1988 09 07.86546	19 54 40.386	+09 41 28.15	0.17	-0.35
1988 10 06.79140	19 55 35.323	+04 05 00.00	-0.18	0.10
1988 10 06.79544	19 55 35.397	+04 04 57.47	-0.18	0.11
1988 10 06.79960	19 55 35.473	+04 04 54.86	-0.20	0.11
1988 10 08.80576	19 56 15.789	+03 44 10.45	-0.18	-0.21
1988 10 08.80991	19 56 15.878	+03 44 07.90	0.13	0.21
1988 10 08.81407	19 56 15.962	+03 44 05.36	0.17	-0.20
1988 10 14.76019	19 58 41.165	+02 45 24.88	0.17	0.08
1988 10 14.76435	19 58 41.277	+02 45 22.61	0.17	0.18
1988 10 14.76850	19 58 41.390	+02 45 20.20	0.18	0.14
1988 10 20.73249	20 01 43.619	+01 50 54.63	0.22	0.04
1988 10 20.73664	20 01 43.748	+01 50 52.18	0.10	-0.24
1988 10 20.74080	20 01 43.889	+01 50 50.03	0.16	-0.20
1988 11 21.67285	20 26 34.623	-01 40 18.93	-0.14	0.24
1988 11 21.67562	20 26 34.793	-01 40 19.72	0.02	0.20
1988 11 21.67839	20 26 34.955	-01 40 20.52	0.06	0.14
1991 04 12.82591	10 36 52.357	+10 46 40.60	0.14	-0.13
1991 04 12.83007	10 36 52.364	+10 46 44.59	0.04	-0.17
1991 04 12.83422	10 36 52.362	+10 46 48.69	-0.20	-0.10
1991 05 06.85188	10 46 04.820	+15 20 16.02	-0.13	-0.08
1991 05 06.85604	10 46 05.001	+15 20 18.01	0.15	0.16
1991 05 06.86002	10 46 05.159	+15 20 19.38	0.10	-0.21
1991 05 06.89059	10 46 06.331	+15 20 32.46	-0.07	0.15

Дата, UT	α (J2000.0)	δ (J2000.0)	$(O-C)_{\alpha} \cos \delta$	$(O-C)_{\delta}$
	h m s	° ' "	"	"
1991 05 06.89475	10 46 06.494	+15 20 34.08	-0.08	0.03
1991 05 06.89891	10 46 06.666	+15 20 35.81	0.07	0.02
1992 05 11.92696	18 20 37.837	+21 56 27.06	-0.11	0.19
1992 05 11.93111	18 20 37.735	+21 56 29.35	-0.02	0.21
1992 05 11.93527	18 20 37.634	+21 56 31.50	-0.11	0.09
1992 08 31.82302	17 28 11.098	+14 21 39.65	0.14	0.14
1992 08 31.82787	17 28 11.199	+14 21 36.00	0.17	-0.11
1992 08 31.83478	17 28 11.317	+14 21 31.52	-0.17	0.26

ЛИТЕРАТУРА

1. Васильева Т.А., Бронникова Н.М., 1998. Фотографические наблюдения малых планет в Пулковке. Изв. ГАО, №213, с. 180–182.
2. Киселева Т.П., 1994. Итоги наблюдений малых планет на нормальном астрографе Пулковской обсерватории в 1974 – 1990 гг. Изв. ГАО, №209, с.76–87.
3. Ежедневные эфемериды малых планет на 1993–1997 гг. под ред. Ю.В.Батракова. изд. ИТА РАН.
4. Львов В.Н., Смехачева Р.И., Цекмейстер С.Д., 1999. ЭПОС. Программная система для решения эфемеридных задач, связанных с объектами Солнечной системы. Руководство пользователя. СПб, ГАО РАН, 28 стр.

THE PHOTOGRAPHIC OBSERVATIONS OF MINOR PLANET (2) PALLAS WITH THE NORMAL ASTROGRAPH AT PULKOVO

T.A.Vasyl'eva

Summary

69 positions of minor planet (2) Pallas are given. The plates were taken with normal astrograph at Pulkovo during the period from 1987 to 1992. The reference stars are taken from the catalogue TYCHO. The average $(O-C)$ values are as follows:
 $(O-C)_{\alpha} \cos \delta = 0''.015 \pm 0''.018$, $(O-C)_{\delta} = 0''.019 \pm 0''.023$.

ТРЕХМЕРНАЯ СТРУКТУРА МЕСТНОГО РУКАВА ГАЛАКТИКИ

Гончаров Г.А.

Данные каталога Hipparcos и современных каталогов лучевых скоростей позволили рассмотреть крупномасштабное распределение и движение звёзд с абсолютной величиной ярче -2^m в радиусе 800 пк от солнечной системы, как в наше время, так и за последние 20 миллионов лет, т.е. за интервал, сравнимый со временем жизни этих молодых массивных звёзд. Выявлены размеры и структура местного спирального рукава Галактики, а также проанализирована его эволюция. Показано, что главным событием последних 20 миллионов лет в окрестностях солнечной системы явилось зарождение и развитие потока сотен ярких звёзд (потока Ориона), который двигался радиально, удаляясь от центра Галактики. Пояс Гулда, OB-ассоциации, гигантские тёмные облака, молодые звёздные скопления и все крупномасштабные структуры местного спирального рукава возникли при развитии потока Ориона. Среди этих структур обнаружены две, протяжённостью более килопарсека каждая: "Большой разрыв" и "Большой туннель". Кинематическое развитие потока Ориона согласуется с гипотезой о его возникновении в результате взрыва множества сверхновых в пределах 400 пк от солнечной системы около 20 миллионов лет назад. Прохождение ядра потока Ориона из группы сверхгигантов в пределах десятков парсеков от солнечной системы 11.3 миллиона лет назад могло повлиять на климат Земли.

1. Используемые данные и их точность

Трёхмерное распределение и движение звёзд в прямоугольной галактической системе координат в пределах 800 парсеков от солнечной системы вычислено по координатам, собственным движениям и параллаксам из каталога Hipparcos [Hipparcos 1997] и лучевым скоростям из Входного каталога Hipparcos [Hipparcos Input Catalogue 1992] и каталога WEB [Duflot et al 1995]. Медианная точность исходных величин: $\pm 0.0007''$ для прямого восхождения, склонения и параллакса, $\pm 0.0007''/\text{год}$ для компонентов собственного движения и ± 2 км/с для лучевой скорости. Таким образом, имеющиеся данные весьма надёжны для анализа распределения звёзд в области с радиусом 500 пк и вполне приемлемы в области с радиусом 800 пк. На расстоянии 500 пк указанные неопределённости тангенциальной и лучевой скорости соответствуют ± 2 пк за миллион лет ($1 \text{ км/с} \approx 1 \text{ пк за миллион лет}$). Т.е. имеющиеся данные позволяют рассмотреть движение звёзд на интервале времени порядка ± 20 миллионов лет, и при этом неопределённость в положении звёзд не повлияет на общую картину их распределения и движения. Оси прямоугольной галактической системы координат: X показывает направление на центр Галактики (расположенный за пределами приведённых рисунков), Y – направление вращения Галактики и Z – направление на северный полюс Галактики. В рассмотренной области пространства, возможно, находятся сотни миллионов звёзд. В данной работе рассматривается распределение и движение только звёзд ярче абсолютной звёздной величины -2 . Это фактически звёзды с массой больше 10 масс Солнца и временем жизни преимущественно не более 50 миллионов лет. Эти звёзды разделены на 2 категории: 163 сверхгиганта (класс светимости Ia или Ib по проверенным и исправленным мной спектральным данным из Входного каталога Hipparcos) и 1256 остальных ярких звёзд, включая все яркие гиганты и звёзды OB. Из этих звёзд отобраны только те, лучевая скорость которых известна с точностью лучше ± 5 км/с: 150 сверхгигантов и 784 остальных ярких звёзды. Все

обсуждаемые ниже результаты, полученные для звёзд с известными лучевыми скоростями, остаются верны и для всей совокупности рассматриваемых звёзд, если неизвестные и неточные лучевые скорости принять нулевыми.

Большинство рассматриваемых звёзд в наше время располагается в пределах ± 100 пк от галактической плоскости. Кроме того, эти звёзды, согласно современным представлениям, в течение своей короткой жизни остаются в одном из спиральных рукавов Галактики. Т.о., это исследование позволяет определить положение и движение солнечной системы относительно ближайшего спирального рукава, а также – положение и движение структур рукава.

2. Вращение Галактики

В рассматриваемых данных мной учтено вращение Галактики в соответствии со стандартным подходом, изложенным в работе [Woolley 1965], а также в работе [Eggen 1996] в применении к молодым ярким звёздам в окрестностях солнечной системы. При этом предполагается, что скорость звезды относительно центра Галактики зависит только от расстояния до центра. Для некоторого множества звёзд на большом расстоянии от центра Галактики это предположение, видимо, приемлемо, если рассматриваемый интервал времени существенно меньше периода обращения этих звёзд вокруг центра Галактики, их средняя скорость относительно Солнца существенно меньше скорости Солнца относительно центра Галактики (около 250 км/с) и дисперсия скоростей этих звёзд не слишком велика. Тогда их смещение друг относительно друга со временем будет определяться только зависимостью компонента скорости V (вдоль направления вращения, координаты Y) от расстояния до центра Галактики (вдоль координаты X), или, что то же самое, от расстояния до солнечной системы вдоль координаты X . Средний модуль скоростей рассматриваемых ярких звёзд (относительно Солнца) составляет 29 км/с, стандартное отклонение скоростей – ± 16 км/с (эти величины одинаковы для сверхгигантов и остальных ярких звёзд). Средний модуль скорости всех звезд относительно Солнца в окрестностях солнечной системы по данным Hipparcos составляет 30 км/с. Таким образом, орбитальное движение Солнца и рассматриваемых ярких звёзд не должно существенно различаться, следовательно, принятое предположение правдоподобно.

Зависимость компонента скорости V от расстояния вдоль координаты X может быть найдена из рассматриваемых данных, и при вычислении распределения звёзд в прошлом и будущем в значение компонента скорости V должна вноситься поправка $(dV/dX) \cdot X$, $dV/dX = B - A = -\omega_0$, где A и B – постоянные галактического вращения, или постоянные Оорта, а ω_0 – угловая скорость вращения Галактики. Теоретически ω_0 должна убывать с удалением от центра Галактики. Однако, многочисленные исследования показывают, что в окрестностях солнечной системы ω_0 почти постоянна. Кроме того, как известно, A , B и ω_0 зависят от выборки звёзд. На рисунке 1 показана зависимость скорости сверхгигантов (а) и остальных ярких звёзд (б) в направлении вращения Галактики от расстояния до солнечной системы в направлении центра Галактики (направление на центр соответствует увеличению X). Выводы таковы.

- 1) При вращении вокруг центра Галактики Солнце обгоняет находящиеся на том же расстоянии от центра сверхгиганты в среднем на 11 км/с, остальные яркие звёзды – на 13 км/с, и эти величины не меняются при небольшом изменении выборки звёзд. Можно сказать, что Солнце примерно на 12 км/с обгоняет спиральный узор.
- 2) На расстоянии около 500-800 пк от Солнца в направлении центра Галактики спиральный узор не отстаёт от галактического вращения. Т.е. здесь находится так называемый круг коротации.

- 3) Линейная скорость галактического вращения в окрестностях солнечной системы в среднем падает с удалением от центра Галактики для сверхгигантов и практически постоянна для остальных ярких звёзд. Т.е. удалённая от центра Галактики часть спирального узора при вращении отстаёт от близкой к центру на величину около 9 км/с на кпк, или 9 пк/Млет на кпк, что может приводить к существенной деформации спирального рукава (на ~ 2 кпк) за время порядка галактического года (~ 220 миллионов лет).
- 4) Линейная (и угловая) скорость ярких звёзд и спирального узора показывает нелинейную зависимость от расстояния до Солнца по направлению к центру Галактики. Причём эта зависимость схожа для сверхгигантов и остальных ярких звёзд.
- 5) Компонент скорости V для сверхгигантов исправлен на полученную величину $0.01 \cdot X$.

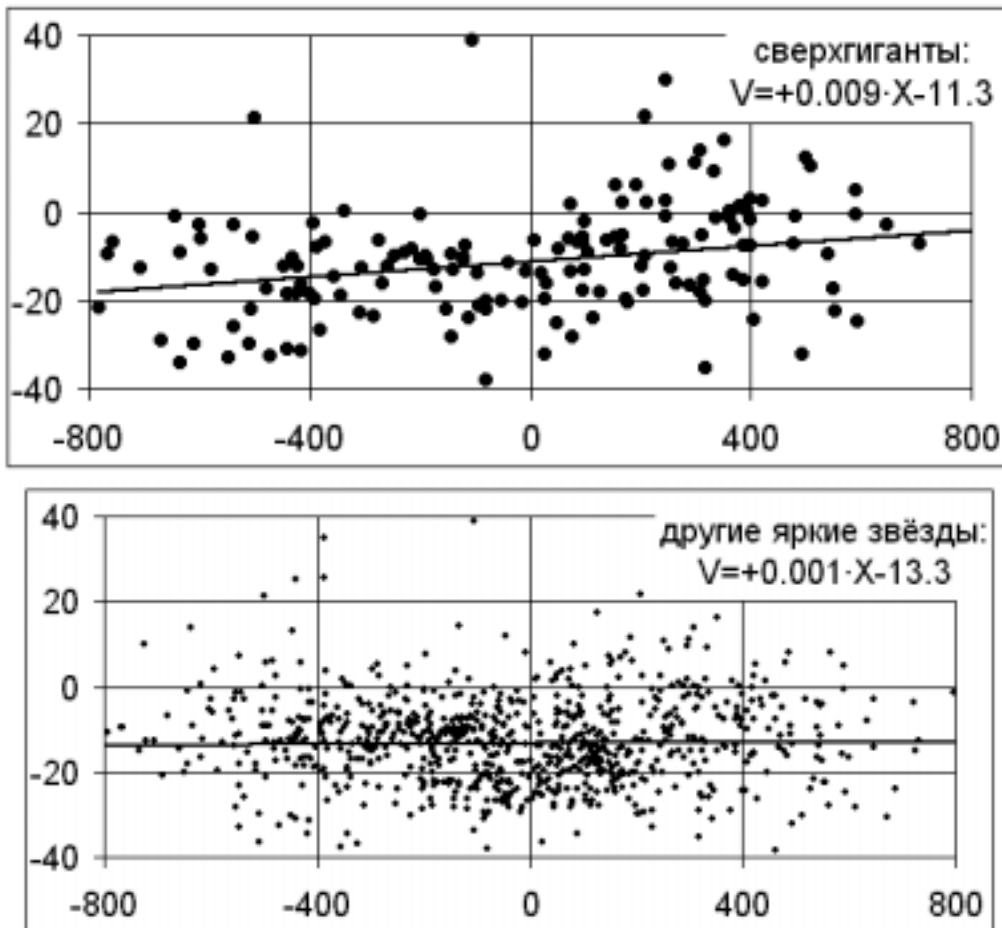


Рис. 1. Зависимость скорости сверхгигантов (а) и остальных ярких звёзд (б) в направлении вращения Галактики (компонент V) от расстояния до солнечной системы в направлении центра Галактики (вдоль оси X). Расстояние в парсеках, скорость в км/с.

3. Распределение ярких звёзд

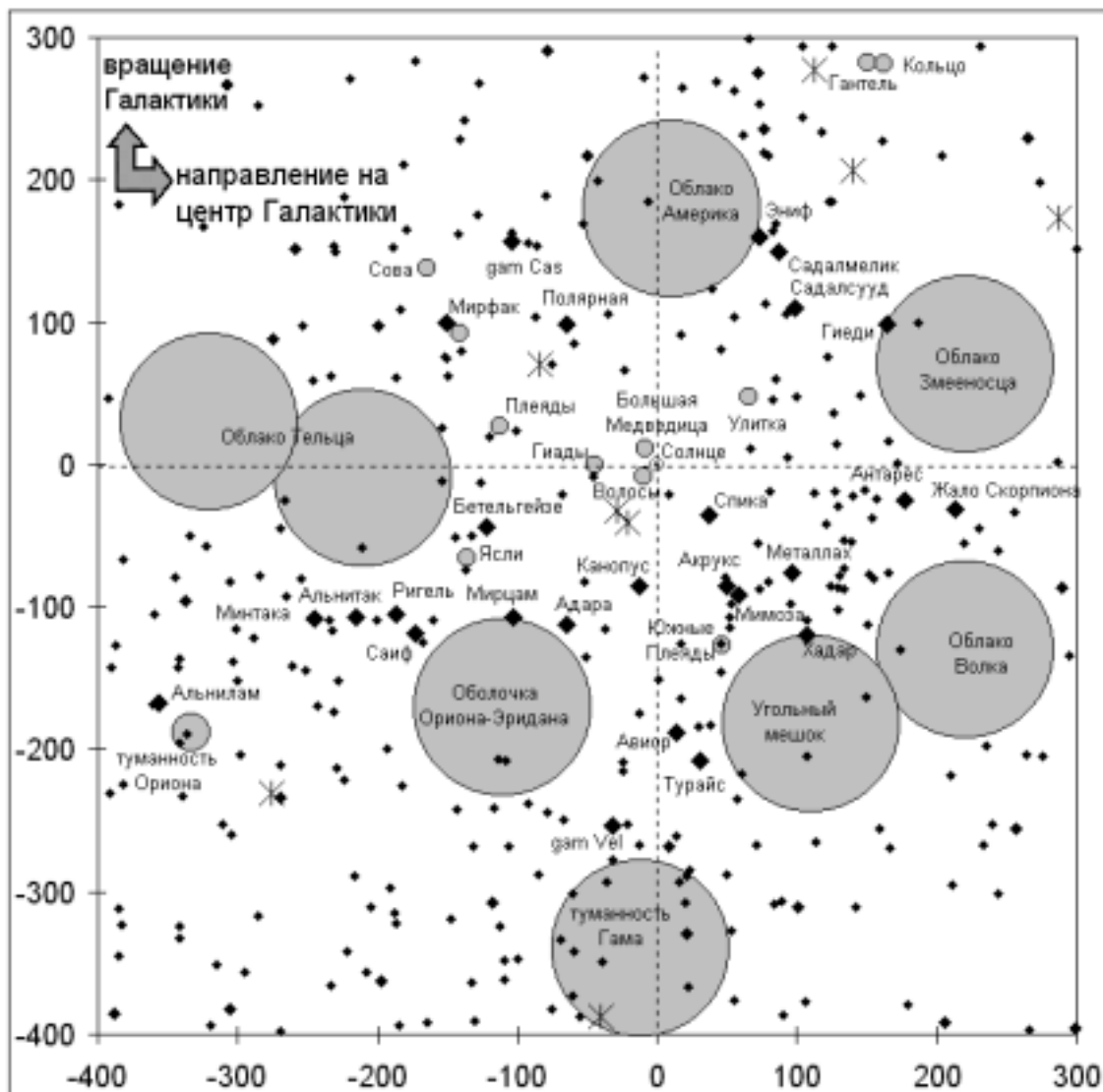


Рис.2. Окрестности солнечной системы в проекции на галактическую плоскость – 700x700 пк: сверхгиганты (крупные ромбы), другие яркие звёзды (мелкие ромбы), пульсары (снежинки), гигантские оболочки и комплексы облаков (большие круги), молодые звёздные скопления и планетарные туманности (маленькие кружки). Подписаны названия ближайших ярких звёзд.

На рисунке 2 показаны окрестности солнечной системы в проекции на галактическую плоскость (X-Y). Кроме рассматриваемых ярких звёзд, показаны некоторые примечательные объекты. Здесь находятся такие известные звёздные скопления как Ясли, Плеяды, Гиады, Волосы Вероники и ближайшее к нам – Большая Медведица. Звёзды "Большого ковша" за исключением двух крайних, а также несколько звёзд классов A-F из соседних созвездий расположены на расстоянии около 25 пк и обладают общим движением. Отметим, что некоторые другие созвездия также выделяются на небе, т.к. включают яркие звёзды соответствующих скоплений или ассоциаций: Скорпион, Южный крест, Орион, Большой пёс и Волк. Известные OB-ассоциации видны на рисунке 2 как области повышенной плотности ярких звёзд: Sco OB2 – справа, около Антареса, Vel OB2 – внизу, вокруг туманности Гама, Ori OB1 – слева, вокруг Ригеля, Per OB2 – слева вверху, вокруг Мирфака.

На рисунке 3 показаны несколько большие окрестности солнечной системы, чем на рисунке 2: сверхгиганты и другие яркие звёзды в области 1600x1600 пк показаны крупными и мелкими значками соответственно. Облака не показаны. Каталог Hipparcos, как следует из его описания, практически полон около галактической плоскости до 7.5^m , т.е. до абсолютной величины -2^m в области радиусом 800 пк [Hipparcos 1997]. Но по краям рассматриваемой области картина распределения ярких звёзд неточна и размыта из-за ошибок определения параллакс, и, возможно, не совсем полна из-за сильного поглощения в облаках. Тем не менее, видно, что яркие звёзды отсутствуют в направлении на центр и антицентр Галактики на расстоянии более 600 пк (на левом и правом краях рисунка). Т.е. виден местный спиральный рукав (рукав Ориона), протянувшийся в направлении галактического вращения (сверху вниз на рисунке 3). Толщина рукава – чуть более килопарсека, что вполне согласуется с видимой толщиной больших спиральных рукавов других галактик. Солнечная система находится в центральной части сечения рукава. Другие спиральные рукава находятся на расстоянии более килопарсека от солнечной системы и не рассматриваются в данной работе.

До результатов Hipparcos изученная на основании наземных тригонометрических параллакс область Галактики ограничивалась лишь радиусом около 200 пк. Эта область отмечена кружком в центре рисунка 3.

Распределение ярких звёзд в местном рукаве весьма неравномерно. Они создают ячеистую (сотовую, или волокнистую) структуру из ОВ-ассоциаций и гигантских ОВ-поток, между которыми располагаются гигантские комплексы молекулярных и пылевых облаков. Видимо, эта структура – следствие и древних, и недавних процессов звездообразования.

Из левого верхнего в правый нижний угол параллельно друг другу протянулись 2 "вала" из сверхгигантов – края известного Большого "разрыва", или "провала" (общепринятое английское название – "the Great rift"). "Большой разрыв" насыщен тёмными облаками и потому виден как тёмная полоса среди Млечного пути на фоне созвездий Лиры, Лебеда и Орла. Возможно, эти облака аналогичны тёмным облакам на внутренней стороне спиральных рукавов других галактик. Края "Большого разрыва", насыщенные сверхгигантами, видны на небе как две яркие части Млечного пути с исключительно яркими звёздами на их фоне: созвездия Персея, Тельца, Ориона и Большого пса на зимнем небе и созвездия Лебеда, Орла, Стрельца и Скорпиона на летнем небе. Соответственно я назвал их "Зимний" и "Летний" валы. Зимний вал включает множество звёздных скоплений (альфа Персея, Плеяды, Гиады, Большая медведица, Волосы Вероники, Ясли и Южные Плеяды), а Летний вал - планетарных туманностей (Кольцо, Гантель, Улитка).

В окрестностях солнечной системы заметна ещё одна гигантская, видимо, не замеченная до недавнего времени структура - бедный яркими звёздами "туннель", проходящий на рисунке 3 через Солнце сверху в левый нижний угол. Назовём его "Большим туннелем" ("the Great tunnel", название взято из первого упоминания этой структуры в работе [Olano 2001]). Края "Большого туннеля" в пределах 200 пк от солнечной системы образованы известными упомянутыми ранее ОВ-ассоциациями и выделяются на рисунке 2. Кроме того, распределение этих ассоциаций в пространстве образует хорошо известный "пояс Гулда". Это отмеченное ещё Джоном Гершелем в 1847 году и исследованное Бенджамином Гулдом в 1874 году кольцо ярчайших звёзд, наклонённое к галактической плоскости примерно на 20° . На рисунке 4 показано распределение ярких звёзд в проекции на плоскость X-Z: отмечен пояс Гулда, и хорошо виден его наклон к плоскости Галактики.

4. Эволюция местного спирального рукава

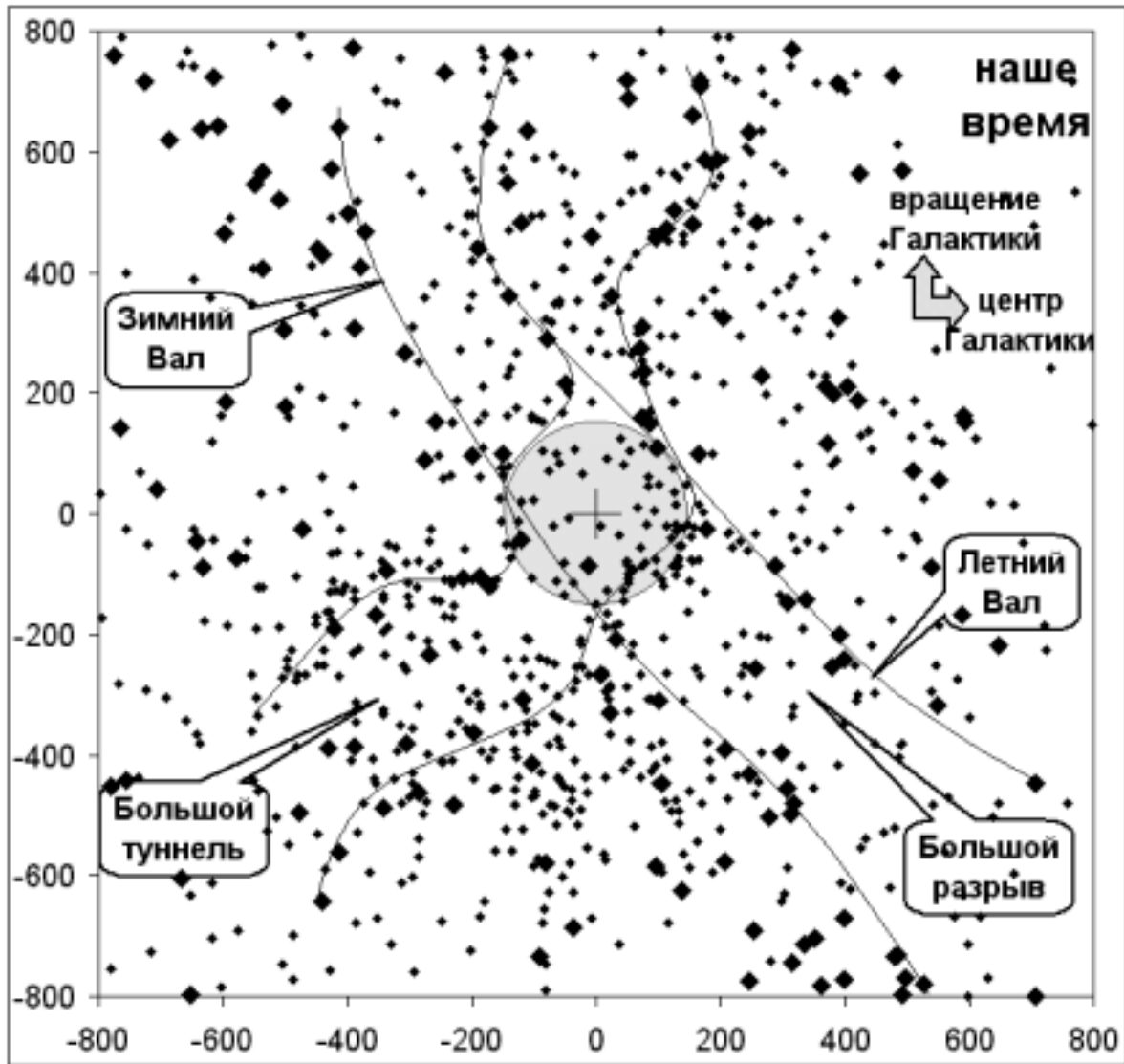


Рис. 3. Распределение ярких звёзд в пределах ± 800 пк от солнечной системы.

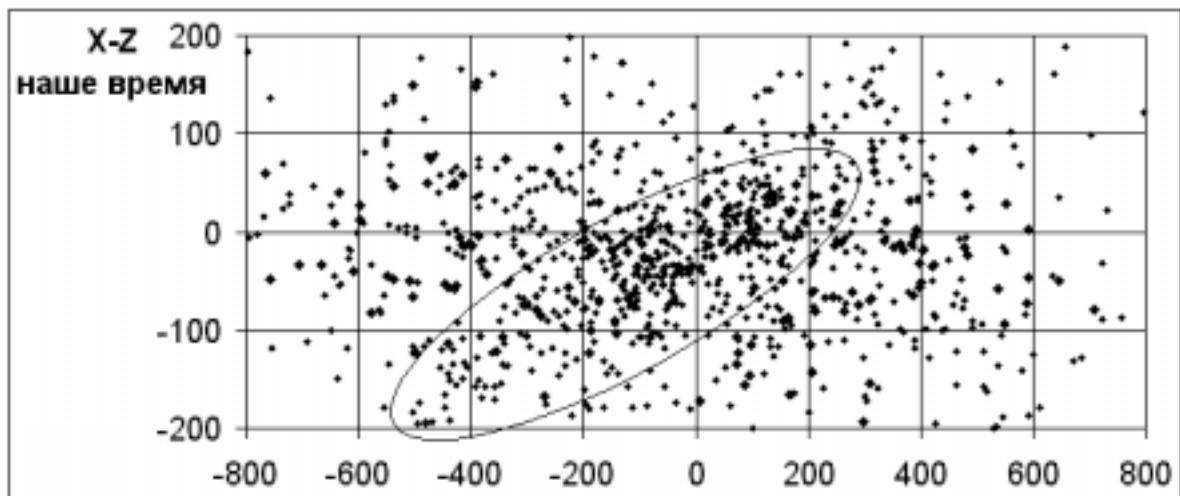


Рис. 4. Распределение ярких звёзд в проекции на плоскость X-Z. Звёзды в пределах 200 пк образуют наклонённый к галактической плоскости пояс Гулда.

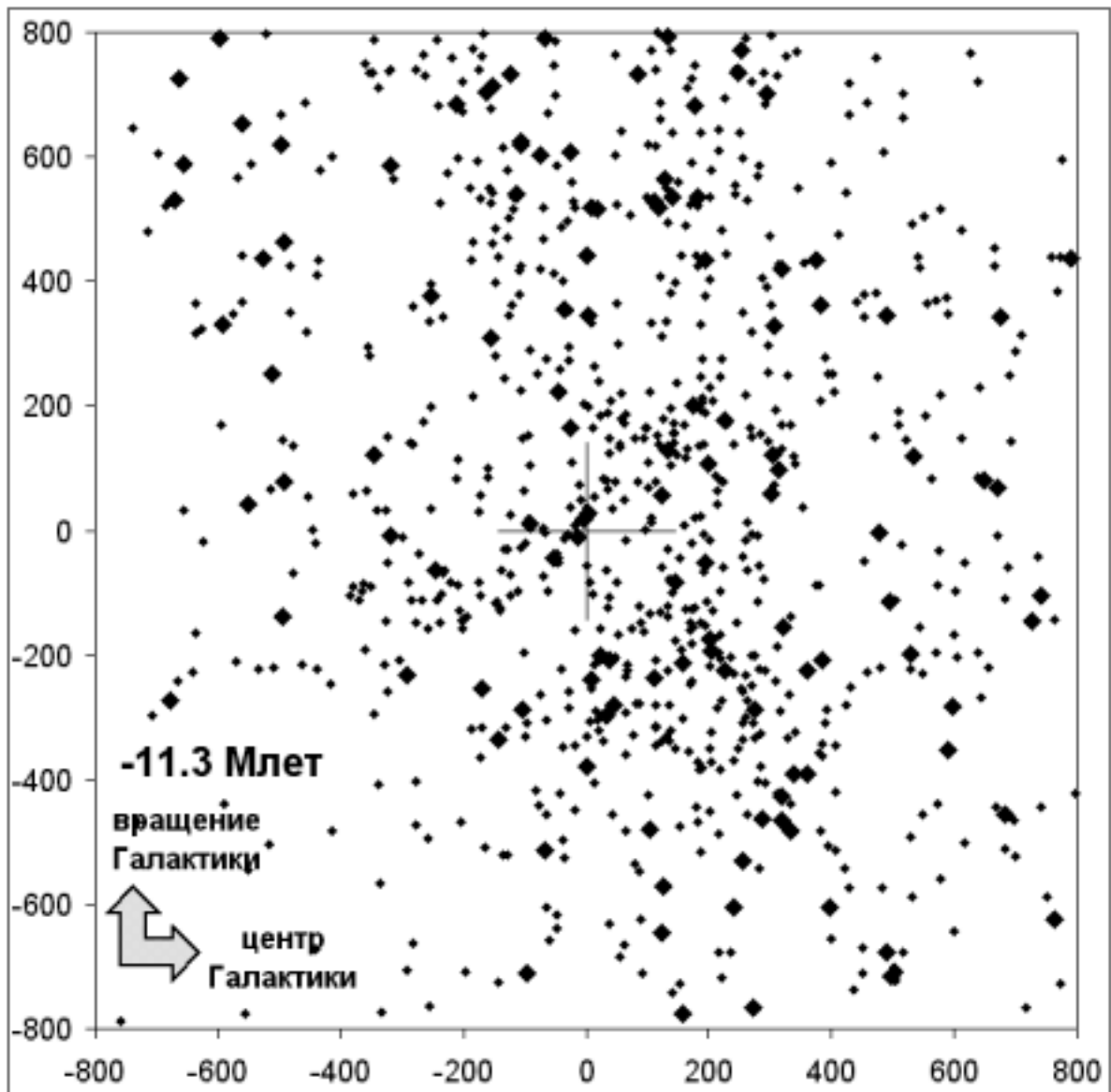


Рис. 5. Распределение ярких звёзд в галактической плоскости 11.3 миллиона лет назад (расстояния в пк).

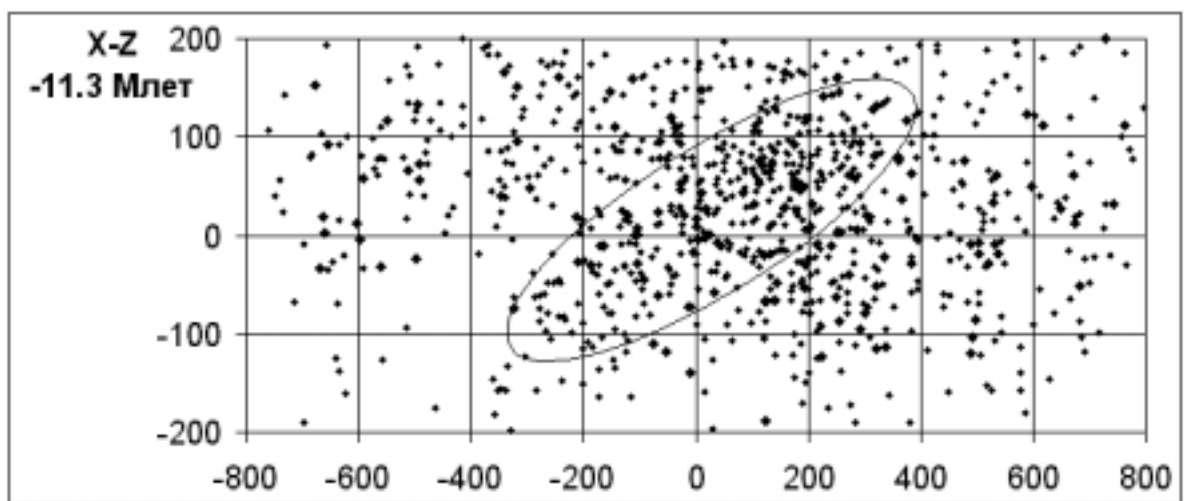


Рис. 6. Распределение ярких звёзд в проекции на плоскость X-Z 11.3 миллиона лет назад.

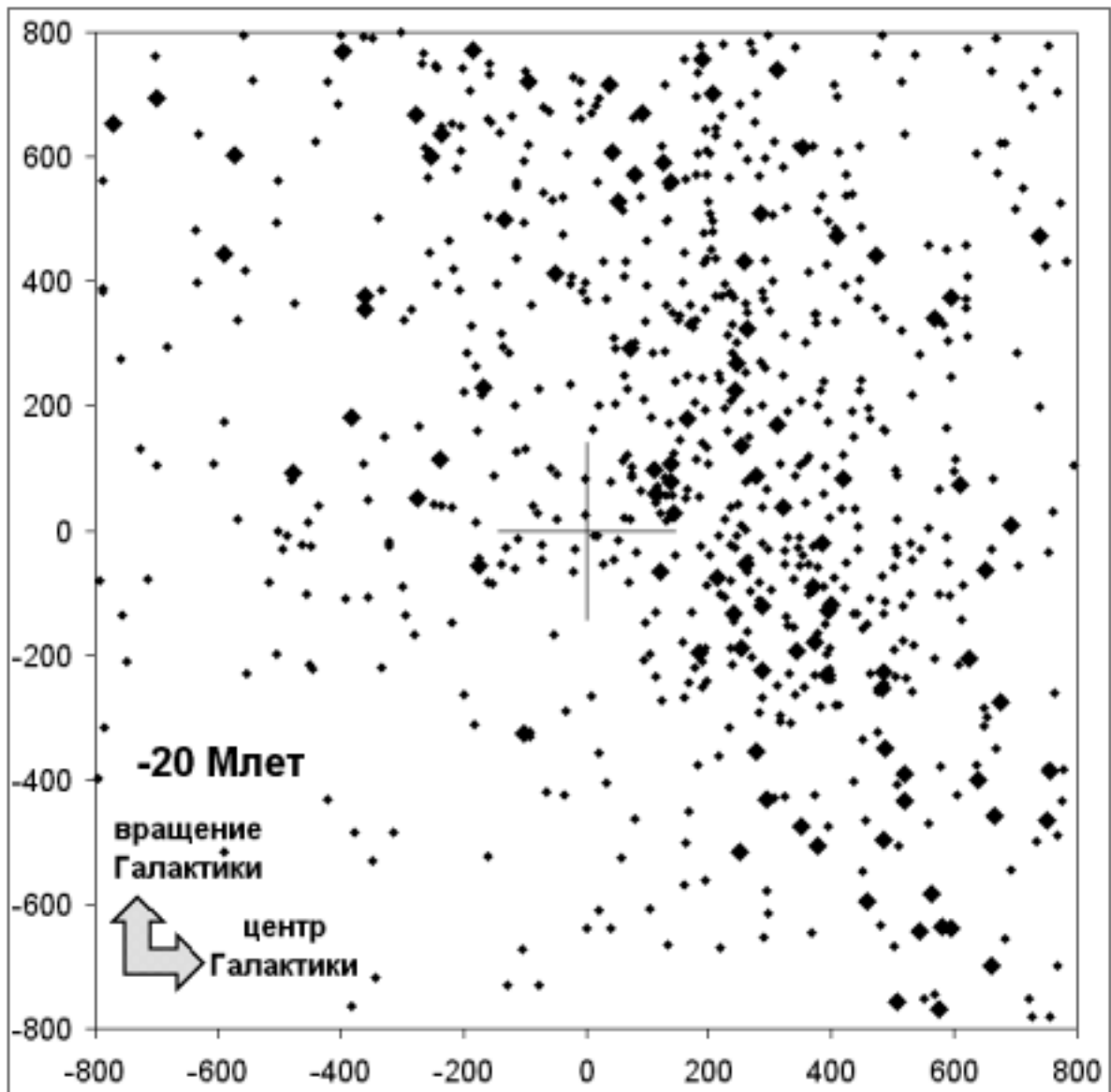


Рис. 7. Распределение ярких звёзд в галактической плоскости 20 миллионов лет назад.

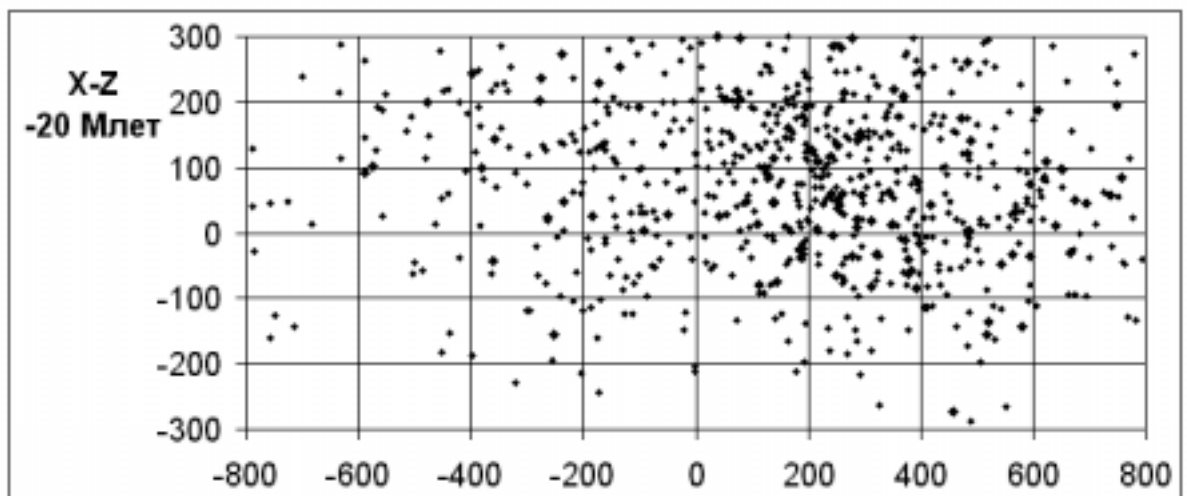


Рис. 8 . Распределение ярких звёзд в проекции на плоскость X-Z 20 миллионов лет назад. Рассмотрен слой ± 300 пк от галактической плоскости.

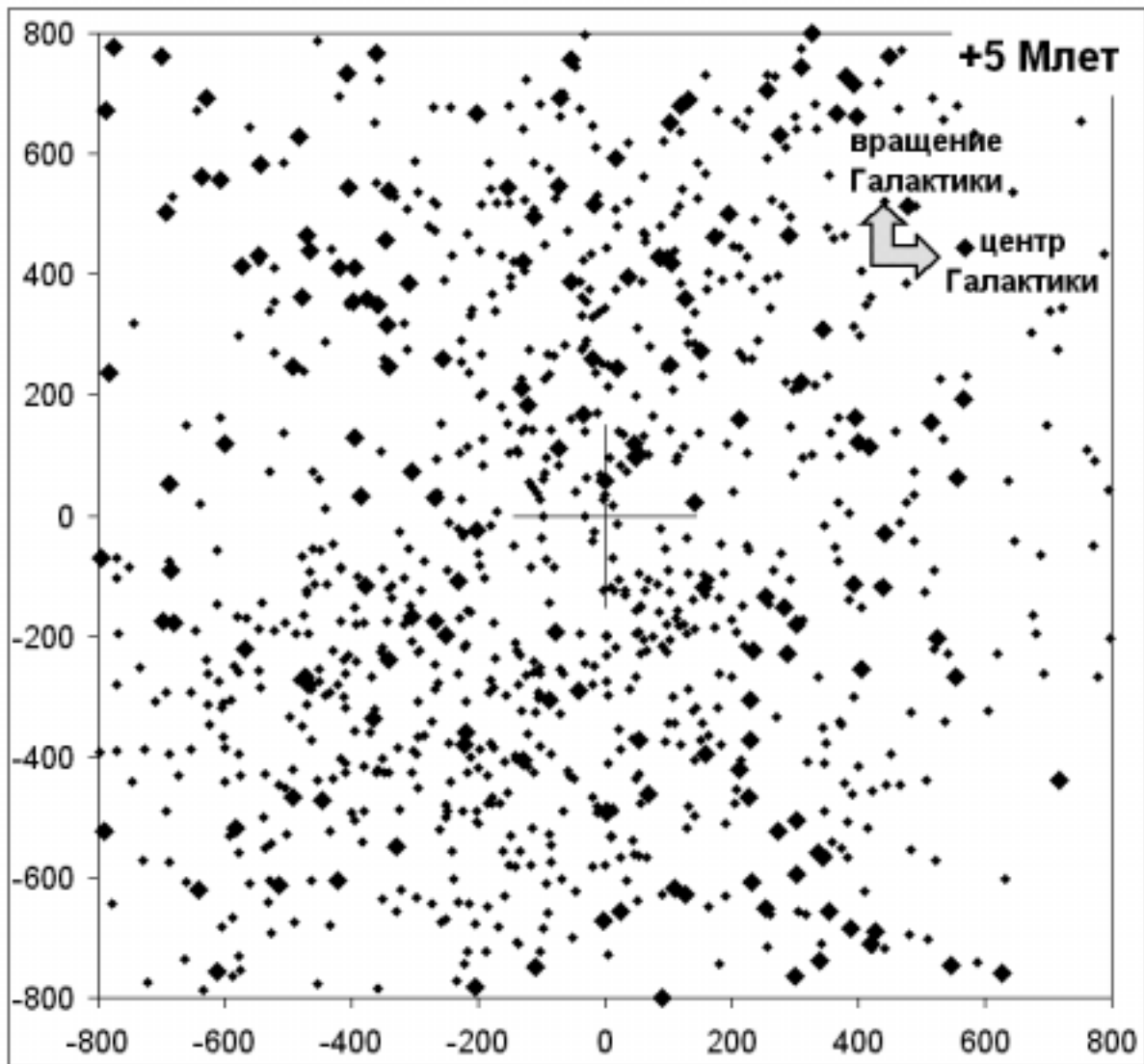


Рис. 9. Распределение ярких звёзд в галактической плоскости через 5 миллионов лет в будущем (расстояния в пк).

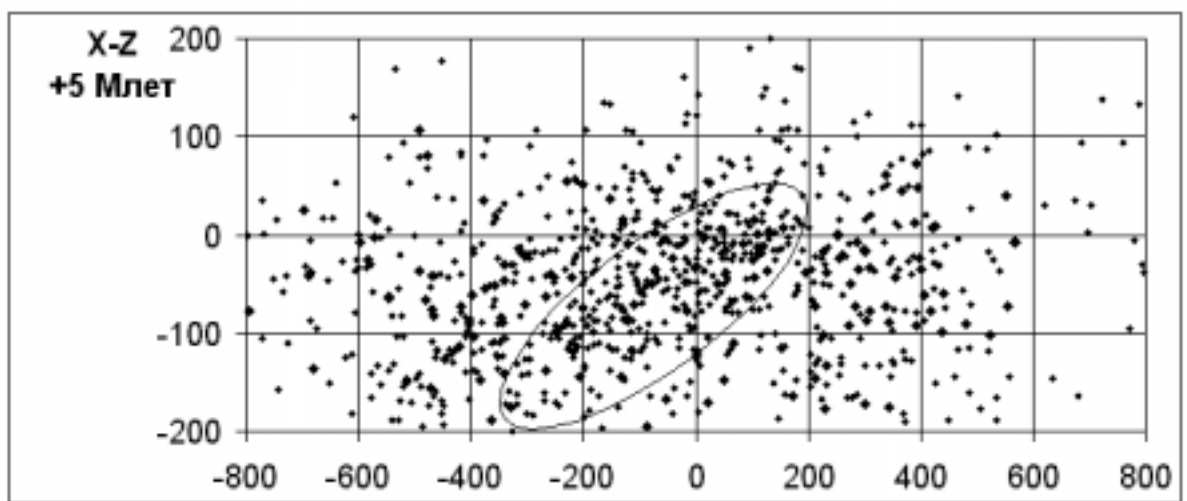


Рис. 10. Распределение ярких звёзд в проекции на плоскость X-Z через 5 миллионов лет в будущем (расстояния в пк).

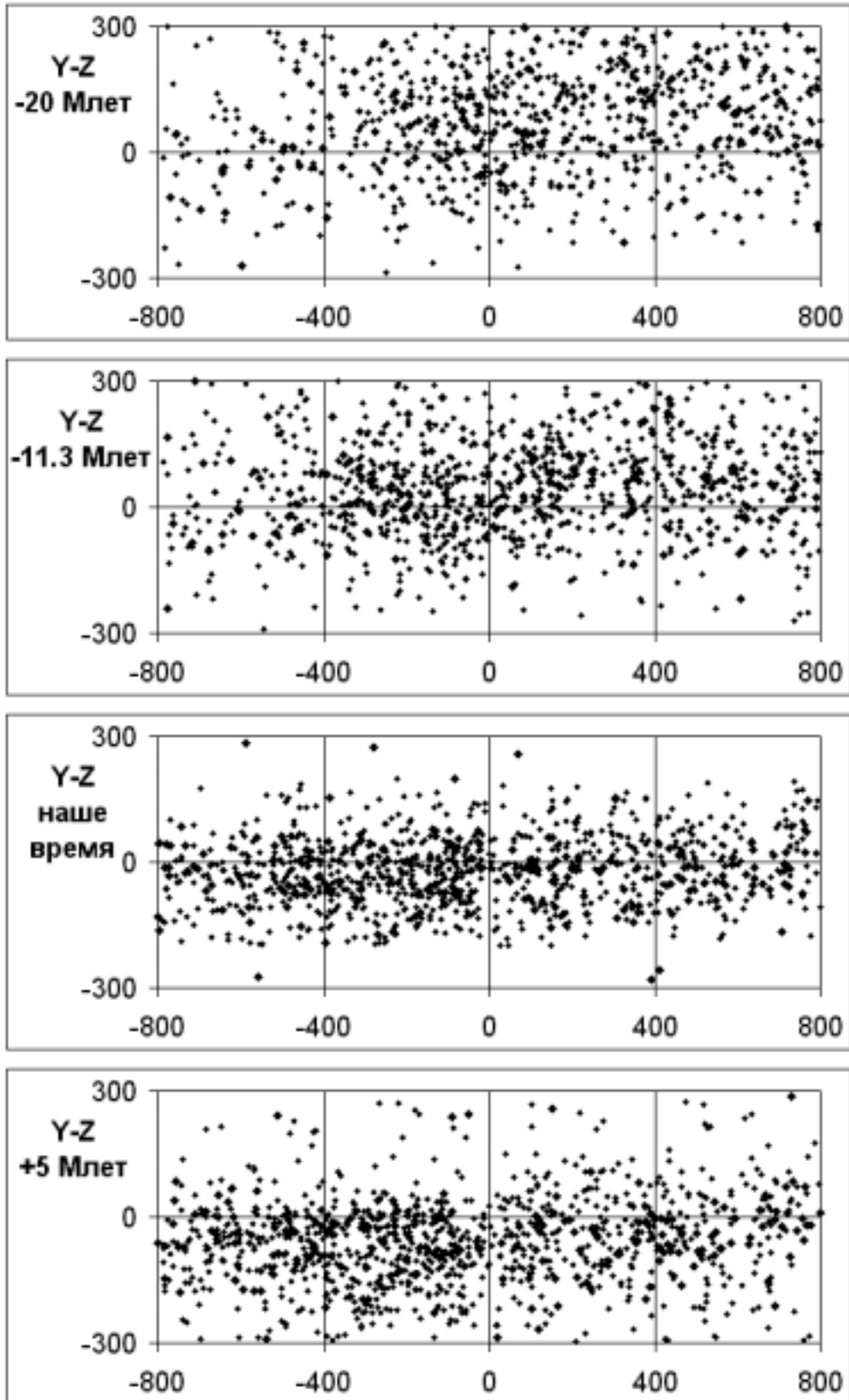


Рис. 11. Изменение распределения ярких звёзд в проекции на плоскость Y-Z в течение 25 миллионов лет (расстояния в пк).

На рисунках 2 и 3 видно, что яркие звёзды Ориона образуют компактную группу: Бетельгейзе, Ригель, Саиф, пояс Ориона (Альнитак, Минтака и Альнилам).

Вместе со многими другими яркими звёздами они смещаются радиально от центра Галактики (на рисунках X-Y справа налево), образуя так называемый "поток Ориона". Поток столь многочисленный и влиятельный, что иногда весь наш спиральный рукав называют рукавом Ориона.

В многочисленных работах о поясе Гулда, отмечено его наблюдаемое расширение и осевое вращение [Eggen 1996]. Оба эти эффекта, по-видимому, являются расширением и рассеиванием потока Ориона в пространстве при его развитии. Это видно, если проследить изменение распределения ярких звёзд в прошлом и будущем.

Расчёты показывают, что 11.3 миллиона лет назад ядро потока, включающее туманность Ориона (или туманности предыдущего поколения в потоке Ориона) и упомянутые сверхгиганты, прошло рядом с Солнечной системой. Тогда 5 звёзд в созвездии Ориона сияли ярче, чем Сириус сегодня: Ригель и Саиф – ноги Ориона и 3 звезды пояса Ориона, при этом Ригель был -5^m на расстоянии 25 пк от солнечной системы. На рисунке 5, аналогичном рисунку 3, показано распределение ярких звёзд 11.3 миллиона лет назад. При этом число ярких звёзд в параллелепипеде $1600 \times 1600 \times 600$ пк изменилось лишь незначительно из-за ухода некоторых из них за его пределы. Яркие звёзды тогда заполняли меньшую область, чем сейчас, и преимущественно располагались ближе к центру Галактики так, что поток Ориона был компактнее и заметнее.

Распределение звёзд в проекции на плоскость X-Z 11.3 и 20 миллионов лет назад показано на рисунках 6 и 8 соответственно. Видно, что пояс Гулда тогда располагался в среднем на несколько десятков парсеков выше галактической плоскости, или, точнее, линии Солнце-центр Галактики. Учитывая, что мы рассматриваем относительное положение и движение ярких звёзд и Солнца, невозможно сказать, находилось ли Солнце миллионы лет назад в плоскости Галактики, а поток Ориона - над ней или же Солнце - вдали от плоскости Галактики, а поток - около неё. На рисунках 6 и 8 ядро потока Ориона выглядит как расширяющаяся сферическая группа сверхгигантов, надвигающаяся на солнечную систему сверху и со стороны центра Галактики.

Ядро потока Ориона выделяется как компактная группа и в центре рисунка 7, где показано распределение тех же звёзд 20 миллионов лет назад в проекции на галактическую плоскость. Вся гигантская "стена" из ярких звёзд, проходящая на рисунке 7 сверху вниз правее Солнца, может быть отнесена к потоку Ориона. Учитывая время жизни рассматриваемых звёзд, вполне возможно, что поток Ориона или хотя бы его ядро родились именно тогда. В работе [Berghöfer & Breitschwerdt 2002] показано, что формирование рассматриваемых мной галактических структур в окрестностях солнечной системы произошло в 2 этапа: примерно 30-60 и 10-20 миллионов лет назад, и второй процесс мог быть вызван взрывами примерно 20 сверхновых. Это относится и к почти лишённой ярких звёзд сферической области радиусом около 120 пк вокруг солнечной системы. Эта область, известная как "Местный пузырь" (Local Bubble), хорошо видна на рисунках 2 и 3. Открытые в последние годы в этой области пространства источники гамма-излучения, возможные остатки сверхновых, рассмотрены в работе [Grenier 2000]. Подобная серия взрывов с мощностью примерно 40 сверхновых произошла всего лишь около миллиона лет назад примерно в 2000 пк от Солнца. Её результат – гигантская расширяющаяся оболочка, известная как Сверхоболочка в Лебеде (Cygnus superbubble).

Очень молодые звёздные скопления (или, по крайней мере, поколение молодых звёзд в них) - Плеяды, альфа Персея и некоторые другие, возникли в последние 20 миллионов лет, как показано в многочисленных работах Олина Эггена (Olin Eggen), крупнейшего исследователя скоплений и сверхскоплений в окрестностях солнечной системы. Эти скопления, следуя потоку Ориона, несомненно, являются его частями. В

звёздных скоплениях, возраст которых существенно больше 20 миллионов лет, имеются субскопления с возрастом около 11 миллионов лет – результат нескольких актов звёздообразования в каждом скоплении, как отмечено в работах [Eggen 1992], [Chereul et al 1999].

Интервал в 20 миллионов лет по порядку величины близок к времени жизни рассматриваемых звёзд. Красные сверхгиганты Антарес и Бетельгейзе, видимо, уже приблизились к концу жизни. Большую часть времени они пребывали на правом краю потока, где видимо, и родились раньше других сверхгигантов.

Учитывая роль ярких звёзд в звездообразовании, химической эволюции Вселенной, формировании спиральной структуры галактик и возникновении скоплений, надо признать, что развитие потока Ориона, несомненно, является главным событием последних 20 миллионов лет в местном спиральном рукаве Галактики. При прохождении ядра потока Ориона 11.3 миллиона лет назад рядом с солнечной системой недалеко от Земли могли оказаться звёзды и межзвёздные облака, которые, как показано многими исследователями, способны повлиять на Землю, например, изменить климат.

Именно, около 23 миллионов лет назад, в начале миоцена началось похолодание и иссушение климата, которое около 11 миллионов лет назад привело к вымиранию многих растений и животных. Около 25 миллионов лет назад среди обезьян возникло надсемейство человекообразных обезьян (Hominoidea), а около 6-8 миллионов лет назад, в разгаре климатических изменений на Земле и, в частности, в Африке, возникло семейство Гоминид (Hominidae), от которого сейчас остался только один вид - человек разумный [Вишняцкий 2002]. Т.е. 6-8 миллионов лет назад - это то время, когда разошлись пути эволюции, ведущие к шимпанзе и человеку.

На рисунках 9 и 10 показано распределение рассматриваемых ярких звёзд через 5 миллионов лет в будущем. "Стена" сверхгигантов потока Ориона окончательно рассеется, а часть этих звёзд, видимо, взорвётся. Известный в наше время "Летний вал" подойдёт вплотную к солнечной системе. Одно из звёздных скоплений видно на рисунке рядом с Солнцем. Однако, это не будет столь впечатляющим событием, как прохождение Ригеля около Солнца 11.3 миллиона лет назад.

В работе [Togga et al 2000] с использованием результатов Hipparcos и лучевых скоростей OB-звёзд показано, что пояс Гулда является частью структуры размером более килопарсека, т.е. частью местного спирального рукава. Таким образом, пояс Гулда, видимо, является не самостоятельной структурой, а лишь пересекающимися ближайшими к нам участками двух основных структур местного спирального рукава: "Большого разрыва" и "Большого туннеля". Они же, в свою очередь, являются временными структурами на интервале порядка 20 миллионов лет и возникли в результате развития потока Ориона или его взаимодействия с более старыми структурами. Это видно на рисунках 5-11, где при продвижении в прошлое исчезают и пояс Гулда (как заметное наклонённое к плоскости Галактики кольцо ярких звёзд), и обе большие структуры нашего времени.

На рисунке 11 показана эволюция потока Ориона в проекции на плоскость Y-Z. Видно смещение потока против направления вращения Галактики, в направлении южного полюса Галактики, а также – весьма заметное уплотнение, которое, видимо, является результатом действия сил, сплющивающих диск Галактики. Таким образом, трёхмерная эволюция потока Ориона за последние 20 миллионов лет *выглядит* как зарождение множества ярких звёзд и дальнейшее их оседание к плоскости Галактики с одновременным превращением вертикально протяжённой структуры этого множества в горизонтально протяжённую. Это подобно перераспределению струи зерна, высыпаемого из мешка на вращающийся мельничный жёрнов. "Выглядит" не значит

"так оно и есть", хотя рассмотренная эволюция потока Ориона согласуется с предложенным в работе [Olano 2001] подробным сценарием возникновения местного спирального рукава и его структур, включая "Большой туннель", миллионы лет назад при прохождении радиально двигавшегося гигантского облака через один из спиральных рукавов.

5. Скорости ярких звёзд

Средние компоненты скорости в км/с и соответствующие стандартные отклонения представлены в таблице:

	U	V	W	$\sigma(U)$	$\sigma(V)$	$\sigma(W)$
Сверхгиганты	-6	-11	-6	23	15	9
Остальные яркие звёзды	-10	-13	-8	20	15	12

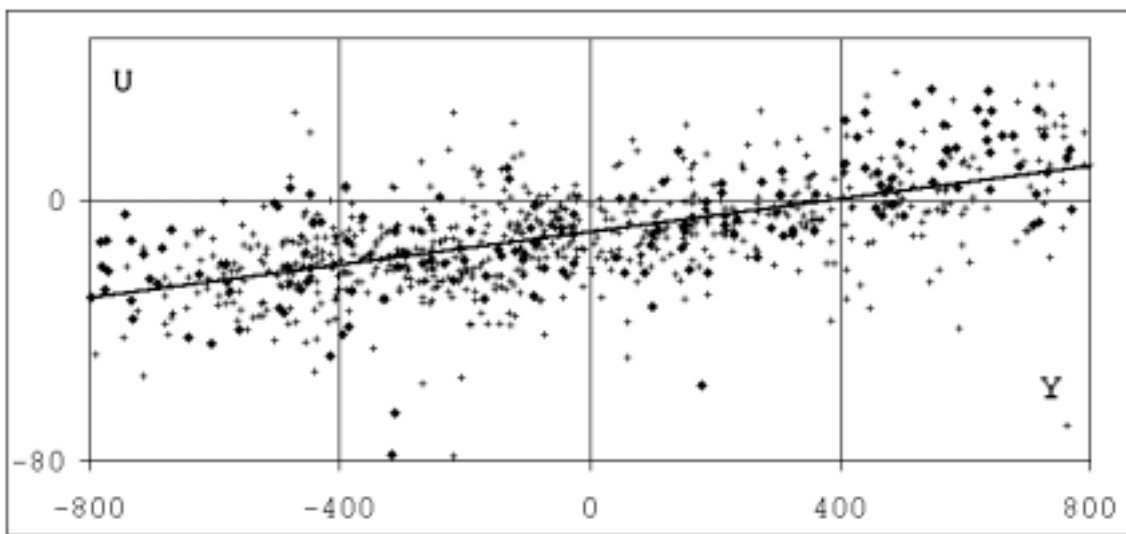


Рис. 12. Распределение ярких звёзд по компоненту скорости U (в км/с) в зависимости от координаты Y (в пк от солнечной системы).

Здесь разница между сверхгигантами и остальными яркими звёздами не видна. В целом движение ярких звёзд следует движению ядра потока Ориона. Большая дисперсия компонента U вызвана зависимостью компонента скорости U от координаты Y . Эта зависимость показана на рисунке 12. Яркие звёзды, отстающие в галактическом вращении, быстрее удаляются от центра Галактики, чем звёзды, лидирующие во вращении. При этом лидирующие во вращении звёзды практически прекратили радиальное движение или даже движутся к центру Галактики. Этот эффект отмечен в работе [Бобылев 2002]. Его можно считать вращением множества рассматриваемых звёзд вокруг удалённого центра, находящегося за пределами или на краю рассматриваемой области пространства, на расстоянии более 400 пк от солнечной системы. Если бы центр вращения находился ближе, соответствующий тренд наблюдался бы на диаграмме $X-V$. Однако, там наблюдается лишь небольшой эффект, противоположный ожидаемому. Т.е., видимо, эффект $Y-U$ больше ни в чём не проявляется. Возможно, этот эффект – следствие "торможения" и деформации более молодой структуры, "Большого разрыва", при встрече с более старой структурой, "Большим туннелем" (возникновение этих структур видно на рисунках 3, 5, 7 и 9). Для лидирующих во вращении звёзд эти структуры уже практически совпали и

взаимодействуют, в то время, как для отстающих во вращении звёзд они ещё далеки друг от друга, хотя "Большой разрыв" постепенно догоняет "Большой туннель".

На рисунке 13 показано распределение ярких звёзд по скоростям. Практически все рассматриваемые яркие звёзды обладают весьма схожими компонентами скорости V и W (вдоль Y и Z), что, видимо, результат их общей принадлежности потоку Ориона. На диаграмме U - V можно обнаружить несколько звёздных скоплений и сверхскоплений. Например, сверхскопления Кормы-Южного креста и Кассиопеи, отмеченные на рисунке и включающие несколько десятков ярких звёзд, движутся с противоположных концов "Большого разрыва" вдоль него к солнечной системе и друг к другу.

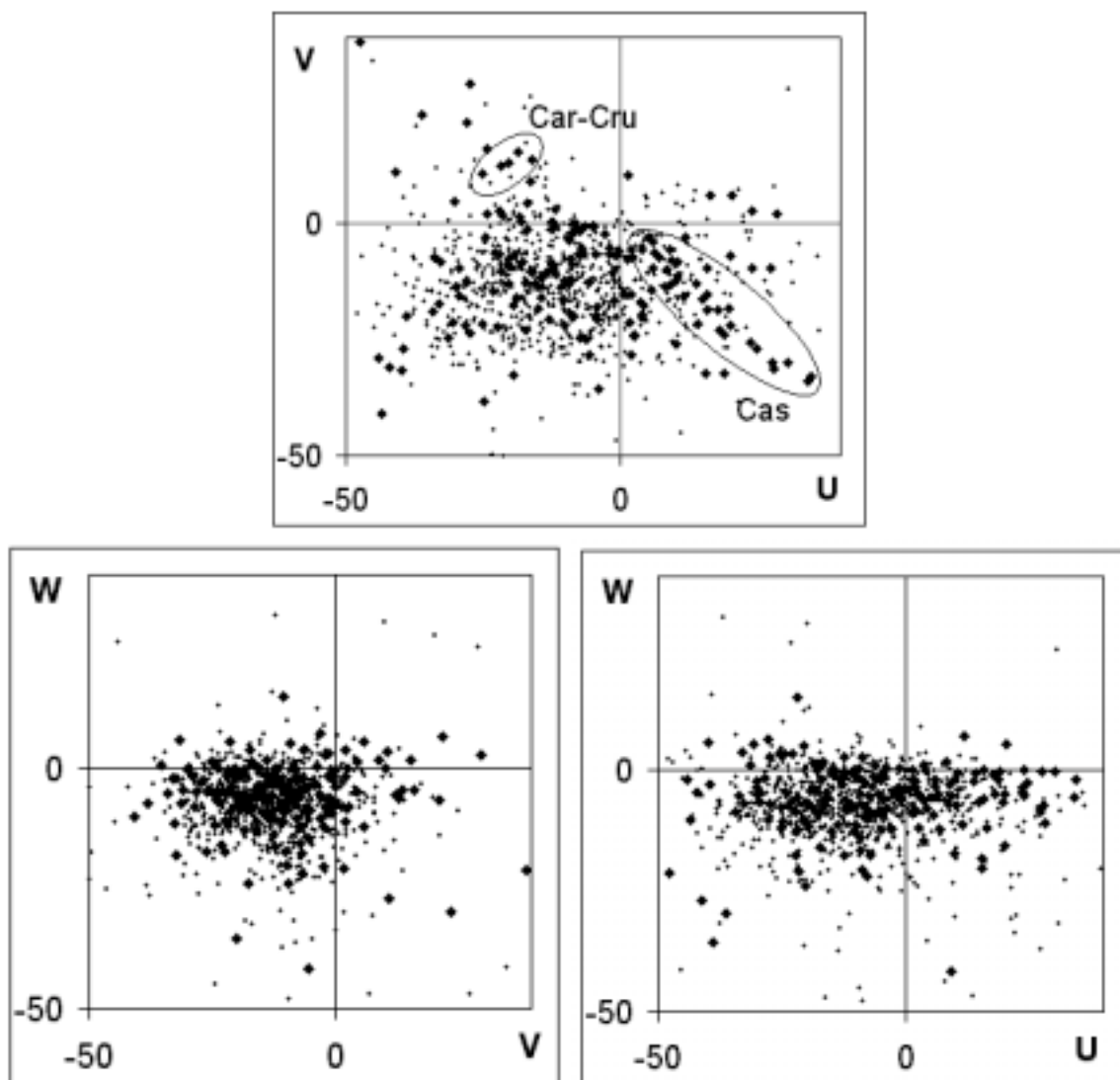


Рис. 13. Распределение ярких звёзд по скоростям в км/с. Выделены два из множества сверхскоплений, которые можно обнаружить на подобных диаграммах.

6. Выводы

Данное исследование показывает, что каталог Hipparcos (особенно благодаря точным параллаксам) оказал революционное влияние на исследование кинематики звёзд Галактики: впервые вместо классического метода центроидов можно рассмотреть трёхмерное распределение и движение звёзд без привлечения каких-либо моделей. При этом впервые можно рассмотреть одну из крупных физически обособленных структур

Галактики целиком – местный спиральный рукав в радиусе более 600 пк от солнечной системы. Обнаружение и анализ звёздных скоплений, ОВ-ассоциаций и других галактических структур становится легче, надёжнее и полнее. Кроме того, можно впервые проследить эволюцию местного спирального рукава на протяжении миллионов лет. В данной работе приведено множество примеров исследования структуры и эволюции этого рукава. При этом рассмотренные молодые массивные звёзды особенно удобны, т.к. 1) большая часть их жизни уместается в рассмотренном временном интервале и 2) каталог Hipparcos полон в отношении таких звёзд в пределах рассмотренной области (более того – почти половина этих звёзд видна на небе Земли невооружённым глазом!). Анализ трёхмерного распределения и движения звёзд выглядит весьма перспективно: возможен дальнейший анализ взаимодействия крупнейших структур местного рукава, поиск неизвестных звёздных скоплений, уточнение положения круга коротации, поиск закономерностей возникновения и развития спиральных рукавов, анализ линейной и угловой скорости вращения Галактики на разных расстояниях от её центра, уточнение постоянных Оорта и даже анализ влияния галактических процессов на климат и другие характеристики Земли в прошлом.

Благодарности

Благодарю Российский фонд фундаментальных исследований за поддержку по гранту №02-02-16570.

Литература

- Бобылев В.В., "Кинематика звёзд пояса Гульда, часть II", 2002, этот сборник.
Вишняцкий Л.Б., Введение в преисторию, Кишинёв, 2002, 312 с..
Berghöfer, T. W., Breitschwerdt, D., 2002, A&A 390, 299.
Chereuil E., Creze M., Bienayme O., 1999, A&AS 135, 5.
Duflo M., Figon P., Meyssonier N., 1995, A&AS 114, 269.
Eggen O., 1992, AJ 104, 1906.
Eggen O., 1996, AJ 112, 1595.
Grenier, I. A., 2000, A&A 364, L93
Hipparcos and Tycho catalogues, 1997, ESA.
Hipparcos input catalogue, 1992, ESA.
Olano, C. A., 2001, AJ 121, 295.
Torra, J., Fernández, D., Figueras, F., 2000, A&A 359, 82
Woolley R., 1965, in Stars and Stellar Systems, Vol. 5, Galactic Structure, ed. A. Blaauw & M. Schmidt, Chicago: Univ. Chicago Press, 85.

3D STRUCTURE OF THE LOCAL SPIRAL ARM

G.A. Gontcharov

Summary

The data from the Hipparcos catalogue and recent catalogues of radial velocities allows us to consider large-scale distribution and motion of the stars with absolute magnitude brighter than -2^m within 800 pc from the Solar system as in the time as for past 20 million years, i.e. for temporal interval comparable with life-time of these young massive stars. The size and structure of the galactic local spiral arm is revealed and its evolution is analyzed. It is pointed out that the main event of the last 20 My in the vicinity of the Solar system was the born and evolution of a stream of hundreds bright stars (the Orion

stream) which moved radially away from the galactic center. The Gould belt, OB-associations, giant cloud complexes, young stellar clusters and all other large-scale structures of the local spiral arm developed in the evolution of the Orion stream. Two extended structures more than 1 kpc each are found among them: the Great rift and the Great tunnel. The kinematics evolution of the Orion stream is in agreement with a hypothesis of its genesis as a result of an explosion of many supernovae at 100 pc above the galactic plane about 20 My ago. The passage of the Orion stream core containing a group of supergiants within several tens parsecs from the Solar system about 11.3 My ago would impact the Earth climate.

ПРЕДВАРИТЕЛЬНЫЕ РЕЗУЛЬТАТЫ ОБРАБОТКИ ПУЛКОВСКОГО РЯДА ФОТОГРАФИЧЕСКИХ НАБЛЮДЕНИЙ ДВОЙНОЙ ЗВЕЗДЫ 61 ЛЕБЕДЯ, ИЗМЕРЕННОГО НА АВТОМАТИЧЕСКОЙ МАШИНЕ «ФАНТАЗИЯ»

Горшанов Д.Л., Шахт Н.А., Поляков Е.В., Киселёв А.А., Канаев И.И.

Обработан ряд фотографических наблюдений двойной звезды 61 Лебеда, выполненный в Пулковской обсерватории в 1958–1997 гг. и измеренный на автоматической машине «Фантазия». Средняя точность полученных относительных координат компонент для среднегодовой точки составила $\pm 0''007$. Исследование полученных данных методами спектрального анализа подтвердило обнаруженное А.Н.Дейчем наличие периодических составляющих в относительном движении компонент по координате X с периодами около 6.5 и 12 лет с амплитудами $0''012$ и $0''009$ соответственно.

История наблюдений 61 Лебеда

Двойная звезда 61 Cyg (ADS 14636; $\alpha_{2000} = 21^{\text{h}} 06^{\text{m}} 9$, $\delta_{2000} = 38^{\circ} 45'$; $5^{\text{m}}.4$, $6^{\text{m}}.1$; K5V, K7V (каталог WDS); $\pi_{\text{tr}} = 0''.296$; $\rho_{2000} = 30''.5$, $\theta_{2000} = 150^{\circ}$) входит в пулковский список звёзд с невидимыми спутниками и наблюдается на нормальном астрографе с 1895 года и на 26" рефракторе — с 1958 года.

Как известно, эта звезда в течение многих лет была объектом исследования нескольких поколений астрономов.

Данные о положении этой звезды на небе впервые были опубликованы Гевелием в его каталоге 1500 звёзд, наблюденных без помощи зрительной трубы, в середине XVII века. В качестве двойной её впервые отмечает Фламстид под номером 61-ой созвездия Лебеда в каталоге 3000 звёзд, изданном в 1725 году. По наблюдениям Брадлея и Пиацици было определено совместное собственное движение обеих звёзд пары с большой скоростью, составлявшей 5" в год. Относительная орбита неоднократно определялась Бесселем, а также по наблюдениям Дерптской и Пулковской обсерватории В.Я.Струве и Петерсом. Элементы эллиптической орбиты 61 Лебеда, вычисленные Петерсом (см. Таблицу 1) по наблюдениям В.Я.Струве и О.В.Струве, довольно близки к более современным данным Стрэнда (*Strand, 1943*), выведенным по визуальным и фотографическим наблюдениям с середины XIX века за промежутки наблюдений около 100 лет.

Как известно, предположение о наличии спутника у звезды 61 Лебеда было высказано Вильзингом ещё в 1893 году, который по фотографическим наблюдениям на нормальном астрографе в Потсдаме нашёл колебания в расстоянии между звёздами пары с амплитудой $0''.3$ и периодом 22 месяца. Впоследствии эти результаты были объяснены инструментальными погрешностями. Но работа Вильзинга возбудила новый интерес к 61 Лебеда.

Влияние возможного спутника на взаимное расстояние между звёздами пары неоднократно исследовалось в работах Холмберга, Стрэнда и по пулковским данным в работах А.Н.Дейча.

В 1943 году Стрэнд опубликовал сообщение об элементах орбиты и о массе тёмного спутника 61 Лебеда (*Strand, 1943*). Свои выводы он сделал на основании исследования 47 пластинок, снятых на длиннофокусных астрографах Потсдама, Лика и Спрула. Период обращения спутника по Стрэнду равен 4.9 года, нижний предел массы — 0.016 массы Солнца. Однако использованный Стрэндом наблюдательный материал

был сравнительно невелик и охватывал только годы 1914–1918, 1935, 1937 и 1939–1942.

В Пулкове фотографические наблюдения 61 Лебеда, начатые С.К.Костинским в 1895 году на нормальном астрографе, продолжаются по настоящее время. С 1958 года были также начаты планомерные наблюдения этой звезды на 26" рефракторе в рамках пулковской программы исследований звёзд с невидимыми спутниками.

По результатам обработки этих наблюдений А.Н.Дейчем была опубликована серия работ, в которой определялись параметры орбиты возможного невидимого спутника. Статья *Дейча и Орловой (1977)* включала результаты обработки наблюдений пулковского нормального астрографа и 26" рефрактора по 1974 год. В ней также использовался наблюдательный материал Вашингтонской обсерватории и обсерватории Спрул и было показано, что периоды, выявленные по наблюдениями на этих четырёх астрографах, достаточно хорошо согласуются между собой, а полученные результаты можно интерпретировать как возмущения от двух невидимых спутников с периодами обращения 6 и 12 лет. Наиболее уверенный период в 6 лет дал возможность построить модель орбиты фотоцентра, описываемой под влиянием этого гипотетического спутника: $T = 1957.0$, $e = 0.2$, $a = 0''.006 \pm 0''.002$, $i = \pm 34^\circ$, $\Omega = 108^\circ$, $\omega = 301^\circ$. При этом нижний предел массы предполагаемого спутника оказался равным 0.004 массы Солнца.

Относительные положения 61 Лебеда, полученные Дейчем и Орловой в указанной работе по наблюдениям нормального астрографа, были в дальнейшем исследованы методами периодограмм с применением различных методов математического спектрального анализа (*Шахт, 1998*). Эти исследования подтвердили объективный характер периодов, ранее выявленных этими авторами: в ряде 1895–1940 гг. — $P = 5.0 \pm 0.5$ года, в ряде 1949–1975 гг. — $P = 5.8 \pm 0.5$ года.

Однако следует отметить, что история исследования 61 Лебеда показывает, как с ростом точности и привлечением новых теоретических работ предыдущие выводы приходится подвергать сомнению, так как они не всегда подтверждаются новыми наблюдениями.

Известно, что в своё время исследование лучевых скоростей ряда близких звёзд (*Campbell et al., 1988*) не дало результатов, свидетельствующих о наличии спутников планетоподобных масс у этих звёзд, в том числе, и у 61 Лебеда. Полученные периодические смещения спектральных линий с периодом 7 лет авторы объяснили сейсмической активностью этой звезды и пульсациями её атмосферы. В работе (*Marcy, Chen, 1992*) авторы пришли к выводу, что история эволюции звезды и малая скорость вращения каждого из её компонентов вокруг своей оси теоретически не допускают существования спутников, вращающихся вокруг этих компонентов.

Астрометрические наблюдения в Морской обсерватории США также не обнаружили периодических колебаний, превышающих уровень шума во взаимных расстояниях между компонентами 61 Лебеда (*Jostis et al., 1983*).

Однако все упомянутые наблюдения были сделаны на достаточно коротких временных отрезках; вопрос о наличии долгопериодических спутников у 61 Лебеда не ставился.

В то же время, 61 Лебеда имеет кинематические и динамические параметры, а также спектральный класс, подобные некоторым из близких визуально-двойных звёзд, орбиты которых были исследованы Бенестом (*Benest, 1996, 1997*) в предположении наличия у них планетоподобных спутников.

Определение элементов орбиты двойной звезды 61 Лебеда

По пулковским данным неоднократно определялись элементы орбиты 61 Лебеда (см., например, *Кияева, 1984; Киселёв, Романенко 1998*); использовался метод параметров видимого движения (АМР) (*Киселёв, 1989*).

Сумма масс оценена по наилучшему согласию вычисленной орбиты с наблюдениями на других инструментах 1830–1937 гг.

Определена ориентировка орбиты в галактической системе координат. Оказалось, что орбита 61 Лебеда заметно наклонена ($i > 50^\circ$) к галактической плоскости.

Таблица 1. Определения орбиты 61 Лебеда

a''	P (годы)	e	ω	i	Ω_{2000}	T_0	$M(A+B)$	Автор
29.5	783	0.2		64°				<i>Peters, 1886</i>
24.5	697	0.4	154°	53	172°	1686 г.	$1.1 M_\odot$	<i>Fletcher, 1932</i>
24.5	720	0.4		52				<i>Strand, 1943</i>
24.3	653	0.4	147	55	171	1677	1.3	<i>Caro, Veka, 1948</i>
24.7	722	0.4	158	52	172	1690	1.1	<i>Jostis, 1983</i>
24.9	734	0.40	159	52	172	1687	1.1	<i>Кияева, 1984</i>
24.5	658	0.48	146	54	176	1697	1.3	<i>Киселёв, Романенко 1998</i>

Определение орбиты по Пулковскому ряду показало, что протяжённость и точность наших наблюдений достаточны для определения параметров орбиты и отношения масс компонент.

Наблюдательный материал

В настоящее время в пулковской стеклотеке имеются два ряда пластинок с 61 Лебеда. Первый ряд охватывает наблюдения на нормальном астрографе 1895–2001 гг. и составляет около 800 пластинок; второй ряд относится к наблюдениям на 26" рефракторе 1958–2001 гг., в него входит около 400 пластинок. Пулковские ряды наблюдений 61 Лебеда являются одними из самых продолжительных и однородных.

В наблюдениях исследуемого в настоящей работе ряда, полученного на 26" рефракторе, принимало большое число пулковских астрономов. Основной ряд наблюдений получен при участии И.И.Канаева, А.А.Киселёва, Г.А.Плюгина, В.А.Соколовой, Н.А.Шахт, Н.Н.Ключника, В.С.Чубей, О.А.Калиниченко, О.В.Кияевой, О.П.Быкова, Л.Г.Романенко.

При наблюдениях на 26" рефракторе употреблялись следующие фотопластинки. В первые годы использовались «AGFA Isochrom», которые затем были заменены на «ORWO WO-1» близкие к ним по спектральной чувствительности. После 1991 г., в связи с отсутствием пластинок этого сорта, пришлось перейти на панхроматические «ORWO WP-1» и «ORWO NP-27».

Для контроля с 1976 года на обоих инструментах каждую ночь сразу после 61 Лебеда наблюдается заведомо далёкая ($\pi_{\text{tr}} = 0''.0016 \pm 0''.0018$), но также широкая ($\rho = 18''$) пара ADS 14710 ($\alpha_{2000} = 21^{\text{h}} 10^{\text{m}}.5$, $\delta_{2000} = 22^\circ 27'$; A1V (*каталог WDS*)). Выявление одинаковых периодических уклонений у обеих пар могло бы служить свидетельством наличия каких-то общих инструментальных или астроклиматических причин, но не свидетельством присутствия невидимых спутников. К настоящему моменту на 26" рефракторе снято около 170 пластинок ADS 14710, а на нормальном астрографе — около 240.

Таблица 2. Характеристики пулковских астрографов, использовавшихся при наблюдениях 61 Лебеда

Инструмент	Диаметр объектива	Фокусное расстояние	Масштаб	Рабочее поле зрения	Размер пластинок
26" рефрактор	65 см	10.4 м	19".81/мм	0°.7 × 1°.0	13 × 18 см ²
Нормальный астрограф	35 см	3.4 м	59".56/мм	2°.0 × 2°.0	16 × 16 см ²

В настоящей работе представлены результаты измерений и обработки 340 пластинок 61 Лебеда, полученных на 26" рефракторе с 1958 по 1997 гг., а также 149 пластинок ADS 14710, полученных на этом же инструменте с 1976 по 1998 гг.

Эти пластинки снимались каждый год с августа по октябрь вблизи кульминации пары. В большей части наблюдательных сезонов получалось около 10 пластинок. В большинстве случаев на каждой пластинке фотографировалось 12–25 экспозиций со смещениями кассеты с фотопластинкой между экспозициями.

Результаты измерений полученных пластинок на автоматической машине «Фантазия»

В настоящее время в Пулковской обсерватории для измерения астрономических фотопластинок используется разработанный в обсерватории автоматический измерительный комплекс «Фантазия» (см. Герасимов, Поляков и др., 1994).

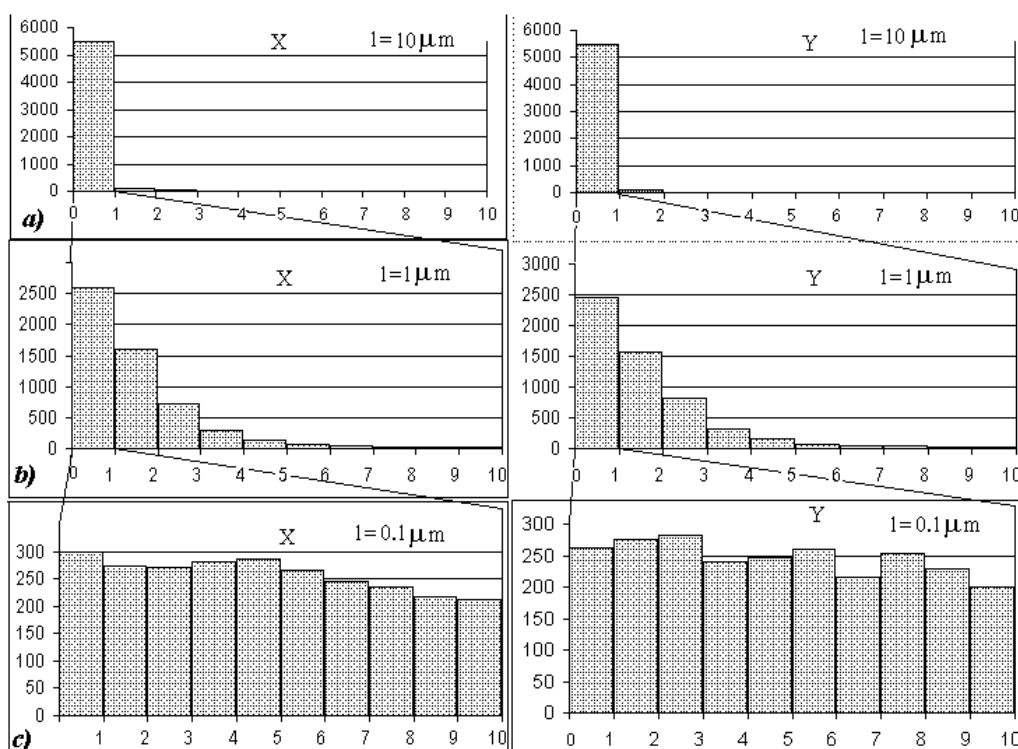


Рис. 1. Распределение отклонений от средних значений разностей координат компонент 61 Cyg, измеренных на фотопластинках комплексом «Фантазия»: а) в пределах 100 мкм; б) в пределах 10 мкм; в) в пределах 1 мкм.

На Рис. 1 приведены гистограммы, характеризующие точность измеренного наблюдательного материала (пластинки 61 Лебеда, полученные на 26" рефракторе) в

линейной мере. Они получены следующим образом. На каждой пластинке определялись разности измеренных координат звёзд пары для каждой экспозиции. Для этих разностей находились средние по пластинке значения и отклонения от средних для каждой экспозиции. Количества этих отклонений, попадающих в заданные диапазоны значений, просуммированные по всем пластинкам всех лет, и приведены на гистограммах (всего около 5500 экспозиций).

Из приведённой гистограммы видно, что около половины отклонений от среднего почти равномерно распределены в пределах 1 микрона, что в масштабе 26" рефрактора составляет 0".02.

Средняя ошибка одной экспозиции на пластинках 26" рефрактора при автоматических измерениях составляет 0".028.

Методика обработки

Обработка следовала в основном методике астрометрической редукции, изложенной в работе *Киселёва и др. (1988)*.

В данной работе при обработке двойных звёзд получались положения одной компоненты пары относительно другой: как координаты (x, y) (в секундах дуги), так и расстояние ρ (в секундах дуги) и позиционный угол θ (в градусах).

По измеренным координатам звёзд пары определялись относительные линейные координаты компоненты B относительно компоненты A .

Далее осуществлялся переход в промежуточную систему координат (x', y') путём исправления позиционного угла за неточность ориентировки пластинки при измерении. Для определения точной ориентации позиционного угла на большинстве пластинок снимался так называемый «след»: после последней экспозиции часовой механизм телескопа останавливался на время $t = 40^s \text{sec} \delta$, затем ведение возобновлялось и снималась ещё одна экспозиция. По следу определялся необходимый угол поворота системы координат:

$$\omega = -\arctg \frac{y_2 - y_1}{x_2 - x_1} ;$$

здесь (x_1, y_1) и (x_2, y_2) — координаты звезды на восточной и западной экспозициях следа. Но отснятый таким образом след задаёт хорду небесной параллели, направление которой отличается от направления касательной к этой параллели в оптическом центре, по которой и нужно ориентировать пластинку, на небольшой угол

$$\gamma = \frac{l \text{tg} \delta}{2f}$$

(здесь l — длина следа, f — фокусное расстояние телескопа).

После поворота координатных осей в правильное положение производился переход в экваториальную систему координат (ξ, η) (по-прежнему рассматриваются координаты одной компоненты относительно другой) с учётом геометрического масштаба телескопа, дифференциальной рефракции и несимметричности следа относительно положения объекта — угла γ :

$$\left. \begin{aligned} \xi &= M_0 x' (1 + \beta(1 + k_1^2)) + M_0 y' (2\beta k_1 k_2 + \gamma) \\ \eta &= M_0 y' (1 + \beta(1 + k_2^2)) - M_0 x' \gamma \end{aligned} \right\} ,$$

где β — коэффициент рефракции, зависящий от температуры и атмосферного давления, а k_1 и k_2 — тангенциальные координаты точки зенита на измеренной пластинке.

К сожалению, во время наблюдений не на всех пластинках удавалось отснять след. А в некоторые годы (1958–1960 и 1967–1969) след не снимался вообще. Поэтому возникла необходимость определять правильную ориентировку системы координат на пластинках по присутствующим на них изображениям ближайших звёзд. Для однородности эта процедура была выполнена на всём промежутке наблюдений.

В этом случае выбиралась пара звёзд, расположенных по разные стороны от двойной звезды, тангенциальные координаты которых (X_1, Y_1) и (X_2, Y_2) с хорошей точностью определяются из каталога. По этим координатам и по измеренным координатам (x_1, y_1) и (x_2, y_2) этих звёзд определялся угол поворота координатных осей для перехода в промежуточную систему:

$$\omega = \omega_0 - \arctg \frac{-(x_2 - x_1)}{y_2 - y_1}, \quad \text{где} \quad \omega_0 = \arctg \frac{X_2 - X_1}{Y_2 - Y_1}.$$

Далее осуществлялся переход в относительную экваториальную систему координат также с учётом геометрического масштаба телескопа, дифференциальной рефракции и координат ориентирующей пары звёзд:

$$\left. \begin{aligned} \xi &= M_0 x' (1 + \beta(1 + k_1^2)) + M_0 y' \beta (2k_1 k_2 \sin^2 \omega_0 + (k_2^2 - k_1^2) \sin \omega_0 \cos \omega_0) \\ \eta &= M_0 y' (1 + \beta(1 + k_2^2)) + M_0 x' \beta (2k_1 k_2 \cos^2 \omega_0 - (k_2^2 - k_1^2) \sin \omega_0 \cos \omega_0) \end{aligned} \right\}.$$

По полученным координатам вычислялись угловое расстояние между компонентами пары ρ и позиционный угол θ . После этого производилось усреднение этих величин по всем экспозициям пластинки.

В позиционный угол вводились поправки за собственное движение двойной звезды и прецессию — все пластинки переводились на эпоху и равноденствие 2000.0. Затем для каждого года определялись среднегодовые значения ρ и θ и по ним — среднегодовые значения относительных экваториальных координат (ξ, η) .

Результаты обработки

Ряд наблюдений 61 Лебеда, выполненных на 26" рефракторе в 1958–1997 годах был обработан указанными выше способами (т.е. с ориентировкой по следу и по соседним звёздам).

На Рисунках 2–5 приведены зависимости координат ξ , η , ρ и θ от времени (среднегодовые точки) для 61 Лебеда и звезды сравнения ADS 14710. На каждом графике проведены квадратичные тренды. Видно, что наибольшие отклонения испытывает координата ξ .

Сравнение результатов, полученных с разными способами ориентировки. Удалось подобрать только одну пару соседних с 61 Лебеда звёзд, пригодных для использования в качестве ориентирующих, которая бы присутствовала на пластинках во все годы ряда. Ещё одна такая пара звёзд присутствует на пластинках во все годы, кроме 1996–1997. С этими двумя парами и была проведена обработка. Координаты и собственные движения для звёзд этих пар были взяты из каталога TYCHO2. На Рис. 6 приведены разности среднегодовых координат ξ , полученных с ориентированием по следу и по каждой из ориентирующих пар.

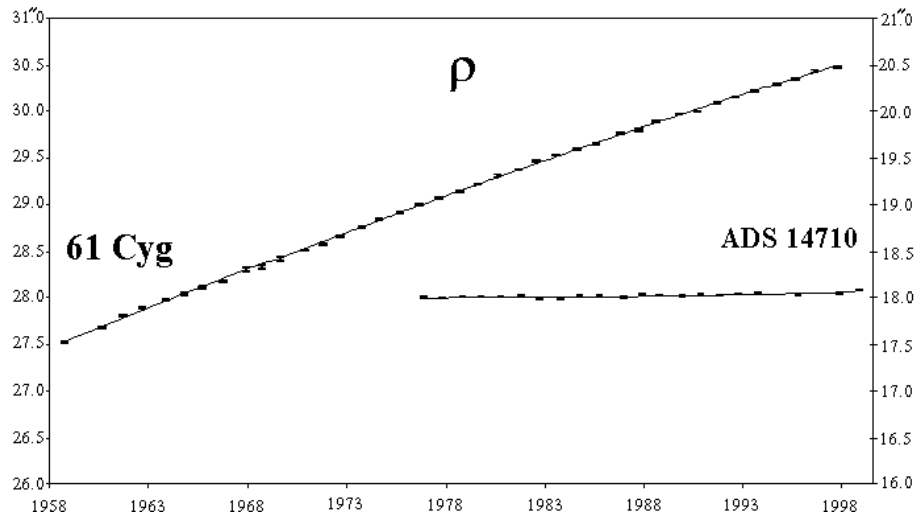


Рис. 2. Изменение расстояний между компонентами 61 Cyg в 1958–1997 гг. (левая шкала ординат) и ADS 14710 в 1976–1998 гг. (правая шкала ординат).

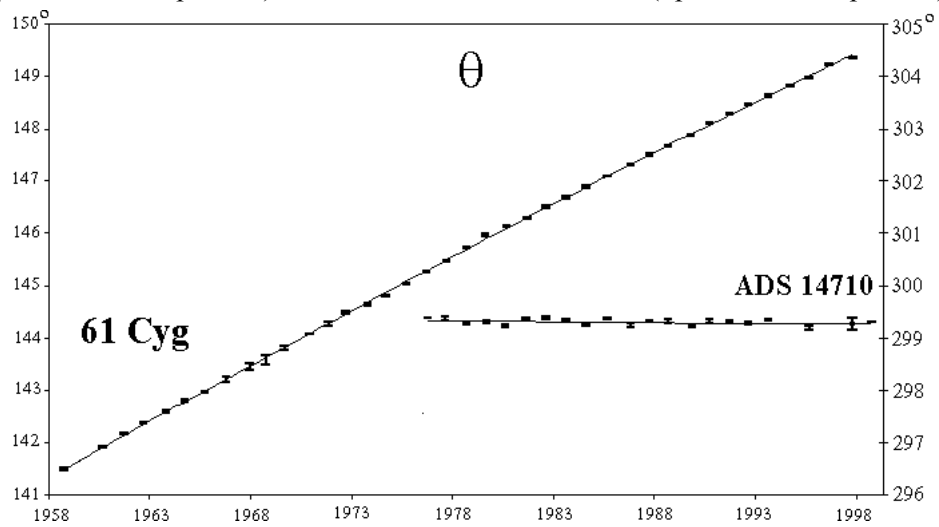


Рис. 3. Изменение позиционных углов компонент 61 Cyg в 1958–1997 гг. (левая шкала ординат) и ADS 14710 в 1976–1998 гг. (правая шкала ординат).

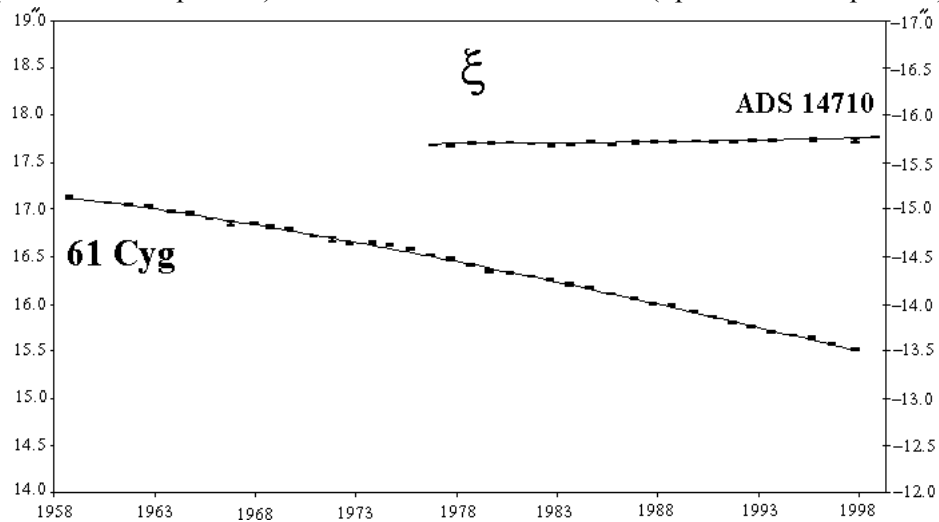


Рис. 4. Изменение относительных координат ξ компонент 61 Cyg в 1958–1997 гг. (левая шкала ординат) и ADS 14710 в 1976–1998 гг. (правая шкала ординат).

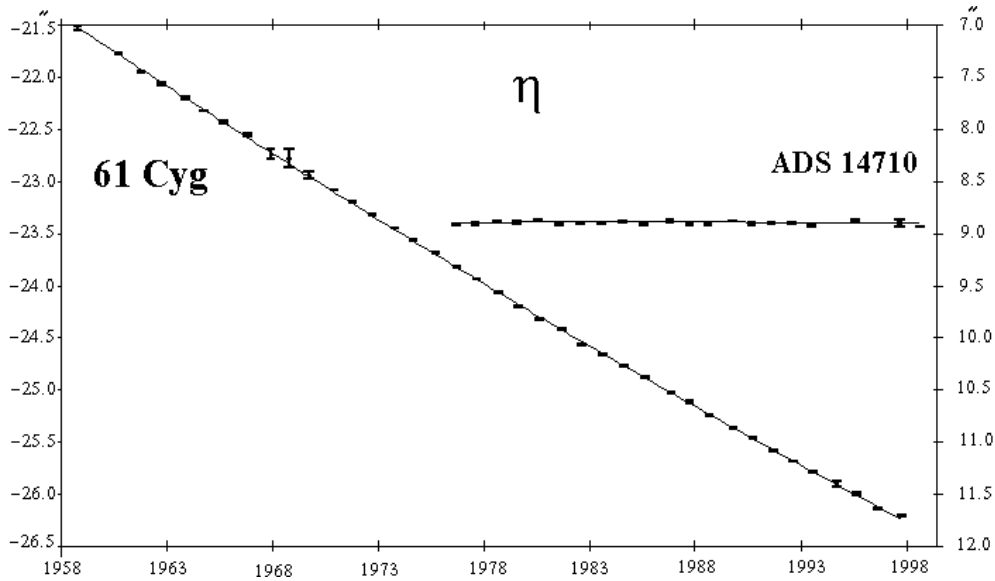


Рис. 5. Изменение относительных координат η компонент 61 Cyg в 1958–1997 гг. (левая шкала ординат) и ADS 14710 в 1976–1998 гг. (правая шкала ординат).

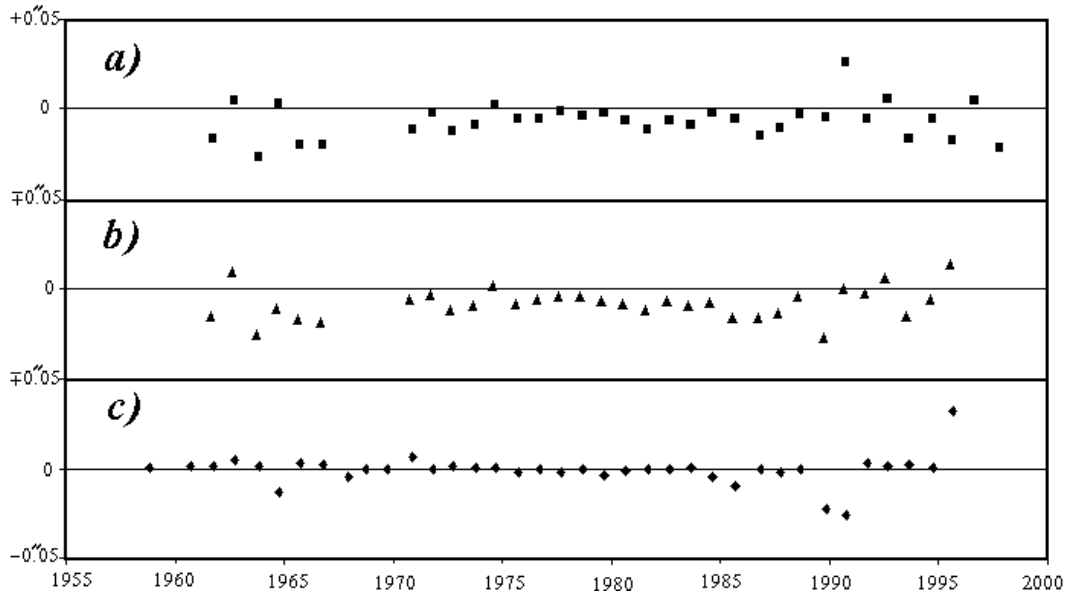


Рис. 6. Разности между координатами ξ 61 Cyg, вычисленными с различными способами ориентировки: *a)* между ориентировкой по следу и по первой паре ориентирующих звёзд; *b)* между ориентировкой по следу и по второй паре ориентирующих звёзд; *c)* между ориентировкой по двум парам ориентирующих звёзд.

Систематическое различие между ориентировкой по следу и по звёздам для координаты ξ составляет $0''.008$, для координаты η — $0''.007$, а между ориентировкой по разным парам — менее $0''.001$ для обеих координат. По позиционному углу θ эти различия составили соответственно 0.020 и 0.001 . Общий же ход кривой и характер уклонений от квадратичного тренда одинаков для всех способов, что иллюстрирует Рис. 7.

Ориентировка по следу, по-видимому, даёт в целом более правильные значения. Для сохранения однородности среднегодовые значения координат, полученные с ориентировкой по двум парам соседних звёзд, были усреднены, а затем исправлены за систематическую разность между ними и координатами, полученными с

ориентировкой по следу. В Таблице 3 приведены полученные в результате указанной редукции относительные экваториальные координаты для среднегодовых точек, их ошибки и число пластинок, использованных для получения каждой среднегодовой точки.

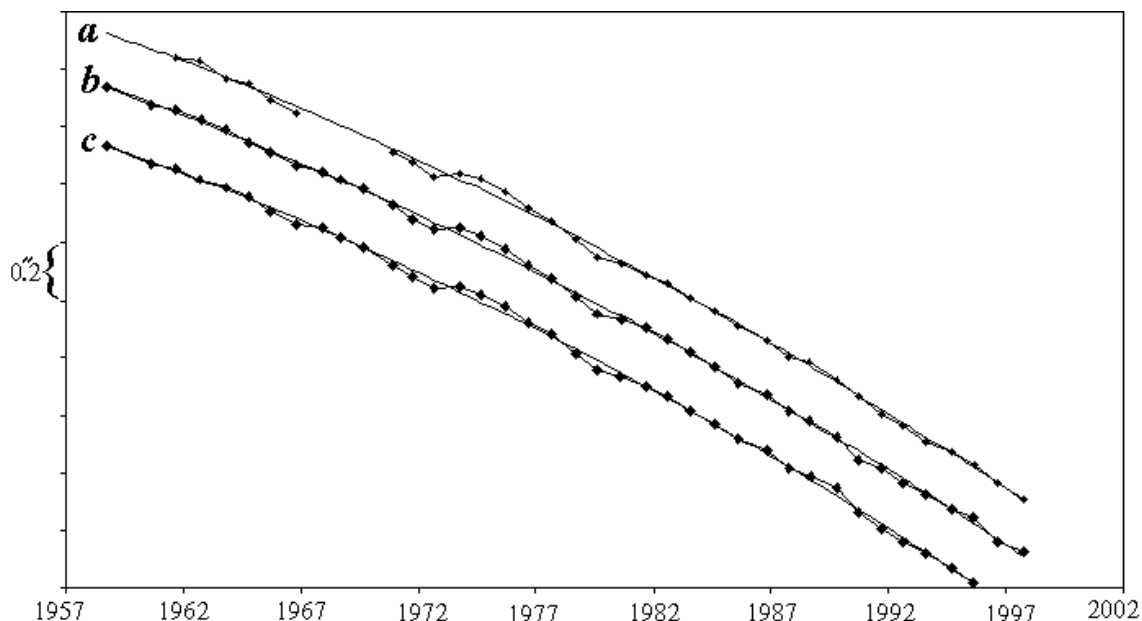


Рис. 7. Кривые изменения координаты ξ 61 Cyg, вычисленные с различными способами ориентировки: *a* — по следу; *b* — по первой паре ориентирующих звёзд; *c* — по второй паре ориентирующих звёзд. Для наглядности кривые разнесены по ординате.

Таблица 3. Результаты обработки наблюдений 61 Лебеда на 26" рефракторе ГАО РАН.

Средний момент	ξ	σ_ξ	η	σ_η	Число пластинок
1958.7652	17.1322	0.0079	-21.5411	0.0098	10
1960.6789	17.0657	0.0078	-21.7835	0.0044	7
1961.7204	17.0471	0.0073	-21.9585	0.0068	5
1962.7063	17.0118	0.0061	-22.0826	0.0043	6
1963.8288	16.9806	0.0078	-22.2063	0.0058	9
1964.7520	16.9486	0.0117	-22.3231	0.0142	4
1965.6865	16.9060	0.0080	-22.4391	0.0093	8
1966.7772	16.8625	0.0056	-22.5606	0.0062	10
1967.9177	16.8377	0.0109	-22.7375	0.0325	5
1968.7133	16.8066	0.0127	-22.7970	0.0027	6
1969.6714	16.7751	0.0089	-22.9319	0.0226	11
1970.8881	16.7145	0.0027	-23.0954	0.0037	4
1971.7916	16.6762	0.0051	-23.2019	0.0062	11
1972.6838	16.6351	0.0043	-23.3260	0.0044	12
1973.7727	16.6386	0.0090	-23.4559	0.0046	9
1974.6385	16.6131	0.0042	-23.5700	0.0055	12
1975.6755	16.5695	0.0049	-23.6952	0.0042	11
1976.6795	16.5112	0.0053	-23.8280	0.0037	10
1977.6530	16.4684	0.0056	-23.9466	0.0056	10
1978.6736	16.4054	0.0020	-24.0749	0.0041	9
1979.6228	16.3504	0.0083	-24.2031	0.0064	9

1980.6107	16.3242	0.0056	-24.3224	0.0062	10
1981.6625	16.2927	0.0033	-24.4294	0.0046	12
1982.6024	16.2564	0.0067	-24.5687	0.0052	10
1983.5958	16.2118	0.0069	-24.6737	0.0045	10
1984.6034	16.1626	0.0038	-24.7782	0.0049	7
1985.6241	16.1093	0.0074	-24.8874	0.0031	10
1986.8278	16.0665	0.0036	-25.0388	0.0059	8
1987.7480	16.0082	0.0081	-25.1225	0.0106	9
1988.6414	15.9774	0.0058	-25.2497	0.0053	9
1989.7949	15.9283	0.0060	-25.3795	0.0068	9
1990.7126	15.8450	0.0044	-25.4885	0.0043	9
1991.6918	15.8029	0.0027	-25.5937	0.0057	9
1992.6269	15.7537	0.0057	-25.7039	0.0024	10
1993.5862	15.7156	0.0051	-25.7942	0.0080	9
1994.7105	15.6664	0.0068	-25.9120	0.0242	4
1995.6372	15.6216	0.0215	-25.9830	0.0173	2
1996.6283	15.5542	0.0097	-26.1519	0.0055	5
1997.7670	15.5121	0.0059	-26.2198	0.0079	6

Для выявления периодических составляющих в относительном движении компонент 61 Лебеда и ADS 14710 были построены периодограммы отклонений от квадратичного тренда по координатам ξ и η . Уверенно выделилась периодическая составляющая только в колебаниях 61 Лебеда по координате ξ . Здесь период составил 6.4 ± 0.5 лет, что очень близко результату, опубликованному Дейчем и Орловой (1977). Для проверки весь интервал, составляющий 40 лет, был разделён на две части: 1960–1976 и 1976–1997 (второй отрезок ранее не исследовался). Для каждого из этих отрезков были независимо построены периодограммы, которые дали близкие значения периода: 6.7 и 6.2 года. Однако на втором отрезке по сравнению с первым сильно уменьшилась амплитуда: первый отрезок — $\approx 0''.020 \pm 0''.007$, второй — $\approx 0''.012 \pm 0''.008$.

Кроме того, так же как и в указанной работе Дейча и Орловой (1977), наряду с периодом около 6.5 лет, проявляется период около 12 лет, имеющий меньшие амплитуду и мощность. При выборе различных отрезков внутри исследуемого интервала его значение и мощность варьируются от 11.1 до 13 лет.

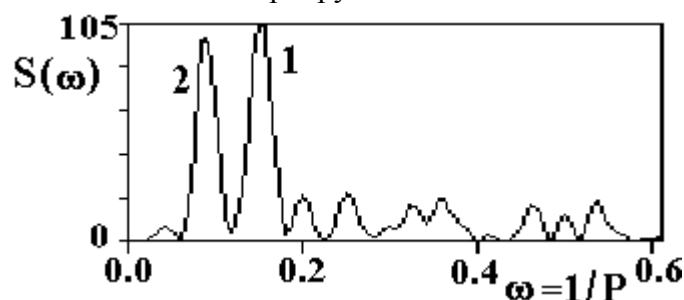


Рис. 8. Периодограмма отклонений координаты ξ 61 Cyg, полученных по нашим данным после исключения предварительного орбитального движения видимых компонентов по квадратичному закону в 1958–1997 гг. Пик 1 соответствует главному периоду 6.4 года, пик 2 — периоду 12 лет.

На Рис. 8 дана периодограмма для невязок, полученных по нашим данным после исключения предварительного орбитального движения видимых компонентов по квадратичному закону. Правый пик (1), имеющий большую амплитуду, соответствует периоду 6.4 года, левый (2) — периоду 12 лет. На Рис. 9 представлен ход теоретической

кривой, отражающей колебания в движении компонент 61 Cyg с главным выявленным периодом 6.4 года.

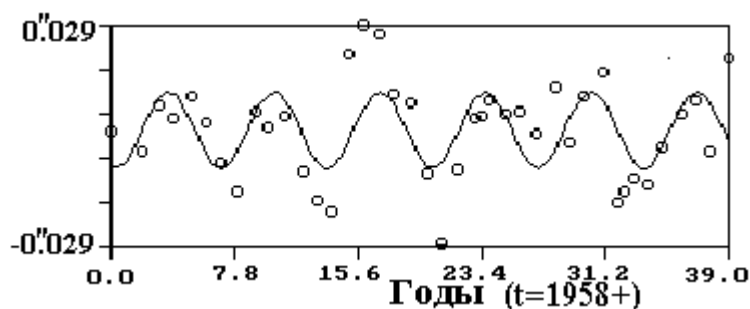


Рис. 9. Теоретическая кривая, отражающая периодические отклонения в орбитальном движении 61 Cyg по координате ξ (период 6.4 года), и наблюдательные данные 1958–1997 гг.

Выводы

Представляя себе историю наблюдений 61 Лебеда, мы, естественно, ставили своей задачей, используя однородный продолжительный ряд ее наблюдений, выяснить вопрос о наличии у нее спутников в пределах доступных нам диапазонов их масс и периодов. Полученный нами в настоящее время ряд наблюдений ее на 26-дюймовом рефракторе является первым этапом данного исследования. Следует сразу отметить, что окончательное решение поставленного вопроса пока не получено. Предстоит еще дальнейшая обработка измеренных на «Фантазии» пластинок нормального астрографа. Дополнительно обрабатываются положения каждой из составляющих пары *A* и *B* отдельно в системе опорных звезд для выявления движения каждой компоненты в отдельности.

Тем не менее полученные здесь относительные положения 61 Cyg и контрольной звезды ADS 14710 на протяжении 39 и 21 года наблюдений соответственно имеют самостоятельное значение и позволяют сделать некоторые выводы.

1. Относительные положение 61 Cyg и ADS 14710 получены с достаточно высокой точностью, при этом измерения на машине «Фантазия» дают среднюю ошибку одного среднегодового положения при 13 в среднем изображениях на пластинке и 8 пластинках в год, равную $0''.007$.

2. Измерения и предварительные исследования системы измерительного прибора, применяющегося при решении данной задачи, показали, что при измерениях на разных приборах выявляется систематическая разница в относительных расстояниях между компонентами порядка 2–3 микрон. Нами сравнивались измерения звезды 61 Лебеда, проводимые на приборе Репсольда и на «Аскорекорде» с автоматическими измерениями на «Фантазии» и на автоматических машинах, используемых на обсерваториях Спрул и USNO (*Van de Kamp, 1981*). Такого же порядка получалась личная разница измерителей при визуальных измерениях на одном и том же приборе (см. *Дейч, 1957*). Однако эта разница, как правило, является постоянной и не должна мешать выявлению возмущений в движении звезды, полученных по измерениям в единой однородной системе.

В качестве примера можно привести разницу $\Delta\rho$ между измерениями, выполненными А.Н.Дейчем на «Аскорекорде» (*Дейч, Орлова, 1977*), и нашими автоматическими измерениями на машине «Фантазия», полученную по 16 общим среднегодовым точкам, включающим в себя 132 пластинки, равную $+0''.048 \pm 0''.003$.

Более подробное исследование этих систематических разностей и их происхождения можно также сделать по всему обработанному материалу, в том числе по пластинкам нормального астрографа.

3. Относительно присутствия спутника у этой звезды можно сделать предварительные выводы, соответствующие более оптимистическому прогнозу (см. ниже: *а), б), в)*), но также привести полученные в результате наблюдений данные, согласно которым можно сказать, что для полного выяснения этого вопроса у нас еще имеется достаточно много трудностей при дальнейшей обработке и интерпретации результатов (*з), д)*).

а) Как известно, в настоящее время обнаружены планетные системы как у пульсаров, так и у звезд главной последовательности. Причем в последнем случае общее число обнаруженных планет у этих звезд составляет около 100 и растет с появлением результатов новых наблюдений. При этом звезды, у которых обнаружены планетные системы, относятся к спектральным классам, близким к солнечному: от F7V до K1V, и, таким образом, 61 Лебеда, имеющая спектральный класс K5V, находится довольно близко от границы этого диапазона.

б) 61 Лебеда упоминается в работах, посвященных образованию планетных систем у двойных звезд, см., например *Benest (1997)*, наряду с такими звездами, как α Центавра и Сириус, у которых теоретические расчеты показали возможность существования как внутренних (*S*) (когда планета обращается вокруг одной из компонент пары), так и внешних (*P*) орбит. В последнем случае движение планеты с большим периодом обращения совершается вокруг двойной системы и подобно движению Плутона вокруг системы Солнце — Юпитер.

в) В пользу существования возмущающего тела у 61 Лебеда по нашим новым наблюдениям свидетельствуют периоды 6.2–6.7 лет, которые проявляются на всем протяжении наблюдений и могут представлять собой предположенный А.Н.Дейчем период 6.0 лет. При этом соответствующая частота может изменяться из-за ошибок наблюдений и из-за влияния второго, предположенного в статье Дейча (*1978*) спутника с периодом обращения около 12 лет. Последний период также проявляется на всем протяжении наблюдательного ряда. Оба эти периода с некоторыми изменениями выявляются как в той части ряда наблюдений 1958–1974 гг., который обрабатывался ранее А.Н.Дейчем, а теперь переизмерен на машине «Фантазия» и включен в Таблицу 3 настоящей работы, так и по нашим новым наблюдениям 1975–1997 гг., также измеренным на «Фантазии» и включенным в Таблицу 3.

Следует отметить, что данные периоды также, как и в работах А.Н.Дейча, проявляются только по координате *X*.

з) Контроль, проведенный нами по полученным положениям 1976–1997 гг. двойной звезды ADS 14710, показал, что здесь также имеются периоды от 5.4 до 5.1 года с незначительной амплитудой, равной ошибке одного среднегодового положения. Этот контроль, а также некоторые результаты исследования других звезд, показывают, что в длительных фотографических рядах наблюдений двойных звезд нередко возникают некие короткопериодические (по сравнению с общим периодом орбиты двойной звезды), составляющие синусоидального характера с амплитудами, находящимися в пределах ошибок нормальных мест, но иногда и с большими. Пока по контрольной звезде можно сделать только такой вывод: периоды 5.4 и 5.1 год в движении ADS 14710, скорее всего, являются случайными, так как они не повторяются при разделении ряда на разные отрезки по времени, например, на отрезках 1976–1986 и 1987–1997 гг.

д) Несколькостораживает то обстоятельство, что если рассмотреть среднюю часть наблюдательного ряда 61 Лебеда на протяжении 1970–1990 гг., где наблюдения

получены с точностью, превосходящей общую точность ряда, то периоды в 6 и 12 лет не подтверждаются, хотя на периодограмме появляется единственный пик с периодом равным 8 годам.

Заключение

Таким образом, получен ряд наблюдений двойной звезды 61 Лебеда пригодный для уточнения орбиты и оценки масс видимых компонент. Исследование их относительных положений показало, что в движении звёзд в проекции на прямое восхождение имеется один неслучайный период 6.5 ± 1.0 года. Мы надеемся сделать более определённые выводы о его происхождении и подтвердить его наличие на более протяжённом ряде наблюдений, выполненных на нормальном астрографе.

Литература

- Герасимов А.Г., Поляков Е.В., Пикин Ю.Д., Савастеня А.В., Соколов А.В.*, "Измерительная техника", 1994, № 4.
- Дейч А.Н.*, 1957, Изв. ГАО, № 160, т. XXI, вып. 1, стр. 62–82.
- Дейч А.Н., Орлова О.Н.*, 1977, АЖ, т. 54, вып. 2, с. 327–339.
- Дейч А.Н.*, 1978, Письма в Астрономический журнал, т. 4, № 2, стр. 95–97.
- Киселёв А.А. и др.*, 1988, «Каталог относительных положений и движений 200 визуально-двойных звёзд по наблюдениям в Пулковке на 26" рефракторе в 1960–1986 гг.», Ленинград, «Наука».
- Киселёв А.А.*, 1989, «Теоретические основания фотографической астрометрии». «Наука», с. 1–260.
- Киселёв А.А., Романенко Л.Г.*, 1998, Известия ГАО, 213, с. 155–170.
- Кияева О.В.*, 1984, Известия ГАО, 201, с. 44–50.
- Шахт Н.А.*, 1998, Известия ГАО, № 213, с. 183–201.
- Benest D.*, 1996, AAp, v. 314, № 3, p. 983–988.
- Benest D.*, 1997, Astroph. Space Science Library, v. 223, Proc. Workshop "Visual Double Stars: Formation, Dynamics and Evolutionary Tracks" (Santiago de Compostela, Spain), Kluwer Acad. Publ., p. 233–240.
- Campbell B., Wolker G.A.H., Yang S.*, 1988, Aph.J., 331, № 2, part 1, p. 902–921.
- Caro E., Veka G.*, 1948, Contrib. Catania Obs., N 62–63, p. 1.
- Fletcher A.*, 1932, MNRAS, 1932, p. 121.
- Jostis P.J.*, 1983, Low.Obs.Bull., № 167, p. 16–26.
- Kisselev A.A., Kiyayeva O.V., Romanenko L.G.*, 1998, Astroph. Space Science Library, v. 223, Proc. Of Workshop "Visual Double Stars: Formation, Dynamics and Evolutionary Tracks", (Santiago de Compostella, Spain), Kluwer Acad. Publ., p. 377–388.
- Marcy G.W., Chen G.H.*, 1992, Aph.J., № 390, p. 550–559.
- Peters C.F.W.*, 1886, Astr. Nachr., Bd. 113, № 2708–2709.
- Strand K.A.*, 1943, PASP, v. 55, p. 322.
- Van de Kamp*, 1981, In the book «Stellar Paths», p. 1–151.
- WDS*: <http://ad.usno.navy.mil/ad/wds/wds.html>.

**PRELIMINARY RESULTS OF THE TREATMENT OF PULKVO SERIES
OF PHOTOGRAPHIC OBSERVATIONS OF DOUBLE STAR 61 CYGNI
MEASURED BY AUTOMATIC MACHINE «FANTASY»**

Gorshanov D.L., Shakht N.A., Polyakov E.V., Kisselev A.A., Kanaev I.I.

Summary

A series of photographic observations of the double star 61 Cyg made in Pulkovo observatory in 1958–1997 and measured by the automatic machine «Fantasy» has treated. The mean accuracy of obtained relative coordinates of components for an annual point is $\pm 0''.007$. The research of the obtained data by methods of the spectral analysis has confirmed the periodic parts in relative motion of the components detected by A.N.Deutsch in X coordinate with periods about 6.5 and 12 years and amplitudes of $0''.012$ and $0''.009$.

АСТРОМЕТРИЧЕСКИЕ НАБЛЮДЕНИЯ СИСТЕМЫ ПЛУТОН–ХАРОН НА ЗЕРКАЛЬНОМ АСТРОГРАФЕ ЗА-320 В 2000–2002 гг.

Девяткин А.В., Горшанов Д.Л., Корнилов Э.В., Куприянов В.В., Сидоров М.Ю.

Проведены астрометрические наблюдения системы Плутон — Харон на зеркальном астрографе ЗА-320 в Пулкове и получено 73 положения в системе каталога USNO-A2.0. Обработка наблюдений проведена с использованием программной системы АПЕКС с учетом хроматической рефракции. Выполнена редукция наблюдений за переход от положения фотоцентра системы Плутон — Харон к её барицентру. Точность наблюдений оценивается величинами: $\sigma_\alpha = 0.013^s \cos \delta$, $\sigma_\delta = 0.18''$.

С 1999 г. на зеркальном астрографе ЗА-320 с ПЗС-приемником ST-6 проводятся астрометрические наблюдения системы Плутон — Харон (Девяткин, 2000). Основные параметры телескопа и приемника излучения изложены в статьях (Бекашев, Канаев 1998; Канаев, Девяткин, 2000; Канаев, Девяткин, 2002). Наблюдения проводились на зенитных расстояниях до 76° . При наблюдениях использовались экспозиции от 80^s до 200^s . За весь период наблюдений объект сместился по прямому восхождению примерно на 8° , а по склонению на 3° .

Обработка наблюдений выполнена в среде программной системы АПЕКС (Девяткин, Грицук, 2000). Редукция наблюдений производилась методом 8 постоянных. На ПЗС-кадре выбрали от 8 до 60 опорных звезд из каталога USNO-A2.0. Для учета хроматической рефракции в положении системы Плутон — Харон использовалось значение показателя цвета $B-V = 0.79$ (Аллен, 1977). При обработке наблюдений системы были учтены поправки для перехода от наблюдаемого фотоцентра к положению барицентра системы в соответствии с методикой редукции, изложенной в статье (Девяткин, 2000).

Ниже в таблицах 1–3 представлены результаты наблюдений системы Плутон — Харон. Прямые восхождения и склонения даны как геоцентрические координаты. Сравнение наблюдений произведено с теориями DE200 и DE403. Для вычисления эфемеридных положений и получения значений O–C использовалась программная система EPOS (Львов, Цекмейстер, Смехачева, 2000). В координаты системы Плутон — Харон введены поправки за приведение наблюдений к барицентру системы: в прямые восхождения — $\Delta\alpha_f$ и склонения — $\Delta\delta_f$. В таблице 4 приведены данные о наблюдениях, полученных на ЗА-320 в 1999–2002 гг. Как видно из таблицы, средние значения $(O-C)_\alpha$, при сравнении наблюдений с теорией DE200, достигли значения $4.3''$ и имеется лучшая сходимость наблюдений при сравнении с теорией DE403. Оценка точности наблюдений (среднеквадратичные ошибки) сделана по отклонениям значений $(O-C)$ от средних значений.

Таблица 1. Геоцентрические астрометрические координаты системы Плутон — Харон, полученные в 2000 г. (Н — наблюдатель: Г — Горшанов Д.Л, Гр — Грицук А.Н., Д — Девяткин А.В., Кр — Корнилов Э.В., Ку — Куприянов В.В., Са — Саловатова А.Е., С — Сидоров М.Ю.)

Дата наблюдения, UT	α_{2000} h m s	δ_{2000} ° ' "	$\Delta\alpha_f$ s	$\Delta\delta_f$ "	DE403 (O-C) $_{\alpha}\cos\delta$ s	DE403 (O-C) $_{\delta}$ "	DE200 (O-C) $_{\alpha}\cos\delta$ s	DE200 (O-C) $_{\delta}$ "	Н
2000 03 19.098829	16 51 33.657	-11 16 39.11	+0.001	+0.02	+0.011	+0.56	+0.246	-0.28	Ку
2000 03 27.998114	16 51 25.002	-11 13 59.15	0.000	-0.04	+0.019	+0.54	+0.254	-0.30	Г
2000 03 29.086688	16 51 23.243	-11 13 39.01	-0.001	-0.04	+0.029	+0.58	+0.264	-0.26	Гр
2000 04 07.052529	16 51 02.992	-11 10 51.16	+0.001	+0.02	+0.023	+0.60	+0.259	-0.14	Кр
2000 04 16.058493	16 50 33.107	-11 08 03.42	0.000	-0.04	+0.020	+0.38	+0.256	-0.46	Д
2000 04 20.001782	16 50 17.290	-11 06 51.46	+0.001	+0.02	+0.019	+0.45	+0.255	-0.39	Ку
2000 04 24.015916	16 49 59.608	-11 05 40.13	-0.001	+0.02	+0.002	+0.34	+0.238	-0.51	Са
2000 04 30.988823	16 49 25.509	-11 03 41.25	-0.001	+0.04	+0.027	+0.70	+0.263	-0.15	Д
2000 05 02.995038	16 49 14.961	-11 03 08.84	+0.001	+0.01	+0.032	+0.62	+0.268	-0.23	Гр
2000 05 04.973769	16 49 04.214	-11 02 37.63	0.000	-0.04	-0.016	+0.59	+0.220	-0.26	Г
2000 05 06.979147	16 48 53.130	-11 02 06.90	-0.001	+0.02	+0.020	+0.58	+0.256	-0.27	Ку
2000 05 08.980410	16 48 41.779	-11 01 36.92	+0.001	+0.02	+0.026	+0.81	+0.262	-0.04	Д
2000 05 09.975854	16 48 36.045	-11 01 22.60	+0.001	-0.01	+0.032	+0.71	+0.267	-0.14	Гр
2000 05 12.958410	16 48 18.482	-11 00 41.02	-0.001	0.00	-0.002	+0.67	+0.232	-0.18	Д
2000 05 14.946213	16 48 06.537	-11 00 14.75	0.000	+0.03	+0.042	+0.55	+0.277	-0.30	Са
2000 05 15.973725	16 48 00.319	-11 00 01.71	+0.001	+0.01	+0.010	+0.39	+0.244	-0.46	Г
2000 05 18.960951	16 47 41.937	-10 59 25.04	-0.001	-0.01	+0.024	+0.52	+0.259	-0.33	Г
2000 05 19.943916	16 47 35.815	-10 59 13.62	-0.001	+0.02	+0.032	+0.51	+0.266	-0.34	Д
2000 05 20.930605	16 47 29.624	-10 59 02.35	0.000	+0.04	+0.028	+0.63	+0.262	-0.23	Д
2000 05 24.930526	16 47 04.240	-10 58 20.89	-0.001	-0.03	+0.022	+0.13	+0.256	-0.73	Ку
2000 05 26.923167	16 46 51.451	-10 58 01.84	0.000	-0.04	+0.044	+0.32	+0.277	-0.54	Д

Таблица 2. Геоцентрические астрометрические координаты системы Плутон — Харон, полученные в 2001 г.

Дата наблюдения, UT	α_{2000} h m s	δ_{2000} ° ' "	$\Delta\alpha_f$ s	$\Delta\delta_f$ "	DE403 (O-C) $_{\alpha}\cos\delta$ s	DE403 (O-C) $_{\delta}$ "	DE200 (O-C) $_{\alpha}\cos\delta$ s	DE200 (O-C) $_{\delta}$ "	Н
2001 01 21.182877	16 57 14.855	-12 14 24.59	0.000	-0.04	+0.010	+0.65	+0.252	-0.22	С
2001 03 20.111340	17 00 44.172	-12 06 08.97	0.000	-0.04	+0.017	+0.44	+0.265	-0.44	Д,С
2001 03 21.109383	17 00 43.905	-12 05 52.91	-0.001	0.00	+0.014	+0.64	+0.262	-0.23	С
2001 03 22.082640	17 00 43.501	-12 05 37.46	-0.001	+0.02	-0.002	+0.51	+0.246	-0.36	Кр,Д
2001 03 24.112733	17 00 42.311	-12 05 04.29	+0.001	+0.02	+0.027	+0.82	+0.275	-0.05	С
2001 03 25.092710	17 00 41.512	-12 04 48.50	+0.001	-0.02	+0.014	+0.60	+0.262	-0.27	Ку
2001 03 26.109457	17 00 40.559	-12 04 31.81	+0.001	-0.04	+0.011	+0.57	+0.259	-0.30	Г
2001 03 30.026653	17 00 35.628	-12 03 26.62	0.000	+0.04	+0.014	+0.61	+0.262	-0.26	Д
2001 03 31.059163	17 00 33.990	-12 03 09.29	+0.001	0.00	+0.013	+0.61	+0.261	-0.26	С
2001 04 06.067717	17 00 21.816	-12 01 27.72	+0.001	+0.02	+0.013	+0.54	+0.261	-0.33	Д
2001 04 25.036344	16 59 15.929	-11 56 13.03	+0.001	+0.03	+0.044	+0.75	+0.292	-0.12	С
2001 05 03.025221	16 58 37.370	-11 54 12.01	+0.001	-0.03	+0.019	+0.83	+0.267	-0.04	Д
2001 05 06.003090	16 58 21.688	-11 53 30.31	-0.001	+0.02	+0.023	+0.39	+0.271	-0.48	С
2001 05 07.988773	16 58 10.871	-11 53 02.80	+0.001	+0.03	+0.023	+0.81	+0.271	-0.07	Г
2001 05 10.981956	16 57 54.070	-11 52 24.05	-0.001	-0.03	+0.024	+0.39	+0.272	-0.49	С
2001 05 12.999699	16 57 42.432	-11 51 58.40	-0.001	+0.03	+0.027	+0.84	+0.275	-0.05	С
2001 05 15.947581	16 57 24.986	-11 51 23.35	+0.001	-0.03	+0.004	+0.89	+0.252	-0.01	Кр
2001 05 22.927411	16 56 42.121	-11 50 10.16	+0.001	-0.04	+0.035	+0.75	+0.282	-0.15	Д
2001 05 28.963956	16 56 03.620	-11 49 19.22	+0.001	-0.03	-0.011	+0.32	+0.236	-0.58	Д
2001 06 02.904711	16 55 31.664	-11 48 46.44	+0.001	+0.02	+0.019	+0.20	+0.266	-0.70	Д

Таблица 3. Геоцентрические астрометрические координаты системы Плутон — Харон, полученные в 2002 г.

Дата наблюдения, UT	α_{2000} h m s	δ_{2000} ° ' "	$\Delta\alpha_f$ s	$\Delta\delta_f$ "	DE403 (O-C) $_{\alpha\cos\delta}$ s	DE403 (O-C) $_{\delta}$ "	DE200 (O-C) $_{\alpha\cos\delta}$ s	DE200 (O-C) $_{\delta}$ "	Н
2002 02 15.172224	17 08 35.487	-13 00 23.90	+0.001	- 0.04	+0.016	+0.65	+0.272	-0.26	Д
2002 02 22.077518	17 09 03.703	-12 59 29.08	0.000	- 0.04	+0.026	+0.21	+0.283	-0.71	Д
2002 03 03.097518	17 09 31.188	-12 57 57.07	- 0.001	+0.04	+0.012	+0.83	+0.271	-0.08	С
2002 03 15.097658	17 09 50.756	-12 55 28.22	- 0.002	+0.02	+0.009	+0.65	+0.269	-0.27	Д
2002 03 17.115295	17 09 52.105	-12 55 00.78	+0.001	+0.02	+0.010	+0.57	+0.272	-0.35	Д
2002 03 20.066648	17 09 53.079	-12 54 19.66	- 0.001	- 0.03	+0.017	+0.46	+0.278	-0.46	Кр
2002 03 25.069644	17 09 52.020	-12 53 07.42	+0.001	- 0.03	+0.020	+0.55	+0.282	-0.37	Д
2002 03 29.109184	17 09 48.740	-12 52 07.85	0.000	+0.04	+0.033	+0.32	+0.296	-0.60	С
2002 03 30.073121	17 09 47.615	-12 51 53.10	+0.001	+0.02	+0.011	+0.65	+0.274	-0.28	Д
2002 03 31.097961	17 09 46.325	-12 51 38.14	+0.001	- 0.02	+0.026	+0.22	+0.288	-0.71	С
2002 04 02.084877	17 09 43.382	-12 51 08.05	- 0.001	- 0.02	- 0.001	+0.35	+0.262	-0.58	Г
2002 04 03.040980	17 09 41.812	-12 50 53.32	- 0.002	+0.01	+0.013	+0.62	+0.277	-0.32	Д
2002 04 04.051135	17 09 40.007	-12 50 38.08	- 0.001	+0.04	+0.008	+0.54	+0.272	-0.39	С
2002 04 07.075378	17 09 33.873	-12 49 52.29	+0.001	- 0.04	+0.032	+0.39	+0.296	-0.54	Г
2002 04 08.079941	17 09 31.532	-12 49 37.16	0.000	- 0.03	- 0.011	+0.25	+0.253	-0.67	Ку
2002 04 09.077793	17 09 29.156	-12 49 21.36	- 0.002	0.00	+0.017	+0.90	+0.282	-0.03	Г
2002 04 11.039120	17 09 24.086	-12 48 51.81	0.000	+0.04	+0.028	+0.70	+0.293	-0.23	Кр
2002 04 12.018102	17 09 21.375	-12 48 37.07	+0.001	+0.01	+0.027	+0.62	+0.292	-0.30	Д
2002 04 16.062576	17 09 09.018	-12 47 36.43	- 0.002	+0.02	+0.047	+0.51	+0.312	-0.42	Г
2002 04 22.027821	17 08 47.422	-12 46 08.66	- 0.002	+0.01	+0.032	+0.75	+0.298	-0.19	Ку
2002 04 23.033664	17 08 43.422	-12 45 54.29	- 0.001	+0.03	+0.041	+0.69	+0.306	-0.25	Г
2002 04 24.029438	17 08 39.325	-12 45 40.16	0.000	+0.03	+0.013	+0.65	+0.278	-0.29	Кр
2002 04 25.039399	17 08 35.123	-12 45 25.94	+0.001	0.00	+0.036	+0.61	+0.302	-0.32	С
2002 04 25.959000	17 08 31.171	-12 45 12.70	+0.001	- 0.03	+0.020	+0.79	+0.285	-0.14	Д
2002 04 27.038571	17 08 26.432	-12 44 57.89	0.000	- 0.04	+0.003	+0.83	+0.269	-0.11	С

Таблица 3 (продолжение)

Дата наблюдения, UT	α_{2000} h m s	δ_{2000} ° ' "	$\Delta\alpha_f$ s	$\Delta\delta_f$ "	DE403 (O-C) $_{\alpha}\cos\delta$ s	DE403 (O-C) $_{\delta}$ "	DE200 (O-C) $_{\alpha}\cos\delta$ s	DE200 (O-C) $_{\delta}$ "	Н
2002 05 06.997315	17 07 38.019	-12 42 48.43	+0.001	+0.03	+0.040	+0.60	+0.306	-0.34	Г
2002 05 07.960574	17 07 32.882	-12 42 36.57	+0.002	-0.01	+0.021	+0.84	+0.287	-0.10	Кр
2002 05 09.995486	17 07 21.852	-12 42 12.80	0.000	-0.03	+0.022	+0.68	+0.288	-0.26	Д
2002 05 10.970336	17 07 16.465	-12 42 01.58	-0.001	0.00	+0.022	+0.75	+0.288	-0.19	С
2002 05 22.932671	17 06 05.819	-12 40 03.60	-0.001	-0.03	+0.019	+0.49	+0.284	-0.46	С
2002 05 29.927694	17 05 21.687	-12 39 12.31	-0.001	-0.01	+0.024	+0.79	+0.289	-0.17	С
2002 05 30.936533	17 05 15.190	-12 39 06.02	-0.001	+0.03	+0.004	+0.94	+0.269	-0.02	Д

Таблица 4. Наблюдения системы Плутон — Харон в 1999–2002 гг. (N — количество наблюдений, (O-C) $_{\alpha}\cos\delta$ и (O-C) $_{\delta}$ — среднегодовые значения положений, σ — ошибка одного наблюдения)

	N	DE403				DE200			
		$\overline{(O-C)_{\alpha}\cos\delta}$ s	σ_{α} s	$\overline{(O-C)_{\delta}}$ "	σ_{δ} "	$\overline{(O-C)_{\alpha}\cos\delta}$ s	σ_{α} s	$\overline{(O-C)_{\delta}}$ "	σ_{δ} "
1999 г.	18	+0.016	± 0.014	+0.58	± 0.11	+0.239	± 0.014	-0.21	± 0.11
2000 г.	21	+0.017	± 0.014	+0.54	± 0.16	+0.256	± 0.014	-0.31	± 0.16
2001 г.	20	+0.017	± 0.012	+0.61	± 0.19	+0.264	± 0.012	-0.27	± 0.19
2002 г.	32	+0.020	± 0.013	+0.61	± 0.19	+0.284	± 0.012	-0.32	± 0.19

Основные результаты

На зеркальном астрографе ЗА-320 в Пулковке в 2000–2002 гг. проведены астрометрические наблюдения системы Плутон — Харон и получено 73 положения в системе каталога USNO-2A. Обработка наблюдений проведена с использованием программной системы АПЕКС с учетом хроматической рефракции. В координатах учтены поправки за переход от положения фотоцентра системы Плутон — Харон к ее барицентру. Полученные координаты были сравнены с теориями DE200 и DE403. Точность наблюдений оценивается в среднем величинами: $\sigma_\alpha = 0.013^s \cos\delta$, $\sigma_\delta = 0.18''$. Сравнение наблюдений с теориями движения планет DE200 и DE403 показало лучшую сходимость с теорией DE403.

Литература

1. Аллен К.У. Астрофизические величины, 1977, М., Мир, 446 с.
2. Бекашев Р.Х., Канаев И.И., Девяткин А.В., Горшанов Д.Л., Грицук А.Н., Кулиш А.П., Свидуневич А.Г., Шумахер А.В. // Зеркальный астрограф ЗА-320, Изв. ГАО, 1998, № 213, с. 249–258.
3. Девяткин А.В. Астрометрические наблюдения системы Плутон — Харон на зеркальном астрографе ЗА-320 в 1999 г. // Изв. ГАО, 2000, № 214, с. 361-369.
4. Девяткин А.В., Грицук А.Н., Горшанов Д.Л., Корнилов Э.В. АПЕКС — программная система для обработки ПЗС-наблюдений в астрометрии // Изв. ГАО, 2000, № 214, с. 455-468.
5. Канаев И.И., Девяткин А.В., Кулиш А.П., Грицук А.Н., Шумахер А.В. // Система наведения зеркального астрографа ЗА-320, Изв. ГАО, 2000, N 214, с. 523-532.
6. Канаев И.И., Девяткин А.В., Кулиш А.П., Рафальский В.Б., Виноградов В.С., Куприянов В.В., Корнилов Э.В. Автоматизация астрономических наблюдений на зеркальном астрографе ЗА-320 // Данный сборник, 2002 .
7. Львов В.Н., Смехачева Р.И., Цекмейстер С.Д. ЭПОС. Программная система для решения эфемеридных задач, связанных с объектами Солнечной системы. Руководство пользователя, 1999, ГАО РАН, 28 с.

THE ASTROMETRIC OBSERVATIONS OF PLUTO — CHARON SYSTEM BY THE MIRROR ASTROGRAPH ZA-320 IN 2000–2002

Devyatkin A.V., Gorshanov D.L., Kornilov E.V., Kouprianov V.V., Sidorov M.Yu.

Summary

The astrometric observations of Pluto — Charon system are made on the mirror astrograph ZA-320 in Pulkovo Observatory and 73 positions in the system of the USNO-2A catalogue are obtained. The processing of the observations is executed with use of the program system APEX taking into account chromatic refraction. The reduction of the observations for transition from a position of photocentre of Pluto — Charon system to its barycentre is executed. The accuracy of the observations is evaluated as $\sigma_\alpha = 0.013^s \cos\delta$, $\sigma_\delta = 0.18''$.

АСТРОМЕТРИЧЕСКИЕ НАБЛЮДЕНИЯ ОБЪЕКТОВ ГЕОСТАЦИОНАРНОЙ ОРБИТЫ, ПОЛУЧЕННЫЕ НА ЗЕРКАЛЬНОМ АСТРОГРАФЕ ЗА-320 В 2001 г.

Девяткин А.В., Корнилов Э.В., Сидоров М.Ю.

Приводятся результаты наблюдений объектов на геостационарной орбите.

В мае и декабре 2001 г. на зеркальном астрографе ЗА-320 по программе проведения экспериментальных сеансов VLBR радиолокационной интерферометрии были проведены наблюдения избранных объектов геостационарной орбиты из списка, составленного А.С.Сочиной. Основные параметры телескопа и приемника излучения изложены в статьях (Бекашев, 1998; Канаев, 2000). Выбор методики наблюдений геостационарных объектов был обусловлен их малыми суточными движениями. Для получения большего сигнала от объекта наблюдения велись при остановленном часовом механизме телескопа. При этом изображения звезд получались в виде следа. Были использованы экспозиции до 5 сек. Наблюдения обрабатывались при наличии на ПЗС-кадре 3-х и более звезд. На рис. 1 показан один из ПЗС-снимков с изображением геостационарного объекта на фоне звезд.

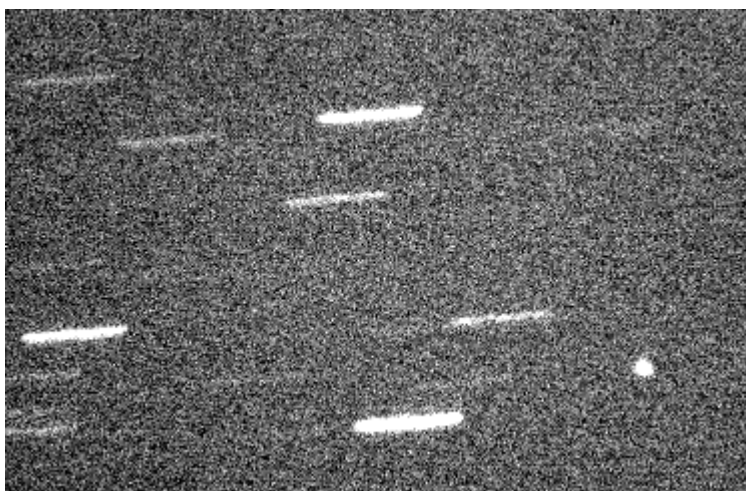


Рис.1. Изображение геостационарного объекта 77092a (6 декабря 2001 г., экспозиция 5 сек).

Астрометрическая обработка наблюдений выполнена с использованием программной системы АПЕКС (Девяткин, Грицук, 2000). Центры изображений объектов геостационарной орбиты и звезд определялись методом центра тяжести. Редукция наблюдений производилась методом 6 постоянных. Эфемеридные значения наблюдаемых объектов вычислялись по программе А.С.Сочиной.

Ниже в таблицах 1–8 представлены топоцентрические астрометрические положения объектов геостационарной орбиты (номера COSPAR). В нижних частях таблиц приведены средние значения $O-C$ и ошибки одного наблюдения, вычисленные о сходимости значений $O-C$. Средняя точность наблюдений по прямому восхождению равна 0.36^s , а по склонению — $2.9''$.

Таблица 1. Объект 68081e

Дата наблюдения, UT	α_{2000} h m s	δ_{2000} ° ' "	$(O-C)_{\alpha\cos\delta}$ s	$(O-C)_{\delta}$ "
08 12.709005	02 04 09.63	+01 03 50.14	-5.88	+1.14
08 12.718403	02 17 42.99	+01 38 00.40	-6.84	- 7.28
08 12.721892	02 22 47.60	+01 50 06.21	-5.36	+0.17
08 12.722524	02 23 41.92	+01 52 11.80	-5.95	- 4.76
Средние значения, ошибки наблюдений			- 6.01 ± 0.61	- 2.68 ± 4.00

Таблица 2. Объект 77092a

Дата наблюдения, UT	α_{2000} h m s	δ_{2000} ° ' "	$(O-C)_{\alpha\cos\delta}$ s	$(O-C)_{\delta}$ "
06 12.773702	05 24 14.50	+06 51 35.93	+17.59	+45.45
06 12.775918	05 27 33.31	+06 56 08.51	+17.81	+45.82
06 12.777777	05 30 16.75	+06 59 45.46	+17.77	+44.29
06 12.778537	05 31 27.89	+07 01 17.48	+17.54	+45.26
06 12.780814	05 34 53.11	+07 05 36.42	+18.56	+46.55
06 12.783170	05 38 23.51	+07 09 47.34	+17.50	+43.29
Средние значения, ошибки наблюдений			+17.80 ± 0.40	+45.11 ± 1.16

Таблица 3. Объект 77092h

Дата наблюдения, UT	α_{2000} h m s	δ_{2000} ° ' "	$(O-C)_{\alpha\cos\delta}$ s	$(O-C)_{\delta}$ "
08 12.767881	03 48 09.01	+03 46 03.11	-24.18	-67.71
08 12.773903	03 56 54.54	+04 10 18.77	-23.83	-65.79
08 12.777412	04 02 01.01	+04 24 03.34	-24.10	-60.29
Средние значения, ошибки наблюдений			-24.04 ± 0.18	-64.60 ± 3.85

Таблица 4. Объект 82044f

Дата наблюдения, UT	α_{2000} h m s	δ_{2000} ° ' "	$(O-C)_{\alpha\cos\delta}$ s	$(O-C)_{\delta}$ "
05 22.908645	13 04 47.97	-05 42 08.45	+10.87	-108.55

Таблица 5. Объект 85035b

Дата наблюдения, UT	α_{2000} h m s	δ_{2000} ° ' "	$(O-C)_{\alpha\cos\delta}$ s	$(O-C)_{\delta}$ "
05 11.002250	14 51 13.43	-08 57 56.19	-1.94	+74.25

Таблица 6. Объект 88095a

Дата наблюдения, UT	α_{2000} h m s	δ_{2000} ° ' "	$(O-C)_{\alpha\cos\delta}$ s	$(O-C)_{\delta}$ "
05 22.828595	11 33 49.69	-01 13 54.87	-12.22	+135.76
05 22.837538	11 46 45.93	-01 31 21.47	-11.76	+133.27
05 22.838285	11 47 50.55	-01 32 54.48	-11.81	+130.72
05 22.839907	11 50 11.44	-01 36 11.95	-11.59	+131.78
Средние значения, ошибки наблюдений			-11.84 ± 0.27	+132.13 ± 1.13

Таблица 7. Объект 90061d

Дата наблюдения, UT	α_{2000} h m s	δ_{2000} ° ' "	$(O-C)_{\alpha\cos\delta}$ s	$(O-C)_{\delta}$ "
05 22.893934	15 31 39.38	-07 33 49.42	+6.52	-91.40
05 22.897332	15 36 29.73	-07 42 43.68	+6.57	-90.18
Средние значения			+6.54	-90.79

Таблица 8. Объект 94067d

Дата наблюдения, UT	α_{2000} h m s	δ_{2000} ° ' "	$(O-C)_{\alpha\cos\delta}$ s	$(O-C)_{\delta}$ "
05 03.929372	11 45 04.17	-03 14 36.98	-8.58	+52.31
05 03.939216	11 59 18.06	-03 20 56.58	-9.02	+57.91
05 03.950392	12 15 27.47	-03 29 26.75	-9.26	+60.18
Средние значения, ошибки наблюдений			- 8.95 ± 0.34	+57.13 ± 4.48

Авторы выражают свою благодарность А.С.Сочиной за поддержку данной работы.

Работа выполнена при частичной поддержке гранта INTAS-01-0669.

Литература

1. Бекашев Р.Х., Канаев И.И., Девяткин А.В., Горшанов Д.Л., Грицук А.Н., Кулиш А.П., Свидунович А.Г., Шумахер А.В. // Зеркальный астрограф ЗА-320, Изв. ГАО, 1998, № 213, с. 249-258.
2. Канаев И.И., Девяткин А.В., Кулиш А.П., Грицук А.Н., Шумахер А.В. // Система наведения зеркального астрографа ЗА-320, Изв. ГАО, 2000, № 214, с. 523-532.
3. Девяткин А.В., Грицук А.Н., Горшанов Д.Л., Корнилов Э.В. АПЕКС — программная система для обработки ПЗС-изображений в астрономии // Изв. ГАО, 2000, № 214, с.455–468.

ASTROMETRIC OBSERVATION OF GEOSTATIONARY OBJECTS ON MIRROR ASTROGRAPH ZA-320 IN 2001

Devyatkin A.V., Kornilov E.V., Sidorov M.Yu.

The results of geostationary object observation are described.

АСТРОМЕТРИЧЕСКИЕ НАБЛЮДЕНИЯ ОБЪЕКТОВ, СБЛИЖАЮЩИХСЯ С ЗЕМЛЕЙ НА ЗЕРКАЛЬНОМ АСТРОГРАФЕ ЗА-320 В 2002 г.

**Девяткин А.В., Львов В.Н., Корнилов Э.В., Горшанов Д.Л.,
Куприянов В.В., Сидоров М.Ю.**

Проведены астрометрические наблюдения объектов, сближающихся с Землей. Получены положения для 11 астероидов и 1 кометы в системе каталога USNO-A2.0. Обработка наблюдений выполнена с использованием программной системы АПЕКС с учетом хроматической рефракции. Средняя точность наблюдений по прямому восхождению и склонению составляет 0".5.

В феврале 2002 г. на телескопе ЗА-320 (Бекашев, 1998; Канаев, 2000) была начата программа наблюдений объектов сближающихся с Землей. Эта программа осуществляется в рамках темы "Пулковская программа изучения объектов, сближающихся с Землей" (Девяткин, 2002; Львов, 2002). За период февраль — май были проведены наблюдения 10 объектов, из которых одна комета (2001 OG108). Два объекта (1999 KW4 и 1999 WT24) наблюдались в 2001 году. Результаты их обработки также приведены в этой статье.

Обработка ПЗС наблюдений была выполнена при помощи программных систем АПЕКС (Девяткин, 2000) и ЭПОС (Львов, 1999). С помощью системы АПЕКС были получены величины "O". Для учета хроматической рефракции для всех объектов было принято значение показателя цвета $B-V = 0.80$. Эфемеридные значения "C" вычислялись с использованием программы ЭПОС. Разности "O-C" для разных объектов приведены в таблицах 1–12 ниже. В этих таблицах представлены следующие параметры: а) момент наблюдения – первая колонка, б) измеренные топоцентрические астрометрические прямые восхождения и склонения — вторая и третья колонки соответственно, в) величины $(O-C)_{\alpha \cos \delta}$ и $(O-C)_{\delta}$ — четвертая и пятая колонки, г) последняя колонка обозначение наблюдателя (Девяткин — De, Горшанов — Go, Корнилов — Ko, Куприянов — Ко, Сидоров — Si). В таблице 13 приведены оценки точности наблюдений (среднеквадратические ошибки), вычисленные по значениям (O-C). Из особенностей наблюдений стоит отметить, что многие из объектов упомянутой выше программы движутся очень быстро так, что за время экспозиции успевают оставить след на ПЗС изображении. В связи с этим, чтобы повысить точность обработки, для каждого объекта в зависимости от его скорости и звездной величины подбиралось оптимальное время экспозиции.

Стоит также упомянуть, что большая часть наблюдений была выполнена в автоматическом режиме (Канаев, 2002).

Таблица 1. Объект 77(Nereus)

Дата, UT	α_{2000} h m s	δ_{2000} ° ' "	$(O-C)_{\alpha \cos \delta}$ "	$(O-C)_{\delta}$ "	Набл.
2002 03 14.991652	13 19 23.483	-16 16 00.81	-0.35	+0.30	De
2002 03 16.997894	13 15 13.041	-15 50 20.66	+0.41	+1.02	De
2002 03 19.945837	13 09 21.151	-15 11 47.77	+0.41	+0.02	Ko
2002 03 24.957495	13 00 11.998	-14 05 35.48	+0.33	+0.20	De
2002 04 18.880653	12 34 07.725	-09 41 38.86	+0.77	+1.40	De

Таблица 2. Объект 1990 SP

Дата, UT	α_{2000} h m s	δ_{2000} ° ' "	(O-C) $\alpha \cos \delta$ "	(O-C) δ "	Набл.
2002 03 15.033999	16 02 03.899	+14 24 06.19	-0.42	-0.09	De
2002 03 17.087358	15 56 40.273	+13 54 27.26	-0.30	+0.56	De
2002 03 25.016116	15 32 59.176	+11 49 04.19	-0.13	-0.07	De
2002 03 25.028349	15 32 56.690	+11 48 52.37	-0.50	+0.60	De
2002 04 3.052362	15 01 36.197	+09 00 59.25	+0.10	-0.10	De
2002 04 6.993425	14 47 14.265	+07 40 02.18	+0.35	-0.20	Go

Таблица 3. Объект 1992 HE

Дата, UT	α_{2000} h m s	δ_{2000} ° ' "	(O-C) $\alpha \cos \delta$ "	(O-C) δ "	Набл.
2002 03 15.007635	14 40 17.702	+09 01 11.82	+0.33	+0.87	De
2002 03 16.014252	14 39 40.583	+08 52 29.16	-0.10	+0.54	Si
2002 03 30.966893	14 20 34.697	+05 35 19.36	-0.64	+0.55	Si
2002 04 3.024076	14 13 48.352	+04 32 11.55	-0.90	+0.34	De
2002 04 4.015681	14 11 21.268	+04 09 26.05	+0.27	+0.91	Si
2002 04 8.031210	14 00 01.299	+02 24 11.26	+0.22	-0.12	Kou
2002 04 18.912383	13 16 43.488	-04 26 52.27	-0.37	+0.20	De
2002 04 21.862268	13 01 41.077	-06 52 16.34	-0.03	+0.53	Kou
2002 04 22.921065	12 55 57.446	-07 47 37.01	-0.19	+0.74	Go

Таблица 4. Объект 1999 HF1

Дата, UT	α_{2000} h m s	δ_{2000} ° ' "	(O-C) $\alpha \cos \delta$ "	(O-C) δ "	Набл.
2002 03 15.091762	21 03 38.169	+41 44 32.86	-0.02	-0.27	De
2002 03 16.107530	20 57 28.864	+44 35 39.76	+0.20	+0.36	Si
2002 03 17.109766	20 51 05.969	+47 17 20.83	+0.11	+0.66	De
2002 03 25.050671	19 46 06.319	+63 58 25.52	-0.11	+0.57	De
2002 03 30.052487	18 46 56.977	+70 22 02.07	-0.08	+0.35	De
2002 03 31.030876	18 33 26.610	+71 16 49.87	-0.28	+0.14	Si
2002 04 3.080405	17 47 45.877	+73 28 10.33	+0.05	+1.16	De
2002 04 7.027441	16 44 20.087	+74 55 37.08	0.00	-0.39	Go
2002 04 8.040050	16 28 11.515	+75 04 43.56	+0.55	-0.07	Kou
2002 04 9.069396	16 12 08.389	+75 09 03.79	-0.06	-0.06	Go
2002 04 11.989763	15 29 48.627	+74 58 01.54	-0.04	+0.40	De
2002 04 12.999832	15 16 30.484	+74 47 25.40	-0.02	+0.05	Ko
2002 04 18.944341	14 13 50.811	+72 57 52.31	-0.83	-0.73	De
2002 04 20.929776	13 58 23.189	+72 09 38.14	+1.32	+0.53	Go
2002 04 21.905991	13 51 37.644	+71 44 37.04	0.00	-0.13	Kou
2002 04 22.973727	13 44 47.920	+71 16 29.27	-0.01	-0.24	Go
2002 04 24.005383	13 38 44.624	+70 48 41.15	+0.09	-0.07	Ko
2002 04 25.933461	13 28 42.962	+69 55 31.19	+0.19	-0.21	De
2002 04 27.042620	13 23 35.528	+69 24 16.50	+0.16	-0.23	Si
2002 04 30.006447	13 11 59.830	+67 59 39.33	+0.62	-0.74	Go
2002 05 4.933564	12 57 57.693	+65 36 48.18	+0.32	-0.29	Go
2002 05 6.980741	12 53 37.567	+64 37 08.75	+0.14	-0.25	Go
2002 05 9.971610	12 48 33.677	+63 10 05.56	+0.62	-0.53	De
2002 05 10.964128	12 47 10.270	+62 41 14.76	+1.17	-0.22	Si
2002 05 11.862314	12 46 02.024	+62 15 13.59	+1.25	-0.25	Si
2002 05 22.886182	12 38 44.275	+56 59 06.25	+0.35	+0.32	Si
2002 05 24.913656	12 38 26.632	+56 01 52.19	+0.54	0.00	Si
2002 05 26.942813	12 38 23.594	+55 04 53.79	+0.86	+0.84	Kou
2002 05 30.917195	12 38 54.623	+53 14 03.87	+0.08	-0.21	De

Таблица 5. Объект 1999 JT6

Дата, UT	α_{2000} h m s	δ_{2000} ° ' "	(O-C) $\alpha \cos \delta$ "	(O-C) δ "	Набл.
2002 03 14.949051	10 34 08.574	+82 44 44.40	-0.16	-0.70	De
2002 03 17.004821	11 23 14.854	+78 26 57.46	+0.99	-0.34	De
2002 03 29.095314	12 15 32.252	+54 38 48.75	+0.50	-0.09	Si
2002 03 29.907489	12 16 31.830	+53 17 18.92	-0.42	+0.53	De
2002 03 31.010920	12 17 41.109	+51 29 26.07	-0.90	-0.33	Si
2002 04 1.973519	12 19 29.235	+48 26 26.04	-1.20	-0.59	Go
2002 04 4.023219	12 21 03.563	+45 26 48.42	+0.02	-0.04	Si

2002 04 6.909944	12 22 56.828	+41 32 47.79	+0.24	+0.82	Go
2002 04 8.980447	12 24 07.093	+38 57 31.49	-0.01	+0.34	Go
2002 04 11.936443	12 25 40.451	+35 32 39.44	+0.65	-0.50	De
2002 04 18.903063	12 29 08.223	+28 37 15.54	-0.68	+0.65	De
2002 04 29.948947	12 35 08.493	+20 07 35.22	-0.68	-0.23	Go

Таблица 6. Объект 2000 GD2

Дата, УТ	α_{2000} h m s	δ_{2000} ° ' "	(O-C) $\alpha\cos\delta$ "	(O-C) δ "	Набл.
2002 03 14.972207	13 21 41.755	+22 54 18.00	-0.97	-0.08	De
2002 03 16.046248	12 47 24.040	+20 21 32.42	-0.65	-0.16	Si
2002 03 17.031746	12 16 47.212	+17 38 09.91	-0.01	+0.87	De
2002 03 19.964018	10 58 59.423	+09 01 02.05	+0.64	-0.12	Ko
2002 03 24.811840	09 40 59.405	-01 16 30.34	+0.09	+0.50	De

Таблица 7. Объект 2001 OG108

Дата, УТ	α_{2000} h m s	δ_{2000} ° ' "	(O-C) $\alpha\cos\delta$ "	(O-C) δ "	Набл.
2002 03 15.068538	21 37 58.123	+50 38 36.20	-1.09	-0.85	De
2002 03 16.129478	21 38 22.817	+51 33 49.39	-2.32	-0.18	Si
2002 03 17.101914	21 38 47.372	+52 26 22.40	-2.78	-0.44	De
2002 03 25.075291	21 43 56.052	+61 05 12.77	-2.49	-1.13	De
2002 03 30.083758	21 50 51.943	+68 17 04.35	-0.71	-0.86	De
2002 04 4.069811	22 09 24.506	+77 16 53.24	-2.14	+0.38	Si
2002 04 11.993706	08 12 46.084	+83 01 27.25	-0.50	-0.64	De
2002 04 12.975729	08 34 50.139	+80 23 43.03	-0.60	-0.91	Ko
2002 04 15.864464	09 01 58.971	+72 08 42.05	-0.75	+0.05	Go
2002 04 21.891666	09 19 42.725	+54 22 00.36	-1.03	-0.34	Kou
2002 04 22.997086	09 21 28.959	+51 13 53.66	-0.85	-0.48	Go
2002 04 24.017497	09 22 56.705	+48 24 38.35	-0.81	-0.46	Ko
2002 04 25.812399	09 25 13.179	+43 38 52.64	-0.47	-0.71	De
2002 04 26.996430	09 26 33.160	+40 39 23.37	-1.36	-1.45	Si
2002 04 29.911666	09 29 29.162	+33 51 21.88	-0.57	-1.23	Go
2002 04 30.908372	09 30 24.194	+31 43 02.50	-0.31	-0.70	Si
2002 05 2.846647	09 32 06.121	+27 49 31.00	+0.00	-0.87	De
2002 05 3.913241	09 32 59.773	+25 49 41.80	-0.57	-2.58	Si
2002 05 4.827575	09 33 44.916	+24 11 46.75	-1.64	-2.15	Go
2002 05 6.849592	09 35 22.262	+20 49 53.45	-0.15	-0.45	Go

Таблица 8. Объект 2001 CB21

Дата, УТ	α_{2000} h m s	δ_{2000} ° ' "	(O-C) $\alpha\cos\delta$ "	(O-C) δ "	Набл.
2002 02 19 872699	10 57 44.307	+46 33 03.54	+0.40	-0.21	De
2002 02 20.795791	10 52 06.654	+47 50 36.73	+0.32	-0.13	Si
2002 02 21.911013	10 43 53.437	+49 32 58.11	+0.57	+0.08	De
2002 02 22.064621	10 42 33.050	+49 47 35.78	+0.31	-0.38	De
2002 02 25.928432	09 53 25.849	+57 02 10.91	+0.74	-0.07	Go
2002 03 4.978884	04 51 26.937	+60 54 22.66	-0.19	-0.63	Si

Таблица 9. Объект 2001 VS78

Дата, УТ	α_{2000} h m s	δ_{2000} ° ' "	(O-C) $\alpha\cos\delta$ "	(O-C) δ "	Набл.
2002 03 15.020004	16 44 59.560	+37 06 28.81	-0.05	-0.18	De
2002 03 16.023466	16 47 18.688	+37 12 16.07	+0.90	+0.22	Si
2002 03 17.065035	16 49 38.763	+37 18 00.63	-0.40	+0.83	De
2002 03 30.920700	17 14 12.862	+38 06 18.84	-0.59	+0.29	Si
2002 04 2.067207	17 16 54.597	+38 09 02.89	+0.38	-0.13	Go
2002 04 7.061177	17 22 00.880	+38 09 48.18	-0.16	+0.11	Go
2002 04 8.071166	17 22 50.545	+38 08 56.28	-0.53	-0.19	Kou
2002 04 9.045053	17 23 34.741	+38 07 46.04	-0.01	+0.45	Go
2002 04 23.022754	17 27 02.738	+37 04 49.43	-0.32	+0.01	Go
2002 04 23.993558	17 26 48.451	+36 56 36.08	-0.01	+0.42	Ko
2002 04 25.024865	17 26 28.986	+36 47 12.49	-0.37	-0.15	Si
2002 04 25.948025	17 26 08.644	+36 38 11.88	+0.06	-0.66	De
2002 05 3.904718	17 21 00.690	+34 55 30.94	-0.14	-0.40	Si
2002 05 7.953502	17 17 00.533	+33 43 32.25	+0.26	+0.17	Ko

2002 05 8.925007	17 15 55.637	+33 24 01.49	+0.62	+0.25	Si
2002 05 10.884599	17 13 36.534	+32 41 52.89	-0.24	-0.39	Si
2002 05 22.898100	16 56 34.214	+26 56 50.01	+0.19	-0.08	Si

Таблица 10. Объект 2001 SK162

Дата, UT	α_{2000} h m s	δ_{2000} ° ' "	(O-C) $_{\alpha \cos \delta}$ "	(O-C) $_{\delta}$ "	Набл.
2002 03 12.867056	07 55 38.549	+13 48 52.98	-0.32	-0.15	Ko
2002 03 14.849449	08 07 28.347	+13 18 08.53	+0.10	+0.74	De
2002 03 19.842122	08 34 24.942	+12 01 08.33	-0.16	+0.23	Ko
2002 03 24.777270	08 57 30.033	+10 47 57.32	-0.75	+0.51	De
2002 04 2.798741	09 32 27.545	+08 45 12.93	-0.76	+0.59	De

Таблица 11. Объект 1999 KW4

Дата, UT	α_{2000} h m s	δ_{2000} ° ' "	(O-C) $_{\alpha \cos \delta}$ "	(O-C) $_{\delta}$ "	Набл.
2001 05 29.885981	15 14 45.347	+22 37 00.62	+1.15	-0.46	De
2001 05 31.890003	14 32 30.306	+25 35 21.18	-0.52	+0.88	De
2001 06 1.877095	14 18 52.804	+26 20 44.84	+0.30	+0.54	De
2001 06 2.893245	14 07 53.426	+26 52 43.10	-0.91	+0.64	De
2001 06 5.887325	13 46 30.830	+27 41 54.47	+0.51	+0.44	De

Таблица 12. Объект 1998 WT24

Дата, UT	α_{2000} h m s	δ_{2000} ° ' "	(O-C) $_{\alpha \cos \delta}$ "	(O-C) $_{\delta}$ "	Набл.
2001 11 20.969563	09 04 41.408	-01 04 52.18	-0.81	+0.46	Ko
2001 11 22.080472	09 04 26.983	-00 57 54.03	-0.52	+0.61	Go
2001 12 08.962692	08 33 31.363	+06 51 11.86	+0.33	+0.20	Si
2001 12 20.865462	22 58 21.771	+23 15 45.72	-0.66	+0.29	De
2001 12 24.779860	22 18 31.451	+15 57 04.10	+0.12	+0.64	Go

Таблица 13. Ошибки наблюдений

Объект	σ_{α}	σ_{δ}
77	0.27	0.59
1990 SP	0.42	0.33
1992 HE	0.60	0.38
1999 HF1	0.47	0.45
1999 JT6	0.66	0.51
2000 GD2	0.64	0.46
2001 OG108	0.81	0.69
2001 VS78	0.40	0.37
2001 CB21	0.32	0.25
2001 SK162	0.38	0.35
1999 KW4	0.82	0.51
1998 WT24	0.50	0.19

Основные результаты

Выполнены и обработаны наблюдения 12 объектов, сближающихся с Землей. Оценена точность этих наблюдений, средние значения которой составляют по прямому восхождению и склонению 0".5.

Авторы выражают свою благодарность С.Д.Цекмейстер и Р.И.Смехачевой. Работа выполнена при частичной поддержке гранта INTAS-01-0669.

Литература

1. Бекашев Р.Х., Канаев И.И., Девяткин А.В., Горшанов Д.Л., Грицук А.Н., Кулиш А.П., Свидуневич А.Г., Шумахер А.В. // Зеркальный астрограф ЗА-320, Изв. ГАО, 1998, № 213, с. 249-258.

2. Канаев И.И., Девяткин А.В., Кулиш А.П., Грицук А.Н., Шумахер А.В. // Система наведения зеркального астрографа ЗА-320, Изв. ГАО, 2000, № 214, с. 523-532.
3. Девяткин А.В., Львов В.Н., Смехачева Р.И., Цекмейстер С.Д., Горшанов Д.Л., Корнилов Э.В., Куприянов В.В., Сидоров М.Ю. Пулковская программа изучения объектов сближающихся с Землей // Межрегиональная конференция «Экология космоса», Санкт-Петербург, 2002, с.26-27.
4. А.В.Девяткин, А.Н.Грицук, Д.Л.Горшанов, Э.В.Корнилов. АПЕКС — программная система для обработки ПЗС-изображений в астрономии // Изв. ГАО, 2000, №214, с.455–468.
5. В.Н.Львов, Р.И.Смехачева, С.Д.Цекмейстер. ЭПОС. Программная система для решения эфемеридных задач, связанных с объектами Солнечной системы. Руководство пользователя, 1999, ГАО РАН, 28 с.
6. Канаев И.И., Девяткин А.В., Кулиш А.П., Рафальский В.Б., Виноградов В.С., Куприянов В.В., Корнилов Э.В. Автоматизация астрономических наблюдений на зеркальном астрографе ЗА-320 // Данный сборник, 2002.
7. В.Н.Львов, А.В.Девяткин, Р.И.Смехачева, С.Д.Цекмейстер, Д.Л.Горшанов, Э.В.Корнилов, В.В.Куприянов, В.Б.Рафальский, М.Ю.Сидоров Пулковская программа изучения объектов, сближающихся с Землей // Данный сборник, 2002.

ASTROMETRIC OBSERVATION OF NEAR EARTH OBJECTS ON MIRROR ASTROGRAPH ZA-320 IN 2002

**Devyatkin A.V., L'vov V.N., Kornilov E.V., Gorshanov D.L., Kouprianov V.V.,
Sidorov M.Yu.**

Summary

Observations of objects approaching to the Earth were made. Positions were obtained for 12 of such objects in USNO–A2.0 reference frame. To process the observations the APEX program was used. Chromatic refraction was taken into account. Accuracy of the positions was estimated. The mean error is about 0".5 for right accention and declination.

АВТОМАТИЗАЦИЯ АСТРОНОМИЧЕСКИХ НАБЛЮДЕНИЙ НА ЗЕРКАЛЬНОМ АСТРОГРАФЕ ЗА-320

**Канаев И.И., Девяткин А.В., Кулиш А.П., Рафальский В.Б., Виноградов В.С.,
Куприянов В.В., Корнилов Э.В.**

Проведена автоматизация телескопа ЗА-320. Приводится описание модернизированных узлов телескопа ЗА-320, электронного оборудования и программного обеспечения.

Введение

Современное телескопостроение ориентировано на создание точных автоматизированных систем. Такие системы не только способны с помощью компьютера по заданной программе самостоятельно наводиться на небесный объект, отслеживать его и фиксировать световые потоки, но и избавлять астронома-наблюдателя от массы традиционной рутинной работы, подчас совсем не являющейся астрономической, оставляя астроному ее интеллектуальную часть — анализ и обработка полученного материала.

Телескопы, созданные несколько десятилетий назад, по-прежнему, находятся в строю и, при их соответствующей модернизации и оснащении ПЗС-приемниками, решают современные задачи астрономии.

Основная работа астронома — наблюдения, которые всегда были самой тяжелой частью профессии. Астроном-наблюдатель работает ночью (если это не наблюдения Солнца) и к тому же, ему часто приходится наблюдать в холодное время года, когда температура воздуха достигает -30°C и ниже. При этом, довольно большая часть телескопов управляется вручную, т.е. наблюдателю нужно самому открывать створки павильона, поворачивать купол, наводить телескоп на заданный объект, что требует больших затрат времени. Введение автоматизированной системы управления процессом наблюдений позволяет его сделать более эффективным, а также облегчает труд астронома.

Под полной автоматизацией понимается дистанционное, в том числе по Internet, управление телескопом, которое включает в себя: грубое и тонкое наведение телескопа на объект, часовое ведение, переключение фильтров, вращение купола, открытие-закрытие створок его люка и управление рядом вспомогательных устройств и механизмов. Полностью автоматизированный телескоп не нуждается в присутствии при нем человека, что накладывает ряд определенных требований к устройствам управления. Одними из этих требований являются надежность и самоконтроль, т.е. способность автоматически обнаруживать неисправности. И то и другое определяется установкой необходимых для этого датчиков и разработкой специального программного обеспечения. Система управления таким телескопом должна быть достаточно "умной": например, чтобы защитить его от воздействия атмосферных осадков, она должна уметь определять "наличие" или "отсутствие" ясного неба и, соответственно, разрешать или не разрешать открытие створок люка купола. Система управления должна иметь возможность переходить в дежурный режим, т.е. обесточивать все механизмы и устройства, кроме дежурного блока и компьютера,

подобно работе дистанционного управления телевизором; и по команде возвращаться в рабочий режим, производя при этом диагностику своих узлов.

Дистанционно таким автоматизированным телескопом можно управлять двумя способами: первый из них — полуавтоматический, когда наблюдатель непосредственно управляет положением инструмента, посылая соответствующие команды по сети и сам следит за их выполнением. На него ложится обязанность по наведению телескопа на объекты и их съемке. При втором способе астроном только закладывает в компьютер программу наблюдения на ночь, и ему останется утром лишь просмотреть полученные за ночь результаты.

Работы по осуществлению проекта полностью автоматизированной системы для телескопа, установленного на параллактической монтировке, ведутся в Пулковской обсерватории с 1999 г. Объектом разработки стал комплекс зеркального астрографа ЗА-320 (Бекашев, Канаев, 1998), механизмы которого, созданные в начале 1950-х годов, полностью управлялись вручную.

На начальном этапе модернизации комплекса, его параллактическая монтировка была оборудована точными угломерными устройствами с видеоотсчетом.

В процессе дальнейшей работы были созданы блоки управления на основе современной элементной базы, с применением программируемых микроконтроллеров и других высокоинтегрированных микросхем, что позволяет развивать их функциональность лишь за счет разработки соответствующего программного обеспечения. Эти наработки могут быть использованы при автоматизации других подобных или вновь создаваемых инструментов. При проектировании электромеханических узлов и блоков, важным критерием для нас являлось создание надежного и вместе с тем, недорогого оборудования, требовавшего минимальных доработок механических частей комплекса. Выполнено оно в виде навесных узлов, не мешавших работать с инструментом и в обычном — ручном режиме, что позволило не прерывать наблюдения в процессе модернизации. Все это становится возможным благодаря оригинальным решениям, легшим в основу проекта.

1. Модернизация узлов и механизмов комплекса телескопа ЗА-320

Комплекс телескопа ЗА-320 Главной (Пулковской) астрономической обсерватории (ГАО) РАН включает в себя астрономическую трубу (зеркальный астрограф) ЗА-320 (Бекашев, Канаев 1998), параллактическую монтировку АПШ-5 и павильон-башню с полусферическим куполом, диаметром около 3,5 м. Изначально механизмы и приспособления комплекса были рассчитаны на ручное управление, а угломерные устройства — на визуальное снятие грубых отсчетов. Задача модернизации механизмов, приспособлений и угломерных устройств комплекса состояла в оснащении их такими приводами и системами, которые избавили бы астронома от традиционных рутинных действий при использовании астрономической техники, повысили бы точность и быстроту наведения трубы телескопа и позволили бы комплексу работать в автоматическом режиме на всех стадиях наблюдательного процесса.

1.1. Конструктивные решения проблемы

В соответствии с целями и задачами модернизации комплекса ею были затронуты следующие его функциональные узлы и системы:

По монтировке АПШ-5:

- привод часового ведения (часовой механизм);
- система наведения трубы телескопа.

По трубе ЗА-320:

– привод смены светофильтров соответствующего узла.

По куполу павильона:

– привод створок секторного люка;

– привод поворота купола по азимуту.

Были выполнены следующие работы.

В штатном **часовом механизме** гиревой привод заменен на электрический. В качестве основы для модернизированного механизма использован его прежний корпус и часть элементов прежней кинематической схемы. К ней добавлена червячная пара, состыкованная зубчатой передачей с валиком привода центробежного регулятора и устройства секундного контроля, демонтированных за ненадобностью. Вращающий момент на валик червяка дополнительной пары подается от синхронного электродвигателя СД-10, запитываемого от источника стабилизированной частоты (Канаев, Девяткин, 2000).

Системами наведения трубы телескопа на небесный объект мы называем группы механизмов, приспособлений и угломерных устройств, предназначенных для поворотов трубы в заданных направлениях и ее закрепления в этом направлении для последующего отслеживания объекта соответствующим механизмом. Эти системы сосредоточены в так называемой широтной головке монтировки (Параллактическая монтировка, 1954). Широтная головка монтировки АПШ-5 подобна соответствующим узлам классических параллактических монтировок образца конца XIX — первой половины XX веков. Она имеет две отдельные системы наведения. С помощью одной, относящейся к часовой (полярной) оси, труба наводится по часовому углу небесного объекта, а с помощью другой, относящейся к оси склонений, — по его склонению.

Обе системы конструктивно идентичны. Их незначительные отличия — в размерах и способах закрепления на широтной головке. Так, после наведения на объект по часовому углу, система закрепляется на тормозном барабане, являющемся одним целым с главным ведущим червячным колесом системы часового ведения, а после наведения трубы на объект по склонению — к тормозному барабану, укрепленному на корпусе оси склонений. Идентичность конструкций систем наведения позволила, при производстве работ по их модернизации, унифицировать вносимые в них новые конструктивные элементы и узлы.

Каждая из систем наведения широтной головки состоит из угломерного устройства, системы закрепления оси (тормозного хомута), устройства грубого поворота оси и механизма микрометричных подач (тонкого наведения, коррекции).

Угломерные устройства в штатном варианте представляли из себя неподвижные относительно осей разделенные круги с отсчетными устройствами в виде индексов, закрепленных на осях. Круги разделены так, что навести телескоп на заданный объект с точностью до 1' не представлялось возможным. Вариант доработки кругов до требуемой точности с оборудованием их соответствующими отсчетными устройствами для считывания показаний дистанционно был отвергнут по целому ряду причин (технических, финансовых, эксплуатационных и пр.).

Оси широтной головки оборудованы новыми компактными угломерными устройствами (Канаев, Девяткин 2000). В основе каждого из них — стеклянный, разделенный двойными штрихами через 20' лимб от теодолита. Лимб жестко насажен на ось широтной головки. Отсчетным устройством служит неподвижный видеоблок, составленный из ПЗС-камеры WAT-660, оптической системы (микрообъектив М42), формирующей изображение участка лимба с двумя соседними оцифровками на матрице, и устройства подсветки (светодиод АЛ-307). Точность отсчета по такой

системе составляет 2". Изображение участка лимба в цифровом виде передается в компьютер, который дистанционно контролирует поворот оси на требуемый угол.

Система закрепления оси (тормозной хомут) представляет собой разрезной хомут, охватывающий деталь с которой он должен быть сцеплен (тормозной барабан), с небольшим зазором в 0,1 – 0,2 мм. Он состоит из скобы и состыкованного с ней жесткого кронштейна-поводка. Через кронштейн-поводок и его шарнирное соединение с механизмом микрометрических подач осуществляется механическая связь хомута с поворотной осью широтной головки. В штатном варианте с одной стороны стыковки детали хомута были жестко соединены, а с диаметрально противоположной располагался стяжной винт. Этим винтом от ручного ключа, используя упругую деформацию скобы, можно было сцепить хомут с тормозным барабаном или их расцепить. В результате модернизации хомут оборудован системой механизмов, позволивших механизировать процессы его сцепления-расцепления с соответствующей деталью широтной головки и дистанционно управлять этими процессами.

Кинематическая схема модернизированного узла тормозного хомута приведена на рис. 1. Прежнее жесткое соединение штатных деталей хомута, скобы 4 с кронштейном-поводком 1, в месте их стыковки А заменено на шарнирное 2. На противоположной стороне стыковки этих деталей взамен стяжного винта применена цилиндрическая винтовая пружина сжатия 6, создающая постоянную силу, прижимающую скобу 4, без ее деформации, к кронштейну-поводку 1. Для регулирования силы прижима предусмотрена гайка 5, которая может перемещаться по резьбе на направляющем стержне 7, ввинченном во фланец Б кронштейна-поводка 1 через проходное отверстие во фланце скобы 4.

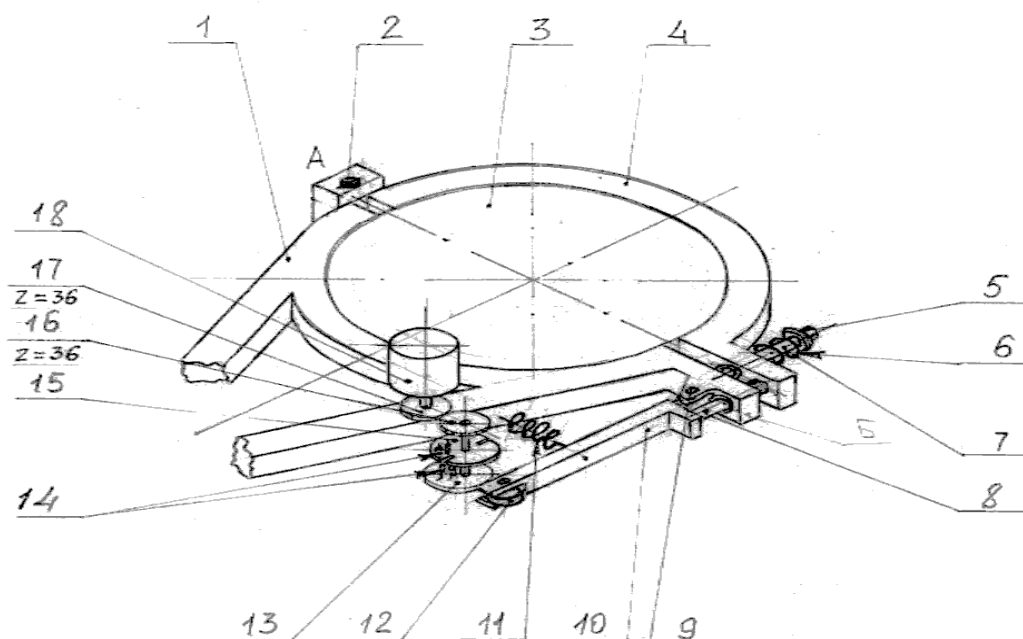


Рис. 1. Узел тормозного хомута.

Работу по приведению системы в режимы сцепления с тормозным барабаном и расцепления от него исполняет рычажно-кулачковый механизм (Артоболевский, 1979), основу которого составляют разноплечий (соотношение плечей 1/11) рычаг 10 и круглый эксцентрик 13. Рычаг 10 может качаться вокруг неподвижной оси 9,

закрепленной на фланце Б кронштейна-поводка 1. Своим меньшим плечом рычаг 10 опирается на штырь 8, ввернутый через проходное отверстие во фланце Б кронштейна-поводка 1 во фланец скобы 4. Большее плечо рычага 10 через ролик 12 подпирается круглым эксцентриком 13. Пружина 11 осуществляет постоянный механический контакт рычага 10 с эксцентриком 13.

Система отрегулирована так, что, если круглый эксцентрик 13 повернут в сторону рычага 10 меньшим плечом, то рычаг 10 отклоняется в направлении круглого эксцентрика 13, разрешая штырю 8 следовать за перемещением меньшего плеча рычага 10 под действием силы, развиваемой пружиной 6. Вследствие этого скоба 4, поворачиваясь вокруг оси 2, сближается с кронштейном-поводком 1 и обе эти детали обжимают тормозной барабан 3. При повороте круглого эксцентрика 13 на 180° рычаг 10 отклоняется в обратном направлении, нажимает меньшим плечом на штырь 8 и, преодолевая силу пружины 6, отжимает скобу 4 и кронштейн-поводок 1 от тормозного барабана 3. Происходит расцепление системы.

Круглый эксцентрик 13 приводится во вращение шаговым электродвигателем 18 типа ДШИ-200-3-2, с которым он и другие вспомогательные элементы (14,15,16 и 17) скомпонован в узел электромеханического привода. Он закреплен на кронштейне-поводке 1.

Дискретный поворот круглого эксцентрика 13 в пределах 0° – 180° для обеспечения рабочих режимов системы (сцепление-расцепление) контролирует датчик его положения, вмонтированный в электромеханический привод. Датчик положения состоит из светонепроницаемого диска 15, жестко сидящего на одном валике с круглым эксцентриком 13 и двух оптоэлектронных пар 14. Диск 15 имеет две диаметрально противоположные радиальные прорези-щели разной длины. Каждая из оптоэлектронных пар 14 составлена из соосных свето и фотодиодов с зазором между их рабочими торцами, достаточными, чтобы в нем могла без помех проходить пластина диска 15. Обе оптоэлектронные пары 14 помещены в блок-оправу, которая надвинута на диск 15 так, чтобы створ оптоэлектронных пар 14 был направлен по радиусу диска 15. Принцип работы датчика заключается в том, что светонепроницаемый диск 15, вращаясь, через половину оборота подводит к створу оптоэлектронных пар 14 то короткую, то длинную прорезь-щель, пропуская при этом световой поток то только одного светодиода (через короткую прорезь-щель), то обоих (через длинную прорезь-щель). Возникающие при этом на экранах фотодиодов фотоэдс поступают на управляющее устройство, которое подает соответствующие положению диска 15 команды на остановку шагового электродвигателя 18, распознает конечные положения диска 15 по положениям его прорезей-щелей в створе оптоэлектронных пар 14 и сообщает об этом исполнительным механизмам, завязанным с работой тормозного хомута.

Очевидно, что для нормальной работы системы круглый эксцентрик 13 — рычаг 10, имея в виду своевременные пуск и остановку шагового электродвигателя 18 по исполнению им рабочих поворотов круглого эксцентрика 13, система датчика его положений должна быть отрегулирована как внутри себя, так и по отношению к плечам круглого эксцентрика 13, находящимся в контакте с длинным плечом рычага 10. Более подробная схема датчика положений круглого эксцентрика 13 по отношению к длинному плечу рычага 10 приведена на рис. 2.

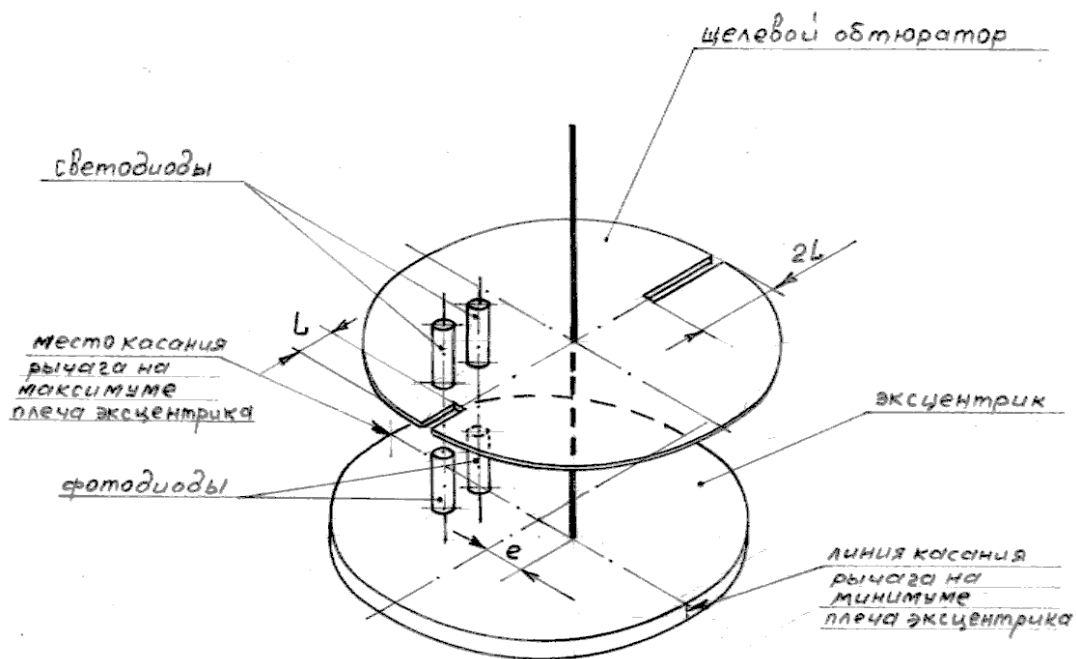
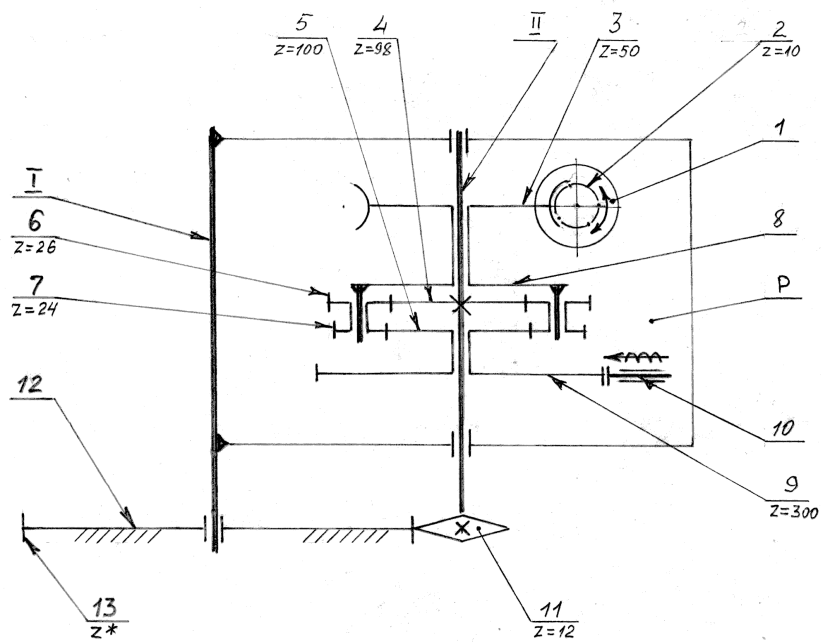


Рис. 2. Датчик положений.



* Число звеньев Z на кругах поз. 12:
 часовом — 153
 склонений — 146

Рис. 3. Кинематическая схема устройства грубого поворота оси телескопа

Из технических характеристик модернизированных систем закрепления осей широтной головки можно привести следующие:

- величина силы, прижимающей скобу тормозного хомута к барабану — 60–80 кг;
- время перехода системы с одного режима на другой — 0,5 сек.;

– датчик положений круглого эксцентрика укомплектован светодиодами АЛ-107 и фотодиодами ФД-256.

Устройство грубого поворота оси (любой из двух) широтной головки в ее штатном варианте, как известно, отсутствовало. Наблюдатель вручную поворачивал поочередно оси, чтобы навести трубу телескопа в направлении объекта наблюдений.

Унифицированное устройство, механизировавшее грубый поворот оси широтной головки, выполнен по кинематической схеме, показанной на рис. 3. Она построена так, чтобы, по исполнению своего прямого назначения — грубого (установочного) поворота оси, механизм не препятствовал ее штатным рабочим и вспомогательным поворотам. Для часовой оси рабочим поворотом является часовое ведение телескопа и для обеих осей — повороты, связанные с коррекциями направления трубы на объект. Всевозможные ручные повороты при проведении профилактических работ на телескопе относятся к вспомогательным.

Эта проблема решена следующим образом. Редуктор Р привода жестко закреплен на оси I широтной головки. На выходной конец его вала II посажена звездочка 11, которая входит во внешнее зацепление с цевочным колесом 13, образованным втулочно-роликовой цепью ($t = 12,7$ мм), опоясывающей неподвижный круг (лимб) 12. Кинематическая схема редуктора Р содержит шаговый электродвигатель 1, червячную передачу 2–3, червячное колесо которой сочленено с водилом 8, несущим на себе две пары сателлитов 6 и 7, обкатывающихся по двум зубчатым колесам 4 и 5. Зубчатое колесо 5 сочленено со вспомогательной мелко модульной шестерней 9, к которой радиально примыкает реечный стопор 10 с электромагнитным приводом (соленоидом). Нормальное положение рейки стопора 10 — выведенное из зацепления с шестерней 9. Жестко соединены с валом II редуктора Р только зубчатое колесо 4 и звездочка 11. В такой компоновке механизм, удовлетворяя предъявляемым к нему требованиям, может работать в трех независимых режимах.

Для обеспечения работы механизма в режиме грубого (установочного) поворота оси I ее необходимо расцепить тормозным хомутом от соответствующего ответного ему элемента широтной головки. Одновременно реечный стопор 10 редуктора Р соленоидом зацепляется с зубчатым колесом 9, стопоря его и зубчатое колесо 5, превращая последнее в солнечное. С включением шагового электродвигателя 1 редуктор Р работает, как планетарный, вследствие чего получает вращение валик II и закрепленная на нем звездочка 11. Обкатываясь вокруг цевочного колеса 13, звездочка 11 приводит во вращение ось I. Для обеспечения работы оси I в ее штатных режимах она затормаживается тормозным хомутом на соответствующем элементе широтной головки, а в редукторе выводится из зацепления с зубчатым колесом 9 реечный стопор 10 (это происходит автоматически при обесточивании обмоток соленоида). Тогда, при отключенном шаговом электродвигателе 1, работающая в штатном режиме ось I, поворачиваясь, свободно обкатывает вокруг цевочного колеса 13 звездочку 11. При этом элементы кинематической схемы редуктора Р, вовлеченные в повороты валика II, не оказывают повороту оси I сколько-нибудь серьезного сопротивления, т.к. они вращаются вхолостую.

Подготовка системы для поворота оси I в режиме вспомогательных работ (ручных поворотов оси) заключается в ее растормаживании и обесточивании электродвигателя 1 и соленоида реечного стопора 10. Реакция элементов кинематической схемы механизма на ручное побуждение поворота оси I аналогична их реакции на поворот оси I в ее штатных режимах работы.

В редукторах, смонтированных на обеих осях широтной головки, применены шаговые электродвигатели ДШИ-200-3-2. При подаче на них питающей частоты 800

имп/сек они обеспечивают время грубого поворота часовой оси — 4,15 мин/об, а оси склонений — 2,5 мин/об.

Значительному удешевлению изготовления этих приводных механизмов способствовало применение в их конструкциях стандартизованных изделий отечественного производства (втулочно-роликовых цепей с шагом 12,7 мм, соответствующих им звездочек, шаговых электродвигателей и пр.), а также блоков планетарных передач от разукomплектованных морально устаревших механических счетно-решающих устройств.

Механизм микрометричных подач (тонкого наведения, коррекции) это унифицированное устройство, которым оборудованы обе оси широтной головки. Оно представляет собой смонтированную в жестком корпусе передачу винт-гайка, обеспеченную всеми необходимыми элементами и приспособлениями для точного, с минимальными люфтами, преобразования вращательного движения винта в поступательное перемещение ходовой гайки. Ходовая гайка посредством шарнирных тяг соединена с кронштейном-поводком тормозного хомута, а весь узел механизма жестко закреплен на соответствующей оси широтной головки. Модернизация коснулась этого механизма только в части оборудования его, взамен ручного привода вращения винта, электромеханическим приводом и, в связи с этим, — концевыми выключателями на границах перемещения ходовой гайки.

Электромеханический привод составлен из шагового электродвигателя ДШИ-200-3-2 и редуктора, за основу которого взят редуктор от электродвигателя РД-09. Соответствующая исходным данным на скорость тонкого поворота трубы телескопа редукция обеспечена путем подбора зубчатых пар от разукomплектованных редукторов электродвигателей аналогичного типа. В качестве концевых выключателей применены герметизированные магнитоуправляемые контакты (МК) (Срибнер, 1979), размещенные на корпусе механизма. Управление МК производится магнитным полем, создаваемым постоянным магнитом, закрепленным на ходовой гайке. В рабочем режиме, при подаче на шаговый электродвигатель питающей частоты 800 имп/сек, механизм микрометричных подач обеспечивает тонкий поворот трубы телескопа на оси широтной головки со скоростью 9,6"/сек в диапазоне $\pm 4^\circ$ от ее среднего положения.

1.2. Модернизация блока светофильтров

На начальном этапе эксплуатации зеркального астрографа ЗА-320 для него в ГАО РАН был разработан, изготовлен и установлен перед приемником излучения встроенный блок с четырнадцатью светофильтрами (Бекяшев, 1998). Он был рассчитан на ручной способ ввода светофильтров в пучок света. В связи с работами по автоматизации комплекса, блок светофильтров модернизирован в части замены ручного способа смены светофильтров на электромеханический, с возможностью дистанционного управления этим процессом.

Блок светофильтров (рис. 4) состоит из двух одинаковых дисков 8 и 9. Диски совмещены в одной плоскости (совмещение дисков 8 и 9 в одну плоскость позволило встроить блок светофильтров в рабочее расстояние трубы астрографа между фокусирующим устройством и приемником излучения), перпендикулярной оси светового пучка и закреплены на валиках III и IV. Оси валиков параллельны оси светового пучка, лежат в одной плоскости с ней, по обе стороны от нее на равных расстояниях. На каждом диске имеется по семь отверстий, предназначенных для помещения в них светофильтров в оправках. Эти отверстия распределены на дисках с определенным шагом на части окружности радиуса, равного половине межосевого

расстояния валиков III и IV, что равносильно расстояниям от осей поворотов дисков до оси светового пучка O-O.

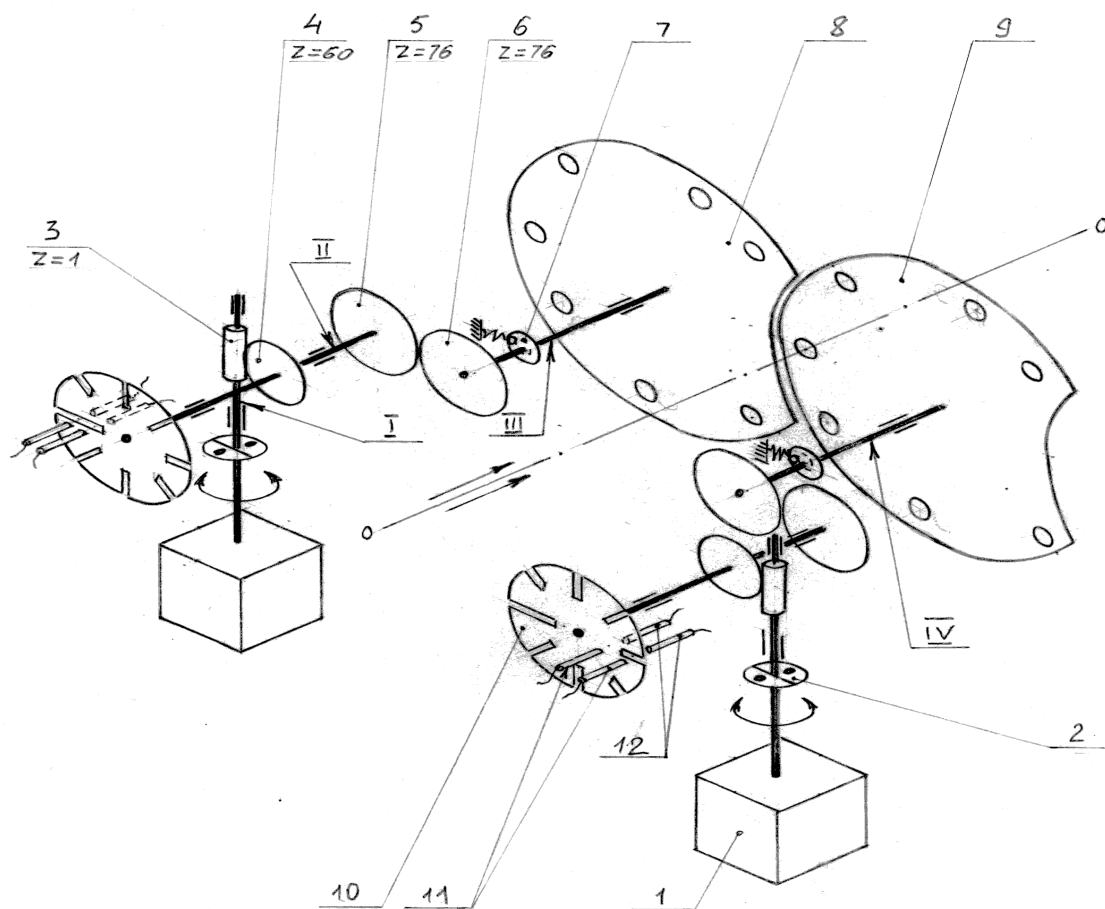


Рис. 4. Блок светофильтров.

Поскольку диски 8 и 9 совмещены в одной плоскости, один из них может быть введен в пучок света в том случае, если в соседнем есть так называемая проходная дугообразная выемка для него. Такими дугообразными выемками, оси симметрии которых совмещены с осями симметрии дисков, обладают оба диска (Артоболевский, 1979, а). Диски вводятся в пучок света поочередно. Для этого оба диска сначала разворачиваются дугообразными выемками навстречу друг другу (оси симметрии дисков при этом должны быть на одной прямой). Это положение дисков мы называем “нулевым”. Затем диск с неиспользуемыми светофильтрами фиксируется в своем “нулевом” положении, а диск с используемыми светофильтрами может свободно вращаться вокруг своей оси, вводя светофильтры в пучок света в соответствии с рабочей программой.

Валики III и IV имеют шариковые фиксаторы 7, закрепляющие поворачиваемые валиками диски в положениях, когда тот или иной светофильтр введен в пучок света и в их “нулевых” положениях. Для визуального контроля положений дисков и получения сведений о том, какой из светофильтров в данный момент находится в пучке света, на валиках III и IV закреплены индикаторы в виде барабанчиков с оцифровками, соответствующими оцифровкам светофильтров и “нулевым” отметкам дисков.

Диски 8 и 9 помещены в жесткий светонепроницаемый корпус. В торцевых стенках корпуса имеются отверстия для пропуска светового пучка оптической системы

телескопа и детали для стыковки блока с фиксирующим устройством трубы и приемником излучения. На торцевой стенке корпуса, со стороны приемника излучения, имеются заглушенные отверстия (по одному напротив каждого из дисков), через которые возможен демонтаж того или иного светофильтра для его чистки или замены на другой.

Электромеханические приводы установочных поворотов дисков блока унифицированы в части элементной базы и различаются лишь их зеркальной компоновкой. Такое конструктивное решение приводов позволило, во-первых, вписать их в предоставленный габарит между оправой главного зеркала трубы телескопа и корпусом блока светофильтров и, во-вторых, “обойти” объем, занятый фокусирующим устройством. Каждый из электромеханических приводов (рис. 4) состоит из шагового электродвигателя, соединительной (вала электродвигателя с валиком I червяка 3) муфты 2, червячной пары 3–4 и цилиндрической зубчатой пары 5–6, которой привод подсоединяется к ведомому валику (III или IV) диска (соответственно 8 или 9) блока светофильтров. Для остановки шагового электродвигателя в тот момент, когда он повернет диск блока в то или иное требуемое условиями работы дискретное положение (введение светофильтра в пучок света или “нулевое” положение диска), в кинематику привода введен датчик положения. Он принципиально не отличается от того, что применен в электромеханических приводах тормозных систем широтной головки. В данном случае непрозрачный диск 10, закрепленный на валике II, едином для червячного колеса 4 и цилиндрического зубчатого колеса 5, имеет семь коротких и одну длинную прорези. Угловой шаг коротких прорезей равен угловому шагу отверстий под светофильтры на диске блока. Длинная прорезь на диске 10 и ее место расположения по отношению к соседним с ней коротким прорезям соответствует “нулевому” положению на диске блока и его месту расположения по отношению к соседним с ним отверстиям под светофильтры. Диску 10 придается блок из двух оптоэлектронных пар 11 и 12, подобный блокам, примененным в датчиках положений электромеханических приводов тормозных систем широтной головки.

Поскольку редукция колес 5–6 равна единице, скорости вращения валика II и валика диска блока светофильтров (либо III, либо IV) одинаковы. Поэтому, если взаимное расположение прорезей диска 10 увязано с расположением отверстий (светофильтров) и “нулевой” отметкой диска (8 или 9) блока светофильтров, сигналы, поступающие с блока оптоэлектронных пар 11 и 12, будут соответствовать положениям диска (8 или 9) по отношению к оси пучка света.

Устройство, управляющее работой блока светофильтров, держит под контролем и “нулевое” положение неиспользуемого диска со светофильтрами, когда “работает” соседний, и руководит установкой светофильтров “работающего” диска, и устанавливает в “нулевое” положение “отработавший”, когда необходимо вводить в работу смежный с ним.

В приводах применены шаговые электродвигатели типа ПБМГ-200-265 (27 в, 200 имп/об). При подаче на шаговый электродвигатель питающей частоты 800 имп/сек смена одного светофильтра на другой, при угловом шаге светофильтров равном 38° , происходит за 1,6 сек.

1.3. Модернизация механизмов купола павильона

Полусферический купол павильона телескопа ЗА-320 является составной частью наблюдательного комплекса. Он имеет смотровой люк определенной ширины, прорезающий обшивку купола от горизонта до зенита и чуть дальше за него и все необходимые устройства для его закрывания-открывания и поворота в направлении

азимута наблюдений. Так, люк снабжен подвижными, раздвигающимися в стороны створками и механизмом для приведения их в действие. Купол оборудован механизмом его поворота вокруг вертикальной оси. Оба механизма, как было отмечено ранее, приводились в действие вручную, от рукояток. В ходе модернизации ручные приводные устройства были заменены на электромеханические, управляемые дистанционно.

Механизм раскрытия створок на его входном валу, взамен рукоятки, оборудован электромеханическим приводом. Он составлен, последовательно, из электродвигателя постоянного тока РИК12-3/10-30N (30 В, 1.5 Нм, 1100 об/мин), клиноременной передачи (редукция 2), червячного редуктора РЧН-80А (редукция 41) и цепной передачи (шаг 20 мм, редукция 0.57). Общая редукция приводной системы обеспечивает открывание-закрывание люка купола за 13.5 с. Ограничителями перемещений створок являются концевые выключатели типа МК (геркон).

Поскольку электромеханический привод закреплен на вращающемся куполе, подача электроэнергии на него осуществляется через специальный токосъемник. Он состоит из двух узлов. Один узел, неподвижный, закреплен на строении павильона. Он составлен из двух параллельных изолированных шин (троллей) ограниченной длины (175 мм.), к которым подведено электропитание. Второй узел — подвижный — состоит из двух контактных башмаков, закреплен на куполе, от него изолирован и имеет линии электрических соединений от башмаков к электродвигателю и к соответствующей электросхеме концевых выключателей.

Технология подачи электропитания заключается в следующем. Перед тем, как раздвинуть створки люка, купол по команде поворачивается участком, на котором закреплен узел с контактными башмаками, к узлу с неподвижными шинами. После этого по команде компьютера створки раздвигаются, затем купол поворачивается в тот азимут, в котором предстоит начать наблюдения. По завершении программы наблюдений купол вновь поворачивается так, чтобы токосъемные контактные узлы совместились, после этого створки люка по команде сдвигаются.

Все описанные технологические процессы манипуляций со створками заложены в программу управляющей системы и не вызывают особых затруднений в их осуществлении, кроме некоторых потерь времени на это. Но такой способ передачи электропитания на электромеханический привод, закрепленный на подвижном куполе, является вынужденной мерой. Он избавил нас от необходимости использовать дорогостоящие материалы на образование двух концентрических замкнутых круговых шин по внутреннему периметру подкупольного помещения павильона или применять сложную систему гибких кабелей (Михельсон, 1976), ограничивающих поворот купола пределами $\pm 180^\circ$.

Механизм поворота купола представляет собой фрикционную пару, составленную из жесткого, обшитого кожей, подпружиненного катка и кольцевой балки купола. Каток приводился во вращение через цепную передачу (шаг цепи 20мм) от рукоятки. В ходе модернизации ко входному валу цепной передачи, взамен рукоятки, пристыкован электромеханический привод. Он состоит, последовательно, из трехфазного электродвигателя АОС-32-4 (220/380 В, 50 Гц, 1300 об/мин, 1.4 кВт), червячного редуктора РЧП-I (редукция 31) и цепной передачи (редукция 0.83). При такой общей компоновке механизма поворота купола с электромеханическим приводом полный поворот купола совершается за 57 с.

2. Электроника приводной части телескопа и купола павильона

Как упоминалось выше, в качестве двигателей приводов грубого и тонкого наведения были выбраны шаговые двигатели типа ДШИ-200. Использование шаговых двигателей позволяет обойтись без датчиков положения и скорости. При этом для точного определения положения трубы телескопа применена специальная система отсчета на основе лимбов от теодолита и стандартных ПЗС-камер (краткое описание системы точного отсчета приведено ранее). Для наведения на объект оператор (или программа) сначала дает команду приводу грубого наведения на отработку заданного (заранее рассчитанного) количества шагов, затем, после ввода изображения лимбов, производит соответствующую коррекцию положения с помощью привода тонкого наведения. Помимо приводов грубого и тонкого наведения имеются привод часового ведения на основе синхронного двигателя, который может работать независимо от остальных и приводы дисков светофильтров на основе шаговых двигателей.

Всего, на телескопе установлено 8 шаговых и 1 синхронный электродвигатель:

- два шаговых двигателя (ШД) грубого наведения (по часовому углу и склонению);
- два ШД тонкого наведения (по часовому углу и склонению);
- два ШД зажима-отжима тормозных хомутов (служат для перевода механики телескопа из режима грубого наведения в режим тонкого и обратно);
- два ШД вращения дисков светофильтров (турелей);
- синхронный двигатель механизма часового ведения.

Чтобы максимально удешевить систему управления двигателями был выбран следующий подход. Все шаговые двигатели условно разделены на две независимые группы по 4 двигателя в каждой. В первую группу входят все двигатели, относящиеся к движению по часовому углу и ШД первой турели, ко второй группе — двигатели относящиеся к движению по склонению и ШД второй турели. Внутри каждой группы в любой момент времени может работать только один из четырех двигателей. Такой способ разбиения позволяет упростить систему управления ШД за счет сокращения числа выходных каналов до двух, вместо восьми. Подключение нужного двигателя к соответствующему каналу осуществляется системой коммутации.

Для осуществления данной идеологии были созданы два управляющих блока (рис. 5). Первый из них — **Блок Управления Шаговыми Двигателями (БУ ШД)**, получивший имя “АГАТ”. Сам по себе этот блок является универсальным и автономным. Его можно использовать в любых других приложениях, где требуется управлять шаговыми двигателями. Он имеет входы для подключения пульта ручного управления и датчиков концевиков (концевых выключателей - КВ), интерфейс связи с компьютером по стандарту RS-232 и два независимых выходных канала для непосредственного подключения к ним шаговых двигателей. Особенностью блока является возможность его перепрограммирования на разные типы ШД с различным числом фаз, способа коммутации фаз, а также максимальной скорости и ускорения для отработки трапецеидального закона движения, причем, для каждого канала отдельно. Блок имеет два режима работы: от ЭВМ и от пульта ручного управления (ПУ). В первом режиме он исполняет команды компьютера, а во втором — ПУ. Для переключения режимов на лицевой панели блока имеется соответствующий тумблер.

Второй управляющий блок — **Блок Управления и Коммутации (БКУ)**. Помимо подключения обмоток выбранного двигателя к одному из каналов БУ ШД, он выполняет целый ряд очень важных функций, таких как: опрос состояния датчиков и концевиков, выработка управляющих сигналов для приводов купола, створок люка и часового ведения, управление соленоидами привода тормозных хомутов, подача или снятие питания систем комплекса по команде с компьютера, анализ аварийных

ситуаций и соответствия сигналов датчиков выбранным режимам работы и др. В случае необходимости блок самостоятельно принимает решение о блокировании работы того или иного привода и передаче соответствующего сообщения компьютеру. В БКУ имеются входы для подключения пульта ручного управления телескопом и интерфейс стандарта RS-232 для связи с компьютером (переключение режимов «Ручное / ЭВМ» осуществляется с помощью тумблера на передней панели блока), а так же выходы имитирующие сигналы пульта ручного управления и сигналы концевиков для того, чтобы БКУ мог управлять работой БУ ШД, путем подачи этих сигналов на соответствующие входы последнего. Такое взаимодействие этих двух управляющих блоков между собой обеспечивает автономность приводных систем с возможностью управления телескопом посредством ПУ, без участия компьютера.

Для часового ведения был использован разработанный ранее (Канаев, Девяткин, 2000) **Блок Управления Часовым Механизмом (БУ ЧМ)**, представляющий собой генератор фиксированной частоты кратной звездной, с мощным выходом для непосредственного подключения синхронного двигателя. Сигнал на включение двигателя поступает на вход блока со стороны БКУ, который, в свою очередь, вырабатывает его в ответ на соответствующую команду ЭВМ или пульта ручного управления. Здесь также, как и в других приводах отсутствует датчик обратной связи, но тем не менее, такой способ управления оказался удовлетворительным и оправдал себя опытом многолетнего использования.

Для подключения двигателей створок люка и купола к питающим напряжениям в соответствии с требуемым направлением вращения, служит **Блок Коммутации Силовой (БКС)**. Сигналы управления на него поступают из БКУ в ответ на соответствующие команды компьютера. Отметим, что пульт ручного управления не имеет тумблеров управления куполом и створками, зато на самом БКС имеются все необходимые переключатели.

Напряжение постоянного тока 30 В для питания двигателя створок вырабатывается в **Блоке Питания Силовом (БПС)**, откуда поступает в БКС и затем на неподвижные шины токосъемника (тролли), описание которых приведено ранее. Полярность напряжения на шинах задается в БКС и определяет направление вращения двигателя (открытие или закрытие створок).

Ограничителями вращения двигателя створок служат концевые выключатели на основе магнитоуправляемых контактов (МК) – герконов, по сигналам которых срабатывает **Прерыватель Тока (ПТ)**, разрывая цепь питания двигателя. Отметим, что в БКС имеется датчик тока двигателя, сигнал с которого поступает в БКУ, позволяющий последнему определять конец цикла открытия или закрытия створ. Такая схема работы позволила обойтись без дополнительных скользящих контактов для передачи сигналов от концевиков.

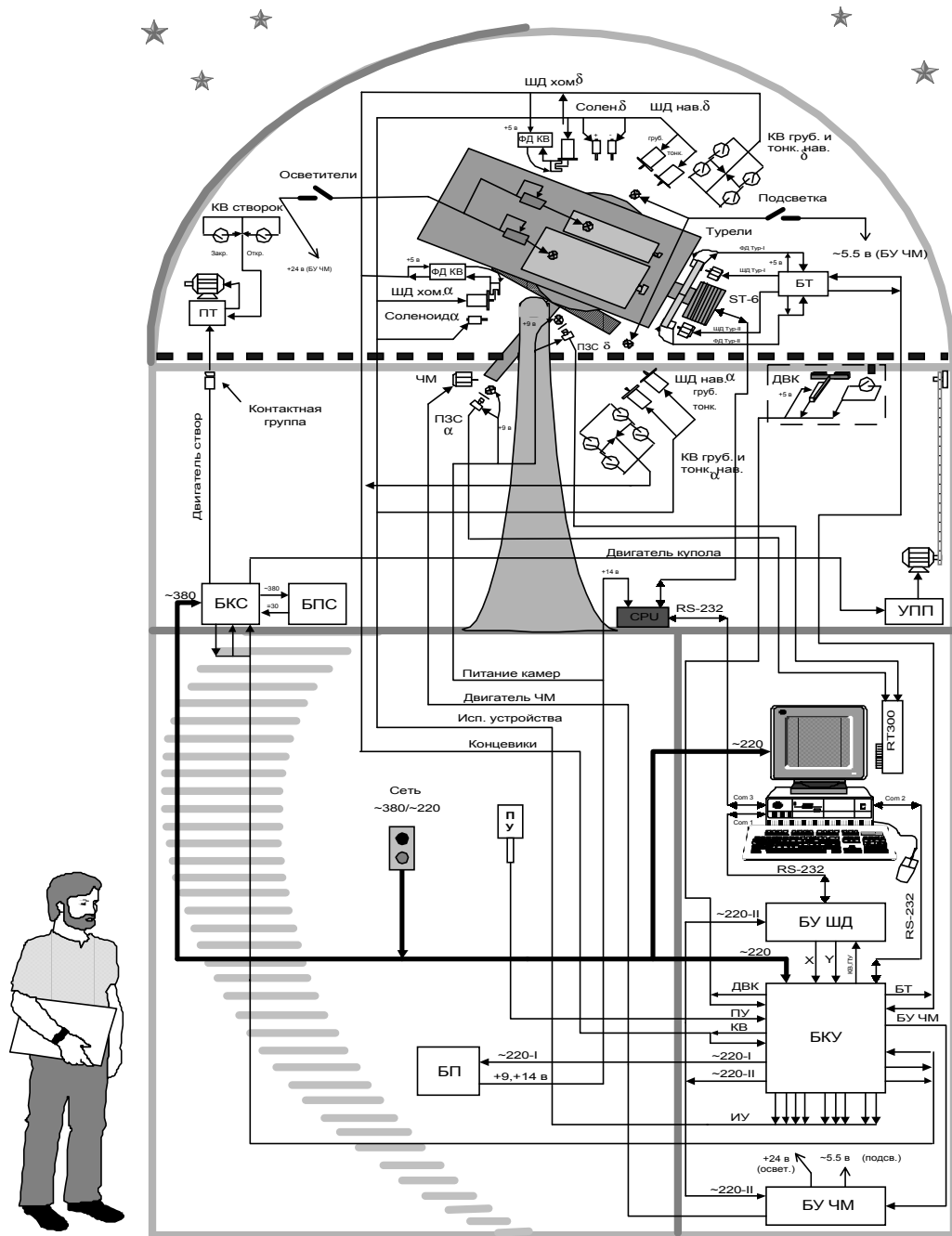


Рис. 5. Функциональная схема автоматизированного комплекса телескопа ЗА-320*

*Здесь:

ШД хом. α (δ) – шаговый двигатель хомута α (δ); **ШД нав. груб.(тонк.) α (δ)** – шаговый двигатель грубого (тонкого) наведения по α (δ); **ШД тур.-1 (2)** – шаговый двигатель турели 1(2); **ФД тур.-1(2)** – фотодатчик турели 1(2); **КВ** – концевой выключатель; **ФД КВ** – фотодатчик концевых выключателей; **ПЗС** – прибор с зарядовой связью (видеокамера); **СТ-6** – тип ПЗС установленного в окулярной части телескопа; **БТ** – блок турелей; **ДВК** – датчик вращения купола; **ПТ** – прерыватель тока; **ЧМ** – часовой механизм; **БКС** – блок коммутации силовой; **БПС** – блок питания силовой; **СРУ** – управляющий блок камеры СТ-6; **RS-232** – стандартный интерфейс последовательного канала; **УПП** – устройство плавного пуска; **RT300** – плата видеозахвата системы отсчета; **ПУ** – пульт управления; **БУ ШД** – блок управления шаговыми двигателями (“АГАТ”); **БКУ** – блок коммутации и управления; **БП** – блок питания; **БУ ЧМ** – блок управления часовым механизмом.

Питание двигателя купола осуществляется 3-х фазным напряжением ~380В, чередование фаз которого определяет направление вращения двигателя. Это напряжение поступает из БКС сначала на **Устройство Плавного Пуска (УПП)**, а затем на сам двигатель. УПП состоит из добавочных резисторов (реостатов) и реле времени. Сразу после подачи напряжения ток двигателя ограничен благодаря резисторам, включенным последовательно в цепь обмоток. Начинается плавный разгон двигателя. Спустя несколько секунд срабатывает реле времени, замыкая резисторы накоротко, тем самым обеспечивая полный ток двигателя для его дальнейшего разгона.

Для слежения за положением купола служит **Датчик Вращения Купола (ДВК)**, который состоит из двух оптопар с открытым оптическим каналом отражающего типа. На подвижной части купола по его внутреннему периметру на черном фоне нанесены белые прямоугольные метки. Ширина меток и интервал между ними равны. Датчик с оптопарами установлен на неподвижной части павильона напротив подвижных меток (зазор составляет от 5 мм до 25 мм). Оптопары сдвинуты друг относительно друга на четверть ($\pi/2$) периода следования меток. Это позволяет не только “считать” метки во время движения, но и определять направление вращения купола. Сигналы с датчика поступают в БКУ, который, в свою очередь, ведет счет меткам и осуществляет коррекцию ошибок, в случае их возникновения. Поскольку количество меток равно 90, точность определения положения составляет $\pm 1^\circ$. Для определения начального положения имеется датчик нуль-пункта, в качестве которого служит геркон, конструктивно связанный с ДВК. Соответственно, на подвижной части купола установлен магнит, при прохождении которого над герконом, вырабатывается сигнал нулевого положения, который также обрабатывается БКУ. Текущее положение купола можно узнать, послав соответствующий запрос от компьютера в БКУ. Во время наблюдения оператор или программа периодически запрашивают текущее положение купола и, в случае необходимости, дают команды на его вращение или остановку.

Все электронные узлы и блоки приводов купола и телескопа разработаны и изготовлены силами ОРИНАТ и ОП ГАО. При разработке использовалась современная элементная база, в т.ч. микроконтроллеры, оптореле и др., но также применялись и некоторые старые (или б/у) детали, на наш взгляд не так влияющие на степень надежности узлов. Такой подход вызван прежде всего соображениями экономии и являлся вынужденной мерой.

Полученный при осуществлении данного проекта опыт может служить основой для оснащения автоматикой остальных инструментов имеющих в Пулковской обсерватории.

3. Программное обеспечение

3.1. Датчик угла поворота. Отождествление цифр

Составной частью автоматизации процесса наблюдения является автоматическое наведение телескопа на заданный объект. Здесь помимо задачи собственно наведения трубы телескопа должна быть решена задача определения ее положения. Для определения положения трубы на ЗА-320 используются разделенные круги установленные на оси вращения инструмента. Имеются также видео камеры, которые передают изображения частей кругов в компьютер (Канаев, Девяткин, 2000). Таким образом, задача определения положения трубы инструмента без использования глаза сводится к задаче программного распознавания отсчета соответствующего круга.

Изображения, поступающие с видео камер, имеют вид, подобный виду изображения, представленному на рис. 6.

Для того, чтобы определить точный отсчет необходимо программно реализовать следующие шаги:

- найти цифры и штрихи;
- распознать цифры и определить целую часть отсчета;
- определить дробную часть отсчета (относительно индекса, положение которого задается, например, полушириной изображения отсчета).

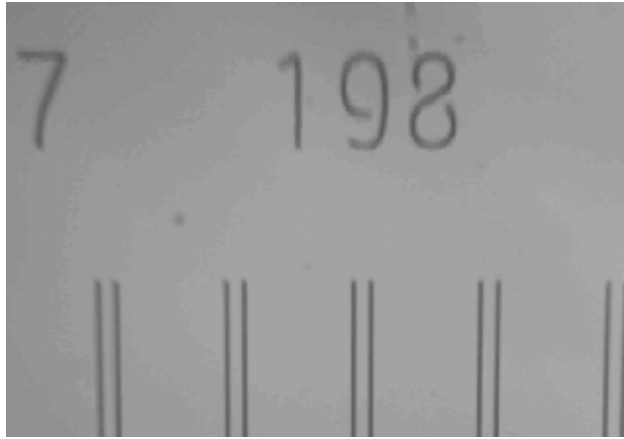


Рис. 6. Изображение цифр и штрихов.

Для данных видеотсчетных систем на изображениях отсчетов может присутствовать довольно неоднородный и выраженный фон. Поэтому для повышения качества распознавания цифр отсчетов он предварительно находится и устраняется. Вид изображения после вычета фона представлен на рис. 7.

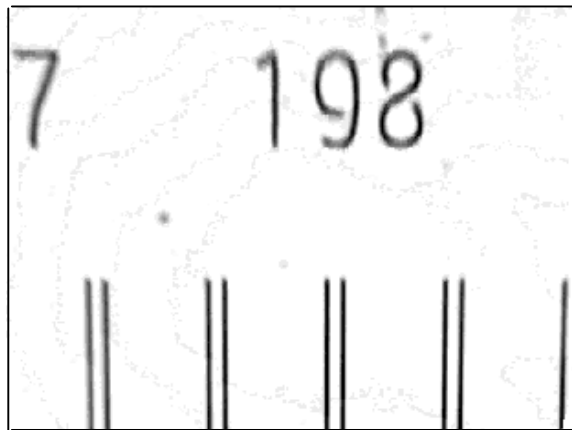


Рис. 7. Изображение цифр и штрихов после вычета фона.

На рисунке видны остаточные значения составляющей фона, а так же грязь в виде крупных точек. Остаточные значения фоновой составляющей имеют малую величину по сравнению со значениями величин сигналов на пикселях составляющих цифры и штрихи. Благодаря этому, остаточный фон игнорируется при поиске объектов, поскольку можно задать пороговое значение в каждом пикселе, над уровнем которого производить поиск и, тем самым, не принимать во внимание пиксели с малым значением сигнала.

После вычета фона производится поиск штрихов и цифр. Цифры и штрихи ищутся в границах рамок, которые предварительно задаются. Поиск осуществляется последовательным построчным сканированием сверху вниз в границах указанных

рамок. При этом находятся области связанных между собой пикселей, с величиной сигнала, превышающей заданный порог. Результат такого поиска отображен на рисунке 8, где представлены области найденных цифр и штрихов помеченные цифрами, расположенными справа и сверху (здесь номер зависит от порядка в котором был найден соответствующий объект). На рис. 8, b изображен индекс, относительно которого определяется дробная часть отсчета, находящийся посередине и пересекающий все изображение.

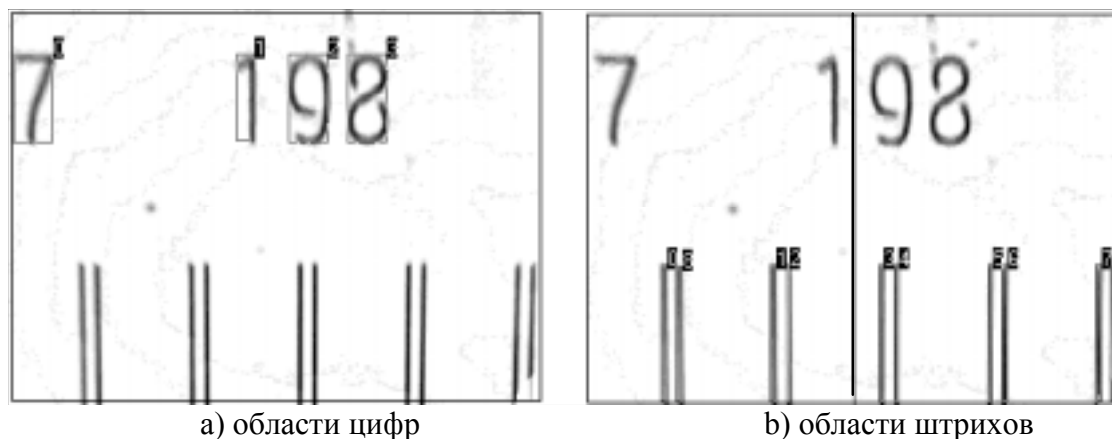


Рис. 8. Поиск цифр и штрихов.

После того, как найдены области содержащие цифры, можно приступить к процедуре распознавания. Распознавание цифры заключается в сравнении области, по предположению, содержащей цифру, с эталонной областью — шаблоном. Шаблон создается на основе изображений отсчетов содержащих заданную цифру. И шаблоны и распознаваемые цифры нормируются к некоторой величине. Для повышения надежности отождествления несколько шаблонов, соответствующих заданной цифре, усредняются. Область, содержащая распознаваемую цифру, последовательно сравнивается со всеми шаблонами следующим образом:

- области совмещаются либо геометрическими центрами, либо центрами тяжести;
- путем подвижки по X и по Y центра области заданного шаблона относительно центра области определяемой цифры последовательно находят суммы разностей между значениями точек этих двух областей; выбирается минимальная сумма разностей;
- выбирается минимальное значение суммы разностей из всех сумм разностей для всех шаблонов, при этом номер шаблона, соответствующий минимальной сумме, дает цифру отсчета.

Полученные таким образом цифры группируются. Из групп цифр тривиальным образом может быть получена целая часть отсчета. Чтобы получить его дробную часть нужно знать положение штриха над которым находится цифра. Для целой части отсчета известны координаты нахождения ее середины. Абсцисса этой середины и заданные допуски дают необходимый интервал. Так как координаты центров штрихов найденных на изображении известны, то штрих, абсцисса которого попадает в интервал, соответствует находящейся над ним цифре. Далее относительно индекса и отмеченным цифрой штрихом определяется дробная часть отсчета. Для примера, распознанный отсчет, соответствующий изображению представленному на рис. 8, равен $197^{\circ}53'32'',9$ (на изображении между парами штрихов расстояние 20 угловых минут). Можно отметить, что описанный выше алгоритм по своей сути напоминает построение дискретной функции кросс-корреляции (1), где I соответствует

отождествляемой области, T — шаблону. При этом выражения (2) и (3) соответствуют пунктам 2 и 3 последнего списка.

$$d_l[m, n] = \sum_{i, j} [(I(i, j) - T(i - m, j - n))] \quad (1);$$

$$\delta_l = \min d_l, \forall m, n \quad (2);$$

$$\Delta = \min \delta_l, l = 0(1)9 \quad (3).$$

Надежность распознавания цифр при использовании вышеизложенного метода естественным образом зависит от качества получаемых с камер изображений. Здесь, главным образом, необходима резкость изображений, то есть особое внимание нужно уделять хорошей фокусировке камер. Важным фактором является также качество самих лимбов, а именно, отсутствие на их поверхности сильной загрязненности и крупных дефектов (царапин).

Технически процедура получения отсчетов по обоим кругам реализована в виде dll-библиотеки, которая составляет часть программы автоматического управления телескопом ЗА-320. Для связи с камерой используется стандартная dll-библиотека Windows — avicap.dll.

3.2. Программное обеспечение системы управления

Программное обеспечение системы управления астрометрическим комплексом ЗА–320 (пакет **TelescopeControl / CameraControl**) представляет собой промежуточное звено между наблюдателем (оператором) и аппаратным обеспечением системы. С его помощью осуществляется подача команд исполнительным устройствам и контроль состояния систем телескопа. Наличие развитого графического интерфейса, ориентированного на стандартную последовательность действий и автоматизацию рутинных операций, позволяет пользователю сконцентрироваться на процессе наблюдения как таковом. Следствием большего комфорта для наблюдателя является, в конечном итоге, повышение качества наблюдений — устранение ошибок наведения и высокая скорость работы.

При разработке комплекса широко использовался модульный подход. Его суть состоит в том, что программа разбивается на отдельные блоки, представляющие собой логически выделенные части общей задачи. Взаимодействие модулей происходит в соответствии с заданной спецификацией, характеризующей выполняемую данным модулем задачу и абстрагирующей от способа ее реализации. Преимуществами такого подхода являются высокая надежность программного обеспечения, легкость его сопровождения и модификации, возможность коллективной разработки. Кроме того, открытость спецификаций модулей позволяет адаптировать программные средства к различным аппаратным конфигурациям. Например, переход к другой ПЗС-камере требует лишь замены соответствующего модуля, при этом пользовательский интерфейс управления ПЗС-камерой остается прежним, не требуется обучения наблюдателей работе с новыми программами и вмешательства в остальные компоненты системы.

Требования модульности и переносимости (возможности работы на различных аппаратных платформах и под управлением различных операционных систем) определили выбор инструментальных средств разработки программного обеспечения. Среди универсальных языков программирования этим требованиям в наибольшей степени удовлетворяют язык Ada'95 (компилятор GNAT) и среда Borland Delphi/Kylix. Первый использовался для реализации модуля абстракции аппаратуры управления

телескопом, вторая — для написания графических пользовательских интерфейсов (GUI), модуля поддержки ПЗС-камеры и работы с сетью. Большинство компонентов системы способно работать под управлением ОС Windows и Linux. Однако драйверы низкого уровня для подсистемы точного времени написаны на Microsoft Visual C++ с использованием пакета NuMega DriverStudio и, вследствие этого, не являются переносимыми.

Все компоненты комплекса осуществляют ведение журнала работы. В журнале, с заданной степенью детализации, регистрируются команды, поданные пользователем, ход их выполнения, сообщения об ошибках аппаратуры, отладочная информация. Эти данные, в частности, позволяют восстановить последовательность событий при возникновении ошибочной ситуации, что абсолютно необходимо на стадии отладки системы, но может потребоваться и в процессе ее нормальной работы.

На Рис. 9 показана общая структура комплекса.

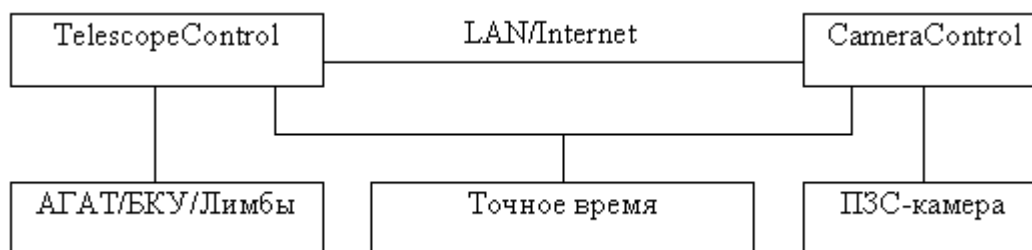


Рис. 9. Общая структура программного комплекса TelescopeControl/CameraControl.

Основными компонентами комплекса являются подсистема управления приводами и датчиками телескопа и купола TelescopeControl, подсистема управления ПЗС-камерой CameraControl и подсистема точного времени.

3.2.1. Подсистема точного времени

Подсистема точного времени предоставляет всем составляющим комплекса единый временной сигнал высокого разрешения. Модульный подход позволяет менять физический источник этого сигнала прозрачно для приложений комплекса, путем замены модуля (драйвера) источника времени. К настоящему времени реализован программный интерфейс для трех типов источников времени:

- *Системный таймер.* Внутреннее временное разрешение — $0.69 \mu\text{s}$, точность определяется загруженностью процессора и, в меньшей степени, нестабильностью частоты процессорной шины компьютера. Этот источник времени может использоваться, например, когда системный таймер компьютера синхронизируется с сервером точного времени, имеющимся в локальной сети, при этом точность остается сравнительно низкой.
- *Энергонезависимые часы реального времени (CMOS RTC).* Внутреннее временное разрешение равно $1/f$, где f — тактовая частота процессора компьютера. Внутренняя точность в пределах секунды определяется нестабильностью частоты процессорной шины компьютера (обычно порядка 10^{-6} – 10^{-5}), на больших интервалах — нестабильностью секундных импульсов энергонезависимых часов (обычно порядка 10^{-4} – 10^{-3}). Использование этого источника времени имеет смысл при высокой стабильности секундных импульсов, например, когда они синхронизированы с внешним стабилизированным источником тактовых

импульсов. Кроме того, точность его, в отличие от системного таймера, не зависит от загруженности центрального процессора.

- *Внешние минутные импульсы, подаваемые через параллельный порт компьютера.* Внутреннее временное разрешение равно $1/f$, точность в пределах минуты определяется нестабильностью частоты процессорной шины. Данный способ является наиболее точным из всех трех и используется в настоящее время. Источником минутных импульсов служит Пулковская служба времени.

На практике временная точность ограничивается рядом факторов и всегда хуже внутренней точности модуля источника времени. В частности, поскольку операционная система Windows не является системой реального времени, возможны непредсказуемые временные задержки, в особенности — при высокой загруженности центрального процессора и интенсивном обмене с периферийными устройствами. Это — один из факторов, обуславливающих необходимость переноса компонентов системы, требующих высокоточного времени, на отдельные компьютеры (LCU — Local Control Unit), то есть создания распределенной системы управления.

Кроме того, точность определения момента начала экспозиции существенно зависит от используемой ПЗС-камеры. Например, в случае камеры SBIG ST-6 при работе через последовательный порт на скорости 115 kbps время реакции камеры, составляющее в норме ~ 10 ms, при включенном охлаждении в момент окончания экспозиции увеличивается до ~ 100 ms. Дополнительный вклад в увеличение времени реакции камеры вносят также ошибки обмена по последовательному порту.

Таким образом, при использовании ПЗС-камеры ST-6 точность определения абсолютного момента начала экспозиции составляет ~ 100 ms. Однако, как показал опыт использования данного программного обеспечения на Пулковском меридианном телескопе им. М. С. Зверева, при работе в режиме AutoGrab (автоматическое получение последовательности ПЗС-кадров с одинаковыми параметрами), точность определения *интервалов* времени между последовательными кадрами достигает 3–5 ms, с отдельными выбросами порядка секунд, обусловленными ошибками обмена по последовательному порту. По-видимому, это является пределом при использовании камеры ST-6 без дополнительного оборудования, рассчитанного на точное определение момента начала экспозиции.

3.2.2. Подсистема TelescopeControl

Подсистема TelescopeControl осуществляет управление приводами и датчиками монтировки телескопа и купола. Ее структура приведена на Рис. 10.



Рис. 10. Структура подсистемы управления телескопом

Консоль оператора — это средство подачи команд исполнительным устройствам телескопа и визуального контроля состояния его систем. Кроме того, она

координирует работу всех остальных компонентов данной подсистемы, осуществляет координатно-временные преобразования, не зависящие от геометрической модели телескопа, и ведет журнал работы. Графический пользовательский интерфейс (GUI) консоли содержит элементы управления, характерные для достаточно широкого класса астрономических инструментов, и не зависит от особенностей реализации системы управления. Отсутствие каких-либо функций системы управления (например, вращения купола) проявляется в невозможности вмешательства в соответствующие элементы интерфейса.

Консоль ведет непрерывный мониторинг системы управления, обеспечивает фиксацию в журнале и обработку ошибочных ситуаций. При возникновении критических ошибок предпринимаются, по возможности, корректирующие действия для восстановления работоспособности системы.

GUI консоли подсистемы TelescopeControl приведен на Рис. 11. Наблюдателю предоставляются следующие возможности:

- выбор объекта из заранее подготовленного списка объектов (программы наблюдений);
- наведение на выбранный объект (или по заданным координатам);
- тонкая коррекция положения трубы телескопа по осям t и δ ;
- выбор фильтра;
- контроль текущего положения трубы (часовой угол, экваториальные и горизонтальные координаты);
- включение и выключение часового механизма (в нормальном режиме часовой механизм включается автоматически при наведении на объект);
- контроль положения купола (при этом текущий азимут купола выделяется красным цветом, когда купол находится в положении, мешающем наблюдениям);
- вращение купола и установка его в заданный азимут;
- управление режимами синхронизации положения купола и трубы телескопа — возможна синхронизация с текущим положением трубы или с положением объекта на небе;
- открытие и закрытие створок купола.

При необходимости, по окончании наведения на выбранный объект, автоматически происходит поворот купола в нужное положение, установка требуемого фильтра и отправка подсистеме управления ПЗС-камерой задания на выполнение экспозиции или серии экспозиций с заданными параметрами. При этом (см. Рис. 9) ПЗС-камера может быть физически подключена к другому компьютеру в локальной сети системы управления.

Кроме того, при помощи пункта меню *Commands* возможна подача и других команд, используемых реже, либо специфичных для данной системы управления или для данного телескопа. Примерами их в случае системы управления ЗА–320 являются приведение телескопа в исходное положение (парковка), приведение купола в исходное положение (инициализация датчика вращения купола), переход из положения *E* в положение *W* и обратно, а также прерывание текущей операции наведения и программный сброс системы.

На данный момент в системе отсутствуют функции фокусировки и автогидирования. Они будут внесены в следующую спецификацию модуля абстракции аппаратного обеспечения и, соответственно, найдут отражение в пользовательском интерфейсе и смогут использоваться при наличии соответствующей аппаратной поддержки.

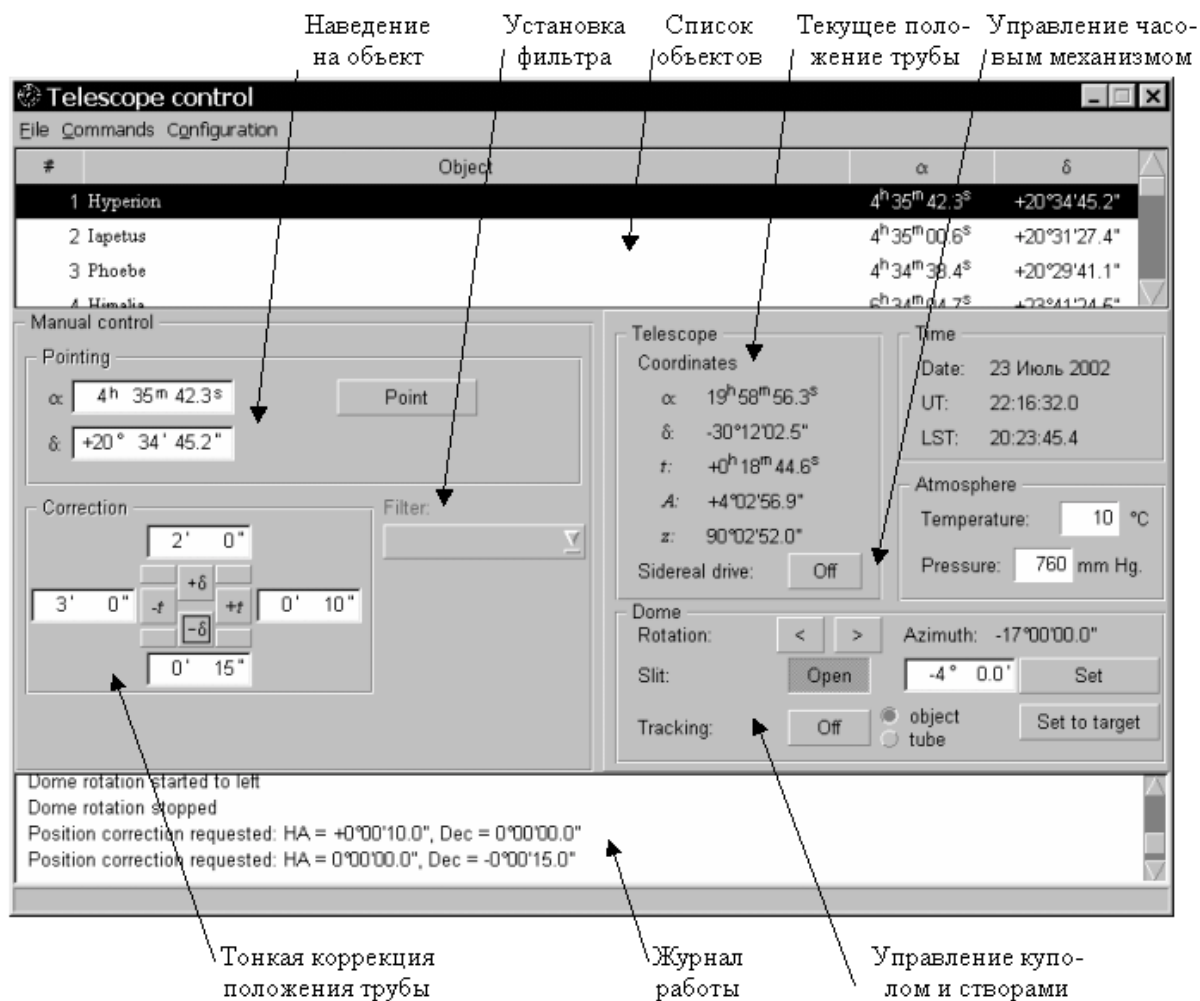


Рис. 11. GUI подсистемы управления телескопом

Под *геометрической моделью телескопа* подразумевается модуль, осуществляющий преобразование экваториальных координат наблюдаемого объекта в координаты системы управления (отсчеты лимбов) и обратно, с учетом параметров установки телескопа и параметров лимбов. Кроме того, в задачи модели входит определение, на основании данных о геометрических размерах телескопа и купола, требуемого положения центра люка купола при заданном положении трубы. Данный модуль также производит расчет траектории движения трубы при наведении и проверку ее допустимости. Для этой цели существует возможность задавать границы допустимой области движения трубы — “soft limits”, — дополняющие аппаратные ограничители движения — “hard limits”.

Основная задача *модуля абстракции аппаратного обеспечения* — реализация высокоуровневых команд управления телескопом применительно к конкретной управляющей аппаратуре. Данный модуль информирует консоль оператора о возможностях системы управления, например, о наличии часового механизма, датчиков температуры и давления, о возможности управления фильтрами и куполом. Поданные оператором при помощи консоли команды транслируются в последовательность команд управляющего (низкоуровневого) языка аппаратуры и передаются ей для исполнения. Передача команд блокам АГАТ и БКУ происходит по последовательному или параллельному портам, при этом порты могут физически располагаться на другом компьютере — в этом случае передача данных происходит по локальной сети,

прозрачно для остальных компонентов системы. Необходимость в переносе оборудования на другой компьютер может возникнуть в силу ограниченности числа портов ввода-вывода компьютера; это является дополнительным аргументом в пользу реализации распределенной системы управления.

Опрос лимбов, связанных с компьютером посредством карт видеозахвата, осуществляется при помощи модуля распознавания цифр и штрихов лимбов.

Примером команды высокого уровня модуля абстракции аппаратного обеспечения является команда наведения на объект с заданными координатами α , δ . Для ее реализации используются имеющиеся низкоуровневые команды переключения режимов грубого и точного движения и обработки заданного числа шагов приводов по двум осям. Наведение осуществляется в два этапа — грубого и тонкого наведения. Алгоритмы обоих этапов схожи между собой и реализованы итеративной процедурой с контролем текущего положения трубы телескопа по лимбам. Алгоритмы приведены на Рис. 12 и 13.

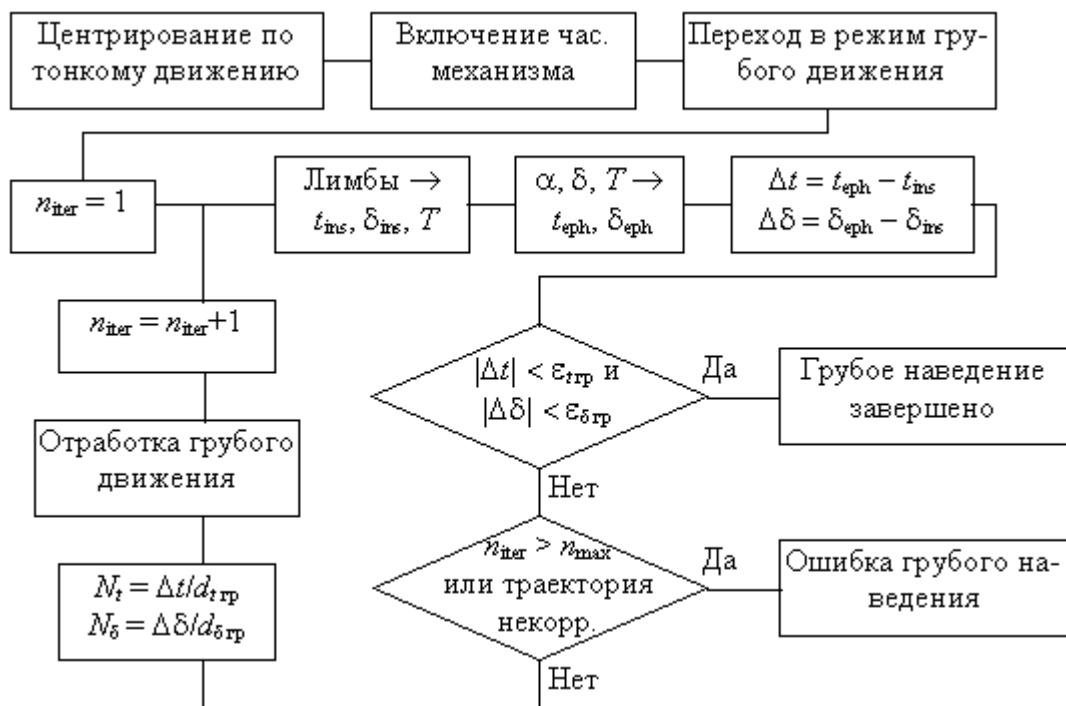


Рис. 12. Алгоритм грубого наведения

Здесь n_{iter} — номер текущей итерации, n_{max} — максимально допустимое число итераций, t_{ins} , δ_{ins} — отсчеты лимбов на текущий момент T , t_{eph} , δ_{eph} — требуемые отсчеты лимбов на тот же момент, вычисленные модулем геометрической модели, Δt , $\Delta \delta$ — необходимое перемещение по двум осям, N_t и N_δ — число шагов приводов.

Основными параметрами алгоритма являются $d_{t\text{ гр}}$, $d_{\delta\text{ гр}}$, $d_{t\text{ тонк}}$, $d_{\delta\text{ тонк}}$ — длина шага привода при грубом и тонком движении и $\Delta_{t\text{ гр}}$, $\Delta_{\delta\text{ гр}}$, $\Delta_{t\text{ тонк}}$, $\Delta_{\delta\text{ тонк}}$ — требуемая точность, соответственно, грубого и тонкого наведения,

При заданной точности грубого наведения, равной $10'$, алгоритм грубого наведения сходится, как правило, за 1–2 итерации. Точность (критерий окончания) тонкого наведения выбрана равной $20''$. Данное значение определяет результирующую точность наведения. При этом алгоритм тонкого наведения сходится практически всегда за одну итерацию.

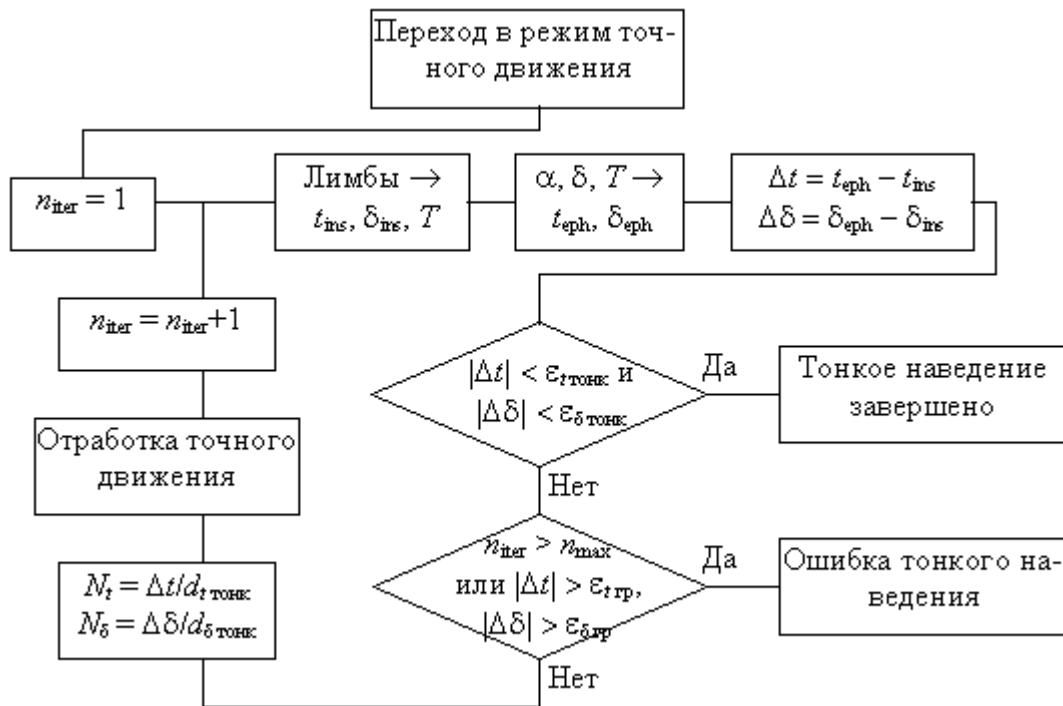


Рис. 13. Алгоритм тонкого наведения

3.2.3. Подсистема CameraControl

Подсистема управления ПЗС-камерой образована на основе усовершенствованной программы CameraControl, предназначенной для управления камерой SBIG ST-6 и работающей на ЗА-320, начиная с 2000 г. Ее архитектура построена на тех же принципах, что и архитектура подсистемы TelescopeControl. Структура подсистемы CameraControl приведена на Рис. 14.



Рис. 14. Структура подсистемы управления ПЗС-камерой.

Модуль интерфейса ПЗС-камеры, подобно модулю абстракции аппаратного обеспечения в подсистеме TelescopeControl, реализует стандартный набор высокоуровневых команд управления применительно к конкретной ПЗС-камере. Переход к другой модели камеры или реализация новых возможностей в существующей камере сводятся к замене или модификации этого модуля. В качестве примеров команд высокого уровня модуля интерфейса ПЗС-камеры можно привести команды установки и разрыва связи с камерой, управления ее охлаждением, получения информации о поддерживаемых камерой возможностях, выполнения

экспозиции с заданными параметрами, прерывания экспозиции и загрузки изображения.

Функции *консоли оператора* (Рис. 15) аналогичны функциям консоли подсистемы TelescopeControl. Кроме того, консоль осуществляет загрузку и сохранение ПЗС-кадров в различных форматах.

Основным форматом кадра является формат FITS. Работа с ним осуществляется на основе распространенной библиотеки CFITSIO, что гарантирует соответствие создаваемых программой файлов стандарту FITS. Возможна работа с изображениями отличной от 16 бит разрядности, а также сжатие кадров различными алгоритмами.

Кроме того, в качестве подключаемых модулей реализована работа с файлами формата SBIG ST-X (compressed и uncompressed) и с растровыми изображениями. На основании открытой спецификации возможно создание модулей с поддержкой других форматов изображений. Возможен также импорт изображений из неструктурированных файлов и файлов неизвестных форматов.

Среди дополнительных возможностей консоли можно отметить работу с библиотекой, созданных предварительно, темновых кадров, построение увеличенного изображения или профиля выделенной области, а также наличие сетки экваториальных координат, накладываемой на кадр с учетом координат его центра, ориентации и масштаба, содержащихся в заголовке кадра.

В стадии реализации находится интерпретатор командного языка (script language), позволяющий управлять программой из командной строки (в том числе с удаленной рабочей станции) и автоматизировать часто встречающиеся последовательности действий оператора. Подсистема CameraControl может использоваться и как отдельная, независимая от других компонентов программа управления ПЗС-камерой. В этом качестве ее преимуществами являются:

- удобный графический интерфейс, ориентированный на стандартные действия наблюдателя;
- высокая (для данной программно-аппаратной платформы) временная точность;
- подробный журнал работы;
- открытая архитектура, позволяющая независимым разработчикам расширять возможности программы — поддержка дополнительных ПЗС-камер, источников времени, форматов данных;
- поддержка пакетного режима работы и управления по сети для создания распределенных и автоматических систем управления.

В CameraControl реализованы, в частности, все возможности программы CCDOPS (и ее преемника CCDSoft) по управлению ПЗС-камерами. Но, в отличие от программ любительского класса в CameraControl отсутствуют функции первичной обработки изображений, работы с цветными изображениями и управления автогидированием. С нашей точки зрения, данные функции предпочтительнее реализовывать в специализированном программном обеспечении по обработке изображений и управлению телескопом.

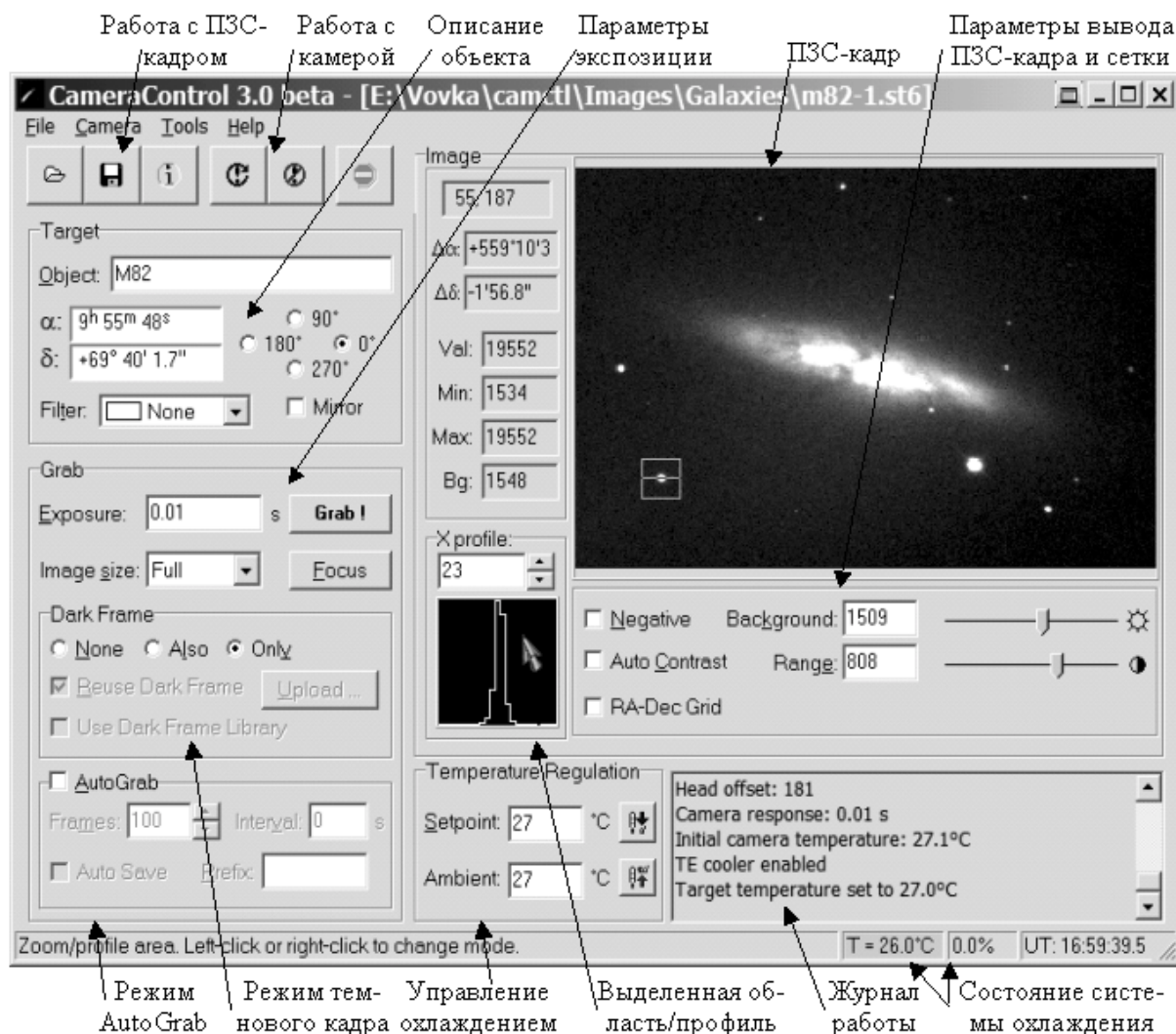


Рис. 15. GUI подсистемы управления ПЗС-камерой

4. Основные результаты астрономических наблюдений на ЗА-320

За время работы зеркального астрографа были получены следующие результаты:

1. 10 сентября 2000 г. проведены фотометрические наблюдения явления покрытия звезды из каталога Hipparcos 2559 астероидом N 111 (Ate). Обработка наблюдений проведена с использованием программных систем АПЕКС и ЭПОС. Получены следующие результаты: длина хорды астероида, участвующей в покрытии $125.6 \text{ км} \pm 7.2 \text{ км}$; для момента 2000, сентябрь 10, $0^{\text{h}}37^{\text{m}}56^{\text{s}}.99 \text{ UT}$: $(O-C)_{\alpha} = -0^{\text{s}}.025 \pm 0^{\text{s}}.0003$, $(O-C)_{\delta} = +0^{\text{s}}.16 \pm 0^{\text{s}}.02$ (Девяткин, Львов, 2001).
2. В феврале - мае 2000 года проведены наблюдения сверхновой SN2000E в полосах фотометрической системы Джонсона В (27 наблюдений), V (34 наблюдения) и R (34 наблюдения) с целью определения кривых изменения её блеска и отработки методики фотометрических наблюдений. Их точность оценивается в 0.06-0.07 зв.вел. (Devyatkin, 2001).
3. По программе проведения экспериментальных сеансов радиолокационной интерферометрии мая и декабре 2001 г. на ЗА-320 проведены наблюдения АСЗ 1999 KW4 и 1998 WT24, а также избранных геостационаров (Девяткин, Корнилов, 2002).

4. В 1999-2002 гг. проведены фотометрические наблюдения в полосе фотометрической системы Джонсона R покрытия звезды HD209458 ее спутником, в результате обработки получены 8 кривых блеска.
5. Получен ряд астрометрических наблюдений системы Плутон-Харон. Получено 91 положение в системе каталога USNO-2A. Обработка наблюдений проведена с использованием программной системы АПЕКС с учетом хроматической рефракции. Разработана методика редукции наблюдений для перехода от положения фотоцентра системы Плутон-Харон к ее барицентру, которая была применена для редукции наблюдений. Поправки достигают значений $\pm 0.05''$. Точность наблюдений оценивается величинами: $\sigma_\alpha = 0.014 \cos \delta$, $\sigma_\delta = 0.16''$ (Девяткин, 2000; Девяткин, Горшанов, 2002).
6. В 1998-2002 гг. проведены астрометрические наблюдения спутников Сатурна Титана, Гипериона, Япета и Фебы и спутников Юпитера Гималии, Эллары и Пасифе. Положения спутников получены в системе каталога USNO-A2.0. Обработка наблюдений проведена с использованием программной системы АПЕКС с учетом хроматической рефракции (Девяткин, Горшанов, 2000).
7. В период с сентября 1998 г. по май 1999 г. проведены астрометрические наблюдения сближающихся малых планет: (Ceres - 27 наблюдений, Vesta - 27, Metis - 23, Isis - 35, Kressida - 21, Philippina - 37, Bishop - 15, Hayakawa - 21, Tarrega - 8). . Положения малых планет получены в системе каталога USNO-A2.0. Обработка наблюдений проведена с использованием программной системы АПЕКС с учетом хроматической рефракции. Точность наблюдений оценивается величинами: $\sigma_\alpha = (0.012^s \div 0.028^s) \cos \delta$, $\sigma_\delta = (0.21'' \div 0.29'')$ (Девяткин, Грицук, 2000).
8. В 1998-2000 гг. проведены фотометрические наблюдения спутников Сатурна Гипериона, Фебы и спутников Юпитера Гималии, Эллары и Пасифе. Получены их кривые блеска. Сделан вывод, что вращение Гипериона носит хаотичный характер (Девяткин, Горшанов, 1999; Девяткин, Горшанов, 2000; Девяткин, Горшанов, 2002).
9. На телескопе ЗА-320 произведены фотометрические наблюдения в BVR-фильтрах скопления NGC 1513 для определения членов скопления, выполнена их фотометрическая обработка.
10. В 2002 г. по Пулковской программе наблюдений астероидов, сближающихся с Землей проведены наблюдения 12 объектов (Девяткин, Львов, 2002).
11. В 1997 г. проведены фотометрические наблюдения взаимных явлений в системе галилеевых спутников Юпитера. Получены две фотометрические кривые покрытий и одна кривая затмения. Интерпретация наблюдений проведена с использованием методики учета фотометрических особенностей спутников и с учетом распределения освещенности в полутени спутника в случае затмений. В результате, определены минимальные расстояния между спутниками или спутником и центром тени, а также моменты времени этих событий (Девяткин, 1998).
12. Для обработки ПЗС-изображений небесных объектов создана первая версия программной системы АПЕКС 1.0, которая позволяет получать координаты объектов, а также их звездные величины в системе выбранных каталогов. Программная система позволяет учитывать хроматическую рефракцию по показателям цвета объектов (B-V, B-R, V-R), имеется возможность подключения различных звездных каталогов, возможность выбора моделей аппроксимации изображений объектов на ПЗС-кадре. В данной версии обработку наблюдений можно производить в системе следующих каталогов: HIPPARCOS, TYCHO-2, USNO A2.0 и USNO SA2.0. Программа работает под управлением операционной

системы Windows 95/98 и имеет пользовательский интерфейс, написанный на русском языке (Девяткин, Грицук, 2000).

Основные выводы

Осуществлена автоматизация астрономических наблюдений на зеркальном астрографе ЗА-320. Выполнена работа по модернизации узлов монтировки, трубы телескопа и купола. Создана электронная аппаратура для управления механизмами телескопа. Разработано программное обеспечение для управления комплексом.

В заключение авторы выражают искреннюю благодарность сотрудникам ОРИНАТ, ОП и ЛФ ГАО РАН Н.А. Шкутовой, И.Н. Тихоновой, А.В. Шумахеру, А.В. Лебедеву, А.А. Ильину, Л.Д. Ермолаеву, О.П. Русакову, В.М. Гроздилову, принимавшим участие в конструировании, изготовлении, монтаже и наладке механических устройств и систем автоматики для комплекса астрографа ЗА-320. Авторы признательны Е.В. Полякову за консультации по проблеме отождествления цифр и оказание технической поддержки.

Литература

1. Артоболевский И.И. Механизмы в современной технике, т. I, М., Наука, 1979, 495 с., а
2. Артоболевский И.И. Механизмы в современной технике, т. III, М., Наука, 1979, 415 с., б
3. Бекяшев Р.Х., Канаев И.И., Девяткин А.В., Горшанов Д.Л., Грицук А.Н., Кулиш А.П., Свидунович А.Г., Шумахер А.В. // Зеркальный астрограф ЗА-320, Изв. ГАО, 1998, N 213, с. 249-258.
4. Девяткин А.В. Астрометрические наблюдения системы Плутон-Харон на зеркальном астрографе ЗА-320 в 1999 г., Изв.ГАО, 2000, N 214, с.361-369.
5. Девяткин А.В., Грицук А.Н., Свидунович А.Г. Наблюдения взаимных явлений в системе галилеевых спутников Юпитера на зеркальном астрографе ЗА-320 в 1997 г.// Изв.ГАО, 1998, N 213, с.108-121.
6. Девяткин А.В., Грицук А.Н., Горшанов Д.Л., Корнилов Э.В. АПЕКС — программная система для обработки ПЗС-изображений в астрометрии, Сборник “Астрометрия, геодинамика и небесная механика на пороге XXI века”, СПб, 2000, с.162-163.
7. Девяткин А.В., Грицук А.Н., Горшанов Д.Л., Корнилов Э.В., Куприянов В.В., Саловатова А.Е. Астрометрические и фотометрические наблюдения небесных тел на зеркальном астрографе ЗА-320 с ПЗС-приемником в Пулковке, Сборник “Астрометрия, геодинамика и небесная механика на пороге XXI века”, СПб, 2000, с.144-145.
8. Девяткин А.В., Грицук А.Н., Горшанов Д.Л., Корнилов Э.В., Куприянов В.В., Свидунович А.Г., Саловатова А.Е. Наблюдения сближающихся малых планет на зеркальном астрографе ЗА-320 в 1998-1999 гг., Изв.ГАО, 2000, N 214, с.370-381.
9. Девяткин А.В., Горшанов Д.Л., Грицук А.Н., Свидунович А.Г. Астрометрические наблюдения спутников Сатурна на зеркальном астрографе ЗА-320 в 1998-1999 гг., Изв.ГАО, 2000, N 214, с.382-386.
10. Девяткин А.В., Грицук А.Н., Горшанов Д.Л., Корнилов Э.В. АПЕКС — программная система для обработки ПЗС-изображений в астрономии, Изв.ГАО, 2000, N 214, с.455-468.
11. Девяткин А.В., Горшанов Д.Л., Грицук А.Н., Мельников А.В., Шевченко И.И. Наблюдения и теоретический анализ вращательной динамики Гипериона. I // Препринт ЛФ ГАО РАН, 1999, N 17, 40 с.

12. Девяткин А.В., Горшанов Д.Л., Грицук А.Н., Мельников А.В., Сидоров М.Ю., Шевченко И.И. Наблюдения и теоретический анализ вращательной динамики Гипериона. II // Препринт ЛФ ГАО РАН, N 18, 2000, 28 с.
13. Девяткин А.В., Горшанов Д.Л., Грицук А.Н., Мельников А.В., Сидоров М.Ю., Шевченко И.И. Наблюдения и теоретический анализ вращательной динамики Гипериона// Астрономический вестник, 2002, Т.6, N 3, с.269-281.
14. Devyatkin A.V., Gorshanov D.L BVR Photometry of SN 2000E, Information Bulletin on Variable Stars, 2001, N 5072, 4 p.
15. Девяткин А.В., Львов В.Н., Сидоров М.Ю., Смехачева Р.И. Результаты наблюдения звезды 2559 каталога Hipparcos 111 Ate 10 сентября 2000 года, Тезисы ВАК-2001, СПб, 6-12 августа, 2001, с.57.
16. Девяткин А.В., Львов В.Н., Смехачева Р.И., Цекмейстер С.Д., Горшанов Д.Л., Корнилов Э.В., Куприянов В.В., Сидоров М.Ю. Пулковская программа изучения объектов сближающихся с Землей // Межрегиональная конференция «Экология космоса», Санкт-Петербург, 2002, с.26-27.
17. Девяткин А.В., Корнилов Э.В., Сидоров М.Ю. Астрометрические наблюдения объектов геостационарной орбиты, полученные на зеркальном астрографе ЗА-320 в 2001 г// Данный сборник, 2002.
18. Львов В.Н., Девяткин А.В., Смехачева Р.И., Цекмейстер С.Д., Горшанов Д.Л., Корнилов Э.В., Куприянов В.В., Рафальский В.Б., Сидоров М.Ю. Пулковская программа изучения объектов, сближающихся с Землей// Данный сборник, 2002.
19. Девяткин А.В., Львов В.Н., Корнилов Э.В., Горшанов Д.Л., Куприянов В.В., Сидоров М.Ю. Астрометрические наблюдения объектов, сближающихся с Землей на зеркальном астрографе ЗА-320 в 2002 г.// Данный сборник, 2002.
20. Девяткин А.В., Горшанов Д.Л., Корнилов Э.В., Куприянов В.В., Сидоров М.Ю. Астрометрические наблюдения системы Плутон-Харон на зеркальном астрографе ЗА-320 в 2000-2002 гг., //Данный сборник, 2002.
21. Параллактическая монтировка АППШ-5. Описание и руководство к пользованию. Государственный Союзный завод, 1954, 17 с.
22. Канаев И.И., Девяткин А.В., Кулиш А.П., Грицук А.Н., Шумахер А.В. // Система наведения зеркального астрографа ЗА-320, Изв. ГАО, 2000, N 214, с. 523-532.
23. Срибнер Л.А. Путевые переключатели на магнитоуправляемых контактах. М., Энергия, 1979, 55 с.
24. Михельсон Н.Н. Оптические телескопы. Теория и конструкция, М. Наука, 1976, 510 с.

AUTOMATION OF ASTRONOMICAL OBSERVATIONS ON THE MIRROR ASTROGRAPH ZA-320

**I.I.Kanaev, A.V.Devyatkin, A.P.Kulish, V.B.Rafalsky, V.S.Vinogradov,
V.V.Koupriyanov, E.V.Kornilov**

Summary

The automation of ZA-320 telescope is made. The modernized nodes of the telescope, electronic equipment and software are described.

ИССЛЕДОВАНИЕ ТОЧНОСТНЫХ ХАРАКТЕРИСТИК АЛГОРИТМОВ ДЛЯ ИЗМЕРЕНИЯ АСТРОНЕГАТИВОВ НА ИЗМЕРИТЕЛЬНОЙ МАШИНЕ "ФАНТАЗИЯ"

Канаев И.И., Копылов И.М., Пикин Ю.Д., Поттер Х.И., Поляков Е.В.

Обсуждается влияние различных источников ошибок на результаты измерений. Представлена методика исследования точностных характеристик измерения положений и фотометрических величин звезд по их изображениям на фотопластинке. Сравниваются результаты измерений, выполненных посредством различных алгоритмов. Лучшие из алгоритмов позволяют измерять положение изображений звезд на пластинке с точностью 0.12 - 0.33 микрона и звездную величину - 0.01 - 0.03^m.

Процесс разработки и реализации алгоритмов для измерения фотографических изображений объектов звездного неба на измерительной машине "Фантазия" осуществляется под постоянным контролем их точностных характеристик и поведения систем измерительной машины в процессе измерений. Качество измерений оценивается по ряду признаков, среди которых особое внимание уделяется воспроизводимости (повторяемости) результатов измерения и сопоставимости (адекватности) измерений, полученных посредством различных алгоритмов. Разработана методика и пакет программ, позволяющих выполнить оценку качества измерений.

Контроль позиционных измерений

На точность измерения положений объектов могут влиять различные факторы, например, со стороны носителя информации - пластинки - ее прогиб, термические деформации, качество и шумовые характеристики эмульсии; со стороны аппаратуры - дрейф нуля-пункта системы позиционирования, неортогональность и непрямолинейность направляющих, точность фокусировки оптической системы измерительной машины; со стороны матобеспечения - зависимость процесса измерения от размеров изображения и степени его почернения, уровня сепарации плотности при измерении, реакция на зашумленность изображения и точность фокусировки. Остановимся на обсуждении методики оценки качества программного продукта с точки зрения точности позиционных измерений.

Анализ воспроизводимости результатов измерений начинается с многократного измерения одиночного объекта, вначале искусственного - кружка никеля, напылённого на чистое стекло, затем - фотографического одиночного изображения звезды. Координаты объекта при каждом его измерении задаются в его окрестности каждый раз разные, на расстоянии 0-500 микрон от центра изображения, что позволяет, во-первых, оценить работу алгоритма поиска и локализации (захвата) изображения и, во-вторых, убедиться в независимости результатов измерения от точности предварительных координат. Лучшие из алгоритмов при таком тестировании в серии из 20 измерений дают среднеквадратическое отклонение в положении объекта 0.08-0.15 микрона.

На втором этапе исследования воспроизводимости выполняются многократные измерения одной и той же пластинки со списком 1-2 тысячи изображений звезд различных величин. Для учета дрейфа нуля-пункта из списка выбираются маркеры: 10-

20 четких изображений, равномерно распределенных по полю пластинки и измеряемых после измерения каждой сотни объектов. Невязки координат маркеров от среднего их значения для всего периода измерений характеризуют стабильность системы координат измерительной машины. Многочисленные эксперименты подтвердили высокую стабильность системы: отклонение нуля-пункта от среднего положения в течение нескольких часов измерений не выходят за пределы одного микрона.

Как уже упоминалось, пластинка измеряется несколько раз. Для сравнительного анализа необходимо привести результаты всех измерений в единую систему координат, что достигается решением системы уравнений

$$\begin{aligned} X_i - x_i &= a_x x_i + b_x y_i + c_x, \\ Y_i - y_i &= a_y x_i + b_y y_i + c_y. \end{aligned}$$

Здесь X_i, Y_i - координаты опорной пластинки, x_i, y_i - координаты пластинки, подлежащей редукации, $a_x, b_x, c_x, a_y, b_y, c_y$ - коэффициенты формул редукации по методу наименьших квадратов. В качестве опорных объектов используются маркеры. Воспроизводимость результатов измерения положений изображений звезд разных величин весьма высока - для некоторых алгоритмов стандартное отклонение измерений от средних значений не превышает 0.3 микрона.

Схема сопоставления работы различных алгоритмов отличается от описанной выше только тем, что при измерении используется не один, а несколько алгоритмов. Исследовались алгоритмы, основанные на анализе геометрических характеристик изображений (GIM - geometric image measurement) и алгоритмы "взвешивания" (WIM - weight image measurement).

GIM-алгоритмом анализируется форма горизонтального сечения (изофоты) изображения звезды, выполненного на некоем уровне сепарации, заданном или выбираемом автоматически в зависимости от плотности фона в окрестностях измеряемого объекта. Сечение аппроксимируется эллипсом, центр которого принимается за центр изображения звезды. При заметном отличии формы сечения от эллипса или при значении эксцентриситета, меньшем некоторого заданного значения, текущее изображение классифицируется как изображение двойной или кратной системы и управление процессом передается алгоритму разделения тесных изображений.

WIM-алгоритм основан на вычислении "центра тяжести" выделенного фрагмента изображения - области S с массой, распределенной с плотностью $d(x,y)$:

$$x_c = \frac{\iint_{(S)} d(x,y)x dS}{\iint_{(S)} d(x,y)dS}, \quad y_c = \frac{\iint_{(S)} d(x,y)y dS}{\iint_{(S)} d(x,y)dS}.$$

Выделение фрагмента осуществляется, как и в GIM-алгоритмах, сепарацией изображения плоскостью $d(x,y)=d_{const}$, для обработки используется область S , где $\{p \in S | d(p) \geq d_{const}\}$. Здесь p - точки изображения.

Сопоставление результатов измерений, полученных GIM- и WIM-алгоритмами в различных режимах их применения, показало, что наилучшее согласование между ними наблюдается в случае, если для измерений выбирается уровень сепарации $d_{const} = (d_b + d_{up})/2$, где d_b и d_{up} есть плотность фона и верхний уровень плотности

для данного фотографического объекта, выбираемые по гистограмме распределения плотности изображения текущего участка пластинки. Невязки результатов в этом случае не превышают 0.5-1 микрона. При понижении уровня сепарации d_{const} к плотности фона d_b сопоставимость GIM- и WIM-результатов ухудшается, невязки возрастают до 3-4 микрон. Меньшее, но тоже заметное рассогласование результатов измерений (1.5-2.5 мкм) наблюдается в случае устремления d_{const} к d_{up} . Это обстоятельство учитывается в наших программах измерения пластинок.

Таблица 1

Стандартные отклонения отдельных измерений от средних по пластинкам (в микронах)

Измерение	MIM1		MIM2		WIM		GIM	
	x	y	x	y	x	y	x	y
1	3.4	2.7			2.21	2.08	0.88	0.74
2	8.4	2.3			1.12	1.63	0.51	0.56
3	5.1	2.0			1.14	1.66	0.50	0.56
4	2.4	3.5	2.4	3.1	1.17	2.08	0.53	0.55
5	5.0	2.7			1.12	1.76	0.54	0.57
6	4.2	5.7					0.66	0.58
7	5.0	5.6					0.63	0.58
8	2.1	1.6	1.4	1.7			0.58	0.57
9	2.3	1.4	1.5	1.4			0.55	0.59
10	2.1	2.3	1.7	1.8				
11	2.0	2.8	1.5	1.7				

Описанная методика тестирования точностных характеристик алгоритма была применена при исследовании вопроса о различиях в восприятии изображений звезд глазом человека и программой. С этой целью были выполнены измерения одной и той же пластинки¹ на полуавтоматической машине "Аскорекорд" десятью различными лаборантами-измерителями (MIM - manual image measurements), пять измерений WIM и девять - GIM алгоритмами. При этом оценка воспроизводимости результатов по визуальным измерениям (MIM) была получена по несколько иной схеме: измерения обрабатывались решением уравнений

$$X_i - x_i = a_x x_i + b_x y_i + c_x + p_x x_i^2 + q_x x_i y_i,$$

$$Y_i - y_i = a_y x_i + b_y y_i + c_y + p_y x_i y_i + q_y y_i^2$$

по методу наименьших квадратов. Здесь p , q - дополнительные редуцированные коэффициенты, остальные обозначения прежние.

В качестве опорных объектов использовались не маркеры, а опорные звезды из каталога IRS (International Reference Stars). Для этих трех групп были получены оценки воспроизводимости измерений. Результаты сравнения сведены в таблицу 1. Столбцы MIM1 и MIM2 в таблице 1 различаются тем, что для последнего из них обрабатывались результаты измерений лишь пяти лучших лаборантов-измерителей. Легко заметить, что точности MIM2- и WIM-измерений приблизительно одинаковы с чуть заметным

¹ Пластинка № 10589, $\alpha = 14^h 48^m$, $\delta = -2^\circ$, 4/5 июня 1985 года, экспедиционный астрограф, астрономическая станция ГАО АН СССР, Тариха, Боливия.

преимуществом последнего, но GIM-измерения вдвое точнее первых двух. Что касается зависимости качества измерений от звездной величины или от положения изображений на пластинке, то такой зависимости обнаружено не было (таблица 2).

Таблица 2

Зависимость воспроизводимости результатов измерений от звездной величины и от положения изображений на пластинке

	σ_x , мкм	σ_y , мкм
Mg	0.113	0.074
$x_{star} - x_{center}$	0.018	0.025
$y_{star} - y_{center}$	0.053	0.004

На рисунках 1-7 демонстрируется распределение отклонений (в микронах конкретных измерений от усредненных по группам MIM1-, MIM2-, WIM-, GIM-измерений, рисунки 8-9 представляют сравнение групповых результатов между собой (для наглядности невязки отображены не точками, а в виде графиков). Величины невязок (в микронах от -3 до 3) отложены вдоль оси ординат, вдоль оси абсцисс идут порядковые номера измеренных звезд (1-500). Графики, находящиеся в левой части поля рисунка, описывают ход и распределение невязок по оси X, в правой - по оси Y. На верхних графиках представлены сами отклонения координат объектов, ниже даны их осредненные по 33 соседним точкам кривые, ещё ниже - гистограммы распределения отклонений. Шаг гистограммы - 1 микрон, за исключением рисунков 6-7, где шаг составляет 0.1 микрона. В верхние части рисунков вписаны некие идентификаторы: буквенные относятся к человеку-измерителю, цифровые обозначают измерительный алгоритм, где старшим разрядом нумеруется семейство, младшим - версия алгоритма, цифра после точки или в скобках - порядковый номер измерения в группе.

На рис. 1-2 представлены результаты измерений невысокого качества по группе MIM1, рис. 3 характеризует работу лучшего измерителя из группы MIM2. Рис. 4 получен по результатам измерений WIM-алгоритмом.

Анализ графиков подтверждает ранее сделанный вывод о том, что по качеству "весовые" измерения находятся на уровне лучших визуальных. Реализация первой же версии GIM-алгоритма привела к заметному улучшению результатов позиционных измерений (рис. 5) по сравнению с WIM- и, тем более, с MIM-измерениями. На рис. 6-7 представлены результаты испытаний двух последующих версий GIM-алгоритмов.

Малые

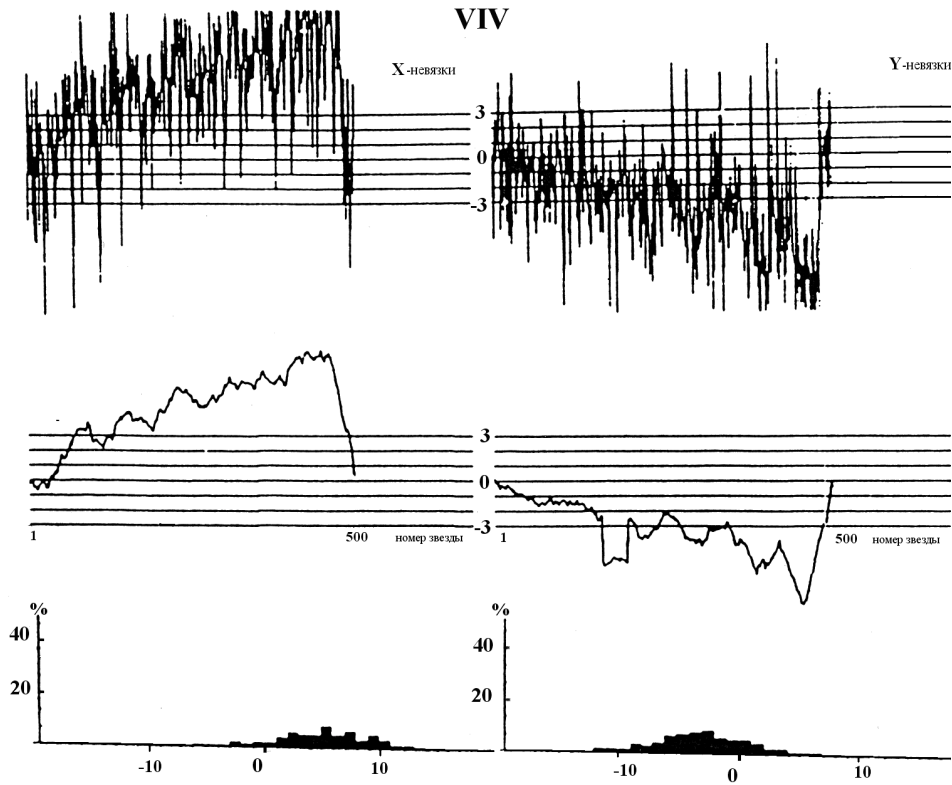


Рис. 1. Визуальные измерения низкого качества (MIM1).

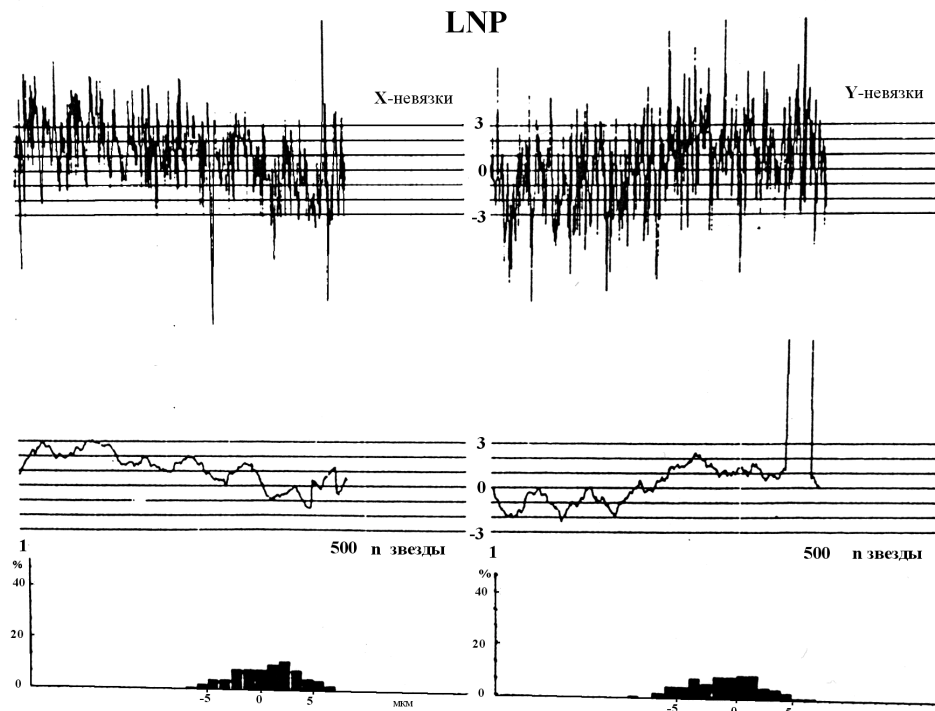


Рис. 2. Визуальные измерения удовлетворительного качества (MIM1).

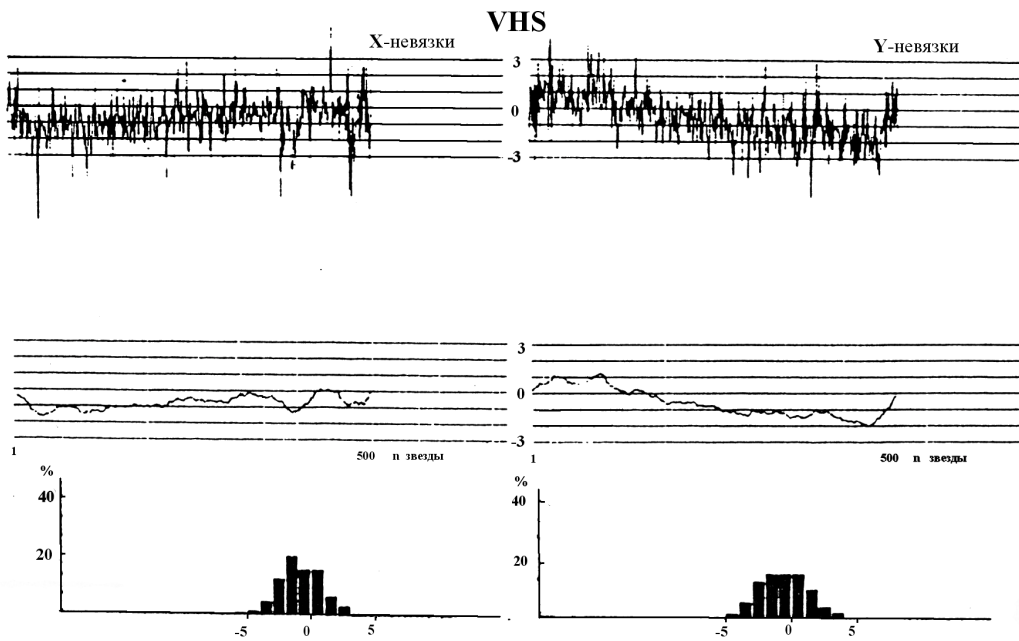


Рис. 3. Визуальные измерения высокого качества (MIM2).

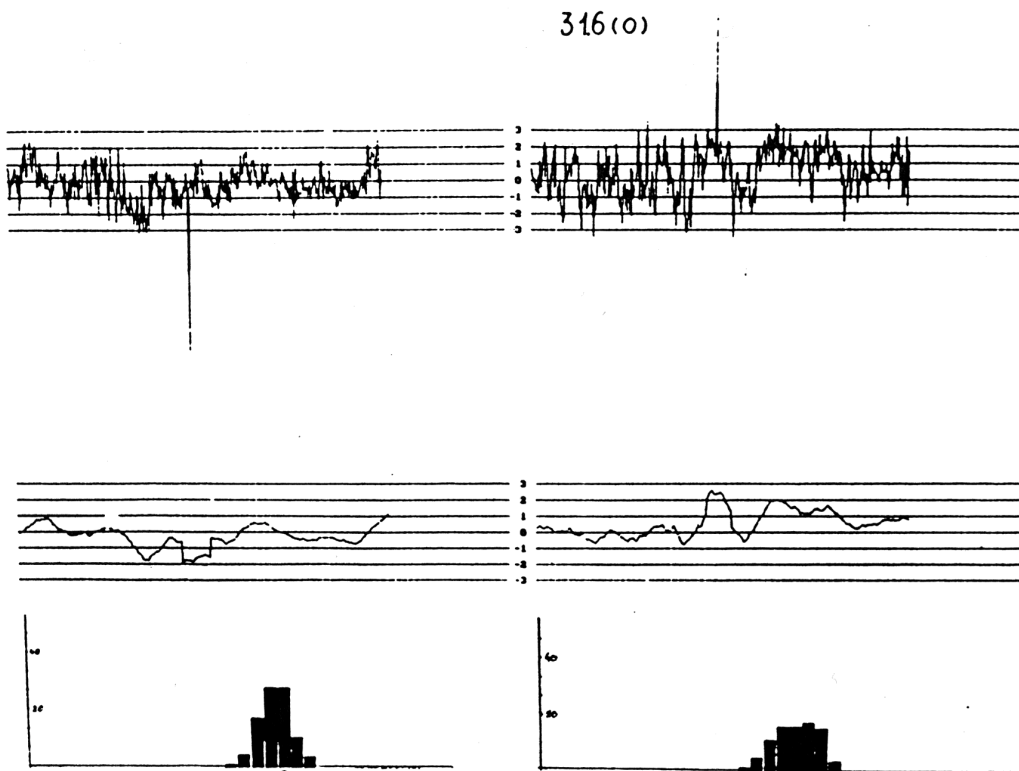


Рис. 4. Измерение "Весовым" алгоритмом (WIM).

40(0)

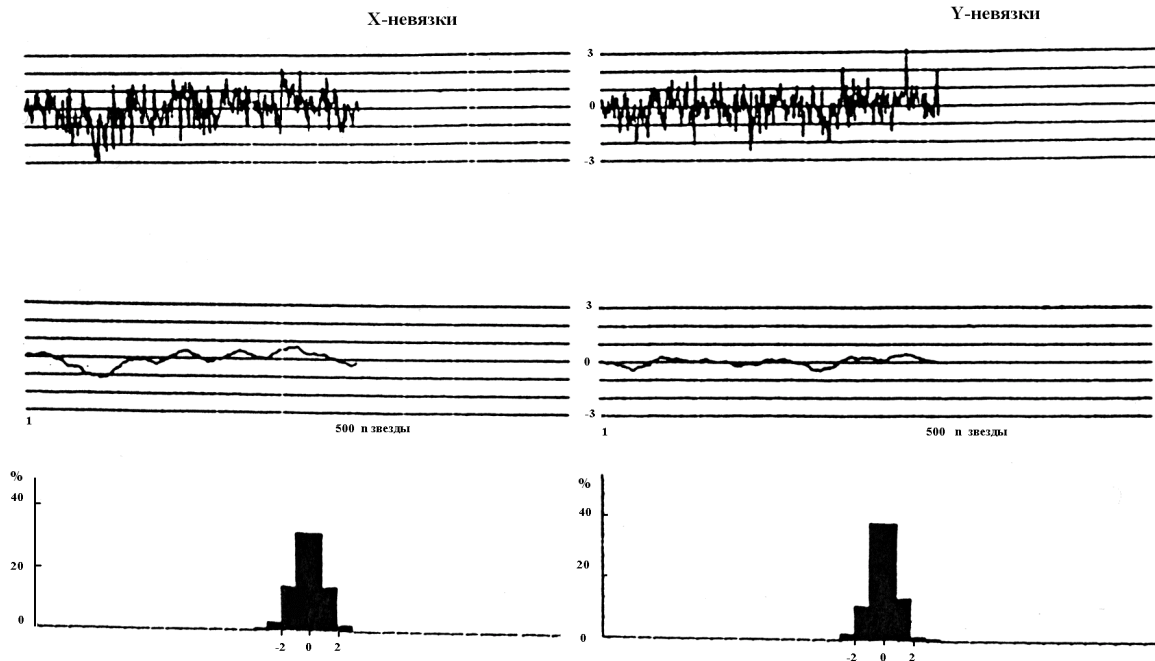


Рис. 5. Измерение "геометрическим" алгоритмом (GIM, нулевая версия).

41(3)

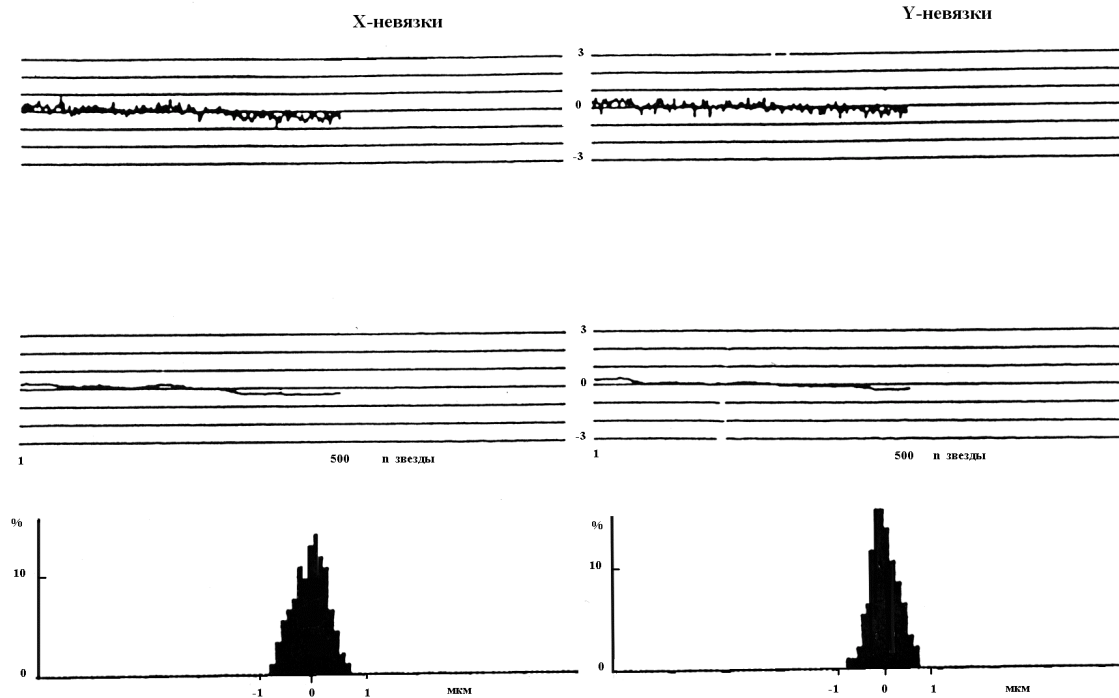


Рис. 6. Измерение "геометрическим" алгоритмом (GIM, промежуточная версия).

42(2)

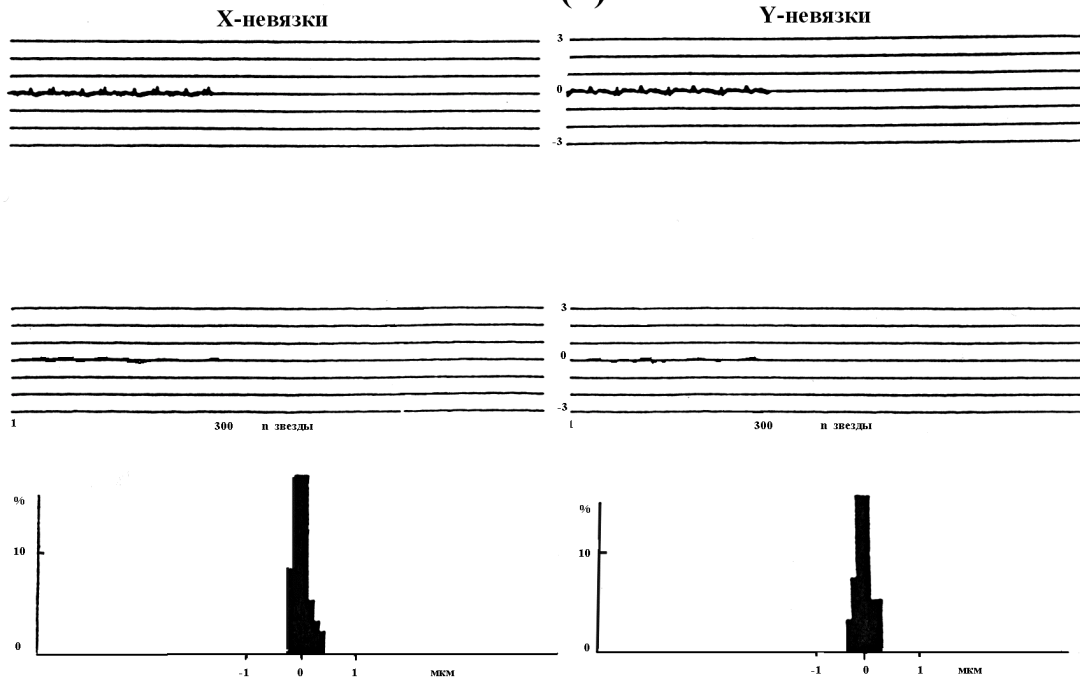


Рис. 7. Измерение "геометрическим" алгоритмом (GIM, окончательная версия).

Man-40

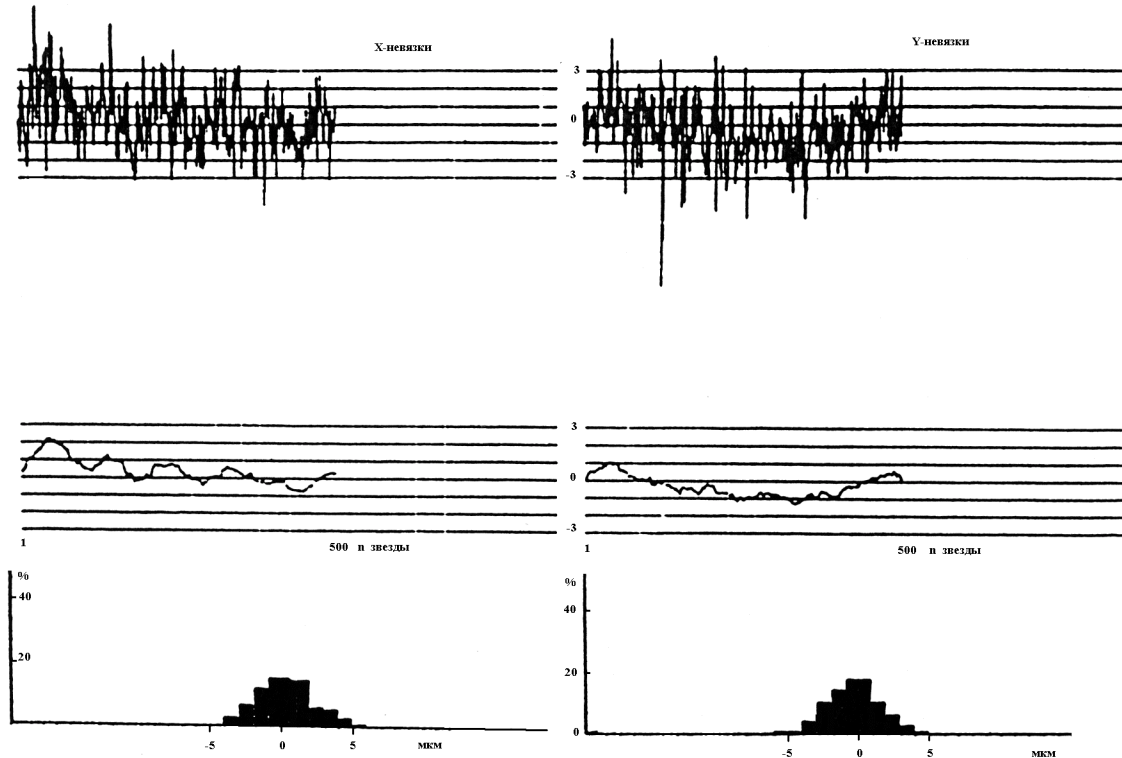


Рис. 8. Невязки "геометрического" и визуального измерений (GIM, MIM2).

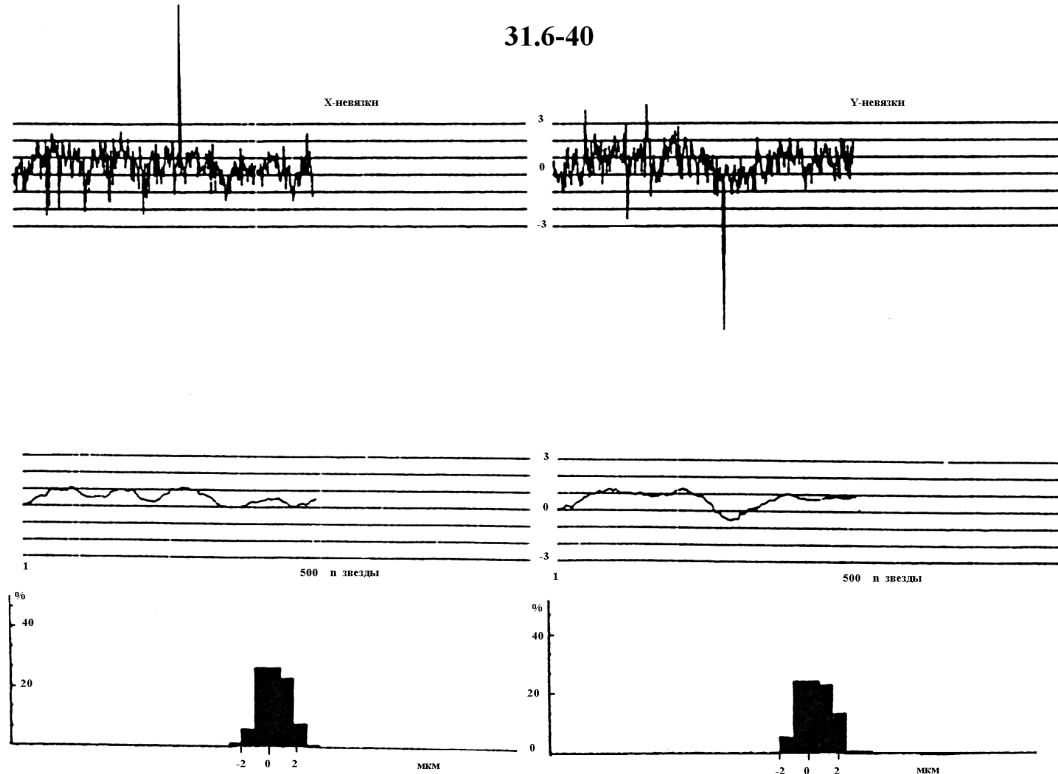


Рис. 9. Невязки "весового" и "геометрического" измерений (WIM, GIM).

значения невязок (амплитуда <0.3 мкм), характерные для указанных алгоритмов, позволили повысить разрешение гистограммы до 0.1 микрона: из рисунка 7 видно, что результаты всех измерений, выполненных алгоритмом 42, практически совпали между собой. На двух следующих рисунках (8-9) приведены результаты сравнения MIM-GIM и WIM-GIM алгоритмов между собой. Анализ графиков и гистограмм позволяет сделать важный вывод о том, что восприятие изображений обоими типами алгоритмов не имеет существенных отличий от визуального их восприятия во всем диапазоне размеров изображений, представленных на пластинке.

Оценка фотометрических измерений

Исследование воспроизводимости фотометрических измерений осуществлялось на серии из 11 пластинок, каждая из которых содержала от 15 до 30 надежных фотометрических стандартов - звезд с хорошо известными звездными величинами и показателями цвета $B-V$, полученными с помощью фотоэлектрических наблюдений. Для исследования были выбраны пять алгоритмов: два "геометрических" GPMh, GPM2 (Geometric Photometry Measurements) и три "весовых" WPM1, -2, -3 (Weight Photometry Measurements).

В первых двух алгоритмах, хорошо проявивших себя в позиционных измерениях, отличающихся высокой скоростью измерения, в качестве фотометрической характеристики принимается радиус изображения звезды, измеренный на некотором уровне плотности h . Различие между ними заключается лишь в способе выбора этого уровня. В алгоритме GPMh уровень h определяется один раз перед началом измерения на основании измерения плотности фона и должен одновременно удовлетворять двум противоречивым требованиям: быть достаточно высоким, чтобы уйти от шумов фона, но достаточно низким, чтобы не потерять слабые изображения. В этом и заключается

основной недостаток алгоритма GPMh - как правило, и от вредного влияния шума избавиться не удастся, и не все слабые звезды бывают найдены алгоритмом и измерены. Кроме того, поскольку уровень h постоянен при измерении изображений и слабых, и ярких звезд, то это означает, что измерения выполняются в разных частях изображения - у самой вершины графика распределения плотности для слабых и у основания графика - для ярких изображений (рис. 10). Значения внутренней точности фотометрических измерений, выполненных алгоритмом GPMh представлены в таблице 3. Наибольшая точность достигается при измерениях в верхней части профиля изображения, но слабые звезды теряются.

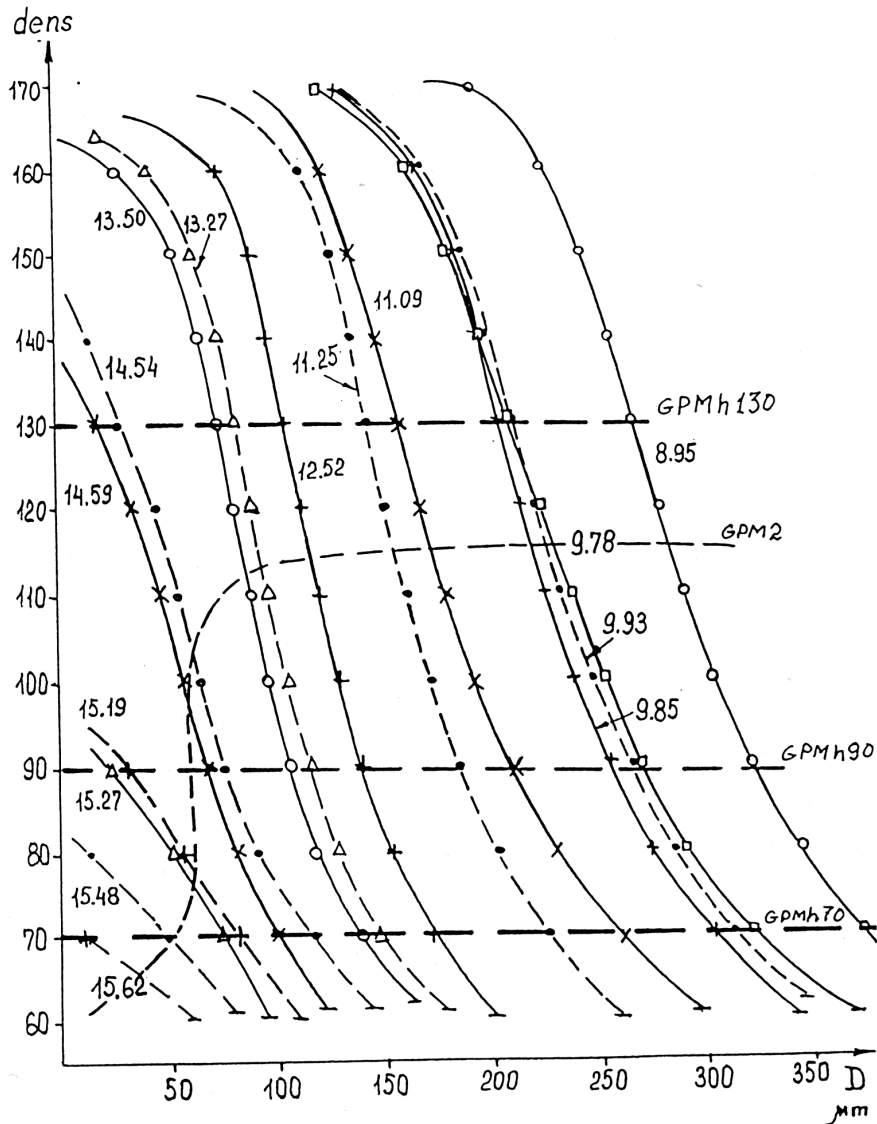


Рис. 10. Профили изображений звезд различной яркости.

Алгоритм GPM2 свободен от этих недостатков - уровень плотности, на котором выполняется измерения радиуса изображения, выбирается на середине профиля изображения в его центре: $h = (d_{\max} - d_b) 0.5 + d_b$.

Однако, надежды, возлагаемые на этот алгоритм, не оправдались (см. таблицу 3).

Таблица 3

Внутренняя точность фотометрических измерений,
выполненных различными алгоритмами

Звездная величина, m	GPMh			GPM2	WPM1		
	σ_m			σ_m	σ_m		
	70*	90*	130*		70*	90*	130*
8.95 - 9.85	0.032	0.077	0.011	0.019	0.015	0.017	0.007
11.09 - 11.25	0.143	0.057	0.018	0.070	0.038	0.030	0.015
12.52 - 13.50	0.093	0.116	0.044	0.116	0.044	0.044	0.049
14.54 - 15.48	0.020	0.070	-	0.020	0.053	0.033	0.030

* - уровень выделения изображения. Уровень фона для этих измерений $d_b = 60$.

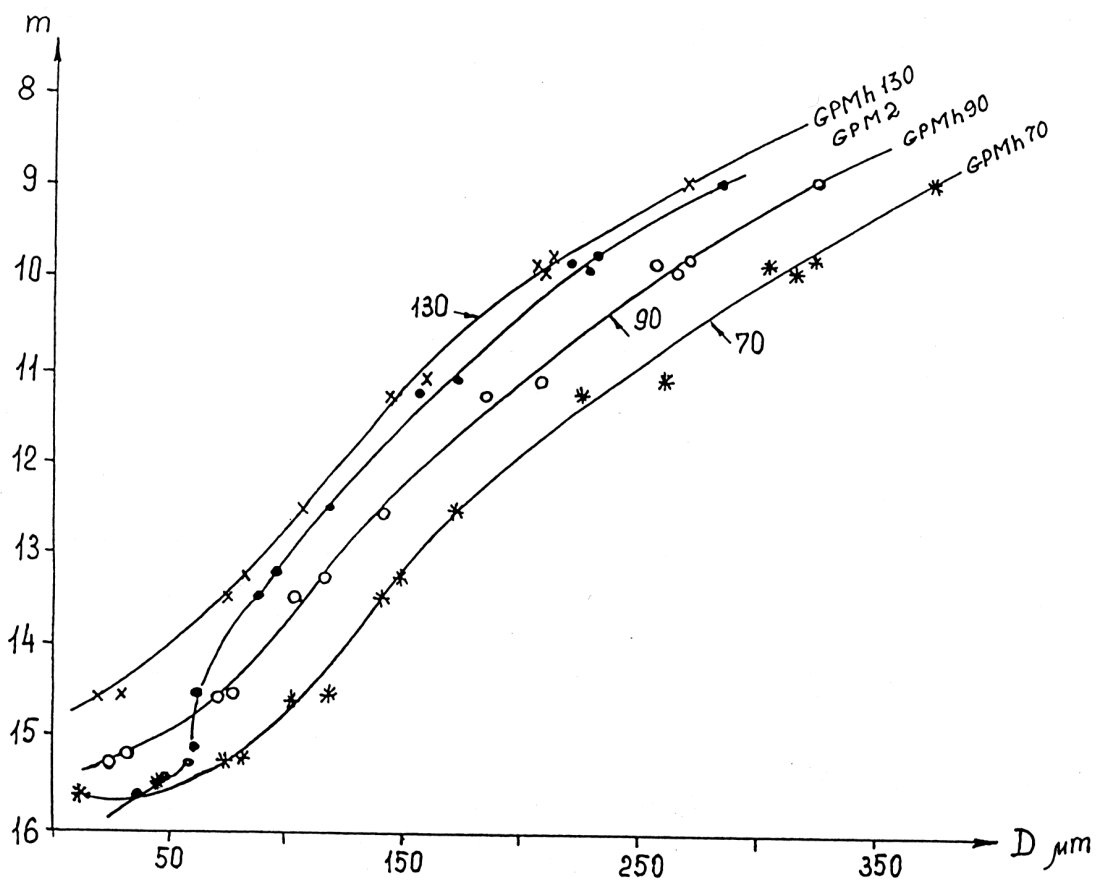


Рис. 11. Зависимость диаметра изображения от яркости звезды.

Оказалось, что изображения звезд средней яркости ($14.5^m - 15.5^m$) измеряются с наимудшей точностью. Анализ зависимости формы и размеров изображений от яркости фотографируемых объектов показал, что причина ухудшения точности кроется в особенностях формирования изображений на фотопластинке. Было обнаружено, что увеличение яркости в диапазоне слабых звезд ($16^m - 15^m$) приводит к увеличению как размеров (радиусов) изображений, так и степени их почернения (плотности d). Далее, в диапазоне величин $15^m - 14^m$, профиль плотности изображений с увеличением яркости

растет, в основном, в высоту при сравнительно небольшом увеличении радиуса. И, наконец, для ярких звезд, когда уровень плотности достигает порога насыщения, изменение профиля происходит только за счет радиуса изображения (рис. 10).

На рис. 11,12 приведены графики зависимости радиуса изображения и высоты его профиля от звездной величины объектов m . Как видно из рис.12, при $m < 14$ высота профиля изображений остается практически неизменной, не зависящей от яркости звезды.

Рис. 11 представляет характеристические кривые обоих "геометрических" алгоритмов. Бросается в глаза резкое уменьшение угла наклона графика GPM2 в диапазоне средних яркостей ($15.5^m - 14.5^m$), что говорит о непригодности этого алгоритма, отлично зарекомендовавшего себя в позиционных измерениях, для измерений фотометрических. Алгоритм же GPMh может работать во всех диапазонах звездных величин, за исключением очень слабых изображений, но точность его невелика, особенно на интервале средних яркостей.

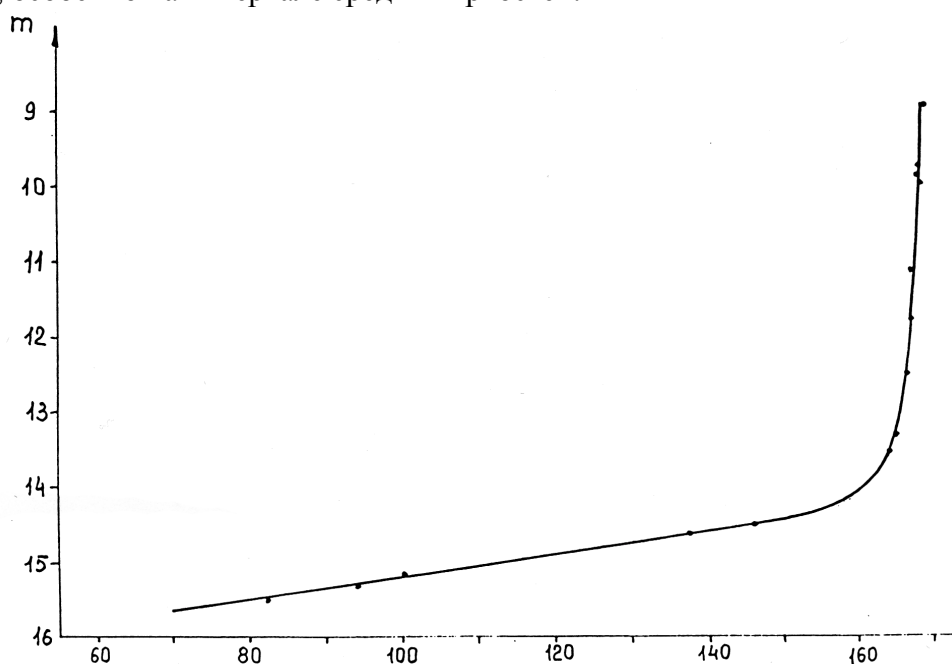


Рис. 12. Зависимость максимальной плотности изображения от яркости звезды.

Рассмотрим теперь качество "весовых" алгоритмов с точки зрения фотометрии. В недавнем прошлом основной проблемой, связанной с их применением, являлась невысокая скорость измерений. Особенно это касалось алгоритма WPM1, выполняющего поточечное взвешивание всего изображения. В связи со значительным увеличением мощности компьютеров указанная проблема снята. В алгоритмах WPM2, WPM3 определение "фотометрической массы" осуществляется с использованием профилей изображений, остающихся после позиционных измерений "геометрическими" алгоритмами, что позволяет добиться существенного (в 3-5 раз) повышения скорости измерения по сравнению с WPM1.

Результаты оценки точностных характеристик алгоритма WPM1 (стандартные отклонения звездных величин σ_m) приведены в таблице 3. Измерения выполнялись на различных уровнях сепарации изображения. Видно, что при измерении изображений ярких звезд воспроизводимость результата приблизительно в два раза выше. Изменение уровня сепарации на качество измерений влияет незначительно.

Выполненное исследование алгоритмов измерений, разработанных для

измерительной машины "Фантазия", позволяет сделать вывод о достаточно высокой точности измерений, обеспечиваемой "геометрическими" алгоритмами при позиционных измерениях и "весовыми" - при фотометрических. Алгоритмы могут применяться совместно путем использования промежуточных результатов одного алгоритма другим, что позволяет повысить общую эффективность обработки изображений.

Настоящая работа выполнена при финансовой поддержке Миннауки РФ, грант 01-54 "Координатно-измерительная астрографическая машина "Фантазия".

ЛИТЕРАТУРА

1. Poliakov E.V., Gerassimov A.G., Pikin Yu.D., Savasteny A.V., and Sokolov A.V. The automatically operated astro-negative measurement at the Pulkovo Observatory. Proc.2nd Workshop Positional Astron. Celestial Mech., Valencia, Spain, 1992.
2. Канаев И.И., Копылов И.М, Пикин Ю.Д., Поттер Х.И., Поляков Е.В. Исследование точностных характеристик алгоритмов для измерения астронегативов на измерительной машине "Фантазия". Препринт N 9, 1997, ЛФ ГАО РАН, СПб, 24 с.

AN INVESTIGATION INTO ACCURACY CHARACTERISTICS OF ALGORITHMS FOR MEASUREMENT OF ASTRONEGATIVES WITH MEASURING MACHINE "FANTASY"

I.I.Kanaev, I.M.Kopylov, Yu.D.Pikin, Kh.I.Potter, E.V.Polyakov

Summary

An influence of different sources of errors on results of measurements is discussed. The paper presents techniques for determination of accuracy characteristics of plate measurements with measuring machine "Fantaziya". Results of the measurements performed using different algorithms are compared. The best of the algorithms make it possible to obtain positions and magnitudes of stars to an accuracy of 0.12-0.33 μ and a magnitude of 0.01-0.03^m, correspondingly.

НАБЛЮДЕНИЯ ГСО С КОРОТКОФОКУСНЫМ ПЗС-АСТРОГРАФОМ

Каткова Е.В., Гусева И.С.

Приводится краткое описание особенностей наблюдений геостационарных объектов с небольшим телескопом в условиях Пулкова. Изложена методика наблюдений, методика обработки наблюдений и общие результаты. Получено 520 положений 18 запланированных пассивных ГСО и 260 положений 33 внеплановых объектов.

В мае 2001 на короткофокусном ПЗС-астрографе Пулковской обсерватории были начаты наблюдения геостационарных спутников. Наблюдения выполнялись в связи с необходимостью уточнения орбит для эфемеридного обеспечения сеансов радиолокации пассивных ИСЗ. Предварительные эфемериды спутников, запланированных для наблюдений, были предоставлены А.С.Сочиной.

Следует отметить, что изначально наша работа носит экспериментальный характер. Главным образом это обусловлено высокой широтой Пулковской обсерватории ($59^{\circ}46'18.7''$), что крайне невыгодно для наблюдений ГСО (они наблюдаются низко над горизонтом сквозь большие воздушные массы). Тем не менее, результаты нашей работы показывают, что даже в таких неподходящих условиях можно выполнять определение положений высокоорбитальных ИСЗ, если они в принципе наблюдаемы нашим небольшим инструментом (это зависит от блеска спутника и его положения по долготе).

Основным результатом является разработка методики такого рода наблюдений и методики редукиции полученных данных. В дальнейшем полученный опыт может быть использован с более подходящими инструментами и в местах, более подходящих для наблюдений геостационаров.

В настоящее время наблюдения выполняются на небольшом короткофокусном астрографе ($D = 100 \text{ mm}$, $F = 712 \text{ mm}$), оснащенный ПЗС-камерой ST-8 (SBIG) с ПЗС-матрицей KAF 1600 ($1530 * 1020$ пикселей размером $9 * 9$ микрон), квантовая эффективность которой не превышает 42%. Поле зрения телескопа с данной камерой составляет $45 * 67$ угловых минут, что обеспечивает достаточно большое число опорных звезд из каталога ГУСНО-2 для астрометрической редукиции наблюдений. Большое поле зрения телескопа позволяет вести поиск объектов в случае неточных эфемерид, а также поиск неизвестных (некаталогизированных) объектов. Предельная звездная величина наблюдаемых объектов ($\sim 11-12$) ограничена вследствие малого диаметра объектива и низкой квантовой эффективности ПЗС.

Наблюдения производятся в режиме остановленного часового механизма телескопа с экспозициями 30 секунд для уверенного выделения объектов. В этом случае звезды изображаются на снимке в виде треков, ориентированных суточным движением небесной сферы. "Идеальный" ГСО должен изображаться в виде неподвижного точечного объекта. В действительности пассивные ГСО имеют значительный дрейф по склонению ($0.5''-3.0''$ в секунду), и за время экспозиции прочерчивают трек, ориентированный иначе, чем звездные. Треки пассивных геостационарных объектов чаще всего имеют низкое отношение сигнала к шуму, так как большинство спутников являются слабыми (для нашего инструмента). Помимо ослабления их световых потоков в атмосфере (наблюдались объекты на зенитных расстояниях $z = 51^{\circ}-77^{\circ}$),

существенную роль в ослаблении сигнала играет движение объектов. При коротких экспозициях след движущегося спутника практически неотличим от неровностей фона, и определить объект на снимке не представляется возможным. Наблюдения каждого спутника проводились сериями (3-20 снимков) с интервалами 3-10 мин. в среднем в течение часа.

Положение ГСО вычислялось на момент середины экспозиции, для чего необходимо было определить координаты середин трека объекта и треков 4-9 опорных звезд до $9\text{-}10^m$. Координаты середин треков звезд определялись автоматически, а треков спутников – с участием наблюдателя. Из-за вращения наблюдаемого объекта (спутника, фрагмента) яркость трека часто является переменной вплоть до почти полной потери сигнала, поэтому координаты середины трека объекта измерялись при визуальном анализе изображения. Автоматический анализ таких изображений потребовал бы более мощной вычислительной техники, чем имеющаяся в наличии.

В качестве примера приводим три последовательных изображения пассивного спутника с большими вариациями блеска (рис 1).

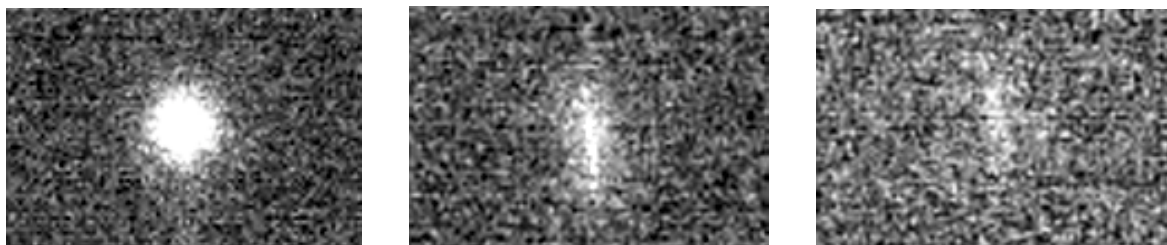


Рис.1.

Астрометрическая редукция наблюдений выполнялась в системе каталога ГУСНО-2, который предоставляет достаточное количество опорных звезд. Отождествление наблюдаемых опорных звезд автоматизировано, координаты объекта вычислялись классическим методом Тернера.

Внешняя оценка точности наблюдений, сделанная А.С.Сочиной, составляет примерно $4''$ для относительно ярких спутников и до $20''$ для спутников более слабых и с сильными вариациями блеска. Принимая во внимание отсутствие специальной системы регистрации времени наблюдений (время регистрируется визуально с точностью ~ 1 секунда), это неплохой результат для нашего инструмента и оборудования.

В период с мая 2001 г. по август 2002 г. за 49 ночей было получено 520 положений запланированных для наблюдений 18 пассивных ГСО и 260 положений попавших в поле зрения 33-х неизвестных объектов, большая часть которых была позднее отождествлена с каталогизированными пассивными и активными спутниками.

В сводной таблице наблюдений плановых объектов для каждой серии приведены следующие данные: дата, международный номер объекта (COSPAR), количество наблюдений в серии и среднеквадратичные ошибки наблюдений, вычисленные по отклонениям от тренда внутри серии.

Сводная таблица плановых наблюдений

Дата наблюдений	объект	количество положений	σ_α	σ_δ
07.05.2001	88095a	12	5.7''	4.8''
08.05.2001	90061d	7	6.8	3.7
	92088a	8	2.3	2.5
	91079a	7	4.8	2.7
	94067d	7	2.6	4.0
	87084a	6	3.8	4.1
10.05.2001	86027a	8	6.0	4.4
	84063a	3	0.8	1.4
	92088a	9	5.0	2.7
12.05.2001	88095a	6	1.2	7.1
	86027a	5	6.5	3.2
	87084a	6	4.7	9.0
16.05.2001	92088a	8	7.1	4.3
09.09.2001	90061d	13	5.9	10.4
17.12.2001	80104a	2		
18.12.2001	86027a	6	5.4	1.5
20.12.2001	77092h	7	5.3	6.9
	86027a	11	3.9	5.3
	88095a	4	1.5	2.7
21.12.2001	82044f	11	3.0	3.0
	88095a	5	1.4	2.9
	86027a	6	6.3	1.6
12.03.2002	78113d	21	6.5	6.5
14.03.2002	78113d	22	5.0	10.1
	78113d	12	2.1	9.1
16.03.2002	67066g	18	4.5	2.8
19.03.2002	88095a	9	2.4	2.5
	77092h	3	1.8	13.6
	85035b	2		
	90061d	5	5.0	5.3
24.03.2002	90061d	8	5.0	10.1
	88095a	7	2.9	5.7
25.03.2002	88095a	4	2.7	7.2
29.03.2002	78113d	5	4.5	3.1
30.03.2002	85035b	4	1.4	3.0
	77092h	5	5.3	8.9
	78113d	2		
01.04.2002	88095a	14	4.7	9.8
02.04.2002	77092h	5	3.9	5.3
	90061d	10	4.7	7.7
	88095a	5	2.7	5.8
03.04.2002	77092h	3	6.6	1.6
	88095a	12	5.4	5.5
04.04.2002	90061d	4	0.5	2.2
	88095a	5	3.8	0.8

Дата наблюдений	объект	количество положений	σ_α	σ_δ
06.04.2002	88095a	10	3.3	5.5
07.04.2002	88095a	6	4.2	1.2
08.04.2002	88095a	9	4.1	2.8
10.04.2002	88095a	5	3.2	2.4
20.04.2002	88095a	10	4.1	4.1
21.04.2002	67066g	6	3.2	6.4
	77092h	9	4.4	10.7
25.04.2002	77092h	3	4.7	9.8
29.04.2002	77092h	7	2.7	14.2
29.04.2002	88095a	6	3.3	1.4
03.05.2002	79087c	9	3.3	5.4
08.05.2002	79087c	2		
09.05.2002	88095a	14	3.8	3.7
10.05.2002	88095a	16	2.4	5.3
12.05.2002	88095a	4	4.7	1.0
27.07.2002	76023f	10	5.4	8.7
28.07.2002	76023f	4	0.5	3.2
29.07.2002	88018b	11	11.9	5.8
	76023f	16	4.7	12.7
30.07.2002	88018b	7	10.7	5.7
	76023f	9	3.6	7.6
31.07.2002	88018b	12	12.0	7.2
	76023f	10	4.7	11.5
04.08.2002	75097a	3	1.5	0.5

Авторы выражают благодарность А.С.Сочиной и Р.И.Киладзе за ценные замечания. Работа выполнена при частичной поддержке гранта INTAS-01-069.

OBSERVATIONS OF THE GEOSTATIONARY OBJECTS WITH THE SHORT-FOCUS CCD-ASTROGRAPH

Katkova E.V., Guseva I.S.

Summary

A short description of experimental observations of the geostationary satellites in Pulkovo is given. Observations were fulfilled with a small ($D=100$ mm) short focus CCD-astrograph, FOV – 45×67 arcmin. During 49 nights we obtained 520 positions of 18 planned passive geostationary satellites and 260 positions of 33 undefined objects. Estimated accuracy of “good” satellite positions is about $4''$, coordinate accuracy of faint satellites and satellites with variable brightness is worse, $\sim 20''$.

АСТРОМЕТРИЯ СПУТНИКОВ САТУРНА НА ОСНОВЕ ФОТОГРАФИЧЕСКИХ И ПЗС-НАБЛЮДЕНИЙ НА 26-ДЮЙМОВОМ РЕФРАКТОРЕ ПУЛКОВСКОЙ ОБСЕРВАТОРИИ В 1995 –2000 гг.

Киселева Т.П., Измайлов И.С., Калининченко О.А.

В работе представлены результаты исследования параллельных фотографических и ПЗС наблюдений в период 1995 - 2000 гг. Описана методика вычисления разностей координат спутников Сатурна ("спутник – спутник"), определенных из наблюдений фото и ПЗС методом "след-масштаб". Всего получено 74 ПЗС-наблюдения и 292 фотографических наблюдения пар спутников Сатурна. Исследована внутренняя точность ПЗС и фото наблюдений. Среднеквадратические ошибки одного наблюдения оказались равными $\pm 0.015''$ и $\pm 0.014''$ для ПЗС наблюдений и $\pm 0.054''$ и $\pm 0.058''$ для фотографических наблюдений. Произведено сравнение наблюдений с эфемеридами Н.В.Емельянова, вычисленными на основе теории движения Харпера и Тэйлора. Вычислены средние разности (О-С) и их дисперсии, которые отражают как ошибки наблюдений, так и ошибки теории. Приводится таблица сравнения этих величин для ПЗС и фото-наблюдений. Дисперсии (О-С), характеризующие внешнюю точность наблюдений, равны $\pm 0.146''$ и $\pm 0.069''$ для ПЗС –наблюдений тесных пар спутников ($X < 50''$), $\pm 0.120''$ и $\pm 0.120''$ - для фотографических наблюдений по X и Y соответственно. Работа выполнена при поддержке РФФИ (грант N 01-02-17018).

1. ВВЕДЕНИЕ

Измерения расстояний внутри систем спутников планет всегда были актуальными и привлекали внимание астрономов с давних времен, поскольку давали исходный материал для динамических исследований в Солнечной системе.

Астрометрические исследования системы спутников Сатурна, включающие восемь первых спутников, проводятся в Пулковской обсерватории с начала XX столетия. В послевоенное время в Пулкове эти исследования начались с 1973 г. [Т.П.Киселева, Г.В.Панова, О.А.Калининченко, 1977]. До 1995 г исследования базировались исключительно на фотографических наблюдениях на 26-дюймовом рефракторе, нормальном астрографе и АКД [С.В.Толбин, 1991], с 1995 г наряду с фотографией в качестве приемника при наблюдениях на 26-дюймовом рефракторе ($D/F = 650/10410$ mm) используется ПЗС-матрица ST6 (количество пиксел: 242 x 375, размер поля зрения: 170" x 129", размер пиксел в угловых единицах: 0.46" x 0.53") [И.С.Измайлов, 1998]. При фотографических наблюдениях до 1995 г применялись фотографические пластинки ORWO NP-27 размером 13 x 18 см, покрывающие поле зрения, равное 40 x 60 угловых минут, в последние пять лет применяются пластинки того же сорта эмульсии, но с размером 9 x 12 см, покрывающие поле диаметром 20 x 30 угловых минут.

Целью астрометрических исследований является определение взаимных расстояний между спутниками, а также расстояний между спутниками и планетой на основе длительных и регулярных рядов наблюдений на длиннофокусном рефракторе, каковым является 26-дюймовый рефрактор. Результаты этих наблюдений создают основу для улучшения теорий движения спутников Сатурна. Кроме того, наблюдения спутников позволяют определять положения Сатурна, не измеряя его изображений на фотопластинках, как правило, отягощенных искажениями вследствие влияния колец, атмосферы и пр.

Фотографические наблюдения позволяют измерять на одной фотографии взаимные расстояния между всеми спутниками одновременно, в то время, как ПЗС-наблюдения дают расстояния только в системе 2-х, 3-х спутников - вследствие малого поля ПЗС-матрицы. Таким образом, фото и ПЗС наблюдения взаимно дополняют друг друга.

Пятилетний опыт работы с ПЗС-матрицей ST-6 показал существенное повышение внутренней точности наблюдений по сравнению с фотографическими наблюдениями. Кроме того, с применением ПЗС-приемника существенно увеличилась проникающая сила телескопа, так что удалось наблюдать слабый спутник Сатурна – Гиперион, который при фотографических наблюдениях на 26-дюймовом рефракторе при отсутствии высокочувствительных фотопластинок – недоступен.

В задачу исследования входило также исследование внутренней и внешней точности полученных результатов на основе сравнения наблюдений с новейшей теорией движения спутников Сатурна Харпера и Тэйлора [Harper D. and Taylor D.V., 1993], а также сравнение результатов фотографических и ПЗС-наблюдений, и сравнение с результатами других авторов.

Разработка и совершенствование методики наблюдений и их обработки занимает значительную часть в астрометрических исследованиях, поскольку от нее зависит точность результатов и возможность ее повышения. Опыт многолетних фотографических наблюдений и пятилетний опыт работы по наблюдениям с ПЗС-матрицей показал большое сходство методики наблюдений и астрометрической редукции этих двух видов наблюдений.

Применение ПЗС-матрицы на 26-дюймовом рефракторе позволило производить фотометрические и астрометрические наблюдения взаимных покрытий и затмений в системах спутников планет [И.С.Измайлов и др., 1998, Известия ГАО, N213]. Всего за пятилетний период параллельных фотографических и ПЗС-наблюдений в результате применения оригинальной методики обработки и астрометрической редукции, разработанной в Пулкове [А.А.Киселев, 1989], получено 74 относительных положений спутников Сатурна (“спутник–спутник”) по ПЗС-наблюдениям и свыше 500 относительных положений (“спутник–спутник” и ”спутник–Сатурн”) – по фотографическим наблюдениям. Результаты опубликованы в Известиях ГАО N 214 [Т.П.Киселева, И.С.Измайлов, 2000 г; Т.П.Киселева, О.А.Калиниченко, 2000г] и помещены в Банк данных Института небесной механики в Париже.

2. ФОТОГРАФИЧЕСКИЕ НАБЛЮДЕНИЯ

При фотографических наблюдениях на 26-дюймовом рефракторе для получения относительных координат спутников (“спутник–спутник” и “спутник–планета”) в качестве основного использовался метод “след-масштаб” [А.А.Киселев, 1989]. При этом методе на фотопластинке получается цепочка изображений системы спутников (5 – 10 изображений) с экспозициями в 2 минуты, так что изображения 1 – 6 и 8-го спутников Сатурна получаются четкими, хорошо измеримыми. До и после наблюдений цепочки изображений фотографируются восточный и западный следы, состоящие из двух изображений Сатурна и спутников на одной суточной параллели. Обычно для измерения длины следа использовались изображения Титана. Как правило, длина следа равнялась 900 “(или 45 мм). Изображения следов при избранном методе наблюдений необходимы для определения ориентировки измеряемых расстояний в системе спутников относительно принятой системы экваториальных координат. Основными формулами астрометрической редукции с учетом дифференциальной рефракции в ”методе след-масштаб” являются следующие:

$$\begin{aligned} \Delta\alpha \cos\delta &= \Delta\xi = M_0[1 + \beta(1+k_1^2)] X + (2\beta k_1 k_2 \pm \gamma) M_0 Y \\ \Delta\delta &= \Delta\eta = M_0[1 + \beta(1+k_2^2)] Y \pm \gamma M_0 X \\ \gamma &= \sin\delta \operatorname{tg} t/2 \end{aligned} \quad (1)$$

Здесь X , Y – измеренные относительные координаты спутников, M_0 – геометрический масштаб телескопа, β – коэффициент рефракции, k_1 , k_2 – тангенциальные координаты зенита на пластинке на момент наблюдений, t – угловая длина следа, γ – угол ориентировки (малый угол, учитывающий наклон несимметричного следа относительно касательной к суточной параллели). Редукция выполняется по двум следам независимо, в конце оба результата усредняются. Наличие двух результатов, ориентированных по двум независимым следам, западному и восточному, дает возможность оценить ошибку ориентировки и ошибку результата, обусловленную неточностью ориентировки. В нашем случае при фотографических наблюдениях ошибка ориентировки достигала величины 0.014° . Неточность ориентировки главным образом сказывается на координате $\Delta\delta$ и зависит от расстояния между спутниками. Так, при расстоянии между спутниками в $200''$, ошибка в координате $\Delta\delta$ может достигать $0.05''$. Масштаб телескопа известен с высокой точностью из специальных определений и равен: $M_0 = 19''.8078 \pm 0''.0004 / \text{mm}$. Внутренняя точность относительных координат спутников планет при фотографических наблюдениях оценивалась по сходимости результатов по нескольким изображениям на одной пластинке. Вычислялись среднеквадратические ошибки относительных координат спутников, определенных по одному изображению и по среднему результату для всей пластинки. Результаты приведены в таблице 1.

Таблица 1. Внутренняя точность фотографических наблюдений.

Вид ошибки	$\epsilon_{\Delta\alpha}$	$\epsilon_{\Delta\delta}$	N
С.К.О. одной экспозиции	0.120''	0.130''	1220
С.К.О. среднего места	0.054''	0.058''	244

Результаты фотографических наблюдений опубликованы в трех работах: (Т.П.Киселева и др., 1996, 1998, 2000).

3. ПЗС-НАБЛЮДЕНИЯ

После установки на 26-дюймовом рефракторе ПЗС-матрицы ST-6 программа наблюдений практически не претерпела изменений: наблюдения спутников планет с целью определения точных относительных координат, наблюдения взаимных покрытий и затмений в системах спутников планет, а также сближений и покрытий звезд астероидами, наблюдения избранных астероидов и комет. Поле ПЗС-матрицы очень маленькое: всего 3 x 2 угловых минуты. В таком малом поле практически невозможно использовать опорные звезды высокоточных каталогов HIPPARCOS и TYCHO. Поэтому оказалось целесообразным наблюдать пары (или несколько) спутников и определять их относительные координаты без опорных звезд, методом “след-масштаб”, т.е. так же, как и в случае фотографических наблюдений, с той разницей, что на фотографиях получается вся система Сатурна, а в поле ПЗС обычно наблюдаются два – три спутника и определяются их взаимные положения.

Определение координат самого Сатурна с помощью ПЗС пока не освоены.

Наблюдения производятся сериями по 10 – 100 кадров с экспозициями не менее 15 секунд (для усреднения рефракционных аномалий) в зависимости от яркости объекта. Наблюдаются спутники с 1-го по 8-й, в том числе 7-й спутник Гиперион, который был недоступен для фотографических наблюдений вследствие его малой яркости (14.5 зв.

вел.). После каждой серии наблюдаются следы Титана, какого-нибудь другого спутника или звезды - для определения ориентировки ПЗС-кадров относительно суточной параллели. При наблюдениях с 1999 г стали использовать два совмещенных светофильтра- желтый и синий, дающие полосу пропускания в видимой части спектра (V), и отсекающие красную часть спектра в изображениях спутника и планеты. Это позволило более эффективно наблюдать близкие к Сатурну спутники Мимас и Энцелад. При обработке учитывался градиент фона от яркой планеты. В результате обработки измерений на ПЗС-кадрах определялись взаимные расстояния между спутниками ($X = \Delta x \cos \delta$, $Y = \Delta y$) внутри каждого кадра и их среднеквадратичные ошибки. Затем эти результаты усреднялись по каждой серии кадров.

Важнейшим этапом обработки ПЗС-изображений является определение их центра. Эта процедура существенно отличается от определения центров фотографических изображений на фотопластинке, когда центр находится глазом как фотометрический центр тяжести симметричного изображения (при визуальных измерениях). При ПЗС-наблюдениях оцифрованное в результате компьютерной обработки изображение аппроксимируется какой-нибудь, наиболее подходящей для данного комплекса "телескоп + ПЗС" модельной кривой. В нашем случае наиболее подходящей моделью, представляющей форму ПЗС-изображений, оказалась модифицированная модель Моффата [И.С.Измайлов, А.А.Киселев и др., 1998]:

$$I(x,y) - I_F = [1 / A(x - x_0)^2 + B(y - y_0)^2 + C] + D \quad (2)$$

Здесь $I(x,y)$ – отсчеты интенсивности – числа, пропорциональные суммарному заряду, накопленному в данном пикселе с координатами x, y , I_F – средняя интенсивность фона для данной матрицы; x_0, y_0 – координаты центра изображения; A, B, C, D – параметры модели.

Определение точных взаимных расстояний между спутниками в поле ПЗС невозможно без калибровки ПЗС-матрицы, параметрами которой являются масштаб и ориентировка. Эта задача в нашей практике решалась с привлечением фотографических наблюдений, а именно, с помощью близких по времени (в одну ночь) наблюдений шарового скопления М3 на фотопластинке и на ПЗС-матрице. Фотопластинка была измерена на измерительном приборе "Аскорекорд". Измеренные координаты 12 звезд скопления на фотопластинке сопоставлялись с измеренными координатами в поле ПЗС с помощью 12 условных уравнений линейного вида. В результате были определены параметры ориентировки: масштаб - M_x, M_y , ориентировка - θ , косоугольность осей ПЗС-матрицы - ϕ :

$$\begin{aligned} M_x &= 0.022943 \pm 0.000008 \text{ mm/px} \\ M_y &= 0.026942 \pm 0.000024 \text{ mm/px} \\ \theta &= 2^\circ.289 \pm 0.044 \\ \phi &= 0^\circ.184 \pm 0.050 \end{aligned} \quad (3)$$

Астрометрическая редукция выполнялась методом "след-масштаб" по формулам, аналогичным тем, которые применялись при обработке фотографических наблюдений, причем ориентировка определялась для каждой серии ПЗС-кадров по измерениям следов звезд или спутников, которые получались путем пропускания изображения спутника или звезды через поле ПЗС-матрицы при остановленном часовом механизме телескопа. Так же, как при фотографических наблюдениях, производился учет дифференциальной рефракции. Определяемые в конечном итоге относительные

координаты спутников (“спутник – спутник”) в нашем случае, при расстояниях не более 100 угловых секунд практически совпадают с тангенциальными координатами.

По сходимости результатов наблюдений внутри одной серии получены оценки внутренней точности разностей координат спутников. Среднеквадратичные ошибки одной разности координат, вычисленной как среднее по всей серии, оказались равными: $\epsilon_x = \pm 0.015''$, $\epsilon_y = \pm 0.014''$. Величины внутренних ошибок наблюдений отражают качество изображений, аномалии рефракции и не зависят от ошибок редукции и теории.

4. СРАВНЕНИЕ НАБЛЮДЕНИЙ СПУТНИКОВ САТУРНА С ТЕОРИЕЙ ДВИЖЕНИЯ

Результаты фотографических и ПЗС-наблюдений сравнивались с эфемеридами, вычисленными Н.В.Емельяновым (ГАИШ) на основе теории движения спутников Сатурна, разработанной Д.Харпером и Д.Б.Тэйлором (Harper D. And Taylor D.V., 1993). В таблице 2 приводятся средние значения $(O-C)_X$, $(O-C)_Y$, где X , Y – относительные координаты спутников: $X = \Delta\alpha\cos\delta$, $Y = \Delta\delta$; σ_X , σ_Y – дисперсии $(O-C)$; ϵ_X , ϵ_Y – внутренние среднеквадратичные ошибки измерений расстояний между спутниками, средних по ПЗС-серии или по пластинке (в случае фотографических наблюдений). Все величины даются в единицах секунды дуги.

Таблица 2. Результаты сравнения наблюдений с эфемеридами.

Вид координат	$(O-C)_X$	$(O-C)_Y$	$\sigma_X(“)$	$\sigma_Y(“)$	$\epsilon_X(“)$	$\epsilon_Y(“)$
Спутник-Сатурн Фото	+0.040	-0.400	± 0.160	± 0.210	± 0.070	± 0.080
Спутник-спутник Фото	-0.015	-0.001	0.120	0.120	0.054	0.058
Спутник –спутник ПЗС (без 7-го сп.)	+0.105	+0.044	0.211	0.255	0.015	0.014
Спутник-спутник ПЗС, $X < 50''$	-0.055	+0.016	0.146	0.069	0.015	0.014

Как видно из таблицы, внутренняя точность координат достаточно высокая для фотографических, так и для ПЗС-наблюдений, хотя в случае ПЗС наблюдений она в 4 раза выше. Даже в случае измерений фотографических сатурноцентрических координат внутренняя ошибка меньше $0.1''$. Этот факт характеризует хорошее соответствие 26-дюймового рефрактора данной задаче. Внешняя точность результатов, характеризуемая дисперсией $(O-C)$, для фотографических наблюдений оказалась выше, чем для ПЗС наблюдений, поскольку точность ориентировки ПЗС-измерений существенно ниже точности ориентировки астрофотографий. Так точность определения позиционных углов при фотографических наблюдениях равна в среднем по всему материалу 0.014 градуса, в то время, как при ПЗС-измерениях – 0.13 градуса. Этот недостаток ПЗС –измерений является следствием малой ширины поля ПЗС-матрицы (в 15 раз меньшей ширины поля фотографической пластинки), что исключает использование необходимой базы для определения ориентировки по суточному следу с нужной точностью. Большая ошибка начальной ориентировки проявляется в росте дисперсии σ для $(O-C)$ при увеличении расстояния между измеряемыми спутниками. Сопоставление дисперсий для $(O-C)$ ПЗС—измерений разностей координат спутников (две последние стрки в таблице 2) иллюстрирует этот недостаток ПЗС-измерений разностей координат спутников планет. В последней строке таблицы 2 приведены средние результаты ПЗС-измерений пар спутников, расстояния

между которыми не превышают 50 секунд дуги. Внешняя точность этих наблюдений втрое выше точности всей совокупности ПЗС-измерений пар спутников.

ПЗС-наблюдения 7-го спутника – Гипериона обнаружили довольно большие $(O-C)_x$, достигающие иногда 1" и более. Поскольку ошибки наблюдений значительно меньше этих величин, большие $(O-C)$ свидетельствуют о неточности теории движения этого спутника.

Абсолютная величина средних разностей $(O-C)$ отражает систематические ошибки как наблюдений, так и теории. Данные таблицы 2 показывают отсутствие систематических ошибок в разностях "спутник – спутник", полученных фотографическими и ПЗС измерениями. Однако разности "спутник – Сатурн" показывают систематическую ошибку величиной $-0.40''$ по δ , т.е. наблюдаемое изображение Сатурна как бы смещено к северу относительно эфемеридного положения. Отрицательная величина $(O-C)_y$ для сатурноцентрических координат спутников, полученных на 26-дюймовом рефракторе, повторяется на протяжении всего наблюдательного периода Сатурна (1973-1984, 1994 – 2000) [Т.П.Киселева и др., 1996; С.В.Толбин, 1991]. Причиной этого систематического смещения наблюдаемого центра изображений Сатурна является, повидимому, уравнение блеска, усиленное влиянием колец Сатурна, накладывающихся на изображения его диска. К сожалению, учесть этот фактор невозможно. Поэтому в последнее время наблюдения нацелены в основном на определении взаимных расстояний пар спутников. Тем не менее, положения Сатурна возможно определять по фотографиям его системы спутников, полученных на 26-дюймовом рефракторе, непосредственно не измеряя изображения. Для этого необходимо иметь в поле астропhotoграфии одну или несколько звезд из высокоточного каталога. Измерения расстояний между звездой и спутниками в методе "след-масштаб" при наличии достаточно точных эфемерид сатурноцентрических координат спутников (не хуже 0.1") позволяют решить эту задачу с достаточно высокой точностью (Т.П.Киселева, 1996, Изв.ГАО, N 210, стр 11-43).

Точность теории движения спутников Сатурна, использованной нами для сравнения с наблюдениями, по нашим оценкам находится на уровне 0.1".

Полученные результаты позволяют заключить о целесообразности продолжения фотографических наблюдений спутников Сатурна, пока имеются для этого фотографические пластинки.

ПЗС-наблюдения на 26-дюймовом рефракторе показали их высокую эффективность как по значительно более высокой (в 4 раза) внутренней точности измерений в системах спутников планет, так и по более высокой проникающей силе телескопа с ПЗС-матрицей (на 4-5 зв. величин). Успешность применения ПЗС с необходимостью требует установки на рефракторе более мощной и большей по размеру матрицы, с большим полем, что с очевидностью должно привести к повышению точности наблюдений.

Литература

1. Т.П.Киселева, Г.В.Панова, О.А.Калиниченко. Позиционные фотографические наблюдения Сатурна и его спутников в 1971-1974 гг в Пулковке.//Известия ГАО, N 195, 1977, с.49-66.
2. С.В.Толбин. Результаты позиционных фотографических наблюдений системы Сатурна, выполненных в Пулковке на 26-дюймовом рефракторе за период 1975-1984 гг.//ГАО АН СССР, Л-д, 1991, 20 с., Деп.ВИНИТИ, 18.07.91, N3077-В91.С.В.Толбин. Результаты позиционных фотографических наблюдений системы

- Сатурна, выполненных в Пулковке на нормальном астрографе в 1975-1984 гг.// ГАО АН СССР. Л-д, 1991, 17 с., Деп.ВИНИТИ, 18.07.91, N 3078-B91.
3. И.С.Измайлов, А.А.Киселев, Т.П.Киселева, Е.В.Хруцкая. Применение ПЗС-камеры в пулковских программах наблюдений двойных и кратных звезд и спутников больших планет на 26-дюймовом рефракторе. // ПАЖ, т.24, N 10, 1998, с.772-779.
 4. Harper D. and Taylor D.B.// *Astron. And Astrophys.*, 1993, v.68, N 1, p.326
 5. И.С.Измайлов, А.А.Киселев, Т.П.Киселева, Е.В.Хруцкая. ПЗС-наблюдения сближений звезд с малыми планетами на 26-дюймовом рефракторе в Пулковке. // *Известия ГАО*, 1998, N 213, с.171-175.
 6. А.А.Киселев Теоретические основания фотографической астрометрии// 1998, Москва, Наука, 260 с.
 7. Т.П.Киселева, И.С.Измайлов. Результаты ПЗС-наблюдений спутников Юпитера и Сатурна на 26-дюймовом рефракторе в Пулковке.// *Известия ГАО*, N 214, 2000, с.333-343.
 8. Т.П.Киселева, О.А.Калиниченко. Результаты фотографических наблюдений спутников Сатурна в Пулковке в 1994-1998 гг. // *Известия ГАО*, 2000, N 214, с.344-355.
 9. Т.П.Киселева, А.А.Киселев, Е.В.Хруцкая, И.С.Измайлов, О.А.Калиниченко. Результаты фотографических и ПЗС-наблюдений системы спутников Сатурна на 26-дюймовом рефракторе в Пулковке в 1995 г. // *Известия ГАО*, 1996, N 210, с.76-94.
 10. Т.П.Киселева, О.А.Калиниченко. Фотографические наблюдения спутников Сатурна на 26-дюймовом рефракторе в Пулковской обсерватории в 1996 г. // *Известия ГАО*, 1998, N 213, с.122-128.
 - 11 Т.П.Киселева. Астрометрические наблюдения галилеевых спутников Юпитера в Пулковке на 26-дюймовом рефракторе.// *Известия ГАО* , N 210, 1996, с.11 - 43.

Astrometry of Saturnian Satellites on the basis of Photografic and CCD observations with 26-inch Refractor at Pulkovo Observatory in 1995 – 2000

Kiseleva T.P., Izmailov I.S., Kalinichenko O.A.

Summary

The results of parallel photografic and CCD observations of Saturnian Satellites in 1995-2000 are presented. The reductions technique for coordinates residuals determination of Saturnian Satellites is described in detail. Totality of 74 CCD and 292 photo observations of satelites relative positions have been obtained. The inner accuracy of CCD and photo observations was investigated. The m.s.e. of single CCD observation is $\pm 0.''015$ in AR direction and $\pm 0.''014$ in Decl., the corresponding errors for photo observations are: $\pm 0.''054$ and $0.''058$.

The comparison of observation with ephemerides of N.V. Emelianov as calculated on the basis of Harper-Taylor's theory of Saturnian Satellites were made. The average residuals (O-C) and standard deviations were obtained. The table with results of comparison of CCD and photo observations are given. The standard deviations of (O-C) characterize the external accuracy of observations and equal $\pm 0.146''$ and $\pm 0.069''$ for CCD observations of close satelites ($X < 50''$) and $\pm 0.120''$ and $\pm 0.120''$ for photo observations in X and Y correspondingly

НАБЛЮДЕНИЯ ТЕСНЫХ СБЛИЖЕНИЙ И ПОКРЫТИЙ ЗВЕЗД АСТЕРОИДАМИ В ПУЛКОВСКОЙ ОБСЕРВАТОРИИ НА 26-ДЮЙМОВОМ РЕФРАКТОРЕ С ПЗС-ПРИЕМНИКОМ

Киселева Т.П., Измайлов И.С., Можаяев М.А.

Приводятся результаты наблюдений восьми тесных сближений и покрытий звезд космических каталогов HIPPARCOS, TYCHO, АСТ астероидами (NN 39, 535, 454, 11, 97, 40, 111, 64) в 1998 – 2001 гг на 26-дюймовом рефракторе Пулковской обсерватории с ПЗС-приемником ST-6. При наблюдениях и их обработке применялся метод "след-масштаб", позволяющий получать расстояния между объектами в малом поле (3' x 2') в функции времени с высокой точностью. В результате обработки определены значения минимальных расстояний между астероидами и звездами с точностью не хуже 0.01", моменты максимальных сближений и покрытий с точностью 0.4 s – 18.0 s, относительные скорости астероидов, экваториальные координаты малых планет и разности (O-C), представляющие собой поправки к эфемеридам малых планет в случаях их сближений со звездами космических каталогов ввиду высокой точности последних. При обработке сближения астероида N 454 со звездой GSC оказалось возможным определить изменение яркости малой планеты относительно звезды. Амплитуда этого изменения равна 0.15 звездной величины на интервале времени 2 часа. Оценка периода вращения малой планеты N 454 по этим данным дает значение 4 часа. Работа выполнена при поддержке РФФИ (грант N 01-02-17018).

В связи с появлением в 90-е годы высокоточных звездных космических каталогов HIPPARCOS и TYCHO приобрели актуальность фотометрические и астрометрические ПЗС-наблюдения покрытий звезд астероидами и видимых тесных сближений астероидов со звездами, так как эти наблюдения позволяют в несколько раз повысить точность наблюдений астероидов, и, следовательно, уточнять их эфемериды. Несмотря на сравнительно малое количество подобных наблюдений, их роль в улучшении теорий движения малых тел Солнечной системы достаточно высока именно вследствие высокой точности координат, получаемых таким методом.

В Пулковской обсерватории с помощью 26-дюймового рефрактора, оснащенного ПЗС-матрицей ST-6, в 1998 – 2001 гг были выполнены наблюдения восьми покрытий и сближений астероидов со звездами космических каталогов (в одном случае – со звездой каталога GSC) [1]. Наблюдения производились сериями ПЗС-кадров, на которых получались изображения астероида и звезды, на протяжении достаточно большого интервала времени до и после предполагаемого покрытия или сближения, обычно этот интервал равнялся 1 – 2 часам. От кадра к кадру взаимные положения звезды и малой планеты изменялись; в случае покрытия изображения обоих объектов, постепенно сближаясь, сливались, а затем опять расходились. Всего наблюдались 2 покрытия и 6 сближений, из которых 2 очень тесные, около 1". В таблице 1 приводятся общие сведения о всех наблюдавшихся явлениях: номера астероидов и звезд, вечерняя дата наблюдений по всемирному времени, звездные величины (V) малой планеты и звезды, спектр звезды, если он имелся в каталоге, минимальное расстояние сближавшихся объектов, и число наблюдений (число серий и число кадров).

Таблица 1. Общие сведения о сближениях и покрытиях.

Астероид Звезда	Дата (UTC)	m_p m_s , спектр	r_0	N/n
39 H28954	1998 03 21	11.5 6.8 K0	0.70''	25/290
535 H44806	1998 03 24	13.7 7.0 A5	48.5''	9/150
454 GSC4960196	1998 04 15	12.1 12.5 -	1.1''	8/160
11 ACT303945	1999 03 14	10.7 11.4 -	27.2''	6/105
97 H63455	1999 03 15	11.8 8.8 F5	20.4''	7/164
40 H46751	1999 04 20	11.3 7.5 K3	60.6''	4/160
111 H2559	2000 09 10	11.9 8.4 A5	0.0''	15/150
64 T18931422	2001 04 02	12.0 10.8 -	0.1''	2/28

Все наблюдения выполнялись как астрометрические, и только в одном случае для астероида 454 удалось получить фотометрическую кривую. В остальных случаях, ввиду плохих атмосферных условий в Пулковке, не удалось получить надежные значения фотометрических величин.

Целью обработки ПЗС-наблюдений было определение минимальных расстояний между сближающимися объектами, соответствующих моментов времени сближений или покрытий, а также относительных скоростей (астероидов относительно звезд). Астрометрическая редукция ПЗС-измерений производилась на основании методики, разработанной в Пулковке для обработки ПЗС-наблюдений с длиннофокусным рефрактором [2]. Для ориентировки ПЗС-кадров в экваториальной системе координат использовались наблюдения суточных следов звезд, сделанные сразу же после наблюдений. Полученные в результате астрометрической редукции для каждого кадра разности координат “планета – звезда”: $\Delta X = \Delta \alpha \cos \delta$ и $\Delta Y = \Delta \delta$ представлялись уравнениями прямой:

$$\begin{aligned} \Delta X(t) &= \Delta \alpha \cos \delta = V_x t + C_x \\ \Delta Y(t) &= \Delta \delta = V_y t + C_y \end{aligned} \quad (1)$$

где V_x , V_y – скорости движения астероида по X и Y соответственно. Величины минимального расстояния между астероидом и звездой (r_0), а также соответствующий ему момент максимального сближения или покрытия (t_0) определялись из условия:

$$\begin{aligned} \frac{d(r^2)}{dt} &= 0, \\ \text{где } r^2 &= (\Delta X)^2 + (\Delta Y)^2 \end{aligned} \quad (2)$$

Далее, с известными величинами t_0 , r_0 и координатами звезд (с учетом собственных движений и параллаксов) определялись α_p , δ_p в системе HIPPARCOS и сравнивались с эфемеридными координатами планет в системе DE200/LE200. Результаты представлены в таблице 2, где приведены следующие величины: номер

планеты, момент максимального сближения астероида и звезды – t_0 , относительные скорости астероида (относительно звезды) – V_x, V_y (в единицах “/час), минимальные расстояния астероида и звезды – r_0 и его компоненты $\Delta X_0, \Delta Y_0$ – по прямому восхождению и склонению с их ошибками, экваториальные координаты астероидов и разности (O-C) для планет.

Точность этих последних величин определяется точностью величин $\Delta X_0, \Delta Y_0$, ошибки определения экваториальных не превышают 0.03”. Поэтому величины (O-C) можно рассматривать как поправки к эфемеридным значениям координат астероидов. Следует отметить, что точность момента максимального сближения астероида и звезды зависит от скорости относительного движения и величины минимального расстояния, Поэтому, чем меньше величина минимального расстояния, тем точнее определяется момент сближения.

Таблица 2. Результаты наблюдений сближений и покрытий

Mpl	t_0 (UTC) (h, m, s)	r_0 (“)	ΔX_0 ΔY_0 (“)	V_x V_y (“/час)	α_p (h, m, s) δ_p (°, ‘, “)	(O-C) $_{\alpha}$ (s) (O-C) $_{\delta}$ (”)
39	19 03 05.8 ± 1.2	0.702 ± .012	+0.223 ± .011 -0.665 ± .012	+30.090 ± .014 +10.069 ± .015	6 06 40.503 +15 32 31.096	+0.012 +0.026
535	17 47 37.2 ± 18.2	48.419 ± .013	+34.015 ± .010 -34.458 ± .050	-3.991 ± .002 -3.994 ± .003	9 07 55.724 +25 37 00.219	+0.044 -0.210
454	21 43 41.6 ± 1.8	1.163 ± .004	-0.160 ± .018 -1.152 ± .007	+34.759 ± .009 -4.835 ± .005	13 01 43.424 -03 58 39.424	+0.025 -1.160
11	22 47 09.9 ± 3.2	27.185 ± .010	+10.199 ± .006 +25.200 ± .011	-22.040 ± .011 +8.920 ± .018	9 35 40.602 +17 35 06.472	+0.002 +0.333
97	23 34 10.1 ± 0.4	20.410 ± .003	+13.039 ± .002 +15.702 ± .004	-27.099 ± .003 +22.504 ± .007	13 00 09.582 +02 23 18.460	+0.028 -0.169
40	20 47 31.7 ± 15.2	60.599 ± .009	+30.151 ± .008 +52.566 ± .009	+16.777 ± .024 -9.623 ± .026	9 31 46.174 +20 01 13.33	+0.021 +1.022
111	00 37 50.4 ± 2.3	0.027 ± .014	+0.005 ± .018 -0.027 ± .014	-27.343 ± .026 -5.550 ± .021	00 32 31.307 +10 29 11.750	-0.032 -0.110
64	19 07 40.2 ± 1.3	0.143 ± .011	+0.016 ± .016 +0.143 ± .010	+43.682 ± .033 -4.864 ± .022	6 45 25.673 +23 07 25.033	-0.044 -0.297

При обработке сближения малой планеты 454-й оказалось возможным использовать фотометрические данные, получающиеся при наблюдениях с ПЗС. Фотометрическая кривая показала изменение яркости малой планеты относительно яркости звезды GSC, с которой она сближалась, на величину 0.15 звездной величины за время наблюдений в 2 часа. Таким образом, наблюдения сближений позволяют не только уточнять координаты малых планет, но и определять период вращения астероидов по фотометрическим кривым изменения их яркости.

Литература

1. И.С.Измайлов, А.А.Киселев, Т.П.Киселева, Е.В.Хруцкая. ПЗС-наблюдения сближений звезд с малыми планетами на 26-дюймовом рефракторе в Пулковке.// Известия ГАО, N 213, 1998 с.171-175.
2. И.С.Измайлов, А.А.Киселев, Т.П.Киселева, Е.В.Хруцкая. Применение ПЗС-камеры в пулковских программах наблюдений двойных и кратных звезд и спутников больших планет на 26-дюймовом рефракторе. // Письма в АЖ, 1998, т.24, N 10, с.772-779.

The observations of close approachments and occultations of stars by asteroids with 26-inch Refractor with CCD at Pulkovo observatory

Kisseleva T.P., Izmailov I.S., Mojaev M.A.

The results of observations of eight close approachments and occultations of stars of Hipparcos, Tycho and ACT catalogues by asteroids (NN 39, 535, 454, 11, 97, 40,111,64) in 1998 –2001 with 26-inch Refractor of Pulkovo observatory with CCD ST-6 are presented. The astrometric reduction was fulfilled using the “scale-trail” method. As result of reduction the measured distances between objects in a small CCD field (2' x 3') are presented as a function of time with high accuracy. The minimum distances between objects were obtained with the error $\pm 0.01''$ and moments of events with errors $\pm (0.4^s - 18.0^s)$. Finally the relative motions of asteroids, their coordinates and (O-C) with the errors not more then $\pm 0.025''$ have been calculated as result of reduction. Also the variability of brightness of asteroid N 454 has been revealed: its amplitude was estimated as 0.15 of magnitude and the period is about of 4^h.

РЕЗУЛЬТАТЫ ФОТОГРАФИЧЕСКИХ ПОЗИЦИОННЫХ НАБЛЮДЕНИЙ СПУТНИКОВ САТУРНА НА 26-ДЮЙМОВОМ РЕФРАКТОРЕ В ПУЛКОВЕ В 1999 - 2001 гг.

Киселева Т.П., Калиниченко О.А.

В работе представлены результаты астрометрических фотографических наблюдений главных спутников Сатурна в 1999-2001 гг в Пулковской обсерватории на 26-дюймовом рефракторе. При наблюдениях применялся метод "след-масштаб". Полученные 189 относительных положений спутников (спутник минус спутник) характеризуются высокой внутренней и внешней точностью; внутренние ошибки одной разности координат спутников равны $\pm 0.06''$ и $\pm 0.05''$ по X и Y соответственно; внешние ошибки одного относительного положения первых пяти спутников, полученные из сравнения с эфемеридой Харпера и Тэйлора, равны $\pm 0.14''$ по X и Y, для всех спутников, включая шестой спутник (Титан) и восьмой (Япет), внешние ошибки равны $\pm 0.19''$ и $\pm 0.14''$.

Работа выполнена при поддержке гранта РФФИ N 01-02 17018.

1. НАБЛЮДЕНИЯ

Продолжается программа параллельных фотографических и ПЗС астрометрических наблюдений восьми главных спутников Сатурна на 26-дюймовом рефракторе Пулковской обсерватории [1], [2], [3]. В данной работе представлены результаты фотографических наблюдений.

С августа 1999 по март 2001 г получено 20 астронегативов, содержащих 120 отдельных фотографических наблюдений (экспозиций) системы спутников Сатурна: (1) -Мимас, (2)-Энцелад, (3)-Тэфия, (4)- Диона, (5) - Рея, (6) - Титан, (8) - Япет. Применялись фотопластинки NP-27 ORWO. 7-й спутник - Гиперион - на этих фотографиях не получался, так как он требует более высокочувствительных фотопластинок или длительной экспозиции (спутник 14.5 зв. величины). Кроме изображений системы спутников на пластинках получали по два изображения суточного следа: до и после цепочки изображений системы спутников, необходимых для вычисления угла ориентировки измерений фотографий в методе "след-масштаб" [4]. Теория и практика применения метода "след-масштаб" к наблюдениям спутников планет описана в работах [1], [2], [4], [5].

В наблюдениях на 26-дюймовом рефракторе принимали участие следующие наблюдатели: А.А.Киселев, Т.П.Киселева, О.А.Калиниченко, О.В.Кияева, О.П.Быков, К.Л.Масленников, Л.Г.Романенко, Н.А.Шахт. Измерения, обработка и анализ результатов на основе сравнения с эфемеридами выполнены Т.П.Киселевой и О.А.Калиниченко.

Измерения изображений спутников выполнялись на измерительном приборе Аскорекорд. Изображения самой планеты Сатурн не производились ввиду плохого их качества. В результате обработки измерений по программе, составленной О.В.Кияевой, получены относительные взаимные координаты пар спутников (в смысле "спутник - спутник") $\Delta X = \Delta\alpha \cos\delta$, $\Delta Y = \Delta\delta$. В результатах наблюдений учтена дифференциальная рефракция.

Результаты наблюдений сравнивались с эфемеридами спутников Сатурна, вычисленными Н.В.Емельяновым на основе теории Харпера и Тэйлора [6].

Результаты наблюдений и их сравнения с эфемеридами представлены в таблице 1. В первой колонке приведены даты и моменты наблюдений по UTC, во второй колонке - номера спутников в паре ($S_i - S_j$), в третьей и четвертой колонках - разности координат в парах: $\Delta X = X_i - X_j = \Delta\alpha\cos\delta$, $\Delta Y = Y_i - Y_j = \Delta\delta$, в пятой и шестой - (O-C) по X и Y.

Таблица 1. Результаты фотографических наблюдений спутников Сатурна

Дата (UTC)	S_i	S_j	$\Delta X = \Delta\alpha\cos\delta$ arcsec	$\Delta Y = \Delta\delta$ arcsec	(O-C) _X arcsec	(O-C) _Y arcsec
1999 08 19.024307	3	6	+171.838	-11.569	-0.21	-0.18
1999 08 19.024307	8	6	-330.996	-143.949	-0.09	-0.18
1999 08 19.025884	4	6	+237.612	+0.238	-0.33	-0.20
1999 08 19.025884	5	6	+236.170	+26.870	-0.29	-0.27
1999 08 19.025884	4	5	+1.442	-26.633	-0.04	0.13
1999 08 19.025884	3	4	-65.774	-11.687	-0.11	0.07
1999 08 19.025884	3	5	-64.332	-38.320	-0.14	0.20
1999 08 25.018684	3	6	-113.973	+31.348	0.02	0.16
1999 08 25.018684	4	6	-114.772	+58.086	0.12	-0.02
1999 08 25.018684	5	6	-227.849	+47.924	0.16	0.21
1999 08 25.018684	3	4	+0.799	-26.738	-0.09	0.18
1999 08 25.018684	4	5	+113.077	+10.036	-0.04	-0.35
1999 08 25.018684	5	8	+343.249	+197.272	0.45	-0.09
1999 08 25.018684	3	5	+113.876	-16.702	-0.13	-0.18
1999 09 02.022528	3	6	+167.810	-31.690	-0.10	-0.05
1999 09 02.022756	4	6	+189.183	-34.486	-0.18	0.13
1999 09 02.022528	5	6	+146.856	-14.938	-0.06	-0.22
1999 09 02.022528	3	5	+20.936	-16.848	-0.06	0.07
1999 09 02.022528	3	4	-21.407	+2.810	0.04	-0.15
1999 09 02.022528	4	5	+42.343	-19.658	-0.10	0.22
1999 09 02.037150	3	6	+166.610	-31.043	-0.38	-0.21
1999 09 02.037150	4	6	+189.000	-33.607	-0.19	0.06
1999 09 02.037150	5	6	+145.838	-14.529	-0.16	-0.17
1999 09 02.037150	8	6	-8.230	-218.872	-0.20	0.11
1999 09 02.037150	3	4	-22.390	+2.671	-0.19	-0.17
1999 09 02.037150	3	5	+20.772	-16.514	-0.21	-0.04
1999 09 02.037150	4	5	+43.162	-19.185	-0.02	0.12
1999 09 07.010940	2	5	+7.116	-21.212	0.15	0.14
1999 09 07.010940	2	6	+16.022	+70.068	-0.03	-0.02
1999 09 07.010940	3	6	+58.338	+49.214	0.19	0.06
1999 09 07.010940	4	6	+99.296	+53.261	0.01	-0.06
1999 09 07.010940	5	6	+8.906	+91.280	-0.18	-0.16
1999 09 07.010940	8	6	+121.880	-59.542	-0.40	-0.14
1999 09 07.010940	2	3	-42.316	+20.854	-0.22	-0.08
1999 09 07.010940	3	4	-40.958	-4.047	0.18	0.12
1999 09 07.010940	4	5	+90.390	-38.019	0.19	0.10
1999 09 07.010940	4	8	-22.584	+112.803	0.41	0.08
1999 09 07.010940	2	4	-83.274	+16.807	-0.04	0.04
1999 09 08.004386	8	6	+89.542	-45.071	-0.41	-0.17
1999 09 08.005121	2	6	-5.604	+79.010	0.10	-0.18
1999 09 08.005121	4	6	-28.422	+88.628	0.19	-0.12
1999 09 08.005121	3	6	-39.030	+82.878	0.17	-0.14
1999 09 08.005121	5	6	-103.079	+56.442	0.19	0.12
1999 09 08.005121	2	4	+22.818	-9.618	-0.08	-0.06
1999 09 08.005121	4	3	+10.608	+5.750	0.02	0.03
1999 09 08.005121	2	5	+97.475	+22.568	-0.09	-0.29
1999 09 08.005121	4	5	+74.657	+32.186	-0.00	-0.23
1999 09 08.005121	3	5	+64.049	+26.437	-0.02	-0.26
1999 10 23.885439	3	6	+79.590	+44.748	0.15	0.16

1999	10	23.885439	4	6	+179.220	+61.258	0.01	0.07
1999	10	23.885439	5	6	+99.548	+26.248	0.08	0.21
1999	10	23.885439	3	4	-99.662	-16.416	0.12	0.19
1999	10	23.885439	3	5	-19.958	+18.500	0.07	-0.05
1999	10	23.885439	4	5	+79.704	+34.916	-0.05	-0.24
1999	11	18.864532	2	6	-0.338	-77.556	-0.08	0.04
1999	11	18.864532	3	6	-8.268	-57.236	-0.06	-0.03
1999	11	18.864532	4	6	-34.466	-71.936	0.05	0.01
1999	11	18.864012	5	6	-59.378	-63.268	0.17	-0.05
1999	11	18.864012	8	6	-152.689	-255.806	-0.24	0.13
1999	11	18.864532	2	3	+7.930	-20.320	-0.02	0.07
1999	11	18.864532	2	4	+34.128	-5.620	-0.12	0.03
1999	11	18.864532	3	4	+26.198	+14.700	-0.10	-0.04
2000	01	20.813687	3	6	-33.782	-76.378	0.31	-0.01
2000	01	20.813687	2	6	-60.752	-66.710	0.22	-0.02
2000	01	20.813687	4	6	-84.411	-65.540	0.30	0.00
2000	01	20.813687	5	6	-97.479	-47.514	0.11	0.02
2000	01	20.813687	8	6	-550.674	-184.154	0.27	0.04
2000	01	20.813687	3	2	+26.970	-9.668	0.09	0.01
2000	01	20.813687	3	4	+50.629	-10.838	0.01	-0.01
2000	01	20.813687	3	5	+63.697	-28.864	0.20	-0.02
2000	01	20.813687	2	4	+23.659	-1.170	-0.08	-0.02
2000	01	20.813687	2	5	+36.727	-19.196	0.11	-0.04
2000	01	20.813687	4	5	+13.068	-18.026	0.19	-0.02
2000	02	10.691838	5	6	+247.104	+20.426	-0.06	-0.04
2000	02	10.691838	2	6	+182.721	+3.858	0.07	-0.03
2000	02	10.691838	3	6	+180.195	+1.032	0.02	-0.06
2000	02	10.691838	4	6	+200.464	+30.711	-0.10	-0.05
2000	02	10.691838	8	6	+208.914	-110.522	-0.33	-0.10
2000	02	10.691838	5	2	+64.383	+16.568	-0.13	-0.04
2000	02	10.691838	5	3	+66.909	+19.394	-0.08	0.02
2000	02	10.691838	5	4	+46.640	-10.306	0.04	-0.01
2000	02	10.691838	2	3	+2.526	+2.825	0.04	0.06
2000	02	10.691838	2	4	-17.743	-26.843	0.17	0.06
2000	02	10.691838	3	4	-20.269	-29.668	0.13	0.00
2000	09	29.037916	4	6	-243.132	-26.112	0.37	0.06
2000	09	29.037916	2	6	-235.422	-15.562	0.21	0.05
2000	09	29.037916	3	6	-212.686	+12.064	-0.02	-0.05
2000	09	29.037916	5	6	-172.232	+28.138	0.16	-0.01
2000	09	29.037916	4	2	-7.710	-10.546	0.16	0.01
2000	09	29.037916	4	3	-30.446	-38.160	0.38	0.12
2000	09	29.037916	4	5	-70.900	-54.250	0.20	0.07
2000	09	29.037916	2	3	-22.736	-27.614	0.23	0.11
2000	09	29.037916	2	5	-63.168	-43.700	0.07	0.07
2000	09	29.037916	3	5	-40.454	-16.052	-0.18	-0.01
2000	10	06.008986	2	6	+159.794	-42.481	-0.02	0.05
2000	10	06.008986	5	6	+168.140	-63.257	-0.13	0.14
2000	10	06.008986	1	6	+203.482	-30.680	-0.34	0.01
2000	10	06.008986	4	6	+200.962	-3.567	-0.28	0.03
2000	10	06.008986	3	6	+223.538	-28.948	-0.25	-0.03
2000	10	06.008986	2	5	-8.337	+20.784	0.11	-0.09
2000	10	06.008986	2	1	-43.694	-11.777	0.31	-0.03
2000	10	06.008986	2	4	-41.188	-38.892	0.24	0.05
2000	10	06.008986	2	3	-63.764	-13.500	0.21	0.11
2000	10	06.008986	5	1	-35.357	-32.561	0.20	0.06
2000	10	06.008986	5	4	-32.851	-59.676	0.13	0.13
2000	10	06.008986	5	3	-55.427	-34.283	0.10	0.20
2000	10	06.008986	1	4	+2.506	-27.115	-0.07	0.08
2000	10	06.008986	1	3	-20.070	-1.723	-0.10	0.14
2000	10	06.008986	4	3	-22.576	+25.392	-0.03	0.07
2000	11	17.880099	3	6	-166.898	-82.482	0.05	0.24

2000	11	17.880099	4	6	-109.638	-82.964	0.03	0.22
2000	11	17.880099	2	6	-109.500	-65.155	-0.01	0.09
2000	11	17.880099	5	6	-140.086	-27.864	0.06	0.11
2000	11	17.880099	1	6	-178.878	-61.322	0.21	0.14
2000	11	17.880099	8	6	-143.440	+99.936	0.41	0.27
2000	11	17.880099	3	2	-57.370	-17.304	0.07	0.17
2000	11	17.880099	3	5	-26.812	-54.608	-0.01	0.14
2000	11	17.880099	3	1	+12.005	-21.166	-0.13	0.10
2000	11	17.880099	3	8	-23.424	-182.418	-0.35	-0.02
2000	11	17.880099	2	5	+30.558	-37.304	-0.08	-0.03
2000	11	17.880099	3	4	-57.226	+0.528	0.04	0.03
2000	11	17.880099	2	1	+69.375	-3.862	-0.20	-0.07
2000	11	17.880099	2	8	+33.940	-165.091	0.04	-0.18
2000	11	17.880099	5	1	+38.817	+33.442	-0.12	-0.04
2000	11	17.880099	5	8	+3.366	-127.800	-0.35	-0.15
2000	11	17.880099	1	8	-35.438	-161.258	-0.23	-0.13
2000	11	17.880099	4	5	+30.436	-55.146	-0.04	0.10
2000	11	17.880099	4	1	+69.240	-21.688	-0.18	0.08
2000	11	17.880099	4	8	+33.802	-182.900	-0.40	0.00
2000	11	17.901203	3	6	-162.229	-83.240	0.16	0.24
2000	11	17.901203	4	6	-106.030	-82.583	0.03	0.20
2000	11	17.901203	2	6	-107.891	-63.964	0.06	0.15
2000	11	17.901203	5	6	-141.434	-28.292	0.10	0.09
2000	11	17.901203	1	6	-178.815	-63.286	0.29	0.25
2000	11	17.901203	8	6	-143.144	+99.242	0.47	0.25
2000	11	17.901203	3	4	-56.200	-0.631	0.12	0.06
2000	11	17.901203	3	2	-54.348	-19.250	0.09	0.12
2000	11	17.901203	3	5	-20.822	-54.940	0.03	0.15
2000	11	17.901203	3	1	+16.575	-19.964	-0.13	-0.02
2000	11	17.901203	3	8	-19.085	-182.482	-0.32	-0.01
2000	11	17.901203	4	2	+1.852	-18.619	-0.04	0.06
2000	11	17.901203	4	5	+35.404	-54.292	-0.07	0.12
2000	11	17.901203	4	1	+72.776	-19.333	-0.25	-0.07
2000	11	17.901203	4	8	+37.114	-181.825	-0.44	-0.05
2000	11	17.901203	2	5	+33.526	-35.690	-0.06	0.03
2000	11	17.901203	2	1	+70.924	-0.714	-0.21	-0.14
2000	11	17.901203	2	8	+35.671	-163.206	0.04	-0.12
2000	11	17.901203	5	1	+37.398	+34.976	-0.16	-0.17
2000	11	17.901203	5	8	+1.710	-127.534	-0.37	-0.15
2000	11	17.901203	1	8	-35.671	-162.528	-0.20	0.02
2000	12	26.824549	5	6	+226.224	+19.060	0.04	0.05
2000	12	26.824549	4	6	+221.765	+57.600	0.08	-0.13
2000	12	26.824549	5	4	+4.447	-39.539	-0.04	0.18
2001	01	22.740612	5	6	+51.226	-103.710	-0.12	0.06
2001	01	22.740612	4	6	+68.544	-83.608	-0.26	0.15
2001	01	22.740612	3	6	-24.800	-84.710	0.02	0.23
2001	01	22.740612	5	4	-17.332	-20.092	0.13	-0.08
2001	01	22.740612	5	3	+76.026	-19.000	-0.15	-0.19
2001	01	22.740612	4	3	+93.345	+1.102	-0.04	-0.09
2001	01	23.680195	5	6	+165.079	-56.870	0.08	0.09
2001	01	23.680195	3	6	+122.928	-55.480	0.04	0.20
2001	01	23.680195	3	5	-42.151	+1.390	-0.03	-0.28
2001	02	16.756527	5	6	-156.526	+80.838	0.18	0.05
2001	02	16.756527	3	6	-83.281	+43.217	0.12	0.01
2001	02	16.756527	4	6	-54.578	+67.559	0.16	-0.07
2001	02	16.756527	8	6	-528.054	+34.293	0.37	0.33
2001	02	16.756527	5	3	-73.219	+37.671	0.06	0.05
2001	02	16.756527	5	4	-101.922	+13.329	0.02	0.12
2001	02	16.756527	3	4	-28.703	-24.342	-0.04	0.07
2001	03	20.733369	3	6	-95.238	+39.175	0.25	-0.06
2001	03	20.733369	4	6	-102.422	+33.462	0.22	-0.06

2001 03 20.733197	2	6	-123.177	+44.768	0.31	0.13
2001 03 20.733369	5	6	-168.588	+66.593	0.27	-0.19
2001 03 20.733369	8	6	+91.456	-21.292	-0.17	0.02
2001 03 20.733369	3	4	+7.187	+5.707	0.03	-0.00
2001 03 20.733369	3	5	+73.333	-27.465	-0.03	0.09
2001 03 20.733369	3	8	-186.694	+60.467	0.42	-0.06
2001 03 20.733369	3	2	+27.939	-5.593	-0.06	-0.20
2001 03 20.733369	4	2	+20.755	-11.306	-0.09	-0.21
2001 03 20.733369	4	5	+66.146	-33.172	-0.06	0.09
2001 03 20.733369	4	8	-193.842	+54.877	0.42	0.05
2001 03 20.733369	5	8	-259.988	+88.049	0.48	-0.04
2001 03 29.752857	5	6	+67.559	-25.807	0.01	0.04
2001 03 29.752857	3	6	+93.658	-43.276	0.13	0.15
2001 03 29.752857	4	6	+185.811	-31.246	-0.02	0.40
2001 03 29.752857	5	3	-26.087	+17.489	-0.12	-0.09
2001 03 29.752857	5	4	-118.248	+5.439	0.01	-0.37
2001 03 29.752857	3	4	-92.153	-12.030	0.13	-0.21

2. АНАЛИЗ ТОЧНОСТИ РЕЗУЛЬТАТОВ НАБЛЮДЕНИЙ

Анализ точности определений относительных координат спутников выполнялся на основе О-С, вычисленных Н.В.Емельяновым по теории движения спутников Харпера-Тэйлора. По сходимости результатов редукции внутри серии изображений пар спутников на каждой пластинке получены среднеквадратические ошибки относительных координат для одного изображения - E_{1X} , E_{1Y} - внутренние ошибки:

$$E_{1X} = \pm 0."13, \quad E_{1Y} = \pm 0."11.$$

Внутренние ошибки относительных координат, вычисленных как среднее по каждой пластинке соответственно равны:

$$E_X = \pm 0."06, \quad E_Y = \pm 0."05.$$

Средние значения разностей О - С по всему материалу (189 определений относительных координат спутников) равны:

$$(O-C)_X = +0.012", \quad (O-C)_Y = +0.012".$$

Среднеквадратические значения разностей (О-С) - внешние среднеквадратические ошибки определения относительных координат спутников по одной пластинке с 5 - 6 экспозициями равны:

$$\sigma_X = \pm 0.190", \quad \sigma_Y = \pm 0.135".$$

В таблице 2 приведены среднеквадратические ошибки определений относительных координат для различных комбинаций спутников в парах. В первом столбце даются номера спутников в паре, во втором - число пар, в третьем и четвертом - значения ошибок (arcsec).

Таблица 2. Значения среднеквадратических ошибок для различных комбинаций пар спутников.

Пары спутников	N	σ_X	σ_Y
2-6	10	0.162	0.121
3-6	18	0.179	0.162
4-6	19	0.192	0.159
5-6	20	0.154	0.157
8-6	12	0.327	0.201
8 - 1,2,3,4,5	15	0.367	0.078
Комбинации пар спутников 1,2,3,4,5	90	0.140	0.135

Большие значения ошибок в парах с участием 8-го спутника по координате X, ориентированной близко к орбитальной плоскости, объясняются, повидимому, ошибками теории движения Япета в долготе, поскольку в наблюдениях не обнаружено систематической ошибки масштаба телескопа, которая могла бы также увеличивать дисперсию $(O - C)_X$ в зависимости от расстояния. Возможно, что увеличение дисперсии для 8-го и 6-го спутников объясняется уравнением яркости между этими спутниками и остальными (1 - 5 спутники).

Как видно из таблицы 2, наименьшую внешнюю ошибку имеют наблюдения 1 - 5 спутников, что является следствием их приблизительно одинаковой яркости, а также более высокой точностью теории движения по сравнению с 6-м и 8-м спутниками.

ЛИТЕРАТУРА

1. Т.П.Киселева, И.С.Измайлов. Результаты позиционных ПЗС-наблюдений спутников Сатурна и Юпитера на 26-дюймовом рефракторе в Пулкове. // Известия ГАО в Пулкове, 2000, N 214, с. 333-343.
2. Т.П.Киселева, О.А.Калиниченко. Результаты фотографических наблюдений спутников Сатурна в Пулкове в 1994 - 1998 гг. // Известия ГАО в Пулкове, 2000, N214, с.344-355.
3. Т.П.Киселева, С.М.Чантурия. Определение положений спутников Сатурна: Дионы, Реи, Титана, Гипериона и Япета по фотографическим наблюдениям в Абастуманской астрофизической обсерватории АН Грузии.//Известия ГАО в Пулкове, N 214, с.356-360.
4. A.A.Kiselev. Satellite astrometry with long-focus astrograph.// Galactic and Solar System Optical Astrometry. Proceedings of the Royal Greenwich Observatory and the Institute of Astronomy Workshop. Cambridge, June 21-24, 1993, p. 325-328.
5. А.А.Киселев. Теоретические основания фотографической астрометрии. // Москва, Наука, 1989, 260 с.
6. Harper D. And Taylor D.B. // Astron. and Astrophys., 1993, V.268, N 1, p.326.

The results of photographic positional observations of Saturnian Satellites with 26-inch Refractor at Pulkovo in 1999 - 2001

T.P.Kiseleva, O.A.Kalinichenko.

The results of photographic astrometric observations of the main 1 - 8 Saturnian Satellites in 1999 - 2001 at Pulkovo observatory with 26-inch Refractor are corresponded. The "scale-trail" method was used for observations. 189 relative positions of satellites ("satellite minus satellite") are characterized by high inner and external accuracy: the inner errors of one relative position are equal $\pm 0.06''$ and $\pm 0.05''$ in X and Y. The external errors were calculated by comparison of observations with theory of motion are equal $\pm 0.14''$ in X and Y for 1 - 5 satellites, and $\pm 0.19''$ and $\pm 0.14''$ for 1 - 8 satellites.

The works have been carried out with the support of RFBR N 01-02-17018.

**АСТРОМЕТРИЧЕСКОЕ ИССЛЕДОВАНИЕ ТРОЙНОЙ ЗВЕЗДЫ
ADS 15600 (ξ СЕРПЕИ)
ПО НАБЛЮДЕНИЯМ НА ПУЛКОВСКОМ 26-ДЮЙМОВОМ РЕФРАКТОРЕ
1981-2001ГГ.**

Княева О.В., Измайлов И.С.

*На основе пулковских фотографических наблюдений на 26-дюймовом рефракторе в 1981-2001гг. определена новая орбита широкой пары Аа-В ($P=862$ года, $a=4.6''$, $e=0.89$), которая удовлетворяет позиционным наблюдениям 1830-2001гг. и наблюдениям лучевой скорости 1972-75 гг. и 1991-93 гг. Обнаружено долгопериодическое возмущение, проявляющееся в координате ρ , с периодом больше 20 лет, то есть возможно, что звезда В также имеет спутник, но для решения этого вопроса требуется больше высокоточных наблюдений. На основе невязок относительно движения 1993-1999 гг. определена орбита фотоцентра пары Аа, которая согласуется с известными спекл интерферометрическими орбитами (МакАлистер,1980; Порбэ,2000). Орбиты Аа-В и А-а некопланарны. Угол между плоскостями орбит определяется в диапазоне 70-80°. Полагая отношение масс $M_A/M_a=2.8\pm 0.2$ согласно спектроскопической орбите Викерса и Скарфа, астрометрически получена разность звездных величин компонентов пары Аа $m_A-m_a=0.26\pm 0.2$, из чего следует, что звезда **a** ярче, чем **A**, в то время как ее масса в 2.8 раза меньше.*

Ключевые слова: фотографические наблюдения, визуально-двойные звезды, тройные звезды, орбиты, массы, соотношение масса-светимость.

Введение

Звезда ξ Serphei (ADS 15600, $\alpha=22^h 03.^m 8$, $\delta=64^\circ 38'$ (2000)) наблюдается фотографически на 26-дюймовом рефракторе в Пулкове с 1981 г. как визуально-двойная звезда ($\rho=8''$). В каталоге WDS (Worley and Douglass, 1996) приводится длинный ряд наблюдений этой пары на других обсерваториях, начиная с наблюдений Струве 1831 г. Звездная величина яркого компонента 4.23, звезды В – 6.34, спектральные классы $A3_m$ для компонента А и F7V для компонента В.

Звезда неоднократно исследовалась разными авторами. Целлер определил орбиту широкой пары АВ (Zeller,1965), которая требует уточнения.

Яркий компонент А является спектроскопической двойной, определены спектроскопические орбиты обеих звезд пары Аа (Vickers, Scarfe, 1976), согласно которым отношение масс компонентов пары Аа равно 2.8. В 6-м каталоге орбит (Hartkopf, Mason,2001) приводятся также спекл-интерферометрическая орбита пары Аа (McAlister,1980) и недавно полученная орбита Аа (Pourbaix,2000). Все орбиты хорошо согласуются.

В настоящей работе мы определили новую орбиту широкой пары Аа-В, опираясь на все имеющиеся позиционные наблюдения и параллакс из каталога Гиппаркос. По невязкам пулковских наблюдений нам удалось определить орбиту фотоцентра пары Аа при заданных значениях орбитального периода и эксцентриситета.

Знание орбиты фотоцентра в сочетании с визуальной и спектроскопической орбитой позволяет независимо оценить разность звездных величин компонентов пары Аа из соотношения больших полуосей визуальной орбиты a_{Aa} и орбиты фотоцентра

a_{ph} , которое определяется соотношением масс и разностью звездных величин компонентов по следующим формулам:

$$a_{ph} = a_{Aa} * (B-\beta)$$

$$B = M_a / (M_A + M_a)$$

$$\beta = 1 / (1 + 10^{0.4\Delta m})$$

Здесь B – отношение расстояния «барицентр-А» к расстоянию между компонентами «А-а», β – отношение расстояния «фотоцентр – А» к расстоянию «А-а», M_A и M_a – массы компонентов. Величина B определяется из спектроскопической орбиты, если наблюдаются оба компонента. Вычислив β , легко оценить Δm .

В пулковской программе наблюдений визуально-двойных звезд есть несколько пар, один из компонентов которых является спектроскопической двойной с известной орбитой яркого компонента (Кияева, 1997). Однако эта орбита неполная, так как не определяются угол наклона и долгота восходящего узла. Спекл-интерферометрия не может помочь, если второй компонент невидимый. Чтобы полностью определить орбиту фотоцентра по невязкам, требуется очень длинный и плотный ряд наблюдений, но задача существенно упрощается, если считать известными период, эксцентриситет и момент прохождения через периастр. Таким образом, мы можем доопределить спектроскопические орбиты с темным спутником. Для этой задачи данная звезда ADS 15600 является контрольной. Доопределив орбиту Викерса и Скарфа, мы можем сравнить полученные значения i и Ω с соответствующими значениями Мак Алистера и Порбэ.

Орбита широкой пары Аа-В

Пулковский ряд фотографических наблюдений 1981-2001 года состоит из 88 пластинок (в основном сорт WO3) по 10-20 экспозиций на пластинке. Пластины были измерены на сканере (Измайлов, 2000). Среднеквадратические ошибки измерения одной пластинки по внутренней сходимости 0."0069 по ρ и 0."0525 по θ ($\Delta\tau = \rho * \Delta\theta / 57.3 = 0."0069$). По внешней сходимости (при вычислении среднегодового положения) СКО одной пластинки равны 0."016 по ρ , 0."186 по θ (0."024 по τ).

До 1993 г. было получено всего 9 пластинок, в 1993 г. мы поставили задачу попытаться получить орбиту фотоцентра компонент Аа и наблюдали звезду плотно вблизи меридиана (чтобы можно было пренебречь эффектом атмосферной дисперсии) до 1999 г., пока не закончились пластинки WO3. В 2000-2001 гг. были получены всего 3 пластинки WP1, ошибки которых больше, чем у пластинок WO3. Результаты наблюдений по пластинкам представлены в таблице 1. Вес каждого наблюдения определяется ошибкой соответствующей координаты.

Таблица 1. Ряд фотографических наблюдений визуально-двойной звезды ADS 15600 AB, выполненных на 26-дюймовом рефракторе в Пулкове.

t	ρ ["]	ϵ_ρ ["]	θ [°]	ϵ_θ [°]	(O-C) $_\rho$ ["]	(O-C) $_\theta$ [°]
1981.590	7.750	0.011	276.421	0.084	-.0161	.0470
1981.601	7.757	0.007	276.022	0.044	-.0092	-.3513
1981.754	7.788	0.004	276.207	0.038	.0205	-.1565
1983.791	7.790	0.008	276.017	0.057	.0055	-.2168
1985.658	7.803	0.004	276.147	0.033	.0031	.0314
1985.669	7.816	0.006	276.161	0.030	.0160	.0461
1988.569	7.828	0.008	275.757	0.046	.0046	-.1749
1988.591	7.803	0.009	276.089	0.044	-.0206	.1585

1988.623	7.832	0.004	275.661	0.048	.0081	-.2674
1988.651	7.811	0.007	275.900	0.065	-.0131	-.0267
1993.015	7.795	0.012	275.681	0.130	-.0632	.0275
1993.579	7.904	0.004	275.527	0.033	.0414	-.0913
1993.590	7.899	0.006	275.798	0.042	.0364	.1803
1993.595	7.900	0.005	275.411	0.035	.0373	-.2064
1993.595	7.909	0.005	275.722	0.036	.0463	.1046
1993.623	7.886	0.005	275.584	0.044	.0231	-.0316
1993.642	7.924	0.004	275.518	0.038	.0610	-.0964
1993.653	7.860	0.006	274.751	0.044	-.0031	-.8628
1993.667	7.914	0.003	275.089	0.031	.0508	-.5239
1993.683	7.886	0.005	275.469	0.036	.0226	-.1429
1993.694	7.901	0.004	275.384	0.032	.0376	-.2272
1993.697	7.887	0.006	275.479	0.041	.0235	-.1320
1993.702	7.896	0.005	275.568	0.035	.0325	-.0427
1993.719	7.889	0.006	275.304	0.042	.0254	-.3057
1993.828	7.890	0.010	275.691	0.056	.0255	.0881
1993.836	7.891	0.003	275.505	0.038	.0265	-.0974
1993.861	7.875	0.006	275.583	0.065	.0103	-.0178
1993.869	7.911	0.011	275.672	0.051	.0462	.0717
1993.872	7.923	0.007	274.727	0.043	.0582	-.8731
1993.872	7.927	0.006	274.823	0.059	.0622	-.7771
1993.877	7.901	0.006	275.540	0.047	.0362	-.0598
1993.886	7.852	0.007	275.445	0.053	-.0129	-.1542
1993.888	7.885	0.005	275.256	0.041	.0201	-.3431
1994.565	7.854	0.008	275.415	0.047	-.0161	-.1422
1994.628	7.875	0.003	275.364	0.032	.0045	-.1892
1994.630	7.872	0.004	275.437	0.037	.0014	-.1161
1994.647	7.880	0.006	275.451	0.063	.0093	-.1010
1994.688	7.873	0.008	275.575	0.048	.0020	.0255
1994.745	7.835	0.006	275.703	0.070	-.0364	.1570
1994.745	7.835	0.006	275.934	0.070	-.0364	.3880
1994.800	7.876	0.006	275.499	0.047	.0042	-.0435
1994.882	7.875	0.005	275.122	0.053	.0025	-.4154
1994.882	7.875	0.005	275.395	0.053	.0025	-.1425
1995.619	7.893	0.003	275.213	0.045	.0150	-.2787
1995.621	7.835	0.012	274.632	0.084	-.0430	-.8596
1995.624	7.872	0.004	275.188	0.036	-.0061	-.3034
1995.638	7.806	0.011	275.252	0.197	-.0722	-.2385
1995.663	7.898	0.003	275.317	0.039	.0197	-.1720
1995.671	7.934	0.005	275.190	0.035	.0556	-.2985
1995.676	7.906	0.005	275.069	0.045	.0276	-.4192
1995.706	7.846	0.005	275.378	0.034	-.0327	-.1083
1995.709	7.897	0.004	275.042	0.037	.0183	-.4441
1995.712	7.882	0.006	275.233	0.051	.0033	-.2530
1995.715	7.901	0.004	275.330	0.055	.0223	-.1558
1995.717	7.884	0.004	275.156	0.038	.0052	-.3296
1995.758	7.903	0.004	275.423	0.040	.0239	-.0601
1995.778	7.914	0.001	275.338	0.031	.0348	-.1439
1995.783	7.889	0.007	275.277	0.087	.0098	-.2046
1995.788	7.890	0.007	275.249	0.034	.0107	-.2322

1995.854	7.898	0.003	275.089	0.030	.0182	-.3882
1995.939	7.863	0.007	275.937	0.065	-.0174	.4651
1995.964	7.842	0.013	275.694	0.072	-.0386	.2237
1996.599	7.891	0.005	275.282	0.041	.0056	-.1490
1996.602	7.943	0.005	275.162	0.033	.0576	-.2688
1996.604	7.915	0.004	275.218	0.032	.0296	-.2127
1996.615	7.915	0.004	275.435	0.064	.0295	.0050
1996.618	7.899	0.006	275.386	0.047	.0135	-.0438
1996.854	7.913	0.005	275.602	0.035	.0257	.1869
1996.859	7.892	0.006	275.476	0.047	.0047	.0611
1997.658	7.883	0.005	275.700	0.055	-.0102	.3346
1997.664	7.916	0.015	275.529	0.056	.0227	.1640
1997.669	7.855	0.007	275.298	0.051	-.0383	-.0667
1997.672	7.854	0.009	275.134	0.048	-.0393	-.2305
1997.680	7.904	0.006	275.610	0.066	.0106	.2460
1997.721	7.901	0.009	275.636	0.107	.0073	.2745
1997.804	7.853	0.005	275.577	0.032	-.0413	.2206
1998.756	7.897	0.005	275.267	0.041	-.0043	-.0306
1998.762	7.912	0.008	275.116	0.042	.0107	-.1812
1998.830	7.876	0.010	274.949	0.064	-.0258	-.3441
1999.635	7.889	0.005	275.025	0.059	-.0187	-.2185
1999.646	7.875	0.007	275.381	0.080	-.0328	.1382
1999.646	7.908	0.006	275.223	0.048	.0002	-.0198
1999.668	7.903	0.007	275.431	0.045	-.0049	.1895
1999.682	7.907	0.003	274.716	0.049	-.0010	-.5246
2000.742	7.889	0.015	275.406	0.111	-.0266	.2309
2001.720	7.913	0.013	274.879	0.076	-.0101	-.2369
2001.799	7.884	0.018	275.163	0.051	-.0393	.0524

Определить орбиту методом параметров видимого движения (ПВД) (Киселев, Кияева, 1980), опираясь только на пулковские наблюдения, не удалось, так как звезда наблюдается вблизи апоастро, движение очень маленькое, а ряд недостаточно длинный. Кроме того, присутствие третьего компонента искажает значения параметров видимого движения, особенно значение радиуса кривизны. Поэтому мы использовали модифицированный метод ПВД (Измайлов, 2001), согласно которому с помощью итераций определяются дифференциальные поправки к параметрам видимого движения. При этом используются все имеющиеся наблюдения. Напомним, что параметрами видимого движения двойной звезды в некоторый момент времени t_0 мы называем следующие величины:

ρ , θ - координаты, характеризующие положение компонента В относительно главного компонента А;

μ - видимая скорость В относительно А в секундах дуги в год;

ψ - позиционный угол направления видимого движения;

ρ_c - радиус кривизны видимой орбиты в секундах дуги.

Орбита вычислена на основе ПВД, которые уточнялись на средний момент всей наблюдаемой дуги $t_0=1915.0$. Сумма масс компонентов M_{A+B} является свободным параметром, но мы выбрали решение, при котором орбита лучше согласуется с пулковскими наблюдениями. Так при $M_{A+B} = 4 M_{\odot}$ среднеквадратическое отклонение пулковского среднегодового нормального места от орбиты равно $0.020''$ по ρ и 0.15° по θ , а при $M_{A+B} = 5 M_{\odot}$ — $0.030''$ по ρ и 0.20° по θ . В таблице 1 для каждого наблюдения

приводятся значения (O-C). Кроме того, мы использовали параллакс из каталога Гиппаркос 0"032, и дополнительным критерием нашей орбиты было согласие с наблюдениями лучевых скоростей, выполненными в 1970-75 гг. (Vickers, Scarfe) и в 1991-93 гг. (Токовинин, Смехов). Относительная лучевая скорость в эти годы должна быть соответственно $+0.6 \pm 0.4 \text{ км/с}$ (O-C= $+0.05 \text{ км/с}$), и $+0.4 \pm 0.2 \text{ км/с}$ (O-C= -0.08 км/с).

В таблице 2 приводятся следующие данные:

- 1) уточненный набор параметров видимого движения на момент 1915 г., параллакс, относительная лучевая скорость и сумма масс компонентов, по которым вычислялась ПВД-орбита;
- 2) параметры видимого движения, полученные непосредственно из пулковских наблюдений 1981-2001 гг. и 1993-2001 гг. соответственно на моменты 1991.7 и 1997.4;
- 3) (O-C) соответствующих параметров относительно эфемериды вычисленной нами орбиты.

Таблица 2. Параметры видимого движения на разные эпохи.

	Параметры 1830-2001	Параметры 1981-2001	(O-C)	Параметры 1993-2001	(O-C)
ΔT	1830-2001	1981-2001		1993-2001	
T_0	1915.0	1991.7		1997.4	
ρ ["]	7.045 ± 0.010	7.871 ± 0.007	+0.010	7.896 ± 0.003	-0.009
θ [°]	281.03 ± 0.06	275.6 ± 0.04	-0.04	275.28 ± 0.04	-0.08
μ ["/год]	0.0164 ± 0.0003	0.0117 ± 0.0011	0.0001	0.0046 ± 0.0020	-0.0067
ψ [°]	245.3 ± 1.0	223.14 ± 6.44	-5.0	193.7 ± 17.8	-32.8
ρ_c ["]	4.9 ± 0.2				
π_t ["]	0.032 ± 0.001				
ΔV_r [км.с]	0.75 ± 0.40				
M_{A+B} [M_{\odot}]	4.0				

Таблица 3. Элементы орбит пары Aa-B.

Орбита	a ["]	P [год]	e	i [°]	ω [°]	Ω [°]	T_p [год]
Наша	4.6 ± 0.2	862 ± 56	0.89 ± 0.04	163 ± 12	254 ± 72	341 ± 12	1693 ± 9
Целлер	11.5	3800	0.24	109	114	85	1750

В таблице 3 – элементы нашей орбиты и, для сравнения, орбиты Целлера (Zeller, 1965). Ошибки элементов нашей орбиты определяются ошибками исходных ПВД.

На рис.1 – сравнение обеих орбит с наблюдениями 1830-2001 гг. (обозначены среднегодовые положения полученные в результате усреднения всех наблюдений разных обсерваторий, входящих в каталог WDS 1996г.), на рис.2 – сравнение нашей орбиты с пулковскими наблюдениями. Наша орбита сильно отличается от орбиты Целлера и хорошо согласуется как с позиционными наблюдениями, так и с наблюдениями лучевых скоростей. Орбита Целлера не согласуется с наблюдениями лучевых скоростей.

Следует обратить внимание на то, что пулковские наблюдения 1993-2001 гг. показывают систематическое изменение направления движения по сравнению с орбитальным. Расстояние между компонентами ρ в эти годы практически не меняется.

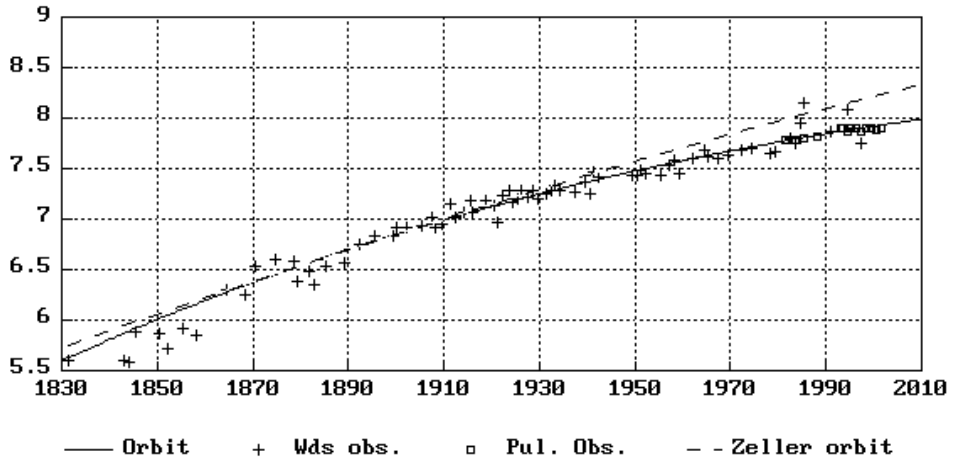


Рис. 1а. Сравнение орбит Аа-В с наблюдениями 1830-2001 гг.: $\rho(t)$ в секундах дуги.

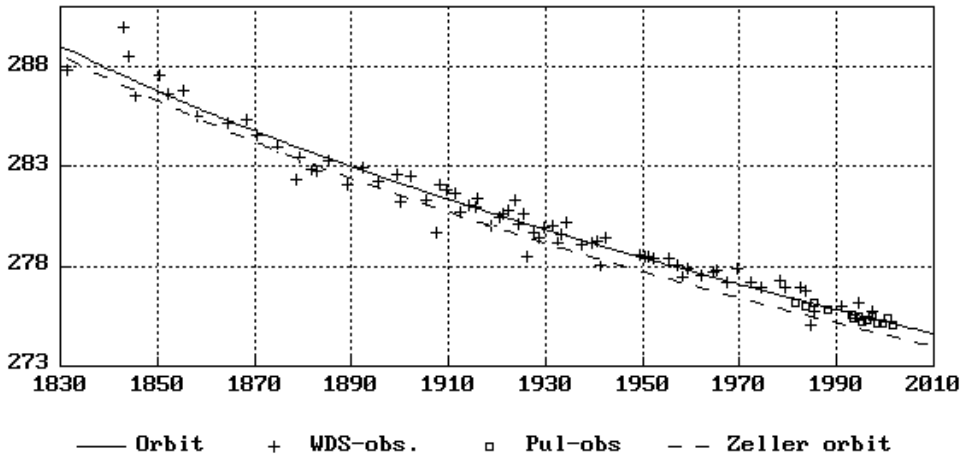


Рис. 1б. Сравнение орбит Аа-В с наблюдениями 1830-2001 гг.: $\theta(t)$ в градусах.

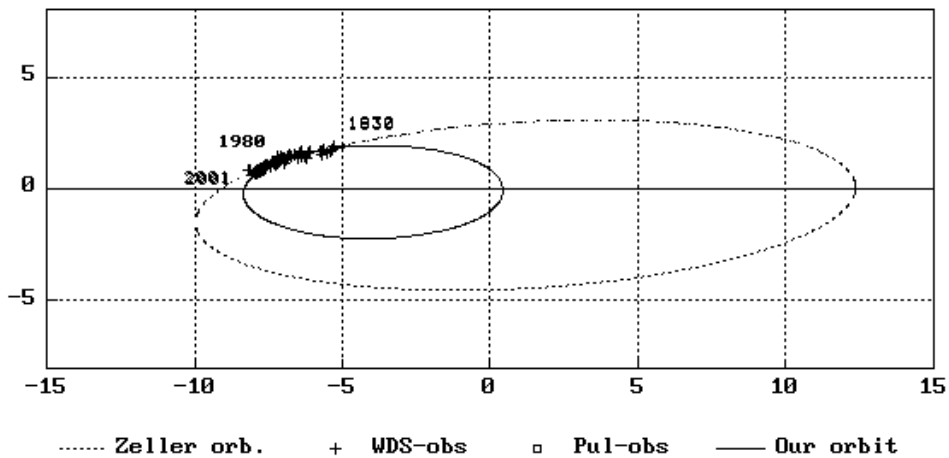


Рис. 1в. Сравнение орбит Аа-В с наблюдениями 1830-2001 гг. в картинной плоскости. Размерность — секунды дуги.

График 1а показывает, что это же наблюдалось и раньше. Например, в 1920-40 гг., когда звезда активно наблюдалась на разных обсерваториях, несмотря на широкую полосу ошибок, уверенно вырисовывается изменения хода $\rho(t)$.

Возможно, у системы имеется долгопериодический спутник, но пока мы не можем определить его орбиту и серьезно обсуждать этот вопрос.

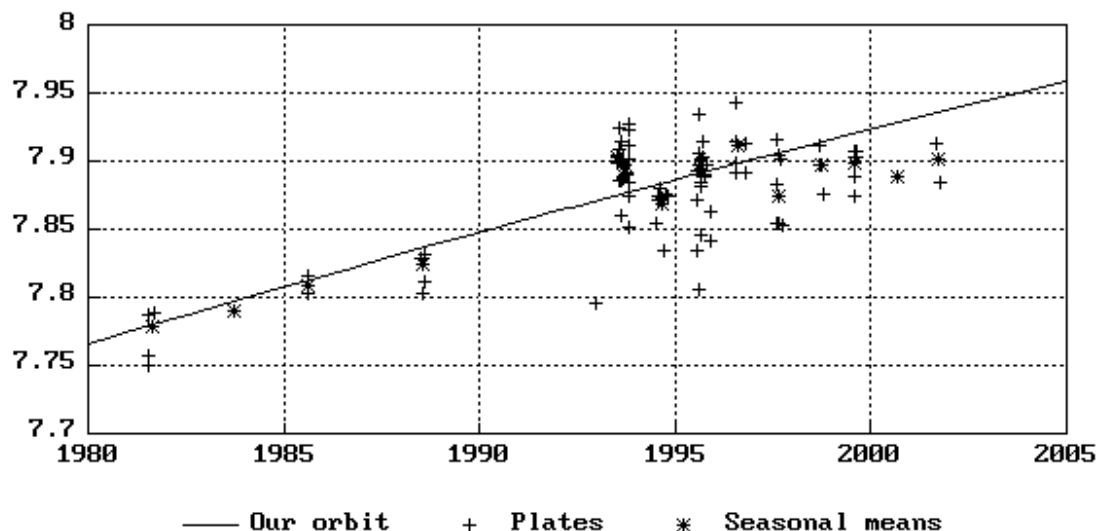


Рис. 2а. Сравнение полученной нами орбиты с наблюдениями 26"рефрактора: $\rho(t)$.

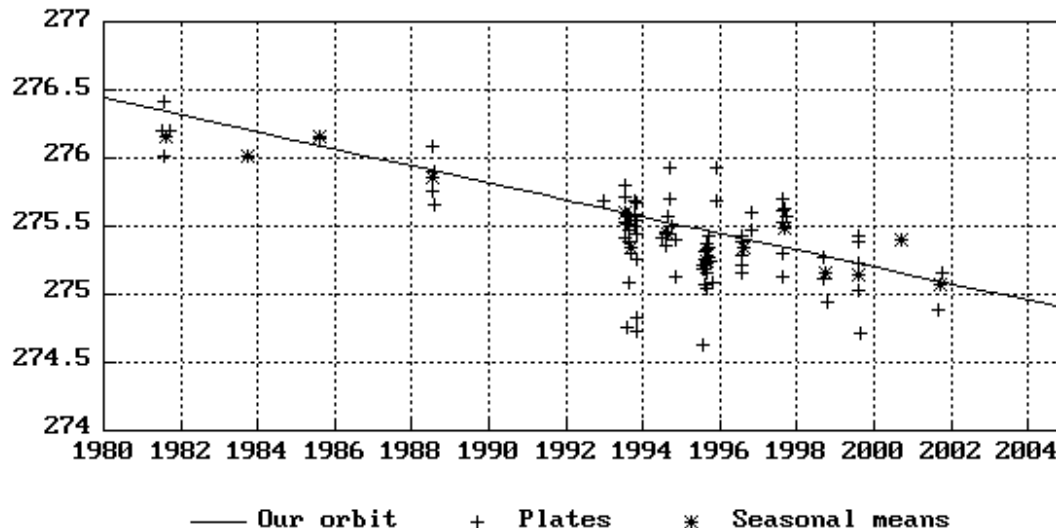


Рис. 2б. Сравнение полученной нами орбиты с наблюдениями 26"рефрактора: $\theta(t)$.

Орбита фотоцентра пары Аа

Для определения орбиты фотоцентра мы использовали 69 лучших пластинок 1993-1999 гг., для которых ошибка по внутренней сходимости не превосходит $0.01''$. Учитывался вес пластинки, соответствующий ее ошибке. Анализировались невязки относительно орбитального движения, которое мы считали линейным на этом участке орбиты. Невязки вычислялись по следующим формулам:

$$\begin{aligned} \Delta\rho &= \rho - \rho_0 - \dot{\rho}(t-t_0) & \Delta\theta &= \theta - \theta_0 - \dot{\theta}(t-t_0) & \Delta\tau &= \rho \cdot \Delta\theta / 57.3 \\ \Delta x &= \Delta\rho \sin\theta + \Delta\tau \cos\theta & \Delta y &= \Delta\rho \cos\theta - \Delta\tau \sin\theta \end{aligned}$$

На нашем уровне точности эффект второго компонента проявляется только по координате x . Орбита фотоцентра определена методом, описанным Киевой и Калиниченко (1998). Орбитальный период и эксцентриситет задавались. В таблице 4 представлены элементы орбиты пары Аа, полученные разными авторами, и орбиты фотоцентра, полученные нами. В последней строке таблицы приводится значение угла ε между плоскостями орбит широкой пары АаВ и тесной пары Аа. Заданные значения параметров обозначены *. Для оценки масс компонентов использовался параллакс из каталога Гиппаркос 0.032".

Мы получили 2 орбиты фотоцентра: с периодом $P=2.22$ г., соответствующим орбите Викерса и Скарфа 1976 г., и с периодом $P=2.24$ г., соответствующим последней орбите Порбэ 2000г., который мы считаем наиболее точным. В таблице 4 эти орбиты обозначены соответственно номерами 1 и 2. Ошибки определенных нами элементов оценивались с помощью моделирования. На моменты реальных наблюдений каждой пластинки формировались 20 модельных рядов, каждое наблюдение которых искажалось случайной ошибкой с дисперсией 0.02" (средняя ошибка одной пластинки по внешней сходимости), при этом учитывался вес пластинки. По полученным наборам орбитальных элементов вычислялись среднеквадратические ошибки каждого элемента.

Таблица 4. Относительные и астрометрические орбиты пары А-а.

Орбиты	Орбита 1	Орбита 2	McAlister, 1980	Pourbaix, 2000
P [год]	2.22*	2.24*	2.254±0.005	2.241
a_v ["]			0.073±0.002	0.072
a_{ph} ["]	0.0229±0.0031	0.0217±0.0028	(0.0219)	(0.0216)
E	0.46*	0.5*	0.59±0.01	0.5
i [°]	64.7±5.9	66.5±6.0	71.9±1.0	68
ω [°]	251.7±13.2	281.4±11.8	269.6±1.0	273
Ω [°]	80.9±12.0	94.4±11.5	93.5±1.0	85
T_p [год]	1993.23*	1993.42±0.05	1993.51±0.04	1993.40
ε [°]	68.8	74.1	79.1	73.0

Согласовав четверти углов Ω и ω , мы видим, что углы ω относительной орбиты и орбиты фотоцентра не отличаются на 180°, то есть фотоцентр находится дальше от компонента А, чем барицентр. Полагая $a_v=0.072''\pm 0.002''$, $a_{ph}=0.0217''\pm 0.0028''$, а отношение масс компонентов $M_A/M_a=2.8\pm 0.2$ (Vickers, Scarfe, 1976), получаем $B-\beta=-0.30\pm 0.04$, $B=0.26\pm 0.02$, $\beta=0.56\pm 0.5$, соответственно $m_a-m_A=-0.26\pm 0.20$. Таким образом, из астрометрии следует, что вторичный менее массивный компонент ярче в визуальной области (для пулковского 26" рефрактора $\lambda_{eff} = 5700\text{\AA}$), чем более массивный. Согласно Викерсу и Скарфу (Vickers, Scarfe, 1976) вторичный компонент слабее на 0.3 ± 0.2 величины, что соответствует $\beta=0.43$, $B-\beta=-0.17$, $a_{ph}=0.0122''$, что меньше наблюдаемой величины, несмотря на большие ошибки фотографических наблюдений (рис.3а).

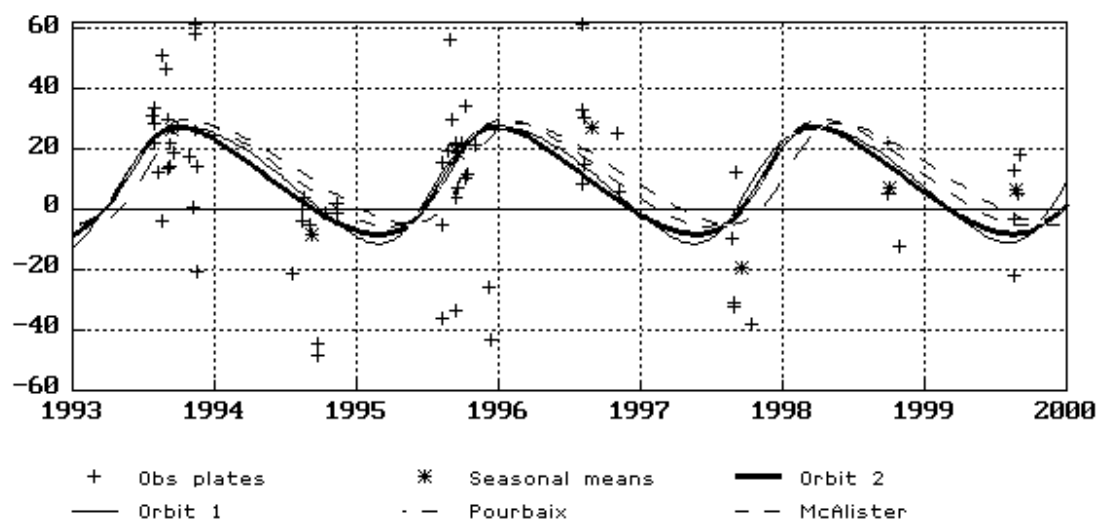


Рис. 3а. Сравнение орбит фотоцентра ξ Serpentis A с невязками пулковских наблюдений в миллисекундах дуги: $\Delta x(t)$.

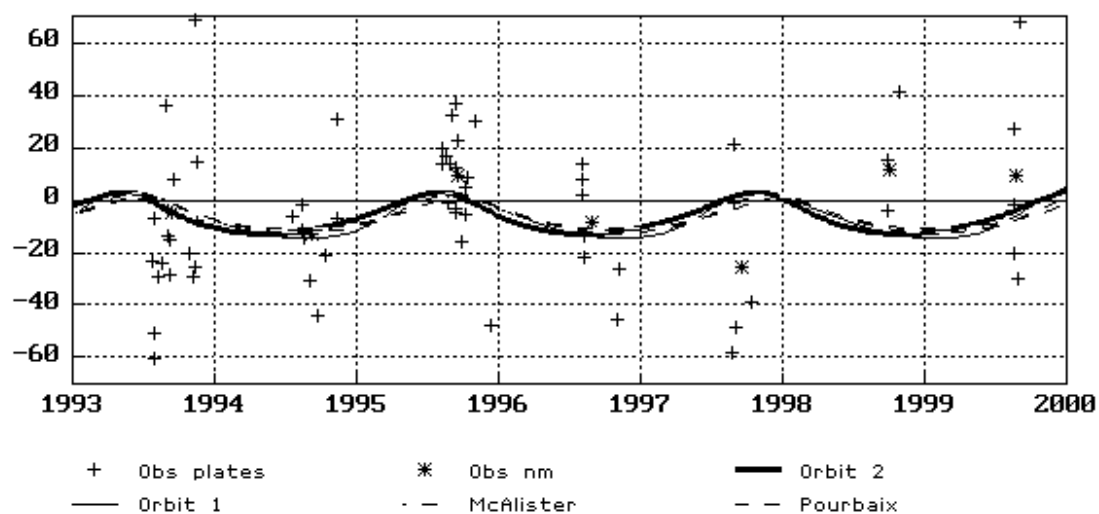


Рис. 3б. Сравнение орбит фотоцентра ξ Serpentis A с невязками пулковских наблюдений в миллисекундах дуги: $\Delta y(t)$.

Мы получили разность звездных величин чисто астрометрически, без каких-либо предположений. Викарс и Скарф получили свой результат при определенных предположениях относительно спектральных классов компонентов. Возможно, стоит еще раз пересмотреть эти предположения. Согласно спектроскопической орбите Викарса и Скарфа и относительным орбитам МакАлистера и Порбэ при параллаксе $0.032''$ масса главной звезды $A - 1.7M_{\odot}$, а вторичной звезды $a - 0.6 M_{\odot}$. По-прежнему остается вывод, что масса вторичного компонента мала по сравнению с величиной, соответствующей соотношению масса-светимость.

На рис.3 – сравнение всех орбит с наблюдениями. Для перехода от относительной орбиты к орбите фотоцентра приняли значение $\beta=0.56$. В таблице 3 эти значения представлены в скобках.

Заключение

Астрометрическое исследование тройной звезды ADS 15600 не только дало возможность сделать выводы о кинематике и динамике движения этой системы, но и поставило несколько вопросов, разрешить которые позволят только будущие наблюдения.

1. Мы получили новую орбиту визуальной пары Аа-В с большим эксцентриситетом ($e=0.89$, $P=862$ лет), которая сильно отличается от известной ранее ($e=0.24$, $P=3800$, Целлер,1965). В отличие от орбиты Целлера наша орбита удовлетворяет не только позиционным наблюдениям, но и наблюдениям лучевой скорости.

Обнаружено систематическое отклонение пулковских наблюдений 1993-2001 гг. от орбиты. На наш взгляд это отражает долгопериодические колебания в координате ρ с периодом приблизительно 60 лет (возможно, эта величина кратна периоду, который может быть 20 или 30 лет).

Следует отметить также, что пара состоит из звезд разных спектральных классов, и ряды однородных наблюдений (такие, как пулковские) более достоверно отражают истинное движение, чем ход отдельных наблюдений, выполненных на разных обсерваториях.

Если определять ПВД-орбиту, опираясь только на пулковские наблюдения, и считать изменение движения естественным поворотом видимого эллипса, то долгопериодическую волну покажут наблюдения 1890-1970 гг. Возможно, компонент В также является двойной звездой с большим периодом обращения.

2. Мы определили орбиту фотоцентра компонента А, считая известными 2 элемента орбиты – период и эксцентриситет (орбита 2). Остальные элементы получены нами независимо и хорошо согласуются с известными более точными спеклинтерферометрическими орбитами. При этом плоскость орбиты (элементы i и Ω) хорошо определяется и при неточно заданных значениях P , e , T , дополняя спектроскопическую орбиту (орбита 1).

3. Орбиты тесной и широкой пары некопланарны. Угол между плоскостями определяется в диапазоне $70-80^\circ$.

4. Чисто астрометрически, без каких-либо предположений о спектральных классах звезд, мы получили величину $B-\beta=-0.30\pm 0.04$. Из спектроскопической орбиты получено $B=0.26\pm 0.02$. Тогда $\beta=0.56\pm 0.05$. Это означает, что вторичный компонент звезды ξ Serphei А ярче или, по крайней мере, не слабее, чем первичный, в то время как его масса в 2.8 раза меньше.

Исходя из полученных и известных орбит и принимая параллакс из каталога Гиппаркос $0.032''$, получаем следующие значения для масс звезд: $M_A=1.7M_\odot$, $M_a=0.6M_\odot$, $M_B=1.7M_\odot$. Это противоречит соотношению масса-светимость и дает материал для дальнейших исследований совместными усилиями астрометристов и астрофизиков.

Авторы благодарят инициатора программы исследования визуально-двойных звезд в Пулковке и автора метода ПВД А.А.Киселева, а также всех наблюдателей 26-дюймового рефрактора за возможность использовать полученные ими наблюдения.

ЛИТЕРАТУРА

- Ворли, Дуглас (Worley C.E., Douglass G.G.) //The Washington Visual Double Star Catalog, 1996.0, US Naval observatory, 1996.
- Целлер (Zeller G.) //Ann. Starnw. Wien, 1965, v.26, p.111.
- Викерс, Скарф (Vickers C.R., Scarfe C.D.) //PASP, v.88, p.944.
- Харткопф, Мэйсон (Hartkopf W.I., Mason B.D.) //Sixth Catalog of Orbits of Visual Binary Stars, 2001, URL: <http://ad.usno.navy.mil/wds/orb6.html>
- МакАлистер (McAlister H.A.) //Astrophys.J., 1980, v.236, p.522.
- Кияева О.В. //Visual Double Stars: Formation, Dynamics and Evolutionary Tracks, eds. J.A. D'Amico et al., 1997, Kluwer Academic Publishers, p.95.
- Порбэ (Poubaix D.) //Astronomy and Astrophysics Sup., 2000, v.145, #2, p.215.
- Измайлов И.С. // Известия ГАО РАН, с. 533, N214, СПб., 2000.
- Измайлов И.С. // ПЗС-наблюдения визуально-двойных звезд, спутников больших планет и астероидов с помощью длиннофокусного рефрактора. Дисс. к. ф.-м. н., СПб., 2001.
- Токовинин А.А., Смахов М. // Astronomy and Astrophysics, 2002, 382, p.118-123)
- Киселев А.А., Кияева О.В. //Астрон.ж., 1980, т.57, с.1227.
- Кияева О.В., Калиниченко О.А. //Известия ГАО РАН, СПб., 1998, N 213, с. 233.

Astrometric study of the triple star ADS 15600 (ξ Cephei) on the observations by the Pulkovo 26-inch refractor in 1981-2001

O.V.Kiyaeva, I.S.Izmailov

The new orbit of the wide pair Aa-B ($P=862y$, $a=4.6''$, $e=0.89$) is determined on the basis of Pulkovo 26-inch refractor photographic observations. This orbit is in agreement with position observations 1830-2001 and radial velocity observations 1972-75 and 1991-03. It is discovered the perturbation in coordinate ρ with a long period more than 20 years. It is possible that component B has also a satellite, but for resolving this question it is necessary to have many high precision observations. On the basis of deviations relative to the motion in 1993-1999 the pair Aa photocenter orbit is determined. This orbit agrees with known speckle interferometric orbit (McAlister, 1980; Poubaix, 2000). Orbits are not coplanar. The angle between orbit plates is about $70-80^\circ$. Adopting the spectroscopic mass ratio $M_A/M_a=2.8\pm 0.2$ of Vickers and Scarfe we derive the components A and a luminosity ratio from astrometry that leads to $m_A-m_a=0.26\pm 0.2$. It means that the component a is brighter than the component A, in spite of the fact that its mass is in 2.8 less than mass of A.

Key words: photographic observations, visual double stars, triple stars, orbits, masses, mass-luminosity relation.

АВТОМАТИЧЕСКАЯ ОБРАБОТКА АСТРОНОМИЧЕСКИХ ПЗС-НАБЛЮДЕНИЙ НА ПУЛКОВСКОМ МЕРИДИАННОМ ТЕЛЕСКОПЕ.

Корнилов Э.В. и Шкутов В.Д..

В статье описаны методы автоматизации обработки ПЗС наблюдений, выполненных на Пулковском Меридианном Телескопе (ПМТ). Описаны такие процедуры автоматической обработки, как учет фона изображения и поиск объектов. На основе разностей $O - C$ для ПМТ были найдены величины случайных и систематических ошибок наблюдений. Систематическая ошибка оказалась близкой к 0. Случайные ошибки для звезд 9 – 11 величины составили 0.05-0.07 секунд дуги, что соответствует ошибке турбулентции. Проницающая способность инструмента оценивалась по звездам GSC. Получена зависимость ошибок наблюдений от звездной величины.

1. ПУЛКОВСКИЙ МЕРИДИАННЫЙ ТЕЛЕСКОП

Пулковский меридианный телескоп (ПМТ) был создан в 1997 году на базе фотографического вертикального круга (ФВК) в результате замены фотографической системы регистрации излучения небесных объектов на ПЗС- систему ST-6 фирмы SBIG (США)[13]. При этом была создана система крепления и регулировки ПЗС-камеры, а также термошкаф для работы управляющего компьютера в зимнее время.

Если до модернизации инструмент был предназначен для абсолютных определений склонений, то теперь он используется как астрограф для дифференциальных ПЗС- наблюдений слабых объектов. На инструменте можно получать положения объектов до 16 звездной величины по двум координатам в системах современных высокоточных каталогов. Подобное принципиальное изменение назначения инструмента нашло свое отражение в новом его названии.

Основные параметры ПМТ и результаты первых предварительных исследований приведены в публикациях [3,4]. Эти результаты показали, что на инструменте могут выполняться наблюдения с высокой степенью точности. Однако на первом этапе не был полностью проработан ряд важных вопросов. Их решению, а также обработке новых наблюдений, выполненных в 1998-2000, годах посвящена данная работа.

2. ОСОБЕННОСТИ НАБЛЮДЕНИЙ НА ПМТ

Положение ПМТ зафиксировано по меридиану, поэтому при использовании камеры ST-6, которая может работать только в кадровом режиме, звезды на ПЗС- кадре получаются в виде следов. Длина этих следов зависит от склонения звезды и масштаба инструмента. Вытянутость изображений объектов приводит к таким последствиям, как: уменьшение проницающей способности инструмента по мере уменьшения склонения звезды, ограничение применения методов аппроксимации изображений объектов, а также другим. В результате этого на инструменте нельзя работать во всем диапазоне склонений, что резко снижает выбор программ наблюдений. На рис. 1а – 1f показан ряд ПЗС- кадров (негативы) с изображениями звезд разного склонения. Рисункам соответствуют такие склонения:

1a –85°.98, 1b –86°.54,
1c –86°.94, 1d –88°.56,
1e –88°.80, 1f –89°.20.

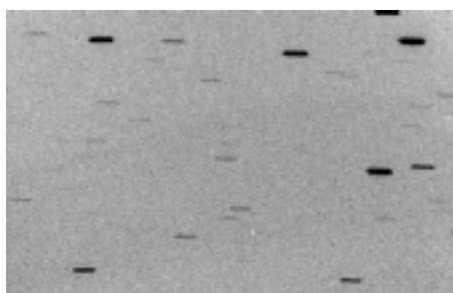


рис.1a

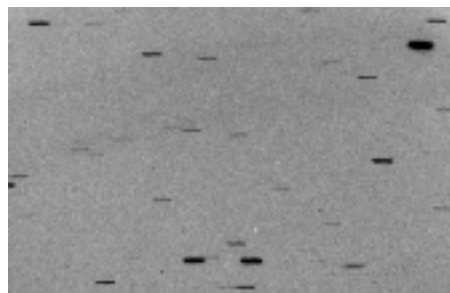


рис. 1b

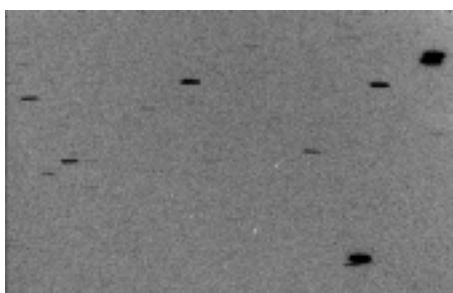


рис.1c

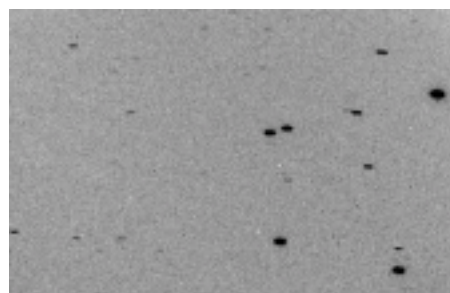


рис. 1d

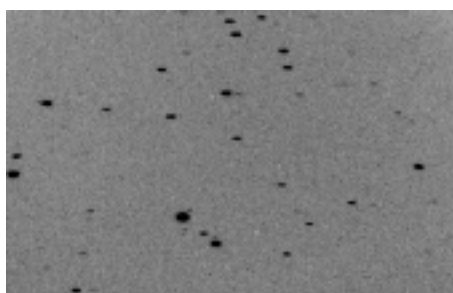


рис.1e

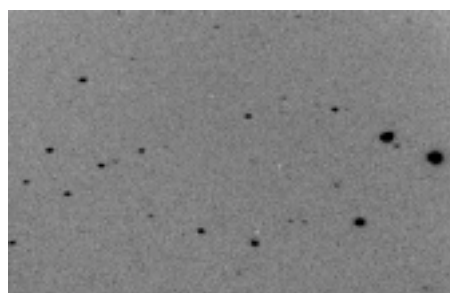


рис. 1f

Имея в своем распоряжении только систему ST-6, нам пришлось ограничить зону наблюдений до диапазона склонений 85-90°, но и это позволило определить реальные возможности ПМТ, а в дальнейшем усовершенствовать программное обеспечение для автоматической обработки ПЗС-изображений, а также решить целый ряд вопросов.

Еще нужно упомянуть, что матрица ST-6 имеет малый размер. Это приводит к тому, что в кадры наблюдаемой зоны склонений попадает малое число звезд из точных каталогов (АСТ, ГУСНО-2). Это число, как правило, бывает равным трем – четырем звездам, что исключает при обработке использование метода постоянных и поэтому используется другой метод определения координат объектов.

Если бы на ПМТ была установлена ПЗС-система с матрицей достаточных размеров работающая в режиме временной задержки и накопления (ВЗН), то удалось бы устранить многие из вышеперечисленных проблем. Подобные системы установлены на инструментах в обсерваториях Флагстаффа, Бордо, Сан-Паулу, Николаеве. Кратко суть ВЗН состоит в следующем. Заряды матрицы смещаются со скоростью движения объекта при непрерывном считывании. В результате получается длинный кадр-скан, высота которого определяется высотой ПЗС-матрицы, а длина – временем сканирования. Таким образом, при неподвижном инструменте на скане

регистрируются все небесные объекты, которые проходят его поле зрения за время сканирования. Время экспозиции определяется временем прохождения объекта вдоль ПЗС- матрицы, в течение которого происходит накопление зарядов в пикселях. При выполнении определенных требований качество изображений объектов и проникающая способность здесь не хуже чем на инструментах с часовым ведением. Регулируя время сканирования, можно использовать необходимое количество опорных звезд высокоточных каталогов.

3. ПОДГОТОВКА И ВЫПОЛНЕНИЕ ПЗС-НАБЛЮДЕНИЙ НА ПМТ

При вычислении программы наблюдений отбираются звезды выбранных каталогов (АСТ, ТУСНО-2, GSC), которые попадают в определенный рабочий участок ПЗС- матрицы (14*11 угловых минут). При заданном склонении границы этого участка вычисляются в экваториальных координатах, что позволяет определить положение оптического центра матрицы (α_0 - по прямому восхождению, δ_0 - по склонению (см. раздел 4.3), а также каталожные номера звезд и другие их параметры. При этом в каждом кадре должно быть не менее 2-х звезд каталога АСТ [11] или ТУСНО-2, а также определенное количество звезд каталогов GSC или USNO. Звезды АСТ и ТУСНО-2 используются в качестве опорных звезд и для определения систематических и случайных ошибок наблюдений. Звезды GSC и USNO в основном брались для определения проникающей способности инструмента.

Каждый участок неба этой зоны наблюдался многократно течение одной ночи и в разные ночи. По средним значениям О-С были оценены систематические ошибки наблюдений, а по отклонениям индивидуальных значений - случайные ошибки.

Для обработки наблюдений необходимо предварительно знать точный масштаб инструмента и ориентацию ПЗС- матрицы относительно проекции суточной параллели. Для определения масштаба инструмента наблюдались звезды экваториальной зоны каталога HIPPARCOS [6] с экспозицией равной одной секунде. Для определения ориентации ПЗС- матрицы наблюдались звезды экваториальной зоны каталога АСТ. При этом интервалы между звездами выбирались максимально возможными для рабочего поля инструмента. По результатам наблюдений было получены следующие значения: масштаб инструмента по X равен: 103.255 ± 0.007 сек. дуги/мм (2.37487 ± 0.00017 сек. дуги/пиксель); среднее значение угла поворота матрицы равно: 6.0 ± 0.9 минут дуги - 1998 г. и 0.0 ± 0.9 минут дуги - 1999 г.

4. АВТОМАТИЧЕСКАЯ ОБРАБОТКА ПЗС ИЗОБРАЖЕНИЙ

Автоматическая обработка наблюдений предполагает программную реализацию следующих этапов:

1. Предварительная обработка ПЗС- изображения: темновой ток, плоское поле, фон.
2. Обработка астрономических ПЗС изображений: поиск объектов, отождествление, определение координат, определение величин О – С и ошибок наблюдений.

4.1. ПРЕДВАРИТЕЛЬНАЯ ОБРАБОТКА ПЗС - ИЗОБРАЖЕНИЯ

Целью предварительной обработки изображения является учет особенностей вносимых ПЗС- приемником, а также учет фона.

4.1.1. УЧЕТ ОСОБЕННОСТЕЙ, ВНОСИМЫХ ПЗС- ПРИЕМНИКОМ

Темновой ток отражает ту особенность ПЗС- матрицы, что на ее элементах даже при закрытом затворе формируется заряд. Поэтому перед непосредственным наблюдением объектов снимается темновой кадр, т.е. ПЗС- изображение при закрытом затворе и экспозицией равной будущей экспозиции объектов. Темновой кадр затем вычитается. В нашем случае, для камеры ST-6, процедура учета темнового тока осуществляется автоматически программой управления камерой.

Плоское поле характеризует неоднородную чувствительность пикселей матрицы. Определить плоское поле можно, если снимать источник, который дает равномерное освещение. Для лучшего представления плоского поля можно снимать и усреднять несколько соответствующих кадров поля.

4.1.2. УЧЕТ ФОНА ИЗОБРАЖЕНИЯ

Для получения координат объектов с высокой точностью необходимо учитывать фон. Так, при наблюдении выбранного участка небесной сферы ПЗС приемник регистрирует суммарное излучение, которое приходит как от наблюдаемых объектов, так и излучение, обусловленное свечением неба и возможной засветкой от ярких объектов (Луна, близко находящиеся большие планеты). Вклад последних определяет фон данного изображения. Причем на распределение этого фона по ПЗС матрице могут оказывать влияние диафрагмы трубы телескопа (виньетирование). В результате, на изображении получается неравномерное распределение фона, на котором располагаются наблюдаемые объекты.

Для каждого объекта, координаты которого требуется получить, необходимо учесть локальный фон, определяющийся значениями сигнала на пикселях соседних с объектом. В случае автоматизации измерений это можно сделать, если учитывать фон целиком для всего изображения, т.е. строить распределение фона. При этом в зависимости от особенностей вида фона изображения мы использовали методы, описанные ниже. При этом предполагается, что на изображениях отсутствуют скученные поля, т.е. тот случай, когда большая часть изображения покрыта объектами.

Для изображений, которые не имеют заметного градиента фона можно определить уровень фона. Пиксели, значения сигнала, на которых превышают этот уровень, считаются принадлежащими какому-либо объекту изображения. Задать уровень можно так. Для всей матрицы можно построить гистограмму значений сигналов на пикселях [15]. Мода гистограммы даст наиболее часто встречающееся значение сигнала, которое мы принимали за средний фон - bg . Флуктуации значений фона на пикселях определяются шумом. Приблизительную величину этого шума можно оценить, используя выражение для среднеквадратического отклонения распределения Пуассона σ , по нему величина шума равна корню квадратному из величины среднего фона. Таким образом, значение уровня фона определяется как $bg + k * \sigma$, где число k задается.

Для изображений, на которых присутствует заметно выраженный неоднородный фон, задача сводится к тому, чтобы с изображения каким-либо способом удалить объекты, а области, которые они занимали аппроксимировать значениями локального фона.

Можно использовать следующий принцип. В границах достаточно малой апертуры значения фона меняются мало и эти изменения определяются главным образом шумом. Таким образом, для разных малых участков ПЗС изображения, содержащих только фон, значения величины среднеквадратического отклонения в апертуре - σ будут

близкими. Если же апертура попадает на область изображения содержащую объект, то значение σ возрастет, и будет значительно отличаться от значения σ характерного для фона. Таким образом, процедура сводится к оценке значения σ , которое характерно для фона данного изображения.

Для всей матрицы можно оценить наиболее часто встречающееся значение среднеквадратического отклонения следующим образом. Вся матрица должна быть сканирована прямоугольной апертурой (рамкой) размером dh по высоте и dw по ширине. Шаг сканирования по координатам x и y задается, но не превосходит размеров апертуры. Для каждого положения апертуры можно определить соответствующее этому положению значение σ . По всем таким значениям σ строится гистограмма по заданным диапазонам и определяется модальное значение - $\sigma_{\text{мод}}$. (середина диапазона с наибольшим попаданием σ). Области с $\sigma > k * \sigma_{\text{мод}}$, считаются областями, содержащими объект или часть объекта. Эти участки изображения запоминаются. Значения пикселей таких участков заменяются аппроксимированными величинами. Аппроксимация выполняется по значениям пикселей примыкающих к границе области. Каждый раз производится обход по периметру до тех пор, пока не будет исчерпана вся область. На рис. 2а, 2б и 2с показаны: исходное изображение, области аппроксимации, аппроксимированный фон.

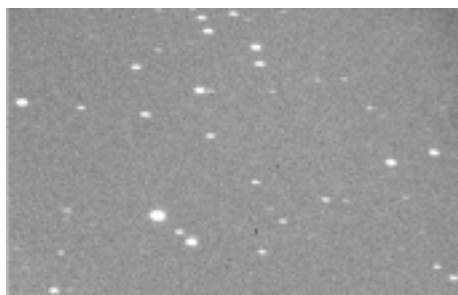


Рисунок 2а.

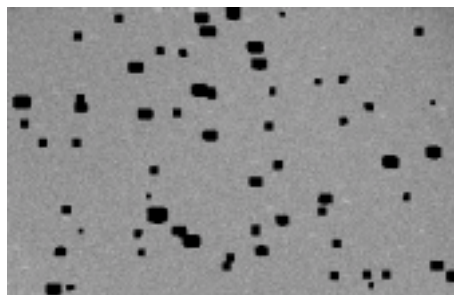


Рисунок 2б.

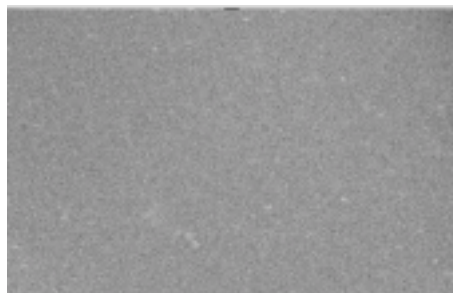


Рисунок 2с.

Иной принцип построения фона для всего изображения основанный на использовании численной фильтрации (применяются медианный и осредняющий фильтры) можно найти в работе [5]. Для лучшего представления фона под объектом можно использовать осредняющий фильтр и для изображения на рис. 2.

4.2. ПОИСК ОБЪЕКТОВ

Для того, чтобы определить координаты объектов изображения, эти объекты нужно найти. Единственным признаком того, что данный пиксель принадлежит объекту, а не фону является величина сигнала на этом пикселе. Если величина сигнала превосходит некоторый заданный уровень, то можно предположить, что в ходе поиска нам

встретился объект. Изображение звезды, координаты которой мы хотим получить, включает в себя не один пиксель. Поэтому нужно иметь алгоритм нахождения всех пикселей, принадлежащих данной звезде. Подобный алгоритм может быть основан на связи пикселей. Для данного объекта все пиксели принадлежащие ему связаны. Подобная связь означает, что от любого пикселя принадлежащего данной области можно добраться до любого другого пикселя этой же области посредством соседства.

Соседство пикселей определяется способом организации информации ПЗС изображения. Эта информация представляет собой таблицу чисел (двумерный массив). Каждый элемент таблицы (кроме образующих границу) окружен одинаковым числом ближайших соседей, количество которых равно восьми (рис.3).

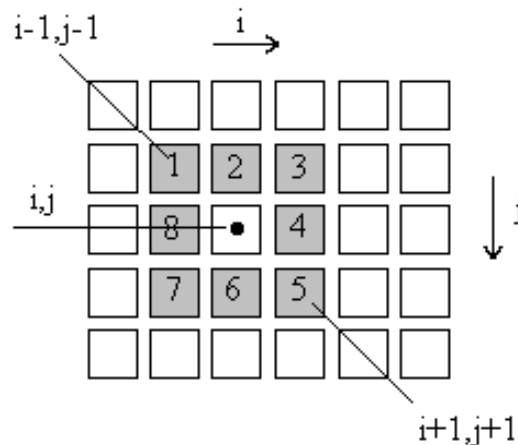


Рисунок 3.

Опираясь на этот факт можно реализовать алгоритм поиска пикселей принадлежащих звезде. Использование этой идеи для поиска астрономических объектов можно найти в работе [5].

Первоначально нами использовался простой алгоритм суть которого состоит в следующем. Поиск области изображения начинается с просмотра матрицы (таблицы) по строкам (или столбцам) до тех пор, пока не встретиться пиксель значение сигнала, на котором будет превосходить значение заданной величины. Для такого пикселя нужно взять всех его соседей. Сам пиксель и те из его соседей, сигнал на которых превосходит заданную величину, помещаются в список, который будет содержать все пиксели данной звезды. Далее, поскольку у соседей есть свои соседи, то и они, если не были помещены в список ранее, вставляются в него. Процесс продолжается до тех пор, пока не будут найдены все пиксели и тем самым будет сформирован полный список составляющий изображение звезды.

Для иллюстрации ниже приведена блок-схема (рис.4) описанного выше алгоритма поиска в простом, но не в самом оптимальном варианте. Примем такие обозначения:

- Пиксель – описание конкретного пикселя, включающее его координаты в системе ПЗС матрицы и величину сигнала на нем;
- список_А – основной список, он пополняется пикселями, которые принадлежат звезде;
- списки: Список_В и Список_С - вспомогательные;
- Сосед – массив из 8-ми пикселей, которые окружают заданный пиксель.

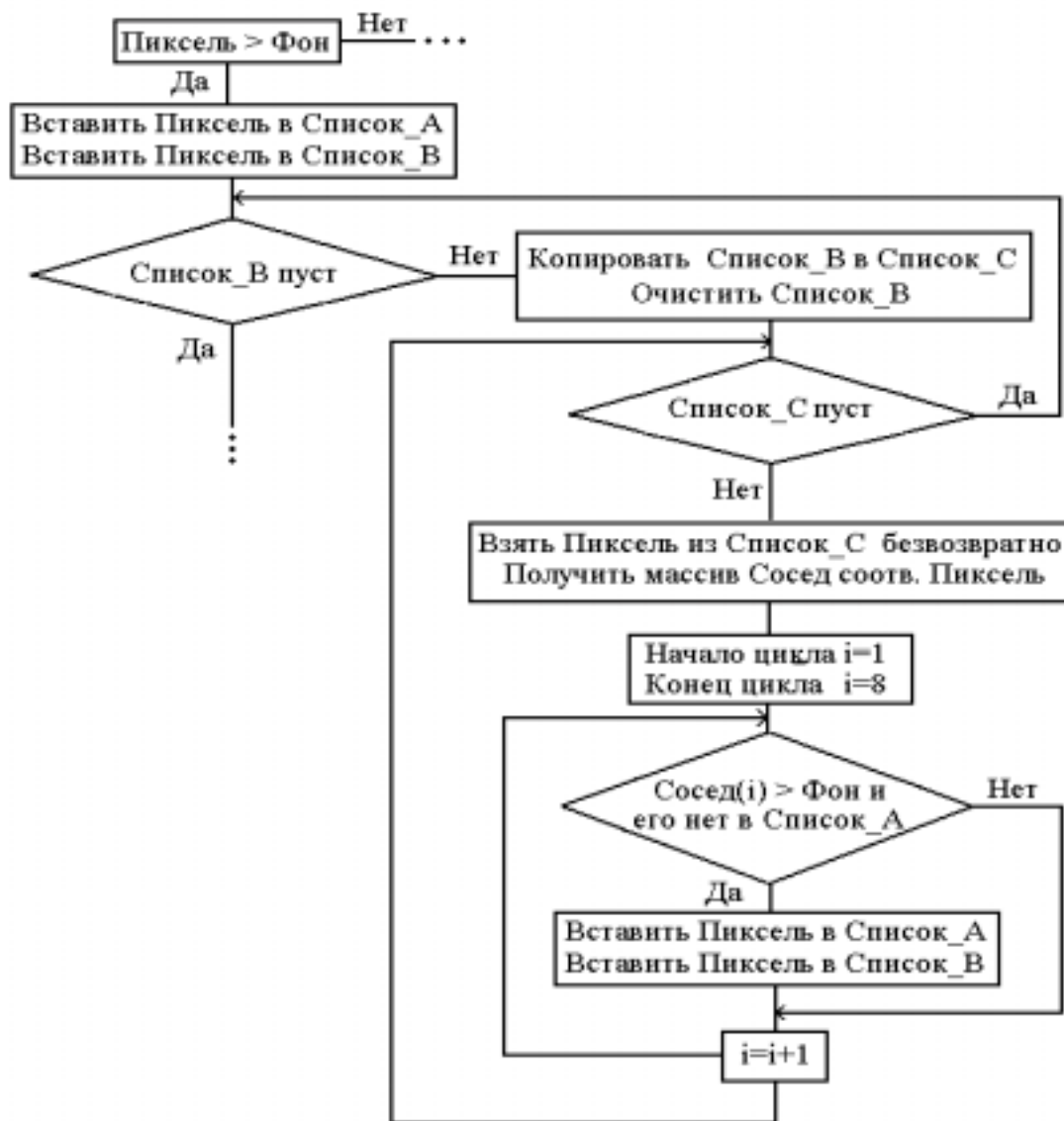


Рисунок 4.

Блок-схема отражает процесс поиска одной области изображения. Для того чтобы отыскать все области изображения, удовлетворяющие условию поиска (уровню сигнала), нужно выполнить следующую последовательность действий:

1. найти область и запомнить ее свойства;
2. удалить найденную область, т.е. присвоить ее пикселям значение величины фона (чтобы не было закливания поиска);
3. вернуться к пункту 1 или закончить поиск.

В результате поиска для каждого найденного объекта мы имеем такие характеристики:

1. размеры по X и по Y(апертура);
2. точное количество пикселей;
3. значение самого яркого пикселя и его координаты.

Ориентируясь на количество пикселей можно проводить отсев областей. Так могут быть отброшены «горячие» пиксели, значение сигнала на которых сильно

превосходит значение фона, но найденная область содержит всего один пиксель. Можно не брать в расчет области с малым количеством пикселей (например, меньше четырех) - тот случай, когда вряд ли можно определить положение объекта с высокой точностью.

Координаты самого яркого пикселя области можно использовать в качестве приближенных пиксельных координат объекта, например, для отождествления, когда не нужна высокая точность координат.

Описанный алгоритм позволяет найти все области за один проход. Было отмечено выше, что приведенный алгоритм не самый оптимальный. Для протяженных объектов (в несколько тысяч пикселей) формирование списка пикселей объекта может занимать длительное время. Нами был реализован более мощный алгоритм, который позволяет производить поиск очень быстро, но его описание выходит за рамки статьи.

Стоит отметить значимость выбора уровня фона (сигнала над уровнем которого ищутся объекты). Можно указать такое граничное значение, что в качестве области будет выбрано все изображение матрицы, что не имеет смысла, или же найденные области будут чересчур обширны. Граничное значение приходится задавать даже после вычета фона, так как на изображении помимо объектов могут присутствовать небольшие остаточные значения фона.

Поиск областей можно осуществить несколько иначе, если не сканировать всю матрицу по строкам (столбцам), а каждый раз искать пиксель с максимальным значением сигнала. Затем использовать приведенный алгоритм выборки пикселей области, начиная с пикселя с таким значением. Подобный подход в отличие от рассмотренного выше алгоритма является многопроходным.

4.3. ОПРЕДЕЛЕНИЕ КООРДИНАТ

Как уже отмечалось, на ПМТ изображения наблюдаемых объектов получаются в виде следов, длина которых зависит от склонения и длительности экспозиции. Поэтому в этом случае пиксельные координаты объекта PX , PY с высокой точностью можно получить методом центра тяжести, используя следующие выражения.

$$PX = \frac{\sum_{ny1}^{ny2} \sum_{nx1}^{nx2} i \cdot (P(i, j) - BS)}{\sum_{ny1}^{ny2} \sum_{nx1}^{nx2} (P(i, j) - BS)} + PX_0; \quad PY = \frac{\sum_{ny1}^{ny2} \sum_{nx1}^{nx2} j \cdot (P(i, j) - BS)}{\sum_{ny1}^{ny2} \sum_{nx1}^{nx2} (P(i, j) - BS)} + PY_0.$$

В выражениях приняты следующие обозначения:

$P(i, j)$ - значения сигнала в пикселе с координатами (i, j) ;

$nx1, nx2, ny1, ny2$ - границы апертурной зоны;

BS - остаточный фон.

PX_0, PY_0 - пиксельные координаты нуля пункта апертурной диафрагмы.

$PX_0 = X_{max} - J_{mx}$, $PY_0 = Y_{max} - J_{my}$,

где X_{max}, Y_{max} - интервалы от края матрицы до максимального значения сигнала звезды по X, Y соответственно, $a - J_{mx}$ и J_{my} полуширины апертурной диафрагмы по X и по Y .

Для вычисления $O - C$ используется размерность секунд дуги, поэтому координаты PX, PY переводятся в x_a, y_a :

$$x_a = PX * cp_x, \quad y_a = PY * cp_y,$$

где sr_x и sr_y - цена деления пикселей по x и y (секунда дуги/пиксель).

Экваториальные координаты звезд (α, δ) на дату наблюдения вычисляются по специальной программе по данным из каталога. Тангенциальные координаты звезд (x_c, y_c) соответствующие (α, δ) вычисляются по известным выражениям [2]:

$$x_c = tg(\alpha - \alpha_0) \cos d \sec(\delta - \delta_0);$$

$$y_c = tg(\delta - \delta_0),$$

где (α_0, δ_0) – координаты оптического центра, d - вспомогательный угол равный –
 $tg d = tg \delta \sec(\alpha - \alpha_0)$.

В координаты (x_c, y_c) нужно внести поправки за дифференциальную рефракцию [1]:

$$Dx_{ref} = -[x_c \cdot k \cdot (1 + tg^2 z \sin^2 q) + 0.5 \cdot y_c \cdot k \cdot tg^2 z \sin^2 2q];$$

$$Dy_{ref} = -[y_c \cdot k \cdot (1 + tg^2 z \cos^2 q) + 0.5 \cdot x_c \cdot k \cdot tg^2 z \sin^2 2q];$$

$$\sin q = \frac{\cos f \sin t}{\sin z},$$

где t - время соответствующее середине экспозиции;

k - коэффициент рефракции ($k = 0.0002969$ [2]);

z - зенитное расстояние;

q - параллактический угол;

f - широта места (для ПМТ $f = 59^\circ 46' 11.72''$).

4.4. ОПРЕДЕЛЕНИЕ О-С И ОШИБОК НАБЛЮДЕНИЙ

Выше было описано как получаются тангенциальные координаты (x_c, y_c) . Там же даны выражения для измеренных координат (x_a, y_a) .

Для вычисления О – С используется опорная звезда высокоточного каталога, которая отождествляется со своим изображением на ПЗС- кадре по положению в пределах апертурной диафрагмы. Определяемые звезды отождествляются также. О–С вычисляются на основе следующих разностей :

$$dx_c = x_c - x_{c(\text{опорная})}, \quad dy_c = y_c - y_{c(\text{опорная})} - \text{эти разности будут С};$$

$$dx_a = x_a - x_{a(\text{опорная})}, \quad dy_a = y_a - y_{a(\text{опорная})} - \text{эти разности будут О}.$$

Тогда О-С по x и по y соответственно $(dx_a - dx_c)$ и $(dy_a - dy_c)$. Такие разности составляются для всех определяемых звезд.

Разности "О-С" характеризуют систематические ошибки наблюдений, а их разброс - случайные ошибки. Величины случайных и систематических ошибок для ПМТ приведены в таблицах ниже.

Таблица 1 содержит данные о значениях О - С для зоны склонений 88-90 градусов. В заголовке таблицы указан номер объекта по каталогу АСТ, звездная величина объекта, колор-индекс, $(O - C)_x$, $(O - C)_y$. В последней строке таблицы 1 приведены средние значения О-С.

Таблица 2 содержит данные о среднеквадратических ошибках наблюдений в зоне склонений 88-90 градусов. Описание первой колонки этой таблицы соответствует таблице 1. Последние три колонки это величины ошибок по x и y , а также количество наблюдений. В последней строке даны средние величины ошибок и общее количество наблюдений.

Таблицы 3 и 4 включают информацию о зависимости ошибок наблюдений от звездной величины. В таблице 4 приведены данные об этой зависимости усредненные по интервалам в одну звездную величину. Соответствующий график для звездных величин изображен на рисунке 5 (Ряд 1 соответствует ошибке по α , а Ряд 2 по δ). Кроме того в этой таблице указаны данные о зависимости ошибок от диапазона склонений.

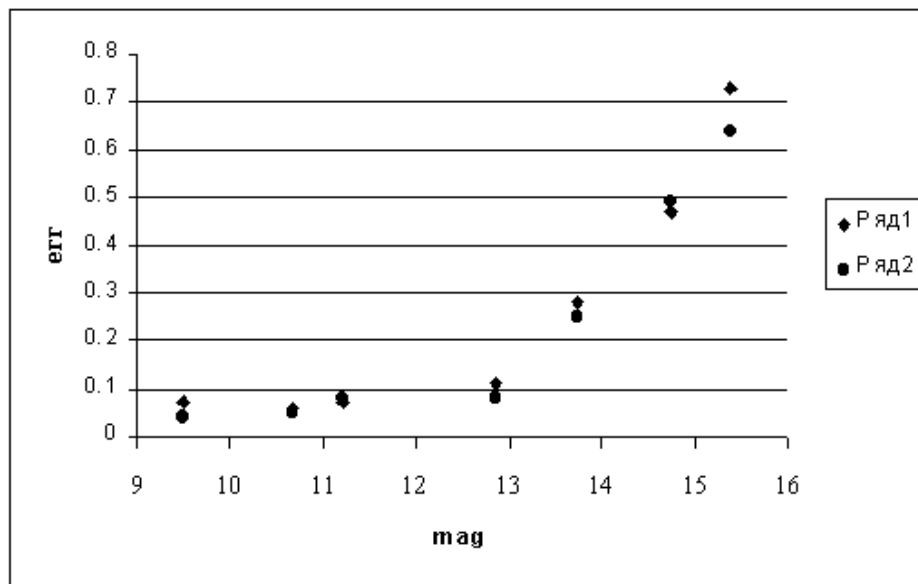


рисунок 5.

Таблица 1.

Номер по АСТ	VM	B-V	X	Y
4645 96 1	10.55	1.229	.12	-.10
4645 39 1	10.44	1.091	-.02	.09
4641 313 1	10.89	.625	-.02	.02
4641 264 1	10.37	.724	.02	-.01
4641 261 1	10.39	.705	.42	-.01
4641 519 1	9.39	1.058	.04	-.03
4645 20 1	10.62	.367	.09	-.06
4645 35 1	10.99	.662	.06	.02
4646 23 1	10.95	.646	.07	.03
4646 24 1	11.08	.907	-.17	-.44
4646 27 1	11.23	.253	-.12	.01
4645 20 1	10.62	.367	.11	-.09
4645 35 1	10.99	.662	.07	-.03
4646 23 1	10.95	.646	.05	-.01
4646 17 1	10.79	.429	.27	-.01
4646 24 1	11.08	.907	-.23	-.45
4646 278 1	10.90	1.193	-.15	-.05
4646 27 1	11.23	.253	-.19	.00
4642 453 1	9.07	1.720	.24	.01
4642 581 1	10.51	.788	.09	.01
4642 496 1	11.08	.761	.02	-.05
4642 496 1	11.08	.761	.05	-.05
4642 409 1	11.40	.617	-.04	-.05
4642 507 1	10.80	.625	-.18	-.17
466200016001	11.09	.532	.01	.23
466200015801	10.65	1.683	-.08	.15
466200010701	10.62	1.526	-.04	.11
466200010901	10.43	.520	.03	-.15
466200006801	11.39	.771	-.13	.10
466200012801	11.10	.469	-.17	-.17
466200001801	11.18	.478	.12	.05
466200012801	11.10	.469	-.12	-.06
Среднее O-C			.01	.00

Таблица 2.

Номер по АСТ	X	Y	N
4645 96 1	.03	.00	3
4645 39 1	.06	.10	13
4641 313 1	.13	.03	15
4641 264 1	.17	.01	15
4641 261 1	.06	.02	15
4641 519 1	.14	.11	15
4645 20 1	.05	.08	20
4645 35 1	.06	.06	20
4646 23 1	.04	.08	20
4646 24 1	.03	.04	8
4646 27 1	.01	.07	8
4645 20 1	.03	.02	6
4645 35 1	.06	.09	12
4646 23 1	.08	.00	12
4646 17 1	.01	.06	12
4646 24 1	.11	.04	55
4646 278 1	.05	.03	64
4646 27 1	.01	.07	64
4642 453 1	.16	.00	12
4642 581 1	.07	.05	12
4642 496 1	.01	.01	12
4642 496 1	.02	.03	4
4642 409 1	.00	.05	15
4642 507 1	.08	.04	15
466200016001	.09	.07	8
466200015801	.11	.04	9
466200010701	.09	.06	7
466200010901	.04	.04	8
466200006801	.08	.03	8
466200012801	.12	.13	9
466200001801	.08	.05	6
466200012801	.05	.04	6
Среднее	.07	.05	508

Таблица 3.

VM	σ_{α}''	σ_{δ}''	VM	σ_{α}''	σ_{δ}''	VM	σ_{α}''	σ_{δ}''	VM	σ_{α}''	σ_{δ}''
9.07	.16	.00	10.99	.06	.09	13.00	.07	.04	14.80	.30	.12
9.39	.14	.11	11.00	.03	.01	13.00	.14	.05	14.80	.52	.43
9.46	.00	.00	11.08	.03	.04	13.30	.25	.12	14.90	.27	.81
9.80	.01	.01	11.08	.11	.04	13.40	.07	.06	15.00	.48	.55
9.80	.06	.07	11.08	.01	.01	13.40	.20	.17	15.00	.27	.37
10.07	.10	.05	11.08	.02	.03	13.60	.00	.23	15.00	.42	.53
10.37	.17	.01	11.10	.05	.05	13.60	.22	.10	15.00	.31	.64
10.39	.06	.02	11.10	.06	.03	13.60	.41	.19	15.00	.54	.64
10.43	.00	.10	11.10	.12	.13	13.60	.44	.76	15.00	.96	.62
10.43	.04	.04	11.10	.05	.04	13.70	.31	.19	15.00	.80	1.05
10.44	.06	.10	11.18	.07	.01	13.90	.15	.12	15.10	.44	.49
10.51	.07	.05	11.18	.08	.05	13.90	.17	.35	15.10	.55	.68
10.55	.03	.00	11.20	.11	.15	14.00	.21	.16	15.20	.62	.55
10.62	.05	.08	11.20	.11	.15	14.00	.26	.08	15.20	.72	.54
10.62	.03	.02	11.20	.20	.25	14.00	.59	.65	15.30	.34	.45
10.62	.09	.06	11.20	.20	.25	14.00	.42	.23	15.50	.67	.55
10.75	.06	.03	11.23	.01	.07	14.00	.50	.33	15.50	.74	1.02
10.79	.01	.06	11.23	.01	.07	14.20	.12	.49	15.50	.83	.76
10.80	.08	.04	11.39	.08	.03	14.30	.53	.38	15.60	.28	.76
10.89	.13	.03	11.40	.00	.05	14.30	.83	.40	15.60	.18	.59
10.90	.05	.03	11.80	.07	.05	14.60	.22	.17	15.70	.65	.69
10.90	.08	.04	12.80	.18	.11	14.60	.47	.47			
10.95	.04	.08	12.80	.08	.06	14.60	.20	.29			
10.95	.08	.00	12.80	.06	.09	14.70	.42	.20			
10.99	.06	.06	12.80	.12	.12	14.70	.84	.64			

Таблица 4.

VMM	$\langle \sigma_{\alpha}'' \rangle$	$\langle \sigma_{\delta}'' \rangle$	δ	$\langle \sigma_{\alpha}'' \rangle$	$\langle \sigma_{\delta}'' \rangle$
9.50	.07	.04	85-86	.09	.06
10.68	.06	.05	86-88	.08	.08
11.21	.07	.08	88-89	.06	.04
12.87	.11	.08	89-90	.05	.04
13.73	.28	.25			
14.75	.47	.49			
15.39	.73	.64			

4.5. ШУМЫ ПЗС- МАТРИЦЫ И ОТНОШЕНИЕ СИГНАЛ/ШУМ

Все ПЗС- матрицы помимо полезного сигнала регистрируют шумы. Некоторые из этих шумов имеют случайную природу и подчиняются распределению Пуассона. Выше были рассмотрены такие шумы как темновой ток и фон. Еще один шум присущий ПЗС это шум считывания. Для каждой матрицы он свой и вводится на каждом шаге формирования, усиления и преобразования сигнала в цифровую форму. Для ST-6 величина шума считывания равна 30 электронам.

Отношение сигнал шум мы определяли используя выражение [9]:

$$S/N \approx \frac{C_0^{1/2}}{[1 + N \cdot \sigma_{bg}^2 \cdot C_0^{-1} \cdot (1 + \frac{1}{p})]^{1/2}}$$

C_0 - суммарный сигнал объекта; N – количество пикселей в апертурной диафрагме.

$\sigma_{bg}^2 = f_s + R^2 + T^2$, где f_s - средняя яркость неба на пиксель;

p - число пикселей при определении f_s ;

R - шум считывания;

T – шум округления ($T^2 = (g^2-1)/12$ в электронах или $T=1/(12)^{1/2}$ в ADU (Analog Digital Unit), для ST-6 $g=6.7$ электрон/ADU).

Значения $C_0^{1/2}$ и σ_{bg}^2 выражены в ADU.

4.6. ОКОНЧАТЕЛЬНЫЕ РЕЗУЛЬТАТЫ НАБЛЮДЕНИЙ НА ПМТ

Одними из основных задач при выполнении наблюдений на ПМТ были задачи определения точности этих наблюдений в случайном и в систематическом отношениях, а также оценка проникающей способности инструмента. Для решения первой из задач был использован высокоточный каталог АСТ. При этом было получено, что средние значения О-С, характеризующие систематическую ошибку наблюдений, практически равны 0. Для средних значений случайных ошибок звезд 9-11 величины было получено значение в пределах 0.05-0.07-и секунд дуги.

Случайные ошибки дифференциальных наблюдений, вызванных турбуленцией атмосферы, можно определить по формуле Линдегрена [8]:

$$\sigma = 1".3 \cdot \Theta^{0.25} \cdot T^{-0.5},$$

где σ - случайная ошибка наблюдений в секундах дуги;

Θ - разделение между опорной и определяемой звездами в радианах;

T - экспозиция в секундах времени.

В нашем случае $\Theta=0.00242$ рад. (500 секунд дуги), $T=40$ секунд времени. Отсюда $\sigma=0.05$ секунд дуги. Таким образом, случайные ошибки наблюдений звезд каталога АСТ на ПМТ находятся на уровне ошибки, определяемой турбуленцией атмосферы.

Проникающая способность инструмента определялась по наблюдениям звезд каталога GSC. Здесь среднее значение случайных ошибок наблюдений для звезд 15.0-15.7 равно 0.65 секунд дуги.

4.7. ТОЧНОСТЬ РЕГИСТРАЦИИ ВРЕМЕНИ НАБЛЮДЕНИЯ ПЗС- КАДРОВ

Вместо фирменной системы CCDOPS управления камерой ST-6 В.В. Куприяновым была создана новая система CCD Control [16], которая была установлена на ПМТ и показала ряд существенных преимуществ по отношению к фирменной системе. В частности, она регистрирует время начала и конца экспозиции (часы,

минуты, секунды с дискретностью до 0.001сек.). Нами были проведены исследования с целью определения точности регистрации. В результате было получено, что среднеквадратическая ошибка регистрации наблюдения соответствует 0.0009.

Используя регистрацию времени наблюдения можно в кадровом режиме ST-6 на разных ПЗС- кадрах наблюдать опорные звезды точных каталогов и определяемые объекты. Это особенно важно при наблюдениях больших и малых планет, астероидов и геостационарных спутников.

4.8. РЕАЛИЗАЦИЯ АВТОМАТИЧЕСКОЙ ОБРАБОТКИ НАБЛЮДЕНИЙ

Для решения этой задачи был написан пакет программ PmtTreat, выполняющий обработку наблюдений, описанную выше. В результате за несколько секунд обрабатываются все ПЗС-кадры данной области (в зависимости от быстродействия компьютера).

5. НОВЫЕ ЗАДАЧИ ПМТ

В наше время основное влияние на дальнейшее развитие астрометрии оказала реализация космического проекта HIPPARCOS.

В результате были созданы высокоточные каталоги HIPPARCOS и TYCHO[6]. Основные астрометрические параметры этих каталогов значительно лучше соответствующих параметров наземных каталогов.

В ближайшее десятилетие должны быть осуществлены новые космические программы на уровне микросекундной точности (FAME [12], DIVA [14] и другие. Для примера, в проекте FAME (the Full-sky Astrometric Mapping Explorer), который должен быть запущен в 2004 году и выполнен в 2 этапа за 5лет, предполагается измерить положения, собственные движения и фотометрические параметры 40 миллионов звезд в пределах 5 - 15-ой звездной величины с точностью 20-500 микросекунд.

Все это существенным образом меняет задачи наземной астрометрии. Из наиболее актуальных задач [7,10] на ПМТ могут выполняться наблюдения астероидов, больших планет и их спутников, подвижных геостационарных спутников.

Наиболее эффективно эти задачи решаются с ПЗС- системой в режиме ВЗН. Однако имеет смысл поставить опытные наблюдения на ST-6 в кадровом режиме и попытаться получить приемлемые результаты, хотя бы с меньшей точностью.

ЛИТЕРАТУРА

1. Блажко С.Н., Курс практической астрономии, Наука, 1979.
2. Михайлов А.А. и др., Курс астрофизики и звездной астрономии, Изд. "Наука", 1973, т.1, 608 с.
3. Шкутов В.Д., Корнилов Э.В., Гончаров Г.А., Положенцев Д.Д., Предварительные результаты опытных ПЗС-наблюдений на Пулковском меридианном телескопе, Известия ГАО, 1998, N 213, 217- 232.
4. Шкутов В.Д., Корнилов Э.В., Гончаров Г.А., Положенцев Д.Д., Результаты опытных ПЗС-наблюдений на Пулковском меридианном телескопе, сборник "Астрометрия, геодинамика и небесная механика на пороге XXI века", СПб, 2000, 440 с.
5. Bertin T., SExtractor, User's guide, 1997.
6. ESA, The HIPPARCOS and TYCHO Catalogues, ESA Publications, SP-1200, 1997, 17 volumes.

7. Kovalevsky J., The next decades: a new boost to astrometry ?, JOURNEES 1999, p.103-110.
8. Lindegren L., Astron. Astrophys., 1980, v.89, p.41-47.
9. Newberry M.V., Signal-to-noise consideration for sky-subtracted CCD data, PASP, 1991, v.103, p.122-130.
10. The Future Development of Ground-Based Astrometry, IAU COMMISSION 8, Newsletter No.2, 2001.
11. Urban S.E., Corbin T.E. and Wycoff G.L., The ACT Reference Catalog, Astron.J, 1998b, v.115, p.2161-2166.
12. Urban S.E. et al, FAME selected for MIDEX 2002 launch, JOURNEES 1999, p.131-135.
13. www.sbig.com.
14. Schilbach E., Roser S., Bastian U., DIVA - Space Borne interferometer for global astrometry, JOURNEES 1999, 999, p.111-118.
15. Измайлов И.С., ПЗС-наблюдения визуально-двойных звезд, спутников больших планет и астероидов с помощью длиннофокусного рефрактора, автореферат диссертации, СПб, 2001.
16. И.И. Канаев, А.В. Девяткин, А.П. Кулиш, В.Б. Рафальский, В.С. Виноградов, В.В. Куприянов, Э.В. Корнилов, Автоматизация астрономических наблюдений на зеркальном астрографе ЗА-320, в этом сборнике.

SUMMARY

Methods of processing of astronomical CCD images are given in this paper. All used observations were obtained with Pulkovo Meridian Telescope (PMT). Such important procedures as background estimation and objects finding are described.

Near polar observations were processed. Systematic and random errors were calculated by using O – C differences. The average systematic error is near 0. Random errors are near 0.05 – 0.07" for magnitudes 9 – 11. Limitation on stellar magnitude was estimated with aid of GSC catalogue.

It is known that the random error of position of object grow as magnitude increase. Such dependency for this error was obtained.

ПУЛКОВСКАЯ ПРОГРАММА ИЗУЧЕНИЯ ОБЪЕКТОВ, СБЛИЖАЮЩИХСЯ С ЗЕМЛЕЙ

**Львов В.Н., Девяткин А.В., Смахачева Р.И., Цекмейстер С.Д.,
Горшанов Д.Л., Корнилов Э.В., Куприянов В.В., Рафальский В.Б., Сидоров М.Ю.**

Дается краткое описание программы наблюдений в Пулкове объектов, сближающихся с Землей. Приводятся первые результаты.

Работы, связанные с экологией ближнего космоса, непременно должны включать в себя мониторинг объектов, сближающихся с Землей (ОСЗ). В рамках поддержки российских радиолокационных наблюдений ОСЗ программа их изучения в ГАО РАН в Пулкове получила новый импульс. Программа включает в себя работы по следующим направлениям: ведение базы данных ОСЗ; эфемеридная поддержка сеансов наблюдений указанных объектов; оптические наблюдения ОСЗ до, во время и после сближений; улучшение орбит объектов и уточнение их физических характеристик на основе обработки результатов наблюдений.

Первые две задачи решаются с помощью программной системы (ПС) ЭПОС, разработанной в ГАО РАН [1]. ПС ЭПОС включает базу данных, содержащую в настоящее время около 200 тысяч астероидов и комет, из них около двух тысяч относятся к классу ОСЗ. Данные постоянно пополняются и модифицируются. Напомним, что это обусловлено деятельностью Международного планетного центра по расширению списка объектов вновь открытыми, улучшению орбит всех объектов на основе обработки новых позиционных наблюдений и переводу объектов из разряда нумерованных в нумерованные по достижении некоторого уровня точности определения орбитальных параметров. Вообще говоря, имеет место еще один, заключительный, этап – присвоение имен отдельным объектам, которое производится по определенным правилам. Однако, этот этап, хотя и является важным, имеет скорее культурно – историческое значение.

ПС ЭПОС позволяет импортировать данные в форматах двух основных источников - сайтов В.Marsden и E.Bowell. Они имеют определенные отличия в принципе пополнения списка объектов и в формате данных. Кроме указанных существуют еще несколько источников достоверной информации. Имеется возможность ввести свои элементы для любого объекта, распределить объекты разного класса по разным каталогам, а также создать каталоги модельных объектов. Т.о. пользователь ПС ЭПОС вправе решить, в какой степени ориентироваться на различные источники данных. Следует отметить, что пока информация о физических характеристиках объектов существенно беднее орбитальных данных, но это положение постепенно улучшается.

ПС ЭПОС оказывает эффективную помощь при подготовке наблюдений. Можно, например, получить список объектов из указанных каталогов, видимых в заданный момент в заданной области неба, или список интересующих наблюдателя объектов, которые можно наблюдать в заданную ночь в заданном месте, или список близких к Земле прохождений астероидов и комет внутри сферы заданного радиуса на заданном интервале времени. Наконец, для любого объекта можно получить высокоточную эфемериду, включая экваториальные координаты, их скорости и ускорения, азимут, высоту, яркость и лучевую скорость для произвольного места

наблюдения. Встроенные средства позволяют также оценить точность позиционных наблюдений, исключить грубые ошибки, произвести отождествление объекта. Следует добавить, что на дисплее компьютера можно получить картину орбитального движения объектов, а также их видимого движения на фоне звезд по небесной сфере.

Если задача обнаружения новых объектов лучше решается с помощью больших и средних телескопов (которых в России крайне мало), то слежение за многими из них возможно с помощью малых телескопов. Наблюдения ОСЗ в Пулково ведутся в настоящее время главным образом на телескопе ЗА-320 ($D=32$ см, $F=320$ см). Телескоп оснащен ПЗС-камерой ST-6, для работы с которой разработано новое программное обеспечение. Программа работает под управлением ОС Windows 95/98/NT/2000 (Win32). В отличие от соответствующих продуктов фирмы SBIG (CCDOPS/DOS, CCDOPS/Win16) большое внимание уделено точному измерению времени. Возможна привязка времени к системному таймеру IBM PC, к энергонезависимому таймеру, либо к внешнему стандарту. Поддерживается работа с изображениями как в оригинальном формате фирмы SBIG, так и в формате FITS, ведение журнала, просмотр серии кадров в режиме блинк-компаратора, вывод сетки экваториальных координат, гашение экрана монитора на время экспозиции.

В настоящее время телескоп ЗА-320 автоматизирован и управляется с помощью компьютера [2]. Программа управляет приводами грубого и тонкого движения телескопа, устройствами зажима хомутов, сменой светофильтров, установкой щели купола в заданном азимуте, открытием и закрытием створок купола, другими узлами. В качестве датчика угла поворота телескопа используется система, состоящая из оцифрованного лимба и ПЗС-камеры. С помощью неподвижного микрообъектива изображение штрихов и знаков лимба проецируется на ПЗС-матрицу, сигнал оцифровывается видеобластером, изображение анализируется на предмет распознавания цифр и штрихов, и выдается отсчет лимба в цифровом виде. Точность установки телескопа на заданный объект составляет около 10 секунд дуги.

Для обработки ПЗС-изображений небесных объектов используется созданная в ГАО РАН программная система АПЕКС [3], которая позволяет получать координаты объектов, а также их звездные величины в системе выбранных каталогов. ПС АПЕКС позволяет учитывать хроматическую рефракцию по показателям цвета объектов (B-V, B-R, V-R), предоставляет возможность подключения различных звездных каталогов, позволяет выбирать модель аппроксимации изображений объектов в кадре, а также метод решения системы условных уравнений астрометрической редукции. Обработку наблюдений можно производить в системе следующих каталогов: HIPPARCOS, TYCHO-2, USNO A2.0 и USNO SA2.0. Программа работает под управлением операционной системы Windows 95/98 и имеет пользовательский интерфейс, написанный на русском языке.

Оптические наблюдения до сближения важны для предварительного уточнения орбиты объекта, без чего наблюдения в радиодиапазоне могут вообще не состояться из-за недостаточно точной эфемериды. Наблюдения после сближения также важны, т.к. в ряду других вносят свой вклад в получение более точной орбиты на более длинной дуге. В условиях Пулково наблюдения некоторых объектов невозможны из-за малой яркости, а для других объектов возможны не всегда из-за резко меняющегося взаимного расположения объекта, Земли и Солнца. Однако готовность инструмента к наблюдениям ОСЗ в любых доступных условиях весьма высока.

Оптические наблюдения возможных покрытий звезд астероидами позволяют достичь точности, сравнимой с точностью наблюдений в радиодиапазоне [4]. Однако здесь очень важно уточнить предварительную эфемериду непосредственно перед покрытием (last minute astrometry). В отношении достаточно ярких объектов эту работу

можно выполнять с помощью тех же малых телескопов. Что касается слабых объектов (а именно для них число возможных явлений резко возрастает), то здесь не лишней была бы поддержка, хотя бы эпизодическая, со стороны более крупных инструментов.

В программу наблюдений в первую очередь включены те астероиды, которые намечены для сеансов радиолокации на комплексе РТ-70 в Евпатории. Но кроме них наблюдаются все доступные объекты, которые в течение последующих нескольких лет будут иметь тесные сближения с Землей. Интересно, что некоторые объекты из первоначального списка астероидов при приближении к Солнцу начинают проявлять кометную активность. На рис. 1 приведен кадр, содержащий объект 2001 OG108, оказавшийся долгопериодической кометой.



Рис. 1.

На рис. 2 приведена композиция из четырех кадров, иллюстрирующая движение астероида 1999 HF1 (около 2 дуговых минут) за промежуток времени в 15 минут.

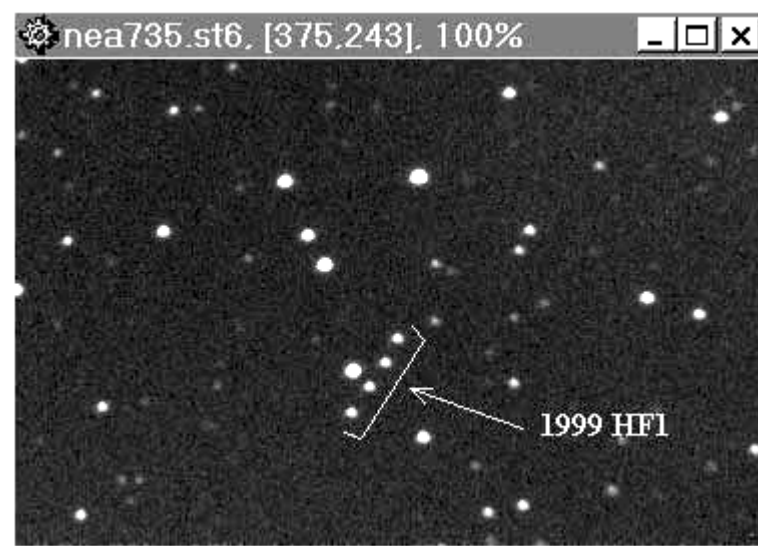


Рис. 2.

Рис. 3 содержит кадр, соответствующий 200-секундной экспозиции астероида 2000 GD2, оставившего характерный след. Все астероиды, которые проходят в непосредственной близости от Земли, имеют большие величины видимой угловой скорости и параллакса. Первая особенность влечет за собой повышенные требования к точности регистрации моментов времени. Вторая особенность требует более точного знания астрономических координат телескопа, для чего была проведена их ревизия.

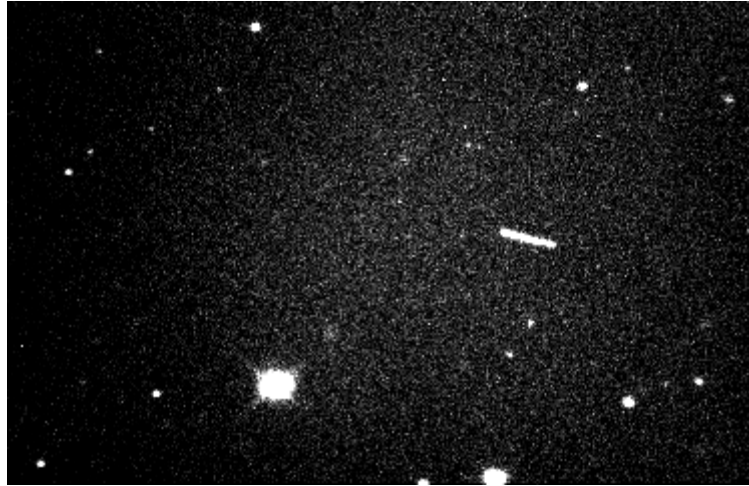


Рис. 3.

Помимо астрометрической информации из наблюдений получают кривые блеска, позволяющие оценивать размеры, форму и характер вращения объектов. Из фотометрических наблюдений многими авторами уже получены оценки периодов вращения ряда астероидов, как правило, в несколько часов. Анализ следов, получающихся в кадре при прохождении быстрых объектов, может привести к обнаружению короткопериодических вариаций блеска. Так как при тесных сближениях астероидов с Землей скорость их видимого движения по небесной сфере велика, то в ПЗС-наблюдениях с экспозициями порядка нескольких минут они оставляют след в кадре. Если период вращения астероида сравним с величиной экспозиции, а амплитуда кривой блеска не слишком мала, то это проявляется в периодическом изменении толщины наблюдаемого следа. Суммируя сигнал с текущего сечения следа, можно построить кривую блеска наблюдаемого объекта.

При наблюдениях АСЗ на телескопе ЗА-320 в Пулковско несколько объектов вели себя так, как описано выше, например астероид 1990 SP, который наблюдался 17 марта 2002 года. На рис. 4 приведены три кадра, соответствующие трем 300-секундным экспозициям (изображение перевернутое). Средние моменты в шкале UT таковы: 1а – $1^h49^m21^s.03$, 1б – $1^h56^m23^s.99$, 1с – $2^h03^m17^s.71$. Все три кадра имеют одинаковую

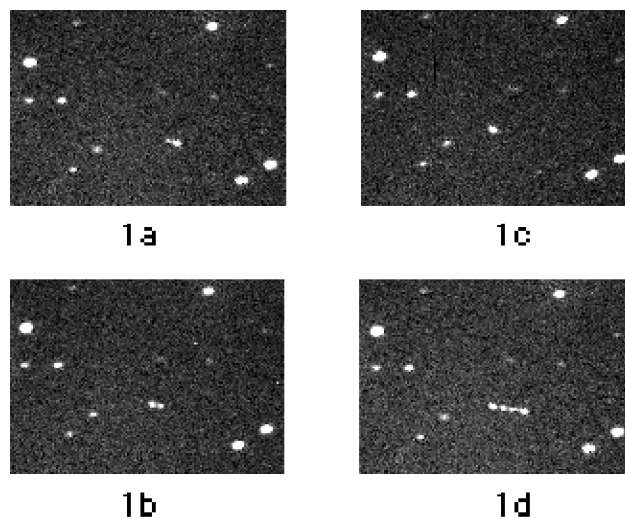


Рис. 4.

продолжительность, но на время экспозиции приходится разные участки кривой блеска. Поэтому в каждом кадре можно заметить свою характерную картину, например, “гантелю” - в случае попадания максимумов в начало и конец, “горку” – в случае попадания максимума на середину экспозиции, “грушу” – в промежуточных вариантах. Четвертый кадр получен сложением первых трех в области, близкой к указанному объекту. При этом видно, что след состоит из нескольких равноотстоящих друг от друга ярких фрагментов, разделенных менее яркими промежутками. Оценка периода для астероида 1990 SP дала величину 5 мин.

Для увеличения астрометрической точности результатов необходимо решить еще немало проблем, касающихся, в частности, гидирования и регистрации сверхбыстрых объектов, соотношения величины экспозиции и степени нелинейности движения объекта и т.д.

Оценки точности позиционных наблюдений весьма противоречивы. Для ряда “благополучных” объектов величина средней ошибки одного наблюдения находится в диапазоне 0".2 - 0".6. Однако для отдельных быстрых объектов эта величина может быть гораздо больше, что говорит о необходимости улучшения орбит объектов и изучения систематических ошибок наблюдений.

Российские любители астрономии могли бы также внести свой вклад в процесс наблюдений ОСЗ. Эфемериды для таких наблюдений могут быть высланы в адрес любых заинтересованных лиц.

Работа выполнена при частичной поддержке гранта INTAS–01–0669.

ЛИТЕРАТУРА

1. В.Н.Львов, Р.И.Смехачева, С.Д.Цекместер. ЭПОС - пакет программ для работ по изучению объектов Солнечной системы. Сборник трудов конференции "Околоземная астрономия XXI века", Звенигород, 21-25 мая 2001г., с. 235-240. Москва, ГЕОС, 2001.
2. А.В.Девяткин, В.Б.Рафальский. Автоматизация астрономических наблюдений в Пулковской обсерватории. Астрономический Календарь 2002, с.165-167, СПб, 2002г.
3. А.В.Девяткин, А.Н.Грицук, Д.Л.Горшанов, Э.В.Корнилов. АПЕКС - программная система для обработки ПЗС-изображений в астрономии. Изв. ГАО, 2000, N 214, с.455-468.
4. А.В.Девяткин, В.Н.Львов, М.Ю.Сидоров, Р.И.Смехачева. Наблюдение покрытия звезды 2559 каталога Hipparcos астероидом 111 Ate 10 сентября 2000 года в Пулково. Всероссийская астрономическая конференция, СПб, 6-12 августа 2001, с.57.

Pulkovo program of the NEO research

**L’vov V.N., Devyatkin A.V., Smekhacheva R.I., Tsekmejster S.D.,
Gorshanov D.L., Kornilov E.V., Kupriyanov V.V., Rafal’skij V.B., Sidorov M.Yu.**

SUMMARY

The main aspects of the NEO research program at Pulkovo are described.

МАКСИМАЛЬНЫЙ ПОКАЗАТЕЛЬ ЛЯПУНОВА ДВИЖЕНИЯ ЗВЕЗДЫ В ПОТЕНЦИАЛЕ ХЕНОНА–ХЕЙЛЕСА

Мельников А.В., Шевченко И.И.

В задаче Хенона–Хейлеса путем численного интегрирования исходной системы получена зависимость значения максимального характеристического показателя Ляпунова от энергии в хаотической компоненте фазового пространства. Вопреки выводам Бенеттина и др. [1], она не является экспоненциальной. Наблюдаемая зависимость близка к степенной.

Задача о движении звезды в потенциале Хенона–Хейлеса традиционно привлекает внимание исследователей, так как именно в этой задаче впервые в гамильтоновой механике был обнаружен [2] хаотический тип поведения. Гамильтониан задачи имеет вид [1,2]:

$$H = \frac{1}{2}(p_1^2 + p_2^2 + q_1^2 + q_2^2) + q_1 q_2 - \frac{1}{3}q_2^3. \quad (1)$$

Численные эксперименты Хенона и Хейлеса [2] показали, что при величине энергии $E = H$, примерно равной одной десятой, на сечениях Пуанкаре фазового пространства становятся заметны области хаотического движения. Иначе говоря, в фазовом пространстве появляются области, движение в которых является непредсказуемым на относительно больших интервалах времени. Области хаоса увеличиваются с возрастанием энергии и при величине энергии $E = 1/6$ почти все фазовое пространство возможного движения заполнено хаотической компонентой [2].

Определить качественный характер движения (регулярный/хаотический) позволяет вычисление характеристических показателей Ляпунова (ХПЛ; см., например, [3]). ХПЛ имеет смысл средней экспоненциальной скорости расходимости близких траекторий в фазовом пространстве. Нулевая величина ХПЛ указывает на регулярный характер движения; ненулевая — на хаотический. Вообще говоря, траекторию характеризует несколько показателей. Для определения характера движения достаточно вычислять максимальный ХПЛ (МХПЛ).

Бенеттин и др. [1] построили зависимость значения МХПЛ от энергии (см. Рис. 7 их работы) для задачи Хенона–Хейлеса. Анализируя найденную зависимость, Бенеттин и др. пришли к выводу, что она хорошо описывается экспонентой. Позднее полученная Бенеттином и др. [1] зависимость вошла в обзоры и книги других авторов (см., например, [3]), и их результат не подвергался сомнению.

Вывод Бенеттина и др. основывался на довольно ограниченных численных данных, поскольку компьютерные ресурсы середины 70-х годов прошлого века не позволяли строить зависимость с достаточно большим, как выяснилось, разрешением по энергии (Бенеттин и др. получили 28 точек на всем интервале изменения энергии). Кроме того, интервал времени в 2×10^4 единиц времени системы (1), по современным оценкам, недостаточно велик для получения верных асимптотических значений МХПЛ. В настоящей работе мы строим зависимость МХПЛ от энергии с существенно более высоким (более чем в сто раз) разрешением по энергии. При этом значения МХПЛ определяются на значительно более протяженных интервалах времени, до 10^6 единиц времени системы (1).

Для вычисления МХПЛ мы используем метод «теневого траектории». Суть этого метода заключается в следующем (подробное описание и обсуждение метода см., например, в [1,3,4,5]). Возьмем две близкие траектории фазового пространства — «опорную» и «теневую», расстояние между которыми в начальный момент времени равно d_0 . Приближение МХПЛ при интегрировании на конечном промежутке времени в M шагов вычисляется по формуле:

$$L = \frac{1}{M\Delta t} \sum_{i=1}^M \ln \frac{d_i}{d_{i-1}}, \quad (2)$$

где d_i — расстояние между опорной и теневой траекторией на i -ом шаге, Δt — величина шага по времени. При вычислении необходимо периодически выполнять перенормировку расстояния между опорной и теневой траекториями, чтобы оно оставалось относительно малым.

Данный метод вычисления МХПЛ имеет ряд недостатков. Их анализу посвящена работа Танкреди и др. [5]. В ней отмечается, что ошибочные оценки МХПЛ могут быть получены как в случае слишком большого начального расстояния между траекториями d_0 — из-за плохой аппроксимации касательного отображения при перенормировках, так и при слишком малой величине d_0 — из-за накопления ошибок, вызванных ограниченной точностью машинных вычислений. Танкреди и др. [5] указывают, что метод теневой траектории может быть неудовлетворителен также в том случае, если в фазовом пространстве преобладают области регулярного движения. Согласно [5], полезно проводить контроль оценок МХПЛ, вычисляя МХПЛ с различными величинами начального смещения и разными шагами перенормировки. В наших расчетах мы проводили необходимый контроль получаемых значений МХПЛ, в соответствии с рекомендациями Танкреди и др.

В расчетах, результаты которых представлены далее, смещение теневой траектории относительно опорной проводится по переменной q_2 и равняется $d_0 = 10^{-7}$. Перенормировка величины вектора смещения от опорной траектории к теневой осуществляется при каждой итерации. Начальные значения трех переменных при всех значениях энергии одни и те же: $q_1 = 0$, $q_2 = -0.15$, $p_2 = 0$. Величина p_1 при заданной величине энергии E определяется из уравнения (1). Как и в [1, 2], берутся значения $p_1 \geq 0$. Величина энергии варьируется от $E = 0.0944$ до 0.1666 с шагом 2×10^{-5} . Вычисление МХПЛ проводится на одном и том же множестве начальных данных два раза: на промежутке времени $t = 10^5$ и $t = 10^6$. Увеличение промежутка времени, на котором вычисляется МХПЛ, позволяет наглядно разделить хаотические и регулярные орбиты. Вычисление МХПЛ хаотических орбит на относительно больших интервалах времени позволяет точнее определить его величину.

Интегрирование уравнений движения проводится при помощи интегратора Дормана–Принса [6], реализующего метод Рунге–Кутты 8-го порядка. Локальная точность интегрирования принята равной 10^{-12} . Шаг итерации для вычисления МХПЛ по формуле (2) принят равным $\Delta t = 0.1$. Наши численные эксперименты показывают, что зависимость МХПЛ хаотической траектории от времени выходит на горизонтальное плато при $t = 10^4 \div 10^5$.

На Рис. 1 представлены полученные зависимости значения МХПЛ L от энергии E в логарифмических координатах. На рисунок также нанесена кубическая функция $\lg L = 3 \lg E + 1.45$. Из Рис. 1 видно, что верхняя грань наблюдаемой зависимости близка к кубической. На зависимости, построенной на более длинном интервале времени ($t = 10^6$, нижний рисунок), более четко проявляется тонкая структура, обусловленная

поглощением главной хаотической областью хаотических слоев краевых резонансов при увеличении E .

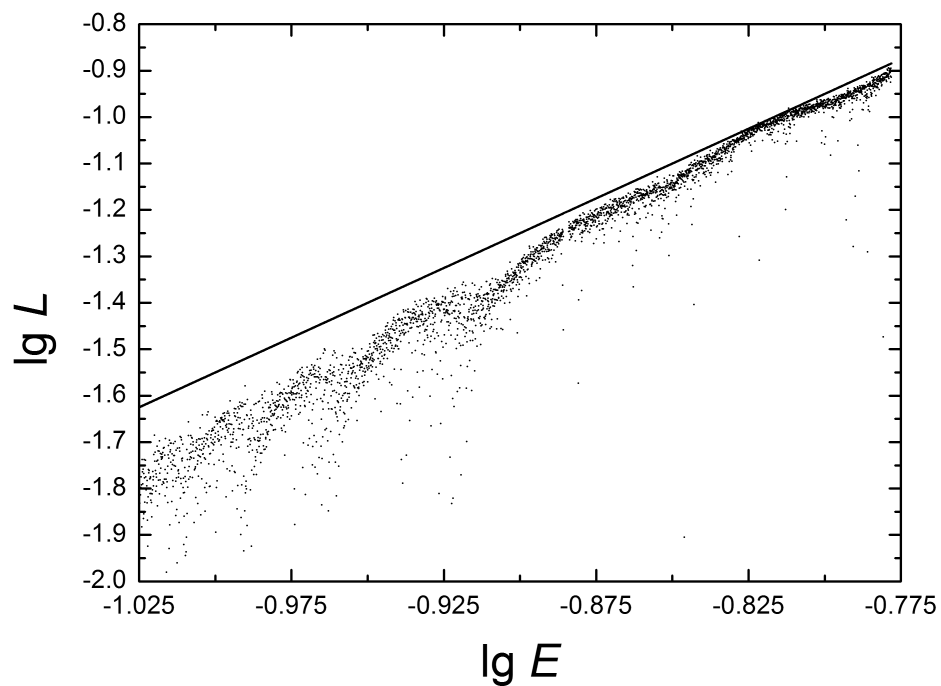
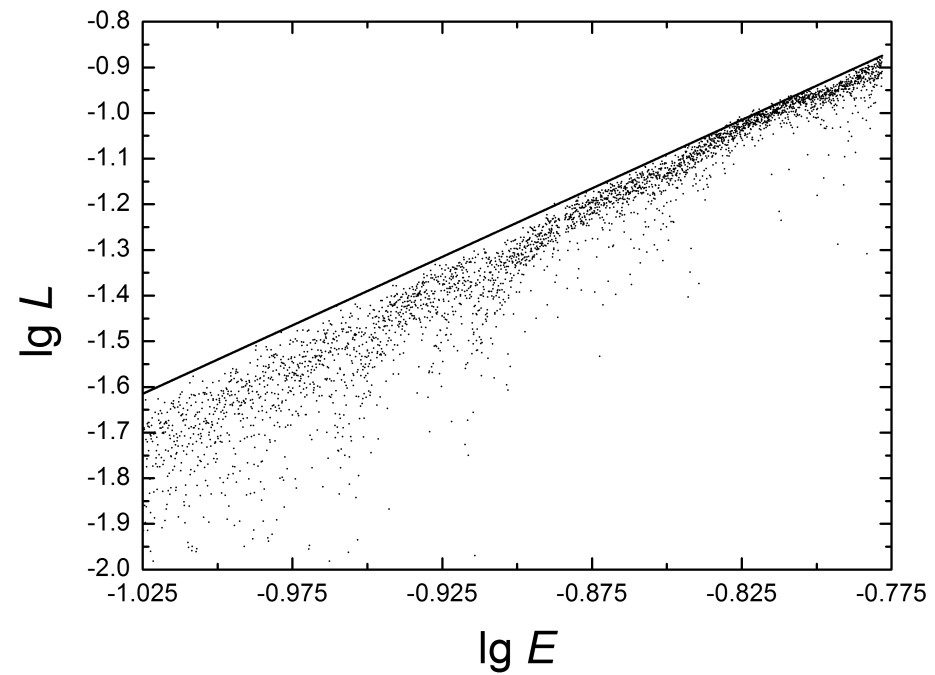


Рис. 1. Зависимость величины МХПЛ от энергии. Вычисление МХПЛ проводилось на промежутках времени $t = 10^5$ (верхний рисунок) и $t = 10^6$ (нижний рисунок). Прямая соответствует функции $\lg L = 31 \lg E + 1.45$.

Нижний рисунок показывает, что средняя зависимость не является в точности кубической, а имеет показатель степени несколько больший, чем три. Кроме того на зависимость накладывается волнообразная структура, обусловленная поглощением резонансов.

Итак, из анализа полученной нами зависимости значения МХПД от энергии в задаче Хенона–Хейлеса следует вывод, что эта зависимость не является экспоненциальной. В действительности она близка к степенной.

Работа поддержана РФФИ (грант 01-02-17170).

Список литературы

- [1] *Benettin G., Galgani L. and Strelcyn J.-M.* Kolmogorov entropy and numerical experiments // *Phys. Rev. A.* 1976. V. 14. № 6. P. 2338–2345.
- [2] *Hénon M., Heiles C.* The applicability of the third integral of motion: some numerical experiments // *Astron. J.* 1964. V. 69. № 1. P. 73–79.
- [3] *Lichtenberg A.J., Lieberman M.A.* Regular and chaotic dynamics. New York: Springer, 1992. 670 p.
- [4] *Мельников А.В., Шевченко И.И.* Об устойчивости вращательного движения несферических естественных спутников относительно наклона оси вращения // *Астрон. Вестн.* 1998. Т. 32. № 6. С. 548–559.
- [5] *Tancredi G., Sánchez A. and Roig F.* A comparison between methods to compute Lyapunov exponents // *Astron. J.* 2001. V. 121. P. 1171–1179.
- [6] *Хайпер Э., Нерсетт С., Ваннер Г.* Решение обыкновенных дифференциальных уравнений. Нежесткие задачи. М.: Мир. 1990. 512 с.

THE MAXIMUM LYAPUNOV EXPONENT OF THE MOTION OF A STAR IN THE HENON–HEILES POTENTIAL

A.V. Melnikov, I.I. Shevchenko

Summary

In the Hénon–Heiles problem, the dependence of the value of the maximum Lyapunov characteristic exponent on the energy is obtained by means of numerical integration of the original system. Contrary to an earlier statement by Benettin et al. [1], it is not exponential. The observed dependence is close to a power-law one.

НЕКОТОРЫЕ ИТОГИ НАБЛЮДЕНИЙ, ВЫПОЛНЕННЫХ НА ЗТЛ-180 ЗА 1975-1990 гг.

Наумов В.А., Миллер Н.О., Прудникова Е.Я.

Подводя итоги 15-тилетнего ряда наблюдений, авторы посвящают статью 45-летию зенит-телескопа ЗТЛ-180. На основании наблюдений, выполненных в течение 1975-1990 гг. при различных зенитных расстояниях, получено приведенное к зениту и в значительной степени свободное от рефракционных аномалий значение средней широты Пулкова.

В 1975-1990 гг. на ЗТЛ-180 в Пулкове выполнялись наблюдения по плану определения абсолютных склонений звезд [1].

Звездный состав семи программ описан в Таблице 1. Некоторые характеристики полученного наблюдательного материала представлены в Таблице 2.

Таблица 1. Количество звезд из разных каталогов.

Каталог	I	II	III	IV	V	VI	VII	Итого
N30	116	192	191	100	112	109	25	845
ПФКСЗ	-	12	-	24	22	31	4	93
АГКЗ	-	4	-	58	50	26	10	148
FK4	-	18	5	-	-	-	33	56
КГЗ	4	-	-	-	-	-	-	4
Итого	120	216	196	182	184	166	72	1146

Таблица 2. Периоды и средние эпохи наблюдения программ, количество полученных наблюдений.

Программа	I	II	III	IV	V	VI	VII
Z	0	30	60	20	40	10	50
Периоды наблюдений	Дек.75-февр.78	Сент.75-март76 Апр.78-апр.89	Авг.76-дек.77 Май87-апр.89	Авг.78-сент.79	Нояб.80-дек.83	Окт.82-окт.84	Дек.86-окт.88
Ср. эпоха наблюдений ($\tau_{\text{пр}}$)	76.8	76.3 86.6	77.0 88.1	79.5	81.5	83.0	88.0
Кол-во набл.	725	1145	1143	1822	1199	1623	460

Следует отметить, что по техническим причинам 2-я программа наблюдалась в два приема с большим разрывом по времени. Кроме того, ее состав был расширен за счет дополнительного списка (примерно 20% состава).

Для получения широты Пулкова по всем программам в наблюдения были введены поправки за изменение цены оборота винта, за первоначально принятую постоянную рефракции, а также за хроматическую рефракцию.

1. Поправки за масштаб.

Определение цены оборота винта выполнялось по регулярным наблюдениям шкальных рядов. За период 1976-1989гг. было получено 117 значений R при температурах от -32.2 до +21.2. В результате обработки методом наименьших

квадратов получились следующие значения цены оборота винта и температурного коэффициента: $R_0=21.94396''\pm 0.00008''$,
 $\alpha = -0.000022'' \pm 0.000013''$.

Наблюдения исправлялись поправками по формуле

$$\Delta\phi_i = (\Delta Z_0 - 0.33'(\tau_i - \tau_0)\cos \alpha_i) \Delta R/R_0,$$

где первоначально принятое значение цены оборота $R_0=21.9468$, $\Delta R = -0.0028$, средняя эпоха $\tau_0 = 83.0$.

2. Поправки за первоначально принятую постоянную рефракции

Принятая при первичной обработке наблюдений постоянная рефракции была изменена для учета влияния спектральных классов звезд. По формуле для дифференциальной рефракции были вычислены и введены поправки, величины которых колеблются в зависимости от зоны. Для пар околоренитной программы они малы (не больше 0.005"), однако для $z = 60^0$ находятся между -0.027" и +0.013". На величину среднего значения широты по программе эти поправки практически не повлияют, но войдут в среднее значение широты по каждой паре как систематическая ошибка.

3. Поправки за хроматическую рефракцию.

Поправки брались из таблиц, составленных В.П.Рыльковым для различных спектральных классов и звездных величин. Учитывались следующие входные данные: внутриатмосферные визуальные наблюдения, ночное зрение, двухлинзовый телескоп, эффективная длина волны 5095.0. Как правило, на малых зенитных расстояниях (до 30^0) эти поправки малы и не превосходят 0.005". На 60^0 , однако, они часто достигают 0.010 - 0.012".

Перевод склонений производился в две стадии - сначала на систему FK4, затем на систему FK5.

Таблица 3. Поправки к среднему значению широты по программам за переход к системе FK4.

	I	II	III	IV	V	VI	VII
N	60	113	98	91	92	83	36
Ср.	+0.040"	+0.018	+0.034	+0.024	+0.012	+0.045	+0.011

Перевод на систему FK5 осуществлялся:

1). Для всех звезд, в том числе и входящих в FK4 - по табличным систематическим разностям, приводимым в FK5:

$$\Delta\delta_{\text{эл}} = \Delta\delta_{\delta} + \Delta\delta_{\alpha} + (\Delta\mu'_{\delta} + \Delta\mu'_{\alpha}) ((\tau_{\text{пр}} - 1950.0)/100) \quad (\text{Таблица 4, вариант 1})$$

2). Для звезд FK4 - непосредственно по формуле

$$\Delta\delta_{\text{эл}} = (\delta_{\text{FK5}} - \delta_{\text{FK4}}) + (\mu'_{\text{FK5}} - \mu'_{\text{FK4}}) ((\tau_{\text{пр}} - 1950.0)/100).$$

Таблица 4. Поправки за переход от системы FK4 к системе FK5

	I	II	III	IV	V	VI	VII
N	60	113	98	91	92	83	36
Ср., вар.1	-0.027"	-0.004	-0.022	-0.019	-0.066	0.042	-0.062
Ср., вар.2		-0.048	-0.024				-0.022

В четвертой строке таблицы 4 (вариант 2) содержится поправка, полученная комбинацией способов 1 и 2: для звезд FK4 вычислялись индивидуальные поправки вида (2), для остальных звезд – поправки вида (1).

Средние значения широты, полученные по программам, приведены в Таблице 5. Уклонения от среднего значения для каждой программы представлены на графиках

на рис.1. В приводимых уклонениях не обнаруживается синусоидальной зависимости от $\cos \alpha$, что говорит об отсутствии ошибок масштаба.

Таблица 5. Средние значения широты по различным программам

Зенитное расстояние	Среднее значение широты			
	В системе исходных каталогов	В системе FK4	В системе FK5 (вар.1)	В системе FK5 (вар.2)
0	15.433	15.473	15.446	15.446
10	15.493	15.538	15.496	15.496
20	15.597	15.621	15.602	15.602
30	15.464	15.482	15.486	15.438
40	15.580	15.592	15.526	15.526
50	15.770	15.781	15.719	15.697
60	15.690	15.724	15.702	15.700

Оценка точности результатов представлена в Таблице 6:

ϵ_0 – взвешенная среднеквадратическая ошибка (СКО) i -ой пары по n_i наблюдениям ($n = \sum n_i$),

$$\epsilon_1 = \epsilon_0(N-1)^{-1/2},$$

ϵ_{01} = СКО i -ой пары по уклонениям ($\varphi_i - \varphi_{пр}$), представленным на рис.1.,

$$\epsilon_2 = \epsilon_{01}(N-1)^{-1/2},$$

ϵ_{011} = СКО i -ой пары по уклонениям ($\varphi_i - \varphi_{пр}$) после приведения к системе FK5.

$$\epsilon_3 = \epsilon_{011}(N-1)^{-1/2}.$$

Таблица 6. Оценка точности результатов.

Зенитное расстояние (прогр.)	Ср. взв. СКО одной пары (ϵ_0)	Кол-во наблюдений (n)	СКО ср. широты по прогр. (ϵ_1)	СКО одной пары (ϵ_{01})	СКО ср. широты по прогр. (ϵ_2)	СКО одной пары (ϵ_{011})	СКО ср. широты по прогр. (ϵ_3)
0 (1)	0.16	725	0.021	0.29	0.038	0.25	0.033
10 (6)	0.16	1623	0.018	0.28	0.032	0.26	0.028
20 (4)	0.13	1822	0.013	0.42	0.045	0.38	0.039
30 (2)	0.22	1145	0.021	0.35	0.033	0.34	0.032
40 (5)	0.17	1199	0.017	0.36	0.038	0.32	0.033
50 (7)	0.14	460	0.023	0.38	0.065	0.36	0.061
60 (3)	0.22	1143	0.022	0.50	0.051	0.48	0.048
Итого наблюдений:		8117					

В Таблице 5 2-я программа представлена одним значением. Однако если разбить ее на две части соответственно эпохам наблюдений, то 65 пар, отнаблюденных в эпоху 76.3, дают значение $15.565'' \pm 0.037''$, а 48 пар, отнаблюденных в эпоху 86.6, - $15.358'' \pm 0.054''$. Эти величины, отображенные первой и предпоследней точками на рис.2, вписываются в общий ход с эпохой наблюдений. Похожей зависимостью отличаются изменения средней широты на рис. 3, однако величина тренда слишком мала для того, чтобы ею можно было объяснить и исправить разницу двух вышеприведенных значений.

Если представить результаты, приведенные в Таблице 5 графически (рис.4), то становится очевидной их зависимость от зенитного расстояния.

Систематические различия значений широты, полученных по парам с различным зенитным расстоянием, обнаруживались и на других обсерваториях. В пример можно привести результаты, полученные в АОЭ А.И.Нефедьевой (рис.5). В статье [2] подчеркивается важность наблюдений рефракционных пар, чтобы можно было вводить поправки в широтные наблюдения, если зенитное расстояние пар Талькотта превышает 20° . Подобные рекомендации высказывались нередко. Например, Телеки [3] предлагал наладить рефракционную службу, состоящую из наблюдений пар на больших зенитных расстояниях и измерений метеорологических факторов для вычисления местного значения постоянной рефракции. В тех случаях, когда удавалось сочетать наблюдения обычных и рефракционных пар, систематическая часть неполярных вариаций уменьшалась на 30-40% [4].

Была сделана попытка выделить в изменении широты $\Delta\varphi_z = (\varphi_z - \varphi_0)$ ту часть, которая обусловлена рефракционными аномалиями и представляется зависимостью от $\sec^2 z$. График на рис. 6 представляет эту зависимость для средних значений широт, полученных по семи программам до приведения в систему FK5. Крестиками обозначена систематическая величина вида $(a \sec^2 z)$, где $a = 0.076'' \pm 0.016''$.

На графике рис. 7 дана та же зависимость для изменения широт, переведенных на систему FK5. Систематические величины вида $(a \sec^2 z)$ изображены штриховой линией для середины и пунктирными линиями для краев десятиградусных зон. Видно, что на больших зенитных расстояниях даже внутри зоны широты могут отличаться друг от друга примерно на $0.05'' - 0.08''$, что, возможно, является источником ошибок наблюдений. Величина $a = 0.090'' \pm 0.022''$ для 1-го варианта и $0.066'' \pm 0.024''$ для варианта 2.

Сравним параметр a с коэффициентом из формулы М.С.Зверева, учитывающей влияние на широту наклона слоев равной плотности:

$$\Delta\gamma = -0.0175'' \cdot \sec^2 z.$$

Теперь можно оценить наклон слоев i : в нашем случае он будет около $4.3'$ (5.1 и 3.8 для вариантов 1 и 2 соответственно). Полученные результаты вполне согласуются с оценками других авторов. Например, у Колчинского [5] наклон слоев равной плотности в $5'$ дает рефракционную поправку около $0.1''$.

После всего вышеизложенного можно представить широту в виде следующего выражения:

$$\varphi_z = 15.446'' + 0.076'' \sec^2 z. \\ \pm 0.033'' \pm 0.016''$$

Таблица 7. Широта, приведенная к зениту.

Программа	Зен.расст.	$\varphi(z)$	СКО
1	0	15.446''	0.033''
6	10	15.417	0.036
4	20	15.515	0.037
2	30	15.383	0.038
5	40	15.393	0.040
7	50	15.528	0.043
3	60	15.374	0.045

Учитывая эту зависимость (Таблица 7), построим график, расположив значения широты по средним эпохам (Рис.8). Т.к. зависимости от времени не проявляется, средним (на эпоху 83.0) значением широты Пулкова, в значительной мере свободным от рефракционных аномалий, можно считать величину $15.438'' \pm 0.038''$. Ошибка получена по отклонениям приведенных на графике широт от средневзвешенного значения, в качестве весов использовано количество наблюдений.

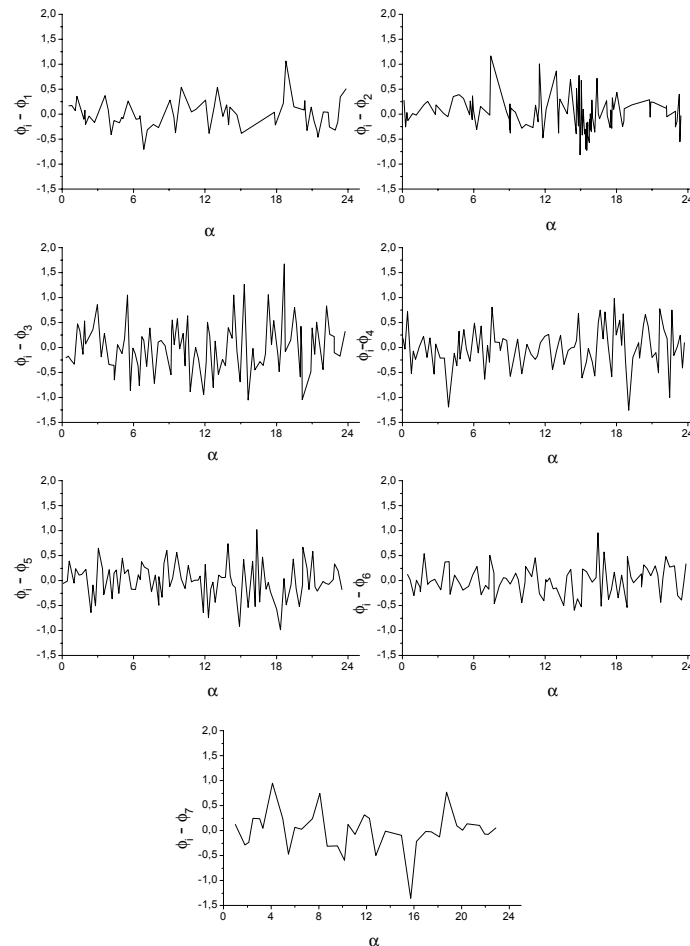


Рис.1. Уклонения значений широт (в mas) от среднего по программе.

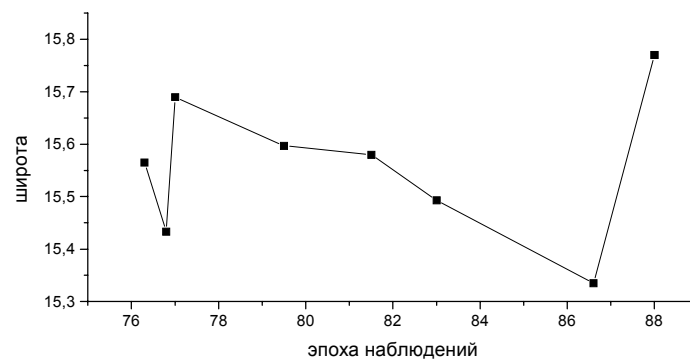


Рис.2. Зависимость широты от эпохи наблюдения программы.

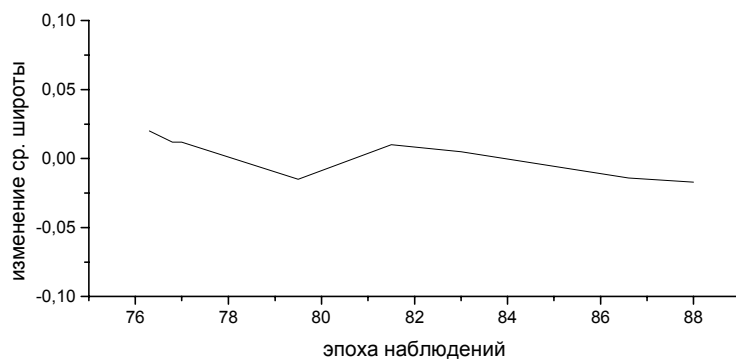


Рис.3. Изменение средней широты за рассматриваемый период, вычисленное по координатам полюса.

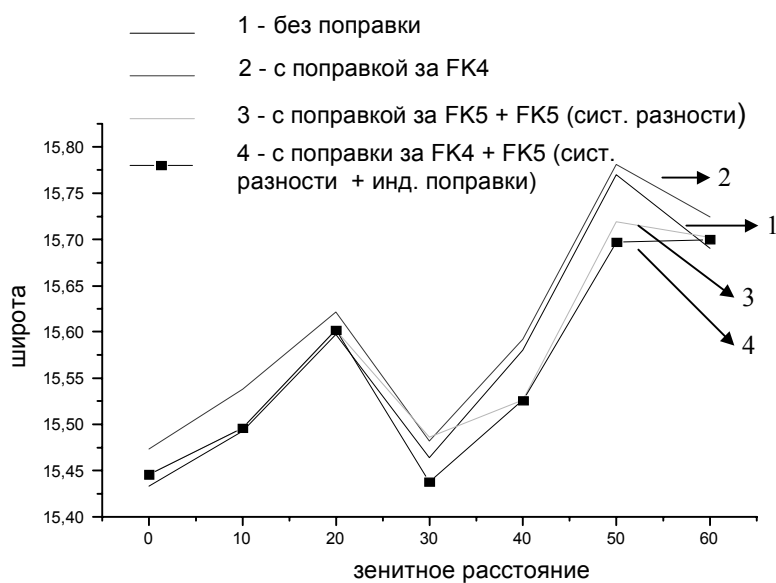


Рис.4. Зависимость средних значений широт (в mas), полученных по семи программам, от зенитного расстояния.

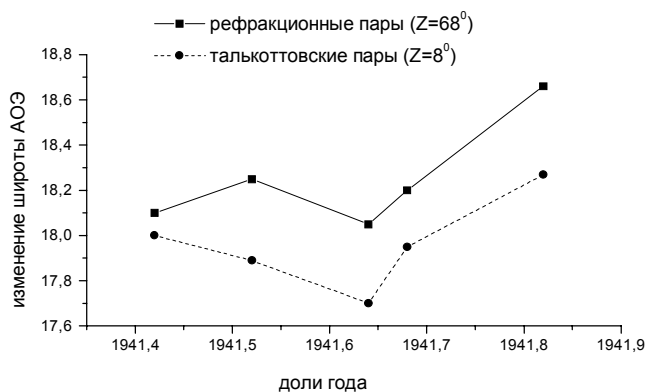


Рис.5. Вариации широты (в mas) АОЭ, полученные по обычным и рефракционным парам в 1941 г.

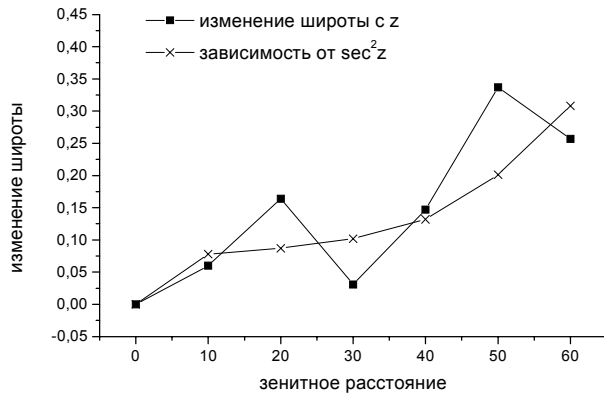


Рис.6. Вариации наблюдаемой широты (в mas) с зенитным расстоянием и зависимость от $\sec^2 z$.

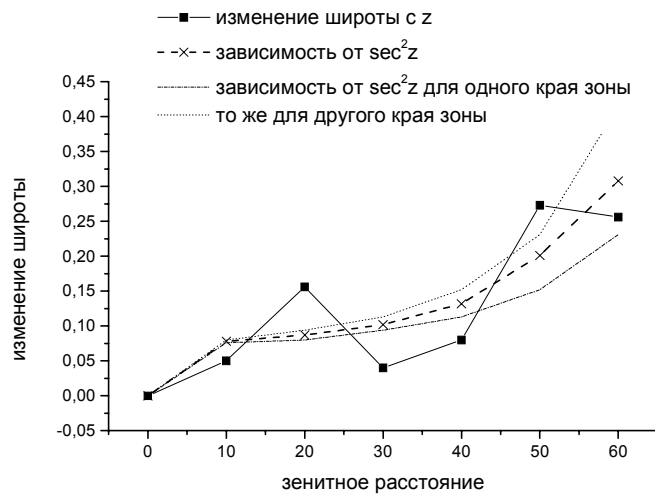


Рис. 7. Изменение широты (FK5) с зенитным расстоянием.

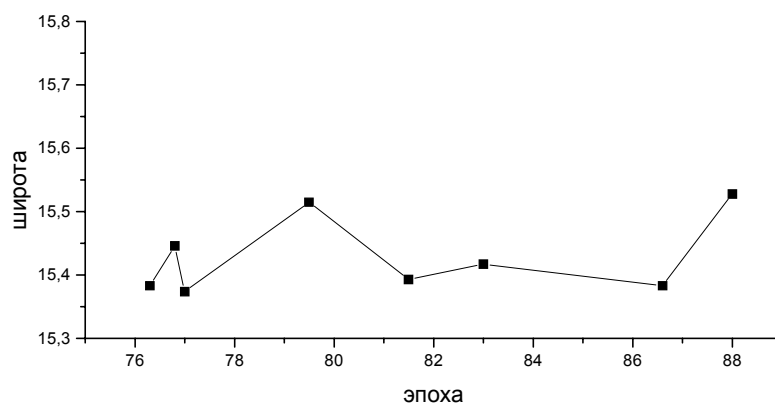


Рис.8. Широта, приведенная к зениту.

Литература

1. И.А.Зыков, В.А.Наумов, Е.Я.Прудникова, А.М.Шаравин. Наблюдения пар Талькотта на ЗТЛ-180 в Пулкове по плану определения абсолютных склонений звезд. Изв. ГАО АН СССР, №203, 1985, с.21-22.
2. А.И.Нефедьева. Наблюдения рефракционных пар в астрономической обсерватории им. Энгельгардта. Предварительные результаты исследований колебаний широт и движения полюсов Земли. Сб.№2, М., 1961, с.88-91.
4. G.Teleki. The use of the refractive pair observations."Rotation of the Earth". Dordrecht. 1972, p.145-146.
5. В.И.Сергиенко. Об учете рефракции при астрономических наблюдениях. Проблемы астрометрии. Изд. МГУ, 1984, с.269-270.
6. И.Г.Колчинский. Современное состояние вопроса об учете рефракции при астрономических наблюдениях. Труды 18 АК, Л., 1972 с.250-261.

SOME RESULTS OF THE OBSERVATIONS MADE WITH ZTL-180 DURING 1975-1990

Naumov V.A., Miller N.O., Prudnikova E.Ja.

From the observations made with ZTL-180 on different zenith distances there was derived the mean value of latitude of Pulkovo practically free from refractive anomalies.

КОМПЬЮТЕРНОЕ ЧТЕНИЕ ОЦИФРОВАННЫХ ШКАЛ (на примере спирального микрометра)

Поляков Е.В.
poliakow@rol.ru

В рамках проекта полной автоматизации измерительной машины "Аскорекорд" разработаны алгоритмы компьютерного чтения шкал микрометров. Алгоритмы предназначены для чтения штрихов и цифр. Задача реализована для спиральных микрометров "Аскорекорда", отличающихся сложной и насыщенной разметкой поля.

Успешно решены две проблемы: 1) выделение штриха из суммарного изображения, элементы которого имеют сопоставимую со штрихом плотность, и 2) распознавание цифр, составленных из одинаковых элементов и имеющих поэтому недостаточное количество различающих признаков. Обсуждаемые алгоритмы применимы для других измерительных шкал и лимбов, в частности, модификация алгоритма распознавания используется для чтения лимбов автоматизированного пулковского телескопа ЗА-320. Приводятся оценки ошибок снятия отсчетов.

Работа выполнена при финансовой поддержке Миннауки РФ, грант 01-54 "Координатно-измерительная астрографическая машина "Фантазия".

Робот-оператор SPIKA, предназначенный для замещения человека при измерениях фотопластинок на полуавтоматическом приборе "Ascorecord", разработан в Лаборатории автоматизации научных исследований. Прибор снабжен спиральным микрометром для определения положения каретки. Микрометр представляет собой сложную оптико-механическую систему, состоящую из микроскопа с перекидной призмой, оптических каналов, передающих изображения от шкал X, Y-микрометров и сводящих эти изображения в одно поле микроскопа, прецизионной механической системы управления шкалами микрометра.

Шкалы микрометра

Опишем сложное изображение шкал микрометра, видимое в микроскоп (рис. 1,2). Оно составлено суперпозицией шести (по три для каждой оси) отдельных изображений: спиралей, различных шкал - линейных (миллиметровой и десятых долей миллиметра) и радиальных (микронных), содержащих кроме разметки также цифры трех различных форматов и мерные штрихи. Компоненты изображения нанесены на три различных стеклянных носителя, расположенных на немалом удалении друг от друга и пронизываемых тремя источниками света. В левую половину поля зрения передаются изображения шкал для оси X, в правую - для оси Y. Цифровая разметка миллиметровых шкал выполнена таким образом, что множества значений, соответствующих осям X и Y, не пересекаются: центр шкалы для оси X имеет значение 500 мм, для оси Y - 200 мм при размере рабочего поля прибора ≤ 300 мм.

Отсчет показаний микрометра

На примере рис. 1 рассмотрим, как формируется полный отсчет показаний микрометра, снимаемый человеком. Он складывается из трех частей прочтением трех упомянутых выше шкал. Значение миллиметровой части доставляется прочтением цифр (на рисунке: X=411), относящихся к мерному штриху, оказавшемуся в пределах

вертикальной вспомогательной шкалы. Эта шкала размечена от 0 до 10 и дает десятые доли миллиметра (на нашем рисунке штрих указывает на единицу, общее показание становится $X=411.1$). Радиальная шкала в верхней части поля зрения содержит 100 штрихов, оцифрованных с интервалом 5 единиц. Цена деления этой шкалы - 1 микрон. За один полный оборот радиальной шкалы спираль смещается на одно деление вертикальной вспомогательной шкалы, т.е. на 100 микрон. Для того, чтобы снять показания микронной шкалы, человек-оператор должен повернуть микрометрическими винтами стеклянный диск с нанесенными на него спиралью и радиальной шкалой так, чтобы двойная линия спирали охватила мерный штрих симметрично с обеих сторон (см. рис. 1). Соответственно повернется и радиальная шкала. В нашем примере прочтение её дает 21.8 микрона. Таким образом, полный отсчет для оси X становится равным 411.1218 мм. Аналогично, для второй оси: $Y=120.2734$.

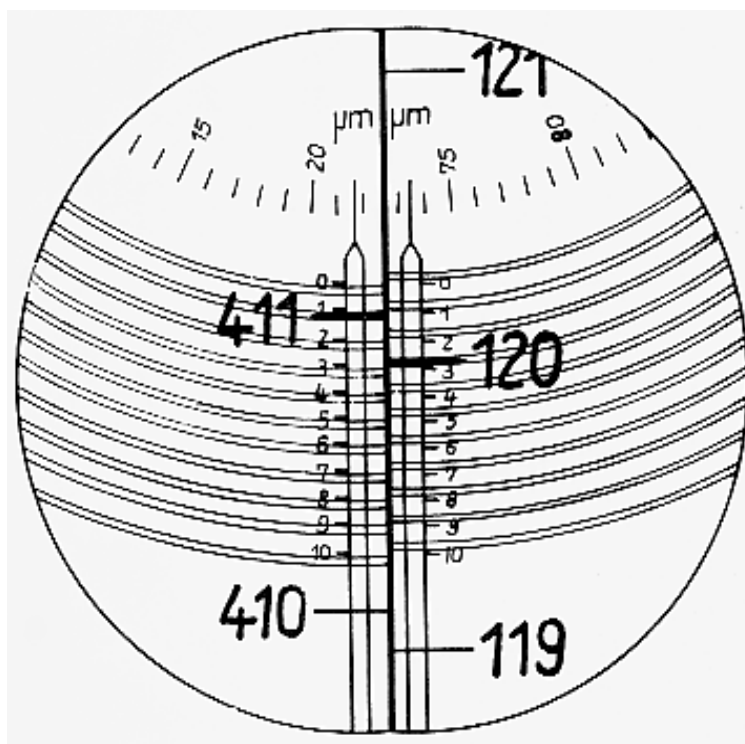


Рис. 1. Схема спирального микрометра.

Автоматические ПЗС-измерения производятся по более простой схеме, в которой спирали и радиальные микронные шкалы не используются. Поэтому соответствующие стеклянные диски можно было бы просто изъять из оптических каналов прибора. Однако для робота-оператора была принята концепция навесного оборудования, в рамках которой любое изменение конструкции автоматизируемой основы представляется нежелательным. Поэтому удаление лишних элементов изображения в процессе измерений осуществляется программным путем на основе предварительной обработки изображения. Сохранение же неизменной комплектности микрометра позволяет легко выполнять отладку и тестирование автоматического измерителя координат.

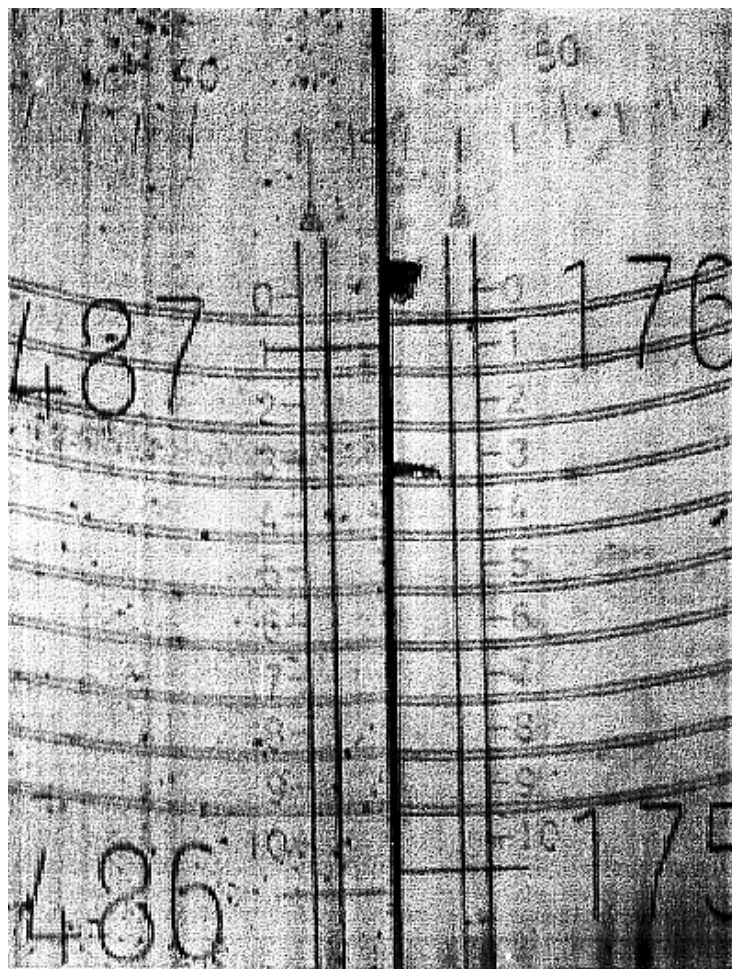


Рис. 2. Реальное изображение микрометра в поле зрения микроскопаэ

Удаление фонового изображения

Задача автоматического измерения положения каретки с помощью спирального микрометра сводится к выделению штрихов и цифр из описанной сложной картины, измерению положения штрихов относительно шкалы разметки, выделению цифр, их распознаванию и составлению на основании полученных результатов двух семизначных чисел - координат X,Y положения каретки. Сама по себе нетривиальная задача чтения образов чисел и конвертирования их в цифровое представление компьютера усложняется еще и тем, что нужно отделить эти цифры от сложного фона, содержащего другие образы, плотность которых сравнима с плотностью изображений цифр. Задача формулируется так: найти место точек, принадлежащих цифрам. Однако решается она иначе: отыскиваются не цифры, а другие элементы картины, после вычитания которых из общего изображения для обработки остаются лишь изображения цифр. Поскольку к указанным элементам относятся регулярные построения - спираль, например, (она может занимать различные позиции, но форма ее не меняется) или вспомогательная шкала (неизменная не только по форме, но и по положению) и известны их геометрические характеристики (ширина линий, расстояния между ними) изображения этих элементов картины можно вычислить, т.е. построить числовую модель, маску, и при измерениях вычитать её из общего изображения микрометра.

Можно поступить иначе: не вычислять, а выделить постоянную составляющую из реальной картины. Для этого следует многократно отснять общее изображение, меняя в нем каждый раз положение подвижных элементов - мерных штрихов и связанных с

ними цифр, сложить полученные кадры и осреднить результирующую картину. Таким образом, плотность постоянных элементов (спиралей, шкал) будет усилена по сравнению с плотностью переменной части картины (мерных штрихов и цифр) кратно числу просуммированных кадров. Мерные штрихи и их оцифровка как бы "размажутся" по полю и просто исчезнут из осреднённого изображения. Последнее как раз и является искомой маской, вычитаемой из общей картины при каждом акте автоматического измерения. Описанная процедура выделения маски предшествует сеансу измерений и выполняется при каждом запуске программы.

По результатам тестирования обоих подходов для практического применения выбран, за явным преимуществом, второй из них. Он оказался нетребовательным к точности установки ПЗС-камеры, её ориентировки относительно осей координат, фокусировки объектива, к изменениям масштаба изображения, неравномерности освещенности поля, обладает высоким миграционным потенциалом и может быть легко адаптирован к работе на других инструментах. Более того, поскольку в маску попадают также и все дефекты статической части картины, они и удаляются при вычитании маски, т.е. попутно происходит частичная чистка изображения от мусора. Насколько это важно, легко понять, взглянув на рис. 2. Здесь представлены многие разновидности дефектов - точечные, протяженные, неравномерность подсветки.

Чтение и распознавание цифр

После вычитания регулярных изображений из общего остаются переменные образы - цифры со штрихами. Обработка их осложняется несколькими обстоятельствами:

1. Разрывами в изображениях цифр. Поскольку значения плотности изображений цифр и, например, спирали близки между собой (см. рис. 2), то после вычитания постоянной маски из общей картины в изображениях цифр, в местах их пересечения со спиралями, появляются разрывы.
2. Унифицированностью элементов цифр на шкалах "Аскорекорда". Изображения цифр составлены из похожих элементов и число различающих признаков между ними оказывается невелико. Например, 3 полностью, а 2 - почти полностью совмещаются с 8. Мало отличий имеют 0 и 6, 0 и 9, 7 и 2, и только 1 и 4 индивидуальны.
3. Неоднородностью фона, помехами и дефектами шкал. Наличие последних предопределило необходимость разработки алгоритма удаления мусора, оказавшегося весьма эффективным.

Разработаны и реализованы два алгоритма распознавания образов цифр, основанные на корреляционном анализе сечений и на алгебраическом сопоставлении текущего образа с эталонным набором. По результатам тестирования предпочтение отдано алгоритму сопоставления, он и включен в состав матобеспечения работа-оператора.

Проблема малоразличающихся изображений была решена путем введения в алгоритмы распознавания предварительного "взвешивания" изображений цифр и совмещения исследуемого изображения с эталонным их центрами "тяжести" для последующей обработки. Число различающих признаков возросло, вероятность ошибки снизилась до долей процента. Для полного исключения ошибок распознавания осуществляется контроль по двум или трем каналам с привлечением дополнительных данных. Во-первых, это известная информация об ожидаемых значениях координат пункта следования каретки при каждом её перемещении. Во-вторых, дублирующее распознавание соседней оцифровки, отличающейся на единицу от исследуемой. И, в-третьих, при неудовлетворительных результатах предыдущих двух этапов контроля -

сопоставление полного изображения исследуемого числа, состоящего из двух или трех цифр, с эталонной БД, в которой собраны все образы оцифровки штрихов и шкал конкретного инструмента. Для "Аскорекорда" объем такой эталонной БД не превысил 3 МБ. Третий - аварийный - этап контроля может, на наш взгляд, использоваться в настоящее время как основной алгоритм распознавания в связи с резким улучшением характеристик компьютеров (увеличением частоты процессоров и ростом объемов доступной памяти). Изображения трехзначной оцифровки, снятой вместе со своими штрихами, а также с мусором и дефектами, представляют собой коллекцию изображений, обладающих уникальным набором различающих признаков каждое. При удачно выбранной стратегии поиска в эталонной БД такой подход может оказаться надежным, быстрым и эффективным в том смысле, что позволит решать две задачи одновременно: задачу распознавания цифр и задачу высокоточного определения всего комплексного изображения на поле матрицы с последующим пересчетом результата к положению мерного штриха на лимбе. Пока это замечание - на перспективу.

Итак, распознавание цифр доставляет информацию о миллиметровой части значения координаты, микроны и их доли - четыре знака после десятичной точки - добавляются измерениями штриха.

Чтение и распознавание штрихов

Штрихи - тонкие и протяженные объекты, имеющие оптическую плотность, не превышающую плотности линий спирали. Спираль при наложении на штрих может маскировать его и делать трудноразличимым. Поиск штриха - отдельная проблема. Для ее решения применялись модифицированные алгоритмы поиска и измерения изображений слабых звезд [1]. Другой важной проблемой оказались помехи. Эта проблема решалась с помощью алгоритмов, применяемых для измерения наблюдений геостационарных спутников [2]. Алгоритмы взяты из матобеспечения, разработанного автором для АИК "Фантазия". Нужно отметить, что алгоритм чтения штрихов допускает произвольную ориентировку камеры относительно поля изображения микрометра. На это усложнение пришлось пойти ради повышения точности измерений положения штриха: при совпадении направлений столбца ПЗС-матрицы и штриха проявляется эффект субпиксельного изображения. Этот эффект наблюдается, когда размер изображения - точки - меньше размеров пиксела. В этом случае при различных положениях точки внутри пиксела регистрируемый заряд меняться не будет (рис. 3). Поворот камеры (столбца пикселей) относительно штриха создает в поле матрицы некое подобие нониуса, штрих располагается на двух или более столбцах матрицы, чувствительность измерительной системы повышается (рис. 4). Кроме того, усложнение алгоритма значительно упрощает процедуру установки и юстировки оптической системы работа-оператора.

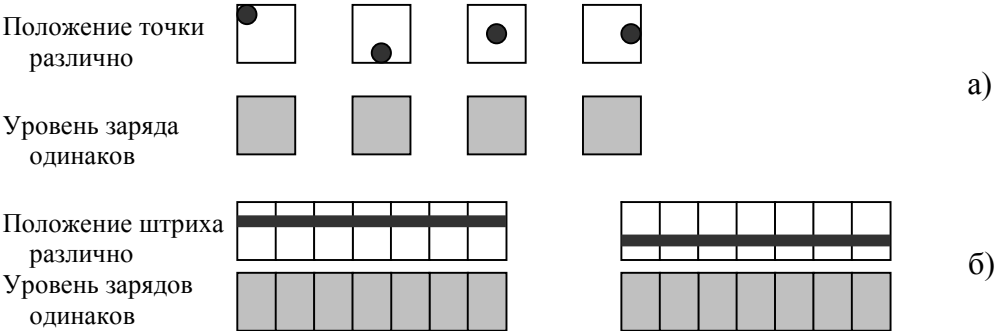


Рис. 3. Схема, поясняющая причины проявления субпиксельного эффекта

на примерах точечного (а) и штрихового (б) изображений

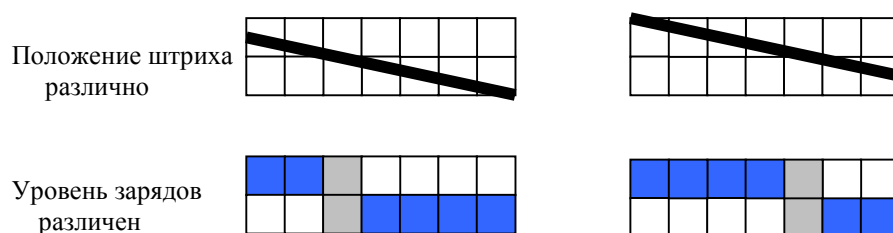


Рис. 4. Схема эффекта нониуса

Средняя ошибка чтения штрихов составляет 0.4-0.6 микрона. Программа работает надежно и может применяться для чтения различных шкал и разделенных кругов. При чтении цифр ошибки удалось исключить полностью. В частности, алгоритм чтения цифр успешно внедрен в систему управления пулковского телескопа ЗА-320 [3].

Работа выполнена при финансовой поддержке Миннауки РФ, грант 01-54 "Координатно-измерительная астрографическая машина "Фантазия".

ЛИТЕРАТУРА

1. Kanaev I.I., Kopylov I.M., Poliakov E.V. and Rafalsky V.B. A Detection and Measurement Algorithm for Very Faint Images on an Astronegative with the Automatic Measuring Machine "Fantasy". In Proc. of the 3-d International Workshop on Pos. Astronomy and Celestial Mechanics (Lopez G.A. et.al., Eds), 1994, p. 95-97, Valencia, Spain.
2. Kaizer G.T., Poliakov E.V., Rafalsky V.B. and Vibe Yu.Z. Position Measurement of Geostationary Satellites by Astrophotography. In Proc. of the 3-d International Workshop on Pos. Astronomy and Celestial Mechanics (Lopez G.A. et.al., Eds), 1994, p. 81-85, Valencia, Spain.
3. Канаев И.И., Девяткин А.В., Кулиш А.П., Грицук А.Н., Шумахер А.В. Система наведения зеркального астрографа ЗА-320. Изв. ГАО, № 214, 2000, с. 523-532.

COMPUTER READING OF DIGITALIZED SCALES (on an example of spiral micrometer)

E.V.Poliakov

Summary

Within the project of complete automation of the plate measuring machine "Ascorecord" algorithms for computer reading of micrometer limbs have been developed. These algorithms are intended for positional measurements of primes and recognition of digits. The computer program have been realized for spiral micrometer of the "Ascorecord". The limbs of such micrometers are characterised by the complicated and saturated image of the field.

Two problems are solved successfully: 1) the selection of a prime from the whole image, the elements of which have a density comparable to that of the prime, 2) the recognition of digits from their images, composed of similar units and having therefore a insufficient amount of identifying features. Besides being used on the "Ascorecord" a modification of the algorithms is applied at the observatory for controlling experimental automated telescope ZA-320.

The project is fulfilled at financial support by the Ministry of Science of Russian Federation, grant 01-54 "The coordinate-measuring astrographic machine "Fantasy".

ЭКЗИП - ЭЛЕКТРОННАЯ КОЛЛЕКЦИЯ ЗВЕЗДНЫХ ИЗОБРАЖЕНИЙ ПУЛКОВСКОЙ СТЕКЛОТЕКИ

Поляков Е.В., Канаева Н.Г., Канаев И.И., Пугач Т.Н.
poliakow@rol.ru

Создана база данных ЭКЗИП - Электронная Коллекция Звездных Изображений Пулкова, предназначенная для хранения и манипуляции цифровыми копиями астронегативов Пулковской Стеклотеки. Стеклотека содержит более 50 тысяч пластинок, полученных с 1893 года по настоящее время. В ЭКЗИП записываются как полное - обзорное, так и экстрагированное (отдельными площадками) изображения пластинки. Обзорное получается путем оцифровки на планшетных сканерах с относительно грубым оптическим разрешением 600-2400 dpi. Матрицы с отдельными изображениями снимаются на измерительном комплексе "Фантазия" с высоким (6350-25400 точек на дюйм) разрешением. В состав матобеспечения ЭКЗИП входят системы поиска объектов, визуализации, обработки и манипулирования изображениями, а также программы позиционных и фотометрических измерений.

Проект выполняется при финансовой поддержке Министерства науки РФ, грант 01-54 "Координатно-измерительная астрографическая машина "Фантазия".

Введение

Прогресс в области компьютерной техники и компьютерных технологий предоставил обществу возможности резко поднять уровень организации информации и процесс этот идет по восходящей, охватывая все более широкие сферы человеческой деятельности. Если говорить о науке, то можно утверждать, что подавляющий объем получаемых новых знаний сразу оказывается в сфере высокоорганизованного управления информацией. И эти новые знания, новые данные оказываются отчуждены от данных, накопленных и упорядоченных в докомпьютерную эпоху, в силу различия "пользовательских интерфейсов" прежнего и нынешнего. Однако для большинства научных направлений такой разрыв информационного поля неприемлем. Восстановление связи времен осуществляется путем конверсии старых данных в новую среду. Этот процесс требует немалых усилий и времени как для решения технической части проблемы (сканирование, распознавание миллиардов единиц хранения), так и для разработки теоретических основ построения унифицированных систем, оперирующих в среде разнородных данных - электронных образов рукописных и печатных текстов, живописи, графики, фото- и киноматериалов, аудио- и видеозаписей, материальных объектов коллекций и т.п. По-видимому, наиболее развитым в этой области направлением на сегодня является создание электронных библиотек (ЭБ) - перенос текстового отображения человеческой мысли в компьютерную среду, благодаря чему тексты становятся доступны не только интеллекту человека, расцветшему на органической основе - мозге, но и нарождающемуся интеллекту на кристаллическом носителе. Одной из причин, способствовавших прогрессу в области текстовых ЭБ, являлась компактность кодированной текстовой информации. Появление дешевой памяти больших объемов позволило расширить содержание ЭБ, дополнив их

цифровыми копиями оригиналов, а также приступить к созданию электронных коллекций других видов информации, перечисленных выше.

Одна из них - Электронная Коллекция Звездных Изображений Пулковской стеклотеки (ЭКЗИП) - формируется в Пулковской обсерватории.

Пулковская стеклотека

Пулковская стеклотека представляет собой хранилище стеклянных астронегативов, полученных за последние 120 лет (с 1883 года) на различных инструментах обсерватории. Всего собрано около пятидесяти тысяч фотопластинок, но лишь девятьсот из них относятся к первой половине указанного периода: основная часть (более четырех тысяч пластинок) довоенной коллекции погибла вместе с обсерваторией, оказавшейся на переднем крае обороны Ленинграда, часть пластинок, что успели вывезти в город, утрачена во время блокады.

В настоящее время в стеклотеке собраны фотопластины, полученные:

1. на Пулковском нормальном астрографе (размер пластинок 160×160 мм², масштаб 59".56/мм) по программам: малые планеты, большие планеты, шаровые и рассеянные скопления, планетарные туманности, площадки с галактиками, двойные и кратные системы звезд, яркие звезды, новые и сверхновые звезды, кометы, площадки Каптейна, Каталог геодезических звезд (КГЗ), Фотографический каталог слабых звезд (ФКСЗ) за период с 1893 по 2001 годы общим числом 18200,
2. на 26-дюймовом рефракторе (размер пластинок 130×180 мм², масштаб 19".81/мм) по программам: тела Солнечной системы, двойные звезды, параллаксы за период 1956-2001 годы в количестве более 21 тысячи,
3. на Экспедиционном астрографе (размер пластинок 180×180 мм², масштаб 91"/мм) по программе Пулковского фотографического каталога южного неба ФОКАТ, а также Каталог геодезических звезд (КГЗ) северного неба - всего около 6 тысяч пластинок (1960-70 годы).
4. на Астрографе короткофокусном двойном (АКД, размер пластинок 130×180 мм², масштаб 300"/мм) по программам: большие планеты, яркие звезды, новые звезды, кометы, рассеянные скопления, звезды Фундаментального каталога FK-4 за период 1953-1985 годы в количестве двух тысяч,
5. на Полярной трубе А.А.Михайлова (размер пластинок 200×200 мм², масштаб 34"/мм) для области Северного Полюса диаметром $1^{\circ}50'$ за период 1961-1980, всего 700 пластинок,

СУБД "Стеклотека", разработанная в конце 1980-х годов и модернизированная в последующие годы [1-3], создавалась для обеспечения доступа к астронегативам, выдачи их информационных портретов, формирования серий - наборов пластинок, удовлетворяющих заданным параметрам для решения конкретных задач. Система состоит из двух компонентов - собственно СУБД и пакета эфемеридных программ, совместное использование которых позволяет обслуживать широкий круг астрономических запросов. Записи в БД, содержащие исчерпывающую информацию о пластинках, состоят из 28-ми ключей. Состав записей позволяет пополнять стеклотеку, располагая пластинки в хранилище в произвольном порядке и в дальнейшем сводя их движение к минимуму. Эфемеридное обеспечение применяется, например, для отыскания в стеклотеке пластинок со случайно зафиксированными на них среди прочих изображениями "блуждающих" объектов - планет, малых планет и др.

В настоящее время система адаптируется к новым условиям - работе с цифровыми копиями пластинок в среде ЭКЗИП.

ЭКЗИП

Основную функцию любого архива можно определить как транспорт информации во времени. При этом, в качестве собрания источников архивы могут использоваться для научных исследований и удовлетворения практических нужд, изменяющихся от эпохи к эпохе. Именно в силу изменчивости потребностей концепция построения и формирования архива должна быть независима от текущих задач для сохранения информационного потенциала архива в будущем.

Архив астронегативов перенес из позапрошлого века в наше время изображения звездного неба, каким оно было в момент наблюдения. И чем продолжительнее оказывается разность эпох, тем выше ценность этих пластинок, но их состояние, особенно довоенных, постепенно ухудшается, эмульсионный слой негативов деградирует. Поэтому задача сохранения старых пластинок актуальна в обсерватории уже не первое десятилетие. Попытки фотокопирования показали его непригодность для целей астрометрии из-за искажений изображения, тогда как копирование на электронные носители, выполняемое на высокоточных измерительных комплексах, дало положительные результаты [4,5]. Важным фактором является отсутствие искажений и ошибок в процессе дальнейшего копирования оцифрованных изображений в электронной среде. Другим важнейшим последствием смены фотоносителя на электронный является совершенное изменение уровня оперативности: время доступа к информации с недель, дней, часов сокращается до секунд. Созданием ЭКЗИП достигались две цели: сохранение уникальных данных фотографических наблюдений и перевод их в разряд доступных и управляемых.

В силу архивного характера БД, т.е. перспективы незначительных изменений ее состава и содержания, была принята индексная иерархическая структура базы. Основу ее составляют файлы, содержащие матрицы оцифрованных изображений, выше располагаются группы индексных файлов, указывающих на расположение отдельных изображений, совокупностей изображений, составляющих отдельные пластинки; совокупностей пластинок, составляющих серии и т.д. Основная функция данной СУБД – извлечение информации. Операции редактирования, замены, перемещения изображений выполняются в файлах данных непосредственно при переписи изображений с фотоносителя, и, по мере достижения этими файлами заданного объема, они копируются на носители долговременного хранения, на которых перечисленные операции, как правило, не определены.

Несколько подробнее о физической структуре файлов экстрагированных изображений. Файлы большого объема - 600-650 Мб - содержат по несколько тысяч матриц с экстрагированными изображениями. Размеры матриц пропорциональны размерам записанных в них изображений. Матрицы вместе с метаданными (атрибутами изображений) последовательно размещаются в файле изображений без пропусков. ЭКЗИП допускает запись в файл смеси изображений, оцифрованных на различных устройствах: полных изображений пластинок, оцифрованных на сканере; экстрагированных - полученных на АИК "Фантазия"; ПЗС-кадров снятых непосредственно на телескопах; а также синтезированных изображений, например кадров компьютерных фильмов. Атрибуты дают полную информацию о "своем" изображении: каким инструментом, когда и кем получено, идентификатор основы (пластинка, ПЗС-кадр), на чем оцифровано, разрядность значений плотности, размеры матрицы, координаты объекта на фотоносителе, кем и когда записано и т.п. Из этих же данных формируется иерархия индексных файлов, обеспечивающих оперативность доступа к информации. Записанные в файл изображений атрибуты являются резервом на случай восстановления утраченных индексных файлов. Обращение к БД возможно из прикладных задач или при работе пользователя с ней в диалоговом режиме.

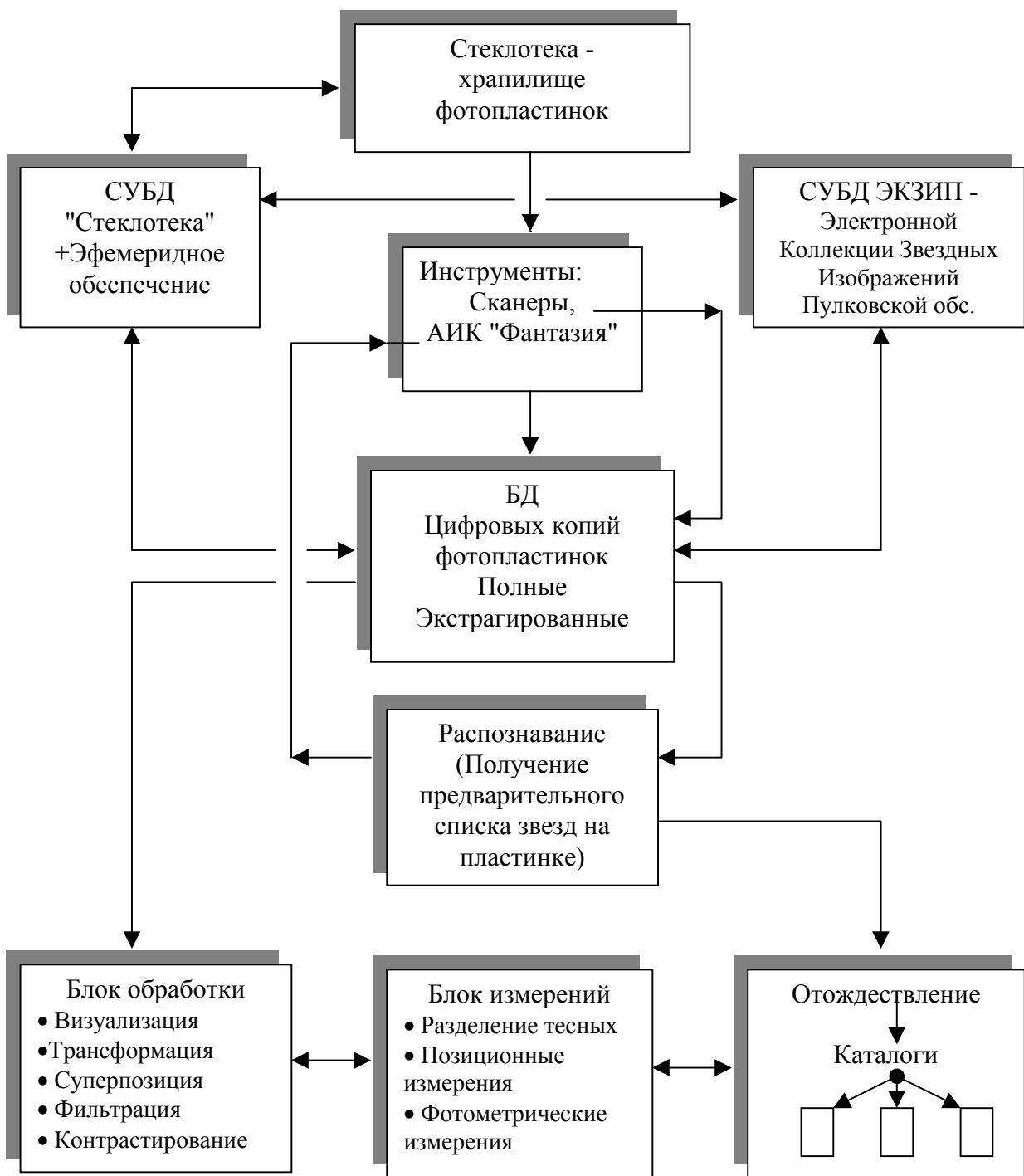


Рис. 1. Схема взаимодействия компонентов ЭКЗИП.

Ретроспектива

Появившиеся в 1970-е годы прецизионные сканирующие установки уже позволяли оцифровывать изображения отдельных объектов, но указанную проблему в целом не решали, поскольку еще не существовало накопительных устройств необходимого объема. Первые попытки сохранения изображений звезд на магнитных носителях были предприняты в Пулковской обсерватории в середине 1980-х годов после ввода в эксплуатацию подобной установки - измерительной машины "Фантазия" с фантастическими по тем временам техническими характеристиками (таблица 1). На существовавшие в то время сменные накопители с объемом памяти 27 Мб помещалось 800-1000 экстрагированных изображений (снятых отдельными площадками с разрешением 4×4 микрона = 6350 dpi), что приблизительно соответствовало среднему числу звезд на пластинке. Тогда же были проведены опыты по астрометрической обработке пластинок с использованием цифровых изображений звезд. Параллельно разрабатывалась СУБД "Стеклотека" - электронный каталог фотонегативов, хранящихся в стеклотекке материальной. В начале 1990-х годов были выполнены пробные оцифровки полных изображений пластинок (разрешение 300 dpi, ручной сканер) для распознавания всех звезд на пластинке и получения предварительного списка их координат, используемых в дальнейшем машиной "Фантазия" при съемке экстрагированных изображений. Так постепенно прорабатывались компоненты и сложилась концепция комплекса данных, метаданных и сервисов будущей электронной коллекции ЭКЗИП (рис. 1).

В последнее время основное внимание уделяется конвертированию изображений в цифровую форму, выполняемому на сканерах и машине "Фантазия", и пополнению БД "Стеклотека" путем извлечения данных из архивных журналов наблюдений. Разрабатываются также новые алгоритмы распознавания и измерения изображений звезд, усовершенствуется технология астрометрической обработки цифровых образов пластинок.

Инструментарий, объемы

Для выполнения оцифровки полных изображений с фотопластинок применяются планшетные сканеры фирмы UMAX со слайд-адаптерами размера А4, оптическим разрешением до 2400 dpi и динамическим диапазоном 3D. Довоенные пластинки снимаются с разрешением 1200 dpi, остальные - 600 dpi и занимают соответственно по 57 и 14 Мб дисковой памяти. Формат записи - BMP. К настоящему времени снято и записано на 480 CD более 25 тысяч полных изображений.

Экстрагированные изображения снимаются на Автоматизированном Измерительном Комплексе (АИК) "Фантазия", установленном в Пулкове в 1986 году и предназначенном для обработки астронегативов [6]. Прототип "Фантазии" под названием "Зенит", разработанный в 1974 году в Институте автоматизации и электрометрии СО АН СССР [7], по своим характеристикам оказался лучшим среди аналогичных зарубежных установок, число коих в мире не превышало пяти. "Фантазия" в 80-е годы сохраняла достаточно высокий уровень по таким параметрам, как точность позиционирования и разрешение, но заметно отставала в быстродействии, имея в качестве управляющего компьютера слабую модель СМ-4. Модернизация АИК, выполненная силами обсерватории в 1996 году, позволила адаптировать установку к среде персональных компьютеров и использовать ее в новом качестве - прецизионного сканера высокого разрешения: максимальное разрешение "Фантазии" достигает значения 1 микрон по обеим осям, т.е. 25400 dpi, позиционная точность составляет 0.32 микрона. Эти и другие технические характеристики установки приведены в таблице 1. После очередной модернизации, выполняемой в настоящее время, ожидается

повышение эффективность установки при решении обсуждаемой задачи в 2-5 раз (в зависимости от плотности распределения изображений на пластинке).

Таблица 1

Технические характеристики АИК "Фантазия"

Система позиционирования		Система сканирования	
Рабочее поле каретки	370x370 мм	Поле обзора	4x4 мм ²
Время позиционирования	4 с	Скорость считывания	20 Кпиксел/с
Точность позиционирования	1 микрон	Апертура луча	2-3 микрона
Точность определения положения каретки	0.32 микрон	Разрешение	1x1 микрон ² (24 500 ppi)
Скорость перемещения каретки	330 мм/с	Динамический диапазон	2D

Экстрагированные изображения снимаются по отдельности, каждое на своей площадке, размеры которой должны составлять не менее, чем удвоенный диаметр изображения звезды. Диаметры изображений зависят от телескопа, яркости звезды, состояния атмосферы в момент наблюдения, свойств эмульсии и, как правило, укладываются в диапазон 30-800 микрон. Поскольку для размеров площадок со слабыми звездами вводится ограничение - они не могут быть меньше, чем 80x80 пикселей - объем записываемой информации при наиболее часто применяемом разрешении 4x4 микрона колеблется от 7 до 160 Kb (в формате BMP) на звезду. Оцифрованная таким образом пластинка может занимать при записи, в зависимости от числа звездных изображений на ней, от единиц до нескольких десятков мегабайт дискового пространства. В целом, полная и экстрагированная копии пластинки требуют приблизительно одинакового объема для записи при разрешении, различающемся на порядок. На рис. 2 даны экстрагированные изображения звезд различной яркости (края площадок с изображениями ярких звезд обрезаны).

Нужно заметить, что полные (обзорные) изображения пластинок сканируются не только для их сохранения в базе данных. Главная цель заключается в их использовании для распознавания и определения координат изображений звезд на общем снимке для получения в дальнейшем экстрагированной копии на АИК "Фантазия". Без наличия полных цифровых изображений пластинок невозможно было бы выполнить основную часть работы - получить высокоточные цифровые изображения, пригодные для всего спектра их астрометрической обработки. Изображения же, полученные на сканерах, могут быть использованы для точных измерений лишь при решении узкого круга задач [8]. Это ограничение связано с конструкцией сканеров, с тем, что положение светоприемника (ПЗС-линейки) в процессе сканирования не определяется инструментально, а задается приводом - шаговым двигателем. Отсюда - нестабильность съемки, особенно вдоль оси Y, неприемлемые для задач астрометрии позиционные невязки при повторных съемках.

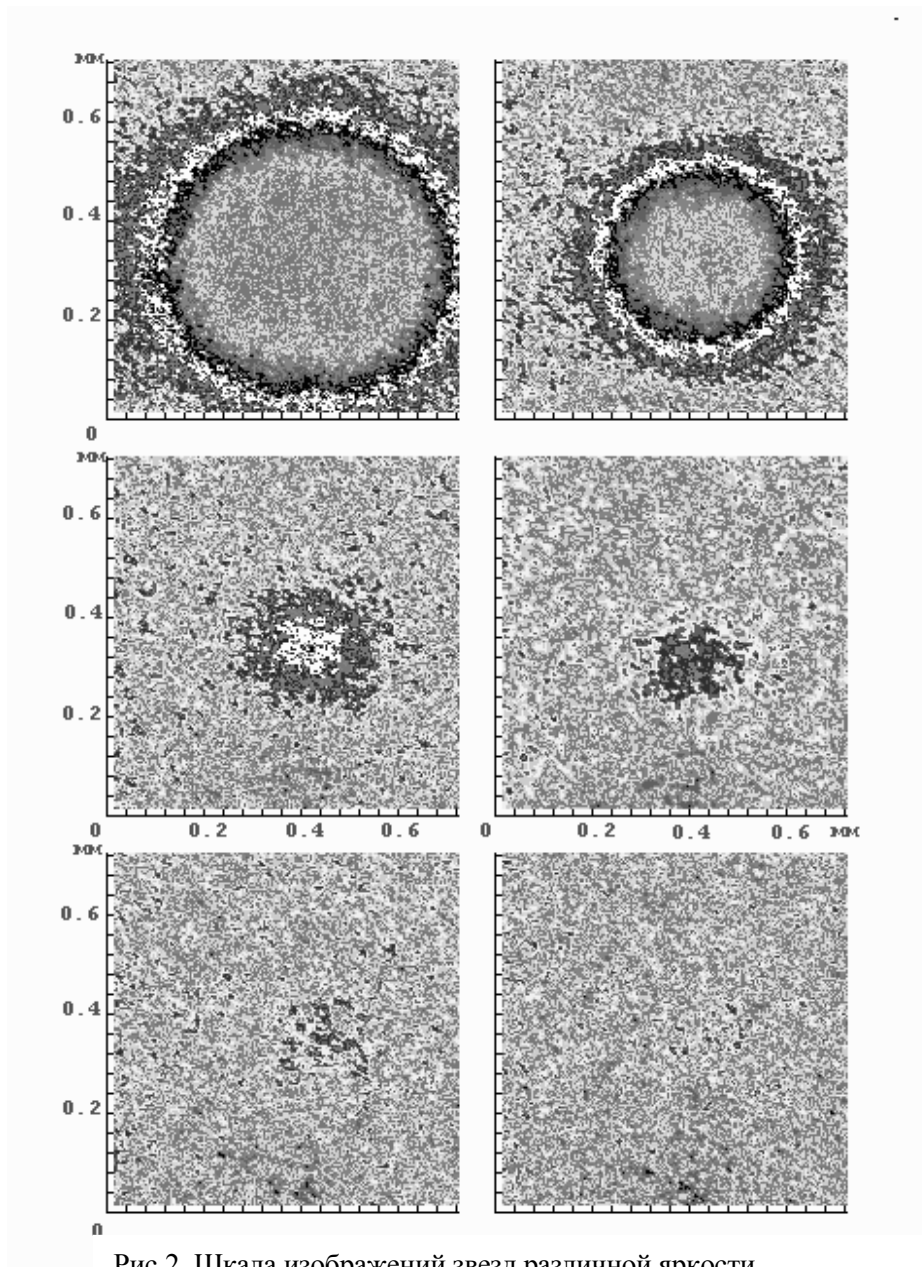


Рис.2. Шкала изображений звезд различной яркости

Алгоритмы и программы манипулирования изображениями

Система манипулирования изображениями предоставляет пользователю возможность просмотра, обработки, сравнения и измерения содержимого БД. Основу ее составляет система визуализации, разработанная ранее в составе матобеспечения для АИК "Фантазия" [9] и затем модифицированная и адаптированная к среде ЭКЗИП. Модификация связана, в основном, с изменением размерности данных, переходом к одновременной работе с любым набором изображений, принадлежащих различным пластинкам и даже сериям, и обусловленным этим обстоятельством расширением функций системы. Адаптация заключается в организации совместного функционирования и соподчинения СУБД и системы визуализации. Примером, иллюстрирующим возможности объединения двух систем, может служить выдача на экран дисплея изображений одной и той же звезды или группы звезд, взятых с различных пластинок серии с интервалом в десятки лет, или совмещение изображений пластинок, полученных на разных телескопах с различными масштабами отображения и т.п.

Измерение электронных образов астронегативов

Реализованы алгоритмы потоковых измерений электронных образов астронегативов. Основу их составляют алгоритмы, созданные для работы с фотопластинками на АИК "Фантазия" [10, 11] и адаптированные к среде ЭКЗИП: в частности, исключены процедуры подавления шумов, порождаемых системой сканирования, фильтрации колебаний каретки и некоторые другие. Наибольшее внимание уделено оптимизации алгоритмов по времени: при работе непосредственно с пластинкой процесс измерения занимал малую часть общего времени, основная его доля приходилась на механические перемещения каретки с пластинкой для наведения на очередную площадку. В среде ЭКЗИП ситуация сменилась на противоположную – площадка из дисковой памяти доставляется задаче практически мгновенно и фактор времени измерения оказался решающим. Алгоритмы подверглись коренной переработке, связанной с временной оптимизацией. Интегральная эффективность измерительного процесса в среде ЭКЗИП оказалась в 50-200 раз выше таковой при непосредственных измерениях пластинок: если средняя скорость измерения пластинок составляла 1500, максимум 2000 изображений в час, то измерения из архива весовыми алгоритмами дают около ста тысяч (25 звезд/сек), а геометрическими – свыше двухсот тысяч изображений в час (более 50 звезд/сек). Рисунок 3 иллюстрирует схему работы алгоритма, используемого при измерениях одиночных изображений звезд в широком диапазоне звездных величин.

В рамках ЭКЗИП коренным образом изменилась и технология обработки серий фотопластинок, представляющих результаты наблюдений за длительный период времени – процессы автоматизированы полностью, измерительная система превратилась в однокомпонентную, из нее исключены и человек, и измерительная машина. Аварийные ситуации обрабатываются системой, при этом выдаются соответствующие сообщения и составляется список аварийных объектов для последующей их обработки в интерактивном режиме с участием оператора. Технологии измерения пластинок, разработанные для АИК "Фантазия", не утратили своего значения: они преобразовались в технологии переписи изображений с фото – на электронный носитель. Из них удалена измерительная часть, но оставлены фильтры систем сканирования и позиционирования, изображения поступают в архив осредненные по двум или трем считываниям. Скорость записи изображений составляет 700-1500 звезд в час на АИК "Фантазия" и зависит от размера изображений. В день записывается от 5 до 15 тысяч изображений. После модернизации АИК "Фантазия" – ввода в эксплуатацию системы сканирования на ПЗС-матрице – ее производительность на операциях переписи возрастет в 2-5 раз, в зависимости от плотности распределения изображений на пластинке, поскольку основным потребителем времени окажется процесс перемещения каретки.

Перечень преимуществ ЭКЗИП'а перед пластинками следует продолжить: изображения, однажды занесенные в архив, могут измеряться неоднократно, подбираться различные алгоритмы или их модификации для достижения наилучших результатов; может меняться состав обрабатываемых изображений и схема их обработки; расширяется спектр применяемых алгоритмов, появляются такие алгоритмы, применение которых при работе с пластинкой в принципе невозможно (например, суммирование изображений и др.).

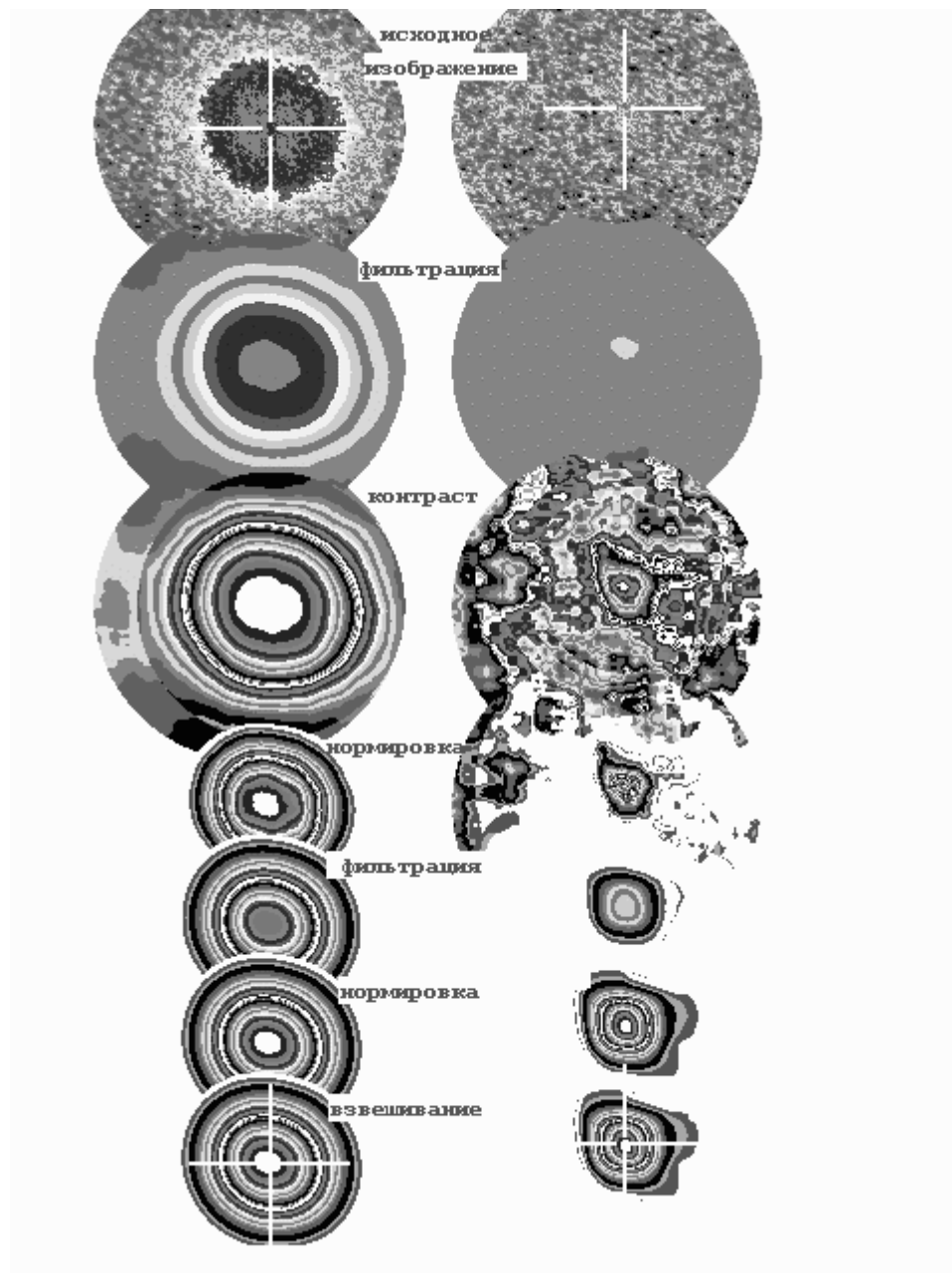


Рис. 3. Алгоритм позиционного измерения изображений звезд.

Готовность

Представленная на рис. 1 схема компонентов системы ЭКЗИП в настоящее время полностью завершена в следующих блоках: распознавания, отождествления, измерений, обработки, часть программных блоков в силу технических причин функционирует под DOS (СУБД "Стеклотека", Soft АИК "Фантазия"). Базы данных сформированы на 10% (экстрагированные изображения) и 50% (обзорные изображения). По мере развития системы появляются потребности в установлении дополнительных связей.

Перспективы

В 2003 году в БД будут занесены цифровые копии обзорных изображений пластинок. К этому же времени завершится модернизация АИК "Фантазия". В 2004 году будет организован доступ к ЭКЗИП через Интернет. Занесение в БД экстрагированных изображений займет 3 года и завершится в 2006-2007 годах.

Выводы

Представленная разработка хотя и в далеко не законченном виде уже несколько лет используется в работах Пулковской обсерватории и доказала свою эффективность. Сохранен в цифровых копиях уникальный фотоматериал XIX-XX веков. Копии легко тиражируемы и доступны. Скорость основных операций обработки и измерения изображений возросла на два порядка. Появилась возможность применения принципиально новых методов работы с информацией, позволяющих на том же материале заметно повысить точность результатов измерения.

Работа выполняется при финансовой поддержке Миннауки РФ № 01-54 "Координатно-измерительная астрографическая машина "Фантазия".

ЛИТЕРАТУРА

1. Канаева Н.Г., Поляков Е.В., Соколов А.В. Информационно-справочная система Пулковской стеклотеки. - Деп. ВИНТИ 7172-B89, 1989, 7 с.
2. Канаева Н.Г., Поляков Е.В., Цекмейстер С.Д. Программная система для IBM PC-совместимых персональных компьютеров. - Краткое руководство пользователя. 1996, ГАО РАН, СПб, 15 с.
3. Цекмейстер С.Д. Специализированная программная система "Пулковская стеклотека". - Изв. ГАО РАН, 214, СПб. 2000. с. 479-484.
4. Шахт Н.А., Киселев А.А., Грошева Е.А., Поляков Е.В., Рафальский В.Б. Сравнение автоматических и визуальных измерений двойной звезды ADS 11632. - Препринт № 16, ГАО РАН, СПб, 1999.
5. Кияева О.В., Киселев А.А., Поляков Е.В., Рафальский В.Б. Астрометрическое исследование тройной системы ADS 48. ПАЖ, т.27, № 6, 2001, с. 456-463.
6. Герасимов А.Г., Поляков Е.В., Пикин Ю.Д., Савастеня А.В., Соколов А.В. Координатно-измерительная машина "Фантазия" для автоматического измерения положений звезд на астронегативах. - "Измерительная техника", 4, М., 1994.
7. Бурый Л.В., Коронкевич В.П., Нестерихин Ю.Е., Нестеров А.А., Пушной Б.М., Ткач С.Е., Щербаченко А.М. Прецизионный фотограмметрический автомат. - "Автометрия", 1974, 4, с. 83-89.
8. Измайлов И.С. Применение сканера общего назначения для позиционных измерений астрофотографий. - Изв. ГАО РАН, 214, СПб, 2000. С. 533-545.
9. Pliakov E.V., Sokolov A.V. Visualization system for the measuring machine "Fantasy". - Proc. of the 3-d Int. Workshop on Pos. Astron. and Celest. Mechan., Valencia, Spain, 1995.
10. Поляков Е.В. Алгоритмы разделения и измерения изображений двойных и кратных систем на измерительной машине "Фантазия". - Препринт 8, ГАО РАН, СПб, 1997.
11. Kanaev I.I., Korylov I.M., Poliakov E.V., Rafalsky V.B. A Detection and Measurement Algorithm for Very Faint Images on Astronegatives with Automatic Measuring Machine "Fantasy". - Proc. of the 3-d Int. Workshop on Pos. Astron. and Celest. Mechan., Valencia, Spain, 1995.

DIGITAL COPY OF THE PULKOVO PLATE COLLECTION

Kanaev I., Kanaeva N., Poliakov E., Pugatch T.

Summary

A problem of saving of the Pulkovo plate collection is discussed . In total more than 50 thousand astronegatives are stored in the observatory. First of them are dated back to 1893. A risk of emulsion corrupting raises with current of time. Since 1996 the operation on digitization and record of the images of plates on electronic media (HDD, CD) are carried out in the observatory.

The database ECSIP - Electronic Collection of the Star Images of the Pulkovo is created. There are recorded in it both complete, and extracted (separate areas) images of astronegatives. The plates as a whole are scanned on the photoscanner with rather rough optical resolution 600-2400 dpi. The matrixes with the separate images are digitized on the precision measuring machine "Fantasy" with high (6000-25400 dpi) resolution. The DB ECSIP allows to accept and to store different types of data of a matrix structure, including, CCD-frames. Structure of the ECSIP's software includes systems of visualization, processing and manipulation by the images, and also programs for position and photometric measurements. To the present time more than 40 % completed and 10 % extracted images from its total amount are digitized and recorded in DB ECSIP.

The project is fulfilled at financial support by the Ministry of Science of Russian Federation, grant 01-54 "The coordinate-measuring astrographic machine "Fantasy".

ДОЛГОТА ПУЛКОВА ПО ДВУХСТОРОННИМ НАБЛЮДЕНИЯМ 1925 ГОДА

Попов А.А., Щербакова Н.В.

Долготные двухсторонние наблюдения Я.И.Беляева и Н.И.Днепровского в 1925 году переобработаны с применением современного стандарта редукиций [4], численной эфемериды DE200/ LE200 в двух системах каталогов: FK6+FK5 и HiC. В мгновенные значения долготы Пулкова введены редукиции за движение полюса (EOP(IERS) C01 (2000)).

Среди ряда пунктов России, имеющих высокоточные определения долготы, центр Круглого зала (ЦКЗ) Пулковской обсерватории занимает особое положение, т.к. изначально, по замыслу основателя обсерватории В.Я.Струве, предназначался быть нуль-пунктом при проведении геодезических и географических работ. Поэтому работы по определению долготы Пулкова, производившиеся с 1844 г. (самое первое определение долготы Пулкова было сделано в 1834 г. еще до начала постройки обсерватории), неизменно организовывались с присущей пулковской школе астрометрии тщательностью, на высоком научно-техническом уровне и отличались высочайшей для своего времени точностью.

До 1914 г. включительно определения долготы Пулкова не связывали его непосредственно с Гринвичем, но в связи с принятием для всех отечественных картографических работ гринвичского меридиана за исходный, появилась необходимость точного определения разности долгот (ЦКБ Пулковской обсерватории – гринвичский меридиан). Эту разность можно было, разумеется, получить косвенным образом с привлечением промежуточного пункта, однако это неизбежно увеличило бы ошибку конечного результата. В 1925 г. Я.И.Беляевым и Н.И.Днепровским была осуществлена наблюдательная кампания по двухстороннему определению долготы Пулкова относительно Гринвича, а ее результат был принят за долготу ЦКЗ Пулковской обсерватории.

Подробное описание наблюдений и алгоритмов обработки приведено в [1], а также в статье В.М.Васильева [2], который тщательно переобработал эти данные в системе каталога FK3. Здесь мы приводим лишь основные сведения об обстоятельствах этой кампании.

В наблюдениях были использованы два пассажных инструмента Бамберга с контактными микрометрами. На инструменте № 11675 наблюдал Днепровский, на инструменте № 7905 - Беляев. Инструменты располагались в Пулкове в южной обсерватории на 0.010^s западнее меридиана ЦКЗ, в Гринвиче - в павильоне для пассажных инструментов на 0.020^s западнее основного меридиана.

Таблица 1. Основные параметры инструментов.

	Инструмент № 7905 (Беляев)	Инструмент № 11675 (Днепровский)
Длина горизонтальной оси	600 мм	604 мм
Фокусное расстояние	930 мм	900 мм
Диаметр объектива	81 мм	89 мм
Цена 1об. Барабана микрометра	7.6069^s	7.5600^s
Цена деления уровня	$0,09763^s - 0,000158^s t^o C$	0.0701^s

В качестве рабочих часов в Пулкове использовались часы Рифлер № 451, а в Гринвиче - часы Шорт № 3. Сличение часов производилось приемом одних и тех же серий ритмических сигналов, передаваемых станциями Бордо и Науэн. Регистрация наблюдений велась с помощью контактных микрометров на пишущие хронографы Нирр`а.

Было выполнено две серии наблюдений. В первой серии в Гринвиче наблюдал Беляев, а в Пулкове - Днепровский. Во второй серии наблюдатели поменялись местами.

Программа наблюдений включает 168 звезд. Из них 133 звезды - часовые (для определения поправки часов); 35 близполюсных звезд наблюдались как в верхней кульминации, так и в нижней и предназначались для определения азимута.

Первоначальная обработка (1925г.) была выполнена в системе Пулковского фундаментального каталога 1915г. (Pu15) [3]. Затем, в 1953 году В.М.Васильев перевычислил долготу Пулкова в системе FK3, введя также ряд найденных им поправок в исходные наблюдения.

Целью настоящей работы была переработка наблюдений 1925г. с применением современного стандарта редуций [4], численной эфемериды DE200/LE200 и современного каталога. Безусловно, в отношении положений звезд этому требованию отвечает в первую очередь каталог HiC, однако, учитывая удаленность эпохи рассматриваемых долготных наблюдений от эпохи HiC (76 лет), особые требования предъявляются к собственным движениям звезд. Собственные движения в системе HiC определены на интервале 3 года и не обеспечивают достаточной точностью удаленные эпохи. Поэтому мы сначала рассмотрели вариант FK6+FK5+HiC; предпочтение отдали каталогу FK6 (70 звезд), затем FK5 (52 звезды) и ненайденные звезды (46) взяты из каталога HiC. Для трех звезд (61 Cign, β Delph, ϵ Cass), было учтено орбитальное движение (Worley), и для 11 звезд введены поправки за наличие у звезды компонента.

Из Приложения рассматриваемой работы [1] нами использованы: 1) начальное положение круга при наблюдении звезды 2) номер звезды, 3) моменты прохождения звезды через меридиан, исправленные за параллакс перьев, полуширину контактов и суточную абберацию, 4) наклонность горизонтальной оси, 5) приближенный ход часов.

Беляевым и Днепровским, а также, при последующей переобработке Васильевым, обнаружен ряд систематических разностей. Эффект их учета можно проследить как по изменению ошибки долготы, по сходимости азимутов и поправок внутри вечера, так и по сходимости двух серий наблюдений.

Рассмотрим, во-первых, разность наклонностей горизонтальной оси инструмента, полученных при разных начальных положениях ('E' и 'W') окуляра инструмента ($i_{WE} - i_{EW}$). В работе Васильева эта разность учтена следующим образом:

$$\begin{aligned} \text{в наблюдениях Беляева:} \quad & i = i_{WE} - 0.002^s \\ & i = i_{EW} + 0.002^s \quad (1) \\ \text{в наблюдениях Днепровского:} \quad & i = i_{WE} - 0.010^s = i_{EW} + 0.010 \text{ для Пулкова} \\ & i = i_{WE} - 0.006^s = i_{EW} + 0.006 \text{ для Гринвича.} \end{aligned}$$

Природа этой разности не выяснена. В наших вычислениях учет этих разностей увеличил ошибку долготы.

Отсчеты наклонности могут отражать как реальный наклон горизонтальной и, следовательно, оптической оси, так и наклон, вызванный неправильной формой поверхности в верхней области цапф горизонтальной оси, не приводящий к изменению направления оптической оси и, следовательно, искажающий реальную картину. Васильевым установлено, что систематические изменения полученных выше наклонностей являются функцией зенитного расстояния, т.е. относятся к поправкам

второго рода и должны быть внесены в отсчеты уровня для восстановления реальных наклонностей. Поправки были получены Васильевым исходя из их равенства нулю в зените и в углах $\pm 45^\circ$, а также $\Delta i_{+Z} = -\Delta i_{-Z}$. Численные значения этих поправок приводятся в таблицах 9 и 25 работы [2]. В настоящих вычислениях, также как и Васильевым, эти поправки были введены только в наблюдения Днепровского, они также не вводились нами в наблюдения Беляева ввиду их малости [2].

При вычислении поправки часов Васильевым использовались графически сглаженные внутри вечера наклонности. Произведенное нами сглаживание наклонностей методом Уиттекера с параметром сглаживания 5, незначительно улучшило внутри вечеровую сходимостъ лишь в наблюдениях Днепровского в Пулкове, с другой стороны увеличило на 0.0070 сек разность долгот, определенных по двум сериям наблюдений. Поэтому нами сглаживание наклонностей не произведено.

Следующая разность, обнаруженная Беляевым и Днепровским и детально исследованная Васильевым, это систематическая разность между азимутами, определенными по наблюдениям близполюсных звезд в различных кульминациях ($a_{в.к} - a_{н.к}$). Значимой, согласно исследованиям Васильева, эта разность оказалась только в наблюдениях Беляева в Пулкове: $-0.360^s \pm 0,006$. Васильев пришел к выводу, что данная систематическая погрешность обусловлена неправильной формой цапф (в нижней их части) инструмента № 7905. В таблицах 15 и 16 работы [2] приводятся вычисленные им редукции в поправки часов за влияние погрешностей цапф на коллимацию для наблюдений Беляева в Пулкове и Гринвиче, соответственно. Введение Васильевым этих поправок привело к уничтожению разности ($a_{в.к} - a_{н.к}$).

Однако, аналогичное исследование, проделанное нами, не показало наличия систематического характера в поведении уклонений поправок часов от средневечерового в зависимости от зенитного расстояния. С другой стороны, исправление ошибки в 0.5 сек в наблюденных моментах уменьшило по модулю эту величину (например, до -0.015сек в наблюдениях Беляева в Пулкове), существенно улучшило сходимостъ азимутов и в меньшей степени поправок часов внутри вечера. Вообще, такая ошибка, точнее сказать, неопределенность в $0,5^s$ хорошо известна наблюдателям, имевшим дело с регистрацией результатов прохождений на пишущий хронограф.

Вычисленные поправки часов и, следовательно, хода часов, позволили интерполировать показания часов на моменты приема обеими обсерваториями ритмических радиосигналов по формуле:

$$S = S_{Pu15} + (U - U_{Pu15}) + (T - T_U)((\dot{\omega}_U) - (\dot{\omega}_U)_{Pu15}). \quad (2)$$

Здесь: S и S_{Pu15} - новое и старое значения показания часов в момент приема сигналов; U и U_{Pu15} - новое и старое значения поправки часов; $(\dot{\omega}_U)$ и $(\dot{\omega}_U)_{Pu15}$ - новое и старое значения суточных ходов часов; T - средний момент подачи сигналов; T_U - средний момент астрономического определения поправки часов.

Как уже упоминалось выше, сличение часов производилось приемом одних и тех же ритмических сигналов, передаваемых станциями Бордо и Науэн в период данных наблюдений, соответственно на волнах 18900 метров и 18000 метров. Регистрация сигналов производилась автоматически, особо контролировалось постоянство запаздывания сигнала в электрических цепях.

В Табл. 2 приводятся временные задержки радиосигналов, обусловленные конечностью скорости их распространения (принята в данной работе равной $250\,000 \pm 3000$ км/сек). Это так называемая "кажущаяся" скорость распространения для

длинных радиоволн, представляющая собой отношение кратчайшего пути по большому кругу между станциями передачи и приема к времени распространения сигнала.

Таблица 2. Расстояния между станциями отправления и приема сигналов, время прохождения их радиоволной и поправки в разность долгот (Pu –Gr)

Станция подачи сигнала	Время подачи Сигнала	Станция приема Сигнала	Расстояние (в км)	Время его прохождения радиоволной (в сек)	Поправка в разность долгот в сек. (Pu –Gr)
Bordeaux LY	20 ^h UT	Пулково	2660	0.0106	0,0076
Bordeaux LY	20 ^h UT	Гринвич	756	0,0030	0,0076
Nauen POZ	0 ^h UT и 12 ^h UT	Пулково	1365	0,0054	0,0020
Nauen POZ	0 ^h UT и 12 ^h UT	Гринвич	845	0,0034	0,0020

В мгновенные значения долготы Пулкова введены редукции за движение полюса (EOP(IERS) C01 (2000)). Интерполяция параметров X и Y на моменты приема сигналов осуществлялась путем вычисления полинома Лагранжа четвертой степени. Поправка к мгновенной долготе за движение полюса вычислялась по формуле (для L<0 к востоку):

$$\Delta L = L_{\text{мгн}} - L = (X \sin L_{\text{пу}} - Y \cos L_{\text{пу}}) \text{tg } \varphi_{\text{пу}}/15 + Y \text{tg } \varphi_{\text{гр}}/15$$

$$L = L_{\text{мгн}} - \Delta L$$

Здесь: X, Y – координаты мгновенного полюса.

Таким образом, получено два ряда долгот (28 и 36 звезд) для каждой серии наблюдений. Долготам, полученным по наблюдениям, отстоящим от момента приема сигналов менее, чем на 12 часов, присваивался вес равный 1. Остальным долготам назначался вес равный 0.5, причем использовались только наблюдения, удаленные от моментов сличения часов не более, чем на 26 часов.

Окончательное значение долготы по каждой серии наблюдений получалось как средневзвешенное.

Аналогичная обработка наблюдений была также произведена в системе каталога HiC. Положения 113 звезд взяты из каталога АСТ, собственные движения звезд в котором считаются более точными, остальные звезды взяты непосредственно из каталога HiC. 29 звезд являются кратными системами. Для 12 из них положения в каталоге относятся к центру масс системы, там же даются для них элементы орбит движения центров светимости вокруг центра масс. Для 17 двойных звезд имеются в каталоге позиционные углы (θ) и расстояния (ρ) между компонентами. При помощи этих данных в видимые места этих звезд были введены поправки для перехода к центру светимости (наблюдаемое место).

В случае HiC все внутривечерные ошибки существенно ухудшились, даже после изъятия из обработки всех 29 двойных звезд.

После тщательного изучения из обработки были исключены только 6 двойных звезд, учтены ρ и θ для звезды 118177, а также орбита (Worley) для звезды 104214 (положение центра масс для нее взято из FK5).

Основным критерием при выборе окончательного варианта решения было согласие долгот, полученных по двум сериям наблюдений, а также, их точности по каждому ряду. Результаты вычислений приведены в **Табл. 3.**

Таблица 3. Долгота (в сек.) ЦКЗ Пулковской обсерватории по наблюдениям 1925 г.

	Беляев и Днепровский	Васильев	Авторы	Авторы
Каталог	Pu15	FK3	FK6+FK5+HiC	HiC
I серия	18.572 ± .0036	18.560 ± .0034	18.5672 ± .0037	18.5633 ± .0035
II серия	18.560 ± .0039	18.553 ± .0042	18.5500 ± .0039	18.5595 ± .0037
Ср.долгота	18.566 ± .0037	18.556 ± .0038	18.5586 ± .0038	18.5614 ± .0036

Авторы благодарят В.А.Наумова, В.А.Вытнова и В.Л.Горшкова за помощь в данной работе.

ЛИТЕРАТУРА

- [1] J.Beljaeff and N.Dneprovsky. Determination of the Difference of Longitude between Pulkovo and Greenwich by Wireless. Труды Главной Астрон. обсерватории в Пулкове, сер. II, т. 34, 1928 г.
- [2] Васильев В.М. Новая обработка наблюдений долготы Пулкова. 1953, Изв.ГАО XIX, вып.3, № 150, стр.70-144.
- [3] Bulletin de l'Observatoire Central de Russie a Poulkovo. № 91.
- [4] McCarthy D. IERS Conventions (1997). IERS Technical Notes №21, 1996.
- [5] IERS Annual Reports 1962-2001 (<http://hpiers.obspm.fr/>)

PULKOVO'S LONGITUDE BY DOUBLE-SIDED OBSERVATIONS IN 1925 YEAR

A..Popov, N.Shcherbakova

SUMMARY

The longitude double-sided observations realized by J.I.Beljaev and N.I.Dnepropetrovsky in 1925 were treated once more with current reduction standard, using FK6+FK5, HiC catalogues and polar coordinate (EOP(IERS093 CO1)).

РЕЗУЛЬТАТЫ НАБЛЮДЕНИЙ НА ЗТЛ-180 В ПУЛКОВЕ ЗА ПЕРИОД 1967-1990 гг.

Прудникова Е.Я

За описываемый период на широкоугольном зенит-телескопе ЗТЛ-180 выполнялись наблюдения трех различных программ как для исследования неполярных вариаций широты (НПВШ), так и для улучшения склонений звезд. Был получен каталог 194 звезд в пулковской околозенитной зоне. Кроме того были определены склонения 18 ярких радиозвезд. Исследование взаимозависимости НПВШ и метеофакторов позволило улучшить систематическую точность результатов.

1. ВВЕДЕНИЕ

Широкоугольный зенит-телескоп ЗТЛ-180 был создан в 1956 г. пулковскими астрометристами В.И. Сахаровым и И.Ф. Корбутом. Описание инструмента и различных технических изменений в процессе исследования и пробных наблюдений приводятся в нескольких публикациях [1,2,3]. Здесь же приводятся таблицы со среднеквадратическими ошибками инструментальных параметров и полученных результатов.

Таблица 1. Точность инструментальных параметров.

Параметры	Ско ср.значения	Ско темп. коэф.
Цена делений уровней Талькотта	0.004"	0.0010"
Интервал между нитями рабочей пластинки	0.0007г	0.00003г
	0.015"	0.0006"
Периодические ошибки винта микрометра	0.013"	-
Ходовые ошибки Винта микрометра	0.007"	-
Коэф. дисторсии объектива	0.0036"	-
Цена оборота винта микр. [R]	0.00006"	0.0000015"

Таблица 2. Точность результатов наблюдений.

Результат	Ско
Широта, полученная за ночь	0.160"
"Ошибка ночи"	0.074"
Мгновенная широта	0.180"
Нормальная точка	0.032"
Поправка склонения пары (цепной метод)	0.034"
Средняя поправка наблюденного склонения пары	0.012"- 0.085"
Средняя поправка склонения звезды (метод сумм-разностей)	0.020"- 0.086"

За рассматриваемый период на ЗТЛ-180 выполнялись три программы.

2. ЗЕНИТНАЯ ПРОГРАММА

В течение 1967-1974 г. выполнялись наблюдения в околзенитной зоне шириной в 1.5 градуса. Программа [4] была составлена И.Ф.Корбутом таким образом, чтобы как можно более полно использовать все поле зрения инструмента. Почти 40 % звезд входили также в программу пулковской фотографической зенитной трубы (ФЗТ), чтобы в дальнейшем выполнить сравнение полученных склонений звезд.

Зенитная программа имеет несколько технических и методических преимуществ перед традиционной программой пар Талькотта (например, симметричное распределение температурного поля инструмента) и потому может позволить не только выполнять исследование вариаций широты, но и определять склонения звезд [4,5]. Для этого использовался метод сумм-разностей, являющийся модификацией метода Сандерса-Раймонда, но лишенный присущих используемому в нем меридианному кругу многих инструментальных ошибок [6,7]. Благодаря основной особенности ЗТЛ-180 - ширине поля зрения - программа содержала 97 пар (194 звезды).

Применение метода сумм-разностей требует особенно тщательного внимания к следующим возможным источникам систематических ошибок:

1. вариации средней широты;
2. ошибки масштаба инструмента;
3. неполярные вариации широты, которые можно также назвать системой инструмента.

2.1. Средняя широта ЗТЛ-180

Вариации средней широты являются значительной частью систематических ошибок каталога вида $\Delta\delta$, поэтому их можно рассматривать, как долгопериодическую часть системы инструмента. С другой стороны, будучи частью процесса изменения широты, они не могут быть исключены из наблюдений. Их наличие или отсутствие может быть выявлено при помощи параллельных наблюдений. В Пулкове такие наблюдения производились в 1957-1958 г. Сравнение двух рядов наблюдений одной и той же программы показало, что медленные изменения широт двух инструментов имеют похожий характер без резких скачков [3].

Вариации средней широты за рассматриваемый период, не превышающие 0.02", исследовались методом спектрального анализа [8]. Наблюдения на ЗТЛ-180 и ЗТФ-135 показывают присутствие вариаций с периодами между 6 и 2.4 г. В низкочастотной области спектральная плотность невелика. Наблюдения не обнаруживают присутствия увеличения тренда, которое имеется в изменении широт, полученном по координатам полюса МСШ.

2.2. Масштаб инструмента

Ошибки поля зрения и параметры, характеризующие масштаб инструмента, исследовались различными методами, каждый из которых имеет свои слабые места. Цепной метод и метод геодезического уравнивания дают точность, недостаточную для широкоугольного инструмента при использовании всего полутораградусного поля зрения. Кроме того, эти методы дают не величину масштаба, а его вариации [9]. Модифицированный метод элонгаций использовался для получения цены оборота винта, коэффициента дисторсии объектива и расстояния между оптическим центром и серединой поля зрения (которая отнесена к середине рабочей пластинки) [10]. Однако необходимо подчеркнуть, что метод элонгаций имеет систематические ошибки,

природа которых до сих пор не выяснена (возможно, их происхождение связано с направлением и скоростью движения звезды)[11]. Применяемый иногда метод шкальных пар отягощен ошибками склонений и, что особенно существенно, собственных движений. Сравнение результатов [9] показало, что наилучшим является метод шкальных рядов [12], практически свободный от ошибок склонений. Точность окончательно принятой величины цены оборота винта (табл.2) не вносит в результат погрешность более 0.01".

2.3. Неполярные вариации широты (НПВШ)

Равномерно распределенные сглаженные величины НПВШ [13] были представлены в виде суммы двух регулярных компонент - годовой и полугодовой:

$$z(T) = -0.0103'' + 0.0301''(\sin 2\pi T + 30) + 0.0130''(\sin 4\pi T - 30) \quad [1]$$

24 46 5 10 8

Однако традиционное представление не позволяет исследовать влияние различных факторов на наблюдения.

Представление НПВШ в виде суммы компонент, зависящих от различных метеофакторов, неправомерно, т.к. они коррелируют между собою, и потому их влияние нельзя разделить. Например, влияние температуры, которое вводится в редукации посредством температурных коэффициентов различных инструментальных параметров и дифференциальную рефракцию, частично может трансформироваться в температурные градиенты внутри павильона, что в свою очередь связано с эффектом ветра. Поэтому была сделана попытка применить к НПВШ многофакторный анализ.

В качестве факторов было естественно выбрать следующие: 1). t_i - температура инструмента; 2). $\Delta t_i = (t_k - t_1)$ - температурный градиент в течение ночи (от 1 до k -той пары); 3). $\Delta t_i = (t_n - t_s)$ - разность температур в плоскости меридиана внутри павильона; 4). A_i - направление ветра. Таким образом три ряда среднесуточных величин: z_i - НПВШ, t_i - температура и Δt_i - разность температур были исследованы методом Диминга [14] Этот метод позволяет исследовать неравномерно распределенные данные и исключает влияние распределения, что делает его применение особенно плодотворным в случае исследования короткопериодической области спектра, которая обычно исключается при сглаживании наблюдений[15, 16, 17]

Если факторы t_i и Δt_i могут характеризовать температурную реакцию самого инструмента, то два других - Δt_i и A_i - должны быть связаны с рефракционной аномалией внутри павильона.

Результаты спектрального анализа НПВШ и двух первых факторов представлены в таблице 3. Во всех процессах присутствуют годовой, полугодовой и полумесячный период. Кросскорреляция z_i и t_i позволяет оценить запаздывание температурной реакции инструмента как $2.8^h \pm 0.5^h$ [18]. В сравнении с ЗТЛ-180 менее массивный ЗТФ-135 требует меньше времени для реакции - 1.8^h .

Обычно эффект ветра представляется как зависимость НПВШ только от направления ветра. Однако очевидно, что факторы Δt_i и A_i должны быть взаимно связаны. Двухфакторный анализ позволяет отделить влияние не только обоих факторов, но и их взаимосвязи.

Наблюдения были распределены по A , затем для каждого A - по Δt_i . Результаты анализа показывают, что влияние A значительно, влияние разности температур пренебрежимо мало, а влияние фактора взаимосвязи очень велико. Это говорит о том, что Δt_i является функцией A , и влияние термической асимметрии на

наблюдения передаются посредством эффекта ветра. НПВШ как функция от A могут быть представлены:

$$z(\Delta\tau) = \frac{0.042''}{12} \sin A = \frac{0.068''}{6} \Delta\tau \sin^{3/4} 2A. \quad [2]$$

Наблюдения на двух зенит-телескопах обнаруживают эффект ветра квазигармонического характера с амплитудой около $0.03'' \pm 0.01''$ и предположительно общего происхождения, связанного с рельефом [18].

Таблица 3. Параметры и ско процессов z_i , t_i и Δt_i .

Z_i			T_i			Δt_i		
Пер.	Ампл.	Фаза	П	А	Ф	П	А	Ф
2.82	0.018''	12 ⁰	2.82	2.53 ⁰	48 ⁰	2.90	0.66 ⁰	178 ⁰
	8	6		22	9		18	6
1.00	0.029	26	1.00	14.05	76	1.00	1.89	65
	5	6		20	10		18	5
0.50	0.014	328	0.50	0.54	16	0.50	0.48	19
	4	8		18	10		19	9
0.35	0.015	265	0.35	0.72	320	-	-	-
	6	10		21	11			
0.26	0.026	243	-	-	-	-	-	-
	6	6						
0.25	0.024	5	-	-	-	-	-	-
	5	6						
0.24	0.026	198	0.24	2.72	240	0.23	0.44	120
	6	6		18	12		18	13
0.09	0.018	245	-	-	-	-	-	-
	9	10						
0.08	0.023	38	0.08	1.32	104	-	-	-
	6	6		17	12			

2.4. Каталог склонений 194 околзенитных звезд

Определение склонений звезд методом сумм - разностей складывается из двух операций. Поправки к склонению пар, т. е. к полусумме склонений звезд, определяются цепным методом. Зависимость $\Delta\delta(\cos\alpha)$ обнаружена не была, что говорит об отсутствии влияния ошибок масштаба.

Поправки к полуразности склонений звезд пары были выведены из наблюдений пар, произведенных без перекадки инструмента. Измеренные величины были исправлены за наклонность, ошибки винта микрометра, кривизну поля зрения и аномальную дисторсию. Из усредненных для каждой пары величин $\Delta(\Delta\delta)$ и $\Delta\delta$ были выведены поправки к склонению каждой звезды $\Delta\delta^*$. Точности всех величин представлены в таблице 2.

Спектральный анализ поправок склонений пар и звезд [19] показал, что их систематические ошибки содержатся в области периодов около 1-3h.

Каталог приводится в Приложении.

3. ПУЛКОВСКИЙ ПЛАН АБСОЛЮТНЫХ СКЛОНЕНИЙ ЗВЕЗД

В 1974 г. была составлена программа, предназначенная (при включении наблюдений, выполненных на Фотографическом вертикальном круге в Чили) для получения абсолютных склонений звезд. Предполагалось выполнение наблюдений на различных зенит-телескопах в Пулкове, на острове Западный Шпицберген, в Китабе и Благовещенске [20]. Программы наблюдений на различных зенитных расстояниях были составлены таким образом, чтобы количество общих звезд, наблюдавшихся в различных местах, было максимальным. Семь пулковских программ распределены по зенитному расстоянию через 10° от 0° до 60° , каждая зона имеет ширину 10° [21]. Значение широты Пулкова, полученное с учетом систематической зависимости от зенитного расстояния и приведенное к зениту, равно $15.438''$ [22]. Кроме того, такая программа наблюдений предоставляет интересную возможность исследования зависимости НПВШ от метеофакторов. Почти восемь тысяч мгновенных широт были использованы для исследования эффекта ветра [23,24]. Показано, что широтные наблюдения дают возможность исследовать влияние, которое на них оказывают рефракционные аномалии, и тем самым - улучшить результаты в систематическом отношении.

4. НАБЛЮДЕНИЯ ЯРКИХ РАДИОЗВЕЗД

Привязка радиоастрометрической и оптической опорных систем может быть осуществлена по наблюдениям ярких радиисточников в системе фундаментального каталога - в недавнем прошлом FK5, в настоящее время HIPPARCOS или FK6. Качество такой привязки может быть улучшено расширением списка рекомендованных объектов и привлечением (наряду с меридианными кругами и астролябиями) инструментов служб времени и широты: пассажных инструментов [25] и зенит-телескопов [26].

В Пулкове в 1985-1990 гг. на ЗТЛ-180 выполнялись наблюдения для привязки ярких радиисточников к системе FK4. Радиозвезды и звезды FK4 представляли соответственно южную и северную компоненты 18-ти пар Талькотта.

Первые результаты [26] были получены в системе FK4. В настоящей работе в Таблице 4 приводятся результаты [27], отнесенные к системе FK5 с учетом поправок за эффект ветра для различных зенитных расстояний, с тем чтобы уменьшить среднеквадратическую ошибку результата. Уменьшение ошибок видно из Таблицы 5.

5. ЗАКЛЮЧЕНИЕ

После окончания МГГ-МГС, во время которого пулковский (первый!) ЗТЛ-180 так хорошо себя зарекомендовал, он больше не участвовал в работе отечественной службы широты, уступив первенство ЗТФ-135, обладающему меньшей систематической погрешностью и более богатой историей. Однако автор надеется, что приведенные результаты должным образом представляют качество инструмента и деятельность группы, которой до 1974 г. руководил И.Ф.Корбут, а далее - В. А. Наумов и в которую входили опытные наблюдатели - А.М. Шаравин и И. А. Зыков (Таблица 6). Подводя на имеющемся материале итоги без малого четвертьвековой работы группы, автор посвящает эту статью 45-летию ЗТЛ -180 и 90-летию его создателей - И.Ф.Корбута и В.И.Сахарова.

Таблица 4. Склонения радиозвезд в системе FK5, J2000.0

Назв.	Номер				Скл. ЗТЛ-180	ско	Ср.эп
	BD	HIP	FK5	TSC			
-	+612585	319	-	3081	621319.35	0.12''	88.12
Beta Per	+400673	14576	111	-	405720.44	11	86.80
CC Cass	+590609	15063	-	3087	593348.52	12	87.77
B Per	+491150	20070	-	-	501744.47	12	89.50
Pi Aur	+451217	28404	-	-	455612.38	11	86.47
54 Cam	+571118	39348	-	3105	571625.28	09	87.95
RS Cyn	+362344	64293	-	3111	355605.56	14	89.70
HD 5110	+372426	66257	502	-	371056.90	08	85.90
Cyg X-1	+343815	98298	-	-	351206.12	09	87.05
CygDB 2-5	+404220	101341	-	-	411819.06	12	87.00
CygDB2-BA	+404227	101425	-	-	411850.78	09	90.10
RT Lac	+434112	108728	-	-	435325.28	18	90.80
AR Lac	+453813	109303	-	-	454431.42	09	86.89
-	+542846	112247	-	-	553521.15	13	86.60
HD 216489	+164831	112997	-	-	165028.87	12	87.58
HR 8752	+562923	113561	-	-	565640.64	10	86.22
SZ Psc	+014695	114639	-	3138	24031.15	15	87.80
Lambda And	+454283	116584	890	-	462734.72	11	87.40

Таблица 5. Среднеквадратические ошибки наблюдений радиопар.

Z	0°	20°	30°	50°
Ско до испр.	0.15	0.19	0.25	0.16
Ско после испр.	0.10	0.12	0.10	0.14

Таблица 6. Основные наблюдатели ЗТЛ-180 и их вклад в формирование банка наблюдений (в процентах).

Программа	И.Ф.Корбут	А.М.Шаравин	Е.Я.Прудникова	И.А.Зыков
1967-1974	9	45	36	8
1975-1990	-	27	44	28
1985-1990	-	-	76	24

ЛИТЕРАТУРА

1. В.И.Сахаров, И.Ф.Корбут. Новый зенит-телескоп советской службы широты и его испытание в Пулковке. Труды 14 АК, М.,Л. Изд АН СССР, 1960,с.246-267.
2. Н.Р.Андреенко. Исследование периодических и поступательных ошибок микрометра зенит-телескопа ЗТЛ-180 в Пулковке. Труды 14-й Астрометрической конференции. Ленинград, 1960, с.270-275.
3. В.И.Сахаров, И.Ф.Корбут. Параллельные широтные наблюдения в Пулковке с двумя зенит-телескопами. В кн."Предварительные результаты исследований колебаний широт и движения полюсов Земли", № 2, М. Изд АН СССР,1961,с.16-20.

4. И.Ф.Корбут. Зенитная программа для Пулковского широкоугольного зенит-телескопа. В кн. "Анализ результатов широтных наблюдений", Ташкент,Фан , 1966,с.160-170.
5. С.В.Дроздов. Достоинства и возможности зенитной и зонной программ наблюдений на зенит-телескопе. В кн."Современные проблемы позиционной астрометрии" , МГУ,1975,с.230-232.
6. В.В.Подобед. Совместные наблюдения на меридианном инструменте и широкоугольном зенит-телескопе. В кн. "Анализ результатов широтных наблюдений", Ташкент, Фан ,1966, с.171-177.
7. С.В.Дроздов, М.С.Зверев. Об определении склонений звезд из наблюдений на зенит-телескопах, АЖ,1950,т.ХХVII, вып. 1,с.48.
8. Е.Я.Прудникова. О средней широте Пулкова за 1967-1974г.. Изв. ГАО,198,1980с.78-82.
9. В.А. Наумов, И.А.Зыков, Е.Я.Прудникова, А.М.Шаравин. О возможных причинах ошибок масштаба и исследование окулярного микрометра. Труды 18 АК "Новые идеи в астрометрии", Наука,1978, с.184-189.
10. Е.Я.Прудникова. Определение дисторсии объектива широкоугольного зенит-телескопа ЗТЛ-180, Сб. "Наблюдательные проблемы астрономии", Наука, 1976, с.41-42.
11. П.М.Рабинский. Выбор наиболее рационального метода определения цены оборота винта окулярного микрометра зенит-телескопа. В кн."Предварительные результаты исследований колебаний широт и движения полюсов Земли",М.,1961,с.118-121.
12. В.К.Будзько. Определение цены оборота винта микрометра из наблюдений больших дуг по склонению. В кн. "Вращение и приливные деформации Земли", Киев,1974, №6,с.125-126.
13. Л.Д.Костина, Н.Р.Персиянинова, Е.Я.Прудникова. Неполярные вариации широт, полученных из наблюдений на двух зенит-телескопах в Пулкове.Изв. ГАО, 1982, 200,с.92-95.
14. Deeming T.J. Fourier analysis with unequally-spaced data. *Astrophys. and Space Sci*, 1975,v 36, p.137-158.
15. В.В.Витязев, Е.Я.Прудникова. Спектральный анализ неравномерно распределенного ряда наблюдений. В кн. "Изучение Земли как планеты методами геофизики, геодезии и астрономии", Труды 2-й Орловской конференции, Наукова Думка,1988, с.
16. В.В.Витязев, Е.Я.Прудникова. Спектры скважности рядов астрономических нблюдений. Вестник СПб. ГУ, сер.1, вып.2,1994, с.78-86.
17. Е.Я.Прудникова. О квазисуточных колебаниях широты в наблюдениях за Полярным кругом, Изв. ГАО РАН, 1996, 210, с.165-170.
18. Л.Д.Костина, Н.Р.Персиянинова, Е.Я.Прудникова. Влияние эффекта ветра на наблюдения широты с двумя зенит-телескопами в Пулкове. В сб. "Вращение Земли и геодинамика",Ташкент, Фан, 1983,с. 121-126.
19. Е.Я.Прудникова. Поправки склонений звезд пулковской зенитной зоны. Изв. ГАО РАН, 206, 1989,с.61-63.
20. В.А.Наумов. Улучшение фундаментальной системы склонений методом зенитной симметрии. «Новые идеи в астрометрии». Труды 20-й Астрометрической конференции, Ленинград, «Наука»,. 1978, с. 49-51.
21. В.А.Наумов, И.А.Зыков, О.В.Ланенкина. Звезды пулковского плана определения абсолютных склонений звезд, наблюдаемые в северном полушарии. Изв. ГАО АН СССР, 1991, № 207, с. 30-31.
22. В.А.Наумов, Н.О. Миллер, Е.Я.Прудникова. Настоящее издание.

23. Е.Я. Прудникова, Г.К. Вагизова. Зависимость эффекта ветра в широтных наблюдениях от зенитного расстояния пар Талькотта. Изв. ГАО, 205, 1987, с. 44-47.
24. Е.Я. Прудникова. О влиянии внутривидовой рефракции на точность наблюдений. Изв. ГАО, 210, 1996, с. 192-197.
25. Н.В. Щербакова, В.Л. Горшков, Н.И. Немчиков. Прямые восхождения радиозвезд по наблюдениям служб времени. Изв. ГАО РАН, 1996, № 210, с. 157-159.
26. E.Ja. Prudnikova. On the tie of astrometric radiostars to the FK5 system with ZTL-180 observations. "Inertial coordinate system on the sky", Proceeding of 141 Symposium IAU, Dordrecht, Boston, London, 1990, p.94.
27. И.А. Зыков, Е.Я. Прудникова. Наблюдения астрометрических радиозвезд на зенит-телескопах в Пулковке. Изв. ГАО РАН, 1998, № 213, с. 134-137.

**THE RESULTS OF THE OBSERVATIONS OBTAINED WITH ZTL-180
AT PULKOVO DURING 1967-1990
E.Ja. Prudnikova**

The zenith-telescope ZTL-180, wide-angle instrument, was used for obtaining results of investigations of nonpolar latitude variations (NPLV) and of improvement of star declinations in 1.5° near zenith zone. The catalogue of 194 near zenith stars was compiled. Besides the tie of bright radiostars with the FK5-system was made. The connection of NPLV with meteorological factors was investigated and permitted to obtain the systematic corrections of the observations made in different atmospheric conditions. The usage of these corrections improved the accuracy of the tie of bright radiostars with the FK5-system.

ПРИЛОЖЕНИЕ

Каталог звезд пулковской зенитной зоны

Номера звезд		Координаты на J2000.0			
AGK3	HIP, TYCHO	Пр. восх.(ч.,м.,с.)	Скл.(гр.,м.,с.)	Ско	Ср.эпоха
590016	836	1014.071	600133.42	0.04	70.9
590023	118	1356.216	595957.73	0.04	70.9
590040		2722.282	594526.47	0.02	70.9
590047	2377	3019.951	595839.28	0.02	70.9
590055	3666 1103 1	3408.972	595558.11	0.05	70.9
590058	3058	3849.296	594934.13	0.05	70.9
590064	3289	4157.870	595452.58	0.05	70.9
590147	4437	5645.473	600159.17	0.05	70.9
590109	5232	10654.156	595130.90	0.04	70.9
590121	5841	11458.164	594507.60	0.04	70.9
590131	6927	12915.168	600208.12	0.04	70.9
590149	3683 1513 1	13733.601	595243.20	0.04	70.9
590163	8231	14559.403	594358.70	0.04	70.9
590178	3696 755 1	15507.267	595820.82	0.04	70.9
590193	9314	15939.308	600027.69	0.04	70.9
590204	9638	20236.390	594117.12	0.04	70.9
590221	10141	21025.578	595850.42	0.06	70.9
590255	10855	21941.443	600047.58	0.06	70.9
590270	11295	22526.631	600019.63	0.05	70.9
590276	11878	23313.583	595959.42	0.05	70.9
590279	12178	23655.557	595301.67	0.03	70.9

Номера звезд		Координаты на J2000.0			Ско	Ср.эпоха
AGK3	HIP, TYCHO	Пр. восх.(ч.,м.,с.)	Скл.(гр.,м.,с.)	Ско		
590288	12750	24353.727	594931.70	0.03	70.9	
590297	13597	25512.631	594945.66	0.04	70.9	
590308	14049	30053.868	593958.19	0.04	70.9	
590314	4048 1595 1	30454.391	600133.00	0.04	71.0	
590325	14936	31235.587	595510.45	0.04	71.0	
590330	15217	31610.775	600657.00	0.04	71.0	
590342	15424	31846.620	593804.46	0.09	71.0	
590348	15742	32249.562	600149.00	0.09	71.0	
590354	16183	32829.087	595423.62	0.04	71.0	
590363	16656	33419.178	594405.92	0.04	71.0	
590371	17008	33847.956	593502.53	0.04	71.0	
590378	17342	34242.836	595809.43	0.03	71.0	
590390	18413	35611.593	593823.32	0.03	71.0	
590406	19412	40927.947	592429.00	0.06	71.0	
590408	19557	41121.247	600456.23	0.05	71.0	
590419	20328	42117.331	595406.62	0.05	71.0	
590422	20456	42258.063	593700.60	0.06	71.0	
590435	21544	43732.490	600524.44	0.04	71.0	
590439	21966	44317.643	593118.46	0.04	71.0	
590463	24479	51511.351	592421.29	0.06	71.0	
600471	24658	51727.502	601059.92	0.03	71.0	
590472	25094	52225.969	591652.84	0.03	71.0	
590485	25748	52523.101	594548.08	0.05	71.1	
590479	26236	52951.554	601607.24	0.06	71.1	
590496	26996	54337.613	595622.68	0.05	71.1	
590506	27971	55458.014	595318.60	0.03	71.1	
590510	28468	60036.954	595307.51	0.03	71.1	
590520		61116.714	595540.55	0.05	71.1	
600506	29730	61540.603	595956.68	0.05	71.1	
590530	30096	62001.410	595118.69	0.04	71.1	
590534	30491	62433.273	594159.39	0.04	71.1	
590547	31565	63624.052	593952.74	0.02	71.1	
590552	32121	64232.932	594151.73	0.02	71.1	
590558	32320	64451.664	592656.11	0.03	71.1	
590572	33048	65304.932	592657.13	0.03	71.1	
590582	34250	70600.987	594807.14	0.08	71.1	
600565	34732	71128.530	601329.43	0.08	71.1	
590588	35105	71532.121	594631.30	0.03	71.1	
590597	35735	72217.097	595406.39	0.03	71.2	
600585	36783	73357.276	600059.76	0.05	71.2	
590612	37346	73958.606	593348.17	0.05	71.2	
590624	38404	75204.061	593004.94	0.07	71.2	
590633	38791	75621.859	594037.24	0.07	71.2	
590640	39639	80602.537	591455.56	0.03	71.2	
590645	40040	81044.457	591134.16	0.06	71.2	
600624	40431	81520.475	600104.18	0.06	71.2	
590654	40646	81750.285	593416.04	0.03	71.2	

Номера звезд		Координаты на J2000.0			
AGK3	HIP, TYCHO	Пр. восх.(ч.,м.,с.)	Скл.(гр.,м.,с.)	Ско	Ср.эпоха
590663	41461	82725.437	592412.05	0.05	71.2
600640	41775	83107.260	595447.02	0.02	71.2
600680	42434	83110.021	595622.91	0.02	71.2
600651		84158.584	595446.68	0.05	71.2
590688	3811 315 1	85641.294	592458.72	0.07	71.2
590692	44345	90153.389	592500.02	0.07	71.2
590695	44717	90643.158	592041.42	0.03	71.3
590698	44990	90949.453	590915.88	0.08	71.3
590705	45812	92029.443	594651.60	0.03	71.3
600682	46170	92456.367	595936.40	0.08	71.3
600701	48140	94849.946	600551.13	0.07	71.3
600709	48563	95417.591	595513.94	0.04	71.3
590733	48733	95622.891	592621.93	0.07	71.3
590736	48957	95913.108	591116.07	0.04	71.3
590746	49588	100722.796	594447.70	0.05	71.3
600727	50222	101507.709	595907.67	0.05	71.3
590764	51224	102745.919	593551.60	0.07	71.3
600741	52064	103819.931	600738.46	0.07	71.3
590769	52278	104056.933	592038.21	0.06	71.3
600748	52786	104730.766	600728.89	0.06	71.3
590774	53064	105123.620	591915.66	0.06	71.3
590776	53634	105821.488	591855.28	0.06	71.3
600764	54111	110419.842	595037.36	0.05	71.4
590788	54495	110857.370	591255.12	0.05	71.4
600778	55060	111619.115	595635.00	0.04	71.4
590803	55697	112444.862	593950.19	0.04	71.4
590807	56202	113118.692	594203.63	0.02	71.4
600793	56979	114050.563	600622.59	0.02	71.4
600798	57284	114445.998	600249.27	0.05	71.4
590820	57446	114634.800	591232.66	0.05	71.4
590825	58017	115359.123	594050.10	0.05	71.4
590827	58173	115552.093	594028.67	0.05	71.4
590831	58572	120041.250	592110.83	0.03	71.4
590841	59576	121301.675	594313.28	0.03	71.4
590850	60609	122521.443	593354.98	0.04	71.4
590862	61841	124023.856	593132.48	0.04	71.4
590869	62578	124919.061	592107.71	0.06	71.4
590873	62914	125338.111	593134.08	0.06	71.4
590883	63647	130240.379	594258.75	0.03	71.4
590896	64636	131454.529	591743.77	0.03	71.4
600855	65057	132007.733	595140.85	0.06	71.4
600861	65728	132827.122	595642.88	0.06	71.4
590914	66404	133649.573	594209.84	0.02	71.4
600877	66988	134342.077	594928.35	0.02	71.4
590930	68130	135650.491	592933.02	0.05	71.4
590937	68487	140116.649	593255.14	0.05	71.4
590950	69107	140845.944	592017.02	0.07	71.4

Номера звезд		Координаты на J2000.0				Ско	Ср.эпоха
AGK3	HIP, TYCHO	Пр. восх.(ч.,м.,с.)	Скл.(гр.,м.,с.)	Ско			
600900	69519	141351.814	595232.91	0.07	71.4		
600905	70267	142237.928	594646.67	0.06	71.4		
590965	70700	142736.428	594322.96	0.05	71.4		
600919	71265	143429.846	695129.18	0.08	71.4		
590977	72293	144702.415	594237.70	0.08	71.4		
590981	72664	145126.321	591732.09	0.07	71.4		
590982	72912	145406.489	593053.71	0.07	71.4		
600939	73661	150326.686	600132.07	0.05	71.5		
600942	73915	150618.256	594932.64	0.05	71.5		
590994	74938	151847.398	593116.47	0.02	71.5		
600967	75494	152517.377	595832.97	0.02	71.5		
591003	76040	153145.807	594312.36	0.02	71.5		
591005	76317	153520.431	594042.98	0.05	71.5		
591016	77200	154547.759	591845.44	0.02	71.5		
591019	77362	154731.730	593408.77	0.05	71.5		
591032	78524	160151.667	593748.30	0.05	71.5		
601006	79204	160956.225	595218.60	0.05	71.5		
591047	79804	161715.335	594515.83	0.06	71.5		
591051	80045	162019.652	594615.61	0.06	71.5		
591062	81091	163348.320	594038.70	0.05	71.5		
601069	81946	164420.446	595750.50	0.05	71.5		
591079	82291	164851.367	593011.78	0.05	71.5		
591086	82966	165715.708	593027.30	0.05	71.5		
601071	85290	172541.257	600253.08	0.05	70.7		
591120	85634	173001.619	594120.88	0.05	70.7		
591124	86189	173642.375	593011.24	0.05	70.7		
591126	3901 533 1	173926.836	593910.08	0.03	70.7		
591131	86870	174455.586	595057.23	0.03	70.7		
591138	87200	174853.178	595324.71	0.05	70.7		
591145	87666	175424.944	595333.50	0.05	70.7		
591151	88133	180007.452	593131.62	0.05	70.7		
591155		180918.666	594501.89	0.03	70.7		
591161	89464	181527.767	595431.79	0.03	70.7		
601119	4214 1011 1	182002.439	600206.73	0.04	70.7		
591169	90394	182638.733	594220.60	0.04	70.7		
591182	91469	183919.478	593141.07	0.05	70.7		
591190	92080	184601.637	594111.40	0.05	70.7		
591195	92594	185202.108	594000.86	0.05	70.7		
591196	92729	185344.626	600104.02	0.05	70.7		
601162	93781	190555.753	600556.91	0.04	70.7		
591915	94522	191417.212	594120.85	0.04	70.7		
591228	94835	191749.105	595009.99	0.04	70.7		
591237	3933 1301 1	192505.319	594610.52	0.04	70.8		
591241	95762	192838.343	594550.30	0.03	70.8		
591267	96742	193956.465	595026.20	0.03	70.8		
591271	96927	194211.157	595030.87	0.05	70.8		
591293	97892	195335.433	594228.38	0.05	70.8		

Номера звезд		Координаты на J2000.0		Ско	Ср.эпоха
AGK3	HIP, TYCHO	Пр. восх.(ч.,м.,с.)	Скл.(гр.,м.,с.)		
591299		195620.125	594708.62	0.04	70.8
591311	3948 1154 1	200300.592	593906.19	0.04	70.8
591319	99530	201159.045	594125.93	0.05	70.8
591348	100727	202516.676	600044.00	0.05	70.8
591354	100944	202800.144	594403.82	0.04	70.8
591360	101294	203153.077	600346.35	0.04	70.8
591382	102523	204635.333	595122.45	0.04	70.8
591390	103292	205534.949	600118.80	0.04	70.8
591408	104223	210654.970	595321.87	0.03	70.8
591414	104642	211148.069	595911.39	0.03	70.8
591435	105949	212725.198	594500.97	0.04	70.8
591448	107026	214032.442	594509.02	0.04	70.8
591455	107598	214739.765	594201.12	0.03	70.8
591459	107915	215148.507	595549.74	0.03	70.8
591466		215556.621	594959.16	0.08	70.8
591474	4262 907 1	215857.931	600504.18	0.08	70.8
591483	108925	220353.723	594852.15	0.08	70.8
591500	4263 1922 1	221202.873	600524.90	0.08	70.8
591509	110207	221925.763	600751.62	0.06	70.8
591513	3994 789 1	222358.306	594351.35	0.06	70.8
591544	112536	224736.647	594212.25	0.04	70.8
591551	112998	225303.816	600603.54	0.03	70.8
591557	113316	225656.032	595741.93	0.04	70.8
591560	113498	225908.948	594853.00	0.03	70.8
591568	113772	230225.240	595109.60	0.03	70.9
591575	114163	230710.462	594338.62	0.03	70.9
591608	115395	232232.547	600800.33	0.03	70.9
591617	115824	232754.250	594143.60	0.03	70.9
591627	116279	233336.088	600303.08	0.03	70.9
591637	117040	234334.088	595706.70	0.03	70.9
591645	117450	234853.839	595843.26	0.04	70.9
591663	118139	235747.617	594312.43	0.04	70.9

ОРИЕНТАЦИЯ ПВД-ОРБИТ ДВОЙНЫХ ЗВЕЗД ПУЛКОВСКОЙ ПРОГРАММЫ В ГАЛАКТИЧЕСКОЙ СИСТЕМЕ КООРДИНАТ

Романенко Л.Г., Киселев А.А.

Для 29 визуально-двойных звезд Пулковской программы определена ориентация орбит, выведенных методом параметров видимого движения (ПВД). Проанализированы распределения направлений на полюса и периастры ПВД-орбит в галактической системе координат. Показано, что полученные распределения не противоречат случайному. Однако, в большинстве случаев, плоскости орбит широких пар, обращающихся с периодом более 1000 лет, круто ($> 60^\circ$) наклонены к галактической плоскости и их обращение происходит в обратную сторону относительно вращения Галактики.

Исследование двойных звезд — традиционная задача для Пулковской обсерватории со дня ее образования. Определение орбит двойных звездных систем дает величину фундаментального значения для современной астрономии — массу звезд. В последнее время во всем мире возрос интерес к изучению двойных и кратных звездных систем в связи с проблемой поиска "коричневых карликов". Важным представляется вопрос об ориентации орбит двойных звезд, связанный с проблемой их образования и эволюции.

Пулковская программа комплексных исследований визуально-двойных звезд (ВДЗ) в окрестностях Солнца была поставлена А.Н. Дейчем и А.А.Киселевым в 1960 г. и охватывала звезды со следующими параметрами:

$$\delta > 30^\circ, 3'' < \rho < 40'', m < 12^m, \Delta m < 1.0^m,$$

где δ — склонение системы, ρ — угловое расстояние в 1", m — визуальная звездная величина, Δm — разность звездных величин компонент. В основном, это — карлики поздних спектральных классов от F до M.

Ближайшая цель этой программы — выявление близких (до 100 парсек) двойных звезд, обладающих заметным орбитальным движением, в дальнейшем — накопление плотных однородных рядов относительных положений компонент двойных для определения их орбит и масс. Основные итоги наблюдений на 26" рефракторе ГАО РАН за период 1960–1986 гг. приведены в каталоге 200 визуально-двойных звезд [1].

В настоящее время Пулковская программа фотографических наблюдений на 26" рефракторе содержит 420 визуально-двойных звезд. В большинстве случаев эти наблюдения, продолжающиеся почти 40 лет, охватывают $5\text{--}10^\circ$ (а нередко всего $2\text{--}3^\circ$) видимой дуги орбиты. Классические методы определения орбит ВДЗ в таких условиях не работают. Метод параметров видимого движения (ПВД), разработанный в Пулкове А.А.Киселевым и О.В.Кияевой в 1980 г. [2], решает этот вопрос, если дополнить результаты позиционных наблюдений данными о тригонометрическом параллаксе (например, из каталога Hipparcos [3]) и об относительных лучевых скоростях компонент пары.

Для согласованности точностей всех используемых данных ошибка лучевых скоростей должна быть порядка ± 0.1 км/с. В связи с тем, что известные каталоги — Вильсона, Абта, Глизе, Вулли и др. — не содержат лучевых скоростей необходимой

точности, были организованы спектральные наблюдения ВДЗ Пулковской программы на 6-метровом телескопе (БТА САО РАН) в 1982–1987 гг. К сожалению, Е.Л.Ченцову и Л.Г.Романенко удалось получить результаты только для 5 звезд [4]: ADS 7251, 10759 (ψ Dra), 12169, 12815 (16 Cyg) и 14636 (61 Cyg). Орбиты, определенные методом ПВД для этих звезд, получены О.В.Кияевой [5,6] и Л.Г.Романенко [7-10].

Около 60 ВДЗ нашей программы по нашей просьбе наблюдались А.А.Токовининым на Измерителе лучевых скоростей (ИЛС ГАИШ) в 1985–1997 гг. По этим наблюдениям А.А.Токовинин выявил 11 оптических систем, 10 систем со спектрально-двойными компонентами (см. [11-17]). С использованием лучевых скоростей А.А.Токовинина получены и опубликованы орбиты 11 ВДЗ: ADS 48 [18], 9167 [16], 11061 [14], 2757, 8002, 8236, 9090, 10044 [19], 10329, 10386, 11632 [9].

В некоторых случаях метод ПВД позволяет подобрать относительную лучевую скорость компонент по согласию со "старыми" (удаленными по времени) наблюдениями (см. О.В.Кияева [20]). Так были получены орбиты 6 ВДЗ: ADS 5983 (δ Gem) и 11632 — О.В.Кияевой [6], ADS 8100 AC, 8242, 8861 и 10345 (μ Dra) — Е.А.Грошевой и И.С.Измайловым [19].

В методе ПВД элементы орбит двойных звезд (небесномеханическая задача двух тел) вычисляются на основе векторов относительных положения и скорости компонент, которые получают из наблюдений дуги видимой орбиты. Следует отметить, что из наблюдений вектор скорости определяется однозначно, а вектор положения — однозначно лишь по величине и двузачно по направлению, соответственно его расположению над картинной плоскостью ($\beta > 0^\circ$) или под ней ($\beta < 0^\circ$). В результате мы получаем две орбиты, тождественные в динамическом смысле и различные в геометрическом. Для выявления реальной орбиты из двух возможных необходимо привлечь "старые" наблюдения, удаленные по времени от основной короткой дуги (см. [20]). Однако, если общая дуга наблюдений (включая "старые" наблюдения) очень мала, выбрать однозначно орбиту невозможно, поэтому следует признать оба варианта равновероятными.

Для изучения динамической эволюции двойных звезд представляет большой интерес изучение ориентации орбит широких пар, вековые возмущения которых отражают особенности потенциала Галактики в окрестностях Солнца. ПВД-орбиты представляют удобный наблюдательный материал для определения их ориентации, поскольку они получены с использованием надежных тригонометрических параллаксов и лучевых скоростей.

В этой работе мы приводим результаты вычислений галактических координат l и b направлений вектора момента орбитального движения Q и направлений на периастр P . Для этого необходимо от местной (астроцентрической) системы координат, в которой заданы вектора положения R , скорости V , полюса орбиты Q и периастра P , перейти к экваториальной, а затем к стандартной галактической системе. Эта система (см., напр., [21]) наклонена к небесному экватору под углом $i = 62.6^\circ$ в точке с экваториальными координатами: $\alpha = 18^h 49.0^m = 282.25^\circ$, $\delta = 0^\circ$ (восходящий узел 1950.0) и галактической долготой $l = 33.0^\circ$. в системе 2000.0 соответствующие углы имеют следующие значения: $i = 62.9^\circ$, $\alpha = 282.86^\circ$, $l = 32.93^\circ$. Подробный алгоритм вычислений ПВД-орбиты и ее ориентации приведен в [9].

В данное исследование вошли те 29 визуально-двойных звезд, для которых ПВД-орбиты получены группой А.А.Киселева к настоящему времени и опубликованы или готовятся к печати. Фотографические наблюдения на 26" рефракторе в Пулкове для 27 из них продолжаются уже 20-35 лет, для двух оставшихся звезд, ADS 8242 и 10345

(μ Dra), использовались объединенные ряды наблюдений (см. каталог WDS [22]), ПЗС-наблюдения последних начаты всего несколько лет назад.

Таблица 1. Ориентация ПВД-орбит двойных звезд Пулковской программы.

№	№ ADS	P	e	l_Q	b_Q	l_{Π}	b_{Π}	β	Вес
1	9031	157	.48	242	-33	142	-16	0	2
2	8242	277	.41	14	-25	275	-19	+47	2
3	9090	327	.98	310	-6	352	+81	-64	1
			.98	146	-40	283	-40	+64	1
4	48	512	.22	245	-9	331	+24	+26	2
5	15229	531	.74	205	+72	122	-2	-44	2
6	2427	540	.49	148	+47	169	-41	-40	1
			.57	155	-42	281	-34	+40	1
7	5983	590	.73	356	+42	167	+48	-53	2
8	11632	590	.32	322	+24	247	-31	+27	2
9	14636	680	.46	307	+37	123	+53	-34	2
10	10345	690	.46	118	+20	72	-63	-35	2
11	15600	710	.85	128	+47	188	-25	-18	1
			.92	126	-7	220	-25	+18	1
12	8002	730	.36	147	-69	170	+20	-39	1
			.32	24	-25	171	-60	+39	1
13	2757	1100	.89	313	+1	325	-89	-3	1
			.87	304	+4	334	-86	+3	1
14	7251	1100	.24	321	-59	239	+5	-21	2
15	10329	1200	.70	64	+14	321	+43	-4	1
			.71	60	+21	315	+34	+4	1
16	9167	1400	.27	51	-59	332	+7	+46	2
17	8236	1800	.38	206	+8	125	-47	0	2
18	497	1900	.53	148	-41	303	-46	0	2
19	8861	3900	.33	228	-30	278	+47	-42	1
			.50	315	-35	96	-48	+42	1
20	8100AC	4400	.57	330	+17	61	+2	-62	1
			.43	88	-69	218	-14	+62	1
21	8250	4800	.48	139	+31	266	+45	-7	1
			.38	126	+31	246	+40	+7	1
22	10759	6400	.53	346	-57	58	+11	-18	1
			.20	351	-81	349	+9	+18	1
23	12169	7400	.62	44	-22	243	-67	-38	1
			.74	128	+33	117	-57	+38	1
24	10386	15000	.38	92	-20	21	+43	-38	1
			.56	136	+15	204	-55	+38	1
25	6646	21000	.72	84	+40	195	+23	-38	1
			.74	173	+14	261	-10	+38	1
26	12815	38000	.87	36	-8	343	+76	-38	1
			.55	153	+6	53	+60	+38	1
27	10044	50000	.48	136	+68	232	+3	-38	1
			.59	27	+16	271	+57	+38	1
28	3593	53000	.88	23	+2	293	-19	-46	1
			.89	292	-15	203	+3	+46	1
29	11061	450000	.94	347	-64	232	-12	-31	1
			.95	273	+15	180	+14	+31	1

Результаты определения ориентации ПВД-орбит звезд Пулковской программы (см. табл.1) расположены в порядке возрастания периодов их обращения. Приведены следующие данные (по столбцам): номер по порядку, номер по каталогу Айткена [23], период P и эксцентриситет e орбиты, галактические координаты (l, b) полюса орбиты Q и направления на периастр Π . В последних столбцах указаны угол β и вес p , соответствующие данной орбите. В тех случаях, когда орбита определена однозначно, мы приписываем ей вес $p=2$, в остальных равновероятных случаях $p=1$.

Данными табл.1 мы воспользовались для проверки гипотез о преимущественном распределении направлений векторов Q и Π . Особый интерес представляет вопрос о компланарности плоскостей орбит широких ВДЗ и плоскости Галактики. В связи с этим мы разбили небесную сферу на 3 зоны: две околополярные и экваториальную до $\pm 30^\circ$. Тогда случайное распределение должно выглядеть как 25:50:25 %.

Другой вопрос связан с выявлением распределения направлений вытянутости орбит двойных звезд (векторов Π) вдоль направления вращения Галактики или к ее центру (вертекс). Поэтому мы разделили небесную сферу на 4 зоны по галактической долготы: $l = 0^\circ \pm 45^\circ$ (на центр Галактики), $l = 180^\circ \pm 45^\circ$ (от центра), $l = 90^\circ \pm 45^\circ$ (по вращению), $l = 270^\circ \pm 45^\circ$ (против). При случайном распределении на каждую зону должно приходиться четверть случаев.

Статистика результатов приведена в табл.2 отдельно: для всех звезд и для выборки в составе 17 пар, обращающихся с периодом более 1000 лет. В верхних строках каждого раздела даны полученные распределения орбит по соответствующим зонам для исследованных пар, а в нижних — соответствующие процентные отношения. В самой нижней строке указаны процентные отношения, соответствующие случайному распределению. Как видим, полученные распределения направлений на полюса и периастры орбит исследуемых звезд не противоречат случайному.

Таблица 2. Распределение ориентаций ПВД-орбит звезд Пулковской программы.

Выборка	ГАЛ. ШИРОТА ПОЛЮСА			ГАЛ. ДОЛГОТА. ПЕРИАСТРА				Число орбит/ Процент
	$<-30^\circ$	$ b < 30^\circ$	$>+30^\circ$	$0^\circ \pm 45^\circ$	$90^\circ \pm 45^\circ$	$180^\circ \pm 45^\circ$	$270^\circ \pm 45^\circ$	
Все орбиты	16	29	13	12	14	15	17	58
	28	50	22	21	24	26	29	%
Орбиты с $P > 1000$ лет	12	17	5	9	6	8	11	34
	35	50	15	26	18	24	32	%
Случ.распр.	25	50	25	25	25	25	25	%

Однако, если ограничить статистику парами, обращающимися с периодом более 1000 лет, можно заметить, что, во-первых, большинство орбит этих пар круто наклонены к галактической плоскости либо обращение происходит в направлении противоположном вращению Галактики ($b_Q < -30^\circ$), во-вторых, орбиты вытянуты в направлении, обратном вращению Галактики (т.е. в направлении l_Π от 90° к 270°).

Ввиду малости статистики эти выводы, разумеется, могут иметь только предварительный характер. Авторы надеются продолжить это исследование по мере получения новых орбит.

ЛИТЕРАТУРА

1. А.А.Киселев, О.А.Калиниченко, Г.А.Плюгин и др. Каталог относительных положений и движений 200 визуально-двойных звезд по наблюдениям в Пулковке на 26" рефракторе в 1960-1986 гг. / Л.: "Наука", 1988, 40 с.
2. А.А.Киселев, О.В.Кияева. // Астрон. журн., 1980, т. 57, N 6, с. 1227-1341.
3. М.А.С.Perryman, Е.Ноег et al. The Hipparcos and Tycho Catalogs. / Noordwijk, ESA, 1997, v. 1.
4. Л.Г.Романенко, Е.Л.Ченцов.// Астрон. журн, 1994, т.71, N 2, с.278-281.
5. А.А.Киселев, О.В.Кияева, Е.Л.Ченцов.// "Современная Астрометрия", Ленинград, 1987, с.100-104.
6. А.А.Kisselev, O.V.Kiyaeva, L.G.Romanenko. // Astroph. and Space Science Library, 1997, v.223, p.377-382.
7. Л.Г.Романенко. // "Астрономо-геодезические исследования. Близкие двойные и кратные звезды.", Свердловск: УрГУ, 1990, с. 92-96.
8. Л.Г.Романенко. // Астрон. журн., 1994, т.71, n 6, с. 875-881.
9. А.А.Киселев, Л.Г.Романенко. // Астрон.журн., 1996, т.73, n 6, с.875.
10. А.А.Киселев, Л.Г.Романенко. // Изв. Гао, 1998, n 213, с.155-170.
11. А.А.Токовинин. // Астрон. Журн., 1994, т.71, n 2, с.293-296.
12. А.А.Токвинин, А.Дуquennoy et al. // Astron.and Astrophys.,1994, v.282, n 3, p.831-834.
13. А.А.Токовинин // Письма в Астрон.журн., 1994, т.20, n 5, с.374-377.
14. А.А.Токовинин // Письма в Астрон.журн., 1995, т.21, n 4, с.286-293.
15. А.А.Токвинин // Astron.&Astroph. Suppl.Ser.,1997, v.121, n 1, p.71-76.
16. О.В.Кияева, А.А.Токовинин, О.А.Калиниченко. // Письма в Астрон. журн., 1998, т.24, n 11, с.868-873.
17. А.А.Токвинин // Astron.& Astroph. Suppl.Ser., 1999, v.136, p.373.
18. О.В.Кияева, А.А.Киселев, Е.В.Поляков, В.Б.Рафальский. // Письма в Астрон. журн., 2001, т.27, n 6, с.456-503.
19. А.А.Киселев, Л.Г.Романенко, И.С.Измайлов, Е.А.Грошева. // Изв. Гао в Пулковке, 2000, N 214, с.239-254.
20. О.В.Кияева. // Астрон. журн., 1983, т.60, N 6, с.1208-1216.
21. П.Г.Куликовский. Звездная астрономия. / М.: "Наука", 1989, с.245-246.
22. С.Е.Worley, G.G.Douglass. The Washington Visual Double Star Catalog. / U.S.Naval Obs., Washington, 1996.
23. R.G.Aitken. New General Catalogue of Double Stars within 120 ° of the North Pole. / Carnegie Inst., Washington, 1932.

Orientation of AMP-orbits of Pulkovo programme binary stars in the Galactic coordinate frame

Romanenko L.G., Kisselev A.A.

The orientation of 29 binaries orbits obtained at Pulkovo by the apparent motion parameters method (AMP-method) is determined. The distributions of orbit poles and periastrons directions in the Galactic coordinate frame are analyzed. It's shown that the distributions obtained are not contradict with accidental case. But for the wide binaries only with revolution period over 1000 years the orbit's planes perceive to be mostly steep inclined to the Galactic plane and the revolutions accure in contrariwise to the Galactic mode.

ОРБИТАЛЬНАЯ ЭВОЛЮЦИЯ РЕЗОНАНСНЫХ АСТЕРОИДОВ, СБЛИЖАЮЩИХСЯ С ЗЕМЛЕЙ

Тимошкова Е.И.

В работе изучается орбитальная эволюция группы из 12 астероидов, сближающихся с Землей, средние суточные движения которых соизмеримы со средним движением Юпитера в отношении 3:1. С этой целью посредством численного интегрирования уравнений движения были вычислены оскулирующие элементы орбиты каждого астероида на интервале времени в 100 000 лет с учетом возмущений от всех 9 больших планет. Проведен сравнительный анализ временных зависимостей трех основных эволюционных параметров: большой полуоси, эксцентриситета и наклона орбиты на всем интервале интегрирования.

ВВЕДЕНИЕ

Проблема долговременной эволюции движения астероидов, сближающихся с Землей (АСЗ) продолжает оставаться одной из центральных тем многих исследований последних лет. Как показали численные эксперименты, орбитальная эволюция АСЗ чрезвычайно сложна и разнообразна.

В настоящее время существует общее представление об основных динамических механизмах, которые приводят к появлению хаотических движений или напротив, способствуют относительной устойчивости орбит. В числе таких механизмов важная роль принадлежит тесным сближениям с планетами, а также разного рода резонансным явлениям.

Эти результаты нашли отражение в ряде обзорных работ (см. например, [2-4]). Вместе с тем стало ясно, что не существует типичной для всей популяции АСЗ динамической эволюции или типичного времени жизни этих астероидов. Еще многие проблемы в изучении вопросов происхождения и эволюции АСЗ требуют дальнейшего уточнения. В их числе можно назвать такие вопросы: а) как много различных динамических типов требуется, чтобы корректно классифицировать долговременную орбитальную эволюцию всей популяции АСЗ, б) насколько эффективны резонансы с внутренними планетами в качестве "защитных" механизмов против тесных сближений с планетами, которые обычно приводят к хаотическим изменениям орбиты, в) как часто происходит обмен между различными типами динамической эволюции (в частности смена "быстрого" типа на "медленный" и наоборот).

Целью данной работы является изучение орбитальной эволюции избранной группы АСЗ на основе их численных моделей движения. Выбор этой группы из 12 астероидов был обусловлен главным образом тем обстоятельством, что в данный момент их орбиты локализованы в узкой области резонанса для средних суточных движений 3:1 с Юпитером. Интересно, что среди многочисленной популяции АСЗ на начало 2000 года оказалось только 12 нумерованных астероидов со средними движениями соизмеримыми со средним суточным движением Юпитера в отношении 3:1. Заметим, что резонанс 3:1 считается ответственным за часто наблюдаемое в численных экспериментах увеличение эксцентриситета орбиты почти до 1, в результате чего астероид падает на Солнце.

В связи с вышесказанным можно задать вопрос - не имеют ли все эти астероиды или часть из них общее происхождение и как долго они могут находиться в

отмеченной области пространства оскулирующих элементов орбиты? Поэтому сравнительный анализ орбитальной эволюции избранной группы АСЗ даже на относительно небольшом интервале времени может представлять значительный интерес.

ПОСТРОЕНИЕ ЧИСЛЕННЫХ МОДЕЛЕЙ ДВИЖЕНИЯ

Численная модель движения каждого астероида была получена посредством интегрирования системы дифференциальных уравнений движения в прямоугольных координатах с учетом возмущений от девяти больших планет на временном интервале в 100 тысяч лет. Интегрирование выполнялось методом Булирша-Стойера. В качестве начальных данных интегрирования использовались значения оскулирующих элементов для 12 астероидов и 9 больших планет на стандартную эпоху JD 2451800.5=2000 сентябрь 13.0 ET. Элементы даются относительно эклиптики и равноденствия J2000.0 и были заимствованы нами из "Эфемерид малых планет на 2000 год" [2]. Начальные значения оскулирующих элементов двенадцати изучаемых астероидов даны в табл. 1.

Таблица 1

N	a	e	i	ω	Ω	M	n
887	2.484078	0.563455	9.3097	350.0502	110.7085	278.7645	0.251742
1915	2.541913	0.571781	20.41549	347.8372	163.0378	305.2910	0.241913
2608	2.505498	0.576801	15.00633	35.3934	168.6797	256.8152	0.248521
3360	2.466146	0.742692	21.71955	60.6695	245.4406	332.7035	0.254493
4179	2.510299	0.634348	0.46960	274.6895	128.3761	347.1308	0.251029
6318	2.510593	0.465051	25.95715	12.0964	71.2777	164.5389	0.247764
6322	2.516934	0.473160	28.19469	296.7812	174.3483	150.2945	0.246829
6489	2.514885	0.598853	2.29139	65.1190	212.3114	110.6051	0.251488
6491	2.511053	0.587434	5.53495	317.9937	306.0179	116.8048	0.247696
7092	2.525323	0.701755	17.82605	91.9344	59.6090	39.0620	0.245600
8201	2.531837	0.708992	9.58938	24.9864	164.2967	211.3533	0.244652
8709	2.536902	0.483276	3.49740	153.3069	119.5074	189.8653	0.243920

В первой колонке таблицы дается номер астероида. Для оскулирующих элементов используются стандартные обозначения. Значения угловых переменных всюду даются в градусах, а значения средних суточных движений n в град/сутки.

Как можно видеть из таблицы начальных данных, выбранная группа астероидов попадает в узкую область изменения средних движений: $0^\circ.24 < n < 0^\circ.26$, а величина $n = 0^\circ.249$ в сутки соответствует точной соизмеримости 3:1 с Юпитером. Отметим также, что из 12 астероидов половина имеет орбиты с наклоном к плоскости эклиптики больше 15° , и три астероида имеют сильно вытянутые орбиты (эксцентриситет $e > 0.7$)

В результате численного интегрирования были построены зависимости основных эволюционных параметров орбиты - большой полуоси a, эксцентриситета e, и наклона i от времени на интервале в 100 000 лет для всех двенадцати астероидов. Некоторые из этих зависимостей даны ниже на рисунках 1-9.

Как можно было ожидать, поведение всех трех параметров достаточно характерно для резонансных орбит типа 3:1. Здесь наблюдаются хаотические изменения большой полуоси a почти для всех рассматриваемых астероидов, большие амплитуды в вариациях эксцентриситетов e и наклонов i. В таблице 2 приведены максимальные и минимальные значения оскулирующих элементов a, e, i для всего интервала интегрирования.

Таблица 2

Астероид	a max	a min	e max	e min	i° max	i° min	Комментарии
887 Alinda	2.60	2.44	0.92	0.54	19.8	3.7	остается в 3:1
1915 Quetzalcoatl	2.54	2.46	0.95	0.52	50.3	8.2	остается в 3:1
2608 Seneca	2.68	2.44	0.79	0.54	21.1	5.1	уходит
3360 1981 VA	2.55	2.40	0.89	0.57	54.2	18.4	синхронизованы e, i
4179 Toutatis	2.58	2.42	0.95	0.51	18.5	0.5	остается в 3:1
6318 Cronkite	2.55	2.45	0.93	0.38	29.1	4.2	остается в 3:1
6322 1991 CQ	2.54	2.51	0.55	0.18	38.4	24.1	синхронизованы e,i
6489 Golevka	2.57	2.43	0.97	0.48	15.5	0.5	остается в 3:1
6491 1991 OA	2.56	2.44	0.74	0.33	12.5	3.8	остается в 3:1
7092 Cadmus	2.62	2.45	0.74	0.46	39.0	15.1	уходит
8201 1994 AN	2.58	2.42	0.99	0.71	55.1	0.2	e=1 для t=28000лет
8709 Kadlu	2.58	2.42	0.82	0.41	5.5	0.3	остается в 3:1

Как видно из этой таблицы, большая полуось орбиты всех астероидов испытывает большие вариации, и в большинстве случаев многократно проходит через резонансное значение $a \approx 2.5$ а.е. В колонке "комментарии" таблицы 2 в этих случаях написано "остается в резонансе", что не означает нахождение астероида в резонансной зоне на всем интервале интегрирования, на отдельных сравнительно небольших интервалах времени (порядка нескольких тысяч лет) возможен уход из этой зоны. Пример такого поведения большой полуоси можно видеть на рис.4 для астероида 6489 Golevka. Согласно общей динамической теории движения АСЗ [5], большие вариации a обусловлены, главным образом, резонансным возмущением от Юпитера. Некоторое исключение составляет астероид 6322 1991 CQ. Большая полуось его орбиты имеет значительно меньшую амплитуду изменений и на всем интервале интегрирования не переходит значение, соответствующее точной соизмеримости среднего движения $n=0.249$ град/сутки.

Практически для всех изучаемых астероидов характерен также широкий диапазон изменения эксцентриситетов и наклонов, причем в половине случаев максимальное значение $e > 0.9$. Для астероида 8201 1994 AN рост эксцентриситета был особенно быстрым, так что для $t=28\ 000$ лет e становится равным 1. У трех астероидов (3360, 6322 и 7092) наблюдается достаточно регулярное изменение эксцентриситетов и наклонов на всем промежутке интегрирования, причем эти изменения синхронизованы таким образом, что когда e достигает максимума, то i принимает минимальное

значение и наоборот. Как видно из таблицы 1, орбиты этих астероидов в настоящее время имеют сравнительно большие наклоны к эклиптике и их значения остаются больше 15° на всем интервале интегрирования. В этом случае проявляется роль так называемого Kozai резонанса, чем и объясняется синхронизованный характер изменений эксцентриситетов и наклонов указанных астероидов.

Обращает на себя внимание схожий характер эволюции эксцентриситетов орбит астероидов 887 Alinda и 1915 Quetzalcoatl на интервале времени от начального момента интегрирования и примерно до 60000 лет. Основные результаты, характеризующие орбитальную эволюцию 1915 Quetzalcoatl, представлены на рис.1-3. Похожая ситуация с вариациями e и i для астероидов 4179 Toutatis и 6489 Golevka, орбиты которых в настоящее время расположены почти в плоскости эклиптики.

ЗАКЛЮЧЕНИЕ

Проведенный сравнительный анализ показал, что описанное выше поведение основных эволюционных параметров рассматриваемой группы астероидов довольно характерно для АСЗ, имеющих соизмеримость средних движений 3:1 с Юпитером. Их орбитальная эволюция на рассматриваемом интервале времени в 100000 лет, по-видимому, может быть отнесена к динамическому типу класса Alinda по классификации, предложенной в работе [5]. Следует, однако, заметить, что для полноты исследования орбитальной эволюции необходим также анализ поведения угловых переменных: аргумента перицентра ω и узла Ω и сопоставление характера их эволюции с вариациями эксцентриситета и наклона орбит. Кроме того, в виду особой чувствительности резонансных орбит к малым изменениям начальных данных необходимо исследование численных моделей для некоторого набора первоначально мало различимых орбит, что и предполагается сделать в дальнейшем.

Работа выполнена при финансовой поддержке Российского Фонда Фундаментальных Исследований (проект № 01- 02- 17170).

СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

- [1] Батраков Ю.В. и др.: 1999, "Эфемериды малых планет на 2000г"., Институт прикладной астрономии РАН, С. Петербург
- [2]. Michel P. et al.: 1997, "Secular dynamics of asteroids in the inner solar system," *Celestial Mechanics and Dynamical Astronomy*, 69, p. 133
- [3]. Michel P., Ch.Froeschle and P.Farinella.: 1996, "Dynamical evolution of NEAS:close encounters, secular perturbations and resonances". *Earth, Moon and Planets*, v.72, p.151
- [4]. Froeschle Ch, P.Michel and C.Froeschle.:1999, "Dynamical transport mechanisms of planet-crossing bodies.", *Evolution and Source Regions of Asteroids and Comets*, Proc. IAU Coll. 173 , Eds. J.Svoren, E.M.Pittich and H.Rickman), p.87
- [5]. Milani A. et al.:1989, "Dynamics of Planet-crossing Asteroids: Classes of Orbital Behavior" *Icarus*, v.78, p.212.

THE ORBITAL EVOLUTION OF THE RESONANCE NEAR-EARTH ASTEROIDS

E.I.Timoshkova

SUMMARY

The paper examines the orbital evolution of the group of 12 Near-Earth asteroids, the mean motions of which are in resonance 3:1 with Jupiter, by the numerical integration over 100 000 years. The computation of six osculating elements was carried out by forward integration taking into account the perturbations from all 9 planets. The behavior of the osculating semi-major axis, eccentricity and inclination was analyzed for all time of integration.

К ВОПРОСУ О МЕТОДИКЕ ОПРЕДЕЛЕНИЯ ЗВЕЗДНЫХ ПАРАЛЛАКСОВ В ПРОЕКТЕ «СТЕРЕОСКОП-А»

Толчельникова С.А.

Сравниваются годовые параллаксы звезд, получаемые абсолютным и относительным методом, и рассматриваются возможности, открывающиеся при использовании обоих методов для определения параллакса одних и тех же звезд из синхронных наблюдений с двух концов космического базиса в проекте Стереоскоп-А. Обсуждаются некоторые термины и фундаментальное значение обсерваторских (авторских) относительных параллаксов для кинематики Галактики будущих эпох.

Введение

Целью планируемой Межпланетной солнечной стереоскопической обсерватории (МССО) является проведение одиннадцатилетних непрерывных наблюдений за активными процессами на Солнце. Предусматривается также решение астрометрических задач, требующих ночных наблюдений (проект Стереоскоп-А), например, определение параллаксов близких звезд и далеких тел Солнечной системы. Длина базиса космического треугольника, равная $a\sqrt{3}$, где a — радиус орбиты Земли, достаточна для решения задач, подробно описанных в [1]. Благодаря одновременности наблюдений с разных концов базиса — из точек Лагранжа на земной орбите, появляется возможность исключить ряд систематических ошибок, присущих земным наблюдениям.

Для того, чтобы высокая точность измерений, достигаемая в современных космических проектах, не оказалась потерянной в процессе перехода от измеряемых величин к астрометрическим результатам, выводимым в процессе решения задачи, необходимо повысить точность современных редукционных формул [2], а также выбрать методику определения искомым величин, гарантирующую наименьшие систематические ошибки. Решение последней задачи побудило нас к сравнению возможностей абсолютного и относительного методов определения звездных параллаксов.

I. Как известно, тригонометрические параллаксы звезд π , в зависимости от метода их определения, подразделяются на абсолютные и относительные, или дифференциальные ([3], с. 28). Абсолютные определения π с вертикальным кругом представляют теперь лишь исторический интерес. К абсолютным относятся также определения параллаксов с космическим спутником HIPPARCOS [4]. Благодаря осуществлению этого проекта значительно (в 6.5 раз) увеличилось число звезд, расстояния до которых определены **геометрически точным** способом. Увеличение произошло за счет более далеких звезд; как отмечено в [5], в пределах 25 парсек число звезд с известными параллаксами осталось прежним.

Предельное расстояние до звезд, достигнутое с помощью спутника HIPPARCOS, оценивается в 500 парсек, что примерно в 1.5 раза более доступных ранее расстояний, определяемых по годовым параллаксам. Среднее значение ошибки параллаксов, приведенное авторами HIPPARCOS, составляет 0.002" [4]. Считается, что ошибки современных определений относительных параллаксов на обсерваториях составляют

примерно $0.002'' - 0.007''$ ([6], с.15). Тем не менее, многие астрономы больше доверяют наземным определениям параллаксов, особенно в тех случаях, когда эти определения производились многократно.

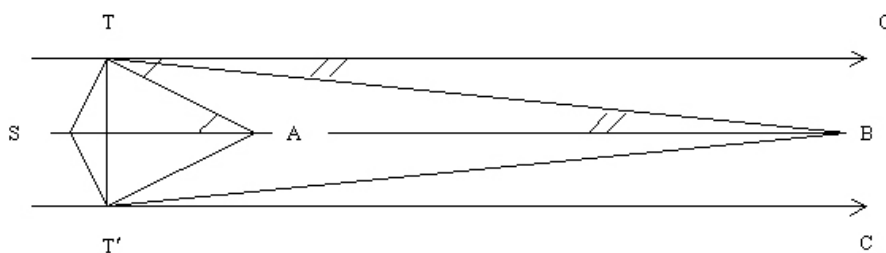


Рис.1. Связь между углом TAS и углами, измеряемыми при определении относительных параллаксов звезд A и B на фоне опорной звезды C .

Сравнение значений параллаксов HIPPARCOS, π_H , с наземными определениями относительных параллаксов, π_T , является непростой задачей, поскольку двумя указанными способами, по существу, определяются разные величины. Отметим основное различие параллаксов, определяемых абсолютными и относительными методами.

В наземных и космических абсолютных способах параллаксы вычисляются по измерениям внутренних углов параллактического треугольника TAT' (см. рис.1), прилегающих к известному базису TT' . Требуется устойчивость системы координат, связанной с наблюдателями. В проекте Спектроскоп-А наблюдения производятся одновременно из точек T и T' , в земных условиях они разделены интервалом времени в полгода, что увеличивает трудности «сохранения» системы координат.

Относительный способ основан на измерении углов между направлениями на определяемую и опорные звезды (CTA и $CT'A$). Измеряемые углы предполагаются равными дополнениям внутренних углов T и T' до 90° . В этом случае, при условии синхронности наблюдения из точек T и T' , опорной является система координат, связанная с направлениями на звезды фона. Требования к устойчивости системы координат, связанной с наблюдателями, понижаются существенно.

Для пояснения, на которое мы будем опираться в дальнейшем, нам достаточно оставить одну опорную звезду B на рис.1, где определяемой является звезда A . Также с целью упрощения допустим, что «наблюдатель» из центра земной орбиты увидел бы звезды A и B по одному направлению, т.е. звезда B оказалась бы закрытой звездой A . Этим обеспечивается равенство измеряемых из точек T и T' углов BTA и $BT'A$, либо CTA и $CT'A$, если опорной является звезда C , расположенная на рис. 1 дальше, чем B .

Синус параллакса звезды A , согласно дефиниции, есть отношение

$$\sin \pi = \frac{a}{R}, \quad (1)$$

где a — радиус орбиты Земли, R — искомое расстояние до звезды. Поскольку угол $A < 1''$, расстояние «Солнце-Земля» ($1.5 \cdot 10^8$ км.) представляется пренебрежимо малым по сравнению с расстоянием даже до самой близкой из звезд ($4.0 \cdot 10^{13}$ км), что позволяет принять

$SA = TA$ и заменить формулу (1) на

$$\pi = 206265'' a/R. \quad (2)$$

На рис.1 абсолютный параллакс звезды A : $\pi_{\text{abs}} = TAs$. Обозначив параллакс звезды A при использовании звезды B в качестве опорной, через $\pi_{A/B}$, запишем

$$\pi_{A/B} = (BTA + BT'A)/2 = BTA.$$

Предположим, что через некоторое время удалось определить годичный параллакс звезды B на фоне C

$$\pi_{B/C} = BTC,$$

затем звезды C с опорной звездой D и т.д.

Когда параллакс звезды не поддается определениям в данную историческую эпоху, его принимают равным нулю. Это равносильно допущению, что опорная звезда B (или C) из точек T и T' видна по одному и тому же направлению. Поскольку точки T и T' находятся на *разных* концах базиса, совпадающие направления приходится изображать параллельными, в результате чего треугольник, определяемый звездой и двумя *разными* положениями наблюдателя, исчезает. Это приводит к противоречию, очевидно, в том случае, когда оба наблюдателя *одновременно* визируют одну и ту же звезду и два направления должны пересечься в одной и той же точке. Указанное противоречие явилось причиной возросшего интереса математиков к пятому постулату Евклида, а также их сомнений в применимости геометрии Евклида к звездным пространствам [7].

В действительности, в отмеченном противоречии отражается невозможность тождества между наблюдаемым, т.е. *картиной*, и *строением*, что было известно архитекторам и художникам и нашло отражение в учении о перспективе, которое преподавалось еще в первых европейских университетах. Рельсы, будучи параллельными, кажутся нам сходящимися на том расстоянии, где размеры тел становятся исчезающе малыми для наблюдателя, метеорный рой кажется разлетающимся из одного центра и т.п. ([8] с. 128-129). Осуществлению перехода от «строения» к «картине», помогает изобразительная геометрия, называемая также начертательной ([9] с. 379-383).

В рассматриваемом нами случае астрономы решают обратную задачу – переходят от картины (наблюдений) к строению Мира, причем в трудных условиях, когда звездный мир, Галактика, виден практически с одной стороны, т.е. для проведения измерений есть только одна или же очень близкие точки зрения.

Пока у нас нет возможности наблюдать с планет, далеких от Солнца, надо признать, что с эпохи Коперника не увеличился базис для определения годичных параллаксов, но благодаря техническому прогрессу, все более малые углы становятся доступными измерениям. Если определить параллаксы опорных звезд, то открывается возможность сблизить значения относительных и абсолютных параллаксов.

Из соотношения улов между параллельными и секущей (рис. 1) следует

$$\pi_A = \pi_{A/B} + \pi_{B/C} + \pi_{C/D} + \dots \quad (3)$$

В учебнике Паренаго написано: «При дифференциальном способе, по существу, измеряются разности параллаксов определяемой звезды и звезды сравнения» ([4], с 28). Из соотношения (3) видно, что это утверждение справедливо лишь приближенно. Вместе с тем, в каждую историческую эпоху ряд (3) будет конечным, поскольку последним членом является наименьший параллакс, доступный наблюдениям.

В современной литературе утверждается, что в ближайшем будущем точность измерений угловых величин достигнет нескольких угловых микросекунд, или ошибка измерений уменьшится на три порядка по сравнению с ошибкой наиболее точных современных измерений. Столь значительное увеличение точности наблюдений откроет новые возможности для исследователей.

II. Обозначим через σ авторскую оценку ошибки параллакса, через K – разность абсолютного и относительного параллаксов. Если определять расстояние «Солнце – звезда» по значению относительного параллакса π_{rel} , ошибка расстояния будет зависеть от K . В этой связи, значение K можно рассматривать как систематическую ошибку относительного параллакса. Из раздела I следует, что в случае, когда абсолютный и относительный параллакс одной и той же звезды определены с почти одинаковой ошибкой σ , их разность позволяет оценить среднее из расстояний, на которых располагались опорные звезды, или звезды фона, использовавшиеся в относительном методе. Расстояние «Солнце – звезда», вычисленное по относительному параллаксу, всегда преувеличено, хотя и в разной степени, поскольку разность

$$\pi_{abs} - \pi_{rel} = K \quad (4)$$

зависит от удаленности опорных звезд.

При $\sigma = 0.002''$ (такова ошибка параллаксов HIPPARCOS) необходимо подбирать опорные звезды на расстояниях 500 пс. от Солнца, чтобы систематическая ошибка K равнялась ошибке σ . Очевидно, увеличение числа опорных звезд на более близких расстояниях не может уменьшить значения K .

Заметим, что ошибки абсолютных параллаксов, выраженные в процентах, дают представление о возможных искажениях расстояний «Солнце-звезда». В Таблице 1 представлены значения расстояний, вычисленные на основе π_{rel} . Они зависят от систематической разности K , которая тем больше, чем ближе опорные звезды. В первой строке приведены истинные значения расстояний «Солнце-звезда», во второй, третьей и четвертой строках — значения этих расстояний в том случае, если параллаксы определялись с опорными звездами соответственно на расстояниях 20 пс, 100 пс и 500 пс. При $R_B = R_A$ параллакс звезды A получается равным нулю, и расстояние, вычисленное по формуле (2) с таким значением π , обращается в бесконечность.

Таблица 1.

Значения расстояний (в парсеках) от Солнца до звезд A , при условии их определения по относительным параллаксам с использованием опорных звезд на расстояниях R_B . R_A – истинные расстояния (или выводимые из абсолютных параллаксов).

$R_B \backslash R_A$	2 пс	5 пс	10 пс	20 пс	50 пс	100 пс	200 пс	250 пс
20 пс	2.22	6.67	20.00	∞	-	-	-	-
100 пс	2.04	5.26	11.11	25.00	100.00	∞	-	-
500 пс	2.01	5.05	10.20	20.83	55.56	125.00	333.33	500.00

Таким образом, из сравнений абсолютных и относительных значений параллаксов для сравнительно близких звезд, появляется возможность оценить среднее расстояние до избранной системы опорных звезд. Предположив, что параллаксы HIPPARCOS, π_H , свободны от систематических ошибок (мы это предположение не защищаем), мы вынуждены были бы признать, что хорошее совпадение π_H с наземными значениями относительных параллаксов π_T свидетельствует о достаточной удаленности опорных звезд, использованных авторами относительных параллаксов. Однако сравнения чаще всего производятся не с авторскими значениями относительных параллаксов, а с, так называемыми, «абсолютизированными» значениями, представленными в каталогах [10].

III. В каталогах [10] абсолютными названы параллаксы, равные средневзвешенным значениям относительных (авторских) параллаксов, «исправленным» незначительными поправками, достигающими $0.001''$ на некоторых галактических широтах. Последние поправки получены, исходя из «улучшенной модели Галактики». В каталоге встречаются звезды, параллаксы которых определялись только один раз, и звезды с отрицательными значениями параллаксов. Отрицательные значения не отвергались при выводе средних значений π , близких к нулю. В подобных случаях, даже при $\sigma < \pi$, следовало бы признать, что определить параллакс не удалось, либо потому, что он мал, либо опорные звезды были ближе определяемой, либо повлияли иные ошибки.

Чтобы не путать параллаксы, определенные двумя принципиально разными методами, мы предлагаем называть относительные параллаксы, для которых K на порядок меньше σ , надежно дистанцированными. Когда дистанцирование (или абсолютизация, если следовать принятой терминологии) осуществляется с помощью методов статистических, а также основанных на гипотезах и моделях, тогда точные значения π_{rel} «исправляются» менее точными. Результаты оказываются отражением современных представлений о строении Вселенной, или о, так называемой, «картине Мира данной эпохи». Со временем гипотезы отвергаются и заменяются новыми; статистические значения параллаксов также подвержены изменениям, например, вековые параллаксы требуют уточнения апекса Солнца и т.п. **Между тем, авторские значения относительных параллаксов имеют фундаментальное значение.** Они сохраняют ценность для последующих эпох, когда появляется возможность определить годовые параллаксы звезд, прежде служивших опорными, не только из новых наблюдений, но и по уточненным значениям абсолютных параллаксов тех, более близких звезд, для которых они прежде служили опорными. Такую перспективу открывает прогнозируемое на ближайшее будущее уменьшение ошибки измерений на три порядка, о котором мы уже упоминали.

Кроме того, поскольку движение присуще всем звездам, ряды повторных наблюдений относительных параллаксов в будущую отдаленную эпоху откроют возможность суждения не только о расстояниях между определяемыми и опорными звездами, но и об их пространственных движениях относительно друг друга. Аналогично, определения абсолютных параллаксов в разные эпохи позволят найти изменения расстояний между Солнцем и ближайшими звездами, т.е. определить величины, в настоящее время получаемые только по лучевым скоростям звезд.

Исходя из лучевой скорости звезды 50 км/с , получаем: за 100 лет звезда удалится (либо приблизится) на расстояние 1054.7 а.е. , т.е. на 0.00511 пс . Это изменение поразному повлияет на значения параллаксов близких и далеких звезд. Изменений годовых параллаксов звезд на расстояниях более 30 пс , не удастся определить. Параллаксы звезд на расстояниях 3 пс и 20 пс изменятся соответственно на $567 \mu\text{s}$ и $13 \mu\text{s}$, что можно будет обнаружить, если прогнозы о точности будущих наблюдений оправдаются. Параллаксы более близких звезд на расстояниях 1.5 пс и 2 пс изменятся соответственно на $2266 \mu\text{s}$ и $1274 \mu\text{s}$, что можно будет обнаружить даже при незначительном повышении точности наблюдений по сравнению с современной точностью. Надо учесть, что есть звезды, лучевые скорости которых превышают 50 км/с в 5 и 6 раз ([3], с. 82-83).

В течение тысячелетий астрономы изучали движения планет и Солнца на фоне, так называемых, «неподвижных звезд»; современный технический прогресс создает возможность накопления материала для изучения движений отдельных звезд Местной системы ($R < 25 \text{ пс}$) на фоне далеких звезд — на расстоянии 1 кпс , если исходить из ошибки $K = 100 \mu\text{s}$ в значениях относительных параллаксов.

Определение тригонометрических параллаксов звезд имеет наиболее продолжительную традицию в Пулковской обсерватории. Ее основатель В.Я.Струве, признан первым (или разделившим первое место с Бесселем) автором точных определений звездных расстояний. Поэтому Пулковская обсерватория могла бы выступить организатором Международной базы данных о звездных параллаксах. Авторские значения параллаксов необходимо хранить с указанием использованных опорных звезд и средней эпохи наблюдения.

IV. Остановимся на проекте Стереоскоп-А. Здесь возможность получения абсолютных параллаксов близких звезд и далеких тел Солнечной системы, более точных, по сравнению с другими космическими проектами, обеспечивается синхронностью наблюдений с двух концов базиса. При этом абсолютный метод наблюдений требует визирования не только звезд, но и метки (телескопа), расположенной на противоположном конце базиса, либо измерений иных углов, позволяющих по их значениям найти внутренние углы, прилегающие к базису параллактического треугольника [1]. Использовать относительный метод значительно проще, поскольку визировать нужно только определяемые и опорные звезды. Следовательно, в рамках проекта Стереоскоп-А можно получить относительные параллаксы тех же звезд с ошибкой $\sigma_{rel} < \sigma_{abs}$.

При этом подбор опорных звезд становится частью исследовательской работы, позволяющей решить две задачи. Во-первых, проверить авторские определения π_{rel} , используя прежние опорные звезды, а затем из их сравнения с π_{abs} оценить среднее расстояние от Солнца до системы тех опорных звезд, которые выбрали авторы. Во-вторых, при использовании опорных звезд на расстояниях 500 пс, и дальше, можно определить расстояние «Солнце – звезда» с систематической погрешностью $k = 0.002''$. Тогда, как видно из Таблицы 1, расстояния, выводимые по относительным и абсолютным параллаксам, в пределах указанной ошибки совпадают для звезд, ближе 50 пс, и следовательно, появляется возможность изучения других ошибок двух сравниваемых методов.

При определении относительных параллаксов тел Солнечной системы, движущихся за орбитой Плутона (на расстоянии 40 а.е.), придется измерять углы, превышающие 2° . В этом случае для решения необходимы точные формулы вместо (2). При использовании опорных звезд, удаленных на 500 пс и 100 пс, расстояния до тел, удаленных на 40 а.е., определялись бы с систематической погрешностью, K , соответственно равной 2500 км и 12 тыс. км.

Заключение

Проект Стереоскоп-А, обеспечивающий возможность синхронных наблюдений с обоих концов космического базиса, дает возможность определять относительные параллаксы точнее параллаксов абсолютных. Поскольку расстояния, вычисляемые по значениям абсолютных и относительных параллаксов, принципиально различны, их сравнение открывает новые возможности для исследований, в частности появляется возможность оценить расстояния до опорных звезд, подбор которых можно осуществлять по-разному. Авторские значения относительных параллаксов, определяемые на обсерваториях, могут быть проверены и выявлены источники их ошибок.

Учитывая фундаментальное значение относительных параллаксов звезд, которые уже более столетия определяются на обсерваториях и являются основой для звездной астрономии, а также для шкалы расстояний за пределами Галактики, целесообразно

задействовать в космической программе МССО оба способа определения годовых параллаксов близких звезд.

Выражаю благодарность О.В. Кияевой за консультацию и полезные замечания.

Литература

1. Чубей М.С. Решение задач позиционной астрономии с помощью орбитальных средств наблюдений. Диссертация на соискание степени кандидата физ.-мат. наук. ГАО РАН, 2000, С.-Пб., библиотека ГАО, 147 с.
2. Толчельникова С.А. Формулы учета звездной аберрации при переходе от истинных координат к видимым.— Изв. ГАО, № 214, 2000, с. 422-428.
3. Паренаго П.П. Курс звездной астрономии. 1954, М., Гостехиздат, 476 с.
4. The HIPPARCOS Mission. Pre-launch status, vol. III, 1989, ESA SP-1111.
5. Jahreis H., Wielen R. Hipparcos and Nearby Stars. Astron. Ges., Abstr.Ser., 1997, № 12, p. 43.
6. Киселев А.А., Калиниченко О.А., Быков О.П. Тригонометрические параллаксы двенадцати визуально-двойных звезд по наблюдениям в Пулковке на 26'' рефракторе. – Изв. ГАО № 208, с. 9-16.
7. Толчельникова С.А. Евклидова геометрия как метод определения звездных расстояний – в настоящем сборнике.
8. Мурри С.А. К вопросу о месте геометрии в естествознании. В сб.: Проблемы пространства, времени, движения, 1997, т. I, С.-Пб., Искусство России, с.115-131.
9. Каган В.Ф. Очерки по геометрии, 1963, Изд. МГУ, 571 с.
10. Jenkins Luise F. The General Catalogue of Trigonometric Stellar Parallaxes, 1952, Yale and A Preliminary Version (1991) by William F. van Altena, John Truen-liang Lee and E. Dorrit Hoffleit Yale University Observatory, New Haven, Connecticut 06511 U.S.A.

On the Question of Methods for Determination of Stellar Parallaxes in the Project Stereoscope-A

Tolchelnikova S.A.

Annual stellar parallaxes obtained by means of absolute and relative methods, are compared and preferences are discussed of using both methods (absolute and relative) for synchronized observations from both ends of cosmic baseline in Stereoscope-A project. Some terms and fundamental importance of observatories' (author's) parallaxes are considered.

ЕВКЛИДОВА ГЕОМЕТРИЯ КАК МЕТОД ОПРЕДЕЛЕНИЯ ЗВЕЗДНЫХ РАССТОЯНИЙ

Толчельникова С.А.

Убедившись в тщетности попыток доказать пятый постулат Евклида, математики XIX века поставили вопрос о возможности особой (неевклидовой) геометрии звездного пространства (Astralgeometrie, по Швейкарту). Лобачевский анализировал значения звездных параллаксов с целью определения нижней границы для кривизны пространства. Мнение о недостаточной точности инструментов для определения кривизны высказывалось в XX веке.

*Показано, что при любой, сколь угодно высокой, точности наблюдений астрономы **вынуждены** использовать евклидову геометрию при выводе тригонометрических параллаксов звезд, служащих фундаментом для определения расстояний до более далеких объектов Вселенной. Рассмотрена одна из причин, побудивших физиков считать геометрию Вселенной зависимой от «поведения» светового луча.*

Определение расстояний до таких объектов Вселенной, чьи параллаксы столь малы, что не могут быть измерены, основывается на расстояниях до сравнительно близких звезд, уже найденных по тригонометрическим параллаксам, и, кроме того, на гипотезах и современных моделях Вселенной ([1], с. 276, 320). Очевидно, изменения в фундаменте приводят к изменениям надстройки, или, как говорят, изменяют «шкалу расстояний» во Вселенной, что не раз происходило в XX веке. Поэтому так важно укрепление фундамента за счет уточнения измерений, о чем мы писали в [2].

Не менее важно и математическое обоснование того метода, который используется для базисных определений. К сожалению, в этом вопросе нет полной ясности, что нашло отражение в обширной литературе XX века, посвященной проблеме «геометрия пространства», или вопросу, «какой геометрии подчиняется Вселенная» – евклидовой, привычной для нас в земных условиях, или какой-то иной.

Как известно, становление неевклидовой геометрии связывается обычно с именами Лобачевского, Бояйи, Гаусса и Римана. Риману принадлежит классификация, разделение геометрий в зависимости от того, какой принимается коэффициент кривизны пространства k . В геометрии параболической (евклидовой) $k = 0$, в гиперболической геометрии (Лобачевского) $k < 0$, в эллиптической геометрии (называемой часто геометрией Римана) $k > 0$. В случае «двумерного пространства» (т.е. плоскости) с постоянным значением кривизны допустимо, в соответствии с указанными геометриями, различать три планиметрии – на плоской поверхности, на псевдосфере и на сфере ([3], с. 35). Эллиптическую планиметрию при $k = \text{const}$ астрономы называют сферической тригонометрией и используют для построений на, так называемой, небесной сфере неопределенного радиуса, расположенной в трехмерном пространстве Евклида.

Хотя модель Вселенной с искривленным пространством получила распространение в XX веке, идея о том, что в звездном мире «может господствовать» иная, неевклидова геометрия, появилась в математической литературе XIX века, причем по времени это случилось ранее первых точных определений звездных параллаксов. У математиков эта идея возникла как следствие многовековых безуспешных поисков доказательства постулата Евклида о параллельных ([4], с 21–69).

В XVIII веке математики пришли к выводу о невозможности доказать постулат, что приводило к мысли о возможности его замены. Например, геометр Швейкарт в 1817 г. высказал предположение, что в пространстве господствует «звездная геометрия» ([4], с 153–154). Гаусс в письме Шумахеру от 28 ноября 1846 г. писал: «В последнее время я имел случай прочитать небольшое сочинение Лобачевского. Оно содержит основания геометрии, которая должна бы существовать, и строгое последовательное развитие которой должно было бы иметь место, если бы евклидова геометрия не была истинной. Некто Швейкарт назвал такую геометрию звездной (Astralgeometrie). Лобачевский называет ее “воображаемой геометрией”. Вы знаете, что я уже 54 года (с 1792) имею те же убеждения» ([5], с.21).

В письме к Тауринусу (1824 г.) Гаусс писал: «Если бы неевклидова геометрия была истинна и упомянутая выше постоянная [абсолютная мера длины, связанная с кривизной пространства, С.Т.] находилась бы в определенном отношении к таким величинам, которые доступны нашему измерению на небе или на земле, то ее можно было бы определить a posteriori. Я поэтому иногда в шутку высказывал желание, чтобы евклидова геометрия не была истинной, потому что мы тогда имели бы a priori абсолютную меру длины» ([5], с 155).

Как известно, в геометрии Римана сумма углов треугольника больше 180° на величину, называемую сферическим избытком, в геометрии Лобачевского сумма углов треугольника меньше 180° на величину, называемую дефектом.

Лобачевский, полагавший, что природа «хранит все истины», обратился за ответом на вопрос о геометрии звездного мира к результатам астрономических наблюдений. Постулат Евклида он заменил предположением о том, что перпендикуляры к прямой (в данном случае ее представляет базис – диаметр земной орбиты), должны разойтись, и расхождение станет заметным на расстоянии, зависящем от кривизны пространства, k . Лобачевский полагал, что из-за отрицательной кривизны, параллакс даже самой далекой звезды окажется больше некоторой постоянной величины, зависящей от k , определение k позволит получить абсолютную меру длины.

Используя значения параллаксов звезд, которые он заимствовал из публикации французского любителя астрономии Дасса-Монтдандье, Лобачевский пытался определить нижнюю границу для кривизны, зависящую от дефекта треугольников, ω . В его геометрии искомый дефект и параллаксы звезд связаны следующим соотношением:

$$\omega = 2\pi \sin^2 \frac{x}{2}, \text{ где } \sin x = \frac{\sin \pi'}{\sin \pi} \sqrt{\frac{\cos 2\pi}{\cos 2\pi'}}.$$

Здесь π и π' значения параллаксов соответственно для ближайшей и наиболее далекой звезды.

Поскольку параллакс самой близкой звезды равен примерно $0.7''$, будем считать π постоянным. Тогда из формулы следует: чем меньше значение π' , тем меньше и возможное значение дефекта ω . Значит, если исходить из значения наименьшего параллакса конца XIX века, а затем из современного наименьшего значения, то граница, за которой ощутимы отклонения от евклидовой геометрии, все дальше и дальше отодвигается от наблюдателя.

Неудачные попытки Лобачевского найти дефект космических треугольников из анализа параллаксов, описаны в статьях [6, 7]. Единственный вывод, который может быть сделан из подобных изысканий, заключается в том, что дефект все время будет уменьшаться, несмотря на то, что определяемые расстояния увеличиваются, поскольку астрономы получают возможность определять углы, все более и более приближающиеся к нулю.

Таким образом, исторической практикой отвергается геометрия Лобачевского в качестве метода, для определения звездных параллаксов. Тот факт, что астрономы при определениях еще больших расстояний иными методами, опираются на параллаксы сравнительно близких звезд, найденные по законам геометрии Евклида, свидетельствует о признании этой геометрии **единственной основой для познания расстояний во Вселенной**.

Пытаясь найти из измерений абсолютную меру длины, Гаусс обратился к опыту геодезистов ([6], с. 418–419). Они измеряют треугольники на поверхности Земли ($k > 0$). Если измерить все углы в достаточно большом треугольнике, то появляется возможность проверить, соответствует ли сферический избыток тому значению кривизны, которая характерна для данного участка эллипсоида. Гаусс убедился, что после редукции на плоскость сумма углов земного треугольника оказывается равной 180° .

Рассмотрим космический треугольник, вершинами которого являются звезда и два положения наблюдателя на разных концах земной орбиты (треугольник АТТ' на рис.1 в статье [2]). Из наблюдений астрономы получают информацию, удовлетворяющую условию, необходимому и достаточному для решения плоского треугольника, но, поскольку они не могут измерить ни одного избыточного элемента, задача становится неразрешимой при введении дополнительного неизвестного – избытка или дефекта. Таким образом, кривизна и абсолютная мера длины не могут быть выведены из наблюдений, или определены *a posteriori*, говоря словами Гаусса.

Развитием идей Лобачевского, а затем Римана занимались математики; астрономы, определявшие расстояния до звезд, не уделяли им внимания. Математик В.Ф.Каган писал: «Лобачевский производил астрономические наблюдения, которые не могли, однако, дать решающего результата, как он считал вероятным, за недостаточной точностью инструментов» ([8], с.285). Н.И. Идельсон был первым из астрономов, кто, интерпретируя эти астрономические изыскания Лобачевского, объяснил их бесплодность невозможностью измерения угла при звезде ([6], с.420). Идельсон полагал, что именно анализ значений звездных параллаксов с целью определения кривизны пространства побудил Лобачевского назвать свою геометрию «воображаемой».

Современный опыт подтверждает, что «мечты» Гаусса и Лобачевского об отыскании абсолютной меры длины, несостоятельны. Вместе с тем, **гипотетическая** прежде идея об искривленности пространства Вселенной, в течение XX века набирала сторонников и даже вошла в элементарные учебники, повысив свой статус до «теории» замкнутой Вселенной с искривленным пространством.

В.Ф.Каган писал в 1945 году: «В последнее время все чаще высказываются предположения, что действительная геометрия космоса не евклидова (Эйнштейн, Эддингтон). При этом есть основания предполагать, что это геометрия эллиптическая (риманова), а не гиперболическая. Нужно, однако, сказать, что... требуется еще тщательная проверка» ([5], с. 112).

Мнение Эйнштейна по этому поводу следующее: «Из последних результатов теории относительности представляется вероятным, что наше трехмерное пространство является приблизительно сферическим, т.е. что законы расположения в нем твердых тел определяются не евклидовой геометрией, а приближенно описываются сферической геометрией, если только рассматривать области достаточно большой протяженности» ([9], с. 91).

Из каких *наблюдений* можно определить кривизну пространства Вселенной? К ответу на этот вопрос XX век не добавил ничего нового по сравнению с веком XIX.

Действительно, вместо гиперболической геометрии к космосу предлагается применить эллиптическую геометрию, но из измерений нельзя вывести избытка, также как и дефекта, поскольку нет возможности измерить третий угол в звездных треугольниках. Поэтому, как только более далекие расстояния становятся доступными измерению, они расширяют ту область, для которой кривизна признается незначительной и где неевклидова геометрия провозглашается «совпадающей с евклидовой». Остается признать: как бы далеко ни продвинулись астрономы в измерениях расстояний, определить кривизну они не смогут, хотя останется возможность утверждать, что гипотетическая кривизна, вероятно, обнаружится на следующем этапе, когда достигнут еще больших расстояний.

Можно, конечно, слепо верить в четвертое измерение, куда искривляется наше трехмерное пространство. Но невозможность практического определения значения кривизны должна была бы поколебать приверженность физиков-экспериментаторов к модели Вселенной с искривленным пространством. Если приверженность сохранилась, то, не последнюю роль в этом сыграли неточные представления физиков о методах, которыми пользуются астрономы при определении расстояний.

Например, В.А.Фок пишет о способах определения расположения тел в пространстве: «В принципе эти способы основаны, кроме гипотезы о применимости евклидовой геометрии к реальному физическому пространству, на двух предположениях: о существовании твердых тел и о прямолинейности распространения света. В самом деле, чтобы найти положение удаленного предмета, необходимо отмерить твердым жезлом определенный базис (в смысле обычной триангуляции) и засечь при помощи лучей света направления на предмет из разных точек этого базиса. Предполагая лучи света прямолинейными, можно вычислить тогда по законам евклидовой геометрии расстояние до предмета» ([10], с.18).

Посмотрим, опираются ли астрономы на закон распространения света.

Измеряя углы, прилегающие к базису (внутренние в треугольнике АТТ'. либо их дополнения до 90° — рис.1 в [2]), они пользуются **направлениями** на место звезды, или её проекцию на небесную сферу. Направление кривым быть не может. В результате астрономы получают возможность выразить расстояния до звезд, т.е. высоту параллактического треугольника, в тех же единицах, в которых измерен базис — в астрономических единицах или в километрах, и, кроме того, в параллаксах. Последняя единица связывает линейную меру с угловой, она имеет смысл только при указании места наблюдения, также как и *видимые* размеры объектов. Параллакс — это мера «субъективная», с точки зрения физики, предпочитающей отношения, не зависящие от наблюдателя; значения расстояний, представленные в *а.е.* или в километрах выражают объективные *отношения* между линейными размерами.

От указанных единиц можно перейти к мере, более привычной для физиков, — световому году, но *тогда придется допустить, что свет распространяется прямолинейно с известной нам скоростью*. В XVI веке О. Рёмером было найдено значение скорости света по наблюдениям затмений спутника Юпитера, и долгое время принятое к употреблению значение скорости света определялось астрономами из наблюдений в пределах Солнечной системы. Однако в XX веке общепринятым стало значение «с» для вакуума, полученное из физических экспериментов в земных условиях. Можно считать это значение проверенным в пределах Солнечной системы, поскольку оно использовалось при определениях астрономической единицы и расстояний до близких планет и Луны, когда существенных расхождений с эфемеридами не обнаружили [11]. К сожалению, нельзя было ввести в качестве неизвестного наряду с искомыми расстояниями, также и скорость света, поскольку

задача стала бы неразрешимой — система решаемых уравнений оказалась бы недоопределенной.

Мы не утверждаем, что за пределами Солнечной системы свет распространяется как-то иначе, нежели в тех областях, где возможно проверить его «поведение». Напротив, есть основание для экстраполяции; но даже, если бы его не было, иного выхода, кроме экстраполяции, у нас нет, если мы хотим выразить звездные расстояния в световых годах. Итак, выражая звездные расстояния в световых годах, астрономы, действительно, опираются на определенные гипотезы о свойствах света и среды, где он распространяется, но эти гипотезы не нужны, когда используются другие единицы измерения длины, выше указанные.

В том, что астрономы опираются на геометрию Евклида, нельзя не согласиться с Фоком, но для этого *не требуется предположения о существовании абсолютно твердых тел в Природе*.

Мы писали в [12], что геометрия родилась из измерений на твердых телах и опытов с твердыми телами. С появлением более точных средств измерений не оказалось такого природного или искусственного тела, которое было бы тождественно абсолютно твердому телу – геометрическому идеалу. Поскольку свойства идеала были познаны, они оказались полезны для широкой практики. Например, они позволяют без трудоемких измерений, либо существенно сокращая их, сравнивать различные тела с геометрическим идеалом и создавать модели различных тел и природных образований. Можно сказать, что идеально твердое тело отражает общие свойства квази-твердых тел, не совпадая вполне точно ни с одним из материальных тел; сравнение с идеалом позволяет выявить индивидуальные черты.

При переходе от изучения движений проекций на небесной сфере, к изучению движений тел в пространстве астрономы должны были распространить геометрию твердых тел на пространство, в котором могли бы двигаться твердые, непроницаемые тела. Поэтому законы расположения в пространстве твердых тел опираются на евклидову геометрию, а не «приблизженно описываются сферической геометрией», как это представляется вероятным Эйнштейну ([9], с.91).

В ходе исторического развития геометрия из эмпирической науки превратилась в **метод познания Природы**. Появление неевклидовых геометрий равнозначно появлению новых методов. Рассуждая о том, какова геометрия пространства, Пуанкаре отдал предпочтение евклидовой геометрии. Он писал, что геометрия такая, какая нам удобна и проста ([3], с. 41). К этому можно добавить, что, поскольку речь идет об определении расстояний тел во Вселенной, геометрия Евклида – не только более удобный, но и единственно возможный метод, т.к. только она позволяет решать космические треугольники непосредственно по измерениям, без использования гипотез, неподдающихся проверке.

ЛИТЕРАТУРА

1. Паренаго П.П. Курс звездной астрономии, 1954, М., Гостехиздат, 476 с.
2. Толчельникова С.А. К вопросу о методике определения звездных параллаксов в проекте Стереоскоп-А – в настоящем сборнике.
3. Пуанкаре А. О науке, 1983, М., Наука, 560 с.
4. Каган В.Ф. Лобачевский и его геометрия, 1955, М., ГИЕТЛ, 312 с.
5. Каган В.Ф. Вступительные статьи и Примечания. В кн.: Н.И.Лобачевский. Геометрические исследования по теории параллельных линий, 1945, М.-Л., АН СССР, 176 с.
6. Идельсон Н.И. Этюды по истории небесной механики, 1975, М., Наука, 496 с.

7. Брылевская Л.И. Исследования геометрии пространства Вселенной в работах Н.И.Лобачевского. В сб.: *Астрономия и история науки*, 1999, С.-Пб, Искусство России, с. 27-31.
8. Каган В.Ф. *Очерки по геометрии*, 1963, Изд МГУ, 571 с.
9. Эйнштейн А. *Собрание сочинений в 4-х томах*, т.2, 1965, М., Наука, 878 с.
10. Фок В.А *Теория пространства, времени, тяготения*, 1955, М., ГИТТЛ, 504 с.
11. Толчельникова С.А. Радарные наблюдения Венеры как практическая проверка СТО.— *Известия ВУЗов «Геодезия и аэросъемка»*, 2001, № 6, с.85–104.
12. Мурри С.А. К вопросу о месте геометрии в естествознании. В сб.: *Проблемы пространства, времени, движения*, т.1, 1997, С.-Пб., Искусство России, с. 115–131.

Euclidean Geometry as a Method for Determination of Stellar Distances

Tolchelnikova S.A.

Becoming convinced of futility of their efforts to prove 5th postulate of Euclid, mathematicians of XIX century decided that geometry of Space might be non-Euclidean (Astralgeometrie, according Schweikart). Lobachevski analyzed the values of stellar parallaxes in order to determine the lower bound of space curvature. In XX century the idea was defended that instruments are not enough accurate to discover the curvature.

Euclidean geometry is shown to be the only possible method for determination of stellar parallaxes whatever high might become the accuracy of observations; trigonometric parallaxes form the foundation for determinations of distances to remote objects in the Universe. One of the causes is indicated which impelled physicists to consider geometry of the Universe dependent on “behavior” of the light ray.

ИССЛЕДОВАНИЕ И УЧЕТ СИСТЕМАТИЧЕСКИХ ОШИБОК, СВЯЗАННЫХ С ВЛИЯНИЕМ КОМЫ ОБЪЕКТИВА, ПРИ ПОСТРОЕНИИ КАТАЛОГА PUL-3

Ховричев М.Ю.

Данное исследование связано с построением каталога положений и собственных движений 59600 звезд до 16.5 звездной величины, которое ведется в Пулковской обсерватории. Наблюдательным материалом для этой работы являются результаты пулковских фотографических наблюдений, выполненных в рамках плана А.Н. Дейча. В качестве опорного каталога использовался ГУСНО-2.

В работе анализируются два метода оценивания параметров комы и результаты численного моделирования влияния комы на положения звезд, определяемые по фотографическим наблюдениям. Оценены параметры комы для объектива пулковского нормального астрографа ($1.6 \text{ mas} \cdot \text{mag}^{-1} \cdot \text{mm}^{-1}$ - коэффициент комы, 11.3^m - нуль-пункт). Показано, что найденные параметры позволяют получить улучшение точности координат звезд до 40 mas для отдельных групп звезд.

1. Методы оценивания параметров комы

В работах [1], [2], [3] сделан вывод о наличии у объектива пулковского нормального астрографа ($D = 330 \text{ mm}$, $F = 3467 \text{ mm}$) небольшой комы. Высокая точность координат опорных звезд, взятых из каталога ГУСНО-2, дает возможность надежно оценить параметры комы и исключить ее влияние на положения определяемых звезд.

Известно, что кома проявляет себя тем, что смещает центр почернения на фотоэмульсии в радиальном направлении в зависимости от расстояния до оптического центра и звездной величины объекта.

Исследование систематических ошибок, связанных с влиянием комы, выполнялось на основе изучения поведения разностей идеальных тангенциальных координат звезд (ξ , η) ГУСНО-2, вычисленных по данным каталога ГУСНО-2 и экваториальным координатам оптического центра, и их оценок ($\tilde{\xi}$, $\tilde{\eta}$), полученных с помощью известных постоянных пластинки. В явном виде эти разности выглядят так:

$$\Delta\xi = \xi - \tilde{\xi}, \quad \Delta\eta = \eta - \tilde{\eta}.$$

Влияние комы в направлении осей ξ и η может быть представлено соотношениями:

$$\Delta\xi = c_{\xi} \tilde{\xi} (\text{mag} - \text{mag}_0), \quad \Delta\eta = c_{\eta} \tilde{\eta} (\text{mag} - \text{mag}_0).$$

С целью более корректной оценки параметров комы разности были выровнены по группам в соответствии с расположением звезды на пластинке (координатами $\tilde{\xi}$, $\tilde{\eta}$) и звездной величиной. Первоначально все звезды были разбиты на 7 групп по блеску: первая группа все звезды ярче 8.5^m , далее 5 групп с шагом 1^m , последняя группа все звезды слабее 13.5^m .

Для определения параметров комы применялись два способа.

1.1 Первый способ (оценка комы в направлениях осей ξ и η)

Звезды для каждой из семи полученных групп были разбиты на 36 наборов в зависимости от положения на пластинке. Рабочее поле пластинки было поделено на квадраты со стороной 20 mm от -60 mm до 60 mm по обеим осям. Каждая из звезд была отнесена к одному из 36-ти наборов в зависимости от того, в каком из квадратов была расположена данная звезда.

В дальнейшем каждый из таких наборов трактовался как фиктивная звезда, координаты которой получались как средние значения координат всех звезд набора, звездная величина – как средняя звездная величина звезд набора, разности по обеим осям как средние значения разностей по соответствующим осям.

Таким образом, в результате мы имели максимум 252 фиктивные звезды с осредненными параметрами. Полученные данные использовались для составления условных уравнений вида:

$$\overline{\Delta\xi} = c_\xi \overline{\xi} (\overline{mag} - mag_0), \quad \overline{\Delta\eta} = c_\eta \overline{\eta} (\overline{mag} - mag_0).$$

В идеальном случае коэффициенты комы в этих уравнениях должны быть одинаковы, однако уравнения решались отдельно, чтобы проверить это равенство.

Условные уравнения решались методом наименьших квадратов. Каждое уравнение получало вес в зависимости от числа звезд, использованных для формирования каждого уравнения $P = N/N_{max}$, где N – число разностей, участвовавших в образовании $\overline{\Delta\xi}$, $\overline{\Delta\eta}$. В результате оценивались параметры комы c_ξ , c_η , mag_0 .

1.2 Второй способ (оценка комы в радиальном направлении)

Этот способ выравнивания разностей во многом аналогичен первому, отличие состоит в том, что используются радиальные составляющие разностей, и выравнивание производится по радиальным зонам. Каждая из семи групп, сформированных в зависимости от блеска звезд, разбивается на 6 наборов в зависимости от расстояния до оптического центра пластинки от 0 mm до 60 mm с шагом 10 mm . Для каждой звезды в полученном наборе вычисляется радиальная компонента разности:

$$\Delta r = (\tilde{\xi}\Delta\xi + \tilde{\eta}\Delta\eta) \cdot (\tilde{\xi}^2 + \tilde{\eta}^2)^{-\frac{1}{2}}.$$

Полученные разности обрабатываются с использованием алгоритма, который в первом способе применялся для разностей $\Delta\xi$, $\Delta\eta$. Таким образом, на основе результатов выравнивания строились условные уравнения вида:

$$\overline{\Delta r} = c_r \overline{r} (\overline{mag} - mag_0),$$

где $\overline{r} = \sum_{i=1}^N \sqrt{\tilde{\xi}_i^2 + \tilde{\eta}_i^2}$, N – число звезд в наборе.

Полученные уравнения решались методом наименьших квадратов с весами. Веса назначались так же, как и в первом способе. В результате оценивались параметры комы c_r , mag_0 .

2. Численное моделирование влияния комы на координаты звезд

Для проверки методов оценивания параметров комы были выполнены редукции с использованием фиктивных звезд. Массивы экваториальных, тангенциальных и измеренных координат фиктивных звезд были заданы следующим образом:

1. Фиктивные звезды равномерно распределены по всему рабочему полю пластинки ($120 \text{ mm} \times 120 \text{ mm}$). На квадрат со стороной 5 mm приходится одна звезда. Всего 576 фиктивных звезд.
2. Из всех фиктивных звезд 64 рассматриваются как опорные. Они равномерно распределены по пластинке (1 звезда на квадрат со стороной 15 mm).
3. Экваториальные координаты всех звезд вычислены с использованием оптического центра: $A_0 = 0^\circ$, $D_0 = 0^\circ$. При этом прямоугольные координаты фиктивных звезд рассматриваются как тангенциальные.
4. Измеренные координаты фиктивных звезд получаются при внесении в их прямоугольные координаты случайных ошибок, имеющих нормальное распределение со стандартом $\sigma = 3 \mu\text{m}$.
5. Каждой звезде была присвоена звездная величина так, чтобы распределение фиктивных звезд по звездным величинам совпадало с распределением по блеску опорных звезд каталога ТУСНО-2, которые используются при редукциях реальных пластинок.
6. Для каждой звезды вычислялись поправки, моделирующие влияние комы, согласно выражению:

$$\Delta x = c_x x(\text{mag} - \text{mag}_0), \quad \Delta y = c_y y(\text{mag} - \text{mag}_0).$$

Здесь x, y – измеренные координаты звезд, $c_x = c_y = 0.0016 \text{ arc sec} \cdot \text{mm}^{-1} \cdot \text{mag}^{-1}$, а $\text{mag}_0 = 11.2^m$ (данные параметры комы были найдены в результате предварительных исследований [4]).

Таким образом, было сформировано два набора из 10 фиктивных пластинок каждый. При редукции пластинок второго набора тангенциальные координаты опорных звезд вычислялись для оптического центра, смещенного на $10'$ по склонению, с целью изучения влияния на оценивание параметров комы ошибок, связанных с неточностью принятого значения экваториальных координат оптического центра.

Редукции выполнены методами шести и восьми постоянных, с целью исследовать зависимость параметров комы от метода редукции. Полученные разности $\Delta\xi = \xi - \tilde{\xi}$, $\Delta\eta = \eta - \tilde{\eta}$ использовались при оценивании параметров комы.

Результаты вычислений, выполненных первым и вторым способами, представлены в таблицах 1 и 2 соответственно. Решения 1, 2, 5, 6 получены при использовании для редукций метода шести постоянных, решения 3, 4, 7, 8 - при использовании метода восьми постоянных. В решениях 1, 3, 5, 7 веса не назначались, для решений 2, 4, 6, 8 назначались веса как это описано в разделе 1.1. Решения 1 - 4 осуществлялись при отсутствии сдвига оптического центра, в решениях 5 - 8 применялся сдвиг оптического центра на $10'$ по склонению.

Данные таблиц 1 и 2 позволяют говорить о том, что предложенные способы позволяют выявить наличие систематических ошибок связанных с влиянием комы и надежно определить параметры комы. Наиболее уверенно определяется коэффициент

комы. Значение нуль-пункта, найденное в результате вычислений, согласуется с заданным при моделировании (11.2^m) в пределах ошибок оценивания.

Результаты решений показывают, что метод редукции и наличие ошибки определения оптического центра до $10'$ практически не оказывают влияния на значения параметров комы.

Таким образом, проведенное численное моделирование подтверждает правомерность применения первого и второго способов оценивания параметров комы для реальных пластинок.

Таблица 1. Результаты оценивания параметров комы при численном моделировании, полученные первым способом (c_ξ , c_η – коэффициенты комы для соответствующих осей, σ_{c_ξ} , σ_{c_η} – ошибки коэффициентов комы, mag_0 – нуль-пункт комы, σ_{mag_0} – ошибка нуль-пункта комы, $\sigma_{I\xi}$, $\sigma_{I\eta}$ – ошибки единицы веса).

Решение	c_ξ	σ_{c_ξ}	c_η	σ_{c_η}	mag_0	σ_{mag_0}	$\sigma_{I\xi}$	$\sigma_{I\eta}$
	$mas \cdot mag^{-1} \cdot mm^{-1}$						mas	
1	1.6	0.1	1.7	0.1	11.7	0.4	56	54
2	1.5		1.7		11.7		23	26
3	1.5		1.7		11.7		55	55
4	1.5		1.7		11.7		23	26
5	1.6	0.1	1.5	0.1	12.0	0.6	90	80
6	1.5		1.5		12.0	0.7	41	36
7	1.7		1.7		11.6	0.4	59	73
8	1.6		1.6		11.5	0.5	25	28

Таблица 2. Результаты оценивания параметров комы при численном моделировании, полученные вторым способом (c_r – коэффициент комы, σ_{c_r} – ошибка коэффициента комы, mag_0 – нуль-пункт комы, σ_{mag_0} – ошибка нуль-пункта комы, σ_{I_r} – ошибка единицы веса).

Решение	c_r	σ_{c_r}	mag_0	σ_{mag_0}	σ_{I_r}
	$mas \cdot mag^{-1} \cdot mm^{-1}$				mas
1	1.7	0.1	11.6	0.5	35
2	1.7		11.7	0.4	10
3	1.7		11.6	0.5	34
4	1.7		11.7	0.4	10
5	1.6	0.1	12.0	0.5	34
6	1.6		12.0	0.4	12
7	1.7		11.6	0.4	30
8	1.6		11.7	0.4	11

3. Оценивание параметров комы для реальных пластинок

Чтобы как можно надежнее отделить влияние комы от действия других систематических ошибок, которые заметны при достаточно больших зенитных расстояниях, в качестве материала для исследования комы использовались площадки в пулковской зенитной зоне $\delta = 59^\circ \pm 5^\circ$ (это 1840 звезд в 9 площадках). Фотографическая звездная величина звезд была определена в Пулкове [5].

Результаты вычислений представлены в таблицах 3 и 4. Решения выполнялись как для I и II эпох отдельно, так и совместно. Во всех случаях назначались веса пропорциональные числу звезд в данном квадрате или кольцевой зоне (см. раздел 1.1).

Таблица 3. Результаты оценивания параметров комы для пластинок пулковской зенитной зоны, полученные первым способом (c_ξ , c_η – коэффициенты комы для соответствующих осей, σ_{c_ξ} , σ_{c_η} – ошибки коэффициентов комы, mag_0 – нуль-пункт комы, σ_{mag_0} – ошибка нуль-пункта комы, $\sigma_{l\xi}$, $\sigma_{l\eta}$ – ошибки единицы веса).

Эпоха	c_ξ	σ_{c_ξ}	c_η	σ_{c_η}	mag_0	σ_{mag_0}	$\sigma_{l\xi}$	$\sigma_{l\eta}$
	$mas \cdot mag^{-1} \cdot mm^{-1}$						mas	
I эпоха	1.3	0.2	1.6	0.3	11.3	1.8	53	64
II эпоха	1.8	0.2	1.8	0.2	11.4	1.5	58	59
I и II эпохи	1.6	0.2	1.7	0.2	11.4	1.3	43	47

Таблица 4. Результаты оценивания параметров комы для пластинок пулковской зенитной зоны, полученные вторым способом (c_r – коэффициент комы, σ_{c_r} – ошибка коэффициента комы, mag_0 – нуль-пункт комы, σ_{mag_0} – ошибка нуль-пункта комы, σ_{l_r} – ошибка единицы веса).

Эпоха	c_r	σ_{c_r}	mag_0	σ_{mag_0}	σ_{l_r}
	$mas \cdot mag^{-1} \cdot mm^{-1}$				mas
I эпоха	1.4	0.2	11.3	1.5	40
II эпоха	1.8	0.2	11.3	1.0	33
I и II эпохи	1.6	0.1	11.3	1.0	29

На основе решений, приведенных в таблицах 3 и 4, были получены средневзвешенные значения параметров комы:

$$c = 0.0016 \pm 0.0002 \text{ arc sec} \cdot mag^{-1} \cdot mm^{-1}, \quad mag_0 = 11.3^m \pm 1.2^m.$$

4. Исключение комы

В результате обработки всего имеющегося наблюдательного материала, для всех звезд были найдены оценки их тангенциальных координат $\tilde{\xi}$, $\tilde{\eta}$. Для большинства звезд известны значения фотографической звездной величины [5].

Тангенциальные координаты звезд были исправлены за кому путем введения поправок согласно соотношениям:

$$\tilde{\xi}_{coma} = \tilde{\xi} + c\tilde{\xi}(mag - mag_0), \quad \tilde{\eta}_{coma} = \tilde{\eta} + c\tilde{\eta}(mag - mag_0).$$

Новые тангенциальные координаты звезд использовались для определения внешних ошибок координат звезд по отношению к каталогу ТУСНО-2 (эти данные для I и II эпох содержатся в таблице 5).

Таблица 5. Внешние ошибки координат всех звезд материала до и после учета влияния комы ($\sigma_{\alpha} \cos \delta$ – среднеквадратическая ошибка по прямому восхождению, σ_{δ} – среднеквадратическая ошибка по склонению).

Эпоха	$\sigma_{\alpha} \cos \delta$	σ_{δ}	$\sigma_{\alpha} \cos \delta$	σ_{δ}
	<i>arc sec</i>			
I	0.224	0.249	0.221	0.243
II	0.251	0.271	0.245	0.268
I и II	0.238	0.260	0.233	0.256

Кома наиболее заметно проявляет себя для звезд, блеск которых заметно отличается от значения нуль-пункта комы. Поскольку внешние ошибки координат звезд оценивались по отношению к опорным звездам каталога ГУСНО-2, средняя звездная величина которых составляет 11^m и, что естественно, практически совпадает со значением нуль-пункта комы, улучшение внешней сходимости по всему материалу получилось незначительным (до $6\ mas$). Поэтому, для исследования качества учета комы из всего материала были выделены определенные группы звезд.

Во-первых, образованы две группы по блеску: $5^m < mag \leq 9.5^m$ и $mag \geq 12.5^m$. Во-вторых, каждая из этих групп разделена на 4 подгруппы в зависимости от расстояния r до оптического центра: 1. $0\ mm \leq r < 15\ mm$, 2. $15\ mm \leq r < 30\ mm$, 3. $30\ mm \leq r < 45\ mm$, 4. $45\ mm \leq r < 60\ mm$.

Для каждой группы и подгруппы найдены среднеквадратические ошибки координат звезд. Значения этих величин приводятся в таблице 6.

Таблица 6. Внешние ошибки координат различных групп звезд до и после учета влияния комы.

	Зона	$\sigma_{\alpha} \cos \delta$	σ_{δ}	$\sigma_{\alpha} \cos \delta$	σ_{δ}
		<i>arc sec</i>			
		$5^m < mag \leq 9.5^m$		$mag \geq 12.5^m$	
До учета комы	1	0.233	0.263	0.237	0.253
	2	0.255	0.301	0.243	0.257
	3	0.256	0.299	0.248	0.244
	4	0.282	0.349	0.253	0.272
	все зоны	0.267	0.316	0.247	0.257
После учета комы	1	0.228	0.260	0.236	0.252
	2	0.233	0.294	0.237	0.248
	3	0.223	0.270	0.237	0.235
	4	0.243	0.308	0.243	0.260
	все зоны	0.239	0.289	0.239	0.248

Из данных этой таблицы следует, что до учета комы точность координат звезд ухудшается по мере удаления от оптического центра. Эта тенденция наиболее заметна для звезд первой группы ($5^m < mag \leq 9.5^m$). Улучшение точности для звезд 3-ей и 4-той подгрупп этой группы достигает $40\ mas$. Для звезд второй группы ($mag \geq 12.5^m$), которые относятся к 3-ей и 4-той подгруппам, улучшение составляет $10 \div 12\ mas$.

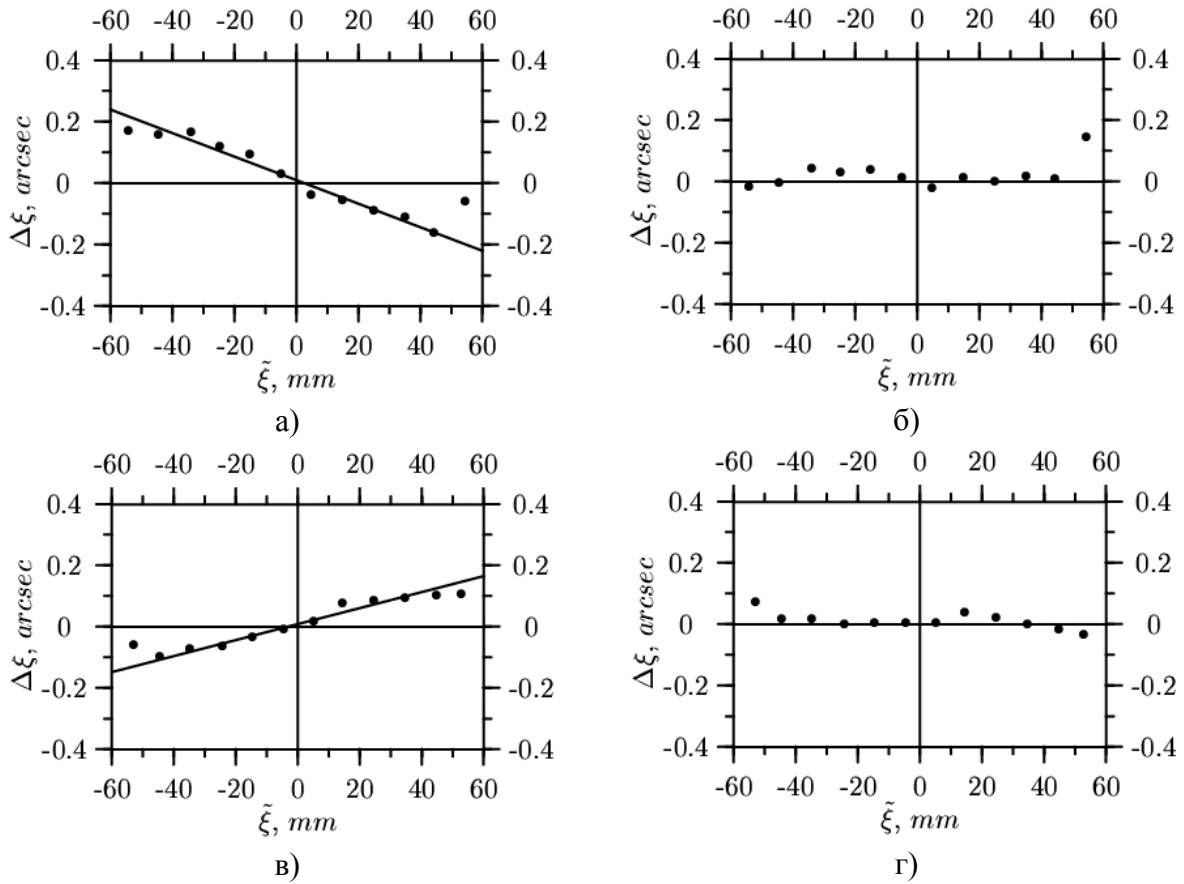


Рис.1. Зависимости $\Delta\xi$ от $\tilde{\xi}$ для разных групп звезд: а) и б) для $8.5^m \leq mag < 9.5^m$, в) и г) для $12.5^m \leq mag < 13.5^m$. Рисунки а) и в) до учета комы, б) и г) после учета комы.

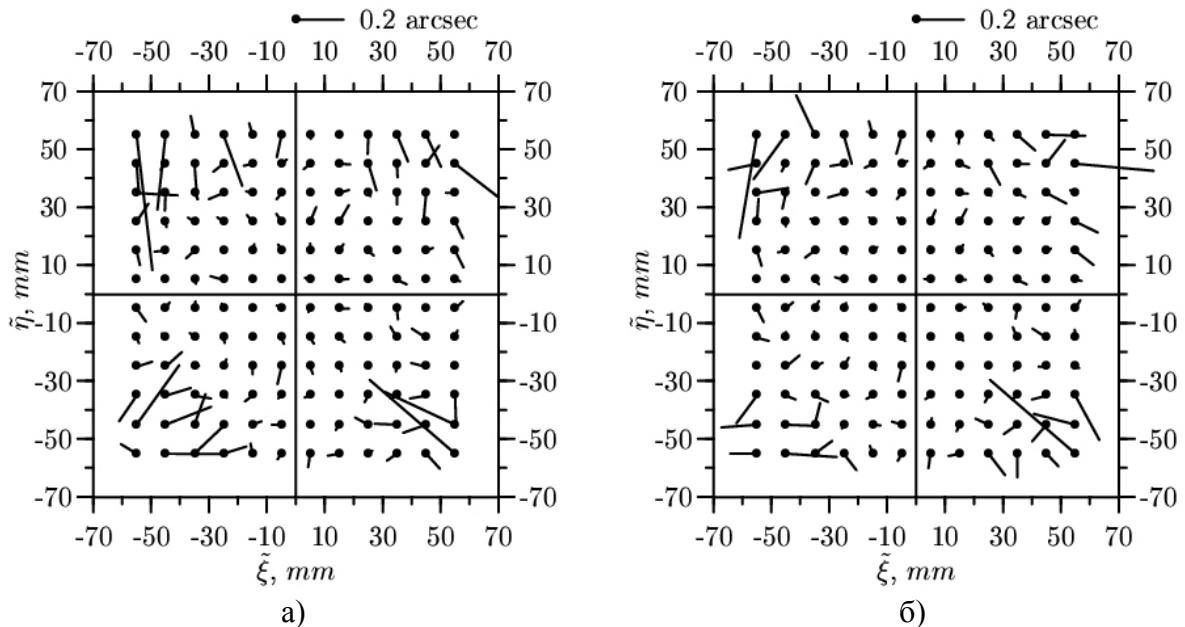


Рис. 2. а) поле остаточных ошибок до учета комы, б) поле остаточных ошибок после учета комы.

О реальности найденных параметров комы и надежности исключения систематических ошибок, связанных с комой свидетельствуют рисунки 1 и 2.

На рисунке 1 показаны зависимости разностей тангенциальных координат звезд $\Delta\xi$ от ξ для двух групп звезд материала. На рисунках 1а) и 1б) представлены зависимости для звезд, блеск которых лежит в пределах от 8.5^m до 9.5^m , на рисунках 1в) и 1г) – для звезд, имеющих блеск в диапазоне от 12.5^m до 13.5^m .

Каждая точка на графиках получена как результат осреднения большого числа отдельных разностей $\Delta\xi$ (от 50 до 1200).

Представлены зависимости $\Delta\xi$ от ξ как до учета комы (рис. 1а) и 1в)), так и после ее исключения (рис. 1б) и 1г)).

На рисунке 2 показаны векторные поля остаточных разностей $\Delta\xi$ и $\Delta\eta$ при наличии комы (рис. 2а)) и после исправления координат звезд за кому (рис. 2б)).

Все рабочее поле было разделено на квадраты со стороной 10 mm . Компоненты каждого вектора представляют собой средние значения разностей вдоль соответствующих осей для звезд, попавших в каждую из площадок. Для образования каждого из векторов использовалось от 5 до 650 разностей.

Сравнение векторных полей позволяет говорить о заметном улучшении координат звезд после исключения комы.

5. Выводы

Анализируя результаты исследований, представленные в данной работе, можно сделать следующие выводы:

- Применение методов численного моделирования ошибок, вызванных комой объектива, дает возможность проконтролировать действие используемых методов при обработке реальных пластинок.
- Объектив пулковского нормального астрографа обладает небольшой комой. Определены значения коэффициента комы $c = 0.0016 \pm 0.0002 \text{ arc sec} \cdot \text{mag}^{-1} \cdot \text{mm}^{-1}$ и нуль-пункта $\text{mag}_0 = 11.3^m \pm 1.2^m$.
- Методы исключения влияния комы объектива на координаты звезд позволяют улучшить получаемые координаты звезд. Улучшение, оцененное по внешней сходимости с каталогом ГУСНО-2, для различных групп звезд от 6 mas до 40 mas .

Литература

1. А.Н. Дейч. К вопросу о влиянии комы на определение фотографического положения объекта на пластинке. // Труды 12-й астрометрической конференции СССР. Ленинград. 1957. С. 351 - 354.
2. Н.В. Фатчихин. Исследование уравнения блеска с дифракционной решеткой в Пулкове // Труды 12-й астрометрической конференции СССР. Ленинград 1957. С. 355 - 368.
3. В.В. Бобылев. Сравнение собственных движений звезд каталогов Pul-2 и TRC. // Изв. ГАО в Пулкове. 2000. № 214. С. 286 - 293.
4. М.Ю. Ховричев. Исследование систематических ошибок наблюдательного материала, использованного при построении каталога Pul-3. // М. 2002. 12с – Деп. в ВИНТИ 11.07.2002. №1298–В2002.

5. Н.М. Бронникова, В.В. Бобылев, Н.А. Шахт, С.А. Усович. О точности определения фотографических величин звезд в площадках с галактиками. // Изв. ГАО в Пулкове. 1997. № 210. С. 250 - 256.

CONSTRUCTION OF THE PUL-3 CATALOGUE: INVESTIGATION AND CORRECTION OF THE COMA-DEPENDENT SYSTEMATIC ERRORS OF THE STAR POSITIONS

Khovritchev M.Yu.

Results of this work are linked with construction of the catalogue of position and proper motions of 59600 faint stars ($12^m \leq mag \leq 16.5^m$) at the Pulkovo Observatory. The x, y data from photographic plates of the Deutsch's plan has been used as observational material. The TYCHO-2 catalogue has been used as reference catalogue. The results of the numerical simulation of the coma-depended errors are analyzed in this work. The coma parameters are determined by two different methods ($c = 0.0016 \pm 0.0002 \text{ arc sec} \cdot \text{mag}^{-1} \cdot \text{mm}^{-1}$ - coma-factor, $mag_0 = 11.3^m \pm 1.2^m$ - coma zero-point) for Pulkovo normal astrograph. We have obtained improvement of the external accuracy from 6 mas to 40 mas for different groups of stars applying these coma parameters.

ИССЛЕДОВАНИЕ И УЧЕТ СИСТЕМАТИЧЕСКИХ ОШИБОК, СВЯЗАННЫХ С НЕОПРЕДЕЛЕННОСТЬЮ ПОЛОЖЕНИЯ ОПТИЧЕСКОГО ЦЕНТРА ФОТОПЛАСТИНОК, ПРИ ПОСТРОЕНИИ КАТАЛОГА PUL-3

Ховричев М.Ю.

Оценивается влияние на координаты звезд систематических ошибок, связанных с неопределенностью положения оптического центра фотопластины. Проведенные численные эксперименты показывают, что для нормального астрографа (поле $2^\circ \times 2^\circ$, $D=330$ мм, $F=3467$ мм) применение метода 6-ти постоянных уместно, если ошибка принятого положения оптического центра меньше $10'$. Предложены два способа вычисления точных экваториальных координат оптического центра пластинки, использование которых приводит к повышению точности редуций.

Необходимость оценить влияние неопределенности положения оптического центра пластинки на получаемые экваториальные координаты звезд возникла в связи с созданием каталога положений и собственных движений 59600 звезд Pul-3 [1]. Редукции пластинок, полученных в ходе реализации плана А.Н. Дейча [2], и являющихся материалом для построения данного каталога производятся методом шести постоянных.

1. Численное моделирование редуций при наличии неопределенности положения оптического центра

Неточное знание координат оптического центра, при использовании метода шести постоянных, может быть одним из источников систематических ошибок [1]. На рисунке 1. показано как распределяются остаточные ошибки редуции, вызванные ошибкой принятого положения оптического центра, в рабочем поле нормального астрографа. Нормальный астрограф Пулковской обсерватории имеет $D=330$ мм, $F=3467$ мм и рабочее поле с радиусом 50 arcmin.

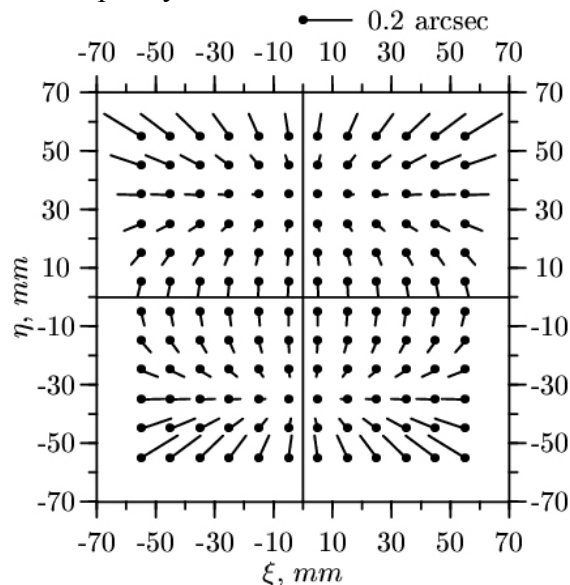


Рис. 1. Поле остаточных ошибок редуции для нормального астрографа при смещении оптического центра по склонению на $10'$ при использовании метода шести постоянных.

Для того чтобы изучить влияние ошибок принятого положения оптического центра на координаты звезд, были произведены редукции с использованием фиктивных звезд. Их экваториальные координаты были заданы с помощью специальной программы. Для тех же звезд были искусственно вычислены фиктивные измеренные координаты, которые имеют случайные ошибки, распределенные по нормальному закону со стандартом $\sigma = 3\mu m$.

Истинные значения экваториальных координат оптического центра были назначены искусственно. В ходе исследований тангенциальные координаты опорных звезд вычислялись при различных положениях оптического центра. В каждом случае производилась редукция фиктивной пластинки методами шести и восьми постоянных.

В моделировании использовано 576 фиктивных звезд, расположенных равномерно по всему рабочему полю нормального астрографа с шагом $5mm$. Из них 64 рассматривались как опорные, они распределены с шагом $15mm$.

В результате редукции для каждого положения оптического центра вычислялись экваториальные координаты определяемых звезд. Их сравнение с истинными (искусственно назначенными) экваториальными координатами тех же звезд, позволило вычислить среднеквадратические ошибки по склонению и прямому восхождению (σ_δ и $\sigma_\alpha \cos \delta$ соответственно).

Результаты вычислений представлены в таблице 1, в первом столбце которой приводится смещение оптического центра по отношению к истинному его положению (смещение производилось по склонению).

Таблица 1. Результаты численного моделирования редукций при смещении оптического центра ($\sigma_{l\xi}, \sigma_{l\eta}$ – ошибки единицы веса, $\sigma_\alpha \cos \delta, \sigma_\delta$ – среднеквадратические ошибки экваториальных координат звезд, p, q – члены наклонности).

метод	6-ти постоянных				8-ми постоянных	
Δ	$\sigma_{l\xi}$	$\sigma_{l\eta}$	$\sigma_\alpha \cos \delta$	σ_δ	p	q
<i>arc min</i>	<i>μm</i>		<i>arc sec</i>		<i>arc min</i>	
0	2.6	2.9	0.180	0.178	3.95	0.37
2.5	2.6	2.9	0.179	0.178	3.95	-2.13
5	2.6	3.0	0.180	0.179	3.95	-4.63
7.5	2.6	3.0	0.181	0.180	3.95	-7.13
10	2.7	3.1	0.184	0.183	3.95	-9.63
15	2.9	3.2	0.194	0.191	3.95	-14.63
20	3.2	3.5	0.207	0.203	3.95	-19.63
25	3.5	3.7	0.224	0.217	3.95	-24.63
30	3.9	4.0	0.243	0.233	3.96	-29.63
При использовании метода 8-ми постоянных для всех Δ : $\sigma_l = 2.8\mu m, \sigma_\alpha \cos \delta = 0.182'', \sigma_\delta = 0.179'', \sigma_p = \sigma_q = 2.6I'$. Истинное положение оптического центра: $A_0 = 0^\circ, D_0 = 0^\circ$. Принятое положение оптического центра: $A = 0^\circ, D = D_0 + \Delta$.						

Учитывая точность измерения фотопластинок на АСКОРЕКОРДЕ (в среднем $2.5-3\mu m$), видно, что при использовании метода 6-ти постоянных ошибка принятого положения оптического центра начинает заметно сказываться на результатах редукции

при $\Delta > 10'$. При меньших значениях этой величины случайные ошибки измеренных координат звезд превосходят уровень ошибок, вызванных неточным знанием координат оптического центра.

Применение метода 8-ми постоянных, на наш взгляд, целесообразно при значительных ($\Delta > 10'$) ошибках определения положения оптического центра. При $\Delta \leq 10'$ точность редукции обоими методами практически одинакова. При этом члены наклонности p и q , характеризующие в нашем случае смещение оптического центра, определяются ненадежно. Так как смещение производилось по склонению параметр p должен быть равен нулю, но, как следует из таблицы, в результате численного моделирования его значение близко к $4'$.

2. Методы вычисления точных экваториальных координат оптического центра

В ходе изучения имеющегося наблюдательного материала было выяснено, что экваториальные координаты оптических центров известны приближенно. Поэтому появилась необходимость вычислять точные экваториальные координаты оптических центров. В рамках данной работы рассматриваются два способа решения этой задачи. Они применяются при определении экваториальных координат звезд каталога Pul-3.

2.1 I способ

Для вычисления экваториальных координат оптического центра первым способом необходимо отобрать опорные звезды в площадке радиусом ρ от оптического центра. Величина ρ должна быть мала, это гарантирует правомерность рассуждений, которые будут приведены ниже. В рамках работы по созданию Pul-3 мы принимаем $\rho = 30'$.

Пусть известны измеренные координаты оптического центра пластинки (x_0, y_0) . Измеренные координаты (x_i, y_i) каждой из отобранных описанным способом опорных звезд приведем к этой точке согласно соотношениям: $X_i = x_i - x_0, Y_i = y_i - y_0$. Это преобразование равносильно переносу начала измеренных координат в оптический центр пластинки.

Для успешной реализации данного метода необходимо чтобы выполнялись равенства:

$$\sum_i X_i = 0, \sum_i Y_i = 0 \quad (1).$$

На практике, для вычисления экваториальных координат оптического центра достаточно, чтобы эти соотношения были справедливы с некоторой заданной точностью ε . Для материала Pul-3 $\varepsilon = 1mm$.

Пусть имеется n звезд. Из их числа необходимо сформировать набор опорных звезд, для которого с точностью до ε выполняются равенства (1). Рассмотрим следующий алгоритм:

1. Если $\left| \sum_i X_i \right| < \varepsilon, \left| \sum_i Y_i \right| < \varepsilon$, формирование набора звезд завершается. В противном случае из имеющегося числа звезд производятся исключения звезды согласно пунктам 2 и 3.
2. Создаются массивы, каждый элемент которых вычисляется согласно:

$$\tilde{x}_i = \frac{1}{n-1} \left(\sum_{j=1}^n X_j - X_i \right), \quad \tilde{y}_i = \frac{1}{n-1} \left(\sum_{j=1}^n Y_j - Y_i \right), \quad r_i = \sqrt{\tilde{x}_i^2 + \tilde{y}_i^2}.$$

Каждый i -ой элемент, первых двух массивов представляет собой среднее значение измеренных координат по каждой из осей при исключенной i -ой звезде.

- Из набора исключается звезда, для которой $r = r_{min}$, и число звезд n уменьшается на единицу. Затем выполняются действия первого пункта алгоритма и так далее.

Вычисление минимального значения массива r дает возможность выбрать из набора именно ту звезду, исключение которой максимально приблизит центр масс звездных изображений к оптическому центру, если рассматривать последние как материальные точки с единичными массами.

Для сформированного с помощью описанного алгоритма набора звезд с заданной точностью выполняются равенства (1). При использовании данного способа в рамках работы по созданию Pul-3 в сформированном наборе в среднем было $10 \div 15$ звезд.

Так как начала измеренных координат (X_i, Y_i) и тангенциальных совпадают, в пределах необходимой точности для определения оптического центра можно считать, что:

$$\sum_i \xi_i = 0, \quad \sum_i \eta_i = 0.$$

Звезды из нашего набора близки к оптическому центру (так как угол ρ мал), значит углы между оптическим центром и любой из выбранных звезд малы. Поэтому тангенциальные координаты звезд в единицах фокусного расстояния (если $\alpha - A$ и $\delta - D$ даны в радианах, $|\delta| < 80^\circ$) можно записать так:

$$\xi = (\alpha - A) \cos \delta, \quad \eta = \delta - D, \quad (2)$$

где A, D экваториальные координаты оптического центра, α, δ - экваториальные координаты звезды. Значит:

$$\sum_i \xi_i = \sum_i (\alpha_i - A) \cos \delta_i = \sum_i \alpha_i \cos \delta_i - A \sum_i \cos \delta_i = 0,$$

$$\sum_i \eta_i = \sum_i (\delta_i - D) = \sum_i \delta_i - nD = 0.$$

Для определения экваториальных координат оптического центра окончательно получаем:

$$A = \frac{\sum_i \alpha_i \cos \delta_i}{\sum_i \cos \delta_i}, \quad D = \frac{1}{n} \sum_i \delta_i.$$

Отметим, что первый способ определения экваториальных координат оптического центра не может быть применен в полярных зонах, так как при $|\delta| > 80^\circ$ не выполняются соотношения (2).

2.2 II способ

Для реализации этого способа необходимо иметь приближенные экваториальные координаты оптического центра. Будем рассматривать их как нулевое приближение (A_0, D_0) . Для построения последующих приближений используются точные измеренные координаты оптического центра (x_0, y_0) .

Рассмотрим алгоритм получения точных экваториальных координат оптического центра:

1. Пусть $A = A_0$, $D = D_0$, ε - точность определения координат оптического центра.
2. Вычислим тангенциальные координаты опорных звезд (ξ_i, η_i) согласно [4], используя A, D .
3. Найдем постоянные пластинки $a_1, b_1, c_1, a_2, b_2, c_2$ из уравнений:

$$\xi_i = a_1 x_i + b_1 y_i + c_1,$$

$$\eta_i = a_2 x_i + b_2 y_i + c_2.$$
4. Используя постоянные пластинки, вычислим тангенциальные координаты оптического центра:

$$\xi_0 = a_1 x_0 + b_1 y_0 + c_1,$$

$$\eta_0 = a_2 x_0 + b_2 y_0 + c_2.$$
5. Вычислим экваториальные координаты оптического центра в следующем приближении A', D' согласно [4].
6. Если угловое расстояние между точками с экваториальными координатами A', D' и A, D меньше ε , то вычисления завершаются, и точные экваториальные координаты оптического центра пластинки принимаются равными A', D' . В противном случае выполняется следующее приближение (все пункты кроме первого).

Практика использования данного способа при построении каталога Pul-3 показывает, что, как правило, вычисления заканчиваются в первом или во втором приближении ($\varepsilon = 1'$).

Для контроля точности вычисления оптического центра были выполнены редукции, как с использованием приближенных экваториальных координат оптического центра, так и с использованием точных значений этих величин, полученных с помощью описанных выше двух способов.

Среднеквадратические ошибки координат звезд (по отношению к каталогу ГУСНО-2), при использовании приближенных экваториальных координат оптических центров до и после применения рассмотренных методов вычисления координат оптических центров пластинок, составляют соответственно: $\sigma_\alpha \cos \delta = 0.296''$, $\sigma_\delta = 0.301''$ и $\sigma_\alpha \cos \delta = 0.254''$, $\sigma_\delta = 0.270''$.

При окончательной редукции пулковских наблюдений использовался второй метод вычисления экваториальных координат оптических центров.

3. Выводы

1. Результаты численного моделирования показывают, что для нормального астрографа при смещении принятого положения оптического центра меньше $10'$ целесообразнее применять метод 6-ти постоянных.
2. Описанные методы позволяют определить точные экваториальные координаты оптического центра по известным измеренным координатам оптического центра и приближенным экваториальным координатам оптического центра с заданной точностью.
3. Применение этих методов при построении каталога Pul-3 привело к улучшению внешней сходимости (по отношению к каталогу ГУСНО-2) до $40mas$.

Литература

1. Хруцкая Е.В, Ховричев М.Ю, Бронникова Н.М. Первые результаты обработки пулковских фотографических пластинок с Галактиками с целью получения координат слабых звезд в системе ICRS. // Proc. of symp. "Extension and Connection of Reference Frames using CCD ground-based Technique". 2001, Nikolaev, Ukraina (в печати).
2. Дейч А.Н. Использование внегалактических объектов для построения абсолютной системы собственных движений звезд. //Доклад на VIII съезде Международного астрономического союза. Рим. 1952. С.3-14. М.
3. Киселев А.А. О влиянии погрешности принятого положения оптического центра на результат редукции астрофотографий. //Изв.ГАО в Пулкове. 1960. N166. С. 165-175. Ленинград.
4. Киселев А.А. Теоретические основания фотографической астрометрии. 1989. М. 260с.

INVESTIGATION AND ACCOUNTING OF SYSTEMATIC ERRORS, DEPENDENT FROM UNCERTAINTY OF THE OPTICAL CENTER OF PHOTOGRAPHIC PLATES, IN CONSTRUCTION OF THE PUL-3 CATALOGUE

Khovritchev M.Yu.

The Pul-3 catalogue of positions and proper motions of 59600 faint stars ($11^m \div 16^m$) in ICRS is constructing in Pulkovo observatory. The x, y data from photographic plates of the Deutsch's plan has been used as observational material. The TYCHO-2 catalogue has been used as reference catalogue.

The results of the numerical modeling of the uncertainty of the optical center determination systematic errors are analyzed in this work.

Two methods for determining celestial position of the optical center of the photographic plate are described. We have used these methods for astrometric reductions of the photographic plates. 40 mas improvement of the external accuracy has been obtained.

УРАВНЕНИЯ БЛЕСКА И ЦВЕТА В ПУЛКОВСКИХ ПЛОЩАДКАХ С ГАЛАКТИКАМИ

Ховричев М.Ю.

Анализируются систематические ошибки координат звезд, зависящие от звездной величины (уравнение блеска) и показателя цвета (уравнение цвета). Показано, что различия систематических ошибок, связанных с блеском и цветом звезд для разных видов фотоэмульсии не значимы. Выявлено различие уравнений блеска для разных зон по склонению. Установлено, что уравнение блеска мало и наиболее заметно для ярких (ярче 9^m) и слабых (слабее 14^m) звезд. Уравнение цвета различается для разных зон по склонению, и, в основном, связано с атмосферной дисперсией. Для определяемых звезд уравнение цвета исключалось с использованием величин B и R из каталога USNO-A2.0. Внесение найденных поправок, как за уравнение блеска, так и за уравнение цвета в координаты звезд приводит к улучшению внешней (по отношению к ГУСНО-2) сходимости до 20 mas в зависимости от блеска и цвета звезд.

1. Уравнение блеска

В результате редукиций пластинок в рамках построения каталога Pul-3 [1] были получены тангенциальные координаты звезд, в которые затем были внесены поправки учитывающие влияние комы объектива пулковского нормального астрографа [2].

В результате были образованы разности вида $\Delta\xi = \xi - \tilde{\xi}_{coma}$, $\Delta\eta = \eta - \tilde{\eta}_{coma}$, где ξ , η – тангенциальные координаты опорных звезд, вычисленные на основе данных опорного каталога и экваториальных координат оптических центров пластинок, $\tilde{\xi}_{coma}$, $\tilde{\eta}_{coma}$ – оценки тангенциальных координат тех же звезд, найденные с использованием измеренных координат, постоянных пластинок и параметров комы.

Зависимость $\Delta\xi$, $\Delta\eta$ от звездной величины исследовалась по опорным звездам. Так как опорные звезды имеют блеск от 6^m до 14.5^m , а звездная величина большинства определяемых звезд каталога Pul-3 лежит в интервале от 13^m до 16.5^m , для исследования были привлечены пар 70 пластинок, снятых с объективной дифракционной решеткой и равномерно распределенных по всем склонениям (от -5° до 85°).

На этих пластинках звездные величины дифракционных спутников первого порядка на 4.2^m больше, чем звездные величины соответствующих им звезд. Это дало возможность анализировать разности $\Delta\xi$, $\Delta\eta$ для всего диапазона звездных величин ($6^m \div 16.5^m$).

При редукициях, координаты звезд, имеющих измеренные дифракционные спутники, определялись как среднее значения, полученные по дифракционным спутникам первого порядка.

1.1 Исследование зависимости уравнения блеска от типа фотоэмульсии

При получении наблюдательного материала, который используется при построении каталога Pul-3, использовались пластинки с разными фотоэмульсиями.

Поэтому возникла необходимость изучить поведение уравнения блеска в зависимости от типа эмульсии.

Все пластинки были объединены в три большие группы (G1, G2, G3). В группу G1 вошли пластинки Astro-Platten Agfa, ORWO ZU1, Ilford Zenith, Eastman Spectr, Superfulgur, в группу G2 – ORWO ZU2, ORWO ZU21 и в третью группу G3 вошли пластинки фирмы Kodak (OaO, 103aO, ПаО).

Полученные зависимости $\overline{\Delta\xi}$, $\overline{\Delta\eta}$ от звездной величины (рис. 1) для пластинок разных групп (G1, G2, G3) показали отсутствие значимых расхождений между пластинками с разной эмульсией в пределах ошибок среднего для каждой точки (таблица 1) по критерию 2σ . Поэтому для дальнейших исследований уравнения блеска данные всех пластинок были объединены в единый массив.

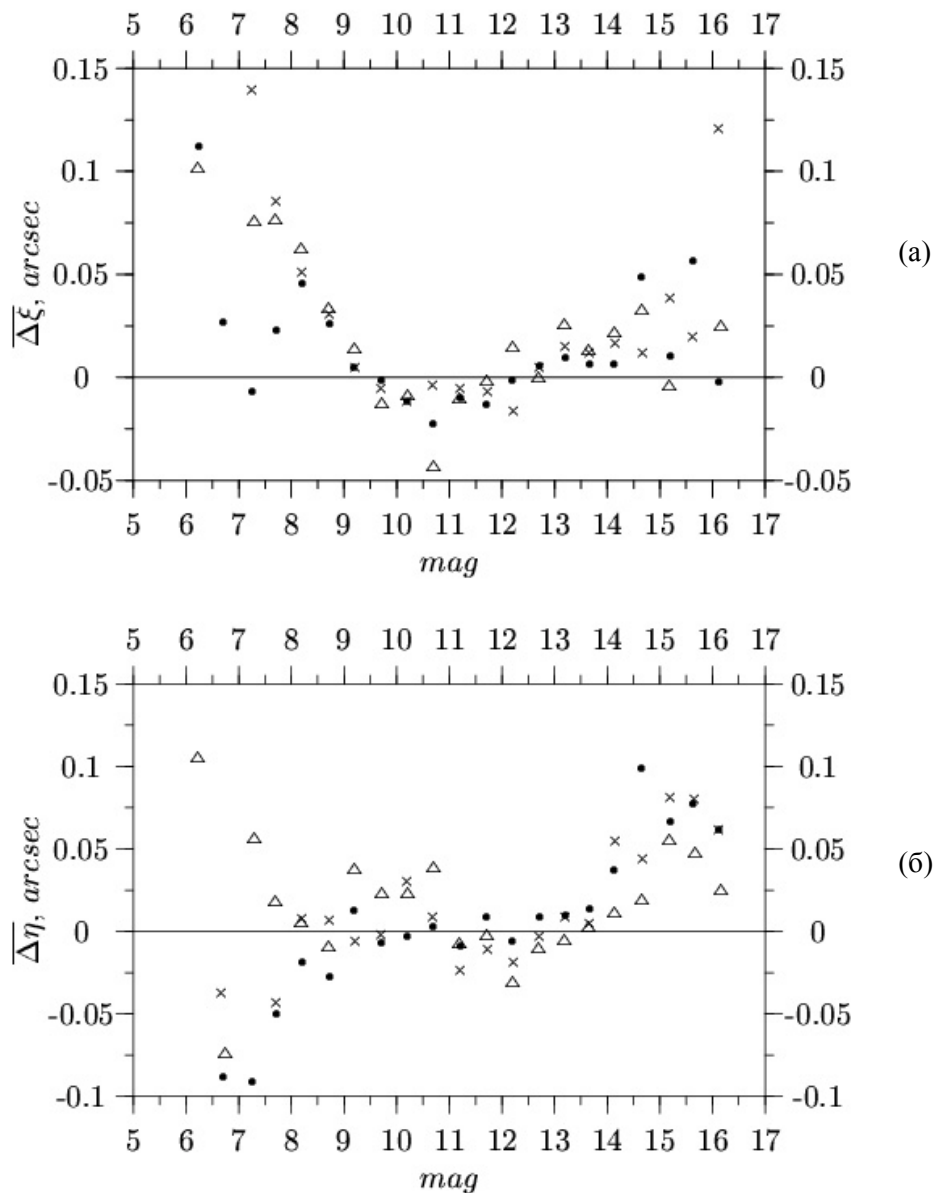


Рис. 1. Зависимости $\overline{\Delta\xi}$ (а) и $\overline{\Delta\eta}$ (б) от звездной величины для групп G1 (•), G2(Δ) и G3(×), отобранных по фотоэмульсиям.

Таблица 1. Ошибки ($\sigma_{\overline{\Delta\xi}}$, $\sigma_{\overline{\Delta\eta}}$) средних значений разностей $\overline{\Delta\xi}$, $\overline{\Delta\eta}$ для звезд разной звездной величины по трем группам (G1, G2, G3).

mag	$\sigma_{\overline{\Delta\xi}}$, arc sec			$\sigma_{\overline{\Delta\eta}}$, arc sec		
	G1	G2	G3	G1	G2	G3
6.2	0.063	0.145	0.086	0.064	0.076	0.134
7.3	0.027	0.035	0.061	0.033	0.071	0.090
8.2	0.012	0.019	0.022	0.016	0.025	0.024
9.2	0.006	0.011	0.013	0.007	0.013	0.014
10.2	0.005	0.008	0.009	0.006	0.009	0.011
11.2	0.005	0.008	0.010	0.006	0.009	0.010
12.2	0.004	0.007	0.007	0.005	0.008	0.008
13.2	0.005	0.007	0.008	0.005	0.008	0.008
14.1	0.011	0.017	0.018	0.011	0.017	0.015
15.2	0.020	0.036	0.028	0.029	0.025	0.025
16.1	0.041	0.089	0.148	0.034	0.065	0.072

1.2 Метод изучения уравнения блеска

Предварительные оценки уравнения блеска [3] показали, что оно может по-разному проявляться в различных зонах по склонению. Обнаруженное изменение уравнения блеска может объясняться как разной пропорцией ярких и слабых звезд в площадках разных зон по склонению, так и присутствием в материале ошибок, связанных с рефракционными эффектами. Поэтому весь материал был разбит на девять десятиградусных зон по склонению.

Для изучения уравнения блеска в каждой зоне разности разбивались на 21 группу от 6^m до 16.5^m с шагом 0.5^m . Для каждой группы определялись средние значения разностей $\overline{\Delta\xi}$, $\overline{\Delta\eta}$ и ошибки средних значений разностей $\sigma_{\overline{\Delta\xi}}$, $\sigma_{\overline{\Delta\eta}}$. Последние вычислялись по формулам:

$$\sigma_{\overline{\Delta\xi}} = \sqrt{\frac{\sum_{i=1}^n (\Delta\xi_i - \overline{\Delta\xi})^2}{n(n-1)}}, \quad \sigma_{\overline{\Delta\eta}} = \sqrt{\frac{\sum_{i=1}^n (\Delta\eta_i - \overline{\Delta\eta})^2}{n(n-1)}}.$$

В дальнейшем исследовались зависимости средних значений разностей от звездной величины mag ($\overline{\Delta\xi}(mag)$ и $\overline{\Delta\eta}(mag)$). Ход средних значений разностей представлялся степенными многочленами вида:

$$\overline{\Delta\xi}(mag) = \sum_{k=0}^n a_k \cdot mag^k, \quad \overline{\Delta\eta}(mag) = \sum_{k=0}^n b_k \cdot mag^k \quad (1),$$

a_k , b_k – коэффициенты уравнения блеска оценивались методом наименьших квадратов. Веса назначались в соответствии с ошибками средних значений ($\sigma_{\overline{\Delta\xi} min}$, $\sigma_{\overline{\Delta\eta} min}$ – минимальные значения ошибок среднего для каждой из координат):

$$p_{\xi} = \left(\frac{\sigma_{\overline{\Delta\xi} min}}{\sigma_{\overline{\Delta\xi}}} \right)^2, \quad p_{\eta} = \left(\frac{\sigma_{\overline{\Delta\eta} min}}{\sigma_{\overline{\Delta\eta}}} \right)^2$$

В ряде случаев использование приближений (1) оказывалось недостаточным для улучшения точности координат звезд, что могло быть связано с очень широким диапазоном звездных величин. В таких ситуациях мы исходили из того, что уравнение

блеска можно разделить на отдельные зависимости для ярких и для слабых звезд ($\overline{\Delta\xi}_1(mag)$, $\overline{\Delta\xi}_2(mag)$) и аппроксимировать посредством сплайнов (2) с узловой точкой mag_0 (в большинстве случаев $mag_0 \approx 11^m$). Обе части уравнения блеска сглаживались многочленами вида (1), при условии равенства в узловой точке значений сглаживающих функций и их первых производных ($\overline{\Delta\xi}_1(mag_0) = \overline{\Delta\xi}_2(mag_0)$ и $\overline{\Delta\xi}'_1(mag_0) = \overline{\Delta\xi}'_2(mag_0)$).

$$\overline{\Delta\xi}(mag) = \begin{cases} \sum_{k=0}^{n_1} a_{1,k} \cdot mag^k, mag \leq mag_{0\xi}; \\ \sum_{k=0}^{n_2} a_{2,k} \cdot mag^k, mag > mag_{0\xi}. \end{cases} \quad \text{и} \quad \overline{\Delta\eta}(mag) = \begin{cases} \sum_{k=0}^{n_1} b_{1,k} \cdot mag^k, mag \leq mag_{0\eta}; \\ \sum_{k=0}^{n_2} b_{2,k} \cdot mag^k, mag > mag_{0\eta}. \end{cases} \quad (2)$$

Коэффициенты сплайнов a_{1k} , a_{2k} и b_{1k} , b_{2k} оценивались по схеме уравнивания с «жесткими» условиями [4] при соблюдении рассмотренных выше условий в узловой точке.

1.3 Зависимость уравнения блеска от зоны по склонению

Как уже отмечалось, весь имеющийся материал (34128 разностей) был разбит на 9 групп в зависимости от зоны по склонению. Зоны выбирались от $\delta = -5^\circ$ до $\delta = 85^\circ$ с шагом 10° . Ширина зоны выбиралась так, чтобы в нее входило достаточное количество звезд. Дальнейшая обработка выполнялась согласно пункту 1.2.

Для примера, на рисунке 2 показаны зависимости $\overline{\Delta\xi}(mag)$ и $\overline{\Delta\eta}(mag)$ для различных зон по склонению.

В таблице 2 представлены ошибки среднего для разных значений звездной величины для трех зон по склонению по обеим осям.

Как видно из графиков, ход средних значений разностей $\overline{\Delta\xi}$, $\overline{\Delta\eta}$ со звездной величиной заметно меняется в зависимости от зоны.

Наиболее ощутимо уравнение блеска проявляет себя для ярких (ярче 9^m) и для слабых (слабее 14^m) звезд. Большинство опорных звезд сосредоточено в интервале от 10^m до 14^m , для которого уравнение блеска незначительно.

Таблица 2. Ошибки ($\sigma_{\overline{\Delta\xi}}$, $\sigma_{\overline{\Delta\eta}}$) средних значений $\overline{\Delta\xi}$, $\overline{\Delta\eta}$ для кривых уравнения блеска в зависимости от звездной величины для трех зон по склонению.

mag	$\sigma_{\overline{\Delta\xi}}, arcsec$			$\sigma_{\overline{\Delta\eta}}, arcsec$		
	$\delta = 0^\circ$	$\delta = 30^\circ$	$\delta = 60^\circ$	$\delta = 0^\circ$	$\delta = 30^\circ$	$\delta = 60^\circ$
6.8	0.090	0.081	0.101	0.091	0.134	0.227
8.2	0.019	0.026	0.026	0.032	0.032	0.033
9.2	0.011	0.014	0.018	0.014	0.015	0.021
10.2	0.011	0.011	0.021	0.013	0.012	0.021
11.2	0.010	0.010	0.014	0.011	0.011	0.017
12.2	0.008	0.009	0.013	0.008	0.010	0.014
13.2	0.014	0.008	0.017	0.014	0.009	0.019
14.1	0.056	0.017	0.036	0.064	0.015	0.030
15.2	0.140	0.035	0.086	0.185	0.038	0.063
15.7	0.150	0.050	0.058	0.317	0.066	0.192

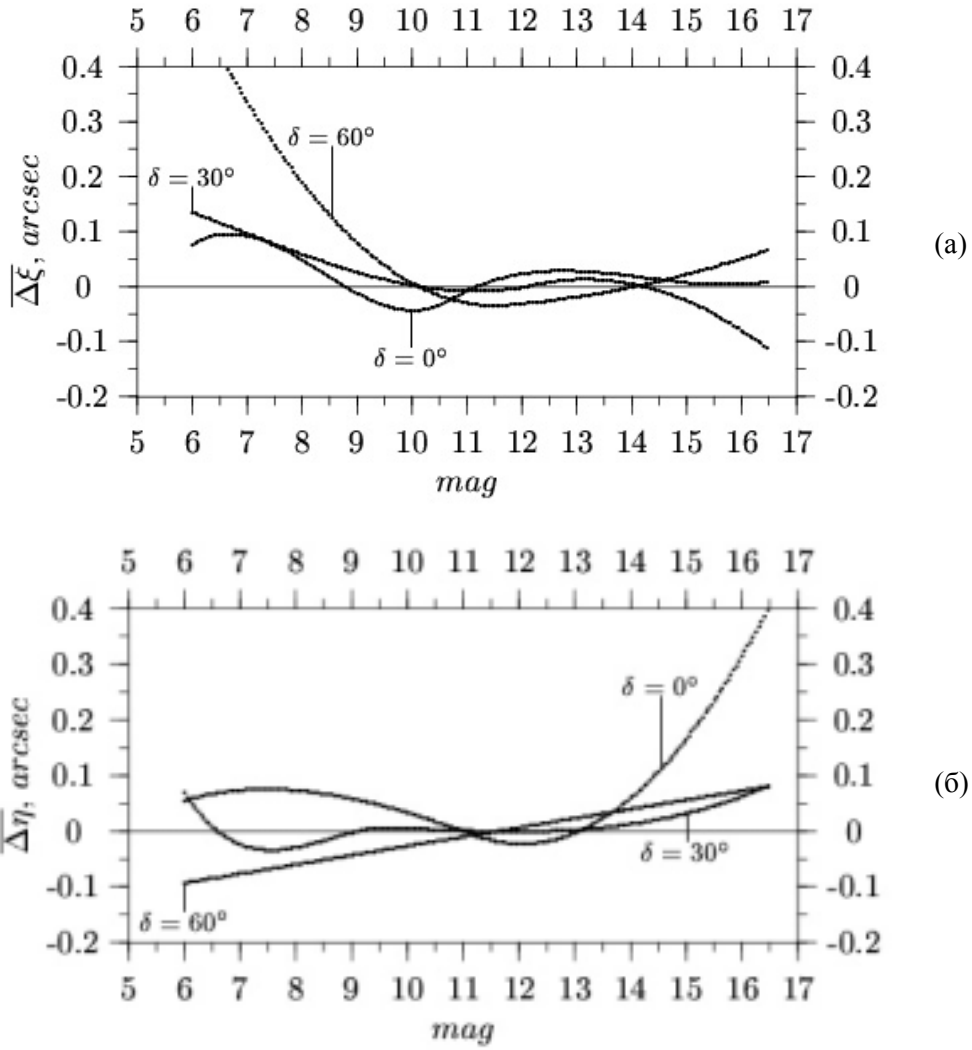


Рис. 2. Примеры уравнения блеска $\overline{\Delta\xi}(mag)$ и $\overline{\Delta\eta}(mag)$ для различных зон по склонению.

1.4 Исключение уравнения блеска

Для всех зон были определены параметры уравнения блеска \tilde{a}_k , \tilde{b}_k (\tilde{a}_{1k} , \tilde{a}_{2k} и \tilde{b}_{1k} , \tilde{b}_{2k} для тех случаев, где использовались сплайны). С помощью этих данных вычислялись поправки $\Delta\xi_{mag}$ и $\Delta\eta_{mag}$ за уравнение блеска для каждой звезды в соответствии с формулами:

$$\Delta\xi_{mag} = \sum_{k=0}^n \tilde{a}_k \cdot mag^k, \quad \Delta\eta_{mag} = \sum_{k=0}^n \tilde{b}_k \cdot mag^k;$$

или

$$\Delta\xi_{mag} = \begin{cases} \sum_{k=0}^{n_1} \tilde{a}_{1,k} \cdot mag^k, & mag \leq mag_{0\xi}; \\ \sum_{k=0}^{n_2} \tilde{a}_{2,k} \cdot mag^k, & mag > mag_{0\xi}. \end{cases} \quad \text{и} \quad \Delta\eta_{mag} = \begin{cases} \sum_{k=0}^{n_1} \tilde{b}_{1,k} \cdot mag^k, & mag \leq mag_{0\eta}; \\ \sum_{k=0}^{n_2} \tilde{b}_{2,k} \cdot mag^k, & mag > mag_{0\eta}. \end{cases}$$

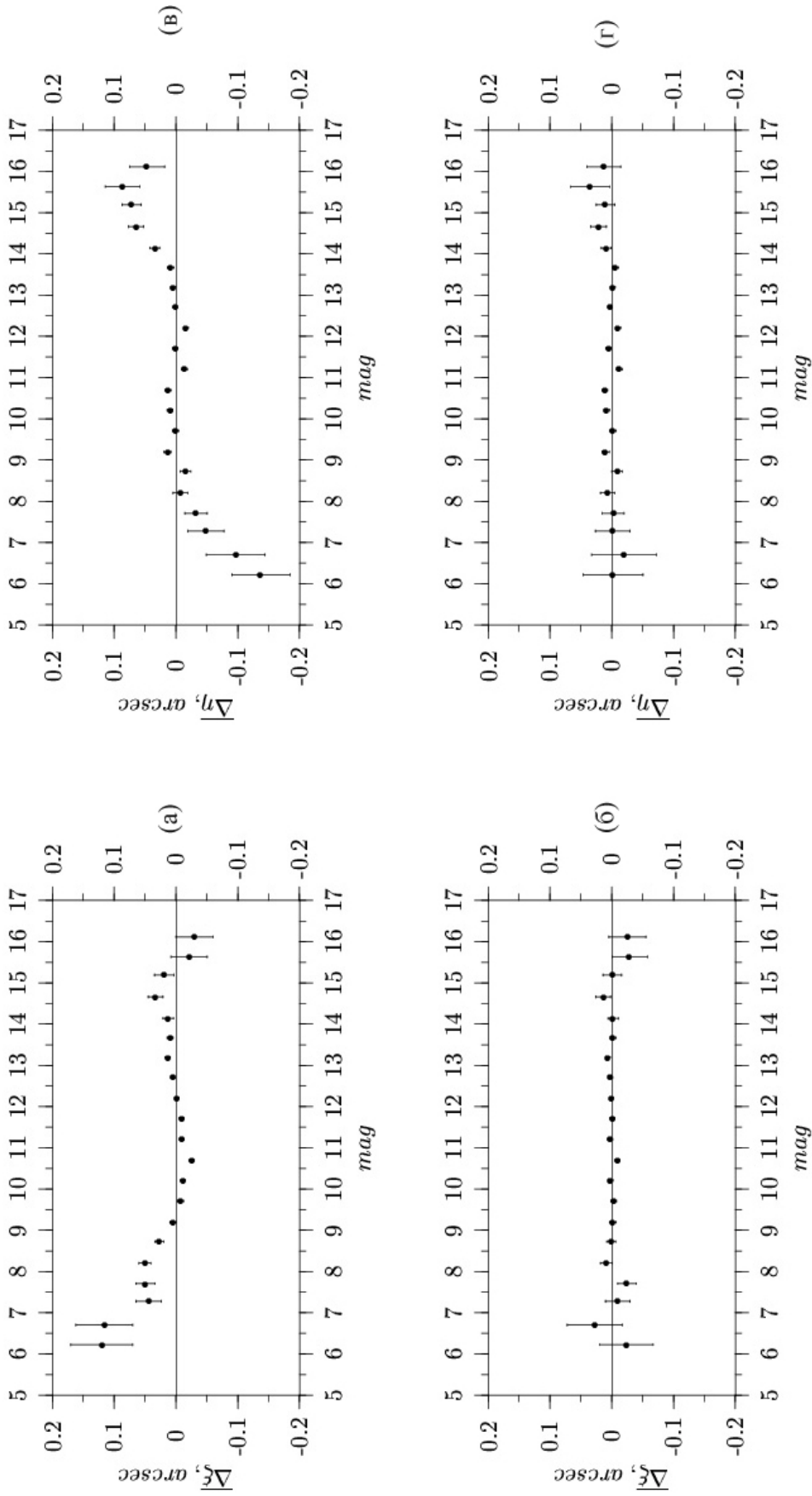


Рис. 3 Зависимости $\overline{\Delta\xi}(\text{mag})$ (а и б) и $\overline{\Delta\eta}(\text{mag})$ (в и г) для всего материала до (а и в) и после (б и г) учета уравнения блеска. Вертикальные линии дают представление о величине ошибки среднего для отдельных точек.

Полученные поправки использовались для вычисления новых тангенциальных координат звезд: $\tilde{\xi}_{mag} = \tilde{\xi}_{coma} + \Delta\xi_{mag}$ и $\tilde{\eta}_{mag} = \tilde{\eta}_{coma} + \Delta\eta_{mag}$.

Контроль качества выполненного исключения уравнения блеска осуществлялся по величинам внешних ошибок координат опорных звезд по отношению к каталогу ТУСНО-2 (таблица 3). Рисунок 3 демонстрирует зависимость $\overline{\Delta\xi}$, $\overline{\Delta\eta}$ от звездной величины для всего материала до исключения уравнения блеска (рис. 3 (а и в)) и после его исключения (рис. 3 (б и г)).

Данные графиков (рис. 3 (б и г)) и таблицы 3 позволяют говорить об исключении систематических ошибок, связанных с уравнением блеска.

Достигнуто небольшое улучшение точности координат звезд в области ярких и слабых звезд. Для ярких звезд ($6^m \div 8^m$) улучшение составляет от $10 mas$ до $20 mas$, для слабых звезд ($15^m \div 16^m$) – около $10 mas$. Для большинства опорных звезд ($10^m \div 13^m$) улучшение точности незначительно.

Таблица 3. Среднеквадратические ошибки тангенциальных координат звезд по внешней сходимости (по отношению к ТУСНО-2) в зависимости от звездной величины до и после учета уравнения блеска.

<i>mag</i>	σ_{ξ} , <i>arc sec</i>	σ_{η} , <i>arc sec</i>	σ_{ξ} , <i>arc sec</i>	σ_{η} , <i>arc sec</i>
	до учета уравнения блеска		после учета уравнения блеска	
6	0.385	0.478	0.357	0.467
7	0.303	0.391	0.295	0.371
8	0.273	0.334	0.266	0.326
9	0.230	0.262	0.228	0.259
10	0.206	0.240	0.205	0.239
11	0.232	0.253	0.231	0.253
12	0.231	0.250	0.231	0.249
13	0.239	0.244	0.238	0.244
14	0.239	0.252	0.239	0.251
15	0.263	0.309	0.259	0.301
16	0.246	0.250	0.246	0.236

2. Уравнение цвета

После введения поправок за уравнение блеска вновь были образованы разности тангенциальных координат звезд $\Delta\xi = \xi - \tilde{\xi}_{mag}$ и $\Delta\eta = \eta - \tilde{\eta}_{mag}$, которые послужили материалом для изучения систематических ошибок зависящих от показателя цвета звезд.

Для всех опорных звезд (из каталога ТУСНО-2) известен показатель цвета $(B-V)_{tycho2}$. Определяемые звезды не имели этой величины. В результате отождествления звезд в пулковских площадках с галактиками со звездами каталога USNO-A2.0 [5], появилась возможность получить для всех звезд величины B , R и вычислить для определяемых звезд величины $(B-R)_{usno\ a2.0}$.

Как указывают авторы USNO-A2.0 [5], B и R нельзя рассматривать как реализацию какой-либо фотометрической системы, но можно понимать как некоторую характеристику цвета звезды. В нашем исследовании величина $(B-R)_{usno\ a2.0}$ является единственной доступной характеристикой цвета определяемых звезд.

При исследовании уравнения цвета рассматривались два способа:

1. Выявление однозначного соответствия между $(B-R)_{usno\ a2.0}$ и $(B-V)_{tycho2}$.
Вычисление по известным $(B-R)_{usno\ a2.0}$ показателей цвета в системе $(B-V)_{tycho2}$ для всех определяемых звезд. Оценивание параметров уравнения цвета в системе $(B-V)_{tycho2}$.
2. Получение уравнения цвета по $(B-R)_{usno\ a2.0}$.

Диаграмма $(B-R)_{usno\ a2.0} - (B-V)_{tycho2}$, полученная по опорным звездам (7870 точек) представлена на рисунке 4. На диаграмме могут быть выделены отдельные последовательности точек (например, квазилинейная последовательность в первой четверти), пользуясь которыми можно попытаться связать величины $(B-R)_{usno\ a2.0}$ с показателями цвета $(B-V)_{tycho2}$ и получить некоторые величины $(B-V)_R$ [3].

В рамках нашего исследования было необходимо установить однозначное соответствие между рассматриваемыми цветовыми характеристиками звезд. Наличие комплекса последовательностей на диаграмме приводит к тому, что одному значению $(B-R)_{usno\ a2.0}$ можно сопоставить несколько значений $(B-V)_{tycho2}$.

Сложный характер связи между $(B-R)_{usno\ a2.0}$ и $(B-V)_{tycho2}$, неоднозначность соответствия между рассматриваемыми величинами, а также значительные ошибки определения получаемой величины $(B-V)_R$, и, связанное с этим, явное недоисключение цветового уравнения из наблюдательного материала, выявленное на первом этапе работы [1, 3] заставили отказаться от этого варианта.

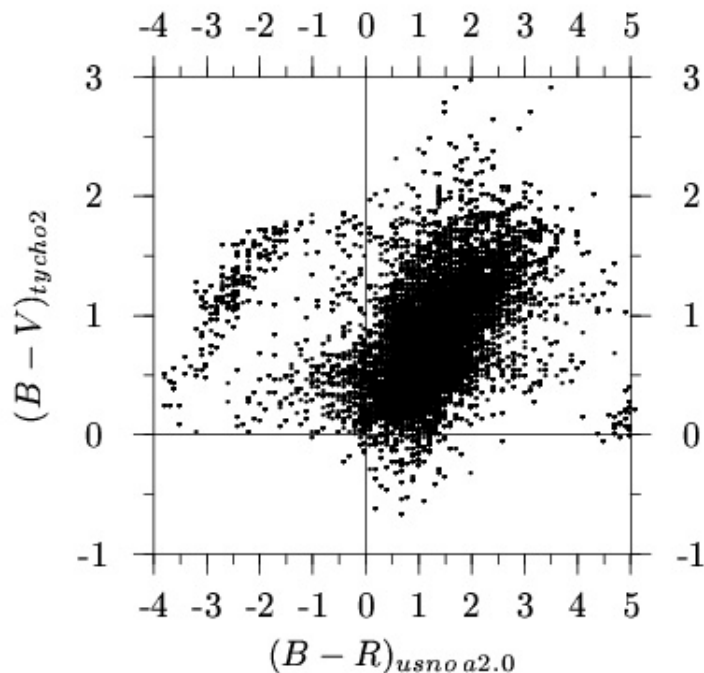


Рис. 4. Диаграмма $(B-R)_{usno\ a2.0} - (B-V)_{tycho2}$

При окончательной обработке материала уравнение цвета выводилось с помощью $(B-R)_{usno\ a2.0}$, так как этим «показателем цвета» могли быть снабжены все определяемые и опорные звезды. При этом показатели цвета $(B-V)_{tycho2}$, как наиболее надежные величины, использовались для контроля качества исключения уравнения цвета, а также для дополнительных исследований (например, изучение зависимости

уравнения цвета от типа фотоэмульсии), в которых достаточно было только опорных звезд.

2.1 Исследование зависимости уравнения цвета от типа фотоэмульсии

Исследование зависимости уравнения цвета от типа фотоэмульсии было проведено для экваториальной зоны ($-5^\circ < \delta \leq 5^\circ$), где, согласно предварительному исследованию [3], систематические ошибки данного вида максимальны. Как и в случае изучения уравнения блеска, рассматривались три группы пластинок (G1, G2, G3), различающихся по типу фотоэмульсии. Исследование проводилось только по опорным звездам с использованием показателя цвета $(B-V)_{\text{tycho2}}$.

Разности тангенциальных координат были разделены на подгруппы, образованные в соответствии с $(B-V)_{\text{tycho2}}$ от -1^m до 3^m с шагом 0.25^m . Для каждой из которых определялись средние значения разностей по обеим координатам $\overline{\Delta\xi}$, $\overline{\Delta\eta}$ и их ошибки $\sigma_{\overline{\Delta\xi}}$ и $\sigma_{\overline{\Delta\eta}}$.

Уравнение цвета по осям ξ и η представлялось линейным законом вида:

$$\overline{\Delta\xi} = K_\xi((B-V)_{\text{tycho2}} - (B-V)_{0\xi}), \quad \overline{\Delta\eta} = K_\eta((B-V)_{\text{tycho2}} - (B-V)_{0\eta}).$$

Здесь K_ξ , K_η – коэффициенты уравнения цвета, $(B-V)_{0\xi}$, $(B-V)_{0\eta}$ – нуль-пункты уравнения цвета. Данные параметры оценивались методом наименьших квадратов для каждой группы отдельно. Результаты вычислений приводятся в таблице 4. На рисунке 5(б) показаны прямые, соответствующие параметрам уравнения цвета для каждой из групп.

Найденные параметры уравнения цвета для трех групп по фотоэмульсиям согласуются друг с другом (см. таблицу 4) в пределах ошибок оценивания. На этом основании можно утверждать, что значимых расхождений уравнения цвета для групп G1, G2, G3 не наблюдается. Поэтому, как и в случае с уравнением блеска, при исследовании цветовой зависимости разделение разностей по фотоэмульсиям не производилось.

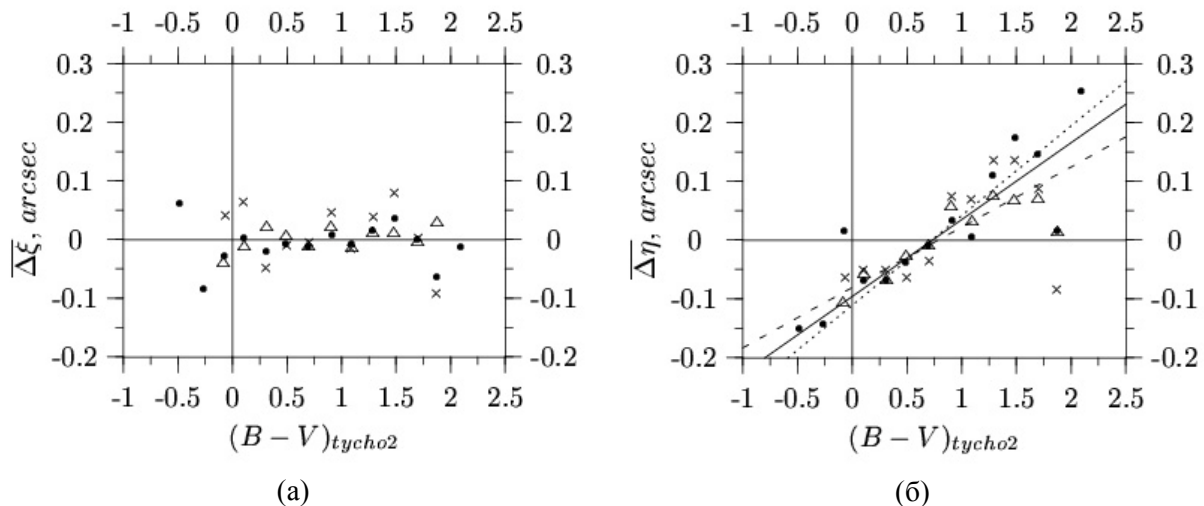


Рис. 5. Зависимости $\overline{\Delta\xi}$ (а) и $\overline{\Delta\eta}$ (б) от показателя цвета $(B-V)_{\text{tycho2}}$ для групп G1 (●), G2(Δ) и G3(×) в экваториальной зоне. Прямые на рисунке (б) проведены в соответствии с найденными параметрами уравнения цвета для групп G1 (—), G2(---) и G3(...).

Таблица 4. Параметры уравнения цвета в экваториальной зоне для групп, образованных в соответствии с фотоэмульсиями ($\tilde{K}_\xi, \tilde{K}_\eta$ – оценки коэффициентов уравнения цвета; $\overline{(B-V)}_{0\xi}, \overline{(B-V)}_{0\eta}$ – оценки нуль-пунктов уравнения цвета; $\sigma_{K_\xi}, \sigma_{K_\eta}$ – ошибки коэффициентов; $\sigma_{(B-V)_{0\xi}}, \sigma_{(B-V)_{0\eta}}$ – ошибки нуль-пунктов; $\sigma_{I\xi}, \sigma_{I\eta}$ – ошибки единицы веса).

Группа	\tilde{K}_ξ	σ_{K_ξ}	$\overline{(B-V)}_{0\xi}$	$\sigma_{(B-V)_{0\xi}}$	$\sigma_{I\xi}$
	<i>arc sec/mag</i>		<i>mag</i>		<i>arc sec</i>
G1	0.014	0.010	1.1	0.5	0.009
G2	0.007	0.013	0.5	1.4	0.010
G3	0.031	0.029	0.6	0.7	0.023

Группа	\tilde{K}_η	σ_{K_η}	$\overline{(B-V)}_{0\eta}$	$\sigma_{(B-V)_{0\eta}}$	$\sigma_{I\eta}$
	<i>arc sec/mag</i>		<i>mag</i>		<i>arc sec</i>
G1	0.131	0.022	0.7	0.1	0.017
G2	0.103	0.018	0.8	0.1	0.016
G3	0.152	0.037	0.7	0.2	0.026

2.2 Исследование уравнения цвета с помощью $(B-R)_{usno a 2.0}$

Вывод уравнения цвета проводился с использованием величин $(B-R)_{usno a 2.0}$, полученным для опорных и определяемых звезд. В каждой зоне по склонению производилось разбиение разностей $\Delta\xi, \Delta\eta$ на подгруппы в зависимости от значения $(B-R)_{usno a 2.0}$ (от -4^m до 5^m с шагом 0.25^m). Для всех подгрупп вычислялись средние значения разностей $\overline{\Delta\xi}, \overline{\Delta\eta}$ и их ошибки. Полученные данные позволили изучать зависимости $\overline{\Delta\xi}, \overline{\Delta\eta}$ от $(B-R)_{usno a 2.0}$. Для их аппроксимации использовались многочлены подобные (1), сплайны вида (2) с теми же, что и при изучении уравнения блеска, условиями в узловой точке. В ряде случаев применялись сплайны с двумя узловыми точками построенные из многочленов (1) при соблюдении равенств значений функций, их первых и вторых производных в узлах. Коэффициенты многочленов и сплайнов определялись методом уравнивания с «жесткими» условиями.

На рисунке 6 представлены наиболее характерные примеры зависимостей $\overline{\Delta\xi}, \overline{\Delta\eta}$ от $(B-R)_{usno a 2.0}$ для отдельных зон. Анализ графиков показывает, что уравнение цвета для ξ мало (кривые лежат в интервале по оси ординат $-0.05 \div 0.05 arcsec$). Различия между кривыми незначительны. Уравнение цвета по η ощутимо различается для разных зон по значениям $\overline{\Delta\eta}$, достигая максимальных значений в экваториальной зоне.

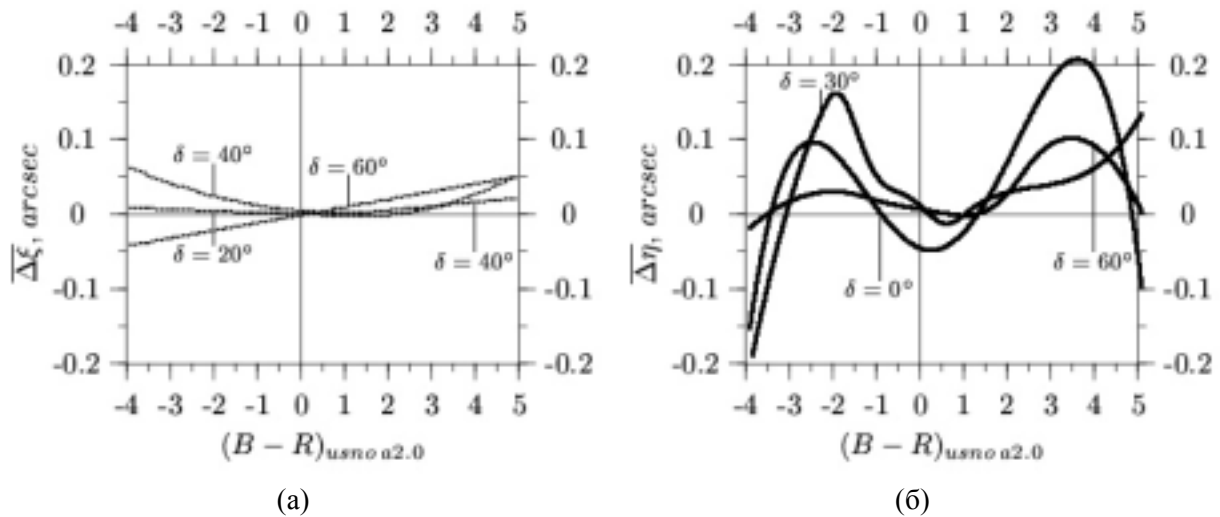


Рис. 6. Примеры уравнения цвета по $(B - R)_{usno\ a2.0}$ для различных зон по склонению.

2.3 Исключение уравнения цвета

Оценки коэффициентов многочленов и сплайнов, с помощью которых представлялось уравнение цвета в зонах склонения, позволили вычислить значения поправок за уравнение цвета для всех звезд материала $\Delta\xi_{color}$, $\Delta\eta_{color}$. Уравнение цвета исключалось путем введения данных поправок в тангенциальные координаты звезд: $\tilde{\xi}_{color} = \tilde{\xi}_{mag} + \Delta\xi_{color}$ и $\tilde{\eta}_{color} = \tilde{\eta}_{mag} + \Delta\eta_{color}$.

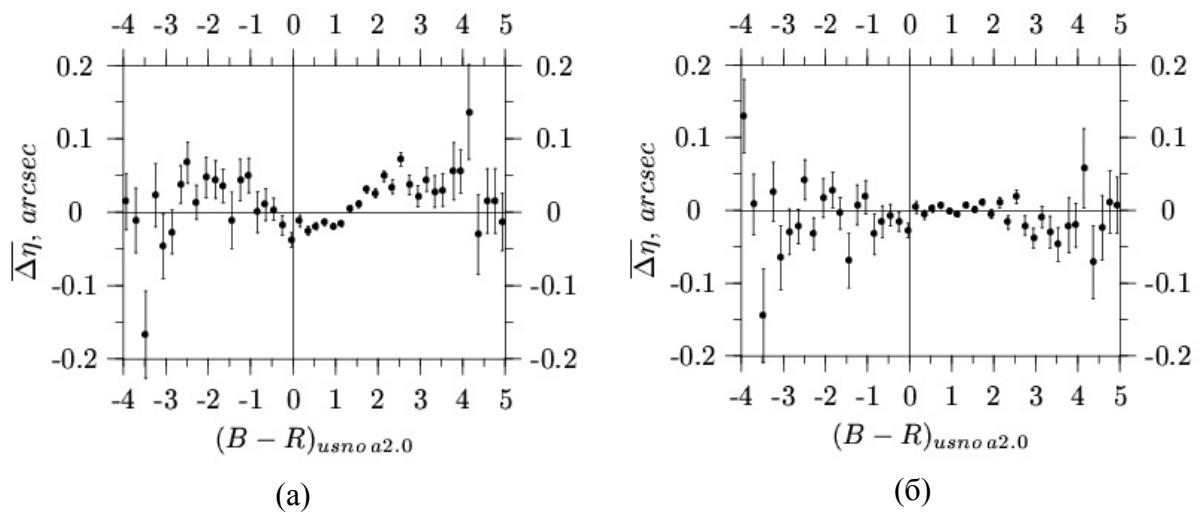


Рис. 7. Ход средних значений разностей $\overline{\Delta\eta}$ с изменением показателя цвета $(B - R)_{usno\ a2.0}$ до (а) и после (б) исключения уравнения цвета. Вертикальные линии дают представление о величине ошибки среднего для отдельных точек.

На рисунке 7 представлены разности $\overline{\Delta\eta}$ до (рис. 7 (а)) и после учета уравнения цвета (рис. 7 (б)) по всему материалу.

Уравнение цвета определялось по опорным звездам дважды: сначала по $(B - R)_{usno\ a2.0}$, затем, для контроля, разности $\overline{\xi - \tilde{\xi}_{mag}}$, $\overline{\eta - \tilde{\eta}_{mag}}$ и разности $\overline{\xi - \tilde{\xi}_{color}}$, $\overline{\eta - \tilde{\eta}_{color}}$ анализировались на зависимость от $(B - V)_{tycho2}$. При работе с $(B - V)_{tycho2}$ параметры уравнения цвета по обеим осям оценивались из соотношений:

$$\overline{\xi - \tilde{\xi}_{mag}} = K_{\xi}((B-V)_{tycho2} - (B-V)_{0\xi}), \quad \overline{\eta - \tilde{\eta}_{mag}} = K_{\eta}((B-V)_{tycho2} - (B-V)_{0\eta});$$

$$\overline{\xi - \tilde{\xi}_{color}} = K'_{\xi}((B-V)_{tycho2} - (B-V)'_{0\xi}), \quad \overline{\eta - \tilde{\eta}_{color}} = K'_{\eta}((B-V)_{tycho2} - (B-V)'_{0\eta}).$$

Величины K'_{ξ} и K'_{η} можно рассматривать как коэффициенты остаточного уравнения цвета, оставшегося в материале после снятия цветового уравнения с использованием $(B-R)_{usno\ a2.0}$.

Анализ рисунка 8 подтверждает, что уравнение цвета для ξ мало и показывает отсутствие хода со склонением для коэффициентов \tilde{K}_{ξ} и \tilde{K}'_{ξ} . Для координаты η уравнение цвета уменьшается, но полностью не снимается. Ход коэффициентов уравнения цвета \tilde{K}_{η} и \tilde{K}'_{η} со склонением позволяет предположить, что основной вклад в уравнение цвета вносит атмосферная дисперсия, которая растет с увеличением зенитного расстояния. Высказанное предположение подтверждается уменьшением \tilde{K}_{η} и \tilde{K}'_{η} по мере приближения к зенитной зоне.

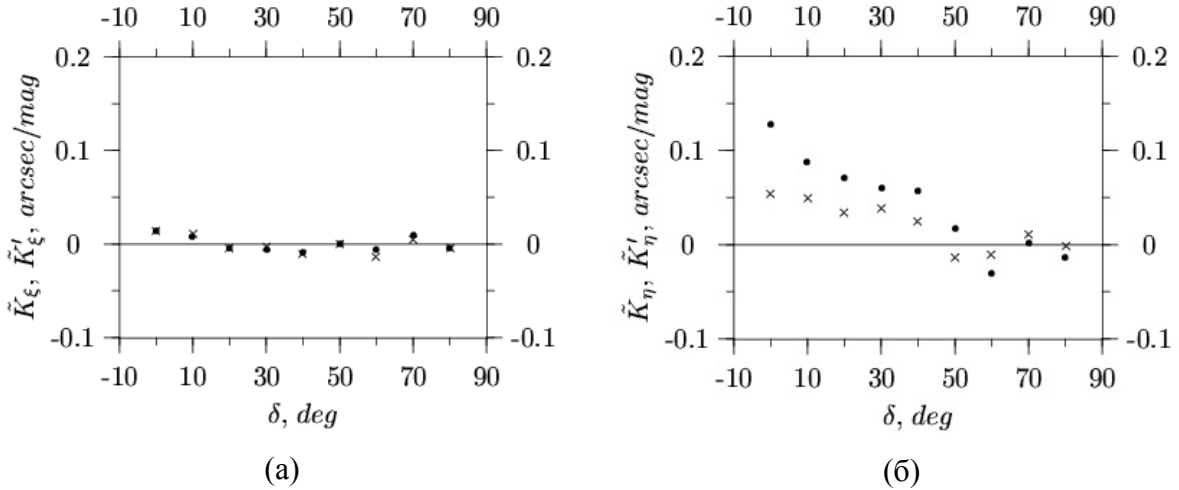


Рис. 8. Оценки коэффициентов уравнения цвета \tilde{K}_{ξ} (а), \tilde{K}_{η} (б) (•) и остаточного уравнения цвета \tilde{K}'_{ξ} (а), \tilde{K}'_{η} (б) (x) для разных зон по склонению.

Рисунок 9 демонстрирует степень исключения уравнения цвета из наблюдательного материала. Видно, что полностью исключить уравнение цвета возможно только привлекая достаточно точные значения $(B-V)_{tycho2}$ из каталога ТУСНО-2 (рис. 9, прямая 3). Поскольку эти данные отсутствуют для определяемых звезд, мы можем лишь уменьшить влияние уравнения цвета на определяемые координаты звезд, используя $(B-R)_{usno\ a2.0}$ (рис. 9, прямая 2).

Систематические ошибки координат звезд, вызванные уравнением цвета в экваториальной зоне, составляют для спектрального класса В ($(B-V)_{tycho2} \approx -0.1^m$) $\Delta\eta \approx -0.11\ arcsec$, а для спектрального класса М9 ($(B-V)_{tycho2} \approx 1.6^m$) — $\Delta\eta \approx 0.11\ arcsec$. После введения поправок за уравнение цвета по $(B-R)_{usno\ a2.0}$ остаточные ошибки для звезд ранних и поздних спектральных классов составили: для класса В — $\Delta\eta \approx -0.04\ arcsec$ и М9 — $\Delta\eta \approx 0.04\ arcsec$.

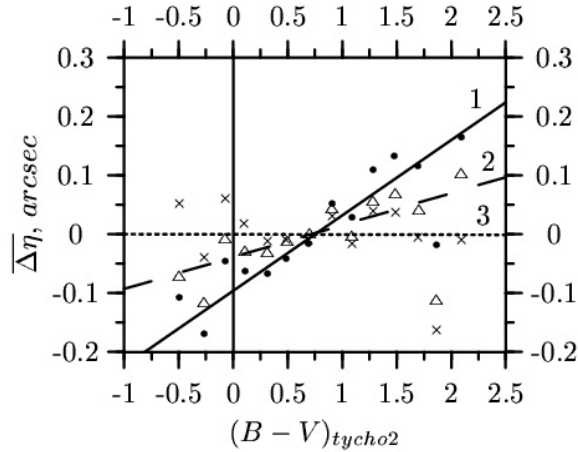


Рис. 9. Уравнение цвета в экваториальной зоне. • – разности до исключения уравнения цвета (прямая 1), Δ – разности после исключения уравнения цвета с помощью $(B-R)_{usno\ a2.0}$ (прямая 2), \times – разности после исключения уравнения цвета с помощью $(B-V)_{tycho2}$ (прямая 3).

В таблице 5 даны среднеквадратические ошибки координат звезд до и после исключения уравнения цвета для различных значений $(B-R)_{usno\ a2.0}$. Из данных этой таблицы следует, что максимальное улучшение внешней сходимости по отношению к опорному каталогу ТУСНО-2 составляет $20\ mas$ по координате η .

Таблица 5. Среднеквадратические ошибки (σ_ξ , $arc\ sec$, σ_η , $arc\ sec$) координат звезд до (1) и после (2) исключения уравнения цвета для различных значений $(B-R)_{usno\ a2.0}$.

$(B-R)_{usno\ a2.0}$	σ_ξ , $arc\ sec$		σ_η , $arc\ sec$	
	1	2	1	2
-3.2	0.223	0.222	0.295	0.283
-2.8	0.256	0.255	0.310	0.307
-2.3	0.245	0.246	0.266	0.256
-1.8	0.212	0.213	0.226	0.217
-1.3	0.222	0.221	0.218	0.215
-0.8	0.222	0.221	0.252	0.252
0.3	0.242	0.242	0.266	0.264
1.2	0.231	0.231	0.248	0.247
1.7	0.225	0.225	0.247	0.246
2.2	0.227	0.226	0.251	0.247
2.7	0.231	0.231	0.255	0.250
3.2	0.223	0.223	0.259	0.248
4.2	0.237	0.238	0.249	0.224
4.8	0.235	0.235	0.331	0.324

3. Выводы

Результаты исследования уравнений блеска и цвета позволяют сделать следующие выводы:

1. Зависимость уравнений блеска и цвета от сорта эмульсии фотографических пластинок не обнаружена.
2. Уравнение блеска мало в диапазоне $9^m \div 14^m$, наиболее существенно оно проявляется для ярких ($6^m \div 8^m$) и слабых ($15^m \div 16^m$) звезд.

3. Исключение систематических ошибок, связанных с уравнением блеска, дает возможность повысить точность координат звезд для ярких и слабых звезд до 20 mas .
4. Выявленное уравнение цвета, главным образом, обусловлено атмосферной дисперсией.
5. Использование в качестве показателей цвета величин $(B-R)_{usno \ a2.0}$ из каталога USNO-A2.0 позволяет более чем в два раза уменьшить величины систематических ошибок координат звезд, вызванных уравнением цвета. Наличие небольшого остаточного уравнения цвета после введения поправок в координаты звезд объясняется низкой точностью величин B и R из каталога USNO-A2.0.
6. Исключение уравнения цвета способно повысить точность координат звезд по η на величину до 20 mas в зависимости от величины $(B-R)_{usno \ a2.0}$.

Автор выражает благодарность Оксане Михайловне Михайловой за предоставленные материалы исследований фотоэмульсий.

Литература

1. Е.В. Хруцкая, М.Ю. Ховричев, Н.М. Бронникова. Pul-3: каталог экваториальных координат и собственных движений 58329 звезд в системе ICRS в пулковских площадках с галактиками. //(настоящий сборник).
2. М.Ю. Ховричев. Исследование и учет систематических ошибок, связанных с влиянием комы объектива, при построении каталога PUL-3. //(настоящий сборник).
3. М.Ю. Ховричев. Исследование систематических ошибок наблюдательного материала, использованного при построении каталога Pul-3. // М. 2002. 12с – Деп. в ВИНТИ 11.07.2002. №1298–В2002.
4. В.С. Губанов. Обобщенный метод наименьших квадратов. Теория и применение в астрометрии. СПб. : Наука, 1997. 318 с.
5. Monet D.G. The 526 280 881 Objects In the USNO-A2.0 Catalog. // American Astronomical Society Meeting 193. 1998. #120.03; Bull. of the American Astron. Society. 1998. V.30. P.1427.

MAGNITUDE AND COLOR EQUATIONS AT THE PULKOVO PLATES WITH GALAXIES

Khovritchev M.Yu.

Systematic errors that depended from magnitude (magnitude equation) and color index (color equation) of stars are analyzed in this work. Insignificance of the differences magnitude depended and color depended systematic errors between different types of photo emulsions has been revealed. Magnitude equation is various for different declination zones. The magnitude depended systematic errors are small and the largest influence of the magnitude equation take place for bright (brighter than 8^m) and faint (fainter than 14^m) stars. Color equation is various for different declination zones too and, at the main part, is explained by atmospheric dispersion. We have used values B and R from USNO-A2.0 catalogue for exclusion of the color equation from determining stars positions. Two times improvement has been derived in residuals of the positions of stars. Full exclusion of the color depended systematic errors have not been done because values B and R have a low accuracy. The improvement of the external accuracy of the star positions (respect of the reference catalog TYCHO-2) after both magnitude equation exclusion and after color equation exclusion is within 20 mas and strong depended from stars magnitude and color.

ИССЛЕДОВАНИЕ КОМЫ ОБЪЕКТИВА ПУЛКОВСКОГО НОРМАЛЬНОГО АСТРОГРАФА НА ОСНОВЕ ПЛАСТИНОК, ПОЛУЧЕННЫХ С ДИФРАКЦИОННОЙ РЕШЕТКОЙ

Ховричев М.Ю., Кравцов Д.Н.

Оценены коэффициенты комы объектива пулковского нормального астрографа на основе пластинок пулковской зенитной зоны, полученных с дифракционной решеткой в рамках плана А.Н. Дейча. Исследования, проведенные на основе анализа разностей измеренных координат центральных изображений и средних из положений спутников, подтверждают наличие комы объектива пулковского нормального астрографа ($c_x = 0.0026 \pm 0.0001 \text{ arc sec} \cdot \text{mag}^{-1} \cdot \text{mm}^{-1}$ и $c_y = 0.0032 \pm 0.0002 \text{ arc sec} \cdot \text{mag}^{-1} \cdot \text{mm}^{-1}$). Выведены параметры комы по остаточным разностям тангенциальных координат звезд, положения которых определялись из положений дифракционных спутников первого порядка ($c = 0.0013 \pm 0.0005 \text{ arc sec} \cdot \text{mag}^{-1} \cdot \text{mm}^{-1}$, $\text{mag}_0 = 12.0^m \pm 5^m$). Показана правомерность использования параметров комы $c = 0.0016 \pm 0.0002 \text{ arc sec} \cdot \text{mag}^{-1} \cdot \text{mm}^{-1}$, $\text{mag}_0 = 11.3^m \pm 1.2^m$ в области слабых определяемых звезд $15^m \div 16.5^m$ при построении каталога Pul-3.

В рамках исследований, связанных с построением каталога Pul-3 [1], выполнено изучение влияния комы объектива пулковского нормального астрографа на координаты звезд. Материалом для вычислений послужили разности идеальных тангенциальных координат опорных звезд каталога ГУСНО-2 и их оценок, найденных в результате редуций [2]. Для параметров комы были найдены следующие значения: коэффициент комы $c = 0.0016 \pm 0.0002 \text{ arc sec} \cdot \text{mag}^{-1} \cdot \text{mm}^{-1}$, нуль-пункт комы $\text{mag}_0 = 11.3^m$.

А.Н. Дейч [3] и Н.В. Фатчихин [4] использовали для изучения комы и уравнения блеска пластинки, полученные с объективной дифракционной решеткой. Конструкция решетки такова, что дифракционные спутники первого порядка имеют блеск на 4.2^m слабее центральных изображений. Измерения выполнялись на блинк-компараторе и приборе Репсольда. В данных работах изучалось поведение разностей "центральное изображение минус среднее из положений спутников". Оба автора пришли к выводу о наличии комы у объектива пулковского нормального астрографа и определили значения систематических ошибок, связанных с комой, в зависимости от координат звезд при разности блеска 4.2^m .

Пластинки, используемые для построения Pul-3, были измерены с помощью измерительной машины АСКОРЕКОРД. Одна из трех пар пластинок для каждой области была получена с применением дифракционной решетки.

Представляет интерес выполнить исследование, аналогичное работам А.Н. Дейча и Н.В. Фатчихина и сравнить коэффициенты комы.

Так как параметры комы при построении каталога Pul-3 оценивались по пластинкам пулковской зенитной зоны ($\delta = 59^\circ \pm 5^\circ$), то для выполнения данной работы использовались 8 пар пластинок для тех же областей, полученных с дифракционной решеткой.

1. Определение коэффициентов комы и уравнения блеска

Пусть x_c, y_c – измеренные координаты центральных изображений звезд, x_s, y_s – средние значения из измеренных координат дифракционных спутников первого порядка. Влияние комы на координаты звезд описывается уравнениями:

$$\Delta x = c_x x (mag - mag_o), \quad \Delta y = c_y y (mag - mag_o),$$

где c_x, c_y – коэффициенты комы, mag – блеск звезды, mag_o – нуль-пункт комы, x и y – измеренные координаты звезд.

Так как дифракционные спутники на 4.2^m слабее центральных изображений, то:

$$x_c - x_s = 4.2^m c_x x_s + b_x, \quad y_c - y_s = 4.2^m c_y y_s + b_y.$$

Постоянные b_x и b_y описывают влияние уравнения блеска.

Для более корректной оценки параметров комы были образованы группы звезд согласно расположению на пластинке. В первую группу отбирались звезды, для которых $-60\text{mm} \leq x_s < -55\text{mm}$, во вторую – $-55\text{mm} \leq x_s < -50\text{mm}$, и так далее. Всего получилось 24 группы в среднем по 10 звезд в каждой. Для каждой группы определялись средние значения разностей $x_c - x_s$ и координат x_s . Точно такие же действия были выполнены для разностей вдоль оси y .

На пластинках пулковской зенитной зоны оказалось 266 звезд (из них 230 опорных), для которых были измерены центральные изображения и дифракционные спутники первого порядка. Блеск этих звезд лежит в интервале от 6.3^m до 12.7^m , среднее значение блеска для центральных изображений составляет 9.7^m . Следовательно, дифракционные спутники первого порядка имеют блеск в диапазоне от 10.5^m до 16.9^m , а среднее значение блеска дифракционных спутников 13.9^m . В результате имеется возможность исследовать кому для всех звездных величин, и, что самое важное, для слабых звезд ($15^m \div 16^m$), которые составляют большинство определяемых звезд в каталоге Pul-3.

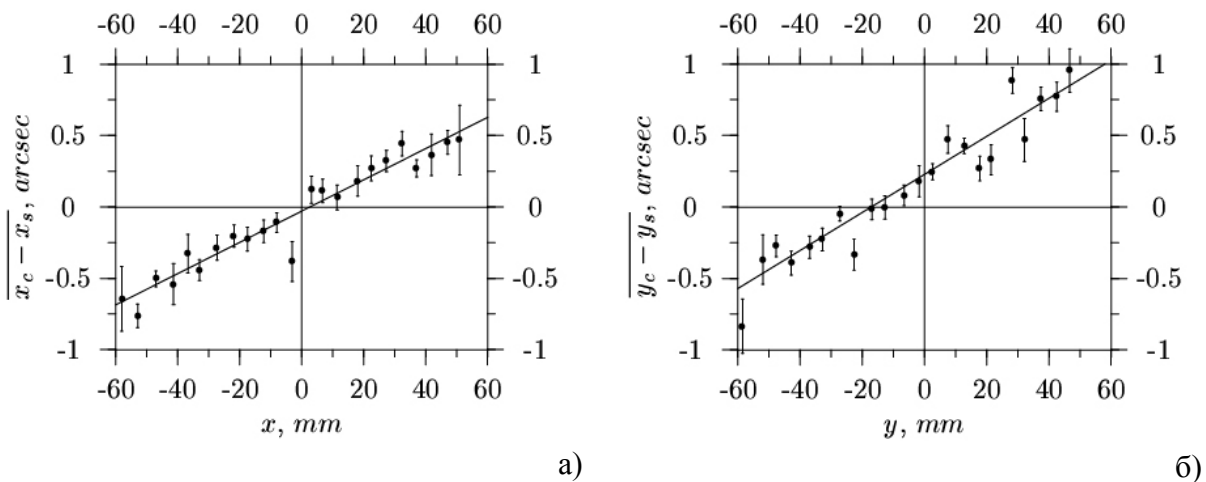


Рис.1. Зависимости $\overline{x_c - x_s}$ от $\overline{x_s}$ (а) и $\overline{y_c - y_s}$ от $\overline{y_s}$ (б). Вертикальные отрезки дают представление о значениях ошибок среднего $\sigma_{\overline{x_c - x_s}}$, $\sigma_{\overline{y_c - y_s}}$.

На рисунке 1 представлены зависимости $\overline{x_c - x_s}$ от $\overline{x_s}$ и $\overline{y_c - y_s}$ от $\overline{y_s}$.
Условные уравнения были составлены следующим образом:

$$\overline{x_c - x_s} = 4.2^m \cdot c_x \overline{x_s} + b_x, \quad \overline{y_c - y_s} = 4.2^m \cdot c_y \overline{y_s} + b_y.$$

Коэффициенты комы c_x, c_y и коэффициенты уравнения блеска b_x, b_y определялись методом наименьших квадратов. Условные уравнения получали веса ($p_{\overline{x_c - x_s}}, p_{\overline{y_c - y_s}}$) в соответствии со значениями ошибок среднего ($\sigma_{\overline{x_c - x_s}}, \sigma_{\overline{y_c - y_s}}$):

$$\sigma_{\overline{x_c - x_s}} = \sqrt{\frac{\sum_{i=1}^n ((x_c - x_s)_i - (\overline{x_c - x_s}))^2}{n(n-1)}}, \quad \sigma_{\overline{y_c - y_s}} = \sqrt{\frac{\sum_{i=1}^n ((y_c - y_s)_i - (\overline{y_c - y_s}))^2}{n(n-1)}};$$

$$p_{\overline{x_c - x_s}} = \left(\frac{(\sigma_{\overline{x_c - x_s}})_{min}}{\sigma_{\overline{x_c - x_s}}} \right)^2, \quad p_{\overline{y_c - y_s}} = \left(\frac{(\sigma_{\overline{y_c - y_s}})_{min}}{\sigma_{\overline{y_c - y_s}}} \right)^2;$$

где n – число звезд, которое использовалось при образовании $\overline{x_c - x_s}$ или $\overline{y_c - y_s}$.
Результаты решений таковы:

$$c_x = 0.0026 \pm 0.0001 \text{ arc sec} \cdot \text{mag}^{-1} \cdot \text{mm}^{-1}, \quad b_x = -0.028 \pm 0.018 \text{ arcsec}, \quad \sigma_{I_x} = 0.054 \text{ arcs ec},$$

$$c_y = 0.0032 \pm 0.0002 \text{ arc sec} \cdot \text{mag}^{-1} \cdot \text{mm}^{-1}, \quad b_y = 0.229 \pm 0.006 \text{ arcsec}, \quad \sigma_{I_y} = 0.072 \text{ arc sec},$$

$\sigma_{I_x}, \sigma_{I_y}$ – ошибки единицы веса.

2. Определение параметров комы по остаточным разностям тангенциальных координат

Для пластинок пулковской зенитной зоны, снятых с дифракционной решеткой, было проведено еще одно определение параметров комы по остаточным разностям тангенциальных координат звезд. При этом вместо центрального изображения звезды бралось среднее значение, полученное по дифракционным спутникам первого порядка.

Так как измерения дифракционных спутников проводилось только для ярких звезд (до 12.7^m) пластинки, число так образованных «опорных звезд» в зенитной зоне составило 230, при общем числе опорных звезд 650.

Для определения комы анализировались разности $\Delta\xi = \xi - \tilde{\xi}$, $\Delta\eta = \eta - \tilde{\eta}$, где ξ, η – тангенциальные координаты опорных звезд, полученные по данным опорного каталога (ТУСНО-2) и экваториальным координатам оптического центра, а $\tilde{\xi}, \tilde{\eta}$ – оценки тангенциальных координат тех же звезд, найденные по постоянным пластинки и измеренным координатам.

Значения коэффициента комы c и нуля-пункта mag_0 получились:

по 230-ти разностям, полученным по звездам, измеренные положения которых определялись как средние из положений дифракционных спутников – $c = 0.0013 \pm 0.0005 \text{ arc sec} \cdot \text{mag}^{-1} \cdot \text{mm}^{-1}$, $\text{mag}_0 = 12.0^m \pm 5^m$;

по всем 650-ти разностям – $c = 0.0018 \pm 0.0002 \text{ arc sec} \cdot \text{mag}^{-1} \cdot \text{mm}^{-1}$, $\text{mag}_0 = 12.9^m \pm 1.7^m$.

Полученные параметры комы в пределах ошибок согласуются между собой и с ранее полученными значениями, использованными при построении каталога Pul-3 ($c = 0.0016 \pm 0.0002 \text{ arc sec} \cdot \text{mag}^{-1} \cdot \text{mm}^{-1}$, $\text{mag}_0 = 11.3^m \pm 1.2^m$).

3. Выводы

1. Полученные результаты исследований поведения разностей "центральное изображение минус среднее из положений спутников" и находятся в хорошем согласии с выводами, которые сделали А.Н. Дейч и Н.В. Фатчихин, и подтверждают наличие комы объектива пулковского нормального астрографа.
2. Параметры комы, найденные на основе анализа остаточных разностей, полученных в результате редукций пластинок Pul-3 ($c = 0.0016 \pm 0.0002 \text{ arc sec} \cdot \text{mag}^{-1} \cdot \text{mm}^{-1}$ и $\text{mag}_0 = 11.3^m \pm 1.2^m$) в пределах ошибок согласуются со значениями тех же параметров, найденных при обработке площадок с дифракционными спутниками ($c = 0.0013 \pm 0.0005 \text{ arc sec} \cdot \text{mag}^{-1} \cdot \text{mm}^{-1}$, $\text{mag}_0 = 12.0^m \pm 5^m$).
3. Тот факт, что блеск дифракционных спутников лежит в пределах от 10.5^m до 16.9^m , позволяет говорить о правомерности использования параметров комы, найденных по опорным звездам (до 14.5^m) в области слабых определяемых звезд $15^m \div 16.5^m$.

Литература

- [1] Е.В. Хруцкая, М.Ю. Ховричев, Н.М. Бронникова. Создание каталога положений и собственных движений 59600 звезд до $16^m.5$ (Pul-3) в системе ICRS: первые результаты. //(настоящий сборник).
- [2] М.Ю. Ховричев. Исследование и учет систематических ошибок, связанных с влиянием комы объектива, при построении каталога PUL-3. //(настоящий сборник).
- [3] А.Н. Дейч. К вопросу о влиянии комы на определение фотографического положения объекта на пластинке. // Труды 12-й астрометрической конференции СССР. Ленинград. 1957. С. 351 - 354.
- [4] Н.В. Фатчихин. Исследование уравнения блеска с дифракционной решеткой в Пулковке // Труды 12-й астрометрической конференции СССР. Ленинград 1957. С. 355 - 368.

INVESTIGATION OF THE COMA-DEPENDENT SYSTEMATIC ERRORS OF THE PULKOVO NORMAL ASTROGRAPH FROM PHOTOGRAPHIC PLATES THAT WAS OBTAINED WITH DIFFRACTION GRATING

Khovritchev M.Yu., Kravtsov D.N.

The coma parameters of the Pulkovo normal astrograph have been estimated from photographic plates that was obtained with diffraction grating according to the Deutsch's plan. Coma factors $c_x = 0.0026 \pm 0.0001 \text{ arc sec} \cdot \text{mag}^{-1} \cdot \text{mm}^{-1}$ and $c_y = 0.0032 \pm 0.0002 \text{ arc sec} \cdot \text{mag}^{-1} \cdot \text{mm}^{-1}$ were determined as a result of processing differences between measured positions of central images of stars and mean positions from diffraction satellites. These results have confirmed coma of the objective.

Coma parameters $c = 0.0013 \pm 0.0005 \text{ arc sec} \cdot \text{mag}^{-1} \cdot \text{mm}^{-1}$, $\text{mag}_0 = 12.0^m \pm 5^m$ were obtained from investigation of the residuals of the tangential coordinates of the stars that was determined using diffraction satellites. Therefore coma parameters $c = 0.0016 \pm 0.0002 \text{ arc sec} \cdot \text{mag}^{-1} \cdot \text{mm}^{-1}$ and $\text{mag}_0 = 11.3^m \pm 1.2^m$, that are using on the Pul-3 catalogue construction, can be apply for faint stars $15^m \div 16.5^m$.

CREADER И ASTRORED – ПРОГРАММНЫЕ ПАКЕТЫ ДЛЯ ВЫБОРКИ ДАННЫХ ИЗ КАТАЛОГОВ С ВЫСОКОЙ ПЛОТНОСТЬЮ ЗВЕЗД И ВЫПОЛНЕНИЯ АСТРОМЕТРИЧЕСКИХ РЕДУКЦИЙ

Ховричев М.Ю., Хруцкая Е.В.

Созданный пакет CREADER позволяет производить всевозможные выборки звезд по заданным параметрам из каталогов с высокой плотностью звезд. В настоящее время CREADER может работать с каталогами HIPPARCOS, TYCHO-1, ACT, TYCHO-2, USNO-A2.0 (и SA2.0), а также с пластинками Паломарского обзора. Возможна визуализация выбранного поля и отождествление звезд на рисунке с полученным списком отобранных звезд. Внутри выбранного поля допустимы различные операции с данными: сортировка, преобразование координат, вычисление координат на заданную эпоху и т.п.

Пакет ASTRORED предназначен для астрометрических редукиций от измеренных прямоугольных координат звезд до получения экваториальных координат в системе любого из каталогов, подключенных к CREADER. Создан аппарат для исследования и коррекции систематических ошибок наблюдений. Исходная информация хранится в виде текстовых ASCII-файлов, из которых ASTRORED создает матрицы для решения задач редукиции. Минимальные требования к PC: PC486/CD-R/16MbOЗУ, система WIN95.

Появление высокоточных астрометрических каталогов с высокой плотностью звезд (HIPPARCOS, TYCHO-1, ACT, TYCHO-2), использование в практике наблюдений массовых звездных обзоров, таких как USNO-A2.0, потребовало создания специальных программных продуктов, позволяющих эффективно использовать данные этих каталогов при проведении астрометрических редукиций наблюдений и выполнении различных исследований [1].

Представленные в этой работе пакеты программ CREADER (Catalog Reader) и ASRTORED (Astrometric Reduction) обеспечивают решение этих задач. Оба пакета написаны на языке Object Pascal в среде Delphi. Программы работают под управлением операционных систем Windows 95/98/2000/Me и Windows NT.

CREADER (Catalog Reader)

Программный пакет CREADER предназначен для осуществления выборки данных из каталогов с высокой плотностью звезд. Количество каталогов, подключенных к CREADER, практически, не ограничено. В настоящее время пакет может работать с каталогами HIPPARCOS, TYCHO-1, ACT, TYCHO-2, USNO-A2.0 (и SA2.0), а также с пластинками обзора Паломарской обсерватории.

Программа CREADER позволяет работать с любым каталогом, который представлен как один или несколько ASCII-файлов. Единственное требование к файлам каталога состоит в том, чтобы все строки этого файла содержали только записи каталога, а не заголовки таблиц или комментарии.

Выборка данных в CREADER осуществляется в два этапа: выбор всех звезд нужной области неба и дальнейшая выборка по произвольному параметру. При реализации первого этапа аргументом служат экваториальные координаты звезд. На втором этапе пользователь имеет возможность отбирать нужные звезды в зависимости от любого из параметров, приведенных в каталоге (блеск, показатель цвета, спектральный класс, класс светимости, собственное движение параллакс и др.), а также проводить

сортировку данных и осуществлять простейшие операции (вычислять полное собственное движение, величину $B-V$, среднее место на заднюю эпоху). Сформированную таблицу с результатами можно сохранить в виде ASCII-файла с включением нужных колонок или в формате CREADER (*.crd) для последующей работы в пакете.

Подключение новых каталогов к CREADER осуществляется посредством специальных схем. Под схемой понимается набор характеристик каталога – директория размещения каталога, вид представления координат, размещение параметров в строке каталога и т.п. Обязательным условием при создании схемы любого каталога является размещение в двух первых столбцах RA и DECL.

Главное окно программы CREADER представлено на рис. 1. В левом верхнем углу ниспадающий список, содержащий названия схем, подключенных к данной копии CREADER. Выбрав нужный каталог, пользователь активизирует схему, с которой собирается работать. Для одного каталога может быть создано любое количество схем, содержащих разные данные.



Рис. 1. Главное окно программы CREADER.

Окно параметры поиска позволяет задать площадку на небесной сфере, из которой будут выбираться звезды (рис.1). Процесс поиска сопровождается появлением панели, отображающей степень выполнения задачи и позволяющей прервать процесс выборки звезд из каталога (рис.1). С помощью правой кнопки мыши вызывается контекстное меню, которое позволяет организовать всевозможные выборки звезд из таблицы (рис. 1).

Каталоги USNO-A2.0 (и SA2.0) и пластинки обзора Паломарской обсерватории (APM) не нуждаются в создании схем. Для работы с ними необходимо выбрать соответствующие окна главного меню программы.

Главное меню программы состоит из трех основных пунктов: каталог, поиск и изображение. Краткое описание окон каждого из пунктов и их функций содержится в таблице № 1.

Таблица 1. Краткое описание меню и окон программы CREADER.

КАТАЛОГ		ПОИСК		ИЗОБРАЖЕНИЕ
окно	операция	окно	операция	
Настройка	Открытие окна для настройки нового или уже подключенного к CREADER каталога	Параметры поиска	Открытие окна для установки пределов поиска по координатам	Открытие окна <u>карта</u> для получения изображения звездного поля, отвечающего выбранному из каталога фрагменту, выполненному в центральной проекции. Допускается отождествление звезд на изображении с данными таблицы в главном окне. Предусмотрена возможность нумерации звездных изображений и сохранения результатов в файл *.bmp (см. рис3 “карта”)
Сохранить	Сохранение таблицы в файл в специальном формате *.crd и в виде ASCII-файла с расширением *.prp.	Начать поиск	Запуск поиска звезд в каталоге.	
Открыть	Открытие файлов в форматах *.crd и APM.	Поиск в USNO-A2.0	Открытие окна для поиска в USNO-A2.0 в соответствии с установленными параметрами поиска	
Точность	Открытие окна для установки точности представления координат в таблице			

Функции, выполняемые с помощью окна Настройка.

Процесс подключения нового каталога к CREADER начинается с открытия окна настройка (рис. 2). В соответствующих полях вводятся названия каталога (максимум 3 символа) и схемы (максимум 4 символа). После принятия введенных значений требуется открыть каталог (кнопка открыть каталог).

Содержимое первых двадцати строк появится в таблице окна настройка (рис. 2). В нижнем поле окна можно открыть файл, содержащий побайтовое описание строки каталога и, придерживаясь информации из этого поля, сформировать описание расположения необходимых параметров каталога (указать первый и последний номер символов строки каталога, где содержится нужный параметр). При описании полей таблицы, содержащих экваториальные координаты, появляется специальное окно,

позволяющие настроить CREADER для корректного чтения информации о координатах.

Для организации быстрой выборки звезд из каталогов с высокой плотностью звезд CREADER опирается на специальные файлы-акселераторы. После завершения формирования схемы каталога с помощью кнопки далее осуществляется переход к началу формирования файлов-акселераторов (кнопки исследовать каталог и создать SAF-файлы).

Файлы-акселераторы формируются для 324 областей неба размером 10° по прямому восхождению и 20° по склонению и содержат указатели на каждую звезду каталога.

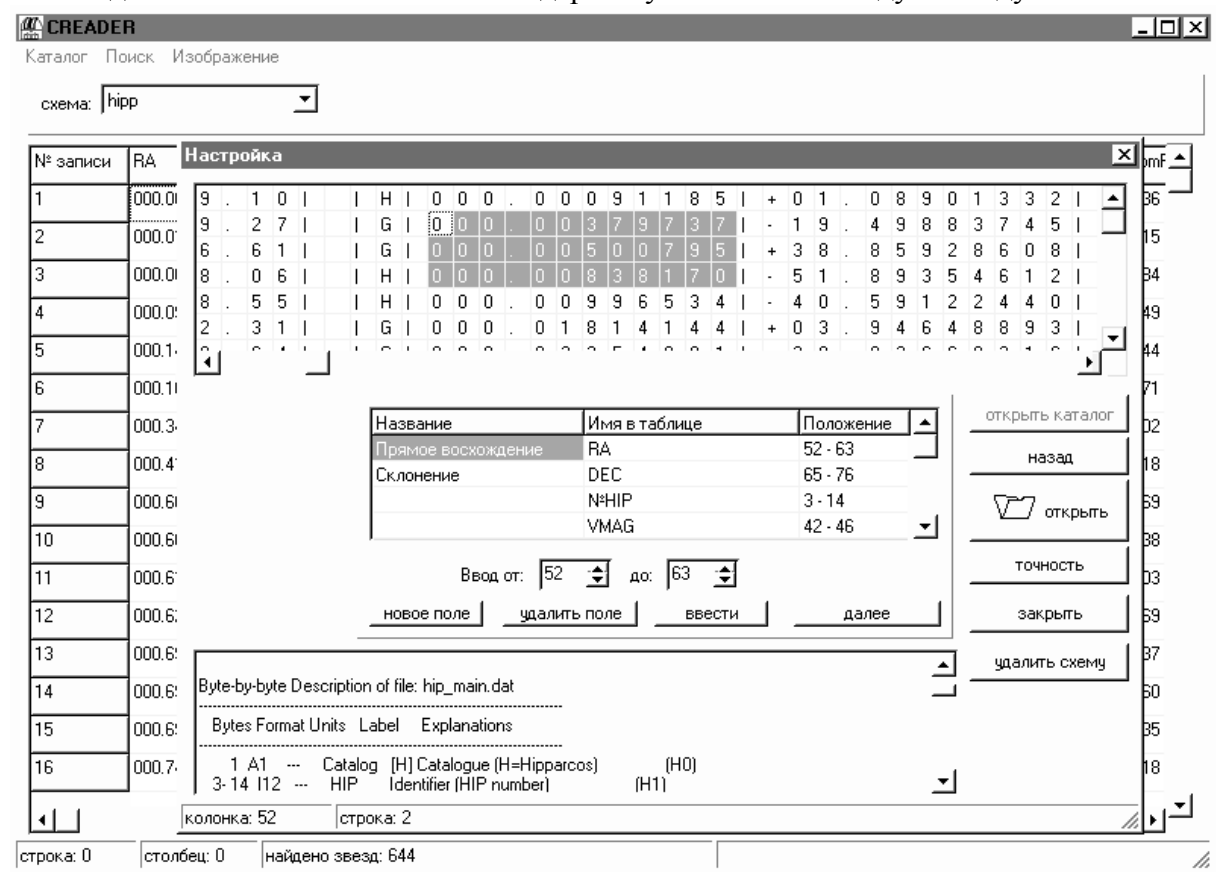


Рис. 2 . Окно "настройка" в процессе изменения схемы для каталога HIPPARCOS.

После создания файлов-акселераторов необходимо воспользоваться кнопкой сохранить схему и процесс подключения каталога к CREADER будет завершен. Созданная пользователем схема будет включена в список схем CREADER.

Окно Настройка позволяет изменить старую схему, удалить ненужную, создать новую схему для каталога, который уже подключен к CREADER (для этого в поле каталог необходимо указать имя уже подключенного каталога).

В настоящее время для всех подключенных к CREADER каталогов файлы акселераторы уже созданы.

Выборка звезд из таблицы CREADER.

Результаты выборки заданной области (по параметрам поиска) из какого-либо каталога отображаются в главном окне в виде таблицы. Если необходимо, пользователь может продолжить выборку из полученного массива данных (рис. 3, параметры выбора) Существует три способа организации дополнительной выборки (рис. 3): по величине полного собственного движения, по результату расчета и по одной колонке

(при этом следует указать мышью нужный столбец таблицы). Второй способ применяется, например, для выборки по показателю цвета, если в каталоге указаны только звездные величины в системе UBV или другой фотометрической системе.

Реализована возможность выбора звезд с помощью списка. Пусть требуется осуществить отождествление звезд двух каталогов по номерам HD. Для этого необходимо:

1. Сохранить в файл *.rgp только колонку с номерами HD (необходимо использовать опцию параметры сохранения (рис. 1)) из выборки первого каталога.
2. Загрузить этот файл в выборке второго каталога (опция загрузить список).
3. Указать мышью нужную колонку таблицы в выборке второго каталога.
4. Произвести отождествление (опция поиск по списку).

По любой сделанной выборке возможна визуализация выбранной области (изображение → карта (рис. 3)) и отождествление звезд на рисунке с полученным списком выбранных звезд.

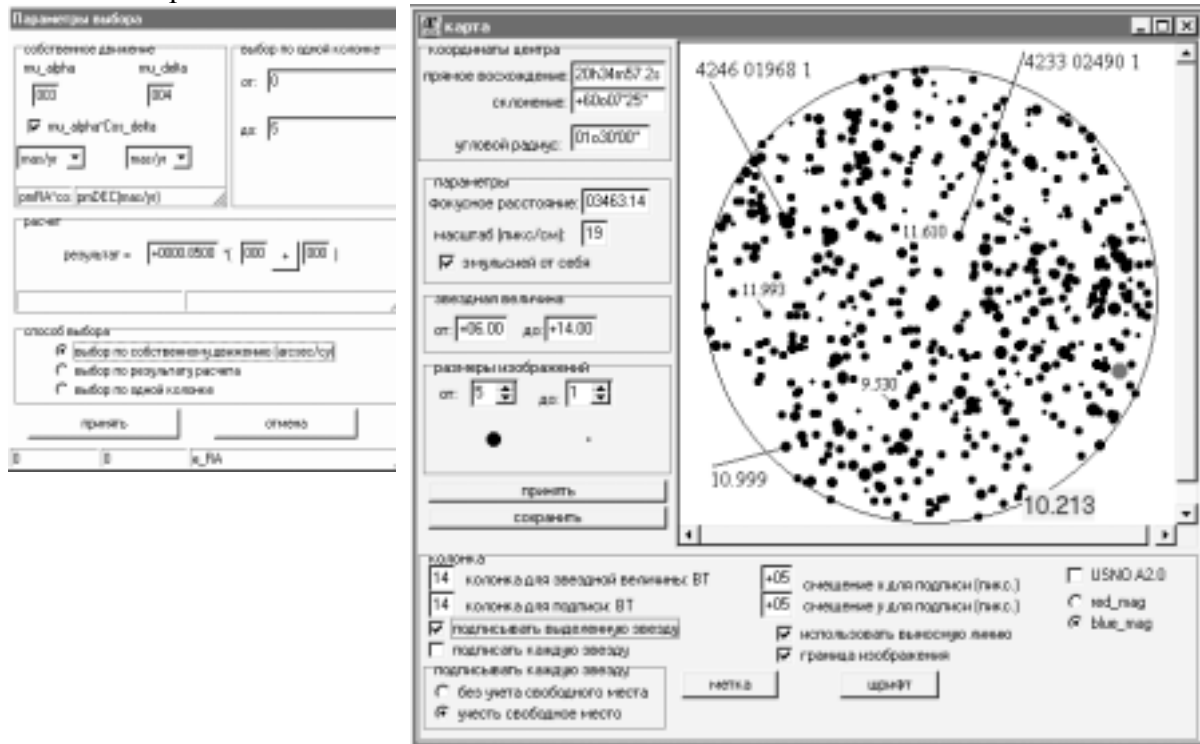


Рис.3. Окна “параметры выбора” и “карта” в CREADER.

Минимальные требования к персональному компьютеру для работы с пакетом CREADER – PC486/CD-R/RAM 16Mb, операционная система Windows 95. Объем дискового пространства, занимаемого файлами-акселераторами для перечисленных каталогов, составляет 35.9 Mb.

Пакет CREADER может использоваться как отдельный пакет, а также при совместной работе с пакетом ASTRORED.

ASTRORED (Astrometric Reduction)

Программный пакет ASTRORED предназначен для проведения астрометрических редуций, когда по измеренным координатам (x,y) требуется получить экваториальные

координаты звезд в системе заданного опорного каталога. Исходные данные могут быть результатом измерения фотопластинок или результатом ПЗС-наблюдений. В настоящее время пакет адаптирован для обработки результатов измерений фотографических пластинок. Пакет занимает 774 Кб дискового пространства.

В основе работы ASTRORED лежат операции с матрицами, которые могут храниться в памяти компьютера и/или в виде специальных файлов на диске. Используются два вида файлов для хранения матриц: файлы вещественных чисел формата Extended и таблицы в виде ASCII-файлов.

В программе реализован блок MWORK, позволяющий выполнять различные операции с матрицами, загруженными в память компьютера (сложение, умножение, обращение, транспонирование, создание подматриц и т.д.).

Создан набор специальных алгоритмов, позволяющих быстро выбирать опорные звезды, осуществлять астрометрическую редукцию, исследовать систематические ошибки и вводить необходимые поправки для их исключения. Все эти действия могут быть выполнены автоматически. От пользователя требуется лишь корректно указать путь к файлам исходных данных и директорию или матрицу для размещения результатов.

Программа поддерживает работу с двумерной графикой, что позволяет более эффективно использовать ASTRORED.

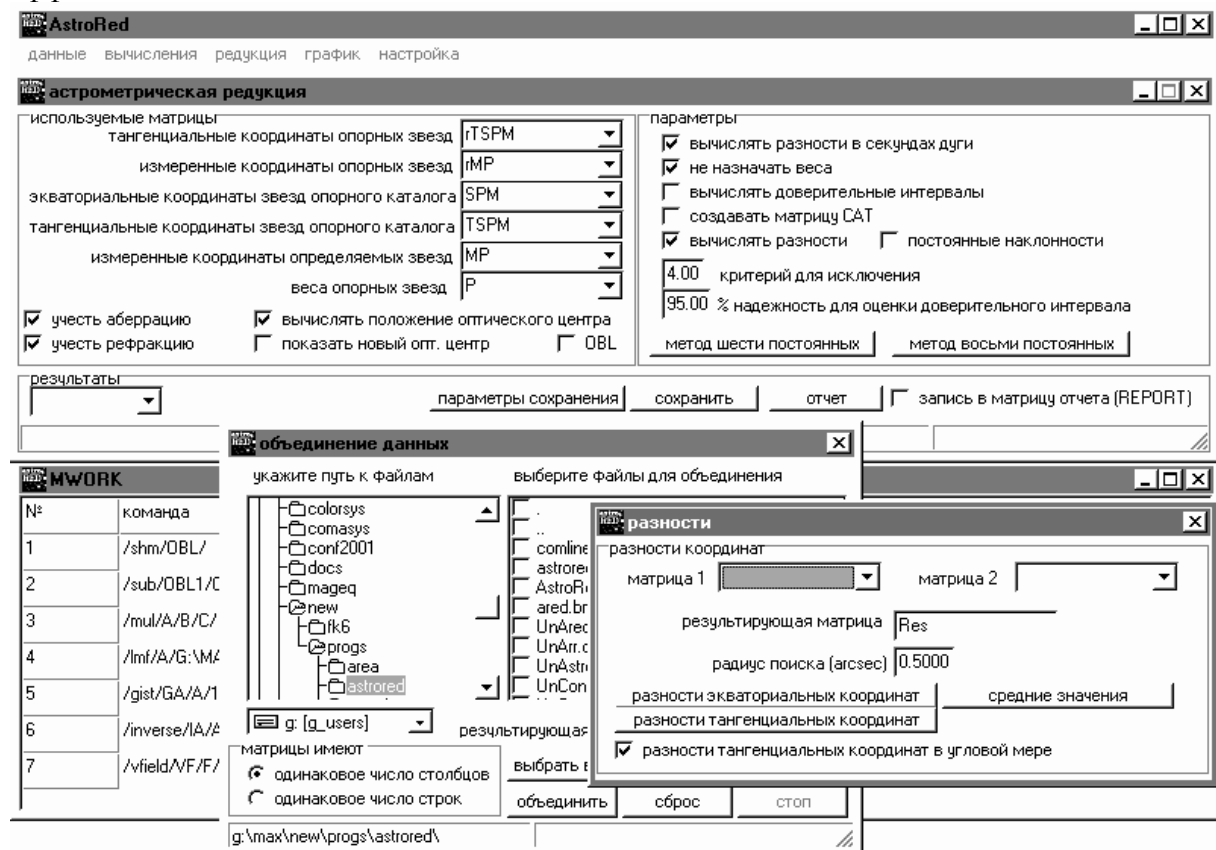


Рис. 4. Наиболее важные окна в программе ASTRORED.

На рис. 4 показан внешний вид нескольких окон программы ASTRORED. Наиболее важными следует считать главное окно AstroRed, которое представляет собой MDI-форму и позволяет через главное меню программы получить доступ к различным окнам. Главное окно дает возможность одновременно работать с большим числом

матриц открытых как MDI-child-формы, которые содержат таблицы. С помощью контекстного меню имеется возможность осуществлять ряд операций над матрицами.

Одним из самых многофункциональных окон является MWORK. На данный момент это окно организовано как таблица из двух колонок, в первой из которых находится номер строки, а вторая может содержать любую из нескольких десятков команд и операндов для работы с матрицами. Это окно может работать как в режиме непосредственного исполнения команд при нажатии клавиши Enter после ввода команды, так и в режиме программы, когда все команды (они могут быть загружены из файла *.prg) выполняются последовательно одна за другой.

На рис.5 представлена схема работы программы, реализующая алгоритмы построения фотографического звездного каталога [2,3]. Стрелки, указывающие на каждый из пронумерованных блоков, позволяют понять, какие исходные данные нужны для выполнения соответствующей задачи. Под блоком понимается комплекс подпрограмм, позволяющих достичь цели, обозначенной в его названии. Реализована возможность отдельного выполнения, как отдельных блоков, так и структур, состоящих из нескольких связанных блоков. Это полезно для контроля правильности вычислений и рациональной организации данных, с учетом имеющегося наблюдательного материала.

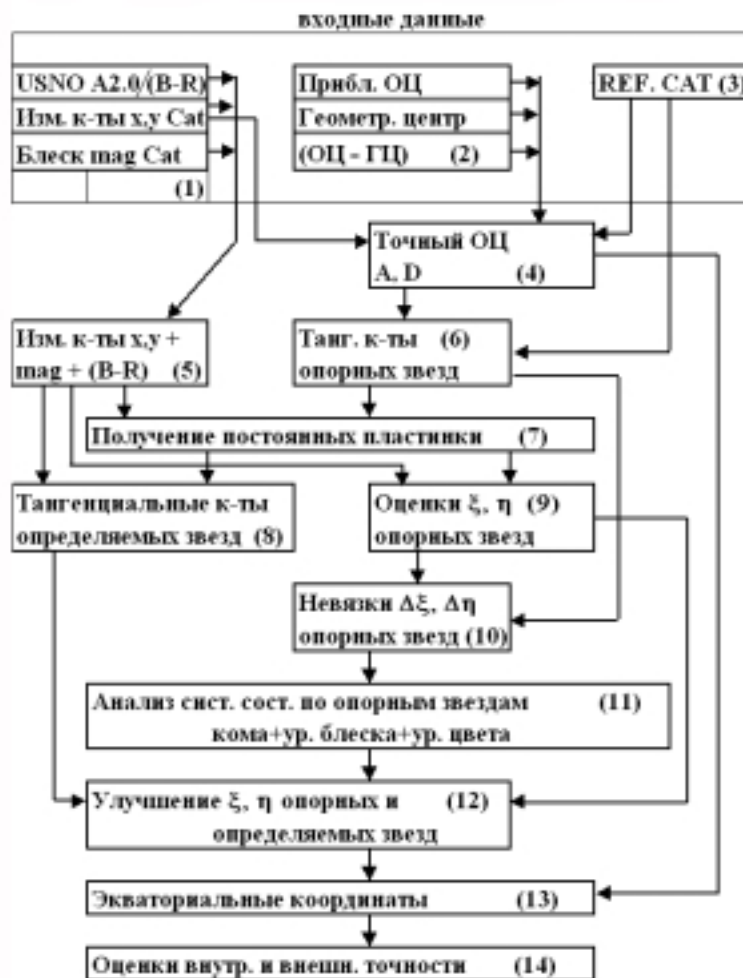


Рис. 5. Схема построения астрофотографического каталога в ASTRORED.

При определении экваториальных координат звезд по материалу фотографических или ПЗС-наблюдений одним из важных моментов является выбор опорных звезд. Для решения этой задачи необходимо отождествить изображения звезд на пластинке (или ПЗС-кадре) со звездами опорного каталога. Отождествление наблюдаемого поля звезд с соответствующей областью какого-либо каталога осуществляет алгоритм, имитирующий совмещение двух пластинок. Первая пластинка – это выбранное поле из каталога, вторая пластинка – наблюдаемое поле звезд. Координаты звезд могут быть заданы как в прямоугольной системе координат (x, y) , так и в экваториальной (α, δ) .

Отождествление полей с прямоугольными координатами.

Считаем, что оси координат первой пластинки образуют угол θ с координатными осями второй пластинки и начала координат не совпадают между собой.

Пусть $x_{1,1}, x_{1,2}, \dots, x_{1,n}$; $y_{1,1}, y_{1,2}, \dots, y_{1,n}$ – координаты звезд на первой пластинке, $x_{2,1}, x_{2,2}, \dots, x_{2,m}$; $y_{2,1}, y_{2,2}, \dots, y_{2,m}$ – на второй. Для k звезд изображения имеются на обеих пластинках. $N_{1,1}, N_{1,2}, \dots, N_{1,k}$ – номера таких звезд на первой пластинке, $N_{2,1}, N_{2,2}, \dots, N_{2,k}$ – на второй. Справедливы равенства:

$$\begin{aligned} x_{N_{1,i}} &= x_{N_{2,i}} \cdot \cos(\theta) + y_{N_{2,i}} \cdot \sin(\theta) + \Delta x, \\ y_{N_{1,i}} &= y_{N_{2,i}} \cdot \cos(\theta) - x_{N_{2,i}} \cdot \sin(\theta) + \Delta y, \end{aligned} \quad i = 1, 2, \dots, k. \quad (1)$$

Если значения $\Delta x, \Delta y, \theta$ известны, задача отождествления может быть решена с помощью следующего алгоритма:

Для каждой i -ой звезды на первой пластинке и j -ой звезды на второй пластинке может быть вычислено значение выражения:

$$\Delta_{i,j} = \left(\begin{aligned} &(x_{1,i} - x_{2,j} \cdot \cos(\theta) - y_{2,j} \cdot \sin(\theta) - \Delta x)^2 + \\ &(y_{1,i} - y_{2,j} \cdot \cos(\theta) + x_{2,j} \cdot \sin(\theta) - \Delta y)^2 \end{aligned} \right)^{1/2}.$$

Если $\Delta_{i,j} < r$, то звезда с номером i на первой пластинке и с номером j на второй рассматриваются как кандидаты на тождественность. Величина r является критерием отождествления и задается перед началом работы алгоритма.

Для каждой i -ой звезды на первой пластинке с помощью указанного критерия проверяются все m звезд второй пластинки. В результате формируется массив звезд-кандидатов на тождественность. Из них отбирается та звезда, для которой значение Δ минимально.

Окончательно вопрос отождествления считается решенным, если установлено, что отобранная звезда со второй пластинки не была ранее отождествлена со звездой на первой пластинке, имеющей номер отличный от i . Если найдена звезда с номером q на первой пластинке, с которой отобранная звезда была отождествлена, то производится сравнение величин Δ для обеих звезд i и q . Выбор делается в пользу звезды на первой пластинке с меньшим значением этой величины.

Таким образом, формируются массивы номеров отождествленных звезд $N_{1,1}, N_{1,2}, \dots, N_{1,k}$ и $N_{2,1}, N_{2,2}, \dots, N_{2,k}$.

Определение параметров $\Delta x, \Delta y, \theta$, необходимых для отождествления, осуществляется двумя способами.

В первом способе эти величины задает пользователь. Манипулируя клавишами курсоров и/или мышью, совмещаются изображения звезд второй и первой пластинок

Величины $\Delta x, \Delta y, \theta$ определяются тем, на сколько были смещены изображения звезд второй пластинки по сравнению с начальными по обеим осям.

Второй способ позволяет автоматизировать процесс отождествления. Однако, его применение возможно в случае, если угол θ можно считать равным нулю. Это условие будет выполняться, если оси измеренных координат ориентированы стандартным образом. Тогда соотношения (1) запишутся в виде:

$$\begin{aligned} x_{N_{1,i}} &= x_{N_{2,i}} + \Delta x, \\ y_{N_{1,i}} &= y_{N_{2,i}} + \Delta y, \end{aligned} \quad i = 1, 2, \dots, k.$$

Отождествление звезд осуществляется, если удалось найти смещение второй пластинки. На практике в большинстве случаев $\Delta x, \Delta y$ оказываются меньше некоторой величины D . Если с помощью вложенного цикла менять с определенным шагом значения $\Delta x, \Delta y$ так, чтобы $|\Delta x| < D, |\Delta y| < D$, можно подобрать нужные смещения.

Численные эксперименты показали, что скорость работы такого алгоритма сильно зависит от числа звезд и от шага, используемого при поиске $\Delta x, \Delta y$. При отождествлении с каталогом ГУСНО-2 число опорных звезд, в среднем, около 50, число звезд на второй пластинке колеблется в пределах от 200 до 1000. Поэтому было нецелесообразно при подборе $\Delta x, \Delta y$ использовать все звезды на второй пластинке. Для успешного отождествления из числа звезд второй пластинки формируется набор из 20-ти звезд. Для его формирования вычисляются координаты центра масс звездных изображений (при условии, что каждая звезда рассматривается как материальная точка единичной массы). Вычисляется радиус окружности, в пределах которого сосредоточены все звездные изображения. Из числа звезд, лежащих в пределах 0.6 радиуса этой окружности, случайным образом (это гарантирует равномерность распределения звезд по пластинке) отбирается 20 звезд.

Использование этого набора позволяет быстро подобрать $\Delta x, \Delta y$. Задача считается решенной, если 15 звезд набора отождествлены с помощью описанного алгоритма отождествления. Найденные таким образом параметры смещения используются для отождествления всех звезд на обеих пластинках.

Следует обратить внимание на то, что конкретное значение числа звезд в наборе критерия отождествления зависят от используемого инструмента и наблюдательного материала. При построении каталога Pul-3, величина r принималась равной 0.5 мм., $D=20$ мм.

Отождествление звезд двух каталогов по их экваториальным координатам.

При отождествлении звезд по их экваториальным координатам используется тот же алгоритм отождествления. В этом случае вместо прямоугольных координат x, y следует использовать экваториальные координаты α, δ . Под величиной $\Delta_{i,j}$ понимается угловое расстояние между звездами. Ее значение определяется из соотношения:

$$\Delta_{i,j} = \arccos(\vec{r}_{1,i} \cdot \vec{r}_{2,j}), \quad \text{в котором} \quad \vec{r}_{1,i} = \begin{bmatrix} \cos(\alpha_{1,i}) \cos(\delta_{1,i}) \\ \sin(\alpha_{1,i}) \cos(\delta_{1,i}) \\ \sin(\delta_{1,i}) \end{bmatrix}, \quad \vec{r}_{2,j} = \begin{bmatrix} \cos(\alpha_{2,j}) \cos(\delta_{2,j}) \\ \sin(\alpha_{2,j}) \cos(\delta_{2,j}) \\ \sin(\delta_{2,j}) \end{bmatrix}.$$

Критерий отождествления в этом случае назначается в угловой мере. Описанные в данной работе алгоритмы позволяют быстро выполнить отождествление звездных полей, как по прямоугольным координатам, так и по сферическим координатам. Это

особенно важно при обработке больших массивов данных, связанных с определением экваториальных координат большого числа звезд, и при исследовании систематических ошибок наблюдательного материала

При создании каталога Pul-3 отождествление наблюдаемых звездных полей проводилось с каталогами Pul-2 [4] и USNO-A2.0 для обеспечения материала наблюдений звездными величинами и величинами В и R, а также с каталогом TYCHO-2 для выборки опорных звезд. Окна, реализующие отождествление звездных полей, изображены на рисунке 6.

При работе с пакетом ASTRORED имеется возможность просмотра постоянных пластинки, их ошибок и ошибок единицы веса, вектора невязок условных уравнений и ковариационных матриц. По желанию пользователя создается матрица отчета, где хранятся такие данные как число опорных звезд, ошибки единицы веса, средние значения ошибки редукции. Итоговая матрица SpherP, содержит вычисленные экваториальные координаты определяемых звезд, фотометрическую информацию и данные об опорных звездах. В матрице Diff сохранены разности идеальных тангенциальных координат и их оценок, полученных с помощью постоянных пластинки, которые сопровождаются всей имеющейся фотометрической информацией. Эти матрицы являются материалом для анализа систематических ошибок.

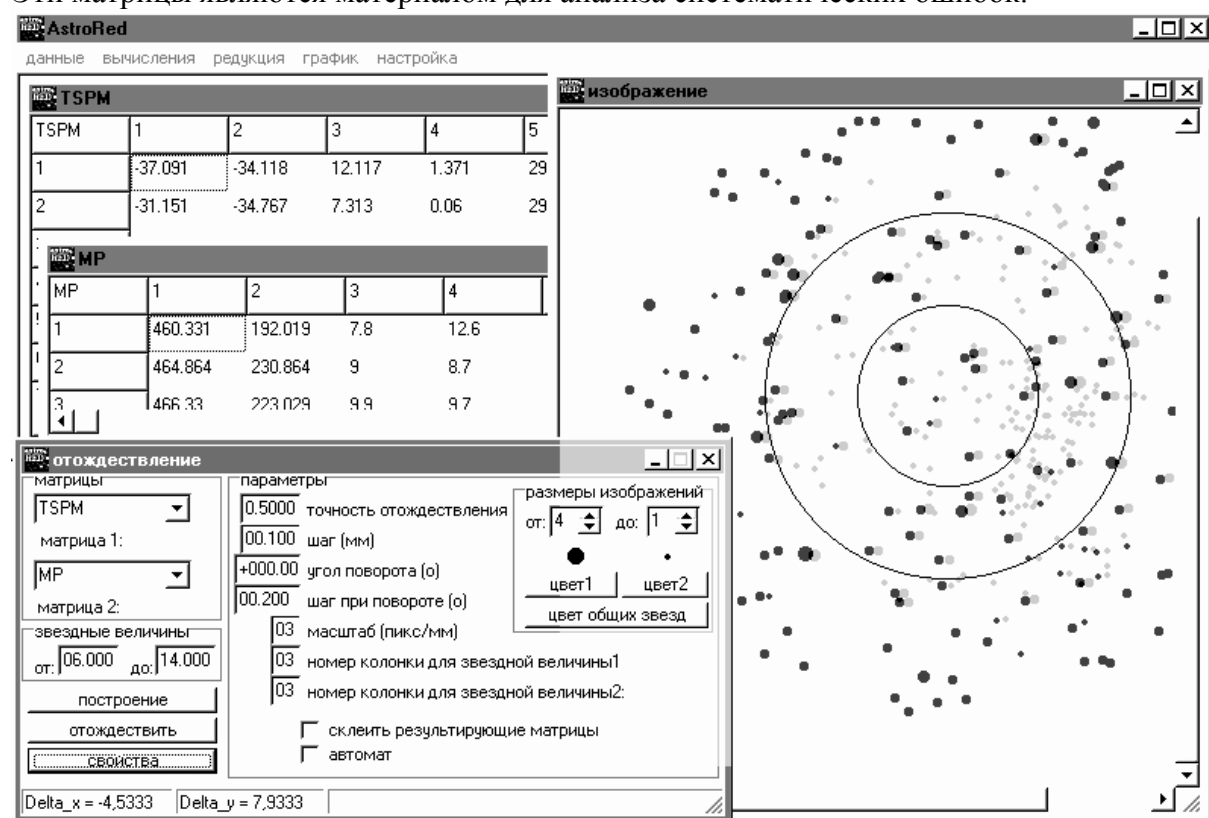


Рис. 6. Отождествление звездных полей в программе ASTRORED.

Выявление систематических ошибок в наблюдательном материале и их исключение из координат опорных и определяемых звезд (блоки 11, 12 рис. 5) включает в себя следующие операции:

1. Группировка разностей (файлы dxxxxx, x – поле для цифры, вычисления → объединение данных).
2. Выравнивание множества полученных разностей с помощью команд MWORK.

3. Вывод уравнений комы, блеска и цвета (редукция → кома, редукция → уравнение блеска).

4. Исправление за систематические ошибки (редукция → каталог, кнопка вычислить).

Конечной процедурой является вычисление экваториальных координат (редукция → каталог, кнопка вычислить при установленном флаге контроль).

Программа ASTRORED может работать в трех режимах:

1. «Пользовательский режим», при котором пользователь сам определяет последовательность действий.

2. «Полуавтоматический режим», при котором реализуется заложенная схема редукции с остановкой после каждого этапа вычислений. Такой режим позволяет пользователю контролировать результаты отдельных операций и корректировать дальнейшую работу.

3. «Автоматический режим», при котором в автомате осуществляется полная редукция любого количества областей, заданных для обработки (рис. 7). Выбирая в меню опции редукции → автомат пользователю требуется лишь указать директорию-источник файлов с x , y – данными, звездными величинами и файлов CREADER и директорию-приемник, где будут размещены результаты редукций и отчеты (рис. 7). Нажав кнопку старт, пользователь может следить за сообщениями программы, из которых видно какой этап вычислений выполняется в данный момент.

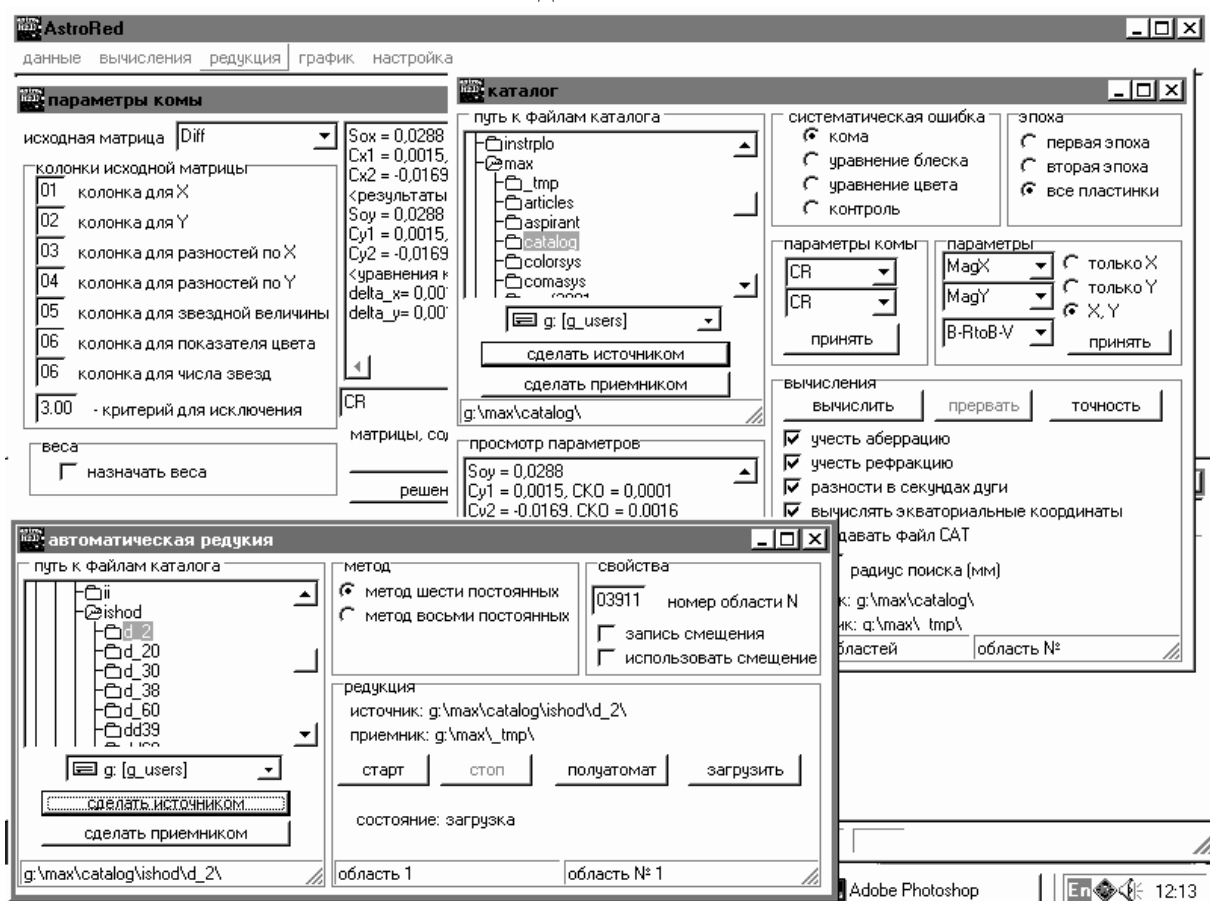


Рис. 7. Окна ASTRORED, обеспечивающие автоматическую обработку данных.

Информация об условиях наблюдений, приблизительных оптических центрах каждой пластинки хранится в матрице COND. Пользователь может сформировать эту матрицу самостоятельно с помощью команд MWORK. Сюда же записывается информация о вычисленных в результате работы точных координатах оптического

центра, которая потребуется при введении поправок за систематические ошибки. В матрице OBL собраны данные об измеренных координатах оптического центра.

Оценки полученной точности координат по внутренней сходимости можно получить с помощью меню вычисления → разности, а также осуществить автоматически для всех звезд каталога, получив дополнительно и оценки по внешней сходимости с опорным каталогом (кнопка точность окна каталог, блок (14) на рис. 5).

Для корректной работы программа ASTRORED требует правильной настройки. В меню настройка → схемы CREADER необходимо указать путь к схемам CREADER (это позволяет верно интерпретировать данные файлов *.ctd). Окно настройка → параметры дает возможность указать фокусное расстояние астрографа, широту места наблюдения, организовать автоматический доступ к матрицам COND и OBL через файл astrored.ini.

Для работы ASTRORED минимальные требования к компьютеру те же, что для пакета CREADER.

В заключение отметим, что в данной статье описаны лишь наиболее важные аспекты работы программ CREADER и ASTRORED. В настоящее время с помощью созданных пакетов в лаборатории фотографической астрометрии ГАО ведется работа по созданию каталога 59600 звезд до 16^m.5.

Литература

1. Девяткин А.В, Грицук А.Н., Горшанов Д.Л, Корнилов Э.В. АПЕКС – программная система для обработки ПЗС-изображений в астрономии. //Изв. ГАО в Пулкове. 2000. С.-Пб. № 214. С.455-468.
2. Киселев А.А. Теоретические основания фотографической астрометрии. 1989. М. 260с.
3. Подобед В.В. Фундаментальная астрометрия. 1962. М. 340с.
4. Бобылев В.В, Бронникова Н.М, Шахт Н.А. Каталог абсолютных собственных движений звезд PUL2 – реализация плана А.Н.Дейча. // сб. Астрометрия, геодинамика и небесная механика на пороге XXI века. 2000. С.-Пб. С.177-178.

CREADER AND ASTRORED – A PROGRAMS FOR SELECTION DATA FROM HIGH-DENSITY ASTROMETRIC CATALOGUES AND ASTROMETRIC REDUCTIONS

Khovritchev M.Yu., Khrutskaya E.V.

The CREADER program system permits to get various selections from high-density astrometric catalogues with different parameters. This package can process data of the HIPPARCOS, TYCHO, ACT, TYCHO-2, USNO-A2.0 (S A2.0) catalogues and POSS plates (APM). CREADER can generate the star map of the selected sky area and identify stars from list of selection. There are many various operations (sorting, coordinate transformation to arbitrary epoch) can be done for selected stars.

The ASTRORED program has been developed for astrometric reduction from measured coordinate of the stars to equatorial coordinate in the system of the catalogue, which included in the catalogue list of CREADER. The functions and procedures for investigation and exclusion of the systematic errors have been developed. Initial information exists as a ASCII-files or as a special format file for matrix. ASTRORED constructs matrix from these files for astrometric reduction. The simplest computer features are PC486/CD-R/16Mb, WIN95.

**PUL-3: КАТАЛОГ ЭКВАТОРИАЛЬНЫХ КООРДИНАТ
И СОБСТВЕННЫХ ДВИЖЕНИЙ 58329 ЗВЕЗД В СИСТЕМЕ ICRS
В ПУЛКОВСКИХ ПЛОЩАДКАХ С ГАЛАКТИКАМИ**

Хруцкая Е.В., Ховричев М.Ю., Бронникова Н.М.

Приводятся результаты обработки фотографических пластинок, полученных на пулковском нормальном астрографе в 50-х и 70-х годах. Цель работы – построение каталога положений и собственных движений 58239 звезд, преимущественно $12^m \div 16.5^m$, в зоне склонений $-5^\circ \div 85^\circ$, распространяющего систему ICRS на слабые звезды. В качестве опорного использован каталог ГУСНО-2. Средняя эпоха Pul-3 – 1963.35. Среднее значение среднеквадратических ошибок по внутренней сходимости составило: для координат $\pm 0.08''$, для собственных движений $\pm 0.005''/\text{год}$. Ошибки координат по внешней сходимости с каталогом ГУСНО-2 составили $\pm 0.15''$ на среднюю эпоху Pul-3.

Материалом для работы послужили наблюдения, полученные на нормальном астрографе Пулковской обсерватории в период с 1935 г. по 1986 г. в ходе реализации плана А.Н. Дейча по выводу абсолютных собственных движений звезд с привязкой к галактикам [1]. Полностью работа по получению абсолютных собственных движений была завершена в 1999 г. [2]. В ходе ее выполнения, по пластинкам, снятым с дифракционной решеткой, для всех измеренных звезд были получены фотографические звездные величины [3]. Задача определения координат звезд в то время не ставилась.

Наличие в настоящее время высокоточных космических каталогов и то, что имеющиеся фотопластинки содержат значительное число звезд $12^m \div 16.5^m$ звездной величины, делают целесообразным использовать этот наблюдательный материал и получить координаты для более чем 58000 звезд в системе ICRS. Отснятые 149 областей охватывают зоны от -5° до $+85^\circ$. И хотя их распределение по небесной сфере не обладает той степенью равномерности, которая присуща опорным системам, выполнение этой работы позволяет говорить о распространении системы ICRS на слабые звезды.

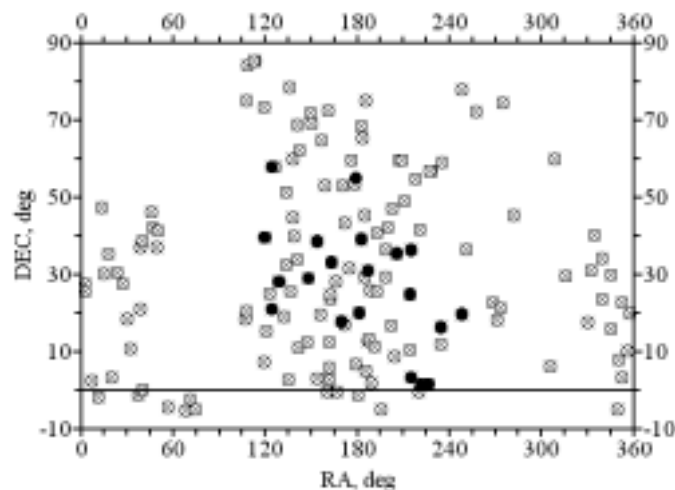


Рис. 1. Распределение площадок по небесной сфере. Пулковский нормальный астрограф: D=330 мм, F=3467 мм, поле инструмента $2^\circ \times 2^\circ$, радиус рабочего поля для всех площадок $50'$.

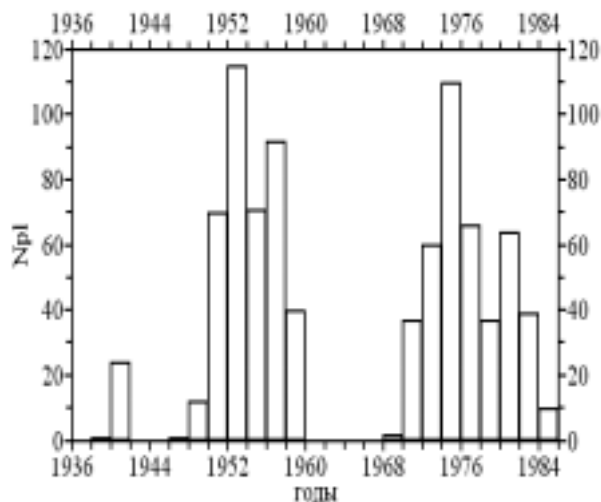


Рис. 2. Распределение наблюдений по годам.

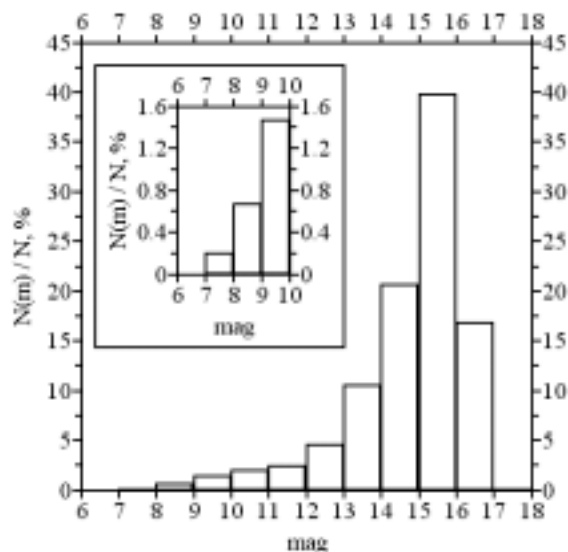


Рис. 3. Распределение материала по звездной величине.

На рис.1 показано распределение площадок по небесной сфере. Черные кружки – площадки вдоль главного меридионального сечения Галактики (21 площадка).

Рисунок 2 демонстрирует распределение наблюдений по годам. Первая эпоха охватывает период 1935-1960 гг., вторая – 1969-1986 гг. Разности между эпохами составляют от 20 до 32 лет. Среднее значение для первой эпохи – 1953.5, для второй эпохи – 1976.75.

На рис.3 показано распределение материала по звездным величинам.

При обработке в качестве опорного каталога был взят каталог ГУСНО-2. Высокая точность этого каталога, отсутствие в нем систематических ошибок, присущих наземным каталогам, а также большое число звезд ГУСНО-2, попадающих в рабочее поле, позволяли надеяться на уверенное исключение систематических ошибок из наблюдательного материала и надежное определение параметров редуциционной модели. Число опорных звезд ГУСНО-2 в площадках с галактиками в среднем составляло 65-40 звезд в зависимости от галактической широты.

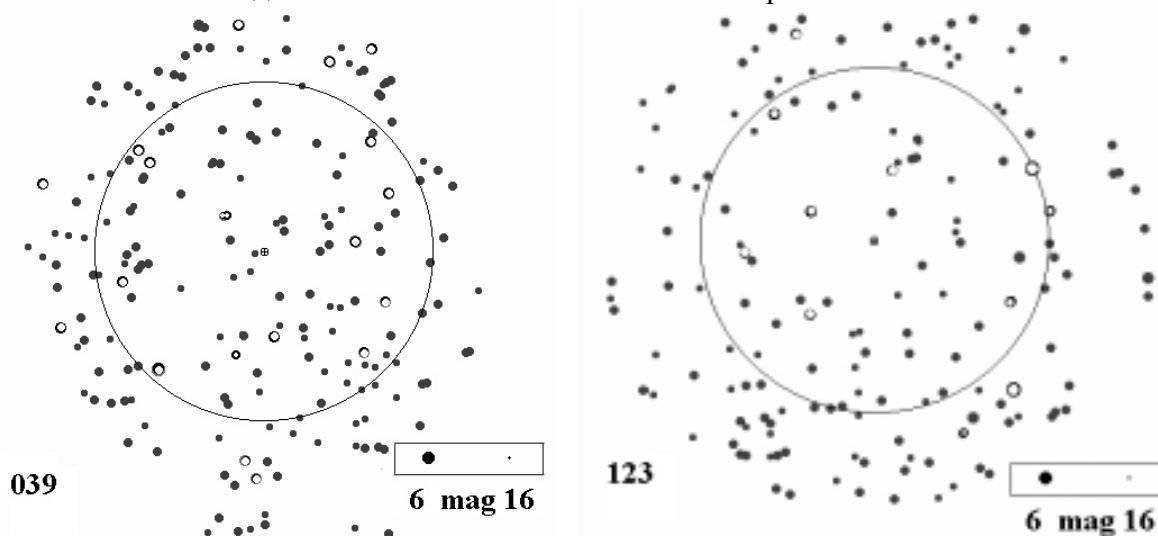


Рис. 4. Примеры распределения звезд ГУСНО-2 на пластинках нормального астрографа (обл. 39 и 123).

На рис.4 показаны примеры распределения звезд TYCHO-2 на пластинках нормального астрографа размером $2^\circ \times 2^\circ$ и рабочей областью с радиусом $50'$ для типичной площадки (рис.4, обл. 39) и площадки “бедной” опорными звездами (рис.4, обл. 123). Светлыми кружками изображены звезды каталога HIPPARCOS, входящие в TYCHO-2.

Для обеспечения работы были созданы два пакета программ:

CREADER (Catalog Reader) – предназначен для всевозможной выборки данных из каталогов с высокой плотностью звезд. В настоящее время CREADER может работать с каталогами HIPPARCOS, TYCHO, ACT, TYCHO-2, USNO-A2.0 (и SA2.0), а также с пластинками обзора Паламарской обсерватории и ESO.

ASTRORED (Astrometric Reduction) – предназначенный для проведения астрометрических редукиций от коррекции измеренных координат (X,Y) до получения экваториальных координат (α, δ) в системе любого из каталогов, подключенных к CREADER. Имеется блок для исследования и исправления систематических ошибок фотографических наблюдений.

Первый этап работы включал в себя анализ наблюдательного материала, исправление замеченных грубых ошибок и дополнение материала измерений значениями звездной величины и спектральными характеристиками. Как уже упоминалось, фотографические звездные величины для всех измеренных звезд были получены ранее и их объединение с массивом измеренных координат не представляло труда. Что касается спектральных характеристик определяемых звезд, то их решено было взять из каталога USNO-A2.0, который имел величины B и R .

Параллельно с этой работой проводился выбор оптимального метода редукиции. На смоделированных пластинках и реальном материале наблюдений анализировались модели с 6-ю и 8-ю постоянными. Оценивалось влияние ошибок измеренных координат и неточности оптического центра на надежность определения параметров пластинки в разных моделях. После анализа точности астрометрических редукиций в разных моделях, предпочтение было отдано методу шести постоянных. Учитывая значительное число опорных звезд на пластинке, было решено, не усложняя модели редукиции, переопределить экваториальные координаты оптического центра для каждой пластинки и попытаться исключить из наблюдательного материала имеющиеся остаточные систематические ошибки.

Используя измеренные координаты геометрического центра, разность (о.ц.-г.ц.), определенную ранее лабораторным путем, и координаты звезд каталога TYCHO-2 для всех имеющихся пластинок, было произведено перевычисление координат оптического центра. Неточность оптического центра рассматривалась как один из источников систематических ошибок.

В таблице 1, для примера, приводятся осредненные значения ошибок единицы веса (σ_i) и доверительные интервалы для ошибок редукиции ($\beta\sigma_R$, β – квантиль распределения Стьюдента, $\beta = 1.96$ при надежности 95%). Величины σ_R вычислялись как корень квадратный из дисперсии соответствующих линейных форм [4] и учитывали корреляцию между постоянными пластинки. Приведенные данные относятся к областям, расположенным вдоль главного меридионального сечения Галактики и площадкам пулковской зенитной зоны.

Вычисленные по опорным звездам невязки условных уравнений $\Delta\xi = \xi - \tilde{\xi}$ и $\Delta\eta = \eta - \tilde{\eta}$ (где ξ и η – видимые тангенциальные координаты (в смысле учета годичной aberrации и атмосферной рефракции), вычисленные по данным каталога TYCHO-2 и экваториальным координатам оптического центра пластинки, а $\tilde{\xi}$ и $\tilde{\eta}$ –

“наблюденные” тангенциальные координаты, полученные по найденным постоянным пластинки и измеренным координатам звезд) анализировались на предмет остаточных систематических ошибок локального характера. Такие систематические ошибки, компенсируясь в целом по материалу, могут быть присущи отдельным группам звезд. В первую очередь это касается систематических ошибок, меняющих знак. К ним могут относиться остаточные систематические ошибки так или иначе связанные с блеском звезд и спектральными характеристиками. Такие ошибки, “в среднем”, могут быть очень малы, но их присутствие в отдельных звездах или группах звезд способно ухудшить точность каталожных положений в случайном отношении.

Таблица 1. Средние значения ошибок единицы веса (σ_l) и доверительных интервалов для ошибок редукции ($\beta\sigma_R$) по площадкам вдоль главного меридионального сечения Галактики и площадкам пулковской зенитной зоны. N_{RS} - число опорных звезд в областях.

№ обл.	N_{RS}	$\sigma_{l\xi}$	$\sigma_{l\eta}$	$\beta\sigma_{R\xi}$	$\beta\sigma_{R\eta}$	N_{RS}	$\sigma_{l\xi}$	$\sigma_{l\eta}$	$\beta\sigma_{R\xi}$	$\beta\sigma_{R\eta}$
		arcsec					arcsec			
	I эпоха					II эпоха				
42	66	0.206	0.204	0.072	0.071	67	0.261	0.292	0.091	0.101
52	55	0.367	0.365	0.147	0.146	54	0.349	0.319	0.140	0.128
58	39	0.219	0.239	0.110	0.12	39	0.177	0.216	0.090	0.110
83	53	0.246	0.273	0.102	0.113	54	0.278	0.245	0.114	0.100
114	53	0.218	0.264	0.090	0.109	53	0.258	0.265	0.106	0.109
126	63	0.245	0.317	0.095	0.123	64	0.364	0.338	0.141	0.131
129	50	0.219	0.226	0.092	0.095	49	0.223	0.216	0.097	0.094
142	82	0.240	0.294	0.065	0.080	82	0.304	0.359	0.083	0.098
84	54	0.306	0.284	0.137	0.128	54	0.315	0.302	0.142	0.135
39	92	0.306	0.290	0.102	0.097	93	0.322	0.332	0.107	0.110
64	45	0.226	0.273	0.098	0.118	44	0.198	0.211	0.088	0.093
89	52	0.256	0.238	0.119	0.110	52	0.251	0.250	0.115	0.115
112	41	0.269	0.269	0.129	0.130	42	0.193	0.274	0.091	0.129
119	44	0.192	0.162	0.092	0.078	43	0.214	0.246	0.102	0.117
44	63	0.278	0.266	0.104	0.099	64	0.431	0.428	0.159	0.158
61	64	0.187	0.231	0.071	0.088	64	0.160	0.165	0.061	0.062
74	48	0.260	0.318	0.116	0.142	48	0.266	0.263	0.118	0.117
95	53	0.211	0.206	0.087	0.085	51	0.257	0.229	0.109	0.097
87	40	0.183	0.194	0.098	0.104	40	0.160	0.259	0.085	0.139
77	47	0.266	0.227	0.123	0.104	47	0.339	0.390	0.156	0.180
118	54	0.274	0.257	0.114	0.107	54	0.277	0.268	0.115	0.111
127	33	0.173	0.205	0.096	0.114	33	0.212	0.258	0.118	0.144
43	45	0.139	0.176	0.060	0.076	44	0.181	0.187	0.080	0.083
131	29	0.160	0.198	0.092	0.113	30	0.213	0.180	0.120	0.101
120	42	0.194	0.221	0.093	0.106	42	0.168	0.211	0.080	0.100
124	38	0.191	0.219	0.090	0.104	39	0.202	0.330	0.091	0.151
123	38	0.166	0.271	0.079	0.129	38	0.196	0.242	0.094	0.116
Средн. знач.	51	0.229	0.248	0.099	0.107	51	0.251	0.269	0.107	0.116

По площадкам пулковской зенитной зоны (9 площадок $\delta = +59^\circ \pm 5^\circ$, 1890 опорных звезд) было выведено уравнение комы. Зенитная зона выбрана с целью максимально уменьшить влияние рефракционных эффектов. Для вывода уравнения комы все звезды были разбиты на 7 групп в зависимости от блеска: первая группа – все звезды ярче

8.5^m, далее 5 групп с шагом в 1^m, последняя группа – все звезды слабее 13.5^m. Оценка комы производилась двумя способами: в направлении ξ и η , и в радиальном направлении. В первом случае выравнивание производилось по средним значениям $\Delta\xi, \Delta\eta$ в квадратах со стороной 20mm×20mm, попадающих в один интервал звездных величин.

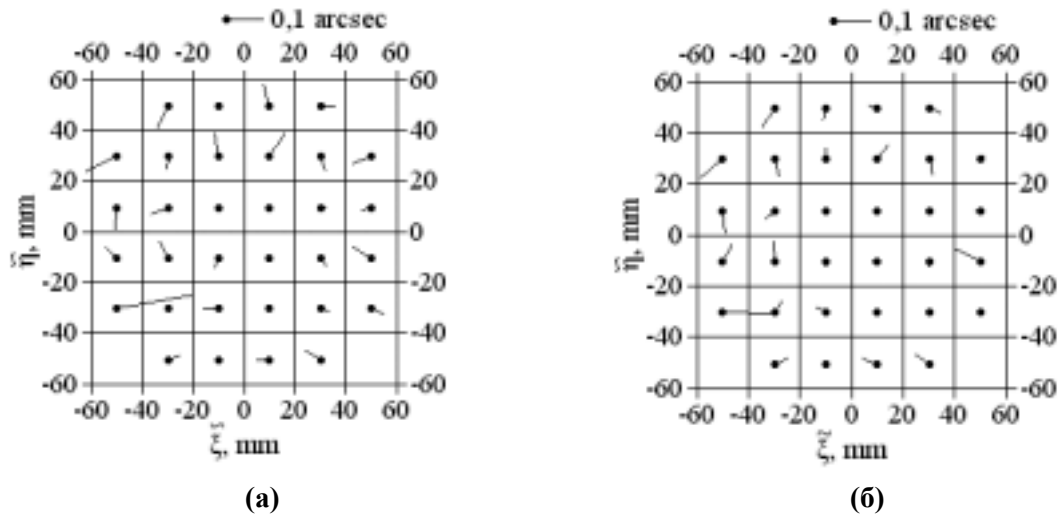


Рис. 5. Осредненные вектора остаточных разностей: (а) до учета комы, (б) после учета комы.

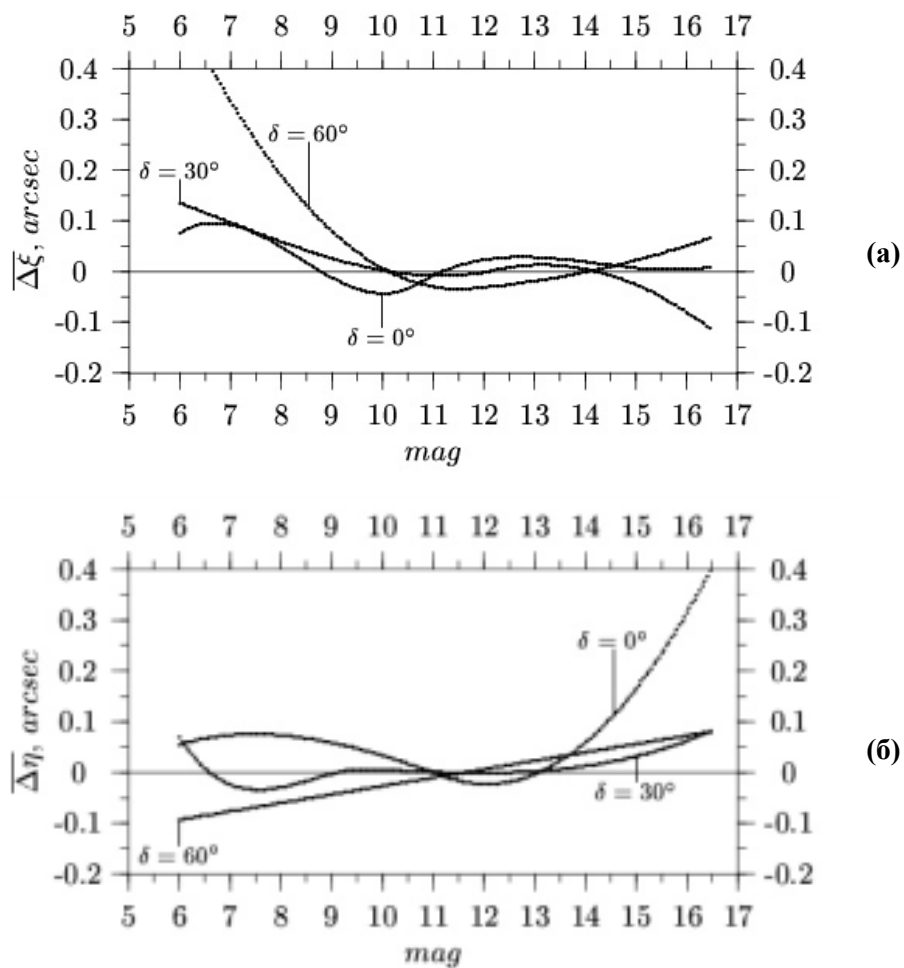


Рис. 6. Примеры уравнения блеска $\overline{\Delta\xi}(mag)$ (а) и $\overline{\Delta\eta}(mag)$ (б) для различных зон по склонению.

При решении в радиальном направлении ширина кольцевых зон составляла 10mm . В обоих случаях решение проводилось с весами пропорциональными числу звезд в заданном квадрате или кольцевой зоне.

Полученные коэффициенты уравнения комы в пределах ошибки определения хорошо согласуются для ξ и η , а также с коэффициентами, полученным из решения в радиальном направлении. В качестве окончательного значения были приняты коэффициенты, полученные как средневзвешенные значения из двух решений:

$$c = 0.0016 \pm 0.0002 \text{arcsec} \cdot \text{mm}^{-1} \cdot \text{mag}^{-1}; \text{mag}_0 = 11.3^m \pm 1.2^m.$$

На рис.5 приведены осредненные вектора остаточных разностей до (рис 5,а) и после (рис. 5,б) исключения комы. Компонентами каждого вектора являются средние значения разностей $\Delta\xi$ и $\Delta\eta$ в соответствующей площадке.

После введения поправок за кому разности $\Delta\xi = \xi - \tilde{\xi}_{coma}$ и $\Delta\eta = \eta - \tilde{\eta}_{coma}$ ($\tilde{\xi}_{coma}, \tilde{\eta}_{coma}$ – наблюдаемые координаты, исправленные за кому) анализировались на систематические ошибки, связанные с уравнением блеска.

Так как опорные звезды каталога ТУСНО-2 имеют блеск не превосходящий 14.5^m , а звездные величины большинства определяемых звезд лежат в пределах от 12^m до 16.5^m , для исследования были привлечены 70 пар пластинок, снятых с дифракционной решеткой. На этих пластинках дифракционные спутники первого порядка на 4.2^m слабее, чем соответствующие им звезды. Их использование дало возможность анализировать разности $\Delta\xi$ и $\Delta\eta$ по всему диапазону звездных величин ($6^m \div 16.5^m$), избежав экстраполяции уравнения блеска для звезд слабее 14.5^m .

Как показал предварительный анализ, уравнение блеска не зависит от типа эмульсии использованных пластинок, поэтому для его исследования данные по всем пластинкам были объединены в единый массив. Предварительные оценки уравнения блеска [5] показали, что оно может различаться в разных зонах по склонению (рис.6).

Причиной этого может быть как разная пропорция ярких и слабых звезд в площадках различных зон по склонению, так и присутствие в материале ошибок, связанных с рефракционными эффектами. Учитывая это, весь материал был разделен на девять десятиградусных зон по склонению. В каждой из зон разности $\Delta\xi$ и $\Delta\eta$ опорных звезд разбивались на 21 группу от 6^m до 16.5^m с шагом 0.5^m . Для каждой группы определялись средние значения $\overline{\Delta\xi}, \overline{\Delta\eta}$ и их ошибки $\sigma_{\overline{\Delta\xi}}, \sigma_{\overline{\Delta\eta}}$ и строилась зависимость средних значений разностей от звездной величины.

В ряде случаев ход средних значений разностей мог быть представлен степенным многочленом вида:

$$\overline{\Delta\xi}(\text{mag}) = \sum_{k=0}^n a_k \cdot \text{mag}^k, \quad \overline{\Delta\eta}(\text{mag}) = \sum_{k=0}^n b_k \cdot \text{mag}^k \quad (1),$$

В случаях, когда приближение (1) оказывалось недостаточным, аппроксимация производилась посредством сплайнов:

$$\overline{\Delta\xi}(\text{mag}) = \begin{cases} \sum_{k=0}^{n_1} a_{1,k} \cdot \text{mag}^k, & \text{mag} \leq \text{mag}_{0\xi}; \\ \sum_{k=0}^{n_2} a_{2,k} \cdot \text{mag}^k, & \text{mag} > \text{mag}_{0\xi}. \end{cases} \quad \text{и} \quad \overline{\Delta\eta}(\text{mag}) = \begin{cases} \sum_{k=0}^{n_1} b_{1,k} \cdot \text{mag}^k, & \text{mag} \leq \text{mag}_{0\eta}; \\ \sum_{k=0}^{n_2} b_{2,k} \cdot \text{mag}^k, & \text{mag} > \text{mag}_{0\eta}. \end{cases} \quad (2)$$

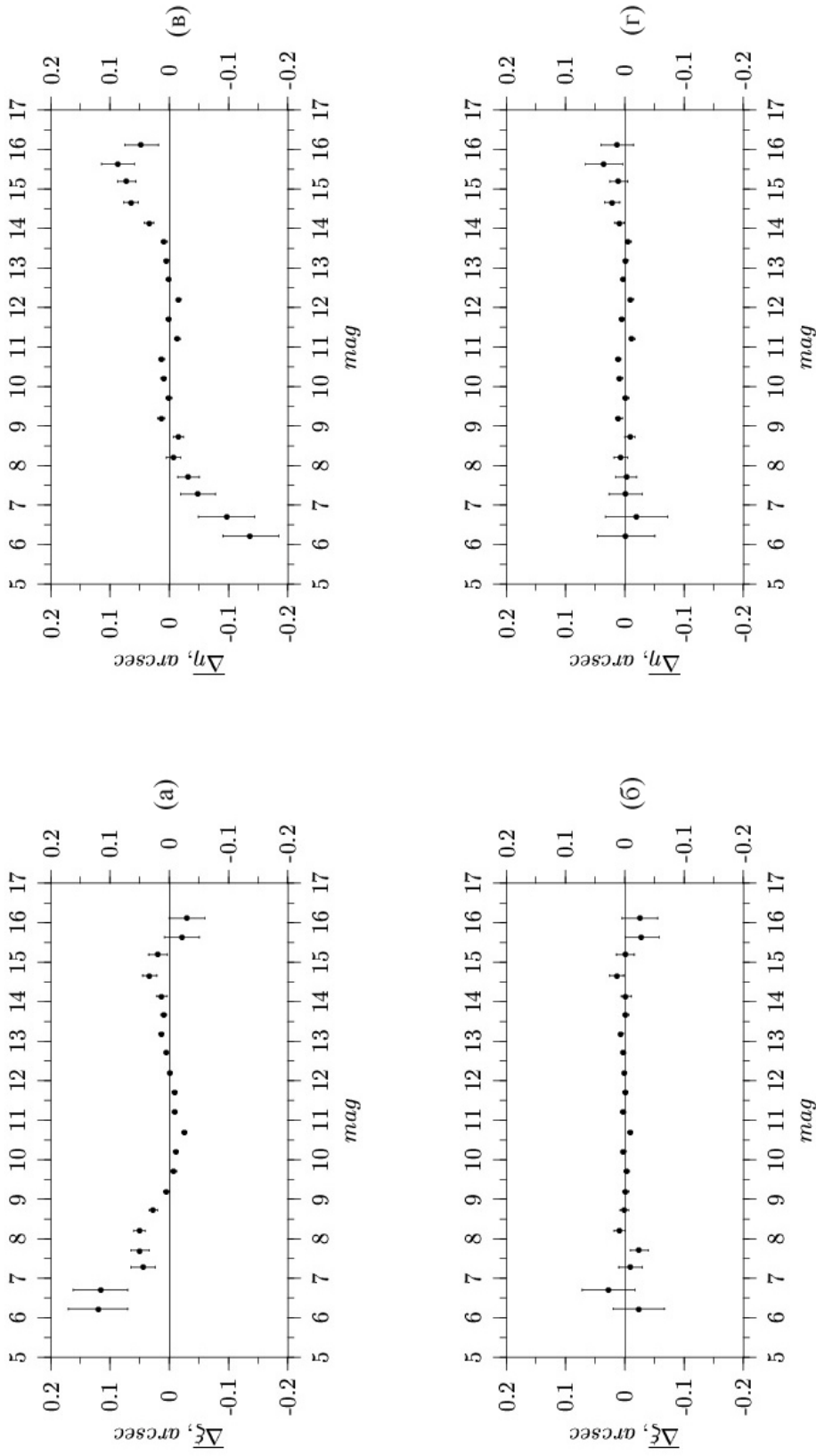


Рис. 7 Зависимости $\overline{\Delta\xi}(\text{mag})$ (а и б) и $\overline{\Delta\eta}(\text{mag})$ (в и г) для всего материала до (а и в) и после (б и г) учета уравнения блеска. Вертикальные линии дают представление о величине ошибки среднего для отдельных точек.

При этом считалось, что уравнение блеска можно разделить на отдельные зависимости для ярких и слабых звезд с узловой точкой mag_0 (в основном $mag_0 \approx 11^m$), и обе части уравнения блеска сглаживались многочленами вида (1) при условии равенства сглаживающих функций и их первых производных в узловой точке.

Коэффициенты a_k, b_k (или $a_{1k}, a_{2k}, b_{1k}, b_{2k}$) определялись методом наименьших квадратов (или по схеме уравнивания с «жесткими» условиями [6]) с весами, зависящими от $\sigma_{\Delta\xi}$ и $\sigma_{\Delta\eta}$, и использовались для вычисления поправок за уравнение блеска для каждой звезды. Наиболее ощутимыми эти поправки оказались для звезд ярче 9^m и слабее 14^m .

Рисунок 7 демонстрирует качество выполненного исключения уравнения блеска по всему материалу.

После введения поправок за уравнение блеска остаточные разности $\Delta\xi$ и $\Delta\eta$ анализировались на систематические ошибки, связанные с цветом звезд. Для этого все звезды пулковских полей были отождествлены со звездами каталога USNO-A2.0 и снабжены величинами B и R из этого каталога. Как отмечается в описании USNO-A2.0 [7], точность полученных в нем звездных величин (B и R) весьма неоднородна, имеются систематические различия от пластинки к пластинке, разные для «северных» и «южных» пластинок. Наблюдается зависимость точности от типа эмульсии пластинок.

На рисунке 8 представлена диаграмма $(B-R)_{usno\ a2.0} - (B-V)_{tycho2}$ по опорным звездам.

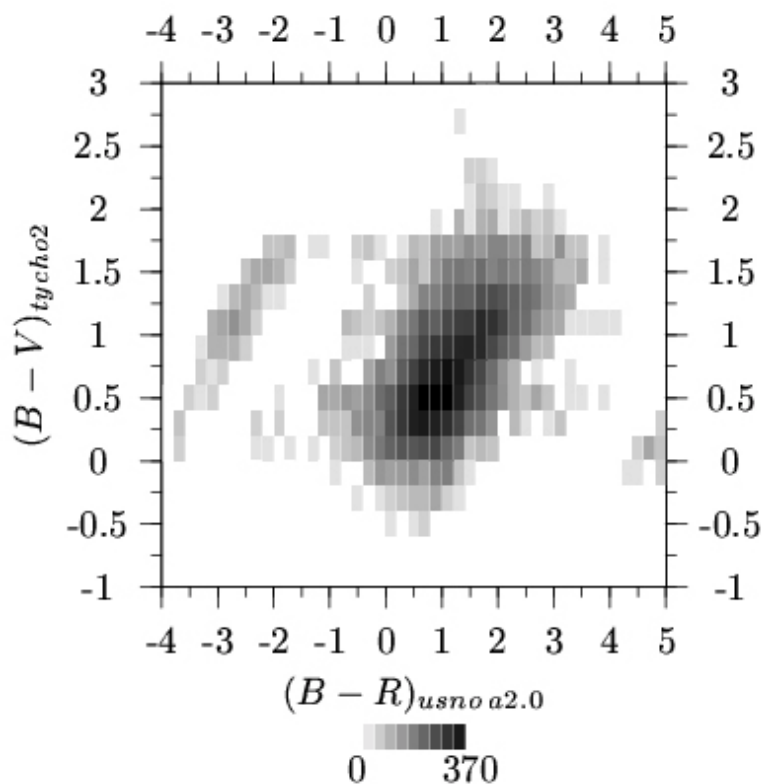


Рис.8. Диаграмма $(B-R)_{usno\ a2.0} - (B-V)_{tycho2}$ (число звезд в площадках $0.2^m \times 0.2^m$ показано градациями серого цвета, белый цвет – 0 звезд, черный – 370).

Сложный характер связи между $(B-R)_{usno\ a2.0}$ и $(B-V)_{tycho2}$ заставил отказаться от первоначальной идеи установить однозначное соответствие между этими величинами [5]. Уравнение цвета было решено исследовать, используя величины B и R из

каталога USNO-A2.0, которыми могли быть обеспечены все опорные и определяемые звезды. При этом величины $(B-V)_{\text{lycho2}}$, как наиболее надежные показатели цвета, использовались лишь для контроля качества исключения уравнения цвета.

При исследовании уравнения цвета применялась методика аналогичная той, что использовалась при выводе уравнения блеска. Было установлено, что уравнение цвета не зависит от типа эмульсии, но может различаться в разных зонах по склонению.

В каждой десятиградусной зоне по склонению проводилось разбиение разностей $\Delta\xi$ и $\Delta\eta$ на группы в зависимости от $(B-R)_{\text{usno a2.0}}$ в интервале от -4^m до 5^m с шагом 0.25^m . В каждой группе вычислялись средние значения разностей и их ошибки, и анализировалась зависимость средних значений разностей от $(B-R)_{\text{usno a2.0}}$ в каждой десятиградусной зоне по склонению.

Для аппроксимации разностей применялись многочлены и сплайны, аналогичные (1) и (2). В ряде случаев применялись сплайны с двумя узловыми точками, построенные из степенных многочленов при соблюдении равенства значений функций, их первых и вторых производных в узлах. Коэффициенты многочленов определялись методом наименьших квадратов, а параметры сплайнов по схеме уравнивания с «жесткими» условиями.

Как показали исследования, уравнение цвета для ξ не выходит за пределы $\pm 0.05''$ и незначительно различается в разных зонах по склонению. Уравнение цвета по η ощутимо различается для разных зон по склонению, давая максимальный эффект в экваториальной зоне. Систематические ошибки $\Delta\eta$, вызванные уравнением цвета в экваториальной зоне, составили: для звезд спектра В – $-0.11''$; для звезд спектра М9 – $+0.11''$. После введения поправок за уравнение цвета, полученных с использованием $(B-R)_{\text{usno a2.0}}$, остаточные ошибки для звезд ранних и поздних спектральных типов уменьшились соответственно до $-0.04''$ и $0.04''$.

Наличие небольшого остаточного уравнения цвета в материале после введения найденных поправок за уравнение цвета объясняется недостаточной точностью величин B и R в каталоге USNO-A2.0. Детально исследования уравнений блеска и цвета даются в статье М.Ю. Ховричева «Уравнения блеска и цвета в пулковских площадках с галактиками» в этом сборнике.

В целом, исключение всех выявленных систематических ошибок и перевычисление экваториальных координат оптического центра пластинок улучшили точность положений определяемых звезд в среднем на $64mas$ по прямому восхождению и на $51mas$ по склонению.

Экваториальные координаты, исправленные за все выявленные систематические ошибки, были определены для всех звезд каждой пластинки. Для объединения наблюдательного материала первой и второй эпох были получены собственные движения.

Собственные движения определялись из всех возможных комбинаций пар пластинок первой и второй эпох. Количество полученных таким образом собственных движений для одной звезды колебалось от 9 (при наличии трех пар пластинок) до 1 (при одной паре пластинок). Окончательные собственные движения звезд, приводимые в каталоге Pul-3, определялись как средневзвешенные значения, в качестве веса использовалась нормированная величина разности эпох.

Средние ошибки компонент одного собственного движения, определенные по внутренней сходимости, в среднем по материалу составили: $\varepsilon_{\mu_\alpha \cos \delta} = \pm 0.0049'' / год$, $\varepsilon_{\mu_\delta} = \pm 0.0051'' / год$.

Координаты звезд каталога Pul-3 вычислялись после определения средней эпохи наблюдения каждой звезды путем перевода на нее имеющихся экваториальных координат первой и второй эпох. В целом по каталогу средняя эпоха Pul-3 равна 1963.35.

В таблице 2 даны среднеквадратические ошибки координат каталога Pul-3 по внутренней сходимости и внешней сходимости с каталогом ГУСНО-2 для эпохи пулковских наблюдений по зонам склонения.

Как видно из таблицы, явной зависимости ошибок от зоны склонения не обнаруживается для обеих координат. Наблюдается заметное увеличение ошибок для звезд ярче 8.5^m и слабее 16.0^m (рис. 9). В какой-то степени это может быть связано и с малым числом звезд в соответствующих точках (меньше 10, в то время как в точках средней части всего диапазона звездных величин число звезд в одной точке близко к 1000).

Таблица 2. Среднеквадратические ошибки координат и собственных движений звезд по внутренней (2-5 столбцы) и внешней (по отношению к ГУСНО-2) (6-9 столбцы) сходимости для различных зон по склонению.

Зона δ	$\epsilon_{\alpha \cos \delta}$	ϵ_{δ}	$\epsilon_{\mu_{\alpha \cos \delta}}$	$\epsilon_{\mu_{\delta}}$	$\sigma_{\alpha \cos \delta}$	σ_{δ}	$\sigma_{\mu_{\alpha \cos \delta}}$	$\sigma_{\mu_{\delta}}$
	<i>arcsec</i>		<i>mas / yr</i>		<i>arcsec</i>		<i>mas / yr</i>	
$-5^{\circ} \div 5^{\circ}$	0.090	0.098	5.5	6.0	0.141	0.160	9.2	10.2
$5^{\circ} \div 15^{\circ}$	0.086	0.086	5.3	5.3	0.136	0.159	8.7	10.0
$15^{\circ} \div 25^{\circ}$	0.079	0.088	4.5	5.1	0.130	0.148	9.2	9.1
$25^{\circ} \div 35^{\circ}$	0.085	0.085	5.1	5.2	0.154	0.159	10.2	11.2
$35^{\circ} \div 45^{\circ}$	0.079	0.078	4.8	4.8	0.151	0.157	9.7	10.1
$45^{\circ} \div 55^{\circ}$	0.079	0.082	4.8	4.9	0.157	0.159	11.4	12.5
$55^{\circ} \div 65^{\circ}$	0.077	0.080	4.9	5.1	0.162	0.175	9.9	12.1
$65^{\circ} \div 75^{\circ}$	0.074	0.078	4.6	4.8	0.126	0.142	8.0	9.8
$75^{\circ} \div 85^{\circ}$	0.073	0.078	4.8	5.1	0.127	0.142	8.8	9.9
По всему каталогу	0.080	0.084	4.9	5.1	0.143	0.156	9.5	10.5

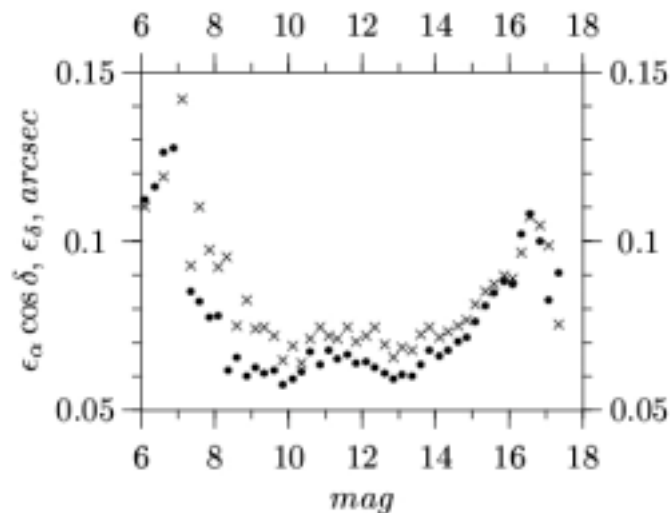


Рис. 9. Зависимости среднеквадратических ошибок координат звезд по внутренней сходимости $\epsilon_{\alpha \cos \delta}$ (•) и ϵ_{δ} (×) от звездной величины.

Каталог Pul-3 был сравнен с каталогом ГУСНО-2 (6442 общих звезд) и с каталогом АRIHIP [8] (795 общих звезд) на среднюю эпоху пулковских пластинок. На рис. 10 и рис.11 представлены систематические разности координат и собственных движений в смысле (ГУСНО-2 – Pul-3), зависящие от склонения и прямого восхождения.

Как видно из графиков, систематические расхождения невелики и, в основном, не выходят за пределы $\pm 0.01''$ для координат и $\pm 0.0005''/\text{год}$ для собственных движений.

Сравнение с каталогом АRIHIP проводилось с использованием решения по одиночным звездам (SI-решение). Средняя величина разности (АRIHIP – Pul-3) для координат и собственных движений небольшая и составляет:

$$\begin{aligned} \Delta\alpha \cos \delta &= +0.006''; & \Delta\delta &= -0.004''; \\ \Delta\mu_\alpha \cos \delta &= +0.00028''/\text{год}; & \Delta\mu_\delta &= +0.00076''/\text{год}. \end{aligned}$$

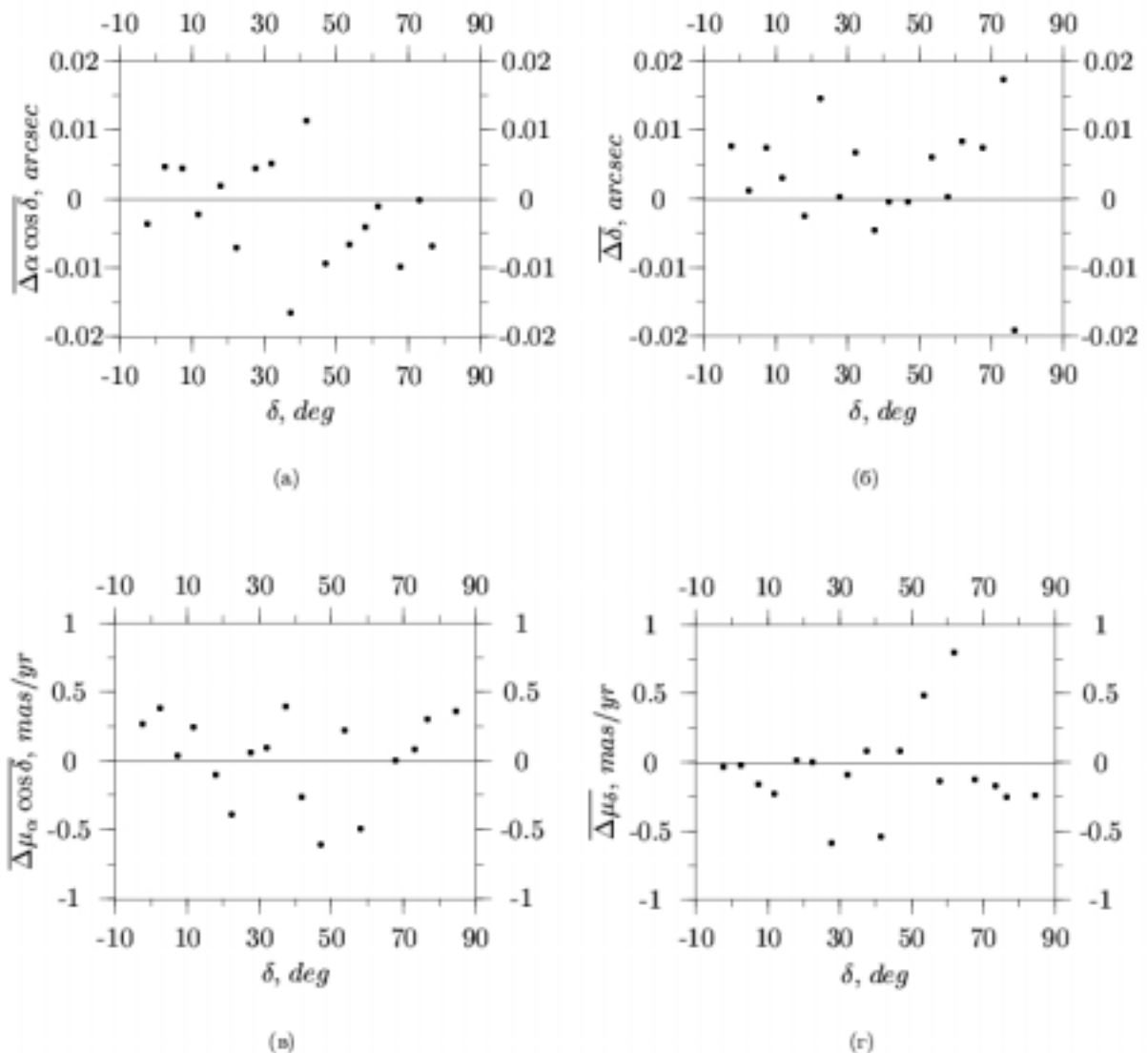


Рис. 10. Средние значения систематических разностей в смысле (ГУСНО-2 – Pul-3) $\Delta\alpha \cos \delta$ (а), $\Delta\delta$ (б), $\Delta\mu_\alpha \cos \delta$ (в), $\Delta\mu_\delta$ (г) в зависимости от склонения.

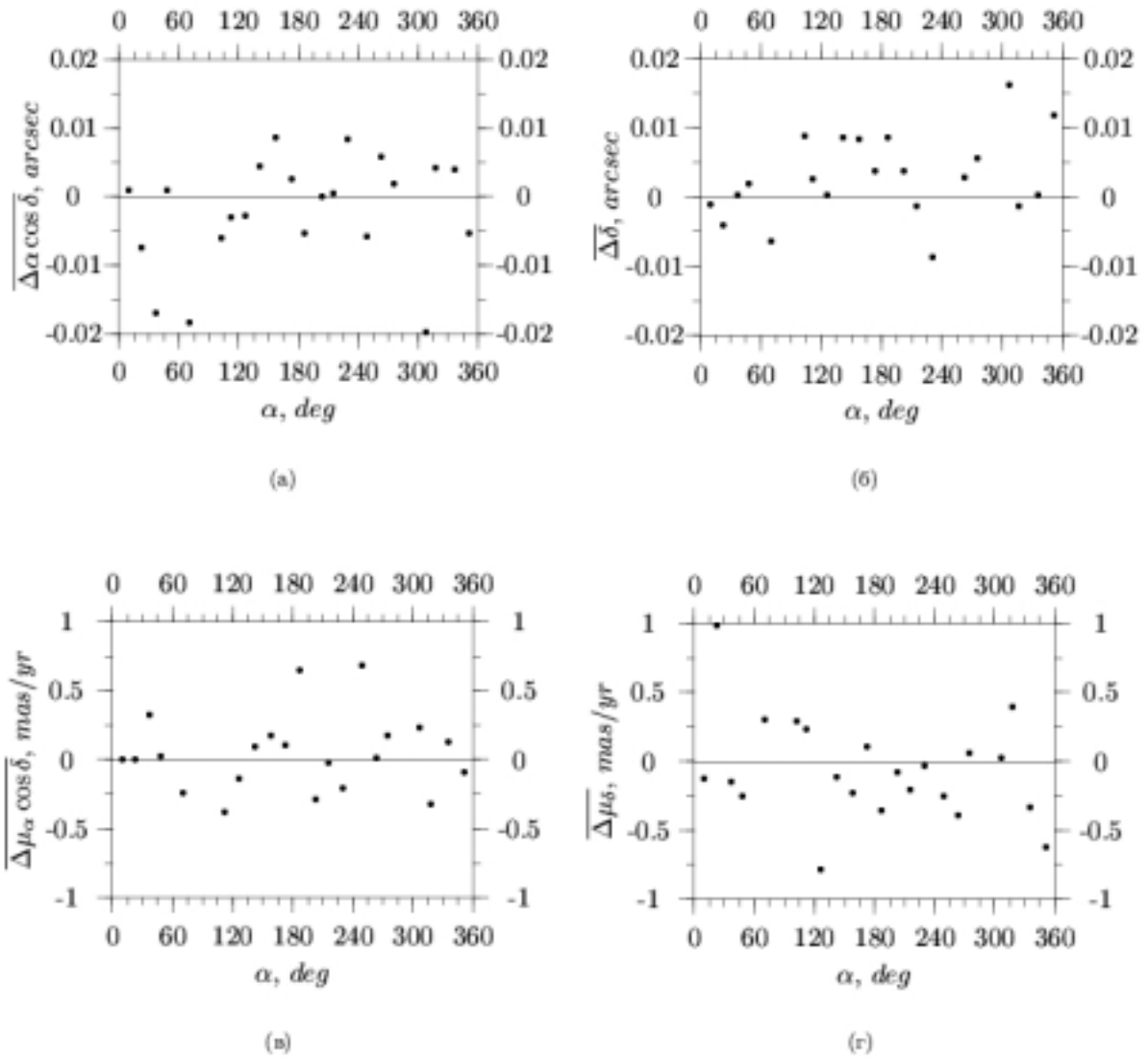


Рис. 11. Средние значения систематических разностей в смысле (TYCHO-2 – Pul-3) $\Delta\alpha \cos \delta$ (а), $\Delta\delta$ (б), $\Delta\mu_\alpha \cos \delta$ (в), $\Delta\mu_\delta$ (г) в зависимости от прямого восхождения.

Полученные новые собственные движения звезд каталога Pul-3 сравнивались с пулковскими абсолютными собственными движениями (каталог Pul-2 [2]). По разностям вида $(\mu_{Pul3} - \mu_{Pul2})$ были определены компоненты вектора угловой скорости вращения между каталогом Pul-3 (система ICRS, реализованная каталогом TYCHO-2) и каталогом Pul-2 (собственные движения, абсолютизированные с помощью галактик):

$$\omega_x = -0.63 \pm 0.92 \text{ mas / год},$$

$$\omega_y = -0.58 \pm 0.74 \text{ mas / год},$$

$$\omega_z = -2.06 \pm 0.78 \text{ mas / год}.$$

Результаты хорошо согласуются с компонентами вектора угловой скорости вращения, полученными авторами каталога HIPPARCOS [9], из сравнения собственных движений звезд HIPPARCOS с абсолютными собственными движениями, выведенными в Ликской обсерватории ($\omega_x = -0.70 \pm 0.25 \text{ mas / год}$, $\omega_y = -0.27 \pm 0.20 \text{ mas / год}$, $\omega_z = -2.14 \pm 0.20 \text{ mas / год}$).

В настоящее время каталог положений и собственных движений 58239 звезд (Pul-3) имеется на машинных носителях в ГАО РАН. Координаты звезд в каталоге даются на среднюю эпоху наблюдений для равноденствия и экватора J2000.

Авторы выражают искреннюю благодарность всем сотрудникам ГАО РАН, принимавшим участие в наблюдениях и измерениях фотографических пластинок, благодаря усилиям которых мы смогли получить этот каталог.

Литература

1. Дейч А.Н. Использование внегалактических объектов для построения абсолютной системы собственных движений звезд. //1952. М. 34 с.
2. Бобылев В.В., Бронникова Н.М., Шахт Н.А. Каталог абсолютных собственных движений звезд PUL2 – реализация плана А.Н.Дейча. //сб. Астрометрия, геодинамика и небесная механика на пороге XXI века. 2000. С.-Пб. С. 177-178.
3. Бронникова Н.М, Бобылев В.В., Шахт Н.А, Усович С.А. О точности определения фотографических звездных величин звезд в площадках с Галактиками. // Изв. ГАО в Пулкове. 1996. N 210. С. 250-257.
4. Киселев А.А. Теоретические основания фотографической астрометрии. // 1989. М."Наука". С. 169-192.
5. Хруцкая Е.В., Ховричев М.Ю., Бронникова Н.М. Первые результаты обработки пулковских фотографических пластинок с Галактиками с целью получения координат слабых звезд в системе ICRS. // Proc. of symp. "Extension and Connection of Reference Frames using CCD ground-based Technique". 2001, Nikolaev, Ukraina, 2001, P. 265-274.
6. В.С. Губанов. Обобщенный метод наименьших квадратов. Теория и применение в астрометрии. СПб. : Наука, 1997, С. 79-81.
7. Monet D.G. The 526 280 881 Objects In the USNO-A2.0 Catalog. // American Astronomical Society Meeting 193. 1998. #120.03; Bull. of the American Astron. Society. 1998. V.30. P.1427.
8. Wielen R., Schwan H., Dettbarn C., Lenhardt H., Jahreib H., Jahrling R., Khalisi E. Astrometric Catalogue ARHIP. //Veroff. Astron. Rech-Inst. Heidelberg, 2001, N. 40, 36 P.
9. Kovalevsky J., et al. – The Hipparcos Catalogue as a realisation of the extragalactic reference system. // Astron. Astrophys., 1997, V. 323, P. 620-633.

PUL-3: A CATALOGUE OF POSITIONS AND PROPER MOTIONS 58239 STARS ON THE ICRS SYSTEM AT THE PULKOVO PLATES WITH GALAXIES

Khrutskaya E.V., Khovritchev M.Yu., Bronnikova N.M.

The catalogue of positions and proper motions (Pul-3) has been constructed at the Pulkovo observatory. The x,y data from photographic plates of the Deutsch's plan has been used as observational material. Pul-3 contains 58329 stars mainly 12-16.5 magnitude, in the declination zone from -5° to 85° . The TYCHO-2 catalogue has been used as reference catalogue. The photographic plates of the first epoch were obtained in fifties years and the second epoch plates were obtained in seventies years. The coma equation has been determined. The magnitude equation and color equation have been analyzed for different zones of declination. The internal positional accuracy of the Pul-3 is $\pm 0.08''$ and the internal proper motions accuracy is $0.005\text{mas}/\text{yr}$. The accuracy from the external convergence with TYCHO-2 catalogue at mean epoch pulkovo plates is $\pm 0.15''$.

ФОТОГРАФИЧЕСКИЕ ПОЗИЦИОННЫЕ НАБЛЮДЕНИЯ УРАНА И ЕГО СПУТНИКОВ ТИТАНИИ И ОБЕРОНА В АБАСТУМАНИ В 1987-1994 гг.

С.М.Чантурия¹, Т.П.Киселева², Н.В.Емельянов³.

1. Абастуманская астрофизическая обсерватория АН Грузии.
2. Главная (Пулковская) астрономическая обсерватория РАН, Санкт-Петербург.
3. Государственный астрономический институт им. Штернберга, Москва.

В работе приводятся результаты фотографических наблюдений Урана и его спутников Титании и Оберона на двойном астрографе Цейсса в Абастумани в период 1987–1994 гг. В таблицах 1, 2, 3 даются экваториальные координаты планеты и спутников, а также их относительные координаты “спутник – планета” и “спутник – спутник”. Проведено сравнение наблюдений с эфемеридами Урана (DE200, DE404) и спутников (GUST86). Средние значения (O-C) для относительных положений спутников равны $-0.017''$ и $+0.058''$; среднеквадратические значения разностей (O-C) равны $\pm 0.522''$ и $\pm 0.511''$ по прямому восхождению и склонению соответственно.

1. ВВЕДЕНИЕ

С 1983 г Абастуманская обсерватория АН Грузии ведет совместную с Пулковской обсерваторией работу по позиционным фотографическим наблюдениям тел Солнечной системы. Цель работы – подготовка основы для улучшения эфемеридного обеспечения различных программ по космическим исследованиям. В работе представлены результаты наблюдений Урана и двух его спутников – Титании (3-й спутник) и Оберона (4-й спутник), проведенных с 1987 по 1994 годы. Всего за этот период было получено 220 фотопластинок.

2. НАБЛЮДЕНИЯ

Наблюдения выполнялись с помощью двойного астрографа Цейсса (ДАЦ), (D/F = 400/3000 mm). Телескоп ДАЦ имеет две трубы с одинаковыми объективами с максимумом пропускания в фотографической части спектра. При наблюдениях использовались несенсибилизированные фотопластинки ZU-21 фирмы ORWO размером 18 x 24 см, покрывающие поле диаметром 3.5 x 4.5 градуса. Методика наблюдений подробно описана в работе (Киселева Т.П., Чантурия С.М. и др., 1987)[1]. Наблюдения планеты со спутниками производились двумя камерами одновременно. На одной камере фотографировался Уран через напыленный хромовый светофильтр, ослабляющий блеск Урана до 10 звездной величины. Фильтр помещался в кассете перед фотопластинкой. Размер фильтра 2 x 20 мм, таким образом закрывалась только центральная часть фотопластинки с изображением планеты и небольшим полем вокруг нее. На другой камере одновременно фотографировались планета и спутники без фильтра. На каждой паре пластинок получались по три изображения планеты, спутников и опорных звезд с экспозициями по 6 – 9 минут. В результате применения такой методики наблюдений возможно было получить на каждой паре пластинок положения планеты и спутников относительно одних и тех же опорных звезд, а также относительные положения – “спутник минус планета” и “спутник минус спутник”.

3. ОБРАБОТКА НАБЛЮДЕНИЙ И РЕЗУЛЬТАТЫ

Фотопластинки с изображениями планеты, спутников и опорных звезд измерялись на измерительном приборе Аскорекод. Астрометрическая редукция выполнялась методом шести постоянных с учетом дифференциальной рефракции (Киселев А.А., 1989)[2]. В число определяемых объектов, кроме Урана, Титании и Оберона включались контрольные звезды вблизи центра пластинки. В качестве опорного использовался каталог PPM. В результате редукции вычислялись экваториальные координаты планеты, спутников и контрольных звезд. Далее вычислялись относительные положения спутников “спутник – планета” и “спутник – спутник” ($\Delta\alpha$ и $\Delta\delta$) как разность их экваториальных координат. При этом относительные положения получаются свободными от ошибок каталожных положений опорных звезд. Результаты определений содержатся в таблицах 1,2,3. Таблица 1 содержит геоцентрические положения Урана, Титании и Оберона в системе экватора и равноденствия эпохи J2000.0, определенные относительно звезд. В этой таблице в колонке “Объект” цифра 0 обозначает Уран, 3 – Титанию, 4 – Оберон. Прямое восхождение дается в колонке RA в часовой мере, склонение - в колонке Decl в градусах, минутах и секундах дуги. Таблица 2 содержит разности $\Delta\alpha$, $\Delta\delta$ координат “спутник – планета”, а таблица 3 – разности координат “Оберон – Титания”. Разности даются в секундах дуги. Моменты наблюдений отсчитываются в шкале времени UTC.

В последних двух столбцах таблиц приводятся (O-C) – результаты сравнения наблюдений с эфемеридами, вычисленными согласно теориям DE200/LE200 – для Урана и GUST86 – для спутников Урана (Laskar J., Jacobson R.A., 1987)[3]. В таблице 1 разности (O-C) по прямому восхождению выражены в секундах времени, в остальных случаях – в секундах дуги.

Таблица 1. Результаты наблюдений Урана, Титании и Оберона.

Момент наблюдений (UTC)	Объект	RA J2000 (h, m, s)	Decl J2000 (°, ‘, “)	(O-C) _{RA} (s)	(O-C) _D (“)
1987 07 20.797197	0	17 32 7.400	-23 26 34.814	-0.016	-0.70
1987 07 20.797197	3	17 32 9.218	-23 26 14.659	-0.050	-1.08
1987 07 20.797197	4	17 32 6.056	-23 25 55.738	-0.020	-0.61
1987 07 27.787271	0	17 31 13.695	-23 26 0.144	-0.015	-0.44
1987 07 27.787271	3	17 31 12.852	-23 25 29.442	-0.077	-0.14
1987 07 27.779664	4	17 31 14.750	-23 26 40.849	0.004	-0.24
1987 07 28.786143	0	17 31 6.637	-23 25 55.598	-0.021	-0.50
1987 07 28.790043	3	17 31 7.460	-23 25 25.598	-0.057	-0.61
1987 07 28.786143	4	17 31 6.097	-23 26 38.927	-0.080	-1.07
1987 08 20.762314	0	17 29 14.781	-23 24 39.265	-0.011	0.04
1987 08 20.762314	3	17 29 12.575	-23 24 49.676	0.002	-0.48
1987 08 20.762314	4	17 29 17.815	-23 24 34.445	-0.059	-0.69
1987 09 13.719212	0	17 29 15.838	-23 24 41.925	-0.002	-0.09
1987 09 13.719212	3	17 29 16.459	-23 25 11.143	-0.040	0.28
1987 09 13.719212	4	17 29 15.960	-23 24 1.903	-0.075	-1.59
1987 09 14.730001	0	17 29 18.680	-23 24 43.959	-0.009	0.01
1987 09 14.726374	3	17 29 17.722	-23 25 11.683	-0.003	0.64
1987 09 14.730040	4	17 29 20.250	-23 24 7.826	0.012	0.16
1987 09 15.725802	0	17 29 21.700	-23 24 46.538	-0.018	-0.30
1987 09 15.725802	3	17 29 19.685	-23 24 59.350	0.044	-0.12

1987 09 15.722016	4	17 29 24.222	-23 24 23.484	-0.033	-0.18
1987 09 23.714365	0	17 29 53.980	-23 25 09.900	0.006	0.17
1987 09 23.714365	3	17 29 52.603	-23 25 34.697	-0.034	0.42
1987 09 23.714365	4	17 29 50.950	-23 25 10.096	-0.011	-0.20
1987 09 24.696835	0	17 29 58.906	-23 25 13.630	-0.005	0.04
1987 09 24.696835	3	17 29 56.722	-23 25 20.819	0.007	0.24
1987 09 24.696835	4	17 29 56.188	-23 24 55.556	-0.044	-0.24
1987 09 25.694570	0	17 30 4.128	-23 25 17.520	-0.011	-0.05
1987 09 25.694570	3	17 30 2.131	-23 25 3.553	-0.018	-0.16
1987 09 25.694570	4	17 30 2.348	-23 24 44.672	-0.014	-0.11
1988 08 05.769148	0	17 49 25.630	-23 38 4.433	-0.029	-0.20
1988 08 05.769148	3	17 49 25.930	-23 37 33.705	0.047	-1.45
1988 08 05.769148	4	17 49 28.600	-23 38 16.905	-0.018	-0.76
1988 08 06.763020	0	17 49 19.498	-23 38 3.124	-0.023	-0.40
1988 08 06.763020	3	17 49 21.168	-23 37 41.388	-0.040	-1.21
1988 08 06.763020	4	17 49 21.756	-23 38 32.672	0.012	-0.87
1988 08 16.771089	0	17 48 27.907	-23 37 49.802	-0.032	-0.64
1988 08 16.771089	3	17 48 30.163	-23 37 54.802	-0.041	-0.60
1988 08 16.771089	4	17 48 29.960	-23 37 17.516	-0.030	-0.74
1988 09 02.730477	0	17 47 47.080	-23 37 36.386	-0.020	-0.14
1988 09 02.730477	3	17 47 49.312	-23 37 31.330	-0.038	-0.29
1988 09 02.730477	4	17 47 49.234	-23 38 5.520	0.001	-0.10
1988 09 07.729304	0	17 47 46.940	-23 37 35.766	-0.017	-0.15
1988 09 07.729304	3	17 47 44.788	-23 37 27.028	-0.019	-0.74
1988 09 07.729304	4	17 47 43.912	-23 37 37.466	-0.010	-0.08
1988 09 13.713688	0	17 47 54.161	-23 37 36.859	0.001	0.08
1988 09 13.713688	3	17 47 54.283	-23 38 7.769	-0.027	0.05
1988 09 13.713688	4	17 47 56.972	-23 37 21.369	0.001	-0.19
1988 09 14.698622	0	17 47 56.108	-23 37 37.518	-0.011	-0.14
1988 09 14.698622	3	17 47 54.768	-23 38 2.666	0.003	-0.08
1988 09 14.698622	4	17 47 59.097	-23 37 40.648	-0.018	-0.33
1988 09 15.694797	0	17 47 58.302	-23 37 38.058	-0.021	-0.18
1988 09 15.694797	3	17 47 56.103	-23 37 45.281	-0.016	-0.33
1988 09 15.694797	4	17 48 0.854	-23 37 58.916	-0.018	0.15
1989 06 28.882262	0	18 14 30.286	-23 40 11.124	-0.009	-0.41
1989 06 28.882262	3	18 14 29.097	-23 40 40.406	-0.021	-1.17
1989 06 28.882262	4	18 14 28.660	-23 40 49.011	0.036	-0.85
1989 07 01.877430	0	18 13 58.500	-23 40 23.386	-0.020	-0.47
1989 07 01.877430	3	18 13 57.504	-23 39 55.438	-0.019	-1.35
1989 07 01.877430	4	18 13 55.678	-23 40 8.447	-0.002	-0.85
1989 07 02.839754	0	18 13 48.348	-23 40 26.934	-0.014	-0.23
1989 07 02.835858	3	18 13 48.896	-23 39 56.138	-0.059	-1.32
1989 07 02.839754	4	18 13 46.312	-23 39 56.576	-0.011	-1.32
1989 07 03.826820	0	18 13 37.940	-23 40 31.162	-0.037	-0.63
1989 07 03.826820	3	18 13 39.854	-23 40 11.590	-0.002	-0.77
1989 07 03.826820	4	18 13 37.165	-23 39 50.081	-0.012	-1.04
1989 07 28.774925	0	18 9 39.028	-23 41 43.309	-0.034	-0.74
1989 07 28.774925	3	18 9 39.328	-23 41 11.040	-0.001	-0.62
1989 07 28.774925	4	18 9 36.180	-23 41 28.345	-0.046	-0.72
1989 08 01.769531	0	18 9 7.205	-23 41 50.188	-0.021	-0.37
1989 08 01.769531	3	18 9 7.500	-23 42 22.010	-0.025	-0.55
1989 08 01.769531	4	18 9 9.150	-23 41 16.336	-0.012	-0.72
1989 08 02.785644	0	18 8 59.476	-23 41 51.711	-0.028	-0.22
1989 08 02.785644	3	18 8 58.190	-23 42 19.386	-0.016	-0.81
1989 08 02.785644	4	18 9 2.258	-23 41 33.988	-0.050	-1.03
1989 08 07.765969	0	18 8 23.996	-23 41 59.263	-0.026	-0.59
1989 08 07.765969	3	18 8 25.952	-23 41 42.696	-0.041	-1.02
1989 08 07.765969	4	18 8 22.965	-23 42 39.163	-0.033	0.36
1989 08 10.817051	0	18 8 4.290	-23 42 2.861	-0.046	-0.58
1989 08 10.817051	3	18 8 4.044	-23 42 34.848	-0.027	-0.75
1989 08 10.813535	4	18 8 1.352	-23 41 56.491	-0.015	-0.94

1989 08 25.720110	0	18	6	52.908	-23	42	12.861	-0.049	-0.47
1989 08 25.720110	3	18	6	55.152	-23	42	8.327	-0.036	-1.09
1989 08 25.720110	4	18	6	50.953	-23	41	41.904	-0.055	-0.86
1989 08 26.728856	0	18	6	49.696	-23	42	13.391	-0.018	-0.70
1989 08 26.728856	3	18	6	51.562	-23	42	30.098	-0.005	-0.47
1989 08 26.728856	4	18	6	49.004	-23	41	32.631	-0.019	-0.72
1989 08 27.736793	0	18	6	46.662	-23	42	13.491	-0.025	-0.55
1989 08 27.736793	3	18	6	47.190	-23	42	44.354	-0.028	-1.06
1989 08 27.736793	4	18	6	47.347	-23	41	32.526	-0.053	-0.93
1989 08 28.726770	0	18	6	43.884	-23	42	13.760	-0.037	-0.62
1989 08 28.726770	3	18	6	42.865	-23	42	42.550	-0.023	-0.89
1989 08 28.726770	4	18	6	45.848	-23	41	40.778	-0.015	-0.80
1989 08 29.733619	0	18	6	41.299	-23	42	13.970	-0.023	-0.66
1989 08 29.733619	4	18	6	44.109	-23	41	56.734	0.016	-1.18
1989 08 30.737016	0	18	6	38.906	-23	42	13.768	-0.041	-0.34
1989 08 30.737016	3	18	6	36.832	-23	42	4.845	0.000	-1.25
1989 08 30.737016	4	18	6	41.940	-23	42	16.005	-0.007	-1.17
1989 08 31.727996	0	18	6	36.777	-23	42	14.401	-0.038	-0.89
1989 08 31.727996	3	18	6	35.674	-23	41	47.368	-0.047	-0.85
1989 08 31.727996	4	18	6	39.362	-23	42	34.247	-0.044	-0.73
1989 09 03.725989	0	18	6	31.637	-23	42	14.192	-0.024	-0.69
1989 09 03.725989	3	18	6	33.898	-23	42	15.738	0.012	-0.56
1989 09 03.725989	4	18	6	30.607	-23	42	53.342	-0.000	-0.10
1989 09 04.725825	0	18	6	30.364	-23	42	13.560	-0.015	-0.15
1989 09 04.725825	3	18	6	31.866	-23	42	35.855	-0.047	-0.47
1989 09 04.725825	4	18	6	28.113	-23	42	43.917	-0.065	-1.06
1989 09 05.731002	0	18	6	29.276	-23	42	13.714	-0.037	-0.43
1989 09 05.731002	3	18	6	29.332	-23	42	44.705	-0.047	-0.19
1989 09 05.731002	4	18	6	26.430	-23	42	26.522	-0.003	-0.48
1989 09 21.700692	0	18	6	42.493	-23	42	5.938	-0.001	0.16
1989 09 21.700692	3	18	6	44.437	-23	42	19.595	0.007	0.21
1989 09 21.700692	4	18	6	40.638	-23	41	34.716	-0.004	0.08
1989 09 22.690772	0	18	6	45.164	-23	42	5.102	-0.020	0.25
1989 09 22.690772	3	18	6	45.952	-23	42	33.524	-0.006	0.30
1989 09 22.690772	4	18	6	44.541	-23	41	24.746	-0.007	0.58
1989 09 23.689641	0	18	6	48.099	-23	42	4.540	-0.021	0.01
1989 09 23.689641	3	18	6	47.310	-23	42	33.916	-0.031	-0.15
1989 09 23.689641	4	18	6	48.816	-23	41	24.410	-0.027	-0.19
1989 09 24.686883	0	18	6	51.264	-23	42	3.619	-0.009	0.10
1989 09 24.683072	3	18	6	49.269	-23	42	19.450	-0.053	-0.18
1989 09 24.686883	4	18	6	53.150	-23	41	31.992	-0.047	-0.35
1989 09 25.686158	0	18	6	54.634	-23	42	2.662	-0.021	0.18
1989 09 25.686158	3	18	6	52.522	-23	41	57.666	0.010	-0.74
1989 09 25.686158	4	18	6	57.314	-23	41	46.422	-0.056	-0.58
1990 08 20.774998	0	18	26	6.996	-23	37	57.871	-0.002	-0.53
1990 08 20.774998	4	18	26	4.823	-23	38	28.425	-0.036	-0.36
1990 08 20.774998	3	18	26	5.852	-23	38	25.708	-0.031	-0.28
1990 08 27.769149	0	18	25	35.294	-23	38	14.571	-0.025	-0.14
1990 08 27.769149	4	18	25	37.602	-23	37	48.318	-0.069	-0.63
1990 08 27.769149	3	18	25	36.745	-23	38	38.097	-0.005	-0.66
1990 09 07.698631	0	18	25	5.801	-23	38	27.465	-0.027	0.06
1990 09 07.698631	4	18	25	5.035	-23	37	48.086	-0.048	-0.56
1990 09 07.698631	3	18	25	4.136	-23	38	49.205	0.017	-1.17
1990 09 08.700000	0	18	25	4.340	-23	38	28.016	-0.054	-0.10
1990 09 08.700000	4	18	25	4.965	-23	37	47.162	-0.037	-0.47
1990 09 08.700000	3	18	25	2.213	-23	38	27.402	-0.001	0.27
1990 09 11.694398	0	18	25	1.362	-23	38	28.471	-0.045	-0.19
1990 09 11.694398	4	18	25	4.283	-23	38	28.629	-0.029	-0.42
1990 09 11.694398	3	18	25	2.704	-23	38	2.892	0.008	-0.54
1990 09 16.689630	0	18	25	0.802	-23	38	26.811	-0.023	-0.60
1990 09 16.689630	4	18	24	58.736	-23	38	57.325	-0.007	-0.86

1990 09 16.689630	3	18 24 58.914	-23 38 42.596	0.026	-1.24
1990 09 18.687407	0	18 25 2.090	-23 38 24.655	-0.062	-0.23
1990 09 18.687407	4	18 24 59.324	-23 38 19.648	0.032	-0.06
1990 09 18.687407	3	18 25 0.916	-23 38 0.048	-0.010	-0.51
1990 09 21.693391	0	18 25 5.802	-23 38 20.387	-0.036	0.31
1990 09 21.693391	4	18 25 5.822	-23 37 39.660	0.008	-0.26
1990 09 21.693391	3	18 25 7.971	-23 38 19.976	-0.018	-0.74
1990 09 22.690636	0	18 25 7.482	-23 38 19.094	-0.027	0.10
1990 09 22.690636	4	18 25 8.762	-23 37 41.587	-0.021	-0.19
1990 09 22.690636	3	18 25 9.122	-23 38 38.416	-0.004	0.06
1990 09 23.690616	0	18 25 9.383	-23 38 17.656	-0.027	-0.12
1990 09 23.690616	4	18 25 11.678	-23 37 51.564	-0.031	-0.23
1990 09 23.690616	3	18 25 9.642	-23 38 48.464	-0.040	-0.54
1990 09 24.709207	0	18 25 11.550	-23 38 15.614	-0.027	0.10
1990 09 24.709207	4	18 25 14.324	-23 38 7.360	-0.087	-0.31
1990 09 24.709207	3	18 25 10.335	-23 38 42.880	-0.010	-1.15
1990 10 07.666345	0	18 25 59.162	-23 37 40.268	-0.053	-0.23
1990 10 07.666345	4	18 26 1.814	-23 37 22.438	-0.007	-0.17
1990 10 07.666345	3	18 26 0.270	-23 37 13.749	-0.008	-0.78
1990 10 10.665775	0	18 26 15.422	-23 37 28.696	-0.027	-0.22
1990 10 10.665775	4	18 26 16.977	-23 38 2.092	-0.023	-0.52
1990 10 10.665775	3	18 26 16.303	-23 37 55.206	-0.055	0.10
1990 10 15.669936	0	18 26 46.777	-23 37 6.270	-0.005	0.07
1990 10 15.669936	4	18 26 44.018	-23 37 0.585	0.007	0.10
1990 10 15.669936	3	18 26 46.768	-23 36 36.802	-0.047	-0.80
1990 10 17.676782	0	18 27 0.797	-23 36 56.332	-0.019	0.11
1990 10 17.676782	4	18 26 59.555	-23 36 20.942	-0.035	-0.12
1990 10 17.676782	3	18 27 2.836	-23 36 52.155	-0.065	-0.17
1991 08 08.790782	0	18 46 20.312	-23 23 46.297	-0.036	-0.79
1991 08 08.790782	4	18 46 17.970	-23 23 23.937	0.006	-0.72
1991 08 08.790782	3	18 46 21.859	-23 23 22.862	-0.036	-0.66
1991 08 31.726356	0	18 44 1.457	-23 26 5.895	-0.022	-0.03
1991 08 31.726356	4	18 44 0.588	-23 26 47.562	-0.032	-0.90
1991 08 31.726356	3	18 43 59.348	-23 26 5.316	-0.007	-0.63
1991 09 05.721053	0	18 43 44.216	-23 26 21.432	-0.016	-0.34
1991 09 05.721053	4	18 43 42.870	-23 25 45.927	0.012	-0.65
1991 09 11.713052	0	18 43 30.416	-23 26 32.079	-0.006	-0.29
1991 09 11.713052	4	18 43 32.572	-23 26 58.768	0.028	-0.95
1991 09 11.713052	3	18 43 30.692	-23 26 1.004	-0.058	-0.32
1991 09 29.686822	0	18 43 36.060	-23 26 13.764	0.028	0.05
1991 09 29.686822	4	18 43 33.379	-23 26 28.124	-0.004	0.31
1991 09 29.686822	3	18 43 37.136	-23 25 46.975	-0.003	0.03
1991 09 30.684532	0	18 43 38.425	-23 26 10.682	-0.012	-0.06
1991 09 30.684532	4	18 43 35.670	-23 26 6.908	-0.015	-0.48
1991 09 30.684532	3	18 43 40.398	-23 26 0.712	-0.027	-0.20
1991 10 01.693570	0	18 43 41.044	-23 26 7.333	-0.051	-0.16
1991 10 01.693570	4	18 43 38.751	-23 25 45.164	-0.080	-0.27
1991 10 01.693570	3	18 43 42.930	-23 26 19.099	-0.037	-0.12
1991 10 04.693984	0	18 43 50.321	-23 25 55.819	-0.014	-0.34
1991 10 04.693984	4	18 43 51.520	-23 25 17.658	-0.007	0.00
1991 10 04.693984	3	18 43 48.555	-23 26 12.494	0.003	-0.17
1991 10 05.675046	0	18 43 53.784	-23 25 51.172	-0.005	0.02
1991 10 05.675046	4	18 43 55.966	-23 25 24.302	0.007	0.04
1991 10 05.675046	3	18 43 51.710	-23 25 47.772	-0.042	-0.42
1991 10 07.671843	0	18 44 1.472	-23 25 42.006	-0.005	-0.23
1991 10 07.671843	4	18 44 4.145	-23 25 51.494	0.010	-0.85
1991 10 07.671843	3	18 44 1.588	-23 25 11.510	0.027	-0.33
1991 10 12.693722	0	18 44 24.654	-23 25 14.136	-0.021	-0.20
1991 10 12.693722	4	18 44 22.278	-23 25 37.313	-0.024	-1.13
1991 10 12.693722	3	18 44 23.628	-23 25 40.951	-0.013	-0.00
1991 11 07.647567	0	18 47 46.864	-23 21 16.830	-0.024	0.03

1991 11 07.647567	4	18 47 45.493	-23 21 50.395	0.075	0.87
1991 11 07.647567	3	18 47 46.142	-23 21 45.091	0.038	-0.28
1992 07 01.858924	0	19 11 14.594	-22 51 53.346	-0.013	-0.28
1992 07 01.858924	4	19 11 17.224	-22 51 40.536	-0.021	-1.10
1992 07 01.858924	3	19 11 12.681	-22 51 44.390	-0.004	-1.18
1992 07 03.846981	0	19 10 53.946	-22 52 29.790	-0.001	-0.57
1992 07 03.846981	4	19 10 56.110	-22 52 53.678	-0.008	0.27
1992 07 03.846981	3	19 10 54.364	-22 51 56.944	-0.026	0.40
1992 07 07.850176	0	19 10 12.178	-22 53 41.921	0.004	-0.43
1992 07 07.850176	3	19 10 12.242	-22 54 13.802	0.015	-0.06
1992 07 08.880370	0	19 10 1.380	-22 54 0.784	-0.033	-0.86
1992 07 08.880370	4	19 9 58.678	-22 54 8.612	-0.007	-0.92
1992 07 08.880370	3	19 10 0.037	-22 54 26.448	-0.025	-1.14
1992 07 23.794459	0	19 7 28.360	-22 58 14.879	-0.053	-0.62
1992 07 23.794459	4	19 7 26.029	-22 57 54.147	-0.019	-0.52
1992 07 23.794459	3	19 7 30.178	-22 58 28.343	-0.056	-0.42
1992 07 26.859346	0	19 6 58.324	-22 59 2.894	-0.001	-0.31
1992 07 26.859346	4	19 6 59.348	-22 58 22.602	-0.062	-0.44
1992 07 26.859346	3	19 6 56.478	-22 59 18.541	0.020	-0.78
1992 08 01.785646	0	19 6 2.318	-23 0 31.328	-0.028	-0.42
1992 08 01.785646	4	19 6 2.244	-23 1 14.931	-0.005	-1.00
1992 08 01.785646	3	19 6 3.874	-23 0 50.426	-0.056	-0.17
1992 08 03.805032	0	19 5 44.032	-23 0 59.612	-0.026	-0.31
1992 08 03.805032	4	19 5 41.760	-23 1 26.129	-0.005	-1.05
1992 08 03.805032	3	19 5 42.873	-23 1 27.942	-0.048	-0.99
1992 08 04.814456	0	19 5 35.042	-23 1 13.602	-0.043	-0.46
1992 08 04.814456	4	19 5 32.270	-23 1 20.710	-0.068	-0.19
1992 08 04.814456	3	19 5 33.062	-23 1 23.858	-0.026	-0.98
1992 08 21.729410	0	19 3 24.650	-23 4 27.502	-0.049	-0.26
1992 08 21.729410	4	19 3 24.448	-23 3 46.260	-0.017	-1.20
1992 08 21.729410	3	19 3 22.980	-23 4 46.841	-0.039	-0.00
1992 08 22.732786	0	19 3 18.294	-23 4 36.728	-0.029	-0.39
1992 08 22.732786	3	19 3 16.309	-23 4 35.340	0.030	-0.92
1992 08 25.728267	0	19 3 0.318	-23 5 1.910	-0.002	-0.15
1992 08 25.728267	4	19 3 2.981	-23 5 9.222	-0.018	-0.41
1992 08 25.728267	3	19 3 1.592	-23 4 37.630	-0.042	-1.22
1992 08 29.735336	0	19 2 38.726	-23 5 31.812	-0.028	-0.21
1992 08 29.735336	4	19 2 37.397	-23 6 10.485	-0.003	-1.03
1992 08 29.735336	3	19 2 37.801	-23 6 0.996	-0.058	-0.30
1992 08 31.718299	4	19 2 26.495	-23 5 52.688	0.021	-0.51
1992 08 31.721713	3	19 2 27.188	-23 5 37.550	-0.039	-1.26
1992 09 01.733826	0	19 2 24.547	-23 5 51.339	-0.043	-0.63
1992 09 01.733826	4	19 2 22.016	-23 5 38.862	0.009	-0.31
1992 09 01.733826	3	19 2 23.538	-23 5 24.542	-0.015	-0.33
1992 09 19.703287	0	19 1 37.768	-23 6 46.276	-0.013	-0.23
1992 09 19.703287	4	19 1 39.870	-23 6 19.042	0.017	-1.16
1992 09 19.703287	3	19 1 37.540	-23 6 16.160	0.019	-0.81
1992 09 28.689140	0	19 1 40.272	-23 6 34.991	-0.020	-0.28
1992 09 28.689140	4	19 1 37.742	-23 6 22.696	-0.036	-0.43
1992 09 28.689140	3	19 1 40.416	-23 6 3.712	-0.016	0.08
1992 09 29.678362	0	19 1 41.644	-23 6 31.718	-0.020	0.12
1992 09 29.678362	4	19 1 39.779	-23 6 2.881	-0.051	0.30
1992 09 29.678362	3	19 1 43.026	-23 6 9.130	-0.048	-0.18
1992 09 30.695888	0	19 1 43.288	-23 6 28.416	-0.014	0.12
1992 09 30.695888	4	19 1 42.533	-23 5 49.255	-0.033	0.27
1992 09 30.695888	3	19 1 45.248	-23 6 25.778	-0.045	-0.30
1992 10 01.683102	0	19 1 45.100	-23 6 25.086	-0.011	-0.07
1992 10 01.683102	4	19 1 45.572	-23 5 44.151	-0.023	0.06
1992 10 01.683102	3	19 1 46.615	-23 6 42.173	-0.062	0.61
1992 10 22.656128	0	19 3 13.743	-23 3 55.474	-0.024	-0.07
1992 10 22.656128	3	19 3 11.792	-23 3 54.410	-0.024	-0.27

1993 08 22.759740	0	19 21 47.181	-22 35 40.570	-0.013	-0.55
1993 08 22.759740	3	19 21 45.345	-22 35 53.827	-0.016	-1.08
1993 08 23.827694	0	19 21 39.896	-22 35 53.638	0.032	-0.02
1993 08 23.827694	4	19 21 42.497	-22 35 52.062	0.012	-0.54
1993 08 23.827694	3	19 21 38.040	-22 35 42.812	-0.018	-0.36
1993 08 24.819161	0	19 21 33.199	-22 36 5.839	-0.024	0.05
1993 08 24.819161	4	19 21 35.589	-22 36 22.768	0.016	0.22
1993 08 24.819161	3	19 21 32.387	-22 35 38.533	0.027	-0.60
1993 09 08.725190	0	19 20 13.976	-22 38 27.458	-0.007	-0.34
1993 09 08.720856	4	19 20 15.164	-22 39 5.033	0.062	-0.69
1993 09 08.725190	3	19 20 12.506	-22 38 48.364	0.027	-0.19
1993 09 10.791999	0	19 20 6.259	-22 38 40.099	-0.016	-0.08
1993 09 10.791999	4	19 20 4.921	-22 39 17.775	-0.039	-0.58
1993 09 10.791999	3	19 20 4.844	-22 38 19.625	-0.078	-1.20
1993 09 11.731232	0	19 20 3.022	-22 38 45.691	-0.032	-0.37
1993 09 11.731232	4	19 20 0.840	-22 39 11.559	-0.071	-0.90
1993 09 11.731232	3	19 20 2.875	-22 38 14.940	0.002	-0.74
1993 09 12.727734	0	19 19 59.827	-22 38 50.865	-0.004	-0.31
1993 09 12.727734	4	19 19 57.178	-22 38 57.864	-0.077	0.33
1993 09 12.727734	3	19 20 0.930	-22 38 25.310	-0.036	-0.96
1993 09 16.719880	0	19 19 48.938	-22 39 7.686	-0.026	-0.19
1993 09 16.719880	4	19 19 49.302	-22 38 25.878	-0.050	-0.01
1993 09 16.719880	3	19 19 48.212	-22 39 37.834	-0.049	-0.70
1993 09 17.721570	0	19 19 46.744	-22 39 11.028	-0.015	-0.31
1993 09 17.721570	4	19 19 48.251	-22 38 36.642	-0.006	-1.06
1993 09 17.721570	3	19 19 44.948	-22 39 26.702	-0.092	-0.38
1993 09 18.718070	0	19 19 44.748	-22 39 13.709	-0.028	-0.20
1993 09 18.718070	4	19 19 47.020	-22 38 53.098	-0.039	-0.79
1993 09 18.718070	3	19 19 42.836	-22 39 8.254	-0.062	-0.80
1993 10 06.704788	0	19 19 45.851	-22 38 53.550	0.018	-0.32
1993 10 11.686064	0	19 19 58.586	-22 38 24.136	-0.024	-0.33
1993 10 11.686064	4	19 19 56.833	-22 37 55.937	-0.019	-0.38
1993 10 11.686064	3	19 19 59.480	-22 38 50.646	0.025	-0.12
1993 10 14.691042	0	19 20 8.944	-22 38 1.036	-0.002	-0.02
1993 10 14.691042	4	19 20 10.466	-22 37 28.208	0.022	-1.07
1993 10 14.691042	3	19 20 7.120	-22 37 59.097	0.045	-0.83
1993 10 15.694568	0	19 20 12.843	-22 37 52.776	0.007	-0.22
1993 10 15.694568	4	19 20 15.153	-22 37 33.815	0.066	-1.16
1993 10 15.694568	3	19 20 11.596	-22 37 30.956	-0.005	-0.57
1993 10 16.708718	0	19 20 16.959	-22 37 44.204	-0.031	-0.62
1993 10 16.708718	4	19 20 19.454	-22 37 43.544	-0.052	-1.41
1993 10 16.708718	3	19 20 17.009	-22 37 12.713	-0.012	0.38
1994 09 04.807077	0	19 38 39.086	-22 2 10.448	-0.025	-0.01
1994 09 04.807077	4	19 38 41.543	-22 2 8.636	-0.035	-0.77
1994 09 04.807077	3	19 38 40.286	-22 1 45.530	-0.007	-0.06
1994 09 05.797197	0	19 38 33.784	-22 2 21.888	0.004	0.14
1994 09 05.797197	4	19 38 36.006	-22 2 38.475	-0.012	0.09
1994 09 05.797197	3	19 38 35.571	-22 2 16.143	-0.027	-0.21
1994 09 09.847274	4	19 38 12.223	-22 3 36.216	0.070	0.33

Таблица 2. Положения спутников Урана относительно планеты.

Момент наблюдений (UTC)	Объ-ект	$\Delta\alpha$ (")	$\Delta\delta$ (")	(O-C) $\Delta\alpha$ (")	(O-C) $\Delta\delta$ (")
1987 07 20.797197	3	27.270	20.155	-0.515	-0.385
1987 07 20.797197	4	-20.160	39.076	-0.064	-0.069
1987 07 27.787271	3	-12.645	30.702	-0.932	0.300
1987 07 28.786382	4	-7.770	-43.056	-0.562	-0.298
1987 08 20.762314	3	-33.090	-10.411	0.188	-0.510

1987	08	20.762314	4	45.510	4.820	-0.720	-0.730
1987	09	13.719212	3	9.315	-29.218	-0.565	0.370
1987	09	14.730040	4	23.550	36.133	0.316	0.150
1987	09	15.725802	3	-30.225	-12.812	0.923	0.180
1987	09	23.714365	3	-20.655	-24.797	-0.595	0.250
1987	09	23.714365	4	-45.450	-0.196	-0.250	-0.370
1987	09	24.696835	3	-32.760	-7.189	0.178	0.200
1987	09	24.696835	4	-40.770	18.074	-0.582	-0.290
1987	09	25.694570	3	-29.955	13.967	-0.100	-0.120
1987	09	25.694570	4	-26.700	32.848	-0.047	-0.060
1988	08	05.769148	4	44.550	-12.472	0.163	-0.560
1988	08	06.763020	3	25.050	21.736	-0.254	-0.810
1988	08	06.763020	4	33.870	-29.548	0.523	-0.470
1988	08	16.771089	3	33.840	-5.000	-0.132	0.030
1988	08	16.771089	4	30.795	32.286	0.035	-0.100
1988	09	02.730477	3	33.480	5.056	-0.275	-0.150
1988	09	02.730477	4	32.310	-29.134	0.306	0.030
1988	09	07.729304	3	-32.280	8.738	-0.027	-0.590
1988	09	07.729304	4	-45.420	-1.700	0.108	0.070
1988	09	13.713688	3	1.830	-30.910	-0.418	-0.030
1988	09	13.713688	4	42.165	15.490	-0.002	-0.270
1988	09	14.698622	3	-20.100	-25.148	0.220	0.060
1988	09	14.698622	4	44.835	-3.130	-0.099	-0.190
1988	09	15.694797	3	-32.985	-7.223	0.078	-0.140
1988	09	15.694797	4	38.280	-20.858	0.055	0.330
1989	06	28.882262	3	-17.835	-29.282	-0.173	-0.760
1989	06	28.882262	4	-24.390	-37.887	0.678	-0.440
1989	07	01.877430	3	-14.940	27.948	0.012	-0.880
1989	07	01.877430	4	-42.330	14.939	0.266	-0.380
1989	07	02.839754	4	-30.540	30.358	0.055	-1.090
1989	07	03.826820	3	28.710	19.572	0.529	-0.140
1989	07	03.826820	4	-11.625	41.081	0.381	-0.400
1989	07	28.774925	3	4.500	32.269	0.494	0.120
1989	07	28.774925	4	-42.720	14.964	-0.182	0.020
1989	08	01.769531	3	4.425	-31.822	-0.056	-0.180
1989	08	01.769531	4	29.175	33.852	0.125	-0.350
1989	08	02.785644	3	-19.290	-27.675	0.180	-0.590
1989	08	02.785644	4	41.730	17.723	-0.337	-0.800
1989	08	07.765969	3	29.340	16.567	-0.226	-0.430
1989	08	07.765969	4	-15.465	-39.900	-0.105	0.950
1989	08	10.817051	3	-3.690	-31.987	0.293	-0.170
1989	08	25.720110	3	33.660	4.534	0.193	-0.620
1989	08	25.720110	4	-29.325	30.957	-0.091	-0.390
1989	08	26.728856	3	27.990	-16.707	0.199	0.240
1989	08	26.728856	4	-10.380	40.760	-0.009	-0.020
1989	08	27.736793	3	7.920	-30.863	-0.044	-0.510
1989	08	27.736793	4	10.275	40.965	-0.422	-0.380
1989	08	28.726770	3	-15.285	-28.790	0.214	-0.270
1989	08	28.726770	4	29.460	32.982	0.336	-0.180
1989	08	29.733619	4	42.150	17.236	0.583	-0.520
1989	08	30.737016	3	-31.110	8.923	0.619	-0.910
1989	08	30.737016	4	45.510	-2.237	0.512	-0.840
1989	08	31.727996	3	-16.545	27.033	-0.143	0.040
1989	08	31.727996	4	38.775	-19.846	-0.101	0.160
1989	09	03.725989	3	33.915	-1.546	0.539	0.130
1989	09	03.725989	4	-15.450	-39.150	0.350	0.600
1989	09	04.725825	3	22.530	-22.295	-0.483	-0.320
1989	09	04.725825	4	-33.765	-30.357	-0.741	-0.920
1989	09	05.731002	3	0.840	-30.991	-0.158	0.240
1989	09	05.731002	4	-42.690	-12.808	0.500	-0.050
1989	09	21.700692	3	29.160	-13.657	0.114	0.050

1989	09	21.700692	4	-27.825	31.222	-0.040	-0.090
1989	09	22.690772	3	11.820	-28.422	0.210	0.050
1989	09	22.690772	4	-9.345	40.356	0.188	0.340
1989	09	23.689641	3	-11.835	-29.376	-0.152	-0.160
1989	09	23.689641	4	10.755	40.130	-0.095	-0.200
1989	09	24.686883	4	28.290	31.627	-0.569	-0.450
1989	09	25.686158	3	-31.680	4.996	0.471	-0.920
1989	09	25.686158	4	40.200	16.240	-0.524	-0.760
1990	08	20.774998	4	-32.595	-30.554	-0.511	0.170
1990	08	20.774998	3	-17.160	-27.837	-0.432	0.250
1990	08	27.769149	4	34.620	26.253	-0.654	-0.490
1990	08	27.769149	3	21.765	-23.526	0.299	-0.510
1990	09	07.698631	4	-11.490	39.379	-0.317	-0.630
1990	09	07.698631	3	-24.975	-21.740	0.655	-1.230
1990	09	08.700000	4	9.375	40.854	0.258	-0.380
1990	09	08.700000	3	-31.905	0.614	0.802	0.360
1990	09	11.694398	4	43.815	-0.158	0.238	-0.240
1990	09	11.694398	3	20.130	25.579	0.793	-0.350
1990	09	16.689630	4	-30.990	-30.514	0.237	-0.260
1990	09	16.689630	3	-28.320	-15.785	0.736	-0.640
1990	09	18.687407	4	-41.490	5.007	1.396	0.170
1990	09	18.687407	3	-17.610	24.607	0.775	-0.280
1990	09	21.693391	4	0.300	40.727	0.657	-0.570
1990	09	21.693391	3	32.535	0.411	0.267	-1.050
1990	09	22.690636	4	19.200	37.507	0.099	-0.290
1990	09	22.690636	3	24.600	-19.322	0.350	-0.030
1990	09	23.690616	4	34.425	26.092	-0.058	-0.110
1990	09	23.690616	3	3.885	-30.808	-0.187	-0.420
1990	09	24.709207	4	41.610	8.254	-0.905	-0.410
1990	09	24.709207	3	-18.225	-27.266	0.250	-1.240
1990	10	07.666345	4	39.780	17.830	0.679	0.070
1990	10	07.666345	3	16.620	26.519	0.662	-0.540
1990	10	10.665775	4	23.325	-33.396	0.054	-0.300
1990	10	10.665775	3	13.215	-26.510	-0.430	0.320
1990	10	15.669936	4	-41.385	5.685	0.190	0.020
1990	10	15.669936	3	-0.135	29.468	-0.626	-0.870
1990	10	17.676782	4	-18.630	35.390	-0.240	-0.230
1990	10	17.676782	3	30.585	4.177	-0.688	-0.280
1991	08	08.790782	4	-35.130	22.360	0.633	0.070
1991	08	08.790782	3	23.205	23.435	0.006	0.130
1991	08	31.726356	4	-13.035	-41.667	-0.142	-0.880
1991	08	31.726356	3	-31.635	0.579	0.228	-0.610
1991	09	05.721053	4	-20.190	35.505	0.427	-0.320
1991	09	05.721053	3	27.180	-16.583	0.131	-1.470
1991	09	11.713052	4	32.340	-26.689	0.502	-0.660
1991	09	11.713052	3	4.140	31.075	-0.787	-0.030
1991	09	29.686822	4	-40.215	-14.360	-0.492	0.260
1991	09	29.686822	3	16.140	26.789	-0.468	-0.020
1991	09	30.684532	4	-41.325	3.774	-0.045	-0.420
1991	09	30.684532	3	29.595	9.970	-0.228	-0.140
1991	10	01.693570	4	-34.395	22.169	-0.428	-0.100
1991	10	01.693570	3	28.290	-11.766	0.219	0.050
1991	10	04.693984	4	17.985	38.161	0.095	0.350
1991	10	04.693984	3	-26.490	-16.675	0.253	0.170
1991	10	05.675046	4	32.730	26.870	0.173	0.020
1991	10	05.675046	3	-31.110	3.400	-0.552	-0.450
1991	10	07.671843	4	40.095	-9.488	0.226	-0.630
1991	10	07.671843	3	1.740	30.496	0.474	-0.100
1991	10	12.693722	4	-35.640	-23.177	-0.047	-0.920
1991	10	12.693722	3	-15.390	-26.815	0.127	0.200
1991	11	07.647567	4	-20.565	-33.565	1.492	0.850

1991	11	07.647567	3	-10.830	-28.261	0.939	-0.310
1992	07	01.858924	4	39.450	12.810	-0.119	-0.820
1992	07	01.858924	3	-28.695	8.956	0.137	-0.890
1992	07	03.846981	4	32.460	-23.888	-0.104	0.840
1992	07	03.846981	3	6.270	32.846	-0.366	0.970
1992	07	07.850176	3	0.960	-31.881	0.170	0.380
1992	07	08.880370	4	-40.530	-7.828	0.400	-0.060
1992	07	08.880370	3	-20.145	-25.664	0.132	-0.280
1992	07	23.794459	4	-34.965	20.732	0.502	0.090
1992	07	23.794459	3	27.270	-13.464	-0.054	0.200
1992	07	26.859346	4	15.360	40.292	-0.908	-0.130
1992	07	26.859346	3	-27.690	-15.647	0.314	-0.470
1992	08	01.785646	4	-1.110	-43.603	0.356	-0.590
1992	08	01.785646	3	23.340	-19.098	-0.409	0.250
1992	08	03.805032	4	-34.080	-26.517	0.327	-0.740
1992	08	03.805032	3	-17.385	-28.330	-0.324	-0.670
1992	08	04.814456	4	-41.580	-7.108	-0.376	0.270
1992	08	04.814456	3	-29.700	-10.256	0.249	-0.520
1992	08	21.729410	4	-3.030	41.242	0.474	-0.930
1992	08	21.729410	3	-25.050	-19.339	0.140	0.260
1992	08	22.732786	3	-29.775	1.388	0.891	-0.530
1992	08	25.728267	4	39.945	-7.312	-0.245	-0.270
1992	08	25.728267	3	19.110	24.280	-0.596	-1.070
1992	08	29.735336	4	-19.935	-38.673	0.378	-0.810
1992	08	29.735336	3	-13.875	-29.184	-0.457	-0.090
1992	09	01.733826	4	-37.965	12.477	0.766	0.320
1992	09	01.733826	3	-15.135	26.797	0.418	0.300
1992	09	19.703287	4	31.530	27.234	0.444	-0.930
1992	09	19.703287	3	-3.420	30.116	0.473	-0.580
1992	09	28.689140	4	-37.950	12.295	-0.237	-0.150
1992	09	28.689140	3	2.160	31.279	0.065	0.360
1992	09	29.678362	4	-27.975	28.837	-0.476	0.180
1992	09	29.678362	3	20.730	22.588	-0.423	-0.300
1992	09	30.695888	4	-11.325	39.161	-0.285	0.140
1992	09	30.695888	3	29.400	2.638	-0.465	-0.430
1992	10	01.683102	4	7.080	40.935	-0.190	0.130
1992	10	01.683102	3	22.725	-17.087	-0.767	0.670
1992	10	22.656128	3	-29.265	1.064	-0.004	-0.210
1993	08	22.759740	3	-27.540	-13.257	-0.052	-0.540
1993	08	23.827694	4	39.015	1.576	-0.301	-0.530
1993	08	23.827694	3	-27.840	10.826	-0.747	-0.340
1993	08	24.819161	4	35.850	-16.929	0.603	0.160
1993	08	24.819161	3	-12.180	27.306	0.778	-0.650
1993	09	08.725190	3	-22.050	-20.906	0.515	0.150
1993	09	10.791999	4	-20.070	-37.676	-0.339	-0.500
1993	09	10.791999	3	-21.225	20.474	-0.930	-1.120
1993	09	11.731232	4	-32.730	-25.868	-0.588	-0.530
1993	09	11.731232	3	-2.205	30.751	0.503	-0.370
1993	09	12.727734	4	-39.735	-6.999	-1.109	0.630
1993	09	12.727734	3	16.545	25.555	-0.490	-0.650
1993	09	16.719880	4	5.460	41.808	-0.362	0.180
1993	09	16.719880	3	-10.890	-30.148	-0.352	-0.510
1993	09	17.721570	4	22.605	34.386	0.132	-0.750
1993	09	17.721570	3	-26.940	-15.674	-1.162	-0.070
1993	09	18.718070	4	34.080	20.611	-0.157	-0.600
1993	09	18.718070	3	-28.680	5.455	-0.501	-0.600
1993	10	11.686064	4	-26.295	28.199	0.082	-0.050
1993	10	11.686064	3	13.410	-26.510	0.742	0.210
1993	10	14.691042	4	22.830	32.828	0.365	-1.050
1993	10	14.691042	3	-27.360	1.939	0.702	-0.810
1993	10	15.694568	4	34.650	18.961	0.894	-0.950

1993	10	15.694568	3	-18.705	21.820	-0.180	-0.360
1993	10	16.708718	4	37.425	0.660	-0.306	-0.800
1993	10	16.708718	3	0.750	31.491	0.291	1.000
1994	09	04.807077	4	36.855	1.812	-0.155	-0.750
1994	09	04.807077	3	18.000	24.918	0.273	-0.050
1994	09	05.797197	4	33.330	-16.587	-0.226	-0.050
1994	09	05.797197	3	26.805	5.745	-0.463	-0.350

Таблица 3. Положения Оберона относительно Титании.

Момент наблюдений (UTC)	$\Delta\alpha$ (")	$\Delta\delta$ (")	(O-C) $_{\Delta\alpha}$ (")	(O-C) $_{\Delta\delta}$ (")
1987 07 20.797197	-47.430	18.921	0.451	0.316
1987 07 28.794421	-7.770	-43.056	-0.635	0.178
1987 08 20.762314	78.600	15.231	-0.910	-0.220
1987 09 23.714365	-24.795	24.601	0.350	-0.620
1987 09 24.696835	-8.010	25.263	-0.760	-0.480
1987 09 25.694570	3.255	18.881	0.050	0.050
1988 08 05.769148	40.050	-43.200	-0.980	0.690
1988 08 06.763020	8.820	-51.284	0.780	0.340
1988 08 16.771089	-3.045	37.286	0.170	-0.140
1988 09 02.730477	-1.170	-34.190	0.580	0.180
1988 09 07.729304	-13.140	-10.438	0.140	0.660
1988 09 13.713688	40.335	46.400	0.420	-0.240
1988 09 14.698622	64.935	22.018	-0.320	-0.250
1988 09 15.694797	71.265	-13.635	-0.020	0.470
1989 06 28.882262	-6.555	-8.605	0.850	0.320
1989 07 01.877430	-27.390	-13.009	0.250	0.500
1989 07 03.826820	-40.335	21.509	-0.150	-0.270
1989 07 28.774925	-47.220	-17.305	-0.680	-0.100
1989 08 01.769531	24.750	65.674	0.180	-0.170
1989 08 02.785644	61.020	45.398	-0.520	-0.220
1989 08 07.765969	-44.805	-56.467	0.120	1.380
1989 08 25.720110	-62.985	26.423	-0.280	0.230
1989 08 26.728856	-38.370	57.467	-0.210	-0.250
1989 08 27.736793	2.355	71.828	-0.380	0.130
1989 08 28.726770	44.745	61.772	0.120	0.090
1989 08 29.733619	73.500	31.422	0.410	1.260
1989 08 30.737016	76.620	-11.160	-0.110	0.070
1989 08 31.727996	55.320	-46.879	0.040	0.130
1989 09 03.725989	-49.365	-37.604	-0.190	0.470
1989 09 04.725825	-56.295	-8.062	-0.260	-0.600
1989 09 05.731002	-43.530	18.183	0.660	-0.290
1989 09 21.700692	-56.985	44.879	-0.150	-0.130
1989 09 22.690772	-21.165	68.778	-0.020	0.280
1989 09 23.689641	22.590	69.506	0.060	-0.030
1989 09 25.686158	71.880	11.244	-0.990	0.160
1990 08 20.774998	-15.435	-2.717	-0.080	-0.080
1990 08 27.769149	12.855	49.779	-0.950	0.020
1990 09 07.698631	13.485	61.119	-0.970	0.600
1990 09 08.700000	41.280	40.240	-0.540	-0.740
1990 09 11.694398	23.685	-25.737	-0.560	0.120
1990 09 16.689630	-2.670	-14.729	-0.500	0.380
1990 09 18.687407	-23.880	-19.600	0.620	0.450
1990 09 21.693391	-32.235	40.316	0.390	0.480
1990 09 22.690636	-5.400	56.829	-0.250	-0.250
1990 09 23.690616	30.540	56.900	0.130	0.310
1990 09 24.709207	59.835	35.520	-1.150	0.830

1990 10 07.666345	23.160	-8.689	0.020	0.610
1990 10 10.665775	10.110	-6.886	0.480	-0.610
1990 10 15.669936	-41.250	-23.783	0.820	0.890
1990 10 17.676782	-49.215	31.213	0.450	0.050
1991 08 08.790782	-58.335	-1.075	0.630	-0.060
1991 08 31.726356	18.600	-42.246	-0.370	-0.270
1991 09 05.721053	-47.370	52.088	0.300	1.150
1991 09 11.713052	28.200	-57.764	1.290	-0.630
1991 09 29.686822	-56.355	-41.149	-0.020	0.280
1991 09 30.684532	-70.920	-6.196	0.180	-0.280
1991 10 01.693570	-62.685	33.935	-0.650	-0.150
1991 10 04.693984	44.475	54.836	-0.160	0.180
1991 10 05.675046	63.840	23.470	0.730	0.460
1991 10 07.671843	38.355	-39.984	-0.250	-0.520
1991 10 12.693722	-20.250	3.638	-0.170	-1.130
1991 11 07.647567	-9.735	-5.304	0.550	1.150
1992 07 01.858924	68.145	3.854	-0.260	0.070
1992 07 03.846981	26.190	-56.734	0.260	-0.130
1992 07 08.880370	-20.385	17.836	0.270	0.220
1992 07 23.794459	-62.235	34.196	0.560	-0.100
1992 07 26.859346	43.050	55.939	-1.220	0.340
1992 08 01.785646	-24.450	-24.505	0.760	-0.840
1992 08 03.805032	-16.695	1.813	0.650	-0.060
1992 08 04.814456	-11.880	3.148	-0.620	0.790
1992 08 21.729410	22.020	60.581	0.330	-1.190
1992 08 25.728267	20.835	-31.592	0.350	0.810
1992 08 29.735336	-6.060	-9.489	0.840	-0.720
1992 09 01.733826	-22.830	-14.320	0.350	0.020
1992 09 19.703287	34.950	-2.882	-0.030	-0.350
1992 09 28.689140	-40.110	-18.984	-0.300	-0.510
1992 09 29.678362	-48.705	6.249	-0.050	0.480
1992 09 30.695888	-40.725	36.523	0.180	0.570
1992 10 01.683102	-15.645	58.022	0.580	-0.540
1993 08 23.827694	66.855	-9.250	0.450	-0.190
1993 08 24.819161	48.030	-44.235	-0.170	0.810
1993 09 10.791999	1.155	-58.150	0.590	0.620
1993 09 11.731232	-30.525	-56.619	-1.090	-0.160
1993 09 12.727734	-56.280	-32.554	-0.620	1.280
1993 09 16.719880	16.350	71.956	-0.010	0.690
1993 09 17.721570	49.545	50.060	1.290	-0.680
1993 09 18.718070	62.760	15.156	0.340	0.010
1993 10 11.686064	-39.705	54.709	-0.660	-0.260
1993 10 14.691042	50.190	30.889	-0.340	-0.240
1993 10 15.694568	53.355	-2.859	1.070	-0.590
1994 09 04.807077	18.855	-23.106	-0.430	-0.710
1994 09 05.797197	6.525	-22.332	0.240	0.300

4. АНАЛИЗ РЕЗУЛЬТАТОВ

Сравнение наблюдений с теорией позволяет произвести анализ точности полученных результатов. Положения Урана сравнивались с двумя теориями: DE200 и DE404. В таблице 4 приводятся средние значения разностей $(O-C)$ по прямому восхождению $(O-C)_\alpha$ и склонению $(O-C)_\delta$, а также соответствующие среднеквадратичные значения этих разностей - σ_α , σ_δ .

Таблица 4. Средние и среднеквадратичные значения разностей (O-C) для разных видов координат для всего периода наблюдений (1987-1994).

Вид координат	N	(O-C) $_{\alpha}$	σ_{α}	(O-C) $_{\delta}$	σ_{δ}
Уран, DE200, Экваториальные координаты	105	-0.262''	$\pm 0.200''$	-0.234''	$\pm 0.247''$
Уран, DE404, Экваториальные координаты	105	+0.038	0.198	-0.176	0.245
Спутники, экваториальные координаты	212	-0.214	0.428	-0.418	0.457
Разности "спутник – планета"	189	-0.001	0.408	-0.235	0.426
Разности "Оберон – Титания"	90	-0.017	0.522	+0.058	0.511

В этой таблице в первых трех строках даются средние и среднеквадратические величины разностей (O-C) для экваториальных координат планеты и спутников, определенных относительно звезд, в четвертой строке представлены результаты для разностей координат спутников относительно планеты, в последней строке – для разностей координат двух спутников. При анализе данных таблицы 4 обращают на себя внимание три обстоятельства: (1) - различие средних значений (O-C) для экваториальных координат Урана при сравнении с эфемеридами DE200 и DE404; (2) – систематическая ошибка по склонению в (O-C) Урана, спутников и ураноцентрических координатах спутников; (3) - значительно большая (вдвое) ошибка в координатах спутников по сравнению с координатами Урана. Первая особенность полученных результатов легко объясняется различием эфемерид DE404 и DE200. Вторую особенность можно объяснить большим различием яркости Урана, и, особенно, спутников по сравнению с яркостью опорных звезд. Спутники Урана – 14 звездной величины, опорные звезды – 8 –10 величины. Уран на пластинках ДАЦ ослаблен до 10-11 звездной величины. Кроме того, имеются различия в цветах Урана, спутников и опорных звезд, что при наличии эффекта атмосферной дисперсии может повлиять на точность результатов. Третья особенность наших результатов, представленных в таблице 4, объясняется, повидимому, неточностью измерения очень слабых изображений спутников. Ошибка измерения спутников на фотопластинках может достигать 5 мкм, что в масштабе телескопа ДАЦ дает 0.3''.

Определение положений контрольных звезд на пластинках позволило оценить точность измерений и редукиции звездных изображений с помощью телескопа ДАЦ. Эта оценка производилась тремя способами: (1) по сравнению координат контрольных звезд, полученных из наблюдений с их координатами в каталоге; (2) по сравнению положений звезд, полученных одновременно на разных камерах телескопа; (3) по сходимости результатов определения положений звезд по трем изображениям на каждой пластинке. Значения ошибок приведены в таблице 5.

Таблица 5. Ошибки измерений изображений контрольных звезд.

Способ вычислений	$\epsilon_{\alpha} \cos \delta$	ϵ_{δ}
(1)	$\pm 0.12''$	$\pm 0.14''$
(2)	0.11	0.10
(3)	0.08	0.08

Таким образом, ошибки определения положений звезд на пластинках ДАЦ в несколько раз меньше, чем ошибки определения положений планет и спутников.

Из сравнения положений контрольных звезд на двух камерах телескопа получено значение разности двух камер, равное $-0.004s \pm 0.004s$; $-0.074'' \pm 0.049''$. Таким образом, можно считать (в пределах точности), что камеры дают одинаковые результаты.

ЗАКЛЮЧЕНИЕ

Однородный ряд наблюдений Урана и его спутников в Абастуманской обсерватории представляет интерес для уточнения теории движения системы Урана в комплексе мировых наблюдений на разных инструментах с различными методиками. Систематические ошибки в положениях Урана и спутников, выявленные в результате обработки и сравнения с эфемеридами, могут быть учтены эмпирически.

Двойной астрограф Цейсса Абастуманской обсерватории следует оснастить ПЗС-приемником, что позволит существенно повысить точность наблюдений и проникающую силу телескопа.

ЛИТЕРАТУРА

1. Т.П.Киселева, С.М.Чантурия, С.А.Лепешенкова, Е.В.Лапина, С.Л.Сулейманова, С.В.Толбин. Фотографические позиционные наблюдения Юпитера, Сатурна и их Спутников в Абастумани в 1983 – 1984 гг. // Бюлл. АБАО, №62, 1987, с.117-130.
2. А.А.Киселев. Теоретические основания фотографической астрометрии.// Москва, Наука, 1989, 260 с.
3. J.Laskar, R.A.Lacobson. GUST86. An analytical ephemeris of the Uranian satellites.// Astronomy and Astrophysics, v.188, N 1, 1987, p. 212-224.

The photographic positional observations of Uranus and their satellites Titania and Oberon in Abastumani in 1987 –1994

S.M. Chanturiya, T.P.Kisseleva, N.V.Emelianov

The results of photographic observations of Uranus and their satellites Titania and Oberon with the help of Double Zeiss Astrograph in Abastumani in 1987 – 1994 are given. The stars positions of the planet and satellites and their relative positions are given in tables 1, 2, 3. The comparison of observations with the ephemeris DE200 and DE404 for Uranus and GUST86 for satellites were carried out. The mean (O-C) for the relative coordinates of satellites are $-0.017''$ and $+0.058''$; the standard errors of one observation are $0.522''$ and $0.511''$ (in $\Delta\alpha$ and $\Delta\delta$).

ПЕРВЫЕ АСТРОМЕТРИЧЕСКИЕ НАБЛЮДЕНИЯ 51 ПЕГАСА В ПУЛКОВЕ

Шахт Н.А., Киселев А.А., Поляков Е.В., Грошева Е.А., Рафальский В.Б.
shakht@gao.spb.ru

Аннотация. В Пулковской обсерватории на 26-дюймовом рефракторе ведутся наблюдения звезды 51 Пегаса с планетоподобным спутником, открытым в 1995 г. Майором и Квелос по наблюдениям лучевых скоростей [1-2].

Эта звезда наблюдается в Пулкове с целью возможного обнаружения более массивного невидимого спутника с массой не менее субзвездной и с периодом обращения более одного года. 39 негативов с общим числом 144 экспозиции, относящихся к периоду наблюдений 1995-2000 г., измерены на пулковском автоматическом измерительном комплексе "Фантазия". Внешняя ошибка одной пластинки (средняя ошибка единицы веса) составляет 0."033, средняя ошибка среднегодового положения равна 0."010.

Исследование уклонений в движении звезды, полученных после исключения собственного движения и параллакса, а также сравнительно небольшая величина ошибки единицы веса показали отсутствие систематического хода в невязках с периодами 0.5, 0.8, 1.4÷1.6 и 2.4÷2.6 года и с амплитудами более 0."03 и, таким образом, отсутствие в движении звезды орбитальной компоненты, которая могла бы свидетельствовать о наличии спутников звездной природы (с массой более 0.3 массы Солнца) и с периодами обращения, находящимися в указанных выше пределах. Обнаружение влияния менее массивных спутников с другими периодами обращения возможно на более обширном материале при продолжении наблюдений.

Работа была поддержана грантом РФФИ: № 98-02-16757, а также грантом Министерства науки России: № 01-54.}

Ключевые слова: 51 Пегаса, невидимые спутники, астрометрические наблюдения.

1. Введение

Звезда 51 Пегаса [$m_{\text{vis}} = 5.^m5$; sp G5V; $\alpha_{(2000.0)} = 22^h 57.^m5$; $\delta_{(2000.0)} = +20^\circ 46'$; $\pi = 0."065$] известна как первый объект, у которого в 1995 году при помощи наблюдений лучевых скоростей был обнаружен планетоподобный спутник [1,2].

Несмотря на то, что наши наблюдения не дают возможности выявить влияние уже обнаруженного спутника с указанными массой и периодом обращения ($m \sin i = 0.44$ масс Юпитера и $P = 4.2$ дня), влияние спутника, имеющего звездную природу и обладающего массой более 0.2–0.3 массы Солнца, после нескольких лет регулярных астрометрических наблюдений может быть замечено.

В Пулкове при хороших погодных условиях есть возможность наблюдать эту звезду каждый год с середины августа до конца декабря и, таким образом, она наблюдается на 26" рефракторе в течение семи сезонов (1995-2001 гг.). Наблюдения ведутся с помощью нейтрального фильтра, ослабляющим ее блеск на $2.^m5$. При наблюдениях используются пластинки NP-27, причем в первый период наблюдений в 1995-1996 г.г. мы имели возможность наблюдать ее на пластинках старого запаса размером 13×18 см, затем, в связи с отсутствием этих пластинок, пришлось использовать пластинки NP-27 размером 9×12 см. При этом мы старались сохранить наибольшее число экспозиций для принятой системы опорных звезд.

В настоящей работе мы используем полученные в Пулкове за период наблюдений 1995-2000 гг. 39 негативов с общим числом 144 положения данной звезды.

Используемый материал был получен следующими наблюдателями: Н.А.Шахт (17 пластинок), А.А.Киселевым (4 пластинки), О.А.Калиниченко (4 пластинки), К.Л.Масленниковым, (3 пластинки), О.А.Кияевой (3 пластинки), Л.Г.Романенко (3 пластинки) и Е.А.Грошевой (2 пластинки).

2. Измерения и обработка пластинок со звездой 51 Пегаса

Для всего ряда наблюдений с учетом поля пластинок размером 9×12 см была принята единая система 6 опорных звезд. Относительные прямоугольные координаты этих звезд для стандартной пластинки №20754, полученной на момент 16.11.1998, а также звездные величины и собственные движения из каталога Tycho-2 даны в табл. 1.

Таблица 1
Опорные звезды для 51 Пегаса

№ п/п	ΔX в мм	ΔY в мм	m_{vis}	m_{pg}	μ_{α}	μ_{δ}
1	+28.34	-04.74	8.3	9.3	-0 ^s .001	-0."009
2	-23.37	+26.25	12.0	12.3	-0.002	-0.007
3	-40.14	+05.36	11.7	12.7	-0.001	-0.012
4	-31.33	-25.28	10.8	11.4	+0.001	-0.002
5	+02.88	-22.62	12.2	13.5	0.000	-0.010
6	-07.26	-15.95	11.9	11.9	-0.001	-0.007

Измерения всех пластинок производились на пулковском автоматическом измерительном комплексе (АИК)"Фантазия". Ошибка одного изображения, вычисленная методом центрирования [3] составляет 1.5 и 1.6 микрон по X и Y соответственно, или 0."030 и 0."032 в масштабе 26" рефрактора, внутренняя ошибка одной пластинки в среднем составляет 1.0 микрон или 0."020. Ошибка редукции, получаемая при приведении i-той пластинки к стандартной согласно формуле (1), зависящая от ошибки измерений опорных звезд, составляет 1.7 и 2.1 микрон по X и Y соответственно, или 0."034 и 0."042. Внешняя ошибка положения объекта на одной пластинке составляет 0. "033 и ошибка одного среднегодового положения составляет 0."010.

Вся обработка была проведена в системе опорных звезд, приведенных в таблице 1. Дополнительно мы приводим таблицу с опорными звездами для пластинок 13×18 см с более широким полем. Для 14 звезд в окрестностях 51 Пегаса по пластинкам 26" рефрактора были определены относительные положения α и δ на равноденствие 2000.0 и на эпоху 1995.7, а также относительные собственные движения по отношению к опорным звездам из каталога PPM.

В качестве первых эпох были использованы положения этих звезд в каталоге Carte du Ciel (Cliche № 767 Парижской зоны со средней эпохой 1894.8), а в качестве вторых эпох — три пластинки 26" рефрактора 1995 года. Таким образом, имелась возможность сравнивать собственные движения, полученные по принципу использования трех пар пластинок. Разность эпох этих положений составила 101 год. Разница в собственных движениях, полученных по трем парам пластинок, составляет не более 0."001 Точность относительных собственных движений зависит от ошибок положений опорных звезд, составляющих 0."5 и позволяет, в результате, получить

ошибку одного собственного движения, равную 0."005 в год. Положения опорных звезд на 2000.0 год и собственные движения в 0."001 даны в таблице 2.

Таблица 2.
Опорные звезды для широкого поля в окрестности 51 Пегаса.

No AC	m_{vis}	α (2000.0)	δ (2000.0)	μ_x	μ_y
AC244 51 Peg	5.5	22 ^h 57 ^m 27 ^s .88	20°46'07.0"	0."208	0."052
AC227	9.6	22 56 38.16	21 01 36.7	-0.003	-0.030
AC229	9.4	22 56 43.64	20 37 46.0	-0.005	-0.014
AC234	10.6	22 56 56.91	20 29 35.7	-0.189	-0.139
AC235	10.3	22 56 59.34	20 51 21.1	0.017	-0.011
AC236	9.8	22 57 01.01	20 30 03.2	-0.002	-0.031
AC238	9.7	22 57 11.76	20 29 47.3	-0.018	-0.022
AC240	10.1	22 57 15.73	20 48 57.0	-0.015	-0.017
AC242	10.2	22 57 17.62	20 40 51.3	-0.013	-0.019
AC247	10.3	22 57 31.96	20 38 39.0	-0.005	-0.016
AC252	10.3	22 57 37.45	20 32 09.2	-0.017	-0.002
AC253	9.9	22 57 40.66	20 58 14.9	0.008	-0.061
AC256	9.9	22 57 48.71	21 02 37.9	0.009	-0.024
AC258	10.3	22 57 58.88	20 49 04.5	0.001	-0.003
AC260	8.7	22 58 00.85	20 31 27.7	0.236	-0.024

3. Относительные положения звезды 51 Пегаса

В таблице 3 приведены: номера пластинок, $M - M_0$ – моменты наблюдений в годах относительно момента наблюдений стандартной пластинки M_0 , равного 1998.874, X , Y – относительные положения, выраженные в мм, а также P_x и P_y – параллактические факторы.

Таблица 3.
Относительные положения звезды 51 Пегаса.

No	No пласт.	$M - M_0$	X	Y	P_x	P_y
I	II	III	IV	V	VI	VII
1	21145	-2.951	-0.0338	-0.0116	-0.922	-.332
2	20149	-2.921	-.0339	-.0111	-.910	-.415
3	20155	-2.912	-.0359	-.0093	-.900	-.434
4	20156	-2.912	-.0356	-.0090	-.900	-.434
5	20402	-2.262	-.0234	-.0057	+.371	+.553
6	20411	-2.259	-.0222	-.0056	+.359	+.556
7	20417	-2.240	-.0251	-.0055	+.250	+.534
8	20426	-2.232	-.0198	-.0020	+.206	+.524
9	20438	-2.226	-.0214	-.0055	+.175	+.516
10	20446	-2.223	-.0256	-.0037	+.098	+.512
11	20452	-2.213	-.0229	-.0050	+.148	+.430
12	20469	-2.082	-.0252	-.0055	-.503	+.489
13	20556	-1.222	-.0117	+.0002	+.145	+.508
14	0575	-1.197	-.0129	+.0006	+.005	+.462
15	20723	-0.195	+.0001	+.0010	-.012	+.456

16	20754	0.000	-.0001	+0.0001	-.857	-.146
17	20758	0.003	-.0054	+0.0024	-.873	-.172
18	20760	0.011	-.0035	-.0009	-.892	-.210
19	20772	0.101	-.0028	-.0019	-.903	-.237
20	20872	0.742	+0.0102	+0.0101	+0.338	+0.554
21	20876	0.751	+0.0092	+0.0054	+0.294	+0.545
22	20884	0.753	+0.0069	+0.0068	+0.280	+0.542
23	20898	0.770	+0.0102	+0.0051	+0.186	+0.518
24	20910	0.792	+0.0082	+0.0071	+0.064	+0.484
25	20930	0.808	+0.0096	+0.0050	-.031	+0.448
26	20937	0.814	+0.0113	+0.0051	-.063	+0.435
27	20945	0.934	+0.0107	+0.0051	-.677	+0.062
28	20946	0.934	+0.0094	+0.0046	-.677	+0.062
29	20950	0.975	+0.0082	+0.0052	-.816	-.087
30	21027	1.757	+0.0183	+0.0082	+0.260	+0.537
31	21030	1.779	+0.0203	+0.0125	+0.141	+0.506
32	21031	1.779	+0.0192	+0.0091	+0.141	+0.506
33	21037	1.789	+0.0194	+0.0109	+0.044	+0.476
34	21057	1.842	+0.0196	+0.0086	-.215	+0.370
35	21058	1.842	+0.0188	+0.0064	-.215	+0.370
36	21069	1.861	+0.0200	+0.0087	-.323	+0.311
37	21070	1.861	+0.0199	+0.0085	-.323	+0.311
38	21074	1.866	+0.0210	+0.0109	-.356	+0.295
39	21082	1.877	+0.0145	+0.0100	-.413	+0.260

4. Определение кинематических параметров звезды 51 Пегаса.

Исследование невязок

Далее по способу наименьших квадратов с использованием формул (1) в системе опорных звезд, приведенных в таблице 1, для 51 Пегаса были получены относительное собственное движение и параллакс.

$$X_i = C_x + \mu_x \Delta t_i + \pi_x P_x \quad (1)$$

$$Y_i = C_y + \mu_y \Delta t_i + \pi_y P_y$$

В уравнениях (1): C_{xy} – постоянная, характеризующая ошибки стандартной пластинки, μ_{xy} – относительное собственное движение, π_{xy} – относительный параллакс, P_{xy} – параллактический фактор, Δt_i – разность моментов наблюдений между i -той и стандартной пластинкой. Величины X_i, Y_i в левых частях уравнения (1) соответствуют прямоугольным координатам X, Y , приведенным в таблице 3.

В таблице 4 приведены выраженные в сек.дуги относительные собственное движение, и параллакс 51 Пегаса, а также ошибки единицы веса – $\sigma_{1_{xy}}$

Из таблицы 3 видно, что параллактические факторы как по прямому восхождению, так и по склонению достаточно велики по абсолютной величине и меняют знаки в соответствии с зимним и летним сезоном наблюдений, поэтому мы имели возможность определить параллакс по параллактическому смещению в проекциях на обе координаты, хотя, как видно из таблицы 4, имеющийся вес параллакса пока недостаточен.

Полученное значение параллакса по X достаточно хорошо согласуется с его каталожным значением ,параллакс, полученный по каталогу Hipparcos, равен 0."065[3])

Можно полагать, что полученные нами значения параллакса, собственного движения и ошибки единицы веса характеризуют точность пулковских наблюдений, достаточную для их продолжения, а также свидетельствуют об отсутствии корреляций с орбитальным движением звезды под влиянием возможного спутника.

Для более точного вычисления невязок мы использовали каталожное значение

Таблица 4
Относительное собственное движение.
и параллакс 51 Пегаса.

μ_x	+0."2159 ±0."0030	μ_y	+0."0695 ±0."0032
π_x	0."0645 ±0."0113	π_y	0."0781 ±0."0161
$\sigma 1_x$	±0."032	$\sigma 1_y$	±0."034

параллакса, с помощью которого параллактическое смещение было исключено из полученных нами геоцентрических относительных положений (X, Y из таблицы 4), и в дальнейшем использовались гелиоцентрические положения X',Y', по которым было получено собственное движение и также исследовались невязки.

Моделирование показало, что в ряде наблюдений, составленном из наблюдательных точек с имеющейся у нас точностью и имеющем протяженность по времени, соответствующую протяженности нашего ряда с аналогичными временными пропусками, в основном, можно выявить составляющие с периодами: 0.5 ÷ 0.8 , 1.2 ÷ 1.7 , 2.2 ÷ 2.7 года с амплитудами около 0."030 и выше. Пока мы имеем возможность исследовать частоты в указанных выше интервалах. Периодические составляющие с периодами в указанных пределах и амплитудами более 0."006 по нашему наблюдательному ряду не были обнаружены.

На рис. 1а и рис. 1б приведены периодограммы , полученные по методу Скаргла [6] по невязкам (O-C)_{xy}, остающимся после исключения собственного движения и параллакса из положений 51 Пегаса (кривая I). Для сравнения дана периодограмма , полученная по пулковским наблюдениям 1979-1995 г.г.[7] таким же образом для звезды Глизе 623, у которой подтвердилось наличие темного спутника с периодом 3.76 года и массой 0.09 массы Солнца (кривая II). Точность сравниваемых рядов практически одинакова.

По оси X отложена частота ω , равная 1/P, где P- период в годах, по оси Y- ордината спектра мощности $S(\omega)$ в относительных единицах. Из приведенных кривых видно, что в спектре 51 Пегаса в пределах сравниваемых частот не имеется каких-либо составляющих с ординатами превышающими уровень шума.

5. Перспективы астрометрических наблюдений 51 Пегаса

С целью прогноза относительно периодов и масс спутников, которые можно выявить при продолжении наблюдений и при имеющейся точности , методом компьютерного моделирования было произведено исследование возможности получения периодических составляющих с различными частотами ω , равными 1/P, где P- заданный период, и амплитудами, превышающими ошибку одного среднегодового положения 51 Пегаса. Для выделения периодов строился модельный ряд с принимаемыми параметрами по формуле (2):

$$f(t) = A_0 + \sum [A_i \cos(2\pi\omega_i t + \theta) + \varepsilon_i] \quad (2),$$

где A_0 - постоянная, A , ω , θ – амплитуда, частота и фаза, t_i – момент наблюдений, ε_i – случайные ошибки, подобные нашим О-С, в предположении их случайной природы и распределения по нормальному закону, а также с учетом точности реальных наблюдений. Варьировались различные интервалы наблюдений и протяженность модельного ряда. В основном мы ограничились исследованием рядов с предполагаемой протяженностью от 6 до 12 лет.

Для выявления параметров гармоник использовались методы, примененные нами для исследования реальных рядов пулковских фотографических наблюдений двойных и одиночных звезд [5].

При этом в первом приближении предполагалось, что мы имеем дело с круговыми орбитами, компланарными картинной плоскости, и полученная амплитуда A синусоиды (1) соответствует величине α_1 большой полуоси относительной орбиты фотоцентра. Нижний предел массы возможного темного спутника можно определить последовательными приближениями по формуле:

$$M_2 = \alpha_1'' / \pi'' [(M_1 + M_2) / P]^{2/3} \quad (3)$$

где M_1 и M_2 – массы главной звезды и спутника в массах Солнца, P – период в годах, π – параллакс, α_1 – большая полуось орбиты фотоцентра относительно центра масс, выраженные в сек. дуги.

В таблице 5 приведены большие полуоси видимых орбит фотоцентра (или в предположении круговых орбит их радиусы), в проекции на картинную плоскость, вычисленные в зависимости от масс и периодов. Жирным шрифтом отмечены амплитуды смещения фотоцентра, соответствующие определенным массам и периодам спутников, доступные для обнаружения по имеющимся уже наблюдениям 1995 -2000 г.г. При этом они выделяются вблизи приведенных в таблице 6 периодов в пределах ± 0.1 года.

Как уже отмечалось выше, при исследовании нашего ряда наблюдений отмеченные периоды и амплитуды не обнаружены, хотя имеющаяся точность позволяла их выявить, поэтому можно считать, что соответствующие теоретические орбиты и массы характеризуют "зону избегания" спутников 51 Пегаса, нижние границы масс которой несколько различаются для разных периодов, но в среднем составляют 0.3 масс Солнца. В связи со специфическим распределением наблюдений этой звезды, некоторые периоды, кратные целому году (1.0, 2.0, 4.0 года), по данным наблюдениям не выделяются или получаются искаженными.

Таблица 5
Амплитуды смещения фотоцентра 51 Пегаса,
в зависимости от периода и массы возможного спутника

P в годах	1.^y 5	2.^y 5	3.^y 0	3.^y 5	6.^y 0
M_{Солнца}					
0.5	0.''037	0.''050	0.''054	0.''065	0.''094
0.4	30	40	44	50	78
0.3	24	31	34	45	62
0.2	17	22	24	30	44
0.1	9	13	14	16	23
0.08	7	10	12	13	18

В таблице 6 курсивом отмечены предельные величины амплитуд A , которые можно обнаружить при имеющейся точности наблюдений, но уже при более продолжительном общем интервале наблюдений, составляющем не менее 12 лет; при этом число получаемых пластинок также должно быть увеличено не менее, чем в два раза, и их

Таблица 6.
Амплитуды смещения 51 Пегаса
под влиянием спутника с соответствующей массой и периодом обращения.

$M_{\text{Солнца}}$ \ P	1. ^y 5	2. ^y 5	3. ^y 0	3. ^y 5	4. ^y 0	6. ^y 0
0.2	<i>0.''017</i>	<i>0.''022</i>	<i>0.''024</i>	<i>0.''030</i>	<i>0.''033</i>	<i>0.''044</i>
0.1	9	13	14	16	18	23
0.08	7	10	12	13	16	18

распределение по всему интервалу наблюдений внутри года должно быть достаточно равномерным.

В качестве примера в таблице 7 приведены параметры орбит гипотетических спутников малой массы, где A_2 - большие полуоси видимой круговой орбиты спутника относительно центра тяжести системы, выраженные в а.е., а P - период в годах и M - масса спутника в единицах M , которые в принципе возможно обнаружить по смещению фотоцентра, или главной звезды по фотографическим наблюдениям на длиннофокусном астрографе в течение периода наблюдений не менее 12 лет. Из таблиц 6 и 7 видно, что в при достаточно большом периоде обращения спутника имеется возможность выявить влияние субзвездного компонента с массой 0.08 масс Солнца.

Таблица 7.
Параметры орбит возможных спутников 51 Пегаса, доступных
для обнаружения при наблюдениях в течение не менее 12 лет.

P в годах	1.5	2.5	3.0	3.0	3.5	3.5	4.0	4.0	6.0	6.0
$M_{\text{Солнца}}$	0.2	0.2	0.2	0.1	0.2	0.1	0.2	0.1	0.2	0.08
A_2 в а.е.	1.15	1.49	1.62	2.89	2.03	2.16	2.23	2.43	2.97	3.11

Окончательно, можно сделать вывод о том, что эта звезда достаточно перспективна для проведения однородных наблюдений хотя бы в течение нескольких лет с остающимся в нашем распоряжении фотографическим материалом для возможного выявления присутствия долгопериодических спутников малой массы и для увеличения веса параллакса при решении соответствующих уравнений. В дальнейшем было бы желательно перейти на наблюдения с помощью ПЗС- матрицы с большим полем и при этом при сохранении системы опорных звезд с контролем, осуществляемым в течение некоторого времени при помощи параллельных фотографических наблюдений.

Основной диапазон исследованных в настоящее время периодов составляет 0.5; 0.8 ; 1.4÷1.6; 2.4÷2.6 и 3.5 года; в этих интервалах спутники с массами более 0.3 M не обнаружены. Продолжение наблюдений позволит расширить диапазон соответствующих частот и уменьшить верхний предел массы спутника. Кроме того, присутствие спутника можно также оценить по изменению величины ошибки единицы веса и из сравнения параллакса, полученного в проекции на координаты X , Y .

В заключение авторы выражают благодарность наблюдателям, участвовавшим в наблюдениях звезды 51 Пегаса на 26-дюймовом рефракторе.

Литература

- [1] Mayor M., Quelos D., (1995), "A Jupiter-mass companion to a solar-type star", Nature, 378, p.355 .
- [2] Marcy G.M., (1995), частное сообщение.
- [3] Киселев А.А., (1982), "Опыт определения тригонометрических параллаксов звезд по наблюдениям в часовых углах", Изв.ГАО No 199, стр. 3-12.
- [4] ESA, 1997, The Hipparcos and Tycho Catalogues (ESA Sp-12).
- [5] Шахт Н.А., (1998), "Исследование рядов фотографических наблюдений двойных и одиночных звезд с применением методов спектрального анализа", Изв.ГАО No 213, стр. 183--201.
- [6] Black D.C. Scargle J.D., (1982), "On the detection of planetary systems by astrometric techniques. Astroph.Journ. v.263, 2, p.1, p.854-862.
- [7] Shakht N.A., (1997), "A study of the motion of the star Gliese 623 with a low mass dark companion on the basis of observation at Pulkovo". Astron. and Astroph. Trans. v.13, p. 327-337.

THE FIRST ASTROMETRIC OBSERVATIONS OF THE STAR 51 PEG AT PULKOVO

N.A.Shakht, A.A.Kisselev, E.V.Polyakov, E.A.Grosheva, V.B.Rafalsky

*196140, Sanct-Peterburg, The Main Observatory, of Russian Academy of Sciences;
e-mail: shakht@gao.spb.ru*

SUMMARY. *The photographic observations of the star 51 Peg with known planetary companion , discovered in 1995 on the basis of radial velocities observations [1-2], are making at Pulkovo observatory since 1995 by means of 26-inch refractor.*

We observed with this star in order to discover a possible more massive invisible companion with the mass no less than substellar one and with the period more than one year. 39 negatives with 144 positions have been measured with Pulkovo automatic machine "Fantasy". External mean error of one plate with 3 exposures (mean error of the unit of the weight) is equal to 0."032, mean error of yearly position is equal to 0."010. The study of the residuals in the motion of the star obtained after the exception of proper motion and parallactic displacement in the motion of this star and the small error of the unit of the weight are shown the absence of any systematic trend in the residual of this star with small periods: 0.5; 0.8, 1.4÷1.6, 2.4 ÷2.6 accessible for this series and with amplitudes more than 0."03. Like that the conclusion was done about the absence of satellite with stellar mass and with these periods. The discover of satellites with more small masses and with other periods would be possible on the basis of more large material and with more long interval of observations. CCD matrix with large field is required for next observations This work has been supported by grants of Russian Foundation for Basic Research (project number: 98-02-16757) and Ministry of Science of Russia (project number: 01-54)

{Key words:} 51 Peg, invisible satellites, astrometric observations.

О ХАОТИЧЕСКОЙ ДИНАМИКЕ В СИСТЕМЕ МИРАНДА–УМБРИЭЛЬ

Шевченко И.И., Мельников А.В.

Рассматривается задача о хаотической динамике в окрестности сепаратрис резонанса 3:1 в орбитальном движении спутников Урана Миранды и Умбриэля. С помощью метода И.И.Шевченко [1, 2], основанного на теории сепаратрисных отображений, получены аналитические оценки максимального характеристического показателя Ляпунова (МХПЛ). Оценки МХПЛ получены также путем прямого численного интегрирования уравнений движения. Сопоставление аналитических и численных оценок показывает их хорошее согласие.

Титтемор и Уиздом [3] указали, что наличие значительной хаотической компоненты в окрестности сепаратрис орбитального резонанса 3:1 в средних движениях Миранды и Умбриэля могло привести к существенному изменению величин орбитальных элементов этих спутников и к выходу из резонанса в ходе долговременной эволюции орбит. Они также отметили, что прохождение спутников в прошлом через этот резонанс может причиной высокого значения наклона орбиты Миранды ($\approx 4.3^\circ$) в настоящее время.

Мальхотра и Дермотт [4] рассмотрели роль вторичных резонансов в орбитальной эволюции Миранды и Умбриэля. Под вторичными резонансами подразумеваются соизмеримости между частотой колебаний резонансной фазы внутри резонансной области и частотой возмущения. В своей работе Мальхотра и Дермотт разработали модель возмущенного маятника, описывающую динамику системы во вторичном орбитальном резонансе. В ее рамках был рассмотрен захват во вторичный резонанс. Мальхотра и Дермотт нашли, что захват в резонанс 3:1 в средних движениях и последовавший затем захват во вторичный резонанс 3:1, с обратным выходом в конечном итоге из главного резонанса, привели к современной аномально высокой величине наклона орбиты Миранды. Позднее Мальхотра [5] получила аналитические и численные оценки вероятности захвата во вторичный резонанс и нашла, что они достаточно высоки.

Таким образом, система Миранда–Умбриэль могла дважды проходить в течение своей динамической истории через хаотический слой в окрестности сепаратрис орбитального резонанса 3:1. Поэтому задача о хаотическом движении в этой области фазового пространства представляет большой интерес с точки зрения исследования долговременной эволюции орбит этих спутников.

Гамильтониан задачи о движении трех тел «планета – два спутника» в окрестности резонанса 3:1 в средних движениях сводится [4, 5] к гамильтониану нелинейного маятника с периодическими возмущениями. Движение в окрестности сепаратрис возмущенного нелинейного маятника описывается сепаратрисным отображением [6]. Анализ сепаратрисного отображения позволяет изучать динамику системы в окрестности сепаратрис не прибегая к непосредственному интегрированию уравнений движения. И.И.Шевченко [7] вывел сепаратрисное алгоритмическое отображение, обобщающее сепаратрисное отображение в форме Б.В.Чирикова [6] на случай несимметричного возмущения. Сепаратрисное алгоритмическое отображение представляет собой алгоритм, содержащий инструкции условного перехода. В случае орбитального резонанса 3:1 в спутниковой системе фазовое пространство резонанса

имеет две резонансные ячейки. Необходимое обобщение сепаратрисного алгоритмического отображения на этот случай проведено И.И.Шевченко [8].

Важнейшей характеристикой движения в хаотическом слое является максимальный характеристический показатель Ляпунова (МХПЛ). Величина, обратная МХПЛ, представляет собой примерное время предсказуемого поведения системы. (Подробнее о ХПЛ см., например, книгу Лихтенберга и Либермана [9].) И.И.Шевченко [1, 2] разработал метод аналитического оценивания МХПЛ на основе теории сепаратрисных отображений. В настоящей работе метод И.И.Шевченко [1, 2] применяется для оценивания МХПЛ в задаче о движении в окрестности сепаратрис орбитального резонанса 3:1 средних движений Миранды и Умбриэля. Нами проводится сопоставление аналитических оценок значений МХПЛ с численными оценками, полученными посредством прямого интегрирования уравнений движения.

Орбитальный резонанс имеет место, если средние движения спутников соизмеримы, то есть их отношение близко к отношению целых чисел. Из-за прецессии плоскостей орбит спутников, орбитальный резонанс разделяется на несколько субрезонансов. В случае резонанса 3:1 в средних движениях, если ограничиться величинами второго порядка малости относительно эксцентриситетов и наклонений, имеем шесть субрезонансов [4, 5]: три субрезонанса «типа наклона» и три субрезонанса «типа эксцентриситета». Резонансная динамика может быть рассмотрена отдельно для наклонно-кругового и плоско-эллиптического приближений. Гамильтониан для каждого из этих приближений сводится к гамильтониану с двумя степенями свободы. Согласно [4], приближенные уравнения движения в наклонно-круговой и плоско-эллиптической задачах имеют одну и ту же аналитическую структуру.

Если пренебречь членами выше второго порядка в наклонении, гамильтониан наклонно-круговой задачи трех тел «планета – два спутника» в окрестности резонанса 3:1 в средних движениях после осреднения и упрощения может быть записан в следующем виде [5]:

$$H = -\frac{GI^2}{2} + F \cos \phi + \varepsilon_1 \sin\left(\frac{\phi}{2} + \tau\right) + \varepsilon_2 \sin\left(\frac{\phi}{2} - \tau\right). \quad (1)$$

В уравнении (1) $\phi = 3\lambda_2 - \lambda_1 - 2\Omega_1 - \pi$ является резонансной фазой для так называемого i_1^2 -резонанса типа наклона [4, 5]; $\tau = \tilde{\Omega}t$ — фазовый угол возмущения, $\tilde{\Omega}$ — частота возмущения (равная половине частоты вращения фазового угла $3\lambda_2 - \lambda_1 - 2\Omega_2$ соседнего резонанса i_2^2 , t — время; λ_1, λ_2 — средние долготы внутреннего и внешнего спутников, соответственно; Ω_1, Ω_2 — долготы восходящих узлов; I — сопряженный ϕ импульс. Единица времени равна $1/(2\pi)$ периода возмущения.

Параметры F, G, ε_1 , и ε_2 выражаются через отношения масс спутников и планеты, средние значения наклонений и большие полуоси орбит спутников. Величина частоты возмущения $\tilde{\Omega}$ в основном определяется динамическим сжатием планеты.

Следуя [8], произведем каноническую замену переменных (с валентностью -1) $I = -p, \phi = \phi$, а также выполним замену $\tilde{\Omega} \rightarrow -\tilde{\Omega}$ (чтобы сделать эту частоту положительной величиной) и сдвиг $\tilde{\tau} = \tau + \pi/2$. Имеем:

$$H = \frac{Gp^2}{2} - F \cos \phi + a \cos(k\phi - \tau) + b \cos(k\phi + \tau), \quad (2)$$

где ϕ — угол отклонения маятника от положения равновесия, p — импульс; $\tau = \tilde{\Omega}t + \tau_0$, где $\tilde{\Omega}, \tau_0$ — частота и начальная фаза возмущения, соответственно; $k = 1/2$, $a = -\varepsilon_1$, $b = \varepsilon_2$; также согласно [5, 8] имеем

$$\frac{a}{F} = 2 \frac{i_2}{i_1^{res}}, \quad \frac{b}{F} = 2 \frac{i_2}{i_1^{res}} \frac{b_{3/2}^{(1)}(\alpha)}{b_{3/2}^{(2)}(\alpha)} \cong 1.718 \frac{a}{F}, \quad (3)$$

где i_1^{res} — наклонение внутреннего спутника при точном резонансе (эта величина приблизительно равна среднему значению i_1 для движения внутри резонансной области), i_2 — наклонение орбиты внешнего спутника, являющееся постоянным [4, 5]; $b_{3/2}^{(1)}(\alpha)$, $b_{3/2}^{(2)}(\alpha)$ — коэффициенты Лапласа, $\alpha \approx 0.481$ — отношение больших полуосей орбит внутреннего и внешнего спутников при резонансе 3:1. Формулы для вычисления отношения частоты возмущения и частоты малых колебаний на резонансе приведены в [8].

В настоящее время средние движения Миранды (внутренний спутник) и Умбриэля (внешний спутник) не находятся в каком-либо резонансе, но они довольно близки к резонансу 3:1. Спутники должны были пройти через это резонансное состояние в прошлом в ходе динамической эволюции спутниковой системы [3–5].

Таблица 1. Наклонения орбит Миранды и Умбриэля и параметры модельного гамильтониана

Модель	$i_M^{res}, ^\circ$	$i_U, ^\circ$	a/F	b/F
1	2.2	0.20	0.182	0.312
2	2.8	0.20	0.143	0.245
3	4.1	0.20	0.098	0.168
4	5.7	0.15	0.053	0.090

Данные о наклонениях орбит Миранды i_M^{res} и Умбриэля i_U в соответствии с результатами [4] моделирования динамической эволюции этих спутников в прошлом приведены в Табл. 1 для четырех эпох динамической эволюции. Наклонения меняются очень медленно со временем в ходе эволюции. Каждой эпохе в Табл. 1 соответствует своя динамическая модель с фиксированными параметрами.

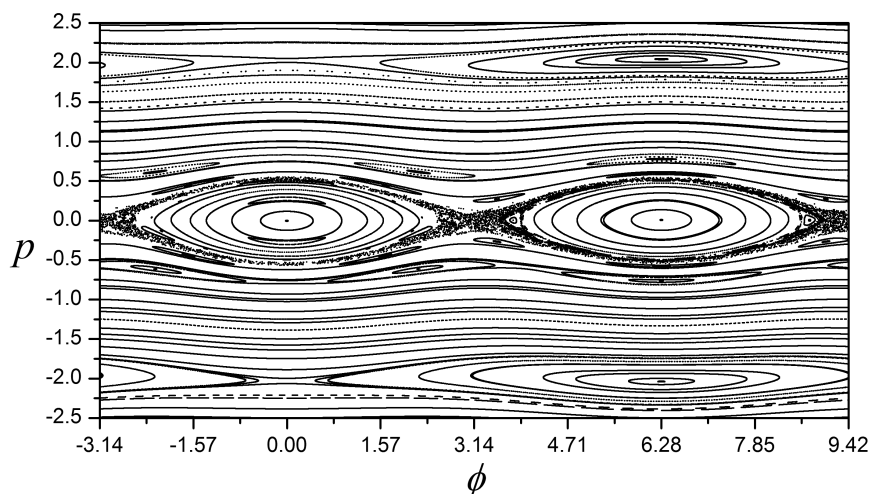


Рис. 1. Сечение фазового пространства $\tau = 0 \pmod{2\pi}$ для первой модели резонанса.

На Рис. 1 представлено сечение фазового пространства гамильтониана (1), определенное в $\tau = 0 \bmod 2\pi$, для первой модели в Табл. 1. На сечении присутствуют две главные резонансные ячейки. Сечение построено путем численного интегрирования уравнений движения. В работе И.И.Шевченко [8] приведены подобные сечения для третьей модели, построенные двумя способами: посредством прямого численного интегрирования, как в нашем случае, и с использованием сепаратрисного алгоритмического отображения.

Для четырех наборов значений параметров задачи (каждый набор соответствует модели в Табл. 1) найдем численные и аналитические оценки значений МХПЛ для движения в хаотическом слое в окрестности сепаратрис орбитального резонанса 3:1.

Техника оценивания МХПЛ путем прямого численного интегрирования уравнений движения использовалась нами ранее при исследовании вращательной динамики естественных спутников планет [10]. Чтобы проверить, влияет ли величина шага интегрирования на получаемое значение МХПЛ, вычисления проводим для двух значений шага интегратора по времени, отличающихся на порядок.

Формулы метода аналитического оценивания МХПЛ даны в работах [1, 2]; формулы для параметров соответствующего сепаратрисного отображения, необходимые для применения метода, приведены в работе [8].

В Табл. 2 приведены результаты численного определения значений МХПЛ L_{num} и теоретические оценки МХПЛ L_{theor} . Все оценки МХПЛ в таблице сделаны в расчете на $1/(2\pi)$ часть периода возмущения (то есть единица времени соответствует $1/(2\pi)$ части периода возмущения). Оценки, приведенные во втором столбце, получены при шаге интегрирования равном $2\pi/10$, а в третьем — равном 2π . В качестве конечной оценки МХПЛ берется среднее значение текущего значения МХПЛ, полученное путем усреднения текущего значения на промежутке времени $t \in [10^5, 10^6]$.

Таблица 2. Численные и теоретические оценки МХПЛ

Модель	$\lg L_{num}$		$\lg L_{theor}$
	$2\pi/10$	2π	
1	-1.542	-1.548	-1.539
2	-1.430	-1.432	-1.412
3	-1.276	-1.278	-1.252
4	-1.208	-1.213	-1.171

На Рис. 2 для всех четырех моделей приведены зависимости текущей величины МХПЛ от длины интервала времени ее вычисления, полученные при величине шага интегрирования $2\pi/10$. На рисунок нанесены также (в виде горизонтальных штриховых линий) аналитические оценки МХПЛ.

Из результатов, представленных в Табл. 2 и на Рис. 2, видно, что соответствие численных и аналитических оценок МХПЛ довольно хорошее; при этом лучше всего они совпадают в первой и второй моделях.

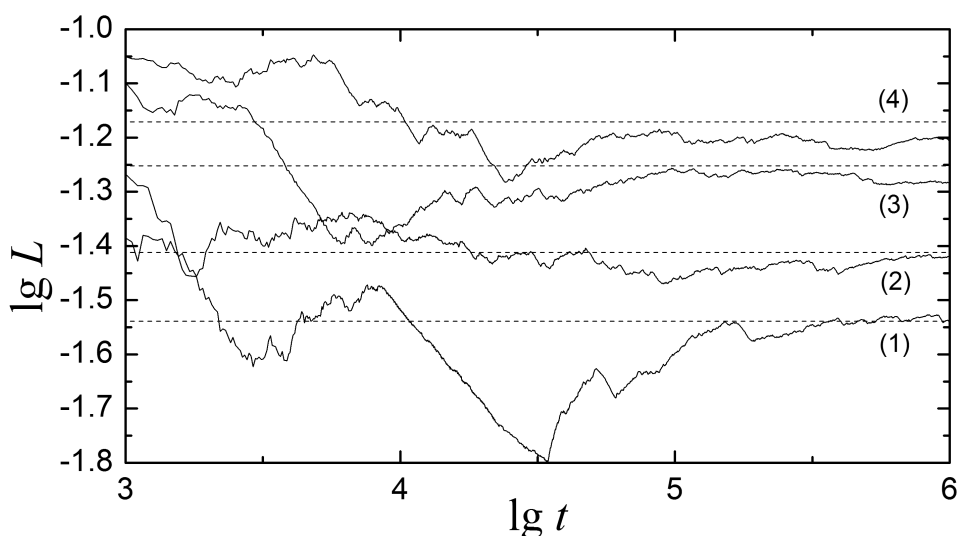


Рис. 2. Зависимость текущей величины МХПЛ от времени ее вычисления для моделей Табл. 1. Штриховыми линиями нанесены аналитические значения МХПЛ (см. Табл. 2).

Хорошее согласие численных и аналитических оценок МХПЛ позволяют сделать вывод о том, что метод И.И.Шевченко [1, 2] позволяет получать надежные оценки МХПЛ и ляпуновского времени в данной задаче, не прибегая к численному интегрированию уравнений движения на больших интервалах времени.

Работа поддержана РФФИ (грант 01-02-17170).

Список литературы

- [1] Шевченко И.И. О динамической энтропии вращения Гипериона // Изв. ГАО РАН. 2000. № 214. С. 153–160.
- [2] Шевченко И.И. О максимальных показателях Ляпунова хаотического вращения естественных спутников планет // Космич. Исслед. 2002. Т. 40. С. 317–326.
- [3] Tittlemore W., Wisdom J. Tidal evolution of the Uranian satellites. II. An explanation for the anomalously high orbital inclination of Miranda // Icarus. 1989. V. 78. P. 63–89.
- [4] Malhotra R., Dermott S.F. The role of secondary resonances in the orbital history of Miranda // Icarus. 1990. V. 85. P. 444–480.
- [5] Malhotra R. Capture probabilities for secondary resonances // Icarus. 1990. V. 87. P. 249–264.
- [6] Chirikov B.V. A universal instability of many-dimensional oscillator systems // Phys. Rep. 1979. V. 52. P. 263–379.
- [7] Shevchenko I.I. The separatrix algorithmic map: Application to the spin-orbit motion // Celest. Mech. Dyn. Astron. 1999. V. 73. P. 259–268.

[8] *Shevchenko I.I.* Orbital resonances and the separatrix algorithmic map // The chaotic Universe / Eds. by Gurzadyan V.G. and Ruffini R. London: World Scientific. 2000. P. 599–608.

[9] *Lichtenberg A.J., Lieberman M.A.* Regular and chaotic dynamics. New York: Springer, 1992. 670 p.

[10] *Мельников А.В., Шевченко И.И.* Об устойчивости вращательного движения несферических естественных спутников относительно наклона оси вращения // Астрон. Вестн. 1998. Т. 32. С. 548–559.

ON THE CHAOTIC DYNAMICS IN THE MIRANDA–UMBRIEL SYSTEM

I. I. Shevchenko, A. V. Melnikov

Summary

Chaotic dynamics near separatrices of the 3:1 resonance in the orbital motion of two Uranian satellites, Miranda and Umbriel, is considered. Analytical estimates of the maximum Lyapunov characteristic exponent (MLCE) are obtained by the method developed by I.I. Shevchenko [1, 2]. This method is based on the separatrix map theory. Besides, the MLCE are computed by means of direct numerical integration of the equations of motion. The analytical and numerical estimates of the MLCE are in agreement.

ШИРОКИЕ ДВОЙНЫЕ В РАССЕЯННЫХ СКОПЛЕНИЯХ

Шукстова З.И., Левитская Т.И.

Уральский государственный университет

Дается обзор и обобщение результатов астрометрического исследования широких двойных систем (WDS) в окрестностях центров ряда сравнительно близких к Солнцу ($r < 1$ кпк) РЗС по материалам фотографических наблюдений на 26" рефракторе в Пулкове с привлечением данных наблюдений этих объектов на других длиннофокусных телескопах с целью выявления в них широких ($\rho = 3'' - 4''$) звездных пар, которые могут иметь важное значение в проблеме образования таких систем и эволюции всего скопления. Проблема реальности звездных пар и их принадлежности к скоплению нуждается в комплексном изучении на основе наблюдений астрометрических и астрофизических характеристик каждого компонента этих систем. Наиболее полная и важная информация получена и проанализирована для скопления $M35=NGC2168$, в котором широкие пары весьма многочисленны.

Двойные и кратные звезды являются типичными и весьма многочисленными объектами в Галактике. Крайне широк диапазон параметров таких систем по пространственному разделению компонентов, сочетанию масс, светимостей etc. Представляя собой обширный подкласс звездных систем, из-за эффекта селекции и трудностей наблюдений наши знания о них обделены достоверной информацией, что в свою очередь осложняет решение проблемы их формирования.

Среди визуально-двойных звезд (ВДЗ) особое место занимают системы с заметным пространственным разделением, когда на инструментах высокого разрешения можно получить информацию о каждом компоненте таких систем, если даже они удалены на расстояния порядка $r = 1$ кпк. Тем более, что во многих теоретических исследованиях последних десятилетий было указано на возможность существования в Галактике гравитационно связанных систем с пространственным разделением $S = 0,01 - 0,10$ пк. Будучи системами со слабыми гравитационными связями они недостаточно стабильны. Однако для них наиболее непростой и важной является проблема подтверждения физической связи компонентов.

Широкие визуально-двойные (WDS), к сожалению, считаются малоперспективными, поскольку информация о них, в частности об их орбитальных характеристиках, требует значительных интервалов времени. Чаще всего широкие пары проявляют себя как системы с общим собственным движением (срп-системы).

Для использования критериев, подтверждающих существование гравитационных связей в системах, необходимо располагать комплексом астрометрических и астрофизических данных о каждом компоненте. Как правило, такая информация отсутствует, либо имеет невысокую точность.

Главным направлением наших исследований является изучение состава звездного населения сравнительно близких ($r = 1$ кпк) к Солнцу рассеянных звездных скоплений (РЗС) с целью выявления в них широких ($\rho = 3'' - 4''$) звездных пар, которые могут иметь важное значение в понимании эволюционного статуса всего скопления.

РЗС - наиболее хорошо изученные объекты галактического диска, для которых получена обширная информация о фундаментальных характеристиках звезд:

диаграммы HR, функции светимости и масс, фотометрические расстояния, отбор звезд фона.

Однако при проведении многочисленных астрометрических и фотометрических работ в области скопления близкие на снимках объекты, которыми могут быть двойные или кратные звезды, исключаются при измерениях как помехи. И только на длиннофокусных инструментах с высоким угловым разрешением, с применением современной наблюдательной техники можно в значительной степени преодолеть влияние эффектов селекции и получить важную информацию о компонентах таких систем.

Формированию наблюдательной программы на 26" длиннофокусном рефракторе ($F = 10.4$ м, $D = 65$ см) в Пулкове предшествовали статистические исследования численности распределений двойных и кратных звезд в окрестностях центров ближайших к Солнцу РЗС ($r = 1$ кпк; $l = 20^\circ$ ч 240° ; $b = \pm 15^\circ$) [1]. Выборка была проведена по данным каталогов IDS и ADS в окрестностях 50 скоплений северной ветви Млечного пути, наиболее интересные данные были получены для 10-15 скоплений. Анализ распределения численности таких звезд позволил сделать следующие выводы:

1. Имеет место заметное увеличение численности ВДЗ к центрам рассматриваемых скоплений, хотя в отдельных площадках ($3^\circ \times 3^\circ$) заметно сказывается эффект наблюдательной селекции.

2. В площадках наблюдается тенденция формирования группировок из двойных и кратных звезд различной конфигурации. Причем группировки кратных систем по разному располагаются в скоплении: одни группируются ближе к центру, другие к периферии.

3. Некоторые площадки перенасыщены звездными парами (например: NGC2168, NGC 6882/5). Как впоследствии оказалось, в IDS было внесено большое число сравнительно слабых звездных пар из астрографических каталогов "Карты неба".

Наблюдательная программа была принята к реализации в Пулковое. В ранние 80-е на 26" рефракторе сотрудниками ГАО было получено несколько десятков снимков в области центров NGC 752, NGC 225 и NGC 6940 и других [2]. Нам приятно поблагодарить профессора А.А.Киселева за поддержку и реализацию определенной части данной программы. Предоставленный нам для обработки и изучения наблюдательный материал был использован для отработки методики определения абсолютных и относительных положений компонентов двойных звезд, а также позиционных определений ряда одиночных звезд в области этих скоплений с целью улучшения системы опорных звезд и определения в будущем собственных движений тех и других объектов.

Наибольшее количество снимков на 26" рефракторе за период с 1958 г. было получено для области молодого РЗС $Tg37=C02137+57.2$, в центре которого расположена известная кратная система из О-В звезд ADS15184. Подробное астрометрическое изучение этих снимков при $\Delta T = 30$ лет нашло отражение в [3,4], где представлены результаты наших определений точных положений и собственных движений большого массива одиночных и двойных звезд, обсужден вопрос о принадлежности последних к скоплению и физической связи в них.

Исследования в области центра М35 явились наиболее результативными в отношении изучения как широких звездных пар, так и в целом всего комплекса звезд этого скопления. В данной работе астрометрические исследования в области центра М35 базируются на изучении снимков, которые были получены на 26" рефракторе весной 1984 г.

M35 - одно из хорошо изученных скоплений среднего возраста ($lgt = 8.0$), которое расположено в направлении антицентра Галактики ($l = 186.6^\circ$, $b = +2.2^\circ$) и удалено от Солнца на расстояние $r = 850-870$ пк ($m-M=9.7$). Поглощение света в нем: $E(B-V) = 0.23$. Как уже было отмечено ранее, в области этого скопления была выявлена крайне высокая "концентрация" довольно слабых звездных пар. Такие пары были внесены в каталог IDS из оригинального каталога двойных звезд М.Пурто [5], в котором содержатся широкие пары с небольшой разностью блеска ($\Delta m \approx 1-2^m$) в интервале звездных величин ($11 - 14^m$).

Чрезвычайно большое их число выдвигает на первое место вопрос о реальности этих пар. Исследование этой проблемы, как нам удалось установить впоследствии, требует разнообразной информации о каждом компоненте.

Между тем, при знакомстве с результатами обширного статистического исследования, выполненного Поведой [8], задачей которого явилась процедура "очищения" каталога IDS от возможных оптических пар, в частности, области неба, которые были охвачены наблюдениями Пурто (зона $\delta = +24^\circ$), по его мнению, были исключены из выборки как области, заполненные преимущественно оптическими парами. Нам хотелось бы заметить, что не всегда при статистических исследованиях такой подход, как будет показано ниже, является вполне обоснованным.

Проблема изучения в M35 реальности большого числа звездных пар, подозреваемых на физическую двойственность и ранняя эпоха их наблюдения (1905-1926 гг.), способствовали проведению более внимательного изучения этих объектов, что потребовало их переизмерения и детальной ревизии. Информация о компонентах систем в каталоге Пурто (m_a , m_b ; ρ , θ) и их приближенные координаты (α , δ) имели важное значение при поиске этих звездных пар на наших снимках. Обнадеживающим в решении поставленной проблемы явились обширные исследования звезд этого скопления, проведенные Кудворсом и Мак Намарой [6,7] при изучении крупномасштабных снимков в области центра M35, которые были получены на обсерваториях Иеркса и Аллегени.

Наличие большого числа снимков при значительной разности эпох и сравнительной близости этого скопления ($r < 1$ кпк) позволила им в первую очередь с высокой точностью определить относительные собственные движения огромного массива звезд до $14^m.5$ и на основе анализа дисперсии скоростей уверенно решить вопрос о принадлежности звезд к скоплению. В этих исследованиях содержится также очень ценная информация о фотометрических характеристиках звезд ($V, B-V$). Как оказалось, во всех указанных работах [5,6,7] и наших [9,10] были охвачены звезды до $14^m.5$. Большое значение и помощь при идентификации и определении номеров компонентов исследуемых двойных звезд, которые были использованы нами для нахождения указанной важной информации о каждом компоненте, имела приведенная в [6] крупномасштабная карта области центра скопления M35. Эти номера сохранены в нашем каталоге [9]. К сожалению, для ряда систем нам не удалось найти аналогичные данные для вторичных более слабых компонентов ($m > 13^m.5$). Таким образом, M35 явился объектом для всестороннего изучения системы большого числа предполагаемых на двойственность двойных звезд.

Имея обширную информацию о каждом компоненте для ряда широких пар каталога Пурто, была сделана попытка изучить следующие вопросы:

1. Установить локализацию этих пар со скоплением, согласно данных в [6,7].
2. Обобщить астрофизические и астрометрические данные о системах ВДЗ.
3. Обсудить проблему оптической ряда пар, а также физическую связь между компонентами.

Наша астрометрическая программа изучения звезд в М35 состояла не только в переизмерении и обобщении большого наблюдательного материала для звездных пар каталога Пурто, но и в определении точных положений большого числа одиночных звезд, которые не определялись до настоящего времени. Нашими снимками охвачена область с координатами: $\alpha = 6^h 04.^m 5$ ч $6^h 08.^m 0$, $\delta = +24^\circ 00'$ ч $24^\circ 40'$ (эпоха 1950.0). По материалам исследования получено два каталога: один из них дает подробную информацию о 92 широких звездных парах, второй - результаты определений экваториальных координат 405 одиночных звезд в окрестности центра скопления. Средняя точность положений по обеим координатам составляет $\pm 0''.10$ — $0''.20$. Что касается двойных звезд, то средняя точность определения их относительных координат (ρ, θ) составляет соответственно $\pm 0''.03$ — $0''.05$ и $\pm 0.3^\circ$ — $1^\circ.0$ при числе измерений $n = 3$ ч 6 . Каждый из каталогов дополнен согласно [6,7] следующей информацией - собственными движениями звезд, вероятностями принадлежности их к скоплению ($P\%$) и фотометрическими характеристиками звезд ($V, B - V$).

На основании данных первого каталога [9] был проведен отбор звездных пар, принадлежащих скоплению с вероятностью $P = 80\%$, что дало возможность оценить величину пространственного разделения S между компонентами. При этом системы "срт" с угловым разделением $\rho = 10''$ — $12''$ удовлетворяют условию $S = 0.01$ — 0.05 пк. Этим самым была установлена их пространственная локализация со скоплением.

Между тем, проблема физической связи широких пар, в особенности тех, которые находятся на значительных расстояниях, остается одной из сложных задач наблюдательной астрономии. Уточнение вопроса о физической связи между компонентами ВДЗ основано на сравнении их собственных движений по критерию их общности. Было показано, что более 30% из них, согласно этого критерия, образуют реальные физические системы в этом скоплении [9]. Однако, хотелось бы заметить, что критерий сходства собственных движений становится менее достоверным из-за малости последних, когда их значения сравнимы с ошибками их определения. Это создает неоднозначность суждения о физической связи в некоторых ВДЗ, хотя компоненты таких звездных пар с уверенностью отнесены к скоплению.

При астрометрическом изучении относительных положений (ρ, θ) у нескольких ВДЗ было выявлено заметное изменение позиционных углов ($\Delta\theta \sim 5^\circ - 10^\circ$), что обусловлено скорее всего орбитальным движением ($\Delta T \approx 80$ лет).

Численность ВДЗ в исследуемой области М35 не ограничивается звездными парами каталога Пурто. В частности, на наших крупномасштабных снимках обнаружено более 10 пар с $\rho \sim 4''$ — $5''$, которые не вызывают сомнения в их двойственности. Более того, подробное знакомство с крупномасштабными копиями POSS, полученными по сети Internet для этой же области, показало, что несколько сравнительно ярких звезд ($m \sim 11$ — 12^m), которые на наших снимках и на снимках в [6,7] выглядят как "одиночные", являются, видимо, весьма тесными кратными системами.

На основании информации о фотометрических характеристиках ($V, B - V$) для компонентов более 30-ти широких пар, связанных гравитационно и являющихся членами скопления М35, была построена диаграмма HR в координатах $V, (B - V)$ и $M_v, (B - V)_0$, на которой также показана ZAMS.

Рассмотрение этой диаграммы позволяет сделать следующие выводы:

1. Диаграмма HR для этих ВДЗ подобна общей диаграмме "цвет-величина" скопления, приведенной в [6,7]. Они образуют главную последовательность, которая расположена вблизи ZAMS, но слегка смещена вправо.

2. Широкие пары, которые выделены нами в М35, образованы звездами

сравнительно больших масс и светимостей, чем Солнце ($M_V = 0.5^m \div +4.0^m$). Значит, использованный в настоящее время наблюдательный материал при указанной удаленности скопления ($m-M = 9.7$) позволил выделить лишь объекты сравнительно высокой светимости.

3. Для этих пар имеется возможность по разности звездных величин $\Delta m = m_2 - m_1$ компонентов оценить отношение масс в системах: так при $\Delta m \approx 2-3^m$ массы вторичных компонентов $M_2 \approx 0.5 - 0.6M_1$. Таким образом, при наличии разнообразной астрометрической и астрофизической информации о компонентах широких пар, получены обобщенные характеристики ВДЗ, являющихся членами скопления М35.

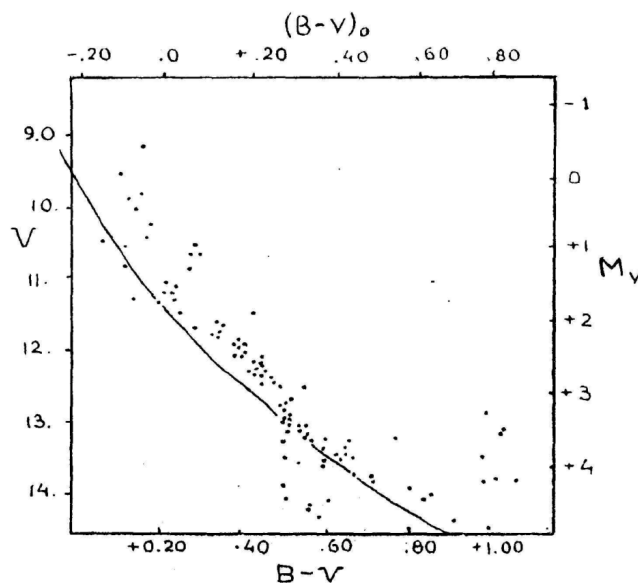


Диаграмма «цвет-величина» для компонентов широких пар, которые согласно [6,7] являются членами скопления

Выполненное нами астрометрическое изучение большого числа двойных пар в области центра М35 при весьма обстоятельной их ревизии и привлечении дополнительной информации показало, что значительная часть этих систем являются реальными физическими системами и, что крайне важно, они принадлежат данному скоплению, образуя весьма однородный ансамбль пространственно-локализованных объектов, формирующих определенную часть главной последовательности. На основании этого с достаточной уверенностью можно высказать предположение о генетической их связи со скоплением. Возможно, что эти пары, будучи столь многочисленными в этом скоплении, играют важную роль в его структуре и стабильности.

Полученные нами каталоги двойных и одиночных звезд [9,10] могут быть использованы в дальнейшем для определения и уточнения собственных движений звезд, а также для получения другой важной информации о компонентах двойных звезд (в особенности слабых).

Более детальное изучение этих ВДЗ может дать в будущем богатейшую информацию для понимания проблемы происхождения широких пар, которая пока нуждается в накоплении разнообразных наблюдательных данных.

Авторы благодарят коллег из лаборатории фотографической астрометрии ГАО РАН в Пулковке за получение на 26" рефракторе снимков по нашей программе и за участие в обсуждении результатов наших исследований.

Литература

1. Шукстова З.Н. К вопросу о распределении группировок визуально-двойных звезд в избранных площадках Млечного Пути. // Астрономо-геодезические исследования: Близкие двойные и кратные звезды. Свердловск, 1990. С. 22-35.
2. Шукстова З.Н., Левитская Т.И. Астрометрическое исследование визуально-двойных звезд в окрестности центров NGC752, NGC6940, NGC225.// Астрофотография в исследовании Вселенной. Санкт-Петербург, 1992. С. 327-329.
3. Шукстова З.Н., Левитская Т.И. Широкие двойные и кратные звезды в области скопления Tr37.// Астрономо-геодезические исследования: Звездные скопления и двойные звезды. Екатеринбург, 1993. С. 52-69.
4. Шукстова З.Н., Левитская Т.И. Каталог положений и собственных движений звезд в области центра скопления Tr37.// Астрономо-геодезические исследования: Переменные звезды и звездные системы. Екатеринбург, 1995. С. 70-88.
5. Pourteau M.// Catalogue des étoiles doubles dont les images se trouvent sur les clichés de la Carte photographique du Ciel (zone +24°). Paris, 1933.
6. Cudworth K. M.// Astron. J. 1971, vol.76, № 5, p.475-483.
7. Mc Namara B., Sekiguchi K. // Astron. J. 1986, vol. 91, № 3, p. 557-562.
8. Poveda A., Ch. Allen, L. Parrao // Astrophys. J. 1982, vol.258, p. 589-604.
9. Шукстова З.Н., Левитская Т.И. Широкие двойные и кратные звезды в M35. // Астрономо-геодезические исследования: Некоторые задачи наблюдательной астрономии. Екатеринбург, 1997. С. 18-38.
10. Шукстова З.Н., Левитская Т.И. Каталог положений звезд в области центра скопления M35. Некоторые замечания о системе ВДЗ в скоплении.// Астрономо-геодезические исследования (в печати), 2002.

Summary

Generalization of the longstanding studies of a sample of open clusters with the aim to reveal double and multiple stars there on the basis of several dozens of Poulkovo 26" refraktor plates have been presented. Observational program in Poulkovo started after compilation of such pairs in vicinity of the centres of the clusters close to the Sun ($r = 0.5-1.0$ kps) from ADS and IDS catalogues. Wide binaries (WDS) with angle separations $\rho = 3''-4''$ at such distances usually display properties common proper motion (cpm) systems. The shortage in observational data for them makes difficulties to determine location of the double star in cluster and spatial separations of its components. Hence, there are great difficulties also in determination of the physical connection between the double star components. Only telescopes with long focus ($F = 10$ m) provide possibility to get different astrometrical and astrophysical data for each component of such systems. At present time sufficient amount of observational data, in which we need in the solution of these problems, is collected only for double system in the young cluster Tr37 and especially for wellstudied middle-age cluster M35=NGC2168 ($r \sim 850 - 870$ ps, $\lg \tau = 8.0$, $E(B-V) = 0.23$) situated near the anticentre of Galaxy. We remeasured and revised the great number of potential double stars in M35 which were extracted from M. Pourteau Double Stars Catalogue (zone +24°). Results of our determination of absolute and relative positions for each component of these pairs (about 90) were supplemented by relative proper motions, photometrical data (V , $B-V$) and cluster membership probabilities from Cudworth and Mc Namara investigations (Yerks, Allegany observatories). It is a pity that for half of these systems such information exist only for primary or main component. To verificate the physical connection between the components in double systems we used the criterium of the common proper motions for both components and their spatial separations between them. On the basis of available astrometrical and astrophysical data about components of WDS in M35 we constructed colour-magnitude diagram in coordinates V , $B-V$ and M_v , $(B-V)_0$. These WDS belonging to this cluster situated near ZAMS. They are formed by the stars which are brighter than the Sun, their M_v fall in the range $-0.5^m \div +4.0^m$ and $(B-V)_0 + 0.2 \div 0.5$. The mass ratio of the components with the difference in magnitudes $\Delta m = 2 \div 3^m$ is about $M_2 : M_1 \approx 0.5 - 0.6$. The discussion and analysis of all collected information in M35 lead us to the conclusion that the majority of investigated WDS are the cluster members indeed and form the subsystem with common location, generation and evolution.

ГЕОДИНАМИКА

РСДБ НАБЛЮДЕНИЯ НЕ ОТОЖДЕСТВЛЕННЫХ РАДИОИСТОЧНИКОВ

Айрапетян Э.А.

Получены РСДБ карты радио изображения не отождествленных радиоисточников 0059+581, 0727-115, 0920+390 и 1923+210 на частоте 8.2 ГГц. Для источника 0059+581 проведен мониторинг радио изображения на разные эпохи наблюдения с интервалом неделя и больше.

Введение

В настоящее время РСДБ эксперименты по астрометрическим программам дают возможность проводить астрофизические исследования компактных внегалактических объектов разного класса. Нами начата программа мониторинга эволюции тонкой структуры компактных внегалактических объектов, наблюдавшихся по астрометрическим и геодезическим программам, с целью исследования изменений радио структуры компактных объектов в активных ядрах галактик (Айрапетян и др., 1995). Эти источники используются в астрометрии как реперы для построения квазиинерциальной системы отсчета (Джонсон и др. 1995). Такие исследования дают возможность напрямую проследить эволюцию структуры ядерных областей и их джетов, взаимодействующих с окружающей средой. В этом отношении место РСДБ – единственный в своем роде метод, который может дать изображения с разрешением миллисекунд дуги и меньше. Другим наблюдательным методам приходится обращаться к косвенным способам изучения структуры активных ядер. Данные, которыми мы располагаем, дают уникальную возможность проследить структурные изменения в компактных радиоисточниках с коротким временным интервалом. Эти исследования приобретают еще большую важность в связи с тем, что здесь речь идет именно о центральной части объекта, так называемого ядра. Именно на масштабах в несколько парсек очень важно проследить эволюцию структуры и ее зависимость от других параметров, характеризующих источник в целом и окружающую среду. Это даст нам ключ к разгадке самой природы компактных внегалактических объектов, связанных с ядрами активных галактик

Наблюдения

В РСДБ наблюдениях по астрономическим программам радиоисточники наблюдаются всего от 5 до 20 минут на разных часовых углах, по методике "snapshot". Этот метод наблюдения оказался очень эффективным для картографирования компактных областей во внегалактических радиоисточниках. Фактор эффективности РСДБ сети увеличивается почти в 20 раз (Поладис и др., 1995). Все РСДБ эксперименты проводились с использованием системы регистрации МК-III. В астрометрических РСДБ наблюдениях рабочими частотами являются частоты 2.3 ГГц (S – полоса) и 8.4 ГГц (X – полоса). В полосе S регистрация сигнала идет на шести каналах с шириной 2 МГц, которые перекрывают полосу до 85 МГц. На частоте 8.4 ГГц сигнал принимается в восьми каналах, каждый с шириной 2 МГц. Многократность каналов позволяет более точно определить групповую задержку. Одновременные наблюдения на двух частотах дают возможность вести точную калибровку задержки распространения сигнала через ионосферу. На всех антеннах сигналы принимаются с правой круговой поляризацией. На пунктах наблюдений стандарт частоты формируется

с помощью водородных мазеров. Первичная корреляция осуществляется в Бонне (Германия), или в Хайстаке (США). Банк наблюдательных данных находится в Годдардовском центре обработки и доступны для научных исследований.

Обсуждение результатов вторичной обработки

В нашей работе получены карты радиоисточников 0059+581, 0727-115, 0920+390 и 1923+210 с использованием стандартных процедур восстановления изображения (рис. 1,2,3,4). Для анализа и интерпретации, полученных данных нами применялся пакет DIFMAP (Шеферд, 1994) и система обработки астрономических изображений AIPS++ .

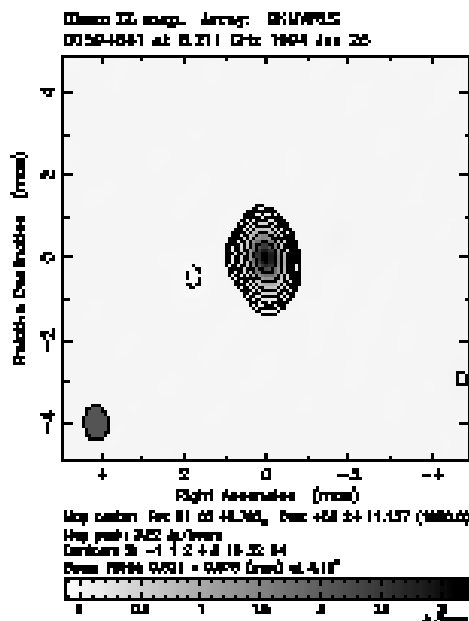


Рис. 1.

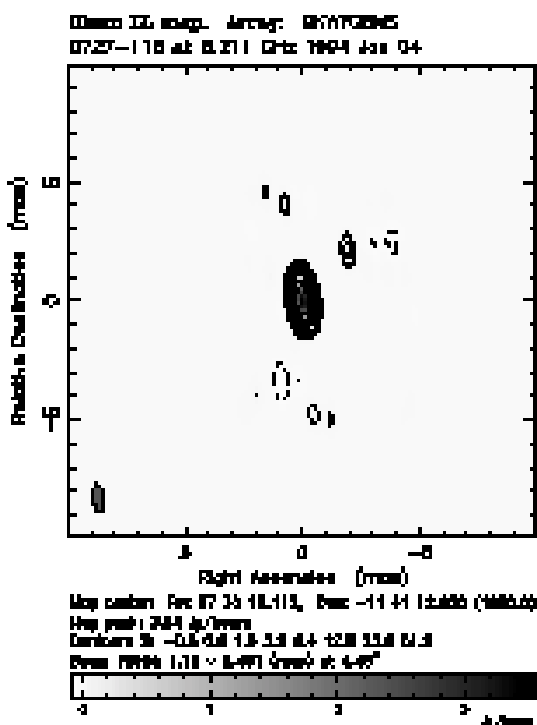


Рис. 2

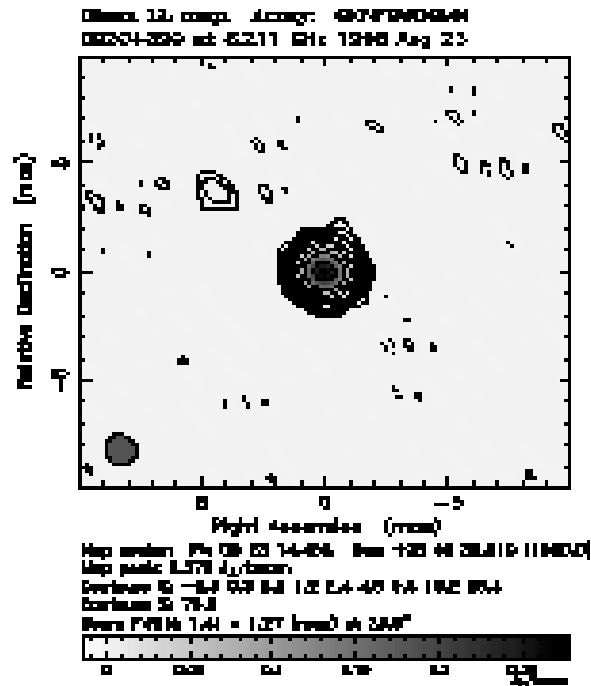


Рис. 3.

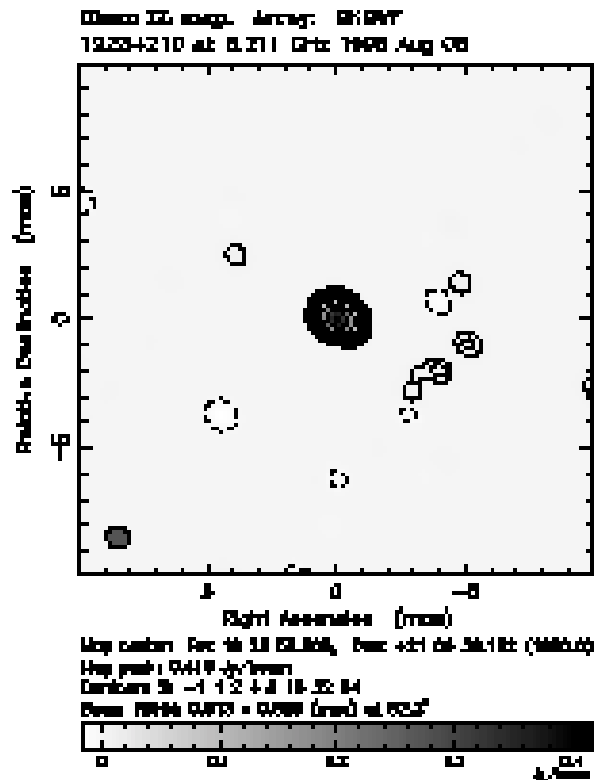


Рис. 4.

Данные об экспериментах приведены в таблице 1. Все эти источники до сих пор не идентифицированы с оптическими объектами и не известно их красное смещение. Поэтому мы можем судить только об угловых размерах источников. Эти источники практически не исследованы. Известны только потоки на нескольких частотах. Из-за

малога числа измерений на разных частотах однознаууюю классификацию по спектру мы дать затруднительно, поскольку не хватает измерений на высоких частотах. Максимальная яркостная температура в источнике можно вычислить по формуле (Келлерман и др., 1998):

$$T_b = 7.6 \times 10^{10} S_{\text{peak}}(1+Z)/\theta_{\text{max}} \theta_{\text{min}},$$

где S_{peak} - максимальная радио яркость в единицах Ян/луч, θ_{max} и θ_{min} - размер большой и малой полуоси “грязного” луча в единицах мсек. дуги, Z - красное смещение. Для двух ярких источников 0059+581 и 0727-115, зависимость максимальной яркостной температуры от красного смещения вычисленная по этой формуле приведена на рис. 5a,b. На этом графике пунктирной линией проведена верхняя граница яркостной температуры (10^{12} К). Из-за потерь на комптоновское рассеяние максимальная яркостная температура в радиоисточниках не может превышать величину 10^{12} К. С другой стороны, структура, которая выявлена в не идентифицированных источниках, не похожа на структуру типичных для галактик. По этому можно поставить ограничение и по нижнему пределу. Это указано на рис. 5a,b перпендикулярной пунктирной линией.

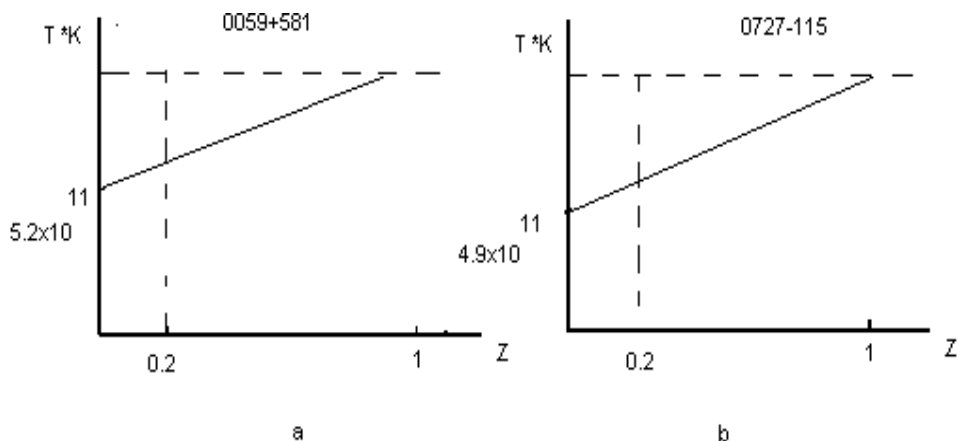


Рис. 5.

На основании этих графиков получена оценка красного смещения в источниках 0059+581 и 0727-115, которая составляет соответственно $0.2 < Z < 0.92$ и $0.2 < Z < 1.02$. Этот способ оценки Z эффективен только для сильных радиоисточников. Оценки красного смещения для относительно слабых источников этим способом дают большую величину по верхней границе. С большой вероятностью можно сказать, что эти два неидентифицированные источники представляют из себя квазары с умеренным красным смещением. Гауссова модель приведена в таблице 4. Во всех наблюдавшихся объектах обнаруживается структура «ядро-джет» с разным позиционным углом.

В источнике 0059+581 обнаружена структура «ядро-джет» с позиционным углом Р.А. ~ -160 град. Объект пока очень мало исследован. Впервые был обнаружен в обзоре на частоте 1.4ГГц (Бекер и др., 1991). Данные, которыми мы располагаем для источника 0059+581, дают возможность проследить структурные изменения в этом источнике. Мы анализировали карты радиоисточника 0059+581, начиная с июня 1994 года по январь 1996 года, с минимальным интервалом неделя и максимальным месяц. Чтобы сравнить все эти карты, мы для всех эпох взяли одни и те же контуры. Величины этих контуров равны $0.0062 \cdot (3, 5, 8, 16, 32, 64, 128)$ Ян/луч. Внешняя граница на уровне 3σ

меняет свою форму от эпохи к эпохе. Эти вариации мы относили не к физическим изменениям происходящих в самой источнике, а как следствие алгоритма чистки. Дело в том, что мы строили эти изображения, имея в среднем 160 точек на UV-плоскости. Для каждой эпохи эти величины приведены в таблице 1. Поэтому, построив изображения с ограниченным числом точек, у нас могут появляться ложные детали и быстрые вариации внешнего контура. Мы искали некоторую закономерность в этих изменениях. Однако в течение полугода в источнике таких изменений в структуре не было обнаружено. Только полный поток от всего источник за это время уменьшился на 25% (рис.6).

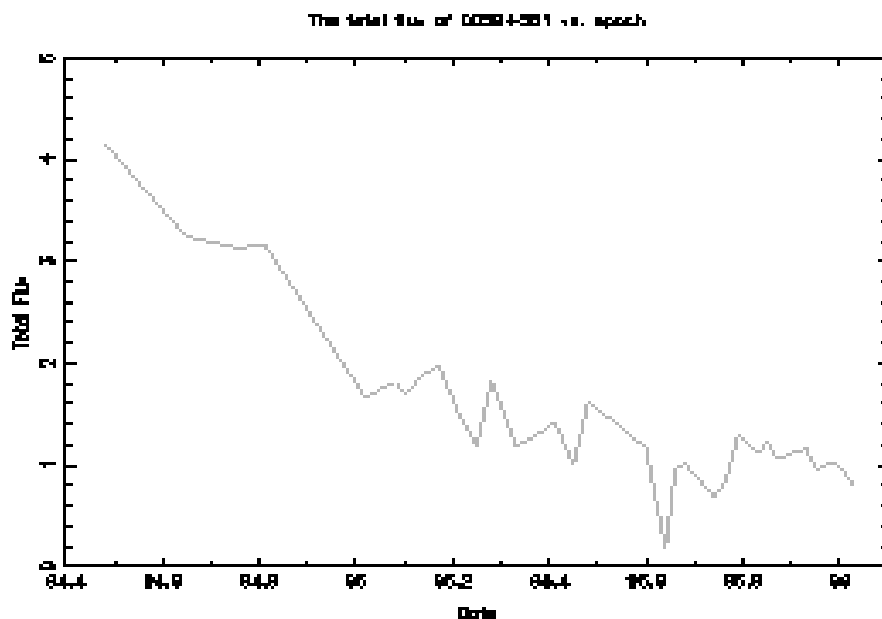


Рис. 6.

В большинстве компактных внегалактических радиоисточниках, наблюдавшихся по РСДБ геодинимическим программам, обнаруживаются протяженные области радиоизлучения (Айрапетян, 1997; Шарлот, 1990). Это приводит к тому, что центроид радио яркости не всегда совпадает с самой яркой компонентой, принятой за фазовый центр. В частности, в источнике 0059+581 наблюдается «джет» с угловым размером 1.0 мсек. дуги в сторону позиционного угла Р.А. ~ -160 град. В связи с этим и центр тяжести по радио яркости смещен. По аналогии с центром масс из δ -функции карт определялся центроид радио яркости в источнике 0059+581. Эти результаты приведены в таблице 3. Оказалось, что среднее отклонение по прямому восхождению и по склонению равно соответственно $\Delta\alpha = 30 \pm 5$ мкс дуги и $\Delta\delta = -48 \pm 7$ мкс дуги. Величины $\Delta r = \sqrt{(\Delta\alpha)^2 + (\Delta\delta)^2}$ и $\Delta\theta = \arctg(\Delta\delta/\Delta\alpha)$ обозначенные нами как параметр “CR=($\Delta r, \Delta\theta$)” Centroid Radiobrightness, могут быть использованы в качестве характеристического параметра асимметрии радиоизлучающей области в компактных внегалактических радиоисточниках. Для источника 0059+581 этот параметр равен $CR = (0.065 \pm 0.03$ мсек. дуги, -135 ± 32 град).

Заключение

По данным геодинимических РСДБ наблюдений получены радио карты не отождествленных источников 0059+581, 0727-115, 0920+390 и 1923+210 на частоте 8.2 ГГц. Морфология источников типа «ядро-хвост». На основании оценок красного

смещения можно предполагать, что не отождествленные источники 0059+581 и 0727-115 могут быть квазарами с умеренным красным смещением. Мониторинг структуры источника 0059+581 на данном интервале времени не проявляет существенных изменений в структуре. Лишь интегральный поток от всего источника за это время плавно уменьшился. На примере источника 0059+581, предложен параметр CR, характеризующий асимметричность радио структуры.

Таблица 1. Сессии РСДБ наблюдений

Источник	№	Дата	РСДБ сеть	N
1	2	3	4	5
0059+581	1	94 06 25	CEGMOTW	203
	2	94 08 25; 94 08 28	ACEGMOS	233
	3	94 10 04	FGKNRW	129
	4	94 10 25; 94 10 26	CHFGKMNORTW	275
	5	95 01 10	FGKRW	109
	6	95 01 31; 95 02 01	CDFHKMNORTW	292
	7	95 02 07	BFGKRW	124
	8	95 02 21	BFGRW	117
	9	95 03 06; 95 03 07	CEFGJKNPW	379
	10	95 03 07	FGKRW	145
	11	95 04 04	FGKRW	112
	12	95 04 12; 95 04 13	ACDHMNOTW	288
	13	95 05 02	FGKRW	117
	14	95 05 16	FGKRW	100
	15	95 05 30	FGKRW	121
	16	95 06 13	FGKRW	186
	17	95 06 27	FGKRW	149
	18	95 08 08	FGKRW	110
	19	95 08 15	FKNRW	101
	20	95 08 22	FGKNRW	159
	21	95 08 29; 95 08 31	DFGKNORW	193
	22	95 09 05	FGKRW	108
	23	95 09 26	BFKRW	120
	24	95 10 03	BFGKW	125
	25	95 10 17	BFGKVXY	233
	26	95 10 31	FGKNRW	148
	27	95 11 07	BFKRW	113
	28	95 11 14	FGKNRW	140
	29	95 12 05	BFKRW	73
	30	95 12 12	BFGKNW	125
	31	95 12 26	BFGKNW	107
	32	96 01 09	BFGKNRW	135
0727-115	1	94 01 04	GKWFRVQZ	156
0920+390	1	95 08 23	GKNFRWXBVY	92
1923+210	1	95 08 08	GKRWF	56

1 - наименование источника, 2 - номер РСДБ экспериментов, 3 - дата наблюдений. 4 - обозначения решетки; 5 - число точек на UV-плоскости. G- Gilcreek, K – Kokke, N – Nyales20, F – Fortleza, R – NRAO85 3, W – Wettzell, D – DSS65, A – Kashima, O – Onsala60, E – Westford, M – Medicina, C – Crimea, I – Miami20, T – Matera, B – NRAO20, S – DSS15, H – Noto, L – Eflsberg, J – Kashima34, P – DSS45, V – MK-VLBA, X – Algotark, Y – NL-VLBA. Q – BR-VLBA, Z – SC-VLBA.

Таблица 2. Параметры РСДБ карт

Ист.	№	A	B	PA	Rms.	max	Dr
1	2	3	4	5	6	7	8
0059+581	1	0.83	0.57	4.2	0.0110	3.22	280
	2	0.69	0.55	4.3	0.0099	2.04	204
	3	0.67	0.56	19.6	0.0097	2.17	223
	4	1.18	0.96	12.1	0.0110	1.85	168
	5	0.56	0.49	25.8	0.0073	1.06	145
	6	0.95	0.74	17.1	0.0056	1.00	179
	7	0.59	0.53	-52.0	0.0057	1.21	212
	8	0.63	0.55	61.6	0.0058	1.21	209
	9	0.59	0.54	24.0	0.0051	1.21	236
	10	0.58	0.48	21.6	0.0057	1.11	195
	11	0.61	0.48	29.6	0.0069	0.94	136
	12	1.06	0.93	8.3	0.0069	1.15	167
	13	0.58	0.48	14.6	0.0047	0.91	194
	14	0.58	0.48	17.3	0.0047	0.93	198
	15	0.59	0.48	28.8	0.0063	1.10	175
	16	0.60	0.51	33.9	0.0071	0.65	92
	17	0.70	0.56	-89.4	0.0058	1.33	229
	18	0.58	0.48	20.7	0.0047	0.86	183
	19	0.55	0.50	43.7	0.0035	0.48	137
	20	0.58	0.56	47.4	0.0098	0.96	98
	21	0.75	0.64	54.1	0.0049	0.68	139
	22	0.58	0.50	9.7	0.0055	0.79	144
	23	0.56	0.45	7.2	0.0100	0.61	61
	24	0.56	0.53	29.3	0.0048	0.56	117
	25	0.66	0.58	7.3	0.0063	0.84	133
	26	0.59	0.57	40.9	0.0047	0.71	151
	27	0.59	0.45	7.8	0.0059	0.74	125
	28	0.61	0.55	65.3	0.0062	0.85	137
	29	0.58	0.43	23.4	0.0058	0.82	141
	30	0.59	0.52	10.5	0.0074	0.72	97
	31	0.57	0.52	50.9	0.0056	0.85	152
	32	0.61	0.57	24.0	0.0034	0.52	153
0727-115	1	1.18	0.46	4.5	0.027	3.54	131
0920+390	1	1.41	1.27	25.5	0.0054	0.28	52
1923+210	1	0.91	0.81	52.3	0.0071	0.42	59

1 – наименование источника, 2 – последовательные номера экспериментов, 3 и 4 – размер большой и малой полуоси «грязного» луча в единицах мсек. дуги, 5 – позиционный угол большой полуоси в единицах градуса, 6 - среднеквадратическая ошибка по всему полю, 7 – максимальная радиояркость в единицах Ян/луч, 8 – динамический диапазон.

Таблица 3. Характеристики распределения радио яркости ядра 0059+581

№	Дата	Поток	$\Delta\alpha$	$\Delta\delta$
1	2	3	5	6
1	1994.48	4.16	0.0114	-0.0212
2	1994.65	3.24	0.0389	-0.1127
3	1994.76	3.13	0.0176	-0.0634
4	1994.81	3.17	-	-
5	1995.02	1.66	0.0303	-0.0218
6	1995.08	1.82	-0.0094	-0.0340
7	1995.10	1.70	0.0437	-0.1183
8	1995.14	1.88	0.0420	-0.0378
9	1995.17	1.99	0.0751	-0.0015
10	1995.22	1.42	0.0477	-0.0845
11	1995.25	1.19	0.0214	-0.0276
12	1995.28	1.83	0.0281	-0.0891
13	1995.33	1.19	0.0117	-0.0626
14	1995.37	1.28	0.0149	-0.0415
15	1995.41	1.42	0.0060	-0.1050
16	1995.45	1.01	-0.0410	-0.0710
17	1995.48	1.62	0.0656	-0.0601
18	1995.60	1.17	0.0225	-0.0356
19	1995.62	0.65	0.0928	0.0054
20	1995.64	0.18	0.0563	-0.0108
21	1995.66	0.98	0.0630	-0.0752
22	1995.68	1.01	0.0325	-0.0582
23	1995.74	0.69	0.0122	-0.0163
24	1995.76	0.80	0.0335	0.0079
25	1995.79	1.29	0.0289	-0.0926
26	1995.83	1.12	0.0615	-0.0076
27	1995.85	1.23	0.0003	0.0390
28	1995.87	1.06	0.0176	-0.0638
29	1995.93	1.17	0.0042	-0.0059
30	1995.95	0.96	0.0718	0.0586
31	1995.99	1.03	0.0219	-0.0556
32	1996.03	0.80	0.0422	-0.0422

1 – последовательные номера экспериментов, 2 – эпоха наблюдений, 3 – полный РСДБ поток в янских, 4,5 – величина смещения центра радио яркости соответственно по прямому восхождению и по склонению.

Таблица 4. Гауссова модель источников

Ист	№	S(Jy)	R(mas)	θ (°)	a(mas)	b/a	ϕ (°)	Эпоха
1	2	3	4	5	6	7	8	9
0059+581	1	3.71	0.00	0.00	0.34	1.00	0.00	Jun 94
	2	0.40	0.40	170.0	0.23	1.00	0.00	
	3	0.26	0.93	-155.8	0.66	1.00	0.00	
0727-115	1	4.69	0.00	0.00	0.41	0.48	63.48	Jan 94
	2	0.02	1.83	-56.2	1.18	0.00	0.00	
0920+390	1	0.29	0.00	0.00	0.29	0.63	-71.34	Aug95
	2	0.02	5.88	41.72	0.95	0.00	-27.48	
1923+210	1	0.33	0.00	0.00	0.21	0.00	49.55	Aug95
	2	0.24	0.44	-109.4	0.51	1.00	0.00	
	3	0.10	3.50	-155.6	0.85	1.00	0.00	
	4	0.03	5.40	-126.5	0.31	1.00	0.00	

1 - наименование источника, 2 – номера компонентов, 3 – поток компонента в янских, 4 – смещение компоненты от центра в мсек. дуги, 5 – позиционный угол в градусах, 6 – размер компонента в мсек. дуги, 7 – отношение малой и большой полуоси, 8 – позиционный угол большой полуоси, 9 – дата наблюдений.

Литература

- Айрапетян Э.А., Грачев В.Г. и Брагинская М.В. // Тезисы докладов XXIV Всесоюзной радиоастрономической конференции. СПб, 1995, с.58.
- Айрапетян Э.А. // Тезисы докладов XIV конференции «Современные проблемы внегалактической астрономии», май 12-16, Пуццино, 1997.
- Бекер и др. (Backer R.L., et al., // *Astrophys.J., Suppl.*, 1991, v.75, p.1.
- Джонсон и др. (Johnson K.J., et al.,) // *Astron.J.*, 1995, v.110, p.880.
- Келлерман и др. (Kellermann K.I., et al., // *Astron.J.*, 1998, v.115, p.1295.
- Поладис и др. (Polatidis A.G. et al.,) // *Astrophys. J., Suppl.*, 1995, v.98, p.1.
- Шарлот (Charlot P.,) // *Astron. And Astrophys.* 1990, v.229, p.51.
- Шеферд (Shepherd M., et al.,) // *Astronomical Data Analysis Software and Systems VI, ASP Conf. Ser.* 125, p.77, 1997.

VLBI OBSERVATIONS OF NON-IDENTIFIED RADIO SOURCES

Edward A. Airapetian

Summary

We present the results of monitoring radio images of the object 0059+581 at 8.2 GHz. The radio images of the non-identified radiosources 0727-115, 0920+390 and 1923+210 are presented as well.

К ВОПРОСУ О СТЕПЕНИ СЕЙСМИЧЕСКОЙ ОПАСНОСТИ САНКТ-ПЕТЕРБУРГСКОГО РЕГИОНА

Ассиновская Б.А., Новожилова Т.В.

Уровень сейсмической опасности принято определять по картам общего сейсмического районирования, которые обновляются, примерно, один раз в 20 лет. В соответствии с последней версией карты Санкт-Петербургский регион в сейсмическом отношении безопасен для хозяйственной деятельности. Более детальное рассмотрение данных о сейсмичности региона и окружающих областей, представленное в данной работе, в некоторых аспектах позволяет уточнить данное положение.

В историческом аспекте территория Санкт-Петербургского региона традиционно считалась асейсмичной в силу различных как объективных, так и субъективных причин.

К объективным причинам следует отнести периферийное географическое и тектоническое положение региона относительно сейсмогенерирующих зон Балтийского щита, практически полное отсутствие российской высокочастотной сейсморегирующей сети, способной идентифицировать сейсмические события на уровне $M < 3$. Единственная в регионе сейсмическая станция Пулково, работающая теперь в цифровом широкополосном телесеизмическом режиме, качественно регистрирует далекие землетрясения и не может обеспечить надежную регистрацию местных землетрясений из-за высокого уровня высокочастотных помех.

Субъективной причиной представлений об асейсмичности региона следует считать систематическое сокрытие информации о катастрофических явлениях вокруг столицы Российской империи, по крайней мере, в официальной печати.

Между тем, наличие в регионе особо опасных энергетических объектов, химических и оборонных предприятий, газо- и нефтепроводов и, наконец, необходимость сохранности для будущих поколений исторического и культурного наследия города Санкт-Петербурга, требуют очень внимательного отношения к оценке уровня сейсмической опасности.

В последние годы в связи с усилением техногенной напряженности на территории региона значительно увеличилось число ощутимых и даже разрушительных сейсмических явлений. В качестве примеров можно привести ряд техногенных пятибалльных землетрясений в 1996 году, возникших в результате провоза сверхтяжелых грузов через центральную часть Санкт-Петербурга [Б.А.Ассиновская, 1999] или сотрясения домов в северных районах города вследствие взрывов большой мощности в 1995 году. Отдельную серьезную геозекологическую проблему создают для жилых зон городов и поселков Ленинградской области массовые взрывы в карьерах окружающих их горнорудных предприятий.

Сейсмическая опасность вокруг города Санкт-Петербурга описывается картой общего сейсмического районирования ОСР-97 [В.Н.Страхов, В.И.Уломов, 1999 и др.], составленной в 90-е годы. Карта констатирует весьма низкий уровень опасности: в

районе возможны лишь 5-балльные и меньшие по силе сотрясения при среднем периоде повторяемости 500-5000 лет [В.Н Страхов, В.И Уломов,1999 и др.]. Такие же оценки получены для южной Финляндии в результате исследований по программе GSHAP [G.Grünthal,1999]. Схема зон возникновения очагов землетрясений ВОЗ, которая входит в комплект карт [В.Н Страхов, В.И Уломов,1999 и др.], и на основе которых проводились расчеты сотрясаемости, приводится на рис.1.

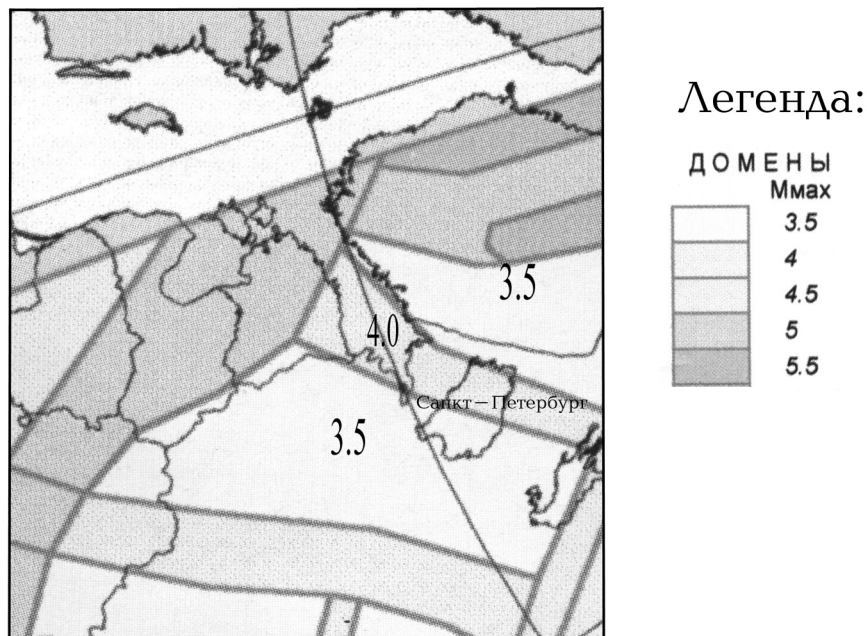


Рис.1. Зоны возникновения очагов землетрясений ОСР-97 [В.Н.Страхов, В.И.Уломов, 1999].

Согласно схеме на территории Санкт-Петербургского региона, который включает в себя запад-северо-запад Восточно-Европейской равнины (Карельский перешеек, северное Приладожье, Финский залив, и др.), а также сопредельные районы южной Фенноскандии, методом экспертной оценки выделено три крупных домена (рис.1). Центральный, вытянутый в северо-восточном направлении домен с M_{max}, равной 4, приурочен к Финскому заливу и соседним приладожским структурам [В.Н Страхов., В.И Уломов,1999 и др.]. В двух других, изометричной формы, расположенных к северо-востоку и юго-западу от Финского, M_{max} определена как 3.5. Повторяемость сейсмических событий во всех случаях неизвестна или составляет более 5000 лет. Санкт-Петербург находится в самой северной части южного домена, на границе с Финским, то есть в этой области, в том числе и в Санкт-Петербурге, судя по карте, могут случаться землетрясения с магнитудой 3.5. Вблизи города отсутствуют домены северо-западного направления (рис.1), ближайший подобный домен – это район Осмуссаарского землетрясения 1976 года с M_{max} 5 [В.Н Страхов, В.И Уломов,1999 и др.].

Сравнение максимально возможного объема данных о сейсмичности региона вокруг Санкт-Петербурга с картой доменов (рис.1) и анализ сеймотектонической обстановки позволяют предположить, что доменное поле имеет более сложное строение. Увеличенное количество сведений о землетрясениях объясняется, главным образом, учетом абсолютно всех данных с минимально возможного уровня $M \leq 1.5-2$, а не

только с $M \geq 3.5$ [В.Н Страхов, В.И Уломов,1999 и др.]. Слабые землетрясения с $M \cong 1.5-2$ не являются представительными для оценки повторяемости событий, однако представляют значительную ценность при сеймотектонических построениях. Сейсмические события региона описаны во многих сводках, но наиболее полно в каталоге землетрясений Фенноскандии [Т. Ahjos and M. Uski, 1992], где собраны данные о 5500 землетрясениях с магнитудой M 2-6, имевших место в последние 400 лет. С конца позапрошлого века в скандинавских странах проводится систематический сбор макросейсмических свидетельств землетрясений, так что для периода 1375 - 1964 годов (до организации полномасштабных инструментальных наблюдений) собран материал о более чем 2000 сейсмических событиях [Т. Ahjos and M. Uski, 1992]. На основе указанного каталога, а также по данным зарубежных и отечественных публикаций с дополнениями и исправлениями автора составлен каталог землетрясений Санкт – Петербургского региона в границах, указанных выше (удаление от Санкт-Петербурга 300-400 км) для временного интервала 1626-1999 гг. Сводка землетрясений насчитывает более 250 событий в магнитудном интервале 2-5 ед., из них около 150 событий отмечены макросейсмически. Часть событий показана на рис.2 и 3 в сопоставлении с тектоникой [А.В. Сидоренко,1978].

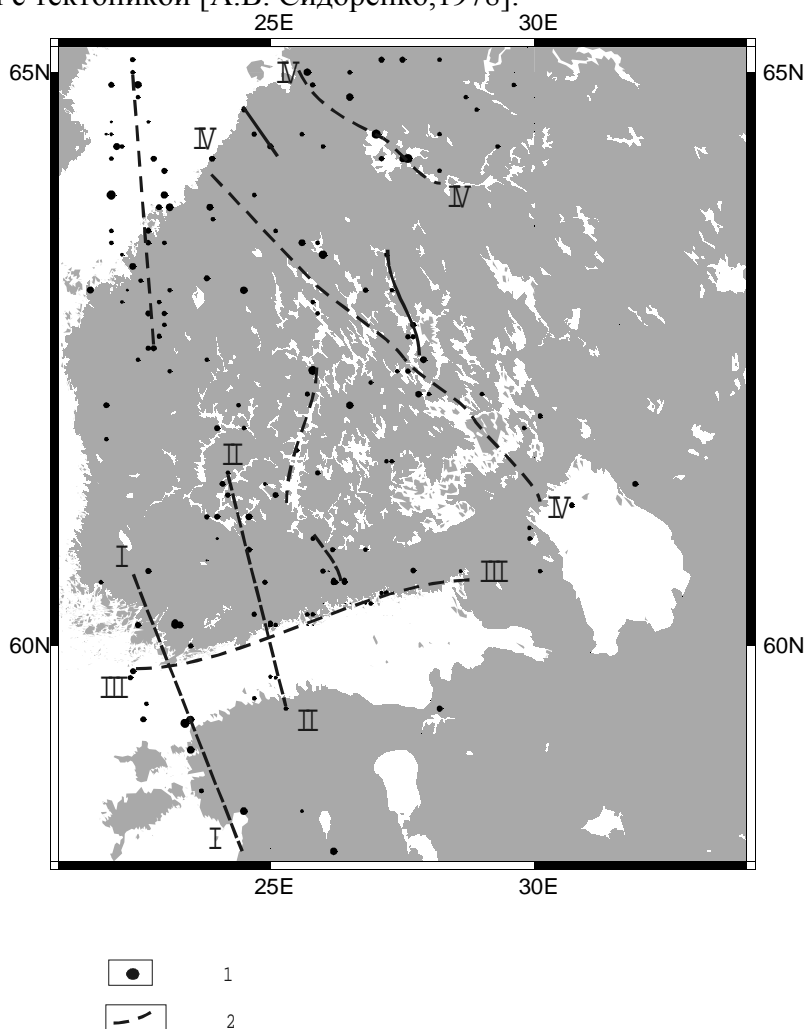


Рис. 2. Землетрясения Санкт - Петербургского региона по данным [Т. Ahjos and M. Uski, 1992]. 1 – эпицентры землетрясений, размер символа равен величине магнитуды $M/60$, 2 – сейсмически активные зоны

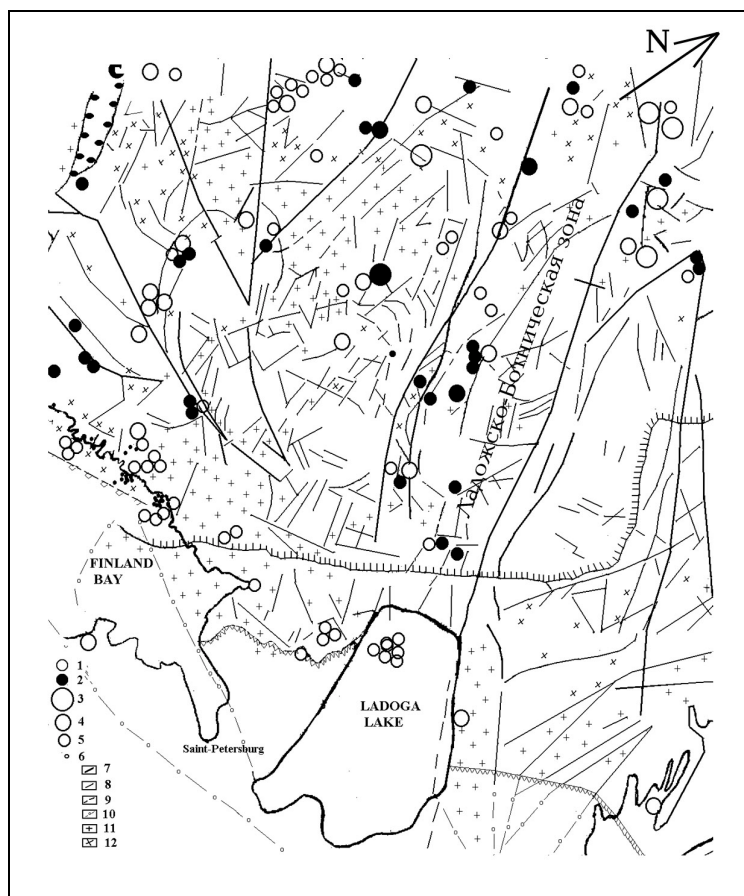


Рис.3. Землетрясения Санкт-Петербургского региона и элементы тектоники [А.В. Сидоренко,1978]. Условные обозначения: 1 - землетрясения исторического периода; 2 - инструментально наблюдаемые, 3 - землетрясения с $M = 4 - 5$, 4 - с $M = 3 - 3.9$, 5 - с $M = 2.9 - 2.9$, 6 - с $M < 2$; Элементы тектоники: 7 - разломы первого порядка, 8 - разломы более низких порядков, 9 - то же в осадочном чехле, 10 - то же предполагаемые, 11 - гранитные интрузии, 12 - гранитоиды.

Можно видеть, что сейсмические события организованы не вполне так, как определено картой ОСР-97. Значительная часть землетрясений концентрируется не в изометричных областях, а в линейных зонах *I, II, III, IV* и других, ориентированных меридионально или с юго-востока на северо-запад. Проходя, в основном, по территории Балтийского щита, они захватывают сопредельные районы Русской плиты.

I зона (рис.2) протягивается на северо-запад от залива Пярну до финского города Турку и далее, захватывая эпицентр наиболее сильного землетрясения региона - Осмуссаарского 1976 г с $M=4.7-4.8$. Протяженность зоны, примерно, 300 км. Здесь с 1670 года произошло 9 землетрясений интенсивностью 5 и более баллов, при этом период повторяемости 6- балльных сотрясений составляет 300 лет, а указанное выше 7-балльное землетрясение является, возможно, единственным за 400 лет наблюдений. Сейсмической опасности (т.е. интенсивности вероятных сотрясений свыше 5-ти баллов) для Санкт-Петербурга не создает [В. А. Assinovskaya and А. А. Nikonov, 1998].

II зона - залив Кольга-Маарду (к востоку от Таллинна) - Хельсинки - озеро Нясяярви (Финляндия) удалена от Санкт-Петербургского региона на расстояние ~250 км. В этой зоне произошло шестибалльное землетрясение (1909 г. $M = 4,6$) и 2 пятибалльных события в 1783 году с $M=3,1$. Предполагая, что M_{max} в данной зоне не превышает 5, а изосейсты произошедших землетрясений вытянуты на восток и северо-

восток, получим, что сила землетрясений на территории Санкт-Петербургского региона может составить 4 балла согласно [В. А. Assinovskaya and A. A. Nikonov, 1998].

III зона - Финского залива характеризуется слабой активностью (M 2-3) и неглубоким залеганием очагов землетрясений ($H=1-5$ км). В пределах зоны, в районе финской атомной станции Ловийса в 90-х годах функционировала высокочастотная цифровая сейсморегистрирующая сеть из 4-х станций, которая за период 1987-1989 г.г. записала 29 микроземлетрясений с $M \cong 2$ [J. Saari, 1991]. Здесь же в 1951-1956 г.г. произошел самый большой в Финляндии рой землетрясений около 100 слабых событий с максимальной интенсивностью 4 балла. Пролонгирование зоны к Ладожскому озеру вызывает сомнения, так как пока не подтверждается современной и исторической сейсмической активностью. Пятибалльной сейсмической опасности для Санкт-Петербурга данная зона также не создает.

IV зона - Ладожско-Ботническая - региональная геологическая структура северо-западного простирания - зона надвигового сочленения двух глобальных разновозрастных блоков земной коры [G. Gaal, 1986]. Структура имеет крупные размеры: ширину – 70 км и длину до 500 км (протягивается от Ладожского озера к северо-западу в сторону шведского берега Ботнического залива). Ладожско-Ботническая зона сложно структурирована, некоторые образующие ее разломы или их сегменты длиной до 100 км сейсмичны. Зона в целом характеризуется сравнительно высоким уровнем активности, достаточно сказать, что значительная часть землетрясений составленного каталога приурочена к ней. В западной части активен весь участок зоны от Ладожского озера до Ботнического залива. Наиболее сильное землетрясение за 400 лет наблюдений произошло в центре зоны в 1857 году и имело магнитуду 4.4 [Т. Ahjos and M. Uski, 1992]. Юго-восточное окончание Ладожско-Ботнической зоны сейсмической активности – Ладожская рифтогенная структура рифейского возраста, характеризуется слабой сейсмической активностью (Валаамская группа событий). Исторические Валаамские землетрясения начала 20 века с магнитудой M 2-3 вошли во все известные опубликованные сводки землетрясений Европы, Фенноскандии, СССР. Землетрясения в настоящее время детально изучаются по первоисточникам [Б.А. Ассиновская, А.А Никонов, 1997, В.А Assinovskaya, 1999]. Восточная ветвь Ладожско-Ботнической зоны (рис.3) сейсмогенна только в своей северной части, здесь произошел целый ряд сильных землетрясений - 1626 год, M 4.6, $H=18$ км, 1902 год, $H=22$ км, M 4.7, и др.

В декабре 1998 - январе 1999 года на юге Ладожско-Ботнической зоны (в том числе и в Северном Приладожье) отмечена значительная сейсмическая активизация: произошло 65 слабых землетрясений с $M = 1.3 - 2$, , возможно, морозобойного происхождения [Seismic events ..., 1992 -2001] .

По данным каталога построен график повторяемости в целом для всей Ладожско-Ботнической зоны (рис.4) .

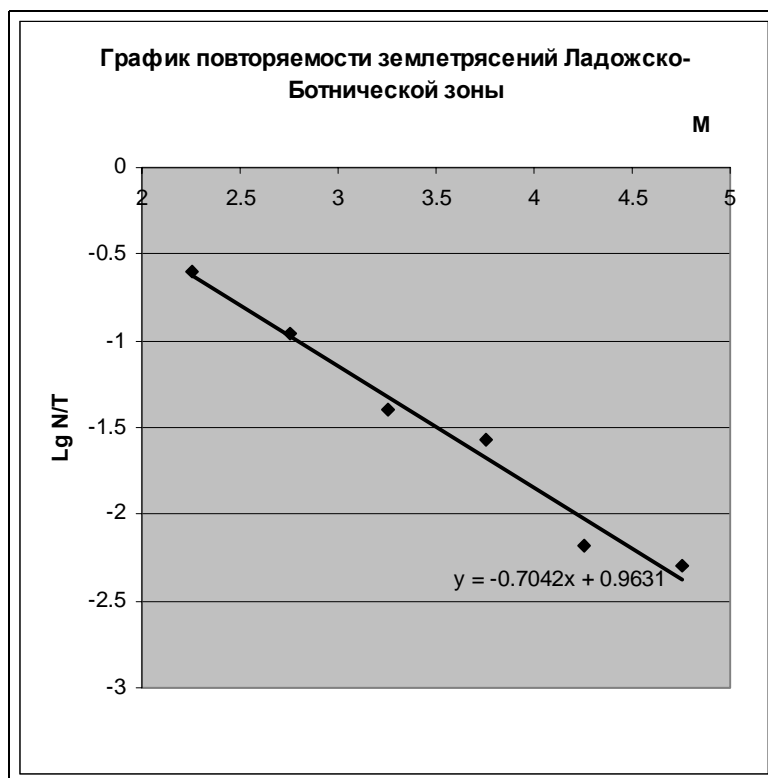


Рис.4. График повторяемости землетрясений Ладожско-Ботнической зоны

Значение параметра b составляет 0.7. Величина магнитуды максимально возможного в зоне землетрясения по сейсмостатике в данном случае неопределима, но во всяком случае, она не меньше максимальной магнитуды уже случившегося землетрясения (примерно, $M \approx 5$). Повторяемость землетрясений различных магнитуд в пределах зоны в целом будет следующая: для магнитуды 3 – 14 лет; для магнитуды 4 – 70 лет.

Южная граница Ладожско-Ботнической зоны проходит по Ладожскому озеру, на удалении от Санкт - Петербурга, примерно, 120 км. Даже при условии распространения указанных выше параметров сейсмического режима на всю зону, что не вполне правомерно, так как сейсмическая активность как в пределах зоны, так и в регионе вообще, снижается (или изменяются параметры режима) в направлении с северо-запада на юго-восток, интенсивность сотрясений в городе не превысит 3-4 баллов, но будет существенно больше в северных районах Ленинградской области.

Выводы:

1. Анализ более детальных, по сравнению с ОСР-97, сейсмологических данных позволил выявить в Санкт-Петербургском регионе несколько возможных сейсмогенных зон, которые, начинаясь в Финляндии, трассируются на Российскую территорию. Оказалось, что их распределение в регионе более сложное, чем это показано на карте ВОЗ, что будет влиять в конечном итоге если не на уровень сейсмической сотрясаемости, то на распределение ее значений по площади.
2. Вблизи города С-Петербурга активных сейсмических зон, способных создать уровень опасности более 4 баллов, нет. Для построения более детальной схемы зон ВОЗ помимо сейсмических необходимо использование геолого-геофизических и палеосейсмологических материалов.

3. Обоснованное определение M_{\max} возможно только при получении результатов инструментальных наблюдений в "асейсмичных районах" на минимально возможном магнитудном уровне. Для этого необходимо организовать вокруг Санкт-Петербурга сеть цифровых высокочастотных сейсмических станций.
4. Для густонаселенных районов, мест исторической застройки в Санкт-Петербурге и области необходимо проведение исследований по оценке уязвимости и сейсмического риска, то есть по определению вероятности экологического и социального ущерба при минимальных землетрясениях и техногенных сейсмических нагрузках.

Список использованной литературы:

1. Ассиновская Б.А. К вопросу о необходимости проведения микросейсмораионирования в Санкт-Петербурге. // Сейсмостойкое строительство, 1999. N 3. С. 7-9.
2. Ассиновская Б.А., Никонов А.А. Загадочные явления на Ладожском озере. // Природа. 1998. N 5. С. 49-52.
3. Страхов В.Н., Уломов В.И. (ред.). Сейсмическое районирование территории Российской Федерации. 4 листа. 1999. ОИФЗ РАН.
4. Сидоренко А.В. (ред.). Карта разломов территории СССР и сопредельных стран 1978. М., 1980. 20л., Министерство геологии СССР, ВСЕГЕИ, ВНИИгеофизика, ВНИИзарубежгеология, ГИН РАН.
5. Ahjos T. and Uski M. Earthquakes in Northern Europe in 1375 –1989. 1992. Tectonophysics. V. 5. P. 23-69. Continuously updated by Institute of Seismology, University of Helsinki. (available online at <http://www.seismo.helsinki.fi>)
6. Assinovskaya B. A. , Nikonov A. A. Felt Earthquakes of XXth century within the Eastern Baltic Shield.// Abstracts of XXVI General Assembly of ESC. Tel-Aviv. Israel. August 23-28. 1998. P. 245.
7. Assinovskaya B.A. Ladoga seismic events // Journal Geophysical Research Abstracts. 1999. V.1. P. 35.
8. Gaal G. 2200 million years of crustal evolution: the Baltic shield // 1986, Bull.Geol.Soc. Finland, V. 58, PP. 149-168.
9. Grünthal G. and the GSHAP Region 3 Working Group Seismic hazard assessment for Central, North and Northwest Europe:GSHAP Region 3 // Annali di Geophysica. 1999. N 6. V. 42. P. 999-1011 .
10. Saari J. Microearthquakes and seismotectonics analysis for a nuclear plant area in southeastern Finland. // Engineering Geology. 1991. V. 31. PP. 231-247.
11. Seismic events in Northern Europe 1995-2001. // University of Helsinki, Institute of seismology. Helsinki 1996-2000.

Summary

It is known that the seismic hazard level is determined according to the general seismic zoning maps that are renewed every 20 years. Seismically, the Saint-Petersburg region is practically safety for economy in compliance with the last version of the map. The more detail analysis of the seismicity data for the Saint-Petersburg region and surrounding presented in this work allow to specify this conclusion in some aspects.

О ВОЗМОЖНОСТИ ИССЛЕДОВАНИЯ МАКРОФЛУКТУАЦИЙ В ГЕОДИНАМИКЕ

Баденко Л.А., Воротков М.В.

Приведено описание ряда экспериментов, в ходе которых было обнаружено явление макрофлуктуаций (МФ)[1,2]. Дано описание эксперимента для проведения непрерывных наблюдений за МФ плотности воды на основе разработанной прецизионной термостатной установки. Получаемый в результате мониторинга ряд плотности воды предполагается исследовать во взаимосвязи с гео- и космофизическими рядами наблюдений.

Более сорока лет назад С.Э.Шноль с сотрудниками [1,2] обнаружил, что скорость биохимических реакций, характер радиоактивного распада и кинетика некоторых других физико-химических процессов имеют значимые систематические изменения во времени.

Это явление получило название макрофлуктуации (МФ) и выразалось в том, что при детальном отслеживании процесса на классических гладких гистограммах Гауссова или Пуассоновского эмпирических распределений проступают характерные локальные максимумы и минимумы (многомодальность), которые носят неслучайный характер и отражают какие-то особенности процесса.

При измерениях всегда происходит разброс результатов, считается, что это то, с чем следует бороться, а не искать тонкие закономерности. Классические методы обработки результатов, основанные на центральной предельной теореме, не приспособлены к анализу отдельных отклонений. Полученные результаты обычно сглаживают, что помогает вычислению первых моментов. Поэтому исследователь проходит мимо МФ, которые могут иметь место. Характерно, что вид гистограммы какое-то время устойчиво сохраняется, как при повторных опытах, так и при параллельных синхронных измерениях. Признаком МФ является не сама по себе изрезанность (дискретность) гистограмм, а именно стабильность сходства их форм, их неслучайность.

В начале исследования МФ проводились на ферментативных реакциях с различными белками. При денатурации белка МФ исчезают. В реакциях с более низкомолекулярными соединениями (аскорбиновая кислота) МФ, также наблюдались. Шнолем исследовались процессы различной природы. Чёткость проявления МФ в разных системах различна. В некоторых системах МФ выражены явно, в других едва заметны или же отсутствуют вовсе. Вообще для успешного наблюдения МФ необходимо использовать достаточно сложную систему. В последнее время выяснилось, что удобным объектом для исследования МФ является радиоактивный распад, который обладает неопределимым достоинством, что он не подвержен земным воздействиям.

Форма МФ сохраняется от 10 мин. до многих часов, после чего плавно изменяется. Для радиоактивного распада выявлено около 20 хорошо различимых видов диаграмм, которые могут повторяться. Каждая из различных форм гистограмм не зависит от типа измерительного прибора, его характеристик, она не случайна. Процессы различной природы в данный момент имеют зачастую сходные формы МФ и изменяются синхронно. Это наблюдается даже при большом расстоянии между лабораториями (более 100 км), находящимися примерно на одной долготе.

Вообще МФ сопряжены с вращением Земли вокруг своей оси – наблюдается сходный суточный ход их изменений в различных географических пунктах на одной долготе. МФ проявляется по-разному в разные годы, сезоны, месяцы, дни и на разных географических широтах.

Для биохимических реакций за период 1955-1985 гг. обнаружена отрицательная корреляция между средней за год амплитудой МФ и числами Вольфа, т.е., чем активнее Солнце, тем меньше МФ. При более детальном (усреднение за несколько дней) сопоставлении амплитуды МФ с не сглаженными числами Вольфа картина существенно усложняется – в разные периоды достоверная по статистическим оценкам корреляция имеет разные знаки. По-видимому, между числами Вольфа и МФ существует сложная нелинейная связь [2].

Одной из характеристик состояния ближайшего космоса является смена знака межпланетного магнитного поля, которым управляет Солнце. Между амплитудой МФ и сменой знака магнитного поля в районе Земли существует чёткая корреляция: изменения в МФ опережают на двое суток изменение знака магнитного поля (МП), т.е. неизвестный фактор, вызывающий МФ, распространяется с релятивистской скоростью, а солнечный ветер с МП доходит до Земли через 2 суток.

К числу многочисленных процессов, в которых были обнаружены МФ, относится и спин-спиновая реакция протонов в воде, которая имеет характерное время τ_2 . Дело в том, что при помещении воды в магнитное поле спины протонов могут принимать только два значения $\pm 1/2$. Соответственно возникают два разрешенных энергетических уровня, расстояние между которыми, пропорциональны приложенному магнитному полю H_0 . При этом спин ядра (протона) прецессирует вокруг H_0 с частотой ν . Радиочастотное магнитное поле с частотой ν приложенное перпендикулярно H_0 вызывает резонансное поглощение энергии, что позволяет экспериментально определить ν . Однако за счёт взаимодействия между соседними ядрами происходит спин-спиновое взаимодействие протонов, которое приводит к расширению энергетических уровней и размыванию частоты на $\Delta\nu$, которое равно $1/\tau_2$, где τ_2 - время релаксации этого процесса. Для протонов в воде τ_2 составляет секунды. Оказалось, что τ_2 испытывает МФ. Это означает, что в такой «простой» системе, как вода существует МФ. С.Э. Шноль высказывает мнение, что изначально МФ могут возникать именно в воде, а белки являются только чувствительными индикаторами.

На основе анализа всей совокупности полученных результатов и учитывая, что внешние условия слабо влияют на МФ С.Э. Шноль с сотрудниками приходят к выводу, что МФ возникают под действием какого-то космического фактора, природа которого пока не известна [1,2].

В [3] была опубликована дискуссия по поводу публикации [2], где приводятся критические замечания и ответ С.Э. Шноля. Замечания касались деталей интерпретации и обработки экспериментов и не затрагивали принципиальных вопросов существования МФ.

Из изложенного следует, что явление МФ заслуживает дальнейшего изучения и поиска систем, где могут ещё существовать МФ. Если действительно существует предполагаемый фактор, то он может, в частности, как-то проявляться в процессах геофизики (атмосферных, гидрологических и биосферных). Мы считаем, что в этом отношении вода заслуживает особого внимания. Она является одним из наиболее распространенных соединений на Земле и составляет около 0,024% всей её массы. Вода имеет достаточно сложную структуру и в ней наблюдали МФ [1].

Между молекулами воды действуют водородные связи, которые образуют пространственную тетраэдрическую решетку. Каждая молекула окружена четырьмя другими, находящимися в вершинах тетраэдра. При плавлении льда жидкая вода в

некоторой степени сохраняет кристаллическую структуру. Вода содержит упорядоченные области – клатраты, некоторое подобие кристаллической решетки, которые разделены свободными молекулами. Трёхмерный каркас клатратов содержит пустоты, в которых могут размещаться молекулы других веществ, образующие клатратные гидраты, которые можно рассматривать как неустойчивые модификации льда, стабилизированные внедрившимися молекулами.

Относительно упорядоченные и не упорядоченные области воды находятся в динамическом равновесии, которое устанавливается за время релаксации 10^{-12} с. Т.о., вода и водные растворы образуют динамически подвижные структуры, легко реагирующие на малые в энергетическом отношении внешние воздействия. Так известно, что обработанная сравнительно малым магнитным полем вода и водные растворы, меняют свои свойства, например, уменьшается образование накипи в котлах [4].

Среди свойств, которыми обладает вода, наибольшее внимание заслуживает плотность. Флотационный метод [5] позволяет, пользуясь сравнительно простыми средствами, определять плотность воды до $0,5 \gamma$ ($1\gamma = 10^{-6}$ г/см³). Этот метод основан на том, что плотность воды в малом интервале пропорциональна температуре. Поместив в воду кварцевый поплавок, измеряют температуру флотации $t_{\text{фл}}^{\circ}$, при которой плотность воды совпадает с плотностью поплавка. Температуру $t_{\text{фл}}^{\circ}$ можно измерить до $\pm 0,001^{\circ}\text{C}$, что соответствует приведённой выше точности в определении плотности. Температуру $t_{\text{фл}}^{\circ}$ можно определить как в динамическом режиме так и термоградиентным методом. В динамическом методе снимают зависимость скорости v всплытия и опускания поплавка, в зависимости от температуры, откуда определяют $t_{\text{фл}}^{\circ}$. В термоградиентном методе в воде создаётся градиент температуры и поплавки зависят в том месте измерительной трубки, где температура соответствует $t_{\text{фл}}^{\circ}$.

В 2001 году мы провели ряд предварительных измерений плотности воды динамическим флотационным методом. В нашем ультратермостате температура поддерживалась с точностью до $\pm 0,01^{\circ}\text{C}$, что позволяло определять плотность воды за счёт многократных измерений с точностью до $0,2 \gamma$. Мы стремились, по возможности, устранить все артефакты и точно соблюдали все рекомендации [5]. Для всех опытов использовали дистиллированную воду из одной и той же ёмкости. Температура флотации $t_{\text{фл}}^{\circ}$ определялась методом линейной регрессии путём вычислений коэффициентов уравнения флотации $t^{\circ} = av + t_{\text{фл}}^{\circ}$ и вычислялось стандартное отклонение σ_t величины $t_{\text{фл}}^{\circ}$. В наших опытах σ_t составляла $(10^{-3} - 10^{-4})^{\circ}\text{C}$. Несколько контрольных вычислений $t_{\text{фл}}^{\circ}$ и σ_t были сделаны более строгим методом «Складного ножа» [6], при этом получились незначительные отклонения от наших расчётов. На рис.1 представлены замеры плотности воды в разные дни. Размах изменений плотности воды составлял около 15γ за 16 суток при погрешности $\sigma_p \approx 0,5\gamma$. Соответствующее изменение $t_{\text{фл}}^{\circ}$ составило $0,07^{\circ}\text{C}$. Таким образом мы действительно обнаружили существование МФ плотности воды.

Динамический метод флотации имеет тот существенный недостаток, что определение $t_{\text{фл}}^{\circ}$ занимает время более трёх часов и поэтому непрерывно изучать динамику изменения плотности во времени практически невозможно.

Термоградиентный метод флотации не имеет упомянутого выше недостатка и обладает рядом преимуществ. В измерительной пробирке содержащей однородную жидкость (воду) возникает градиент плотности за счёт создания градиента температуры. Это достигается путём помещения пробирки в вертикальный металлический цилиндр, на торцах которого поддерживается разная температура (температура верхнего конца выше). В литературе имеется несколько описаний конструкций термоградиентных установок [7].

Для получения высокой точности существенное значение имеет хорошее термостатирование концов трубки и создание линейного распределения температуры, т.е. постоянного градиента температуры вдоль оси трубки. С учётом этих требований в Физико-Техническом институте им. А.Ф.Иоффе АН СССР В.Н.Провоторов сконструировал установку, которая сейчас имеется в нашем распоряжении. В этой установке постоянство градиента поддерживается за счёт охранного цилиндра, концы которого находятся при той же температуре, что и концы внутреннего измерительного цилиндра, содержащего флотационную пробирку. Благодаря этому распределение температуры в обоих цилиндрах практически одинаково, что устраняет радиальный поток тепла во внутреннем цилиндре и флотационной пробирке. Охранный цилиндр выполняет, таким образом, функцию теплозащиты. В этих условиях во внутреннем цилиндре и в пробирке устанавливается линейное распределение температуры, а, следовательно, и плотности.

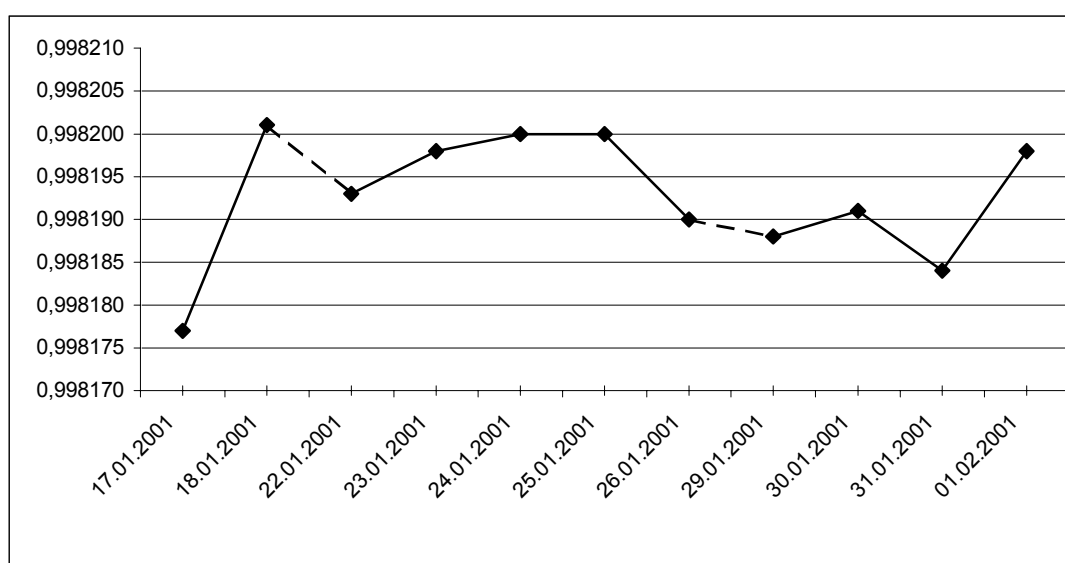


Рис.1. Измерения плотности воды ρ за время между измерениями около 24 часов. По оси ординат отложена плотность ρ г/см³, а по оси абсцисс – календарные даты. Величина стандартного отклонения σ_ρ не превышала 0,2 μ и на графике не обозначена по причине её малости в выбранном масштабе ρ . Интервалы между измерениями, превышающие 24 часа, соединены пунктирными линиями.

Отсутствие радиального градиента температуры важно с точки зрения устранения конвективного перемешивания флотационной жидкости, а постоянство осевого градиента температуры удобно потому, что это обеспечивает равномерность шкалы плотности и позволяет легко определить величину этого градиента, не прибегая к помощи калибровочных поплавков.

Для определения градиента температуры используют следующий приём. Замеряют положение поплавка в пробирке z_1 при данной разности температур на концах Δt_1 . Затем температуру на концах пробирки изменяют на одинаковую величину Δt_2 (например, на 1°C) и после установления равновесия измеряют новое положение поплавка z_2 . Очевидно, что при линейном распределении температуры

$$\frac{dt}{dz} = \frac{\Delta t_2}{z_2 - z_1}$$

Заметим, что непосредственное определение температуры как $\Delta t_1/L$ (где L – геометрическая высота металлического цилиндра) неточно, так как температура на поверхности раздела вода – стекло – металл не равна температуре в термостате. Нас интересует стабильность $t_{\text{фл}}^0$ т.е. стабильность плотности воды и мы не будем проводить абсолютных измерений. Термоградиентный метод позволяет непрерывно наблюдать за поведением поплавка и изучать динамику изменения плотности воды. Пробирка с водой, содержащей поплавков, запаяна, поэтому не требуется вносить поправки на изменения атмосферного давления.

Чувствительностью установки легко управлять путём изменения разности температур на концах трубки. При градиенте температуры 0,1 град/см, точности термостатирования $\pm 0,005^\circ\text{C}$, измеряя положение равновесия поплавка с точностью 0,1 мм, можно отслеживать плотность воды с точностью, по крайней мере, до 1 γ .

В настоящее время нами разработана принципиальная схема полностью автоматизированной установки, которая позволит длительное время производить непрерывные измерения плотности воды. Эти данные после надлежащей математической обработки позволят получить принципиально новые сведения о динамике явления МФ и их связи с другими процессами.

Литература

1. Н.В.Удальцова, В.А.Коломбет, С.Э.Шноль «Возможная космофизическая обусловленность макроскопических флуктуаций в процессах разной природы». Пушино, 1987 г., 96 стр.
2. С.Э.Шноль, В.А.Коломбет, Э.В.Пожарский, Т.А.Зинченко, И.М.Зверева, А.А.Кондратов «О реализации дискретных состояний в ходе флуктуаций в макроскопических процессах». У.Ф.Н., т.168(10), 1998г, стр.1129-1140.
3. А.В.Дербин, С.В.Бахланов, А.И.Егоров, В.Н.Муратова, Е.А.Кушниренко, И.Б.Погожев, С.Э.Шноль и др. «Письма в редакцию». У.Ф.Н., т.170(2), 2000г, стр.210-218.
4. Д.Эйзенберг, В.Кауцман, «Структура и свойства воды», перевод с англ., Л.,1975г., 274 стр.
5. А.И.Шатенштейн, Е.А.Яковлева, Е.Н.Звягинцева и др. «Изотопный анализ воды». М. Изд АН СССР, 1957г, 236с.
6. В. Efron, G.Gong. The American Statistica. V. 37(1), 1983, p.36-48. Русский перевод в сб. Эфрон «Нетрадиционные методы многомерного статистического анализа» под ред. Адлера. М., Изд. «Финансы и статистика», 1988г., 242с.
7. М.Я.Кац «Модернизированная установка для определения плотности кристаллов методом термоградиентной флотации». П.Т.Э.№1, 1962г., стр.178-184.

ON THE POSSIBILITY OF THE INVESTIGATIONS OF MACROFLUCTUATIONS IN GEODYNAMICS

L.A. Badenko, M.V. Vorotkov

SUMMARY

The description is given of several experiments in carrying out of which macrofluctuation phenomena (MF) were found [1,2]. An experiment is described in detail on the basis of the project of the precisional thermostat devise for receiving of continuous set of the water density observations. The results of the monitoring could be used to investigate the correlation of the water density variation with geophysical and cosmophysical observations.

ИССЛЕДОВАНИЕ ОСНОВНЫХ СОСТАВЛЯЮЩИХ В ДВИЖЕНИИ ПОЛЮСА ЗЕМЛИ

Воротков М.В., Горшков В.Л., Миллер Н.О., Прудникова Е.Я.

В работе исследовались основные составляющие в движении полюса Земли по сводным международным данным. Для анализа использовался модифицированный многомерный метод главных компонент [2]. По результатам исследований чандлеровская и годовая составляющие для всех рядов дают наибольший вклад. Чандлеровская составляющая состоит из двух компонент. Первый устойчив по форме и периоду (1.19 года). Второй компонент, с существенно меньшим вкладом, отличаются значительные вариации периода (1.1-1.3 года). В обоих компонентах амплитуды испытывают значительные колебания. Основной компонент со стабильным периодом может быть объяснён в рамках общепринятой теории, как результат свободной нутации Земли [4]. Можно предположить, опираясь на модельные примеры, что второй компонент имеет форму модулирующей функции

Движение полюса Земли представляет собою процесс столь сложный, что до сих пор ставит исследователей перед необходимостью искать однозначный ответ на одни и те же вопросы, например: каков механизм возбуждения чандлеровской составляющей в движении полюса, какова природа этого явления, какова его взаимосвязь с различными геофизическими факторами. При этом зачастую результаты исследования находятся в зависимости от применяемой методики. При исследовании геодинамических рядов часто возникает необходимость с достаточной степенью надежности выделить тренд (вековое движение полюса, среднюю широту), отдельные составляющие процесса или освободить ряд от всех значимых периодических или квазипериодических компонентов, то есть получить ряд остатков. В рядах параметров вращения Земли (ПВЗ), в частности, сделать это не просто ввиду некоторой нерегулярности компонентов сезонного характера и тем более таких, которые обусловлены климатическими глобальными явлениями как, например, Эль-Ниньо [1]. Это относится и к чандлеровскому движению полюса (ЧДП).

В данной работе произведено разделение составляющих движения полюса Земли методом анализа временных рядов, предложенного в СПбГУ и названного авторами методом «Гусеница». В зарубежной литературе аналогичный метод известен как SSA (Singular Spectrum Analysis) [2] (<http://www.gistatgroup.com/gus/>). Составляющие движения полюса Земли (X и Y) исследовались совместно с помощью многомерного анализа, который позволяет анализировать процесс в целом. На примере модельных рядов показана эффективность использования этого метода для рядов со сложной структурой, имеющих различные нерегулярности - такие, как вариации амплитуды, резкие изменения фазы.

В качестве исходных данных использовались сводные ряды ПВЗ международной службы вращения Земли EOP(IERS)C01 (<http://hpiers.obspm.fr/>), в двух редакциях: старой (июнь 2000г.) за 1900-2000гг (C01_1) с шагом 0.05 года, исследованной нами в предыдущих работах [3,4], и новой (август 2002 г.) за 1846-2002гг. (C01_2) с шагом 0.1 года.

При исследовании подобных рядов обычно используют динамический спектральный анализ или вэйвлет анализ, но при этом в случае нестационарных

процессов возникают сложности в интерпретации спектральных результатов. В реальных геодинамических процессах присутствуют квазирегулярные составляющие, спектральная оценка которых даёт лишь усреднённую характеристику.

Амплитудный Фурье-спектр рядов (рис.1) показывает наличие в интересующей нас области ЧДП двух гармоник с амплитудами около $0.08''$ и периодами 1.191 и 1.177 года. В таблице 1 также приведены значения периодов и их амплитуд для менее мощных, но значимых пиков.

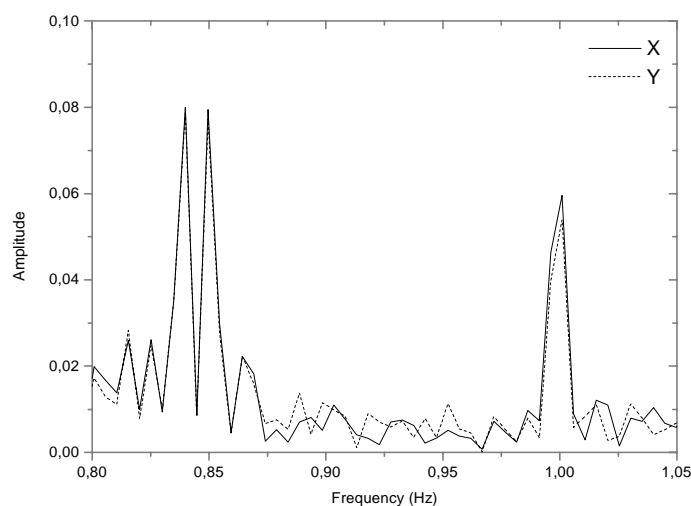


Рис. 1.

Таблица 1

Период (год)	Амплитуда X	Амплитуда Y
1.226	0.026''	0.028''
1.212	0.026	0.025
1.191	0.080	0.079
1.177	0.079	0.078
1.157	0.022	0.022
0.999	0.060	0.054

В основе метода «Гусеница» лежит анализ главных компонент. Идея метода одномерной гусеницы заключается в переходе от одномерного ряда к многомерной выборке и исследовании свойств этой выборки методами многомерной статистики (подробнее в [2-4]). Однако эта идея продолжает работать также и в случае, когда исходно рассматривается не один временной ряд, а система. В этом случае в многомерную выборку преобразуется многомерный же временной ряд. Главные компоненты, полученные этим методом, являются общими для всей системы рядов, в то время как собственные вектора состоят из частей, соответствующих отдельным рядам. Длина гусеницы (M) является основным управляющим параметром метода. В общем случае выбор M зависит от задачи, решаемой этим методом. Для наилучшего выделения или исключения периодического (не обязательно гармонического) колебания с известной частотой, и, следовательно, известным периодом необходимо

уменьшить длину временного ряда N , т.к. периодические колебания наилучшим образом выделяются, если M равно, а N кратно длине периода выделяемого колебания. Речь идёт о качественном выделении компонент, т.е. метод является достаточно устойчивым. Многие эффекты обнаруживаются при любом достаточно большом M . Если необходимо найти периодичности или выделить тренд, лучше всего выбрать $M = N/2$.

В случае выделения тренда метод аналогичен «скользящему суммированию», в частности, для рядов ПВЗ - методам Орлова, Сахарова, Мельхиора. Формулы скользящего среднего этими авторами подбирались таким образом, чтобы освободить медленные вариации от наличия периодических колебаний, в основном от чандлеровского и сезонного. В данном случае можно получить трендовую линию, заведомо свободную от любых периодичностей. Кроме того, этот метод позволяет выбирать длинные участки осреднения, не теряя начала и конца ряда. Более подробный сравнительный анализ с иллюстрацией результатов изложен в [3]. Ещё одно положительное свойство метода заключается в том, что практически любой «сигнал» (детерминированная функция) всегда отделяется от случайного шума.

В реальных физических процессах зачастую происходит мультипликативное взаимодействие составляющих. Большинство методов легко позволяют выделить аддитивные составляющие, однако в случае не строгой регулярности появляются фиктивные компоненты. Все компоненты, выделяемые методом «Гусеница», аддитивны, но, тем не менее, есть возможность их рассматривать в мультипликативной ситуации.

С помощью модельных примеров продемонстрируем работу метода для рядов с нестабильной амплитудой, с нестабильной фазой (что эквивалентно изменению частоты) и сочетанием того и другого. Рассмотрим три ряда длиной 1560 точек с проявлением нестабильности в двух местах (160, 860 точки) продолжительностью 110 точек. Каждый ряд состоял из промодулированного синусоидального колебания с периодом 11 точек (несущая частота) и был зашумлен случайной величиной с нормальным распределением ($\delta=0.2$ и $\delta=0.8$).

Гармоническая компонента первого ряда была подвергнута амплитудной модуляции, таким образом, чтобы амплитуда плавно изменялась на 40%, на указанных участках длиной 110 точек, а затем восстанавливалась. Во втором ряду на каждом участке нестабильности фаза плавно увеличивалась на 0.5 периода. Третий ряд был построен на основе амплитудной и фазовой модуляций, описанных выше.

На рис. 2-4 представлен результат работы метода. Надёжность выделения шумовой компоненты практически не зависит от уровня шума. Верхние графики представляют собой исходный ряд. Вторые графики отображают компоненту, сопоставляемую с несущей частотой в модельных рядах. Аддитивная компонента (третьи графики) в сумме со второй даёт гармоническую составляющую исходного ряда (четвертые графики). Эти компоненты не являются тождественными тем неаддитивным составляющим, которые породили исходные модельные ряды. Тем не менее, можно выявить характер взаимодействия этих составляющих в различные моменты времени. Второй график демонстрирует наличие интервалов нестационарности, а размах колебаний третьего может быть интерпретирован, как интенсивность модулирующего процесса. Из выше изложенного следует, что чувствительность метода к наличию нестабильностей даёт возможность анализировать ряды, порожденные неаддитивным взаимодействием процессов, в частности,

рассматривать особенности слабого компонента ЧДП для оценки характера модулирующего процесса.

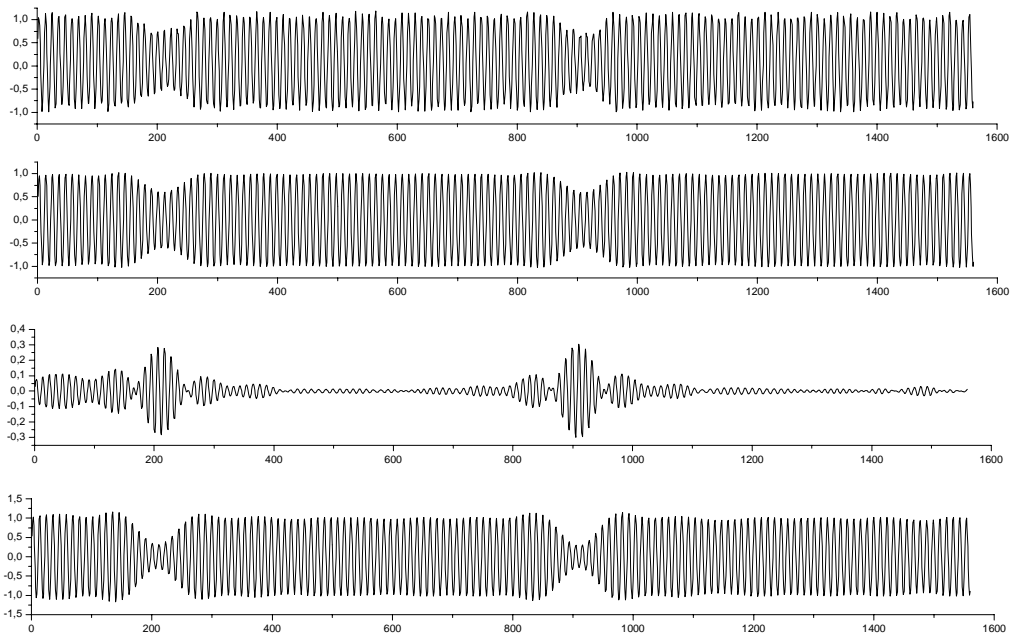


Рис.2. Модельный пример (первый ряд).

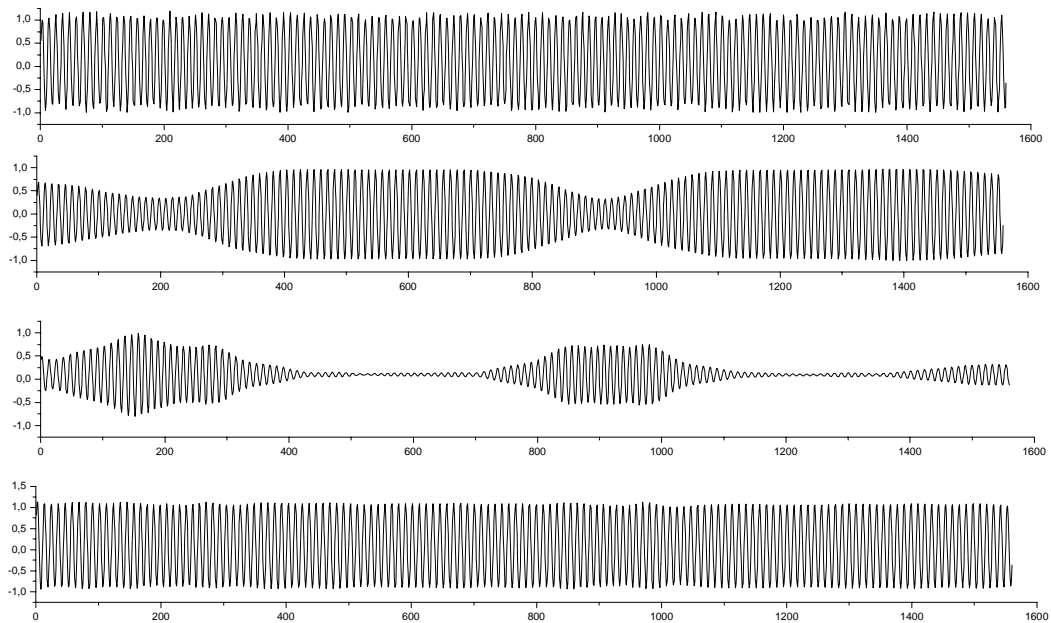


Рис.3. Модельный пример (второй ряд).

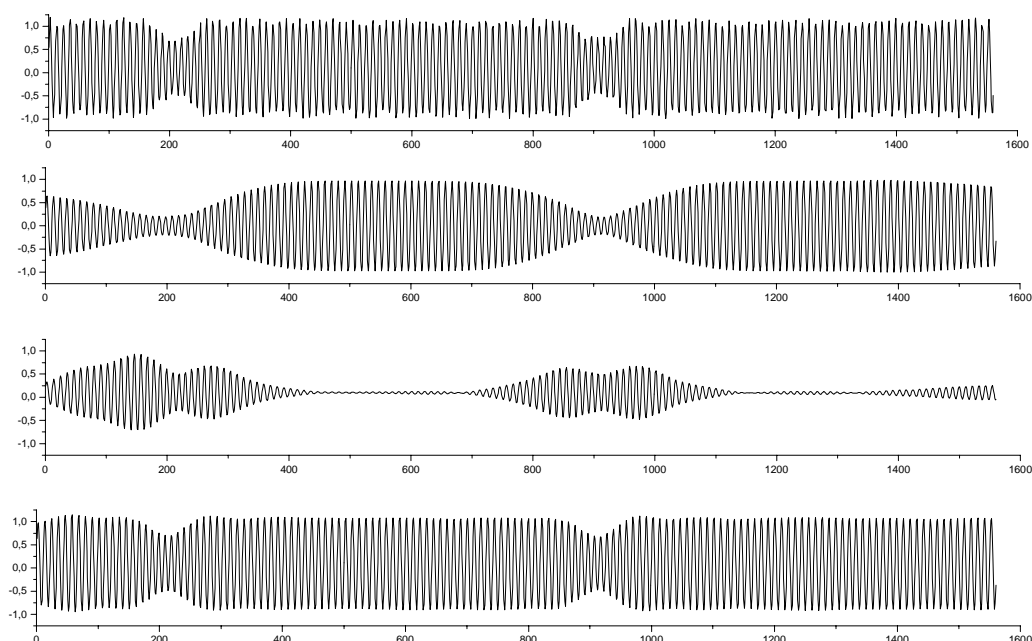


Рис.4. Модельный пример (третий ряд).

Далее в таблице 2 и на рис.5 приводятся результаты исследований ряда C01_1 многомерным методом «Гусеница». На всех графиках в дальнейшем по оси ординат отложены \arcses , а по оси абсцисс года. Главные компоненты ряда были выделены при различных значениях M . Видно, что среди первых по вкладу присутствуют два компонента, близкие по периоду к чандлеровской составляющей движения полюса (ЧДП) – в дальнейшем основной (1) и слабый (2) компоненты. При $M=240$ (12 лет) вклад основной ЧДП и годовой компонент является максимальным. Это говорит о том, что в этом случае происходит наилучшее выделение соответствующих составляющих движения полюса. С дальнейшим ростом M , т.е. фактически с уменьшением полосы фильтра, происходит увеличение числа компонентов и перераспределение вклада между ними. При этом основной ЧДП компонент становится несколько более сглаженным по амплитуде, а остатки перераспределяются между менее значимыми компонентами (1-2% вклад) с близкими периодами. В таблицах приведён средний период слабого компонента, в качестве амплитуды всюду использовался максимальный радиус-вектор (R_{max}) выделенного компонента. Динамика поведения компонентов демонстрирует достаточную их устойчивость.

На нижнем графике рисунка 5 приведены остатки после выделения всех периодических и трендовых компонент для ряда C01_1.

Таблица 2. Изменение характеристик главных компонент движения полюса в зависимости от параметра M для ряда C01.

M	Лаг (год)	Основная (1)			Годовая			Слабая (2)		
		Вклад	R_{max}	Период	Вклад	R_{max}	Период	Вклад	R_{max}	Период
240	12	61,4	0,19	1,191	19,3	0,09	1,001	4	0,06	1,230
360	18	51,2	0,31	1,194	17,6	0,15	1,004	5,8	0,12	1,210
480	24	47,6	0,33	1,191	17,8	0,16	1,002	8,2	0,16	1,234
600	30	44,4	0,33	1,191	17,8	0,18	1,001	10,6	0,19	1,205

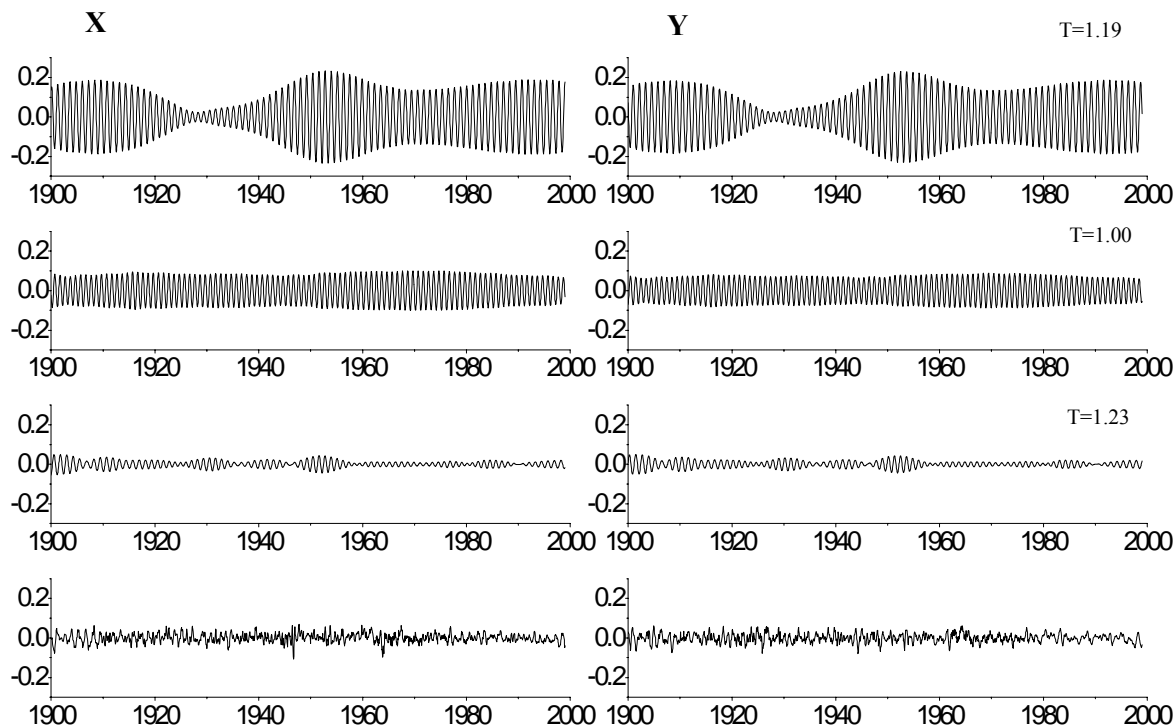


Рис. 5. Графики первой чандлеровской, годовой и слабой чандлеровской составляющих и график остатков

Было проведено исследование основных компонентов на различных интервалах ряда $C01_1(1846-1900)$, $C01_2(1900-2000)$. Периоды первой восстановленных чандлеровской и годовой составляющих устойчивы и равны соответственно 1.191, 1.004 года. Период второй чандлеровской компоненты меняется от 1.113 до 1.280 года. Ошибки выделения компонент колебались от 0.007 (после 1960 года) до 0.016. На интервале с 1924 по 1960 годы период первой чандлеровской компоненты 1.164 года (ошибка 0.016), слабый компонент с периодом, близким к чандлеровскому, надёжно выделить не удалось, что может говорить о его связи с возбуждающими процессами. Следует отметить, что на этом интервале ошибки выделения компонент наибольшие.

Мы также исследовали ряд $C01_2$ с шагом 0.1 года, взяв значение M , равное 360, что соответствует 36 годам, интервалу в который укладывается целое число раз шестилетний период. На рис.6 представлены: первая чандлеровская компонента, слабая компонента и их сумма для первого интервала с 1846 по 1895 годы, на рис.7 – для всего ряда. Из рисунков видно, что после суммирования проявляется структура процесса, в том числе первый интервал падения ЧП. Это можно интерпретировать как результат модуляции.

Многомерным анализом из ряда $C01_2$ для медленных изменений координат полюса X и Y были выделены составляющие, имеющие общие главные компоненты. Заметно, что одна из них (4-ая на рис.8 а,б) имеет некоторую периодичность. Результат спектрального анализа показывает наличие периодов: X - 25.6 года (амплитуда 0.002"), 40.9 года (амплитуда 0.001"); Y - 29.3 (амплитуда 0.003"); 40.9 (амплитуда 0.002"). Наличие длиннопериодических изменений около 26 ± 5 , 41.6 лет отмечается другими авторами [5,6].

Применение метода к ряду C01 первой редакции на всём интервале 1846-2000гг не позволило чётко выделить эти составляющие векового движения полюса, а также получить первый интервал затухания амплитуды ЧДП.

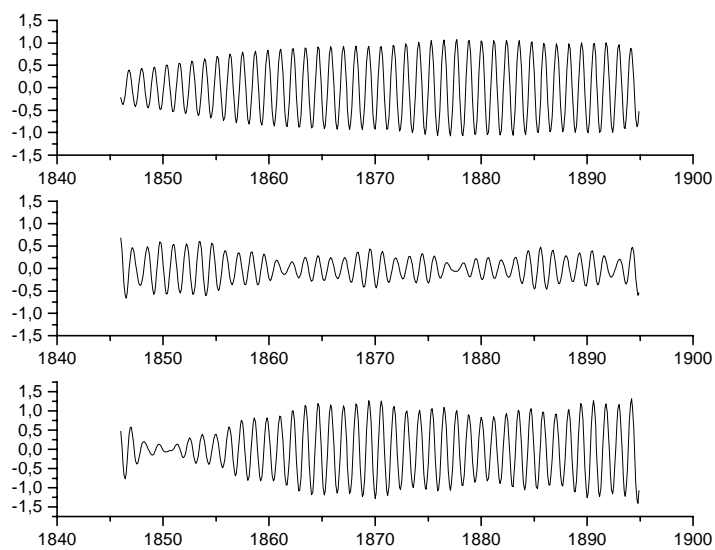


Рис.6. Чандлеровские составляющие и их сумма (нижний график) на интервале 1846-1895 годы.

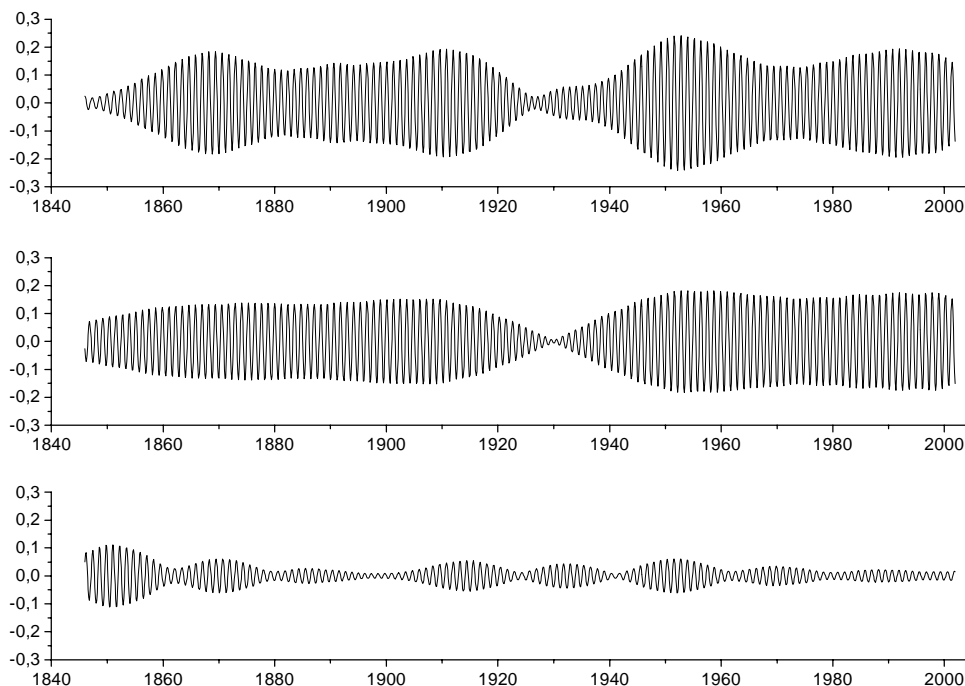


Рис.7. Чандлеровские составляющие и их сумма (верхний график).

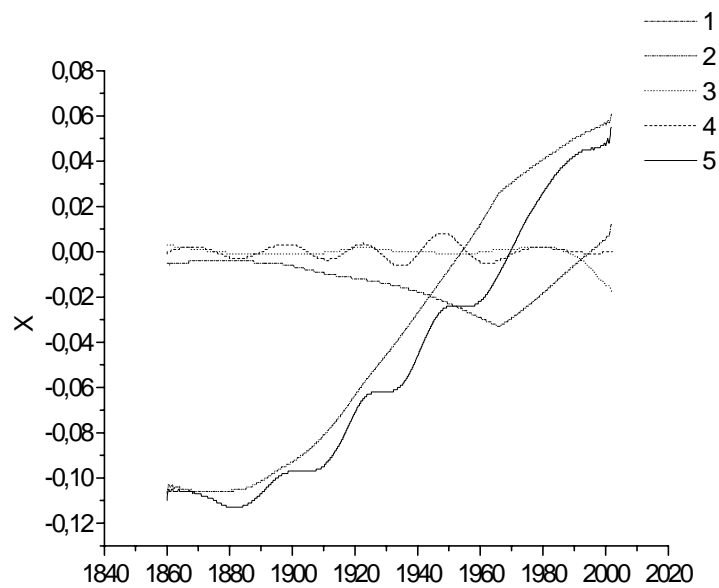


Рис.8.а. Составляющие медленного изменения координаты X.

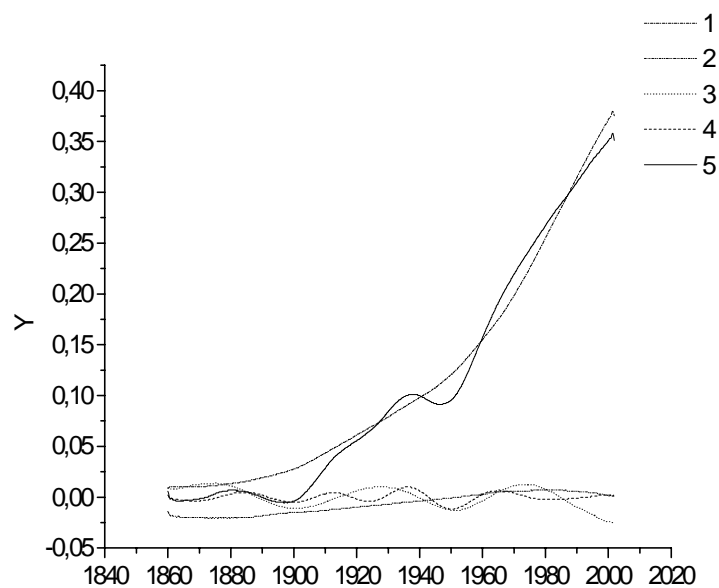


Рис.8.б. Составляющие медленного изменения координаты Y.
Суммарный тренд обозначен непрерывной линией (5).

Разделение ряда на компоненты с помощью этого метода позволило провести модельный эксперимент [7], показавший, что при использовании модели с нелинейным параметром вязкости годовая компонента и остатки могут являться возбуждающим свободную нутацию фактором.

Литература:

1. Сидоренков Н.С., *Влияние Южного колебания Эль-Ниньо на возбуждение чандлеровского движения полюса*, АЖ, 1997, т. 74, в. 5, с. 792–795.
2. Данилов Д.Л., Жиглявский А.А. (ред.), *Главные компоненты временных рядов: метод «Гусеница»*, 1997, СПбГУ, с. 308.
3. Горшков В.Л., Миллер Н.О., Персиянинова Н.Р., Прудникова Е.Я., 2000, *Исследование геодинамических рядов методом главных компонент*, Изв. ГАО, №214, с. 173-180.
4. Воротков М.В., Горшков В.Л., Миллер Н.О., Прудникова Е.Я. *Исследование основных составляющих движения полюса земли*. В печати. Труды конференции ОИФЗ «Внутренние ядро – 2000».
5. Авсюк Ю.Н., *Приливные силы и природные процессы*, М., 1996, ОИФЗ РАН.
6. Курбасова Г.С., Рыхлова Л.В., *Стационарные колебания амплитуды чандлеровской составляющей движения полюса Земли*, 2000, Тезисы конференции «Астрометрия, геодинамика и небесная механика на пороге XXI века», с. 98-99.
7. Воротков М.В., Горшков В.Л., *Динамика движения полюса и долгопериодические вариации скорости вращения земли*. Настоящий сборник.

THE INVESTIGATION OF THE MAIN COMPONENTS IN THE POLAR MOTION OF THE EARTH

M.V.Vorotkov, V.L.Gorshkov, N.O.Miller, E.Ja.Prudnikova

SUMMARY

The main components of the polar motion of the Earth were investigated by means of the modified singular spectral analysis (SSA) [2] applied to international data sets. For all sets the chandlerian and annual variations are the most powerful. The chandlerian wobble consists of two components. The first is stable by form and period (1.19 year). The second is less powerful and its period is varied essentially (1.1 – 1.3 year). The amplitudes of both components have significant variations. The main component with the stable period can be explained by generally accepted theory as the result of the free nutation [4]. From model examples it can be proposed that the second component have the form of the modulation function.

ДИНАМИКА ДВИЖЕНИЯ ПОЛЮСА И ДОЛГОПЕРИОДИЧЕСКИЕ ВАРИАЦИИ СКОРОСТИ ВРАЩЕНИЯ ЗЕМЛИ

Горшков В.Л., Воротков М.В.

Проведён численный эксперимент для оценки возможности возбуждения свободной нутации Земли сезонными вариациями движения полюса. В качестве параметра модели использовалось гипотетическое нелинейное трение между слоями Земли, проявляющееся на частотах близких к году и регулирующее сцепление слоёв в зависимости от соотношения векторов сезонного и свободного колебания полюса.

На основе данных IERS о параметрах ориентации Земли в рамках предложенной модели исследовалась связь обнаруженных долгопериодических квазигармонических вариаций в скорости вращения Земли (LOD) и динамики движения полюса.

Введение

Возросшие точности и плотности рядов мониторинга вектора вращения Земли привели к бурным исследованиям в области внутри и около суточных его вариаций. Однако в области низкочастотных вариаций движения полюса и неравномерности вращения Земли так и остались нерешенные вопросы: каков механизм возбуждения свободной нутации Земли (чандлеровской составляющей в движении полюса – ЧДП), какова его зависимость от различных геофизических факторов и, наконец, как «дотянуть» теоретический период свободной нутации упруго-деформируемой Земли (404 суток) до наблюдаемого (435 суток). Предлагается широкий спектр возможных механизмов возбуждения ЧДП вплоть до отрицания его природы как свободных колебаний (Авсюк, 1996):

- возбуждение океаническими течениями (Сидоренков, 1997 – от Эль-Ниньо, Chao, Zhou, 1999 – от Северо-Атлантического течения),
- атмосферное возбуждение с учетом вклада ветра (Brzezinski, Petrov, 1995; Furuya at al., 1996),
- возбуждение ЧДП от совместного влияния океанических течений и атмосферных нагрузок (Celaya at al., 1999).

В работах (Курбасова и др., 2001, 2002) объяснение удлинения периода свободной нутации (ЧДП) и изменения его амплитуды ищется в рамках взаимного влияния колебаний внутри системы Земля-Луна. В этом случае появляется отличие собственных частот тел от их собственных частот в системе связанных осцилляторов, где в случае Земли появляется «необходимый» период в 434 дня¹.

Что касается годового компонента в движении полюса, то его возбуждение атмосферным угловым моментом (ЕААМ) не вызывает сомнений. В последнее время появилось несколько работ, посвящённых влиянию на возбуждение годового компонента водного баланса атмосферы и океана (Jochmann, 1999; Wunsch, 2000). Этот компонент, будучи не строго периодичным и не повторяющимся по амплитуде

¹ Ещё в работе (Dahlen, 1976) упомянутый выше период в 404 дня увеличивается на 1.5 дня за счёт жидкого ядра и на 27.5 дня за счёт океанических приливов, так что несовпадение с наблюдаемым периодом находится в пределах ошибок. Налицо две весьма разные модели, одинаково хорошо совпадающие с наблюдениями, явление довольно частое в геофизике.

год от года, может в свою очередь служить возбуждающим фактором для свободной нутации Земли. На это обратил внимание ещё Джеффрис (1960), указав на *«возможность возбуждения свободной нутации нелинейным откликом на него внутренних слоёв Земли»*. Вар (Wahr, 1984) оценил вклад этого сезонного влияния в 25-30%. В работе (Манк, 1964) рассматривалась возможность возбуждения ЧДП сезонными колебаниями. При этом добротность Земли (Q), как осциллирующей системы, должна быть в три раза больше, чем определённое в то время значение $Q=30$. Современные данные дают оценку $Q \approx 150$ (Brzezinski, Petrov, 1995), однако проблема возбуждения ЧДП и переменность его амплитуды продолжает дискутироваться.

В области неравномерности вращения Земли самые мощные процессы, имеющие квазирегулярный характер с характерным временем порядка десятков лет (так называемые декадные вариации), также не имеют однозначного геофизического объяснения. Дискутируются в основном электромагнитное и конвективное взаимодействие мантии и ядра для их объяснения. Однако помимо довольно мощных приливных вариаций и декадных вариаций во вращении Земли присутствуют квазирегулярные вариации с характерным временем порядка нескольких лет, которые вообще выпадают из поля зрения исследователей.

В данной статье сделана попытка конкретизировать предположение Джеффриса о возможности возбуждения свободной нутации сезонными вариациями движения полюса на основе модели с нелинейным трением между слоями Земли. Кроме того, обнаруженные квазигармонические долгопериодические вариации во вращении Земли также могут быть возбуждаемы взаимодействием внутренних оболочек Земли, нелинейно реагирующих на фазовые соотношения сезонных и чандлеровских колебаний полюса.

Геофизические предпосылки модели

По данным современных геологических, сейсмических и геодинамических исследований можно выделить несколько слоёв, на границе которых возможны взаимодействия с нелинейным трением (Хаин, Ломизе, 1995). Во-первых, это граница коры и мантии, обозначенная резким скачком скорости сейсмических волн и которая, следовательно, разделяет среды с разной плотностью.

Во-вторых, это граница литосферы и астеносферы, пролегающая на разных глубинах под океанами (иногда всего 3-4) км и под континентами (до 350 км). Отличие этих сред в пластичности астеносферы (наличие расплава или хотя бы аморфизации вещества) по сравнению с хрупкой литосферой, представленной многочисленными плитами. В принятой сейчас концепции тектоники литосферных плит предполагается даже наличие взаимного вращения литосферы относительно астеносферы (Smith, Lewis 1998; Shahabpour, Trurnit, 2001), отражением чего является перемещение «горячих точек» по поверхности Земли. При этом литосфера как бы отстаёт во вращении от астеносферы, то есть смещается к западу. Существование движения среднего полюса косвенно также подтверждает возможность относительного движения литосферы и астеносферы.

Ещё две границы расположены между верхней мантией, переходной зоной и нижней мантией. Они разделяют вещество мантии, находящееся в разном фазовом состоянии. Судя по данным сейсмической томографии, в каждом из этих слоёв можно предполагать наличие собственных конвективных ячеек, которые соприкасаются на границах раздела и, следовательно, имеют противоположное вращение.

Граница мантии и жидкого ядра также может давать вклад в передачу момента за счёт сложной топографии этой границы и нелинейного трения на границе с нижней

мантией. Кроме того, в этой зоне возможны периодические возмущения давления со стороны жидкого ядра на нижнюю мантию, что в прямую приводит к нелинейности в передаче момента между ними (Гохберг и др., 1995).

В геофизической литературе обсуждается также существование свёрхвращения внутреннего ядра относительно внешнего жидкого ядра (по сейсмическим данным до 5 град/год). Таким образом, в недрах Земли более чем достаточно взаимноподвижных оболочек, на границах которых могут возникать нелинейные механизмы передачи момента.

Рассмотрим на модели один из возможных нелинейных механизмов трения, не конкретизируя, между какими именно слоями Земли он может возникать. Суть рассмотренного ниже численного эксперимента в оценке возможности возбуждения свободной нутации Земли почти годовыми вариациями движения полюса. При этом не использовались конкретные характеристики слоёв Земли. В качестве параметра модели использовалось гипотетическое нелинейное трение между слоями, проявляющееся на близких к году частотах. Этот параметр S (selectivity) задаёт степень нелинейности («избирательности») передачи возбуждающего момента и вводится как переменная добавка к функции возбуждения $\Psi + d\Psi$. Его роль в модели состоит в регулировании сцепления слоёв Земли в зависимости от состояния вещества в зоне их контакта.

Более детальное рассмотрение этого механизма основано на предположении существования в переходных слоях между оболочками Земли вещества, находящегося в аморфном состоянии. Могут существовать две «конкурирующие» ситуации, определяемые агрегатным состоянием вещества (которое зависит в первую очередь от температуры). В случае с низкой температурой при малых относительных скоростях может проявляться межмолекулярное сцепление («трение покоя»), намного большее, чем кинематическое трение, соответствующее более высоким скоростям смещения. С ростом температуры «трение покоя» уменьшается, и начинает доминировать вязкое трение тем большее, чем больше относительные скорости слоёв. В случае встречного движения с увеличением скорости в вязкой среде будет возрастать и трение, что увеличит возбуждающий момент. При попутном же движении трение ослабнет и передаваемый от коры момент уменьшится. Таким образом параметр S является функцией температуры – он положителен при сравнительно низкой и отрицателен при более высокой.

Предполагаемая асимметрия передачи импульса от внешних оболочек Земли к внутренним обеспечивает «подкачку» энергии двумерного маятника Земли с собственной частотой ω_c (ЧДП) при $S > 0$ и наоборот, оказывает тормозящее воздействие при $S < 0$. Флуктуации температуры, оказывающие влияние на параметр S , вызываются переменными потоками эндогенного тепла.

Надо заметить, что в первую очередь этот нелинейный механизм может функционировать в переходном слое между литосферой и астеносферой, где по некоторым оценкам существует западный дрейф литосферы по астеносфере со скоростью до 20 см/год на экваторе и исчезающий в районе полюсов. Помимо этого, большая вязкость этого слоя под континентами, чем под океанами (в 6-8 раз), делает ещё более неоднородным поле скоростей, что с неизбежностью приводит к возникновению ситуаций сброса накопленной потенциальной энергии. Таким образом, параметр S может в течение очень непродолжительного времени сменить знак.

Если рассмотренный механизм возбуждения собственных колебаний Земли действительно существует, то в поведении ЧДП должны наблюдаться особенности, связанные со сравнительно резкими торможениями и раскачкой. К сожалению, длина

рядов наблюдений ПВЗ недостаточна для достоверного подтверждения этого. Тем не менее, особенности ЧДП в 1860 и 1930 гг. могут быть интерпретированы с этой точки зрения.

Для проведения моделирования необходимо иметь представление о реальных взаимных движениях полюса - годового и чандлеровского. На верхнем **рис. 1** представлена картина их взаимных движений в течение XX века (**an-ch**). Эти компоненты были выделены из ряда EOP(IERS)C01 (<http://hpiers.obspm.fr/>) с помощью сингулярного спектрального анализа SSA (<http://vega.math.spbu.ru/>) в работе (Воротков и др, 2002). Видно, что скорость взаимных движений в течение года синусоидально меняется, а в течение квазিশестилетнего периода амплитуда этого движения меняется от нескольких метров до десятков метров в год, как в 50-х годах XX столетия.

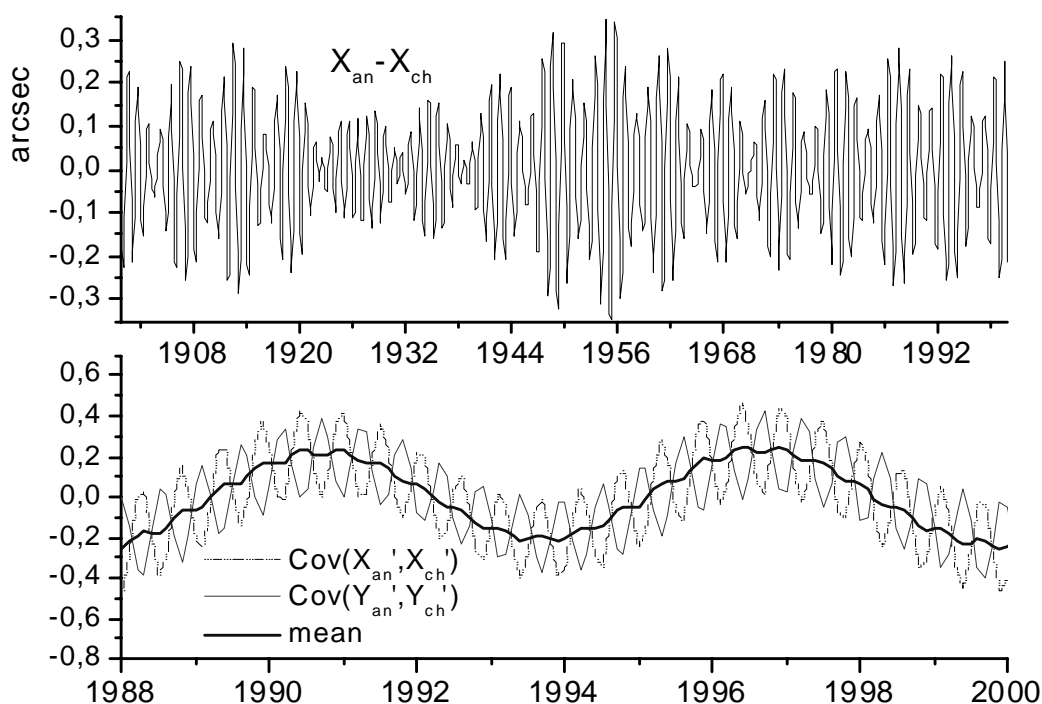


Рис.1.

Моделирование возбуждения чандлеровского движения полюса

Целью моделирования является получение оценки параметра нелинейности S , обеспечивающей возможность возбуждения свободного колебания системы (с периодом 1.2 года) до амплитуды, превосходящей амплитуду возбуждающих колебаний (с периодом 1 год) в два раза ($K_{ac}=A_{ch}/A_{an}=2$), и исследование изменений амплитуды на частоте свободных колебаний в зависимости от S .

При моделировании возбуждения свободной нутации Земли затруднительно строго обосновать использование параметров упругости и вязкости для различных слоёв Земли ввиду их неизвестной зависимости от длительности и силы напряжения, их конечное сопротивление и т.д. Современные значения вязкости для различных слоёв мантии, например, оцениваются в пределах от 10^{20} до 10^{23} пуаз, а вообще экспериментальный разброс коэффициента вязкости составляет 12 порядков (Гохберг и др., 1995). В этом смысле результаты моделирования «не следует принимать слишком всерьёз» (Манк, 1964). Однако использование диссипативной функции $Q^{-1}=(1/2\pi)dE/E$, определяющей относительное рассеяние энергии осциллирующей

системой за цикл, значительно облегчает моделирование. При этом не происходит потеря значимости получаемых результатов ввиду того, что Q (добротность) может быть выражена через соответствующие параметры системы (жесткость, вязкость и плотность). Экспериментальные оценки добротности для всей Земли в целом на частоте ЧДП варьируются в пределах $35 < Q < 400$ (Anderson et al., 1978), при этом в верхней мантии $Q \approx 110$, в нижней мантии $Q \approx 400$.

Пусть вектор вращения Земли $\omega = \omega_0 + \delta\omega$, где $\omega_0 = [0, 0, \Omega]$, а $\delta\omega = [m_1, m_2, m_3]$. Здесь $m_i(t)$ - компоненты мгновенной оси вращения Земли (ПОЗ), а Ω - постоянная угловая скорость вращения Земли. Тогда уравнения, описывающие движения мгновенного полюса Земли под действием безразмерной возбуждающей функции $\Psi[\psi_1, \psi_2, \psi_3]$, имеют вид (Манк, 1964):

$$\begin{aligned} (1/\omega_c) dm_1/dt + m_2 &= \Psi_2 \\ (1/\omega_c) dm_2/dt - m_1 &= -\Psi_1 \end{aligned}$$

В численном эксперименте на основе приведённых уравнений с шагом интегрирования 200 точек на год исследовалась возможность возбуждения годичными вариациями движения оси вращения свободной нутации эллипсоида вращения с добротностью системы $30 < Q < 150$ и периодом собственных колебаний $1/\omega_c = 1.2$ года. Амплитуда сезонных колебаний полюса составляет около половины амплитуды ЧДП, поэтому в качестве возбуждающих функций использовались годичные осцилляции, нормированные в наблюдаемой пропорции к амплитуде ЧДП ($K_{ac}=2$).

Как следует из предыдущего раздела, общий вид возбуждающей функции в модели $\Psi + d\Psi = (1 + S * Cov)\Psi$, где функция $Cov = an' * ch'$, а an' , ch' - производные по времени от an и ch . На нижнем **рис. 1** для примера показан вид функции Cov для каждой из координат и её трендовая составляющая.

В последующих рисунках представлены результаты моделирования при некоторых значениях параметров S , Q и возбуждающей функции Ψ . Для каждого модельного ряда вычислен амплитудный спектр. На рисунках приведены результаты после выхода системы на стационарный режим колебаний и только по одной координате. При $S=0$ модель сводится к обычной упруго-вязкой модели. На **рис. 2** для двух значений Q (50 и 120) и $S=0$ приведены результаты отклика модели на возбуждение нормированной, но реальной годичной составляющей $\Psi = an$. Видно, что при $S=0$ система слабо зависит от добротности Q . Амплитудный спектр показывает незначительное увеличение амплитуды собственных колебаний системы для большего Q по сравнению с возбуждающим колебанием. При использовании в качестве возбуждающей функции $\Psi = \sin(2\pi t)$ при тех же Q и $S=0$ собственных колебаний системы не возникает вообще.

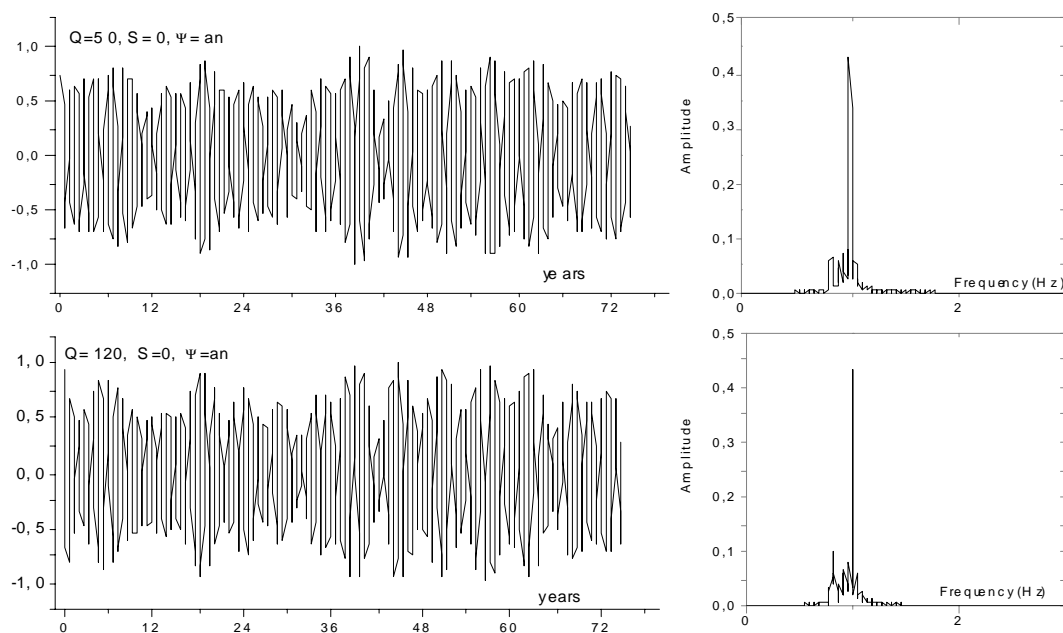


Рис.2.

Величина S определяет диапазон изменений параметра системы, отвечающего за передачу воздействия (в дальнейших примерах $-0.2 < S < 0.2$). Положительные значения параметра S «раскачивают» систему, отрицательные – тормозят. На **рис. 3** при использовании $\Psi = \sin(2\pi t)$ и $S=0.2$ ($Q=50$) получается такое же хорошее (и даже избыточное $K_{ac} > 2$) возбуждение собственной моды, как и при $S=0.1$ ($Q=120$). Однако флуктуации амплитуды ЧДП, сопоставимые с реальными, не наблюдаются.

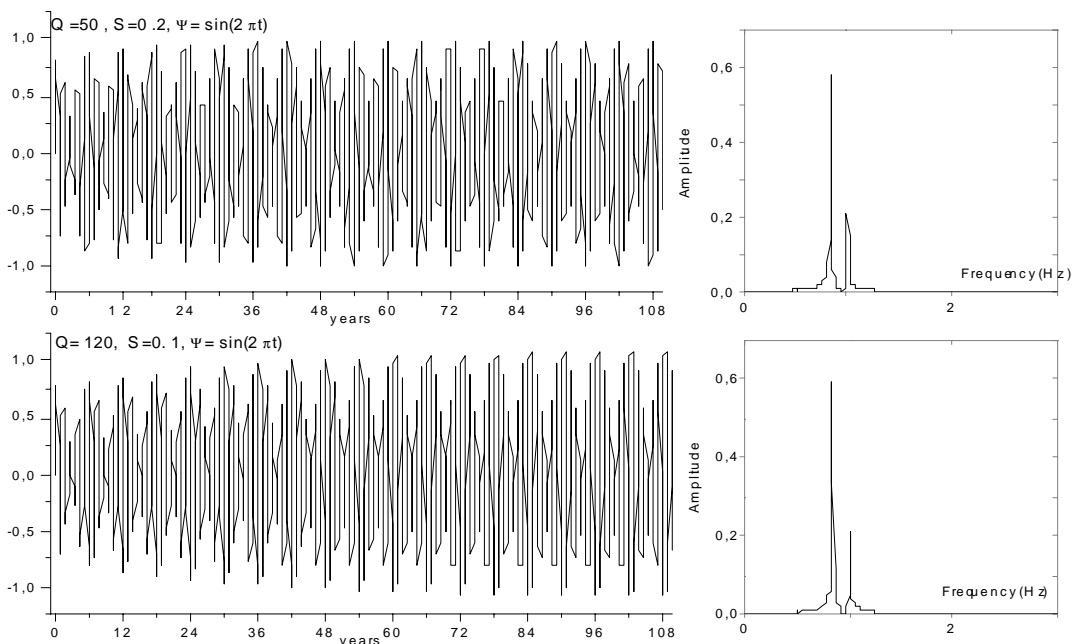


Рис. 3.

На **рис. 4** показана реакция модели на ступенчатое поведение S ($Q=120$). Видно, что близкая к реальному поведению динамика амплитуды свободного колебания, а

также соотношение амплитуд возбуждающего и свободного колебаний может быть достигнуто изменением только параметра S . Оказалось также, что при одинаковых модулях S торможение эффективнее возбуждения. Выбор оптимального поведения параметра S с точки зрения подобия модельного и реального рядов должен осуществляться, исходя из независимых геодинамических, геофизических или иных данных. Один из возможных кандидатов на такой управляющий параметр рассмотрен в следующем разделе.

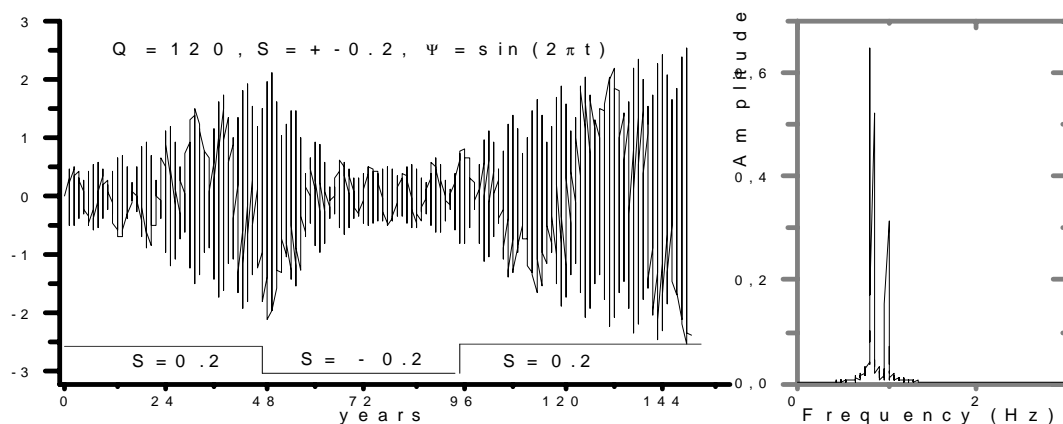


Рис.4.

Долгопериодические вариации скорости вращения Земли

В работе (Горшков, Щербакова, 2002) в рядах EOP(IERS)C04 (1962-2001 гг.) были обнаружены и исследованы методом SSA долгопериодические (квазিশестилетние) вариации скорости вращения Земли (LOD). Эти вариации заметно коррелируют с фазовыми соотношениями годового и чандлеровского движения полюса, которые рассматривались выше как модель возбуждающая ЧДП. Оказалось, что в периоды их синфазности (когда трендовая составляющая Sov положительна) практически без фазовых несоответствий наблюдается также и рост продолжительности суток. В противофазном их движении – вращение Земли ускоряется. Это находится в хорошем соответствии с рассмотренной выше моделью в случае $S > 0$, т.е. при «попутном» движении (синфазность) внутреннее трение ослабевает, сцепление слоёв уменьшается и кора, на которой расположены все станции мониторинга ПОЗ, замедляет своё вращение. При противофазном движении – наоборот.

Для проверки этого факта, насколько нам известно, ещё никем не исследованного, желательно сопоставить с имеющимися рядами координат полюса EOP(IERS)C01 (1846-2001) более продолжительные ряды вариаций продолжительности суток LOD. Помимо данных IERS существует ряд LOD с 1623 по 1995 годы (Stephenson, Morrison, 1984) и ряд LOD с 1832 по 1997 годы (Gross, <http://hpiers.obspm.fr/>), основанные до 1949 года на наблюдениях покрытия звёзд Луной. Точность и плотность (одно значение в год) этих рядов существенно ниже данных служб движения полюса и вращения Земли, функционировавших в XX веке, но долгопериодические вариации можно попытаться выявить. Оба ряда в пределах ошибок совпадают, однако лишь с момента создания атомной шкалы времени (1956 год) уровень ошибок в них стал меньше 0.1 мсек.

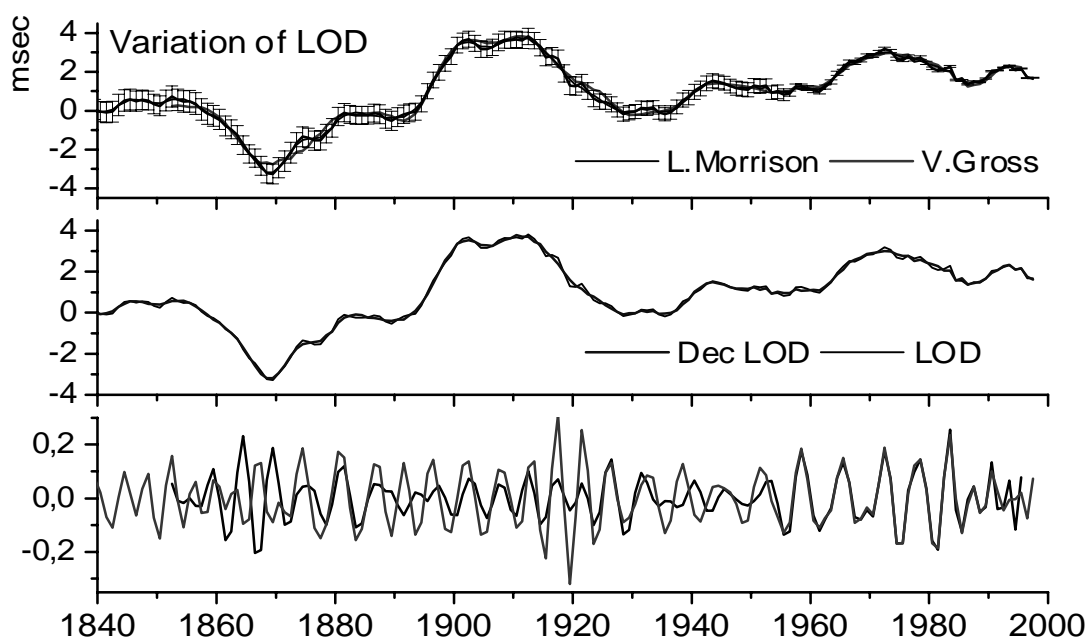


Рис.5.

На верхнем **рис. 5** приведены исходные ряды LOD с ошибками. На среднем рисунке методом SSA с использованием 24-летнего лага по первым 6 главным компонентам (99,3% мощности ряда) выделены так называемые декадные вариации, обычно объясняемые взаимодействием ядра и мантии. На нижнем рисунке – остаток, в котором отчётливо видны долгопериодические вариации, совпадающие после 1960 года с обнаруженными в EOP(IERS)C04.

Заметно, что после 1986 года, когда классическая астрооптическая подсистема (АО) определения ПОЗ перестала учитываться в решении, характер кривой сильно изменился и приобрёл вид случайного процесса. При анализе более подробных и точных данных LOD из решения EOP(IERS)C04 видно (Горшков, Щербакова, 2002), что вариации сохранились, но их амплитуда резко уменьшилась. Это может быть обусловлено:

- случайным совпадением - в 1860 году наблюдалась подобное же «затухание»;
- переходом на «космические» средства определения ПОЗ, т.е. относительно центра масс Земли, а не относительно отвесных линий как в АО ПОЗ. Но тогда следует признать, что какие-то редукции, например некоторые нутационные члены, не вводились раньше или не принимаются в расчёт сейчас, то есть ряд не однороден;
- какими-то ошибками наблюдений АО ПОЗ или способом обработки данных.

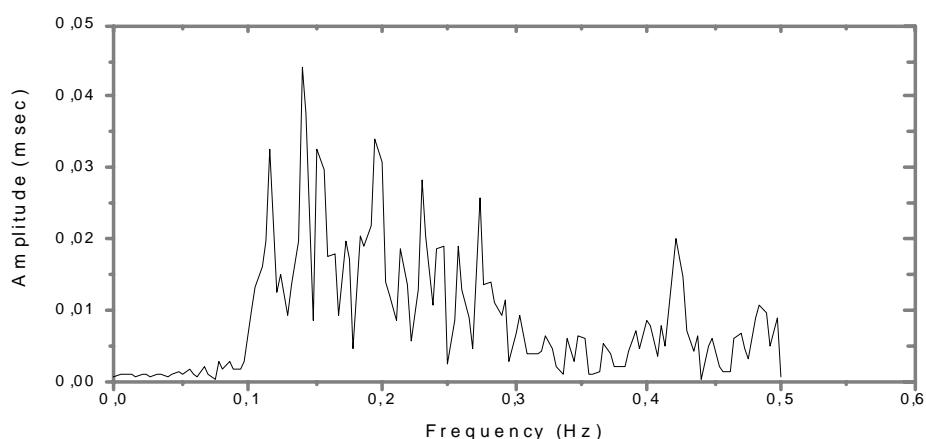


Рис.6.

На **рис.6** приведён амплитудный спектр данных из нижнего графика **рис.5**. Видно, что вся периодика процесса сосредоточена в интервале от 5.1 до 8.5 года с максимумом на 7.1 года и отдельно стоящим пиком на 2.4 года.

Для сопоставления с LOD использовались данные EOP(IERS)C01 о движении полюса (X, Y), свёрнутые в виде редуций $red = (X\sin\lambda + Y\cos\lambda)tg\varphi/15$ для координат Пул-кова. Для обозначения фазовых соотношений годового и чандлеровского движения полюса использовалась та же функция **Cov**, нанесённая после масштабирования и сглаживания на **рис. 7** пунктирной линией. При синфазном движении компонент функция **Cov** положительна, в случае противофазного их движения – отрицательна. Использование вместо редуций годового и чандлеровского компонента координат движения полюса, не меняет характер низкочастотной (более года) составляющей **Cov**.

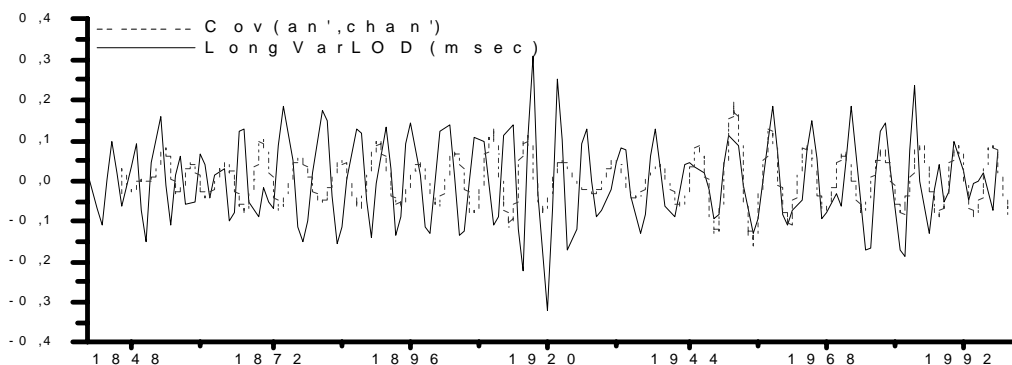


Рис. 7.

Видно, что основной характер исследуемых вариаций LOD сохранялся и в прошлом, но имели место значительные колебания амплитуды этих вариаций и неоднократный сбой фазы. Из сравнения кривых LOD и COV видно, что вывод, сделанный на основании лишь современных данных из решения EOP(IERS)C04 (Горшков, Щербакова, 2002) о синфазности вариаций LOD с фазовыми соотношениями годового и чандлеровского движения полюса, не распространяется на весь исследуемый интервал.

В частности, большую часть XIX века процесс долгопериодических колебаний LOD был в противофазе с функцией Cov. Однако во время известного затухания и сбоя фазы ЧДП в конце 20-х годов прошлого столетия произошла синхронизация этих процессов.

Любопытно, что этому предшествовало в начале 20-х годов резкое увеличение амплитуды долгопериодических колебаний LOD и их учащение до 5 летнего периода пульсаций, а затем и затухание аналогичное затуханию ЧДП. Можно предположить, что именно в этот период происходил процесс смены механизма трения, т.е. параметр S в нашей модели сменил знак. Однако точность данных в период XIX начала XX века не позволяет делать уверенные выводы. Можно говорить только о наличии исследуемых колебаний LOD и наличии обоих колебаний полюса, в некоторых интервалах эти данные интерполированы, а местами просто отсутствуют.

Выводы

1. Использование модели с нелинейным трением на границах раздела сред внутри Земли показало, что годовой компонент может являться возбуждающим свободную нутацию фактором. Более того, можно объяснить и многие особенности в поведении амплитуды ЧДП.
2. Обнаруженные квазигармонические долгопериодические вариации во вращения Земли могут быть возбуждаемы взаимодействием внутренних оболочек Земли, нелинейно реагирующих на фазовые соотношения сезонных и чандлеровских колебаний полюса. Однако уровень ошибок в прошлом ограничивает возможность утверждать это уверенно.
3. Обнаруженные вариации LOD имеют характерные особенности (затухание, потеря фазы) в целом совпадающие во времени с аналогичными особенностями в динамике движения полюса, что косвенно свидетельствует о взаимосвязи этих процессов или о наличии общей причины их модуляции.
4. Обнаруженные вариации LOD практически исчезают после перехода на «космические» средства определения ПОЗ (1986 г.). Это может свидетельствовать о том, что какие-то редукции не вводились раньше или не принимаются в расчёт сейчас, т.е. ряды IERS не однородны.

ЛИТЕРАТУРА:

- Авсюк Ю.Н.**, 1996, *Приливные силы и природные процессы*, М., ОИФЗ РАН.
- Воротков М.В., Горшков В.Л., Миллер Н.О., Прудникова Е.Я.**, 2002, *Исследование основных составляющих движения полюса земли*, наст. сборник.
- Горшков В.Л., Щербакова Н.В.**, 2002, *Изменение долготы Пулковы и долгопериодические вариации скорости вращения земли*, наст. сборник.
- Гохберг М.Б., Барсуков О.М., Моисеев С.С., Некрасов А.К.**, 1995, *О механизме модуляции количества сильных землетрясений и частоты вращения Земли*, ДАН, т.341, № 6, с.813-815.
- Джеффрис Г.**, 1960, *Земля, её происхождение, история и строение*, ИЛ, 485 с.
- Курбасова Г.С., Рыхлова Л.В.**, 2001, АЖ, *Свободные колебания полюса Земли в системе Земля-Луна*, т. 78, №11, с. 1049 – 1056.
- Курбасова Г.С., Рыхлова Л.В., Рыбалова М.Н.**, 2002, АЖ, *Особенности изменения амплитуды чандлеровского колебания Земли*, т. 79, №6, с. 570-576.
- Манк У., Макдональд Г.**, 1964, *Вращение Земли*, Мир, М., 385 с.
- Сидоренков Н.С.**, 1997, *Влияние Южного колебания Эль-Ниньо на возбуждение чандлеровского движения полюса*, АЖ, т. 74, в. 5, с. 792 –795.
- Хаин В.Е., Ломизе М.Г.**, 1995, *Геотектоника с основами геодинамики*, МГУ, 495 с.
- Anderson Don L., Minster J. B.**, 1979, *The frequency dependence of Q in the Earth and implications for mantle rheology and Chandler wobble*, Geophys. J. R. astr. Soc., 58, 431-440.

- Brzezinski A., Petrov S.**, 1995, *An analysis of the new long polar motion series: estimation of the Chandler wobble parameters*, XXI IUGG General Assembly, Boulder.
- Celaya M.A., Wahr J.M., Bryan F.O.**, 1999, *Climate-driven polar motion*, J. Geophys. Res., 104, № B6, 12, 813-12, 829.
- Chao B., Zhou Y.**, 1999, *Meteorological excitation of interannual polar motion by the North Atlantic Oscillation*, J. of Geodynamics, 27, 61-73.
- Dahlen F.A.**, 1976, *The passive influence of the oceans upon the rotation of the Earth*, Geophys. J. R. astr. Soc., 46, 363-406.
- Furuya M., Hamano J., Naito I.**, 1996, *Quasi-periodic wind signal as a possible excitation of Chandler wobble*, J. Geophys. Res., 101, № B11, 25, 537-25, 546.
- Jochmann H.**, 1999, *The influence of continental water storage on the annual wobble of polar motion, estimated by inverse solution*, J. Geodynamics, 27, 147-160.
- Shahabpour J., Trurnit P.**, *Effect of the relative lithosphere-asthenosphere motion on the global tectonic features*, 2001, J. of Geodynamics, 31, 105-118.
- Smith A., Lewis C.**, 1998, *Differential rotation of lithosphere and mantle and the driving forces of plate tectonics*, J. Geodynamics, 28, 97-116.
- Stephenson, F.R. & Morrison, L.V.**, 1984, *Long term changes in the rotation of the Earth*, Phil. Trans. Roy. Soc. London A313, p.47. см. также Annual Report IERS, 1985.
- Wahr J.M.**, *The effects of the atmosphere and oceans on the Earth's wobble*, 1982, *I. Theory*, Geophys. J. R. astr. Soc. 70, 349-370.
1983, *II. Results*, , Geophys. J. R. astr. Soc. 74, 451-488.
- Wunsch J.**, 2000, *Oceanic influence on the annual polar motion*, J. Geodynamics, 30, 389-399.

DYNAMICS OF POLAR MOTION AND LONGPERIODIC EARTH ROTATION VARIATIONS

V. Gorshkov, M. Vorotkov

SUMMARY

The numerical experiment for estimation of the Earth free nutation excitation by seasonal variations of the polar motion was made. Hypothetic nonlinear friction between the Earth's interior layers was used as model parameter. This parameter regulates the dependence of the layers coupling from the vector correlation of seasonal and free oscillations of the polar motion.

Interaction of the long variations of the Earth rotation and polar motion dynamics were researched by proposed model on the base of the Earth orientation data from IERS.

О СОЗДАНИИ НОВОГО GPS ПУНКТА В ПУЛКОВСКОЙ ОБСЕРВАТОРИИ

Горшков В.Л.,¹ Воротков М.В.,¹ Вытнов В.А.,¹ Кауфман М.Б.²

1 – ГАО РАН, СПб, Пулково

2 – ИМВП ГП «ВНИИФТРИ», Моск. Обл., Менделеево

Приведены первые результаты измерений координат нового пункта астрономо-геодезической сети Пулковской обсерватории с помощью GPS приёмника Trimble-4000SSE, предоставленного обсерватории компанией «Навгеоком» (<http://www.agp.ru>).

В Пулковской обсерватории (ГАО РАН) практически с момента её создания проводятся определения координат фундаментальных пунктов с помощью классических астрометрических инструментов – зенитных труб и пассажных инструментов. С 1993 года определения координат проводятся также с помощью GPS-приёмников в рамках различных, в том числе международных (Уровень Балтийского моря - BSL, движение Русской платформы - RUSEG) геодинамических исследовательских программ. История подготовительных работ по созданию GPS пункта (марки GPS1 и GPS2) и ряд исследований на нём отражены в работе [1]. Результаты последней кампании BSL-97 отражены в сборнике [2]. Все наблюдения на этом пункте, носившие характер эпизодических кампаний, проводились с приёмниками организаций, в кооперации с которыми эти работы выполнялись.

Высокая стоимость GPS приёмников высшего класса не позволяет ГАО РАН, как бюджетной организации, приобрести их для целей создания опорного пункта астрономо-геодезической сети нового поколения, в которой старые классические инструменты уже не используются. Предложения Финского Геодезического Института по установке на территории ГАО их приёмника для долговременной совместной эксплуатации натолкнулись на формальные трудности по ввозу геодезической аппаратуры на территорию России. Тем ценнее оказалось предложение компании «АГП Навгеоком» по безвозмездной установке фазового двухчастотного GPS-приёмника Trimble-4000SSE с двухчастотной антенной (Permanent Microcentered L1/L2) для совместной его эксплуатации в Пулковской обсерватории на опорном GPS-пункте.

Одним из условий компании «АГП Навгеоком» по функционированию опорного GPS-пункта является доступность данных его наблюдений через Интернет. Это условие является общим и для опорных пунктов международной службы GPS (IGS). Поскольку пункт, созданный в 1993 году, расположен слишком далеко (более 300 метров) от сосредоточенной в основном корпусе обсерватории аппаратуры выхода в Интернет, и не предназначен для непрерывных наблюдений ввиду его охранной незащищённости, была заложена новая марка на кирпичной кладке главного корпуса ГАО. Расположение марки в сети ГАО показано на **рис 1** [1]. Выбранная точка имеет полностью открытый горизонт при используемой маске по высоте более 5 градусов и расположена менее чем в 20 метрах от ближайшего интернет-компьютера. Организованное бесперебойное питание обеспечивает поддержание почти шестичасовой работы приёмника в случае отключения энергоснабжения.

Кроме высокоточных координатных определений, приёмник обеспечивает возможность проводить ежесекундные сличения высокоточных стандартов времени и частоты (если таковые имеются в пункте наблюдения) с Государственным эталоном

времени и частоты и с международной атомной шкалой TAI с точностью около 40 нс. Поскольку



Рис.1.

в ГАО в рамках государственной службы времени и частоты (ГСВЧ) работают несколько стандартов такого рода, то для использования этой возможности установленный приёмник был связан калиброванной линией с аппаратурой сличения атомных стандартов. Назначение этой линии – передача формируемых приемником импульсов PPS (импульс в секунду) для сличения их с опорной шкалой времени. В дальнейшем предполагается подача в приемник частоты 5 МГц от стандартов для использования ее взамен частоты внутреннего кварцевого генератора приемника, что позволит повысить точность сличения до единиц наносекунд.

С апреля 2002 года приёмник функционирует в режиме непрерывных наблюдений. Частота съёма координатно-временной информации 5 секунд. Каждая двухчасовая серия в формате RINEX архивируется и интерактивно доступна пока только в локальной компьютерной сети ГАО РАН. В дальнейшем, после решения ряда сетевых проблем, данные будут доступны через Интернет на сайте (<http://www.agr.ru>) компании «АГП Навгеоком». За истекший период постоянно регистрируется одновременно не менее 7 спутников, ёмкость суточного архива данных составляет 4-5 Мбайт.

Первые сеансы сличения стандартов посредством PPS дали штатную величину ошибки сличения в 40-50 наносекунд. После решения проблемы автоматического ввода этой информации в компьютер, можно будет повысить точность сличения за счёт статистической обработки и фильтрации данных.

Первые наблюдательные данные были обработаны с помощью пакета BERNESSE 4.0 в ИМВП ГП «ВНИИФТРИ» с целью проверки работоспособности аппаратуры, оценки точности измерений, а также определения координат нового пункта при помощи фазовых измерений. Полученные из отдельных сеансов измерений файлы RINEX были объединены в суточные интервалы (0:00 UT - 24:00 UT). В качестве исходных пунктов для определений координат были взяты MDVO (Менделеево) и ZWEN (Звенигород) из Московской области. Эти пункты входят в международную сеть геодинимической службы IGS, их координаты и скорости вековых смещений определены в системе

ITRF2000 на эпоху 1997.0. На пункте MDVO работает GPS-приемник Trimble 4000SSE, на пункте ZWEN – Turbo Rogue. Для вычислений были использованы суточные файлы наблюдений на этих пунктах на те же даты, что и на пункте Пулково (PULK).

В соответствии с методикой обработки GPS-измерений по программе BERNESE сначала были получены предварительные координаты пункта и поправки часов приемника с использованием кодовых измерений. Затем выполнен анализ фазовых измерений с целью идентификации моментов пропусков целого числа циклов, внесения коррекций и разрешения фазовых неоднозначностей. На заключительном этапе вычислены разности координат MDVO–PULK и ZWEN–PULK и по ним – сами координаты PULK. На всех этапах обработки использовались “точные” координаты спутников и поправок их бортовых часов, вычисленные службой IGS.

В **табл. 1** приведены координаты пункта PULK, вычисленные по разностям фазовых измерений с исходными пунктами MDVO и ZWEN. На **рис. 2** показано рассеяние вычисленных значений координат в плане (*N* – направление на север, *E* – на восток) и по высоте *H*: крестиками обозначены значения, вычисленные от исходного пункта MDVO, кружочками – от ZWEN. Просматривается небольшое систематическое расхождение между координатами, полученными от MDVO и ZWEN, что объясняется, по-види-мому, ошибками координат этих станций.

Табл. 1

Дата 2002	Время (UT)		PULK от MDVO	PULK от ZWEN	Разности	Средние
	нач.	кон.				
Апр. 22	13:44	23:59	2778606.997	2778607.016	-0.019	2778607.006
			1625494.550	1625494.600	-0.050	1625494.575
			5487810.959	5487810.995	-0.036	5487810.977
23	0:00	11:22	06.991	07.006	-0.015	06.998
			94.587	94.598	-0.011	94.592
			10.934	10.996	-0.062	10.965
Май 13	11:05	22:00	07.001	07.005	-0.004	07.003
			94.578	94.602	-0.024	94.590
			10.957	11.004	-0.047	10.980
14	0:00	22:00	06.998	07.011	-0.013	07.004
			94.580	94.602	-0.022	94.591
			10.964	11.009	-0.045	10.986
15	0:00	22:00	06.993	07.011	-0.018	07.002
			94.583	94.599	-0.016	94.591
			10.956	11.002	-0.046	10.979
16	0:00	20:00	06.997	07.015	-0.018	07.006
			94.582	94.606	-0.024	94.594
			10.964	11.014	-0.050	10.989
18	16:03	18:00	07.070	07.025	0.045	07.047
			94.640	94.608	0.032	94.624
			10.997	11.004	-0.007	11.000

Ниже приведены средние значения прямоугольных координат, их ошибки, а также геодезические координаты нового пункта:

$$X = 2778607.0034 \pm 0.0013 \text{ (м)}$$

$$Y = 1625494.5889 \pm 0.0031$$

$$Z = 5487810.9795 \pm 0.0038$$

$$\varphi = 59\ 46\ 18.616\ \text{N}$$

$$\lambda = 30\ 19\ 40.009\ \text{E}$$

$$H = 101.17\ \text{m}$$

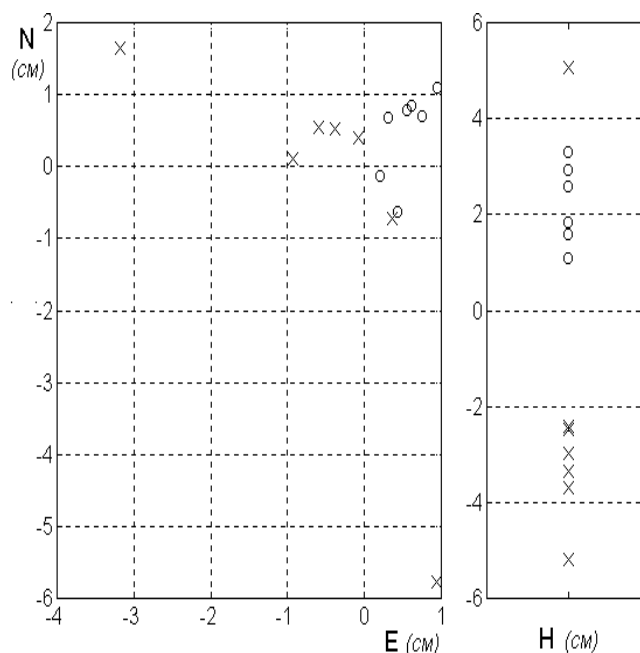


Рис.2.

Авторы выражают глубокую благодарность компании «АГП Навгеоком» за содействие научным исследованиям. Особенно авторы благодарны сотрудникам компании Олегу Помогаеву, Александру Фролову и Алексею Адамовичу за доброжелательную помощь и консультации во время пуско-наладочных работ при установке приёмника и программного обеспечения. Авторы благодарны сотрудникам лаборатории А.А. Попову и О.О. Золотову за участие в изготовлении и установке конструкции для GPS антенны.

ЛИТЕРАТУРА

1. Верещагин С.Г., Капцюг В.Б., Наумов В.А., Попов А.А., Юськевич А.В., 1998, Координатно-временная основа для развития фундаментальных астрономо-геодезических работ в Пулковской обсерватории., Изв. ГАО № 213, с.301-313.
2. Final results of the BALTIC SEE LEVEL 1997 GPS campaign, 1999, Reports of the Finnish Geodetic Institute, 99:4, Eds. M. Poutanen & Ju. Kakkuri.

ON CREATION OF THE NEW PULKOVO GPS STATION

V. Gorshkov¹, M. Vorotkov¹, V. Vitnov¹, M. Kaufman²

1 – GAO RAS, SPb, Pulkovo.

2 – IMVP «VNIIFTRI», Moscow, Mendeleevo.

SUMMARY

The first results of GPS coordinate measuring on the new point of Pulkovo geodetic net are given. The Trimble-4000SSE receiver with Permanent Microcentered L1/L2 antenna placed at observatory disposal by AGP NavGeoCompany (<http://www.agp.ru>) are used for that.

ИЗМЕНЕНИЕ ДОЛГОТЫ ПУЛКОВА И ДОЛГОПЕРИОДИЧЕСКИЕ ВАРИАЦИИ СКОРОСТИ ВРАЩЕНИЯ ЗЕМЛИ

Горшков В.Л., Щербакова Н.В.

На материале Пулковской базы данных классических определений параметров ориентации Земли (ПБД ПОЗ) [1] и данных международной службы вращения Земли (IERS) [3] исследованы изменения долгот обсерваторий, входящих в состав ПБД ПОЗ, и нерегулярные квазишестилетние вариации во вращении Земли. Изменение долготы Пулкова за период 1960-2000 гг. составило $d\lambda/dt = 0.51 \pm 0.19$ мсек/год. В качестве основного метода исследований применялся сингулярный спектральный анализ [4].

Исследование основано на наблюдениях всемирного времени (UT0-UTC) с помощью фотоэлектрических пассажных инструментов (ФПИ) Пулковской обсерватории (PUF, PUG, PUN) и других пунктов, имеющих в Пулковской базе данных исходных наблюдений на ФПИ [1].

$$UT0_i - UTC = (\alpha - \lambda - S_0)(1 - v) - (T - \lambda)$$

Здесь α - прямое восхождение наблюдаемой звезды (без нутации в прямом восхождении), S_0 - звёздное время в гринвичскую полночь, T - показания местных часов в момент регистрации, приведённые к атомной шкале времени и исправленные за все инструментальные редукции.

Наиболее существенные характеристики рядов наблюдений приведены в **табл. 1**.

Табл. 1. Характеристики рядов наблюдений Пулковских ФПИ

	PUF	PUG	PUN
Продолжительность и ср. эпоха наблюдений	1959.69-1971.38 1966.63	1971.24-1985.34 1977.78	1971.78-2001.0 1986.94
Пропуски наблюдений	-	в 1983	в 1983 и в 1985
Количество вечеров	1075	1520	2787
Ср. кв. ош. ед. веса (мсек)	± 18.5	± 19.4	± 21.2
Поправка долготы (мсек)	- 3.4	5.0	- 5.4
Тренд долготы (мсек/год)	0.45	1.11	0.49

Все наблюдения были переработаны в системе каталога HiC с применением современного стандарта редуций [2] и численной эфемериды DE200/LE200. Для анализа трендов и долгопериодических вариаций в этих рядах наблюдений были вычислены уклонения всемирного времени (RT_i) от сводных данных параметров ориентации Земли (ПОЗ). Для этого использовались комбинированные по различным средствам определения ПОЗ данные EOP(IERS)C04 [3]. При этом в ПОЗ учитывались внутрисуточные приливные поправки согласно модели Рэя [2] и поправки за нутационные углы, так что:

$$RT_i = (UT0_i - UTC) - (UT1 - UTC) - (X \sin \lambda + Y \cos \lambda) \operatorname{tg} \varphi / 15 - d\psi \operatorname{cose} \varepsilon,$$

где $UT1-UTC$, X , Y , $d\psi$ - ПОЗ, λ и φ - координаты инструментов, ε - наклон эклиптики к экватору.

На **рис. 1** приведены нормальные точки, вычисленные на каждые 0,05 года для рядов RT_{PUF} , RT_{PUG} , RT_{PUH} , а также их линейная (LinFit) и полученная методом сингулярного спектрального анализа (SSAFit) аппроксимации. (Использовалась программная реализация SSA «Гусеница» [4], позволяющая в интерактивном режиме восстанавливать ряд по значимым главным компонентам). Для LinFit приведена также скорость тренда, которую можно интерпретировать как скорость изменения долготы инструмента. Средневзвешенная скорость изменения долготы Пулкова (к востоку) по имеющимся рядам составляет $d\lambda/dt = 0.51 \pm 0.19$ мсек/год (в линейной мере $d\lambda/dt = 11.8 \pm 4.4$ см/год). Принятая модель движения литосферных плит NNR-NUVEL1A [2], основанная на современных средствах определения ПОЗ, для евроазиатской плиты даёт $d\lambda/dt = 0.1$ мсек/год (2-2,5 см/год). При том уровне ошибок искомой величины, который характерен для астрооптических наблюдений (имеется в виду определение, выполненные на классических инструментах, в дальнейшем АО ПОЗ), сходимость с современными определениями следует признать удовлетворительной. Ничтожно малую часть избытка можно объяснить постгляциологическим поднятием Фенноскандии, на восточных границах которого должны наблюдаться вековые изменения уклонения отвеса, совпадающие по знаку с наблюдаемыми уклонениями в рядах RT_i .

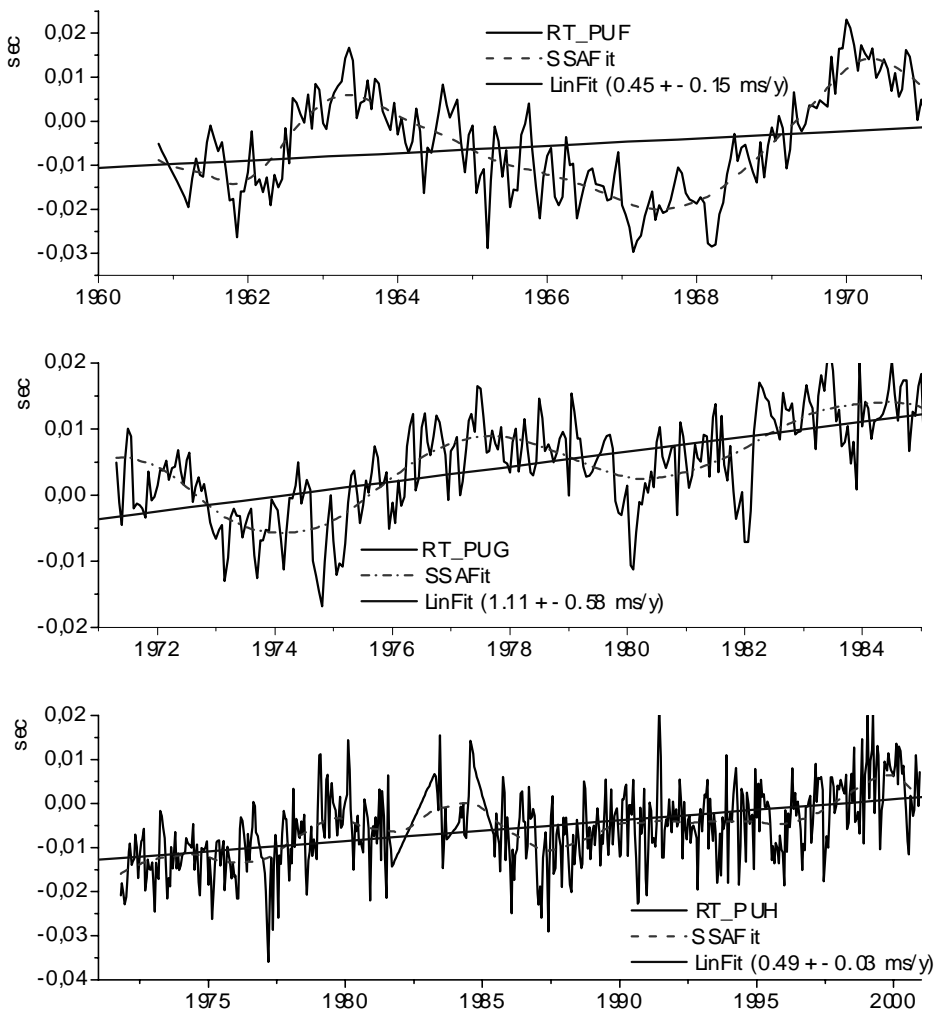


Рис. 1.

В табл. 1 приводятся поправки к принятому значению долготы Пулковского меридиана для каждого из трех Пулковских пассажных инструментов на средние эпохи наблюдений. Приведенные соответствующими трендами на одну эпоху (1976.78), эти поправки составляют для PUG: +.0039s, для PUF: -.0012s, для PUN: -.0104s.

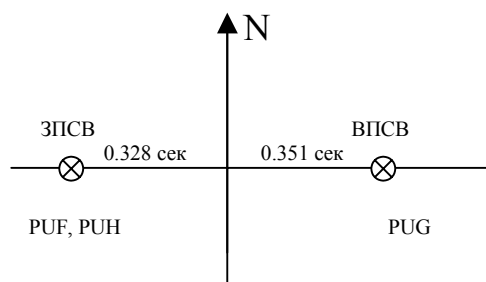


Рис. 2.

Разность $PUN - PUF = +.009$ сек - в чистом виде ошибка определения долготы, т.к. инструмент PUN, заменивший PUF, установлен в той же точке на столбе павильона ЗПСВ (рис. 2). Эта разность, помимо случайной ошибки, присущей всем наблюдениям, вызвана, как будет показано ниже, наличием в рядах до 1986 года колебаний, имеющих негармонический характер. А именно: получаемая скорость изменения долготы существенно зависит от того, укладывается ли кратное число квазипериодов в используемой части ряда. Инструмент PUG расположен в павильоне ВПСВ симметрично ЗПСВ к востоку от Пулковского меридиана. Разность $(PUG - (PUF + PUN)/2) \approx 10$ мсек обусловлена, скорее всего, отклонениями отвесных линий, возникающими из-за неоднородного распределением пород в районе Пулковской горы, а также возможными устойчивыми рефракционными полями, образующимися в районе холмов.

В случае SSAFit все ряды восстановлены по первым трём главным компонентам, т.е. по компонентам, содержащим основную мощность рядов. Сингулярный спектральный анализ (SSA), в отличие от спектрального анализа, более подходит для исследования подобного типа рядов, поскольку позволяет выделять в них информативные, необязательно гармонические компоненты по степени их вклада в исследуемый ряд. В частности, применение SSA к рядам ПОЗ [5] позволило более строго и по реализации меньшей продолжительности выделить все компоненты в параметрах вращения Земли, чем метод, используемый для этого в IERS [3].

На рис.1 обращает на себя внимание, особенно в рядах RT_{PUF} и RT_{PUG} , наличие 5-7-летней вариации с постепенно затухающей амплитудой от 20 мсек до её исчезновения после 1986 года. В ряду RT_{PUN} эта вариация не имеет столь явного характера. Для контроля данные были пересчитаны с использованием АО ПОЗ из [6], а также с заменой каталога NiC на использовавшийся ранее KCB [7]. Как и следовало ожидать, столь значительные вариации не могут быть объяснены ошибками определения ПОЗ и опорных каталогов.

Величины RT_i характеризуют локальное поведение всемирного времени (или долготы) относительно некоторым способом усреднённого по всем станциям и способам определения его значения. Наиболее существенные каталожные и инструментально-рефракционные ошибки приводят к вариациям (систематическим ошибкам) сезонного или векового характера в RT_i , а не к обнаруженным долгопериодическим вариациям. В рядах, относящихся к более раннему периоду (в Пулкове до 1970 года), возможны неучтённые ошибки использовавшихся в то время

часов и/или приёма стандартных сигналов времени, не превосходящие единиц миллисекунд и имеющие случайный характер.

В связи с обнаруженными в пулковских рядах вариациями представляется целесообразным исследовать низкочастотные вариации в рядах наблюдений других обсерваторий, имеющихся в нашей базе данных. К сожалению, далеко не все из них достаточно продолжительны и стационарны (в смысле дисперсии) и в них нет наблюдений до 1972 года.

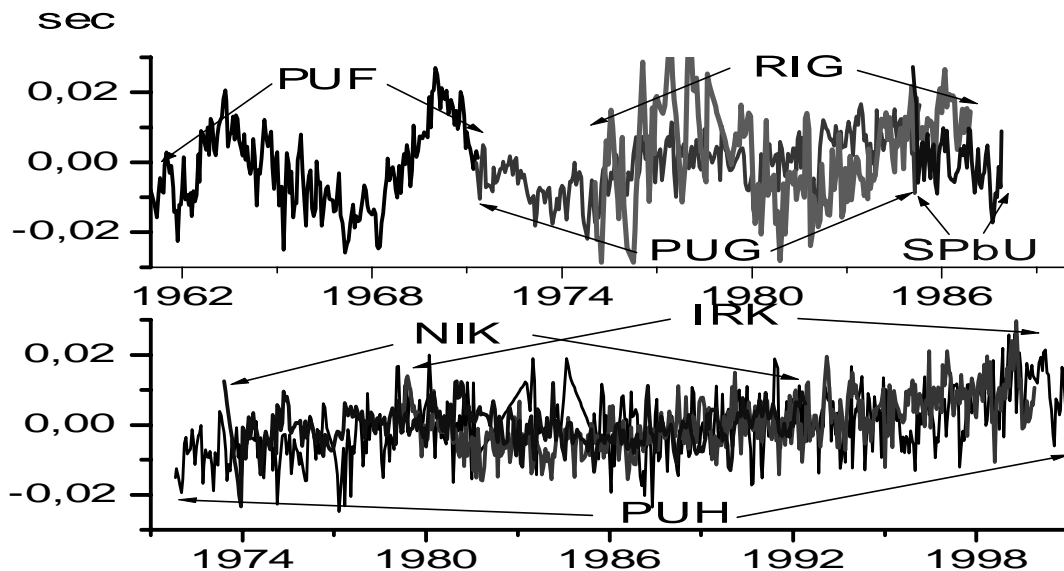


Рис. 3.

На верхнем графике **рис. 3** совместно с пулковскими приведены соответствующие данные географически наиболее близких обсерваторий Рижского и Санкт-Петербургского университетов, на нижнем графике **рис. 3** - данные самых продолжительных рядов базы (Николаевской и Иркутской обсерваторий). Из всех рядов удалены средние значения и учтено движение евроазиатской плиты. Видно, что:

1. Все станции имеют восточный тренд, в среднем превышающий наблюдаемый с помощью современных средств определения ПОЗ ($d\lambda_{\text{IRK}} = 0.72$, $d\lambda_{\text{RIG}} = 0.81$, $d\lambda_{\text{NIK}} = 0.04$ мсек/год).
2. Достоверность значений $d\lambda$ ниже формальной ошибки ввиду наличия негармонической долгопериодической составляющей в рядах, искажающей оценку линейного тренда. Так, в рядах PUF, RIG, PUG, имеющих наибольшие амплитуды этих вариаций, при отсечении от рядов первого или последнего года наблюдений величины $d\lambda$ сильно меняются вплоть до изменения знака.
3. Регионально близкие наблюдения в целом подтверждают долгопериодические вариации RT, хотя уровень шумов, особенно в ряду RT_{RIG} (рижском), чрезвычайно высок.
4. На удалённых станциях, как и в данных RT_{PUH} , подобные вариации явно не выражены.
5. С 1986 года, когда в определении EOP(IERS) астрооптические средства перестали участвовать, вариаций, значимо превышающих уровень шумов, не обнаруживается.

Заметим, что до 1972 года шкала UTC периодически подгонялась линейными поправками к UT1, поэтому в редуцированных величинах UT1–UTC в этом интервале

также должны наблюдаться некие вариации. С 1972 шкала UTC подгонялась к UT1 исключительно скачками в 1 секунду при достижении расхождения шкал не менее 0.8 секунд.

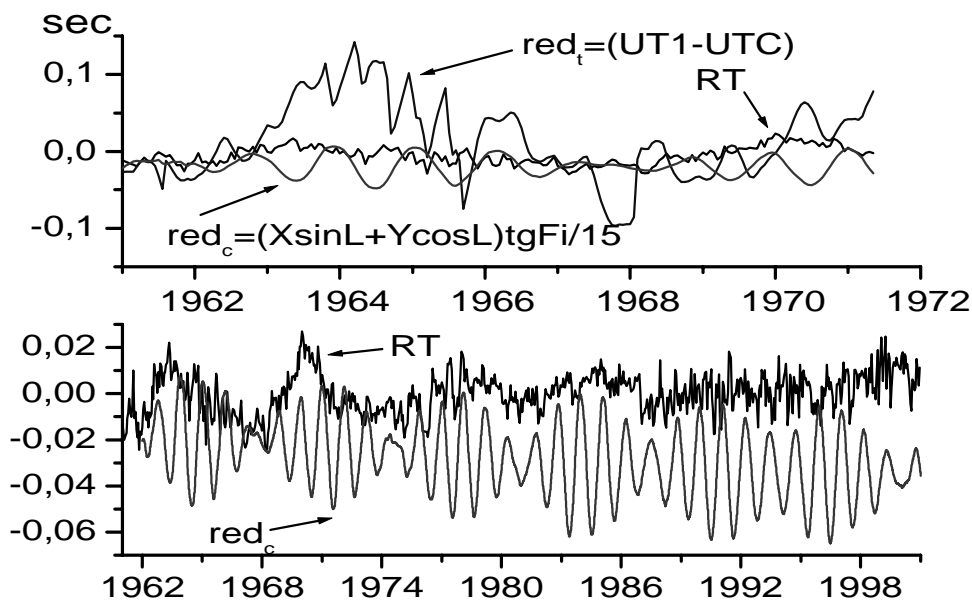


Рис. 4.

На верхнем графике **рис. 4** для ряда RT_{PUF} приведены все использованные в редуционной формуле (2) члены. Поскольку с 1972 года редуционный член $UT1-UTC$ представляет практически ежегодную «пилу» с амплитудой в 1 секунду, то внизу на этом же рисунке приведена редуция только за колебание полюса для Пулково совместно с усреднёнными для наглядности данными из верхнего графика **рис.3**. Видна отчётливая коррелированность всех величин вплоть до 1986 года, причём ряд RT является как бы огибающей для ряда редуции за колебание полюса.

Подобные вариации в $UT1-TAX$ (TAX - освобождённая от низкочастотных трендов шкала TAI) обнаружены, но никак не прокомментированы в работе [6] (**рис. 5** из [6]). В работе [8] эти 6-7-летние вариации названы курьёзными и поставлена задача исследовать их природу – измерительные ошибки или реальный эффект. Заметим, что ПОЗ в [6] выведены исключительно из классических астрономических наблюдений на лучших инструментах, имеющих наиболее продолжительную историю. Видно, что подобные вариации наблюдаются в этом решении вплоть до конца реализации (1992 г.) и имеют амплитуду около 100 мсек.

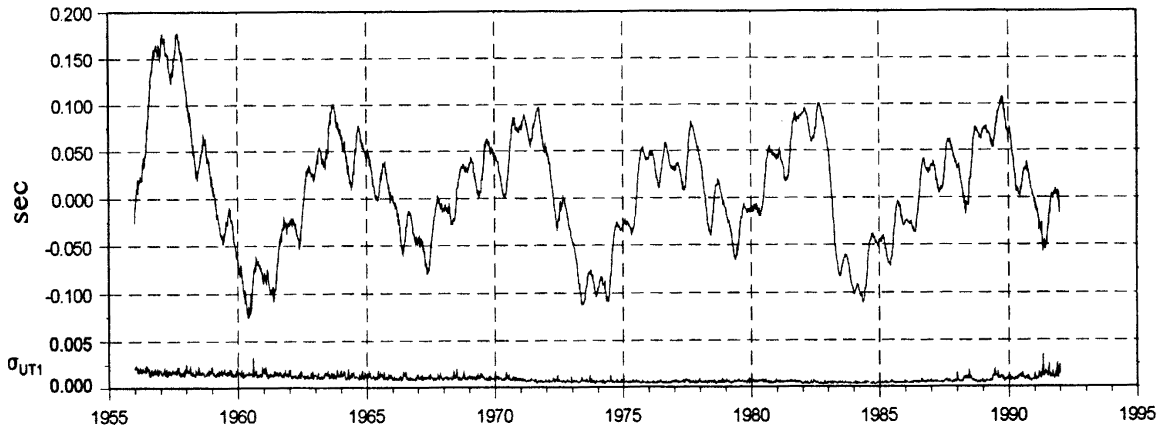


Рис. 5. UT1-TAX

В этой связи нами была предпринята работа по выявлению подобных вариаций в UT1-UTC в используемом в данной работе решении EOP(IERS)C04. Для этого по имеющимся в [3] разностям UTC - TAI был совершен переход к непрерывной шкале TAI и из полученной разности UT1-TAI снят линейный тренд (-0.8 сек./год). Полученный таким образом остаток UT1-TAI-LinFit и первая производная от него, представляющая вариации продолжительности суток (LOD, увеличена в 1000 раз), приведены на нижнем графике рис. 6. Вверху на том же рисунке из данных нижнего графика методом SSA извлечены компоненты, соответствующие искомым квазишестилетним вариациям в UT и LOD (увеличена в 100 раз).

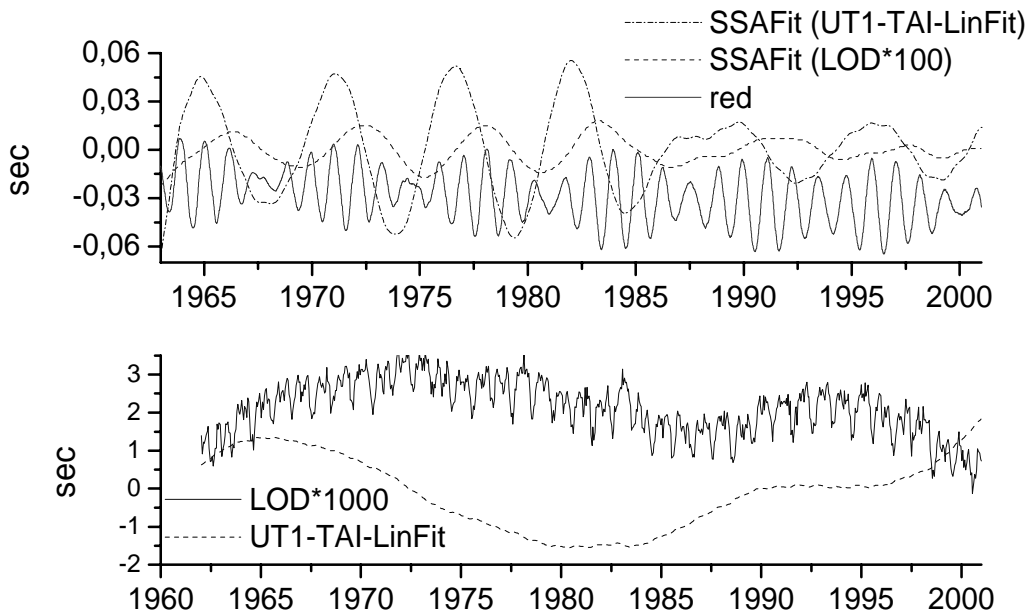


Рис. 6.

Самыми мощными компонентами являются самые низкочастотные, так называемые декадные вариации, затем годовая и полугодовая составляющие, а следующими по мощности являются исследуемые 6-летние вариации. Декадные вариации принято

считать обусловленными взаимодействием ядра и мантии, а сезонные – динамикой атмосферы. На этом же графике воспроизведена, для сравнения, редукция за колебание полюса из нижнего графика на **рис. 4**. Видно, что:

1. Амплитуды и частично фазы исследуемых квазишестилетних вариаций UT1-TAI (и, естественно, LOD) после 1986 года изменились. Так до 1986 года амплитуда вариаций LOD составляла 0,10 - 0.15 мсек, а после незначительного сдвига фазы в 1986-1988 годах уже почти в три раза меньше. «Сбой» обнаруженной вариации может быть обусловлен переходом на «космические» средства определения ПОЗ, т.е. относительно центра масс Земли, а не относительно отвесных линий как в АО ПОЗ. Нельзя сказать, что величина амплитуды пренебрежимо мала. Например, в приливных вариациях LOD учитываются члены до 0,001мсек [2], что задаётся современной точностью мониторинга скорости вращения Земли.
2. Вариации UT1-TAI на **рис. 6** имеют в два раза меньшую амплитуду, чем вариации UT1-TAX на **рис. 5**, что можно объяснить как особенностями формирования шкалы TAX в [6], так и использованием только избранных астрооптических средств определения ПОЗ.
3. Вариации $RT_i = UT1_i - UT1$ индивидуальных рядов, исследованные в данной работе, имеют до 1980 года приблизительно ту же фазу, что и вариации UT1-TAI-LinFit из EOP(IERS)C04, т.е. соответствующие вариации в сводном решении IERS занижены по амплитуде. Это может быть обусловлено сильным сглаживанием низкочастотной составляющей при сводной обработке, либо, что вероятнее, значительной шумовой составляющей в исходных рядах в тот период.
4. Заметна некоторая корреляция продолжительности суток с фазовыми соотношениями годового и чандлеровского движения полюса. В периоды их синфазности наблюдается рост продолжительности суток, а в противофазном их движении – вращение Земли ускорится.

Таким образом, начав с исследования возможных ошибок в рядах Пулковских наблюдений, с помощью SSA была показана реальность квазишестилетних вариаций в скорости вращения Земли, представленной в сводном решении EOP(IERS)C04. Исходя из вышеприведённых данных, нельзя, к сожалению, сделать однозначных выводов относительно природы обнаруженных вариаций. Исключая из рассмотрения внешние возмущения нутационного характера (ввиду нерегулярности процесса), возможны следующие предположения:

1. Некорректность формирования ряда UT1-UTC в период функционирования только АО ПОЗ (с 1956 до 1985 года). Ввиду разностной природы этого ряда любая из составляющих его шкал времени может быть ответственна за эти вариации.
 - a. В основе шкалы UTC лежит атомная шкала TAI, в которой подобные вариации вряд ли возможны. Единственным, но маловероятным (в виду большой амплитуды обнаруженных вариаций и именно такой их периодичности) фактором их возникновения в TAI могут являться неучтённые атмосферные задержки в распространении радиосигналов. (Например, в зависимости от солнечной обусловленности состояния ионосферы).
 - b. При формировании сводной шкалы UT1 была использована некорректная модель учёта систематических ошибок станций. Следует заметить, что некоторая неоднородность вообще присуща решению АО ПОЗ ввиду нестабильного состава станций, что, однако, не должно приводить к обнаруженным вариациям, а, скорее, к скачкам в шкале.

2. При формировании сводной шкалы UT1 не были учтены или сильно сглажены реальные вариации локальных отвесных линий, что, однако, маловероятно ввиду глобальности обнаруженного явления.
3. Помимо аperiodических декадных вариаций в скорости вращения Земли существуют квазипериодические вариации, возбуждаемые взаимодействием внутренних оболочек Земли.

Последнее предположение представляется более вероятным при некоторых предположениях относительно свойств границ раздела внутренних слоёв Земли. Подробнее этот вопрос рассмотрен в работе [9].

ЛИТЕРАТУРА

1. Горшков В.Л., Миллер Н.О., Персиянинова Н.Р., Щербакова Н.В.. 1997, «Пулковская база данных астрометрических служб ПВЗ», *Baltic Astronomy*, vol.6, N2, 1997, Proceedings of Pulkovo Colloq.(2-9 Jul.1997)
2. McCarthy D. IERS Conventions (1997). IERS Technical Notes №21, 1996.
3. IERS Annual Reports 1962-2001 (<http://hpiers.obspm.fr/>)
4. Данилов Д.Л., Жиглявский А.А. (ред.), 1997, «Главные компоненты временных рядов: метод “Гусеница”», СПбГУ, 308 с. (<http://vega.math.spbu.ru/>)
5. Горшков В.Л., Миллер Н.О., Персиянинова Н.Р., Прудникова Е.Я., 2000, «Исследование геодинимических рядов методом главных компонент», Изв. ГАО, № 214, с 173-180.
6. Vondrak J., Pesek I, Ron C., Sepec A., 1998, «Earth orientation parameters 1899-1992 in the ICRS based on the HIPPARCOS reference frame», *Publ. Astr. Inst. Acad. Science of Czech Rep.* № 87.
7. Павлов Н.Н., Афанасьева П.М., Старицын Г.В., 1971, «Сводный каталог служб времени СССР», Тр. ГАО, т.78. с.59-98.
8. Yaya P., Bizouard Ch., Ron C., 1999, «Determination of the long period nutation terms from optical astrometry and VLBI data», in «Motion of celestial bodies, astrometry and astronomical reference frames», *Journées 1999 & IX Lohrmann-Kolloquium*, p. 233.
9. Горшков В.Л., Воротков М.В., «Динамика движения полюса и долгопериодические вариации скорости вращения земли», см. настоящий сборник.

CHANGE OF THE PULKOVO LONGITUDE AND LONGPERIODIC VARIATIONS OF THE EARTH ROTATION

V. Gorshkov, N. Shcherbakova

SUMMARY

The behaviour of longitudes of observatories presented in the Pulkovo data base [1] and irregular quazi-6 year variations of the Earth rotation velocity were investigated by the singular spectral analysis (SSA) [4]. The linear trend of the Pulkovo longitude was $d\lambda/dt = 0.51 \pm 0.19 \text{ msec/y}$ for 1960-2000. The Pulkovo data base of classic determinations of EOP and data of IERS [3] were used.

ОБ ОРБИТАЛЬНОЙ ЭВОЛЮЦИИ ФРАГМЕНТОВ ВЗОРВАВШИХСЯ ОБЪЕКТОВ

Киладзе Р.И. (1), Сочилина А.С. (2)

(1) Абастуманская астрофизическая обсерватория АН Грузии

(2) Главная (Пулковская) астрономическая обсерватория РАН

В области геостационарной орбиты обнаружено несколько объектов, сильно изменивших скорость дрейфа, что является свидетельством взрыва на них. четыре объекта из них обладают наблюдаемыми фрагментами, позволяющими определить момент взрыва. Сферически симметричная модель взрыва использована для построения орбит фрагментов. В начальный момент орбиты взорвавшегося тела и всех фрагментов пересекаются в одну точку пространства. В дальнейшем благодаря возмущениям точки пересечения с первоначальной орбитой начинают расходиться, но одновременно в противоположной точке неба формируется вторая точка взаимного пересечения плоскостей орбит. Исследование динамики этих точек позволяет выделить небольшие дуги на первоначальной орбите, которых большинство фрагментов пересекает в течение немногих дней. На базе промежуточной орбиты, с учетом всех возмущений, построена долгопериодическая теория эволюции орбит этих тел. В этой связи определены размеры, эллиптичность и ориентация в пространстве для орбит модельных фрагментов всех взорвавшихся объектов. Такое исследование позволяет определить на небесной сфере положение точек, наиболее выгодных при построения барьера для наблюдения фрагментов, возникших вследствие взрыва на орбите.

Введение

Освоение космического пространства привело к его замусориванию различными фрагментами, сопутствующими запускам. Напряженная обстановка создалась на геостационарной орбите (ГСО), где в настоящее время общее число объектов, наблюдаемых оптическими средствами, превысило 900. Количество объектов, недостижимых для современных наблюдательных средств из-за малого размера, оценивается сотнями тысяч. Одним из источников замусоривания ГСО являются взрывы геостационарных объектов: взрыв только одного спутника может образовать до 10 000 мелких фрагментов, которые будут существовать в окрестности ГСО практически вечно.

К настоящему времени обнаружено 10 взорвавшихся геостационарных спутников (ГС) из них 2 Экрана и 8 американских ракет типа Титан Транстейдж. Возможно, что число взрывов на ГСО больше 10.

В Таблице 1 приведены орбитальные элементы взорвавшихся объектов на момент взрыва, до и после события. Основным признаком взрыва является резкое изменение скорости дрейфа, которое приводится в последней колонке. Это изменение находится в пределах $0.1-1^\circ/\text{сут}$.

Контролем правильности вычисления момента взрыва T_0 служит сходимость координат спутника, полученных по обеим орбитальным системам. Средняя ошибка расхождения зависит от точности используемых элементов. По TLE ошибка допускается в пределах 1-2 км. При отсутствии элементов на длительных интервалах времени (в течение нескольких лет) ошибка может быть в несколько раз больше.

Для ГС 76023F мы не располагали орбитальными элементами до взрыва, поэтому момент взрыва определялся из совпадения координат самого объекта и его фрагмента – ГС 76023J.

Таблица 1. Элементы орбит 10 взорвавшихся спутников перед взрывом (первая строка) и после взрыва (вторая строка).

NN	$T_0(\text{MJD})$	e	i	Ω	ω	λ	$d\lambda/dt$ %/сут	$\Delta d\lambda/dt$ %/сут
66053J	47071.688587 03/10/1987	.010312 .016240	11.°5253 11.5321	9.°4976 9.5757	281.°7312 281.2806	288.°3453 288.9544	22.°53757 23.21439	0.°67682
67066G	49397.408163 14/02/1994	.005317 .008095	11.6745 11.6578	25.3957 25.4061	25.8977 5.6721	6.2241 6.6536	32.02443 31.08647	-0.93796
68081E	48673.397616 21/02/1992	.008544 .008861	11.9100 11.9100	21.7275 21.7541	76.5843 71.3055	196.7101 196.8043	4.27995 4.48664	0.20669
73040B	44671.200700 08/03/1981	.004358 .002713	5.8669 5.8728	62.8461 62.8123	19.1543 328.2317	145.2013 144.8817	-2.32077 -2.53725	-0.21648
73100D	48718.887352 06/04/1992	.027537 .026786	13.3263 13.3121	45.5479 45.4283	165.4079 163.3701	215.9878 216.0936	-18.79458 -18.98845	-0.19387
76023F	43060.207900	.013845	25.3482	10.9980	215.4257	226.6138	-7.22838	*
76023J	09/10/1976	.014202	25.2918	10.6278	215.9062	226.5970	-7.25248	
77092A	43680.632778 21/06/1978	.003366 .000195	0.1407 0.1356	77.3145 74.7306	256.1496 -50.7829	98.8366 98.5127	0.04767 -0.08512	-0.13279
78113D	50744.547145 23/10/1997	.028235 .027324	14.1715 14.1604	38.2444 38.1593	177.1164 166.2476	163.1494 163.8886	-22.90318 -23.45809	-0.55491
79087A	45121.755000 01/06/1982	.000987 .000451	1.6575 1.6578	90.9652 92.3283	196.5378 83.5444	52.5730 52.5333	0.07580 -0.01223	-0.08803
82019B	45960.349103 17/09/1984	.000517 .001376	0.3705 0.3440	143.1092 138.3305	301.5961 35.1682	201.9020 201.7803	3.06907 3.54342	0.47435

* Орбитальные элементы ГС 76023F и его фрагмента 76023J.

1. Определение орбит фрагментов, образующихся при взрывах

Пусть в принятой системе прямоугольных координат, в которой ось x направлена в точку равноденствия даты, а за основную плоскость принята плоскость экватора, Положение спутника в момент T_0 определяются радиус-вектором r_0 и скоростью спутника V_0 . Пусть в этот момент происходит взрыв, в результате которого все фрагменты приобретают дополнительную скорость ΔV , который варьируется в пределах 1 – 250 м, в зависимости от масс рассматриваемых фрагментов, l – угол, отсчитываемый от направления трансверсальной скорости спутника от 0° до 360° , угол φ отсчитывается от плоскости орбиты спутника в пределах $\pm 90^\circ$.

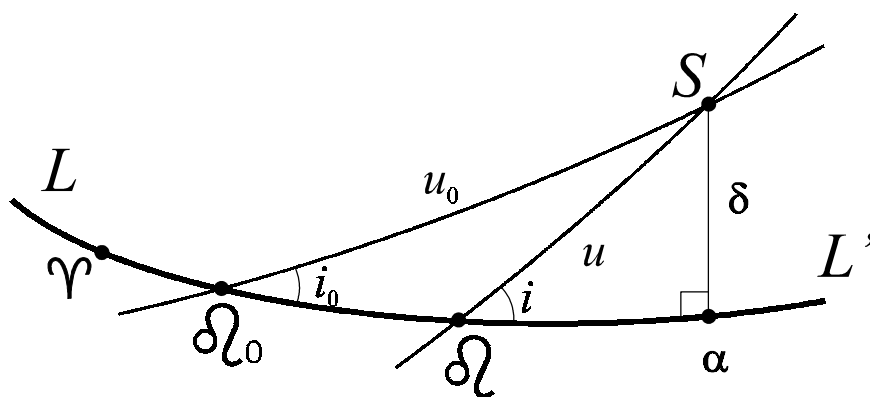


Рис. 1. Определение места пересечения орбит.

На Рис. 1 дуга LL' соответствует небесному экватору. Дуги Ω_0S и ΩS являются проекциями орбит ГС и его фрагмента на небесной сфере; S – точка их пересечения. Через $\Omega_0, i_0, u_0, \Omega, i, u$ обозначены долготы узлов, наклоны орбит и аргументы широт ГС и фрагмента, соответственно; α и δ – прямое восхождение и склонение точки S .

Из прямоугольных сферических треугольников $\Omega S\alpha$ и $\Omega_0 S\alpha$ (Рис.1) следует:

$$\begin{aligned} \operatorname{tg} \alpha &= \frac{\operatorname{tg} i \sin \Omega - \operatorname{tg} i_0 \sin \Omega_0}{\operatorname{tg} i \cos \Omega - \operatorname{tg} i_0 \cos \Omega_0}, \\ \operatorname{tg} \delta &= \operatorname{tg} i_0 \sin(\alpha - \Omega_0) = \operatorname{tg} i \sin(\alpha - \Omega), \end{aligned} \quad (1)$$

Уравнения, связывающие дуги больших кругов (Рис. 1) с элементами орбит ГС и его фрагмента, приведены в [1]. С их помощью, зная элементы орбит этих объектов перед взрывом и после него (поскольку ГС после взрыва можно рассматривать как фрагмент), параметры, характеризующие величину ΔV и направление V , определяются по формулам:

$$\left. \begin{aligned} \Delta V / V_\tau &= \sqrt{[\xi - 1]^2 + \eta^2 + \zeta^2 + \xi^2}, \\ u_0 &= \operatorname{arctg}(\zeta / \eta), \\ \varphi &= \operatorname{arcsin}[\eta V_\tau / \Delta V \cos u_0] = \operatorname{arcsin}[\zeta V_\tau / \Delta V \sin u_0], \\ l &= \operatorname{arctg}[\vartheta / (\xi - 1)]. \end{aligned} \right\} \quad (2)$$

где

$$\left. \begin{aligned} \mu &= \sqrt{p/p_0}, \\ \xi &= \mu[\sin i \sin i_0 \cos(\Omega - \Omega_0) + \cos i \cos i_0], \\ \eta &= \mu[\sin i \cos i_0 \cos(\Omega - \Omega_0) + \cos i \sin i_0], \\ \zeta &= \mu \sin i \sin(\Omega - \Omega_0), \\ \vartheta &= r_0(e_0 \sin v_0 - \frac{e}{\mu} \sin v) / p_0. \end{aligned} \right\} \quad (3)$$

$u = v + \omega$, v – истинная аномалия фрагмента, ω – аргумент перигея, e – эксцентриситет, a – большая полуось, P – параметр орбиты. Элементы орбиты ГС отмечены индексом “0”.

Данные о взрывах 10 объектов, вычисленные по формулам (2), приведены в Таблице 2.

В Таблице 2 даны: величина и направление приращения вектора скорости $\Delta \vec{V}$ в результате взрыва в орбитальной системе координат для 9 ГС и 5 фрагментов, аргумент широты u_0 , расстояние от центра Земли r_0 и разность $r-r_0$ в км.

В Таблице 2 максимальную невязку по Δr имеет фрагмент 68081Н. Основная причина невязки состоит в том, что этот фрагмент периодически меняет скорость дрейфа в пределах от -0.0015 до -0.0024 °/сут. и у него отсутствуют орбитальные данные после взрыва на интервале в 1800 суток.

Таблица 2. Изменение скорости и направления движения объекта вследствие взрыва и разность расстояний Δr на этот момент, вычисленные по данным Таблицы 1

NN	T MJD	ΔV м/сек	l	φ	u_0	r_0 R_E	Δr км
66053J	47071.689	18.27	96.°56	-1.°16	177.°43	6.36488	2.0
67066G	49397.408	10.56	76.49	-5.50	271.40	6.26042	-2.5
68081E	48673.398	2.70	257.35	4.92	109.21	6.51187	-6.8
73040B	44671.201	10.28	273.54	1.98	319.84	6.62452	-1.5
73100D	48718.887	3.77	80.27	7.74	326.37	7.02865	0.2
77092A	43680.633	9.93	272.27	-0.29	158.40	6.61330	-1.3
78113D	50744.547	16.48	84.01	1.62	354.05	7.10098	-1.0
79087A	45121.755	4.06	273.81	21.97	123.20	6.60815	3.9
82019B	45960.349	4.79	248.83	39.31	180.88	6.57548	2.7
Fragments							
68081G	48673.398	6.60	314.07	-21.52	109.21	6.51187	7.9
68081H	48673.398	21.93	96.58	-6.93	109.21	6.51187	-15.4*
76023J	43060.208	3.89	354.55	89.01	309.98	6.70681	0.6
77092H	43680.633	11.38	275.84	-14.12	158.40	6.61330	-5.2
79087C	45121.755	10.47	101.35	2.04	123.20	6.60815	0.3

2. Модельные расчеты эволюции орбит фрагментов после взрыва

Для полного представления о динамике фрагментов, образующихся после взрыва ГС полезно в рамках задачи двух тел методом, описанным в [1], построить многообразие орбит фрагментов при условии сферически симметричного распределения приращений их скоростей $\Delta \vec{V}$.

Для реализации такого распределения нами рассмотрен случай выброса фрагментов с одинаковыми начальными скоростями в 32 различных направлениях, расположенных по углам и центрам граней правильного икосаэдра. Кроме этого, рассмотрена модель с использованием 300 фрагментов, выброшенных в случайных направлениях.

На момент каждого взрыва ГС построены начальные орбиты фрагментов, отнесенные к собственным плоскостям Лапласа при условии, что в этот момент расстояния всех фрагментов от центра Земли одинаковы, а вектор приращения их скоростей совпадает с направлением их выброса и его модуль задается в пределах 1-250 м/сек.

Пример вычисления начальных орбит фрагментов, отнесенных к собственным плоскостям Лапласа, при относительной скорости движения фрагментов, равной 250 м/сек, приведен в Таблице 3.

Как видно из Таблицы 3, наклон плоскости Лапласа фрагментов к экватору Λ , при большой отрицательной скорости дрейфа достигает 12° . Складываясь с наклоном орбиты к плоскости Лапласа в процессе эволюции, наклон к экватору для мелких фрагментов может достигать 27° . При встрече с ГС, движущихся в плоскости экватора, такие частицы будут иметь относительные скорости порядка 1.5 км/сек.

Заметим, что во время взрыва долгота восходящего узла ГС 76023F равнялась 25° . Если бы эта долгота равнялась 180° , наклоны орбит фрагментов к экватору смогли бы достичь 40° .

Таблица 3. Начальные орбиты фрагментов, образующиеся при взрыве ГС 76023F для ΔV равной 250 м/сек.

76023F Transtage

T (MJD)= 43060.207900

NN	l	φ	ω	Ω	i	e	v	Λ	$d\lambda/dt$ °/сут	r R_E
0	0°	0°	210.°63	25.°460	17.°842	.0138	94.°55	7.°704	-7.228	6.6994
1	0	90	248.338	4.553	20.751	.0150	67.147	7.895	-10.896	6.7460
2	0	27	300.652	14.116	14.095	.1554	5.477	12.777	-86.537	7.7446
3	72	27	0.520	11.076	17.657	.0748	308.745	9.191	-33.912	7.0208
4	144	27	118.151	8.696	21.817	.1199	193.591	5.090	55.313	5.9251
5	216	27	156.638	8.713	21.773	.1285	155.085	5.135	53.960	5.9251
6	288	27	247.587	11.150	17.537	.0984	61.600	9.313	-35.931	7.0208
7	36	-27	307.686	27.349	13.103	.1283	345.664	11.709	-71.970	7.5410
8	108	-27	69.562	20.469	17.655	.0717	230.960	6.654	14.749	6.4036
9	180	-27	127.473	18.752	19.519	.1436	174.894	4.609	70.645	5.7472
10	252	-27	181.761	20.573	17.567	.0942	118.651	6.748	12.634	6.4036
11	324	-27	267.025	27.520	13.026	.1385	26.150	11.795	-73.167	7.5410
12	0	-90	223.657	30.446	15.410	.0150	67.147	7.894	-10.896	6.7459

Детальное исследование взрыва ГС 68081E показало [2], что для фрагментов 18-20 зв. величины среднее приращение скорости ΔV может составлять около 70 м/сек. Следовательно, для более мелких частиц, невидимых в оптическом диапазоне, ΔV может достигать 250 м/сек.

Представляет интерес задача исследования динамики фрагментов с точки зрения выбора программы для поиска объектов 18-20 зв. величины. С этой целью можно исследовать, как эволюционируют во времени и в пространстве точки взрыва. В этих точках пересекаются орбиты всех фрагментов с орбитой первичного тела в момент события. В противоположной точке пересекаются только проекции орбит на небесной сфере, при этом их расстояния различаются на несколько тысяч километров. Под влиянием возмущающих сил орбиты начинают изменяться, и в точках их пересечения начинают изменяться взаимные расстояния. При этом точки пересечения орбит (точнее, их проекции) с течением времени начинают перемещаться вдоль орбиты первичного тела.

3. Скучиванье орбит фрагментов

В зависимости от начальных условий, точки пересечения в процессе эволюции образуют два потока различной ширины, середины которых находятся на расстоянии 180° . В конечном итоге орбиты фрагментов практически начинают пересекать всю орбиту первичного тела. Следует отметить, что начальный угол взаимного наклона орбит (при скорости 75 м/сек) не превышает 5° .

При прослеживании эволюции орбит фрагментов оказывается, что плоскости их орбит, приобретшие вследствие взрыва всевозможные ориентации, по прошествии времени порядка десятка лет ориентируются таким образом, что плоскости орбит всех фрагментов пересекаются вблизи одной и той же линии, т.е. Все они приобретают практически общую линию узлов.

Такая упорядоченная конфигурация существует около года, после чего она распадается и плоскости орбит снова приобретают всевозможные ориентации.

Такое свойство орбит фрагментов создает благоприятную ситуацию для их обнаружения вблизи общей линии узлов, которую каждый фрагмент будет дважды пересекать за сутки.

Сразу же отметим, что свойством сгущивания (в той или иной мере) обладают фрагменты всех взорвавшихся ГС.

Для установления наиболее благоприятной эпохи наблюдений, а также в целях количественной характеристики степени сгущивания орбит рассмотрим следующую схему.

Пусть в некоторый момент j -й фрагмент имеет наклон к экватору, равный i_j и долготу восходящего узла Ω_j . Северный полюс этой орбиты будет иметь координаты:

$$\begin{aligned}\alpha_j &= \Omega_j - 90^\circ, \\ \delta_j &= 90^\circ - i_j.\end{aligned}\tag{4}$$

Если орбиты всех фрагментов пересекаются на одной и той же линии (идеальный случай), один из следов которой на небесной сфере имеет координаты A и D (у другого конца будут координаты $A+180^\circ$ и $-D$), то полюса всех орбит окажутся лежащими на большом круге, полюс которого совпадет с точкой (A, D) . В реальном случае эти полюса будут разбросаны вблизи некоторого большого круга, полюс которого и следует считать наиболее благоприятной для наблюдения фрагментов точкой.

Для дальнейшего исследования удобнее рассмотреть центральные проекции полюсов орбит фрагментов на плоскость, соприкасающуюся с небесной сферой в полюсе мира, в системе прямоугольных координат, в которой ось X направлена в сторону точки весеннего равноденствия.

В такой системе координат всем большим кругам соответствуют прямые линии, а координаты полюса орбиты j -го фрагмента будут:

$$\begin{aligned}X_j &= \operatorname{tg} i_j \sin \Omega_j, \\ Y_j &= -\operatorname{tg} i_j \cos \Omega_j.\end{aligned}\tag{5}$$

Как было сказано, эти точки лежат вблизи прямой, которой на небесной сфере соответствует полюс с координатами A, D .

Уравнение этой прямой ищем в форме:

$$X_0(X - X_0) + Y_0(Y - Y_0) = 0,\tag{6}$$

где X_0 и Y_0 – координаты ближайшей к началу координат точки на прямой (6). Она лежит на перпендикуляре, опущенном от начала координат на прямую (6).

Между величинами X_0, Y_0 и A, D существует связь:

$$\begin{aligned}X_0 &= -\operatorname{tg} D \cos A, \\ Y_0 &= -\operatorname{tg} D \sin A.\end{aligned}\tag{7}$$

Система условных уравнений (6) с учетом (7) имеет вид:

$$X_j \cos A + Y_j \sin A + \operatorname{tg} D = 0; \quad j = 1, \dots, n,\tag{8}$$

где n – количество уравнений в (8), равное числу фрагментов.

Делением (8) на $\cos A$ получим:

$$Y_j \operatorname{tg} A + \operatorname{tg} D / \cos A = -X_j.\tag{9}$$

Из (9) получается система нормальных уравнений относительно неизвестных $\operatorname{tg} A$ и $\operatorname{tg} D/\cos A$:

$$\begin{aligned} \sum Y_j^2 \operatorname{tg} A + (\sum Y_j) \operatorname{tg} D/\cos A &= \sum X_j Y_j, \\ \sum Y_j \operatorname{tg} A + n \operatorname{tg} D/\cos A &= -\sum X_j, \end{aligned} \quad (10)$$

или, учитывая определение средней величины:

$$\begin{aligned} X' &= \sum X_j/n, \\ Y' &= \sum Y_j/n, \end{aligned} \quad (11)$$

$$\begin{aligned} (\sum Y_j^2) \operatorname{tg} A + n Y' \operatorname{tg} D/\cos A &= -\sum X_j Y_j, \\ Y' \operatorname{tg} A + \operatorname{tg} D/\cos A &= -X'. \end{aligned} \quad (12)$$

Решение (12) имеет форму:

$$\begin{aligned} \operatorname{tg} A &= \frac{n X' Y' - \sum X_j Y_j}{\sum Y_j^2 - n Y'^2}, \\ \operatorname{tg} D &= \cos A \frac{Y' \sum X_j Y_j - X' \sum Y_j^2}{\sum Y_j^2 - n Y'^2}. \end{aligned} \quad (13)$$

Прибавляя и вычитая от величин X_j и Y_j их средние значения, выражениям (13) можно придать вид:

$$\begin{aligned} \operatorname{tg} A &= -\frac{\sum (X_j - X')(Y_j - Y')}{\sum (Y_j - Y')^2}, \\ \operatorname{tg} D &= -X' \cos A - Y' \sin A, \end{aligned} \quad (14)$$

Степень сгущивания орбит определяется коэффициентом корреляции точек X_j и Y_j :

$$r_{XY} = \frac{\sum (X_j - X')(Y_j - Y')}{\sqrt{\sum (X_j - X')^2 \sum (Y_j - Y')^2}}. \quad (15)$$

Можно вычислить также величину среднего отклонения (дисперсию) полюсов орбит от прямой (6):

$$\sigma = \sqrt{\frac{\sum (X_j \cos A + Y_j \sin A + \operatorname{tg} D)^2}{n-1}}. \quad (16)$$

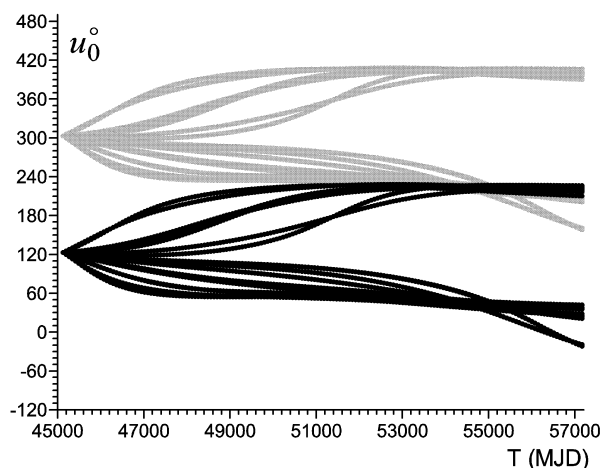


Рис. 2. Динамика точек взаимного пересечения орбитальных плоскостей 32 фрагментов ГС 79087А ($\Delta V = 75$ м/сек)

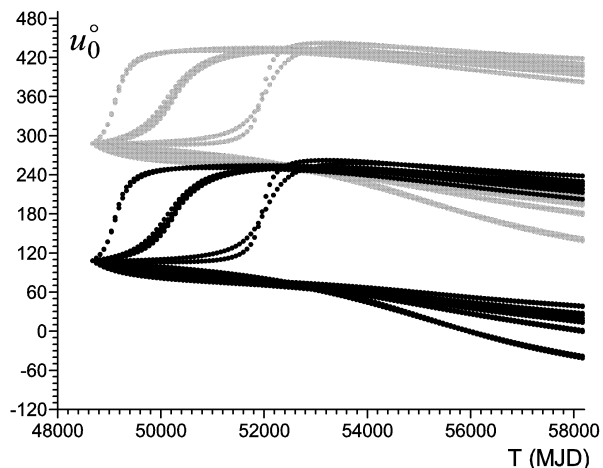


Рис. 3. Динамика точек взаимного пересечения орбитальных плоскостей 32 фрагментов ГС 68081Е ($\Delta V = 75$ м/сек)

На Рис. 2,3 изображена динамика точек взаимного пересечения орбит 32 фрагментов ГС (по аргументу широты первичного тела) на интервале около 30 лет с момента взрыва (черные линии).

Из Рис. 2,3 видно, что для ГС 79087А эпоха тесного взаимного пересечения плоскостей орбит (их скучиванье) будет продолжаться в течение MJD 54300-54700, а для ГС 68081Е – в течение MJD 52600-53000 (примерно 26 и 11 лет спустя после взрывов, соответственно).

Эволюция противоположных точек пересечения (серые линии) происходит сходным образом и по происшествии нескольких лет различие между этими точками стирается – они делаются равноправными; при этом взаимные расстояния орбит становятся весьма разнообразными, достигая величину в несколько тысяч километров.

При исследовании эволюции фрагментов взорвавшихся ГС на протяжении достаточно длительного интервала времени попутно следует вычислять значения $|r_{xy}|$ и σ , фиксировать эпохи их экстремумов, а также соответствующие значения координат А и D.

Следя за ближайшими окрестностями этой точки (в радиусе около 2σ), а также за ее антиподом на небесной сфере, в течение суток возможно наблюдение всех фрагментов, образовавшихся в результате взрыва данного ГС.

В Таблице 4 приводятся: номера взорвавшихся ГС, моменты наиболее компактного расположения точек пересечения орбит фрагментов, геоцентрические экваториальные координаты этих точек, обратный коэффициент корреляции $(1-r_{xy})$ и удвоенная величина среднего отклонения видимых траекторий фрагментов от точек пересечения (2σ).

Таблица 4. Моменты и экваториальные координаты компактного пересечения орбит фрагментов взорвавшихся ГС.

NN	MJD	год	α_1	δ_1	α_2	δ_2	$1-r_{xy}$	2σ
66053J	56821	2014	9 ^h .41	+0. ^o 9	21 ^h .41	-0. ^o 9	0.1407	1. ^o 2
67066G	51322	1999	17.11	-12.2	5.11	12.2	.0180	0.1
68081E	52748	2003	3.49	11.3	15.49	-11.3	.0042	0.1
73040B	53496	2005	2.04	10.4	14.04	-10.4	.0166	0.4
73100D	61693	2027	21.50	3.2	9.50	-3.2	.0260	0.6
76023F	52835	2003	21.37	11.0	9.37	-11.0	.0281	0.7
77092A	54355	2007	14.13	-9.5	2.13	9.5	.0133	0.4
78113D	64119	2034	21.22	2.2	9.22	-2.2	.0569	1.0
79087A	54446	2008	14.59	-9.9	2.59	9.9	.0083	0.3
82019B	62210	2029	21.35	1.9	9.35	-1.9	.1381	1.6

Поиск фрагментов ГС рекомендуется вести в эпоху пересечения проекции его орбиты на небесной сфере максимально узким пучком проекций орбит фрагментов (Рис. 2,3).

При пользовании Таблицей 4 следует иметь в виду, что приведенные в ней данные (в частности, величина 2σ) относятся к центру Земли. При наблюдениях с поверхности Земли отклонение отдельных фрагментов относительно общего центра увеличится из-за существования дифференциального параллакса: область появления фрагментов растянется по вертикали, причем в сторону горизонта этот эффект будет несколько большим, нежели в сторону зенита. Эффект “растягивания” области возможного движения фрагментов линейно зависит (пропорционален) от скорости их выброса при взрыве. Для скорости выброса 75 м/сек оно равно $0.^{\circ}83\sin z$ и $0.^{\circ}89\sin z^{\circ}$, в верхнюю и нижнюю стороны, соответственно; где z – зенитное расстояние.

Исследования эволюции орбит фрагментов, возникших в результате взрыва ГС, показывают, что в точках их пересечения взаимные расстояния между орбитами периодически обращаются в нуль, что создает условия для столкновений. Как показано в работах [3,4], многие неуправляемые спутники испытали неоднократные столкновения, в их числе часто встречаются также и взорвавшиеся объекты.

Заключение

Фрагменты могут удаляться от ГСО в обе стороны на расстояние свыше 10 000 км.

С учетом эволюции орбит, наклон орбит к экватору для мелких фрагментов может достигать 40° . Такие фрагменты представляют наибольшую опасность для спутников, поскольку при столкновениях могут вызвать процесс непрерывной фрагментации [5,6].

Для разработки эффективных мер по безопасности управляемых спутников на ГСО необходимо прежде всего выяснить реальную обстановку засорения области этой и, в первую очередь, провести обработку всех имеющихся орбитальных данных, с целью выяснения истинного числа взорвавшихся спутников.

Для получения постоянной и достоверной информации о засорении области ГСО необходимо вводить более мощные средства наземной техники для их наблюдения, а также вывести в окрестность ГСО спутник с телескопом на борту и со средствами непрерывной передачи информации на Землю.

Поиск фрагментов облегчается в период, когда плоскости их орбит пересекаются около одной и той же прямой. В такой период все фрагменты в течение суток поочередно проходят через две изолированные точки (антиподы) на небе.

Работа частично поддерживается грантом INTAS-01-0669.

Литература

1. Вершков А. Н., Григорьев К. В., Киладзе Р. И., Сочилина А. С. Модель засорения окрестности геостационарной орбиты фрагментами взорвавшихся спутников. *Ракетотехника и астронавтика*, 2000, № 18, 50- 62.
2. Pensa A.F., G.E. Powell, E.W. Pork and R. Sridharan. Debris in Geosynchronous orbits. *Space Forum*, vol.1 No 1 – 4 (1996) ISSN 1024-803X, 23 – 37.
3. Kiladze R.I., A.S. Sochilina , K.V. Grigoriev , A.N. Vershkov On investigation of long-term orbital evolution of geostationary satellites. Proceedings of 12th Symposium on «Space Flight Dynamics», ESOC, Darmstadt, Germany, 2 – 6 June 1997, 53 – 57.
4. Sochilina A.S., R.I. Kiladze, K.V. Grigoriev, A.N. Vershkov. On occasional Changes of Velocities of Geostationary Satellites. US-Russian Space Surveillance Workshop. 20 – 23 October 1998, Editor P.K. Seidelman, U.S. Naval Observatory, Washington. 1999.
5. Jehn R., Flury W. IUE Post-Mission Orbit Options. MAS Technical Note No 5, 1996, 8p.
6. Kessler D.J. Orbital Debris Environment. Proc. First European Conference on Space Debris, ESA SD-01, Darmstadt, Germany, 1993, 251 – 262.

ON ORBITAL EVOLUTION OF FRAGMENTS OF EXPLODED OBJECTS

R. Kiladze (1), A. Sochilina (2),

(1) Abastumani astrophysical observatory, Georgia,

(2) Central (Pulkovo) Astronomical Observatory, Russia,

asochi@AS8239.spb.edu /Fax:(812)123-4922

In the geostationary ring several objects have been discovered, which sharply change their rates of drifts in the limits (0.15-1.0) dg/day, which is an indication for potential breakups. Four objects from them have observable fragments, which permit with confidence to calculate the moments of this event. The spherically symmetrical model of an explosion is used for the construction of fragment orbits. At the initial moment the orbits of the exploded object and of all fragments intersect in one point of space. Afterwards under the influence of the perturbations the intersection point begins to expand along the object orbit, but simultaneously the opposite point of intersection begins to form. The investigation of the dynamics of the intersection points allows to find the orbital arcs of the exploded object orbit, which the majority of fragments intersect during several days. The long-term orbital evolution of these objects is studied on the base of the constructed intermediate orbit with taking into account all perturbations. In this task it is necessary to know the size of orbit, its ellipticity and position in the space only, therefore calculations for a number of model fragments are fulfilled nearly instantly. Thus the search of fragments comes to the determination of orbital arcs of known objects or barriers, which fragments have to intersect. The method is tested on the real exploded objects and their fragments.

ФЛУКТУАЦИИ ОБЩЕГО УРОВНЯ БАЛТИЙСКОГО МОРЯ И СИНОПТИЧЕСКИЕ ПРОЦЕССЫ НАД СЕВЕРНОЙ АТЛАНТИКОЙ

Медведев М.Ю.

Рассматриваются две концептуально различные модели, описывающие баротропный отклик Балтийского моря на циклические изменения синоптической обстановки в Атлантико–Европейском регионе. Модели обеспечивают одинаковую точность воспроизведения характеристических особенностей графика межсуточных колебаний общего уровня Балтики, содержащего соответствующую информацию. Дается объяснение этого факта, основанное на определенных предположениях о строении и свойствах входного сигнала, представленного в обоих моделях посуточной записью вариаций уровня в южной части пролива Каттегат.

Введение

Нестационарный характер обменных процессов в проливах, соединяющих неглубокое и сильно опресненное Балтийское море с бассейнами континентального шельфа Северной Европы, заметно отражаются на его гидрологическом режиме. В Датских проливах нестационарные эффекты с особой отчетливостью обнаруживаются в актах разрушения структуры вертикального профиля скорости, отвечающего условиям установившегося (противоточного) водообмена [1]. С этими явлениями связаны важнейшие отличительные особенности Балтики как внутриматерикового (полузакрытого) бассейна. К ним относятся флуктуации общего уровня, отображаемые на графиках, построенных по среднесуточным данным, в виде чередующихся по направлению трендов, продолжительность которых обычно составляет полторы – две недели. В плане многолетней изменчивости особый интерес представляют вариации солености придонного слоя, приобретающие скачкообразный характер в годы, отмеченные мощными вторжениями океанской воды. Согласно [2] отдаленным предвестником таких событий служит образование над северо-восточной частью Атлантического океана обширного и исключительно стабильного антициклона. Имеются свидетельства того, что аналогичные по характеру, масштабу и генезису синоптические процессы оказывают значительное влияние на многолетний уровенный режим Балтийского моря [3-5]. В недавней работе [6] получено новое подтверждение общности происхождения многолетних вариаций объема воды, аккумулируемого в его котловине, и Северо-Атлантического Колебания (специфической для атлантико-европейского региона формы рекуррентной изменчивости крупномасштабного поля атмосферного давления). Что касается флуктуаций уровня, характеризующих межсуточную изменчивость, то в этом случае наиболее важным представляется вопрос о механизме, посредством которого осуществляется подобного рода связь. Частичный ответ на этот вопрос дает предлагаемая в настоящей работе интерпретация факта эмпирической равноценности (взаимозаменяемости) двух известных моделей, описывающих нестационарный водообмен между Балтикой и Каттегатом с альтернативных в концептуальном отношении позиций.

Описание моделей

Каждая из рассматриваемых здесь моделей имеет вид обыкновенного дифференциального уравнения, в котором определяемая функция описывает колебания общего уровня Балтики, а функция, представляющая вынуждающее воздействие, характеризуется колебаниями уровня по другую сторону от Датских проливов: там, где

они соединяются с проливом Каттегат. Концептуальные различия моделей связаны с предположением о способе передачи вынуждающего воздействия, сопутствующего смене региональных режимов общей циркуляции атмосферы, из открытого океана в береговую зону и далее через водораздельный участок к внутриматериковому бассейну. В соответствии с этим определяется океанографический аналог Балтийского моря. В работе [7] Балтика уподобляется фьорду, а режим нестационарных (баротропных) течений в Датских проливах – режиму водообмена на участке “затопленного водослива”, т.е. над вершиной естественной перемычки, отделяющей фьорд от океана. Ниже для этого варианта модели используется наименование F-модель. В альтернативном варианте, рассматриваемом в [8], за аналог принимается полузакрытый бассейн, реагирующий на воздействия со стороны океана подобно акустическому резонатору Гельмгольца. Соответствующая модель в дальнейшем обозначается как R – модель.

Уравнение, представляющее F – модель, может быть записано в таком виде

$$h' = p \times [(h_e - h) / |h_e - h|^{0.5}] + q \quad (1)$$

Здесь $h(t)$ – мгновенное положение общего уровня Балтики; $h'(t)$ – производная от этой функции; $h_e(t)$ – положение уровня в южной части пролива Каттегат на тот же момент времени; q – скорость изменения уровня воды в Балтике за счет речного притока; p – параметр, зависящий известным образом от коэффициента трения.

Все величины, фигурирующие в формуле (1), являются безразмерными. Масштаб времени t^* связан с масштабом h^* , относящимся к величинам h и h_e , зависимостью

$$t^* = (S/a) \times \sqrt{(h^*/2g)} \quad (2)$$

Здесь S – площадь акватории Балтики; a – параметр, характеризующий площадь живого сечения потока в условиях нестационарного водообмена между Балтикой и Каттегатом; g – ускорение силы тяжести.

Второе слагаемое в правой части (1) имеет вид

$$q = Q/Q^* \quad (3)$$

где Q – средняя скорость притока речной воды в объемных единицах ($m^3/сек$); Q^* – соответствующий характерный масштаб, который задается следующим образом

$$Q^* = a \times \sqrt{(2gh^*)} \quad (4)$$

Правая часть (4) имеет форму зависимости, определяющей расход воды через водослив при заданном перепаде уровней и при отсутствии трения. Таким образом, масштаб t^* , введенный выше, характеризует время, необходимое при расходе Q^* для пропуска через водослив объема воды, равного $S \times h^*$.

Постоянный множитель p в правой части (1) дается выражением

$$p = (1 + v)^{-0.5}, \quad (5)$$

где v – безразмерный комплекс, используемый в роли калибровочного параметра. Он имеет вид

$$v = 2k \times l \times (d/a)$$

Здесь k – коэффициент трения, d – длина смоченного периметра потока на участке водослива, l – протяженность этого участка. В случае F – модели потери на трение определяются квадратичной зависимостью, связывающей напряжение трения со среднерасходной скоростью. Вследствие этого коэффициент трения является безразмерной величиной. В дальнейшем понадобятся только значения параметров a и l , которые были определены в [8] с учетом морфометрических характеристик Датских проливов.

В исходной форме R – модель задается системой двух дифференциальных уравнений первого порядка, одно из которых описывает (в линейном приближении) неустановившееся течение в канале с шероховатым ложем, а другое является

балансовым соотношением, связывающим суммарный расход воды через Датские проливы со скоростью изменения общего уровня Балтийского моря. Эта система сводится к дифференциальному уравнению второго порядка, которое после перехода к безразмерным величинам приобретает вид

$$h'' + b \times h' + h = h_e + q_1 \quad (6)$$

В данном случае масштабом времени служит величина

$$t^{**} = \sqrt{(S \times l) / (a \times g)} \quad (7)$$

Определяющее ее выражение совпадает (с точностью до постоянного множителя) с выражением для резонансного периода гидравлической системы, реагирующей на вынуждающее воздействие подобно резонатору Гельмгольца (см., например, [9]).

Калибровочным параметром R – модели служит безразмерный комплекс b, равный произведению величины t^{**} на коэффициент трения. Последний имеет размерность $\langle t^{-1} \rangle$, поскольку в этой модели используется линейный закон трения. Величина q_1 , учитывающая влияние притока речной воды, дается выражением

$$q = Q \times [(b \times t^{**}) / (S \times h^*)] \quad (8)$$

Верификация моделей была выполнена в [7] и [8] с использованием одного и того же массива натуральных данных. Наилучшая согласованность натурального и расчетного графиков флуктуаций общего уровня Балтики в случае R – модели была достигнута при $b = 4$, а в случае F – модели при $\nu = 12$ (или, с учетом (5), при $p = 0,277$). При этом выяснилось, что по точности воспроизведения хронологического порядка чередования разнонаправленных трендов расчетные графики, относящиеся к откалиброванным моделям, практически не отличаются друг от друга. Говоря об эмпирической равноценности (взаимозаменяемости) рассматриваемых моделей, мы имеем ввиду именно этот факт.

Правильность выбора значения калибровочного параметра F – модели была подтверждена в работе [10]. Соответствующая проверка выполнена на основе массива посуточно осредненных уровневых данных, представляющих четырехлетний период. (Массив данных, с помощью которого была установлена взаимозаменяемость моделей, соответствовал периоду продолжительностью около трех месяцев.)

В дальнейшем используются численно равные масштабы времени, задаваемые формулами (2) и (7). Условие равенства масштабов t^* и t^{**} приводит к соотношению

$$h^* = 2 \times [(a \times l) / S], \quad (9)$$

в котором все величины, входящие в правую часть имеют определенные значения. Согласно [8] имеем: $S = 3,73 \cdot 10^5 \text{ км.}^2$; $a = 0,24 \text{ км.}^2$; $l = 125 \text{ км.}$ Вычисляя h^* по формуле (9) и подставляя это значение вместе с указанными выше значениями морфометрических параметров в (2) и (7), получаем

$$h^* \approx 16 \text{ см.}; t^* = t^{**} = 1,408 \cdot 10^5 \text{ сек.} \approx 1,63 \text{ сут.} \quad (10)$$

Роль притока речной воды как фактора, влияющего на флуктуации общего уровня Балтийского моря, незначительна. В рамках F – модели его относительный вклад характеризует величина (q/p) . Полагая $Q = 10^9 \text{ м}^3 / \text{сек.}$ (это значение принято в [7] и [10]) и вычисляя Q^* по формуле (4) при указанных выше значениях параметров a и h^* , получаем

$$Q^* = 3,67 \cdot 10^{10} \text{ м}^3 / \text{сек.}, q = (Q/Q^*) = 2,7 \cdot 10^{-2}.$$

При $p = 0,277$ отношение (q/p) имеет значение, близкое к 0,1. Исходя из этого, в дальнейшем мы будем рассматривать упрощенные версии уравнений (1) и (6), опуская в них слагаемые, характеризующие эффект притока речной воды.

Объяснение взаимозаменяемости моделей

Уравнения (1) и (6) существенно различаются по математическим свойствам. Уравнение, соответствующее F – модели, имеет первый порядок и нелинейно. Кроме того, его правая часть, рассматриваемая как функция от h , теряет свойство

аналитичности при $h = h_e$. (Отметим, что аналогичные по виду и свойствам уравнения рассматриваются в специальной литературе. См., например, [11] и [12].) Уравнение (6), представляющее R – модель, совпадает по форме с уравнением вынужденных колебаний линейного диссипативного осциллятора. При оптимальном значении калибровочного параметра ($b = 4$) ему соответствует "резонансная кривая" монотонного вида (без максимума). Несмотря на столь значительные различия, рассматриваемые уравнения, вообще говоря, могут иметь решения, обладающие сходным поведением. Нельзя исключать и того, что такие решения пригодны для воспроизведения характерных особенностей натуральных графиков флуктуаций общего уровня Балтики. Предлагаемое нами объяснение эмпирической равноценности обсуждаемых моделей основано на вполне определенных и правдоподобных с физической точки зрения предположениях о свойствах функции $h_e(t)$, характеризующей вынуждающее воздействие. Эти предположения заключаются в следующем:

- 1) Зависимость $h_e(t)$, описывающая межсуточные колебания уровня в южной части пролива Каттегат, допускает схематизированное представление в виде суммы двух составляющих, которые отображают различные по своей природе и временным масштабам эффекты.
- 2) В поведении основной ("синоптически значимой") составляющей находит отражение качественная особенность циклической изменчивости общей циркуляции атмосферы, которая на региональном уровне проявляет себя как свойство "персистентности" квазистационарных режимов циркуляции, отвечающих высоким и низким значениям зонального индекса (см., например, [13,14]).
- 3) Вторая составляющая характеризует "шумовые" эффекты типа кратковременных и выделяющихся по амплитуде изменений уровня, связанных с ветровыми нагонами и сгонами.

Помимо этого допускается возможность аппроксимации обеих составляющих кусочно-постоянными функциями, отличающимися друг от друга значениями амплитуд и длительностей отдельных элементов. Исходя из предположения о природе шумовой составляющей, допускается также, что аппроксимирующая ее функция имеет вид последовательности сравнительно коротких импульсов, разделенных промежутками времени, сравнимыми по длительности с интервалами постоянства функции, аппроксимирующей основную составляющую.

В конструктивном плане излагаемый подход к объяснению взаимозаменяемости альтернативных моделей нестационарного водообмена между Балтикой и Каттегатом сводится к имитации процедуры калибровки. При этом в роли натурной зависимости выступает определяемое указанными ниже условиями точное решение уравнения (1), упрощенного за счет исключения слагаемого q . Далее при тех же условиях определяется решение усеченного аналогичным образом уравнения (6), в котором, однако, в отличие от уравнения (1) значение калибровочного параметра сохраняется произвольным. Простота рассматриваемых решений позволяет имитировать калибровку R – модели с помощью достаточно простой процедуры, согласованной с предположениями о строении и свойствах функции $h_e(t)$.

Упомянутое точное решение уравнения

$$h' = p \text{ Ч } [(h - h_e) / |h - h_e|^{0,5}] \quad (10)$$

получается при замене $h_e(t)$ прямоугольным импульсом с амплитудой C и длительностью T . Этот импульс рассматривается как элемент кусочно-постоянной функции, характеризующей синоптически значимые эффекты. При начальном условии $h(0) = h^0$ соответствующее решение имеет вид

$$h_f(t) = C - (C - h^0) \text{ Ч } [1 - (t/t_c)] \text{ I} \quad \text{при } 0 \leq t \leq t_c;$$

$$h_F(t) = C \quad \text{при } t_C \leq t \leq T, \quad (11)$$

где

$$t_C = (2/p) \times \sqrt{|C - h^0|} \quad (12)$$

Формулы (11) и (12) справедливы при любой комбинации знаков C и h^0 . В дальнейшем для определенности будем считать C положительным, а начальное значение $h(t)$ примем равным нулю. При отсчете времени от начала выделенного элемента (импульса) это соответствует случаю $C > h^0$ и выбору значения h^0 за начало отсчета по оси ординат.

Опорное значение параметра C , которое согласно сделанному выше замечанию фактически относится к $|C - h^0|$, выбрано нами с учетом реального статистического распределения величины $d = |h_e(t) - h(t)|$. Ее значения определялись по данным, использовавшимся в [7] и [8] при верификации моделей. Для обеспечения надежности статистических характеристик рассматривалось только три класс - интервала: $d \leq 20$ см.; $20 \text{ см.} < d \leq 40 \text{ см.}$; $d > 40$ см. Оказалось, что в первый интервал значения d попадают примерно в 80% случаев, тогда как в последний - менее, чем в 5% случаев. Таким образом, при $h^* = 16$ см. величина $Z = (d/h^*)$ в значительном большинстве случаев не превышает единицы. При $t \leq t_C$, $C > 0$ и $h^0 = 0$ выражение для Z , соответствующее решению (11), имеет вид

$$Z(t) = [1 - (t/t_C)]^2, \quad (13)$$

Относительная длительность интервала (t' , t), в пределах которого функция $Z(t)$ остается меньше единицы, определяется уравнением

$$\theta = C^{-0.5}, \quad \text{где } \theta = 1 - (t'/t_C). \quad (14)$$

При $\theta = 0,8$ получаем $C = 1,56$. Это значение и рассматривается в качестве опорного. (Отметим, что значение величины $C \times h^*$ составляет около 25 см.). Соответствующее ему значение t_C , определяемое формулой (12), при $p = 0,277$ ($v = 12$) и $h^0 = 0$ равняется 9,02. При выбранном нами масштабе времени ($\approx 1,63$ сут.) это составляет примерно 14,7 сут.

Решение уравнения

$$h'' + b \text{ Ч } h' + h = h_e, \quad (6')$$

получаемое при $h_e = C$, $h(0) = 0$, имеет вид

$$h(t) = C \times \{1 - (bI - 4)^{-0.5} \text{ Ч } [A(t) + (r/C) \text{ Ч } A'(t)]\} \quad (15)$$

Здесь r – произвольная постоянная,

$$A(t) = \lambda_1 \times \exp(-\lambda_2 \times t) - \lambda_2 \times \exp(-\lambda_1 \times t); \\ \lambda_1 = 0,5 \times [b + \sqrt{(bI - 4)}]; \lambda_2 = 0,5 \times [b - \sqrt{(bI - 4)}]. \quad (16)$$

Подобно (11), это решение рассматривается только на интервале $(0, T)$. Вместе с тем при сопоставлении зависимостей $h_F(t)$ и $h_R(t)$ мы исключаем область стационарирования решения, относящегося к F – модели, т.е. ограничиваемся интервалом $(0, t_C)$.

Случаи стационарирования водообмена в Датских проливах наблюдаются достаточно часто и это позволяет рассматривать ситуацию, характеризуемую неравенством $t_C \leq T$, как вполне типичную. Само неравенство применительно к F – модели допускает следующую интерпретацию: продолжительность переходного процесса при формировании отклика Балтийского моря на крупномасштабное персистентное возмущение океана, связанное с его адаптацией к изменению типа регионального квазистационарного режима общей циркуляции атмосферы, как правило, не превосходит времени жизни подобных режимов.

Вместо обычной методики, применяемой с целью подгонки графика модельной (расчетной) зависимости к графику, представляющему натурные данные, в данном случае для определения подходящего значения калибровочного параметра b используются два локальных условия согласованности решения $h_R(t)$ с решением $h_F(t)$.

В последнем, как уже отмечалось, значение калибровочного параметра v принято равным полученному в работах [7] и [10]. Одно из этих условий задается в виде

$$h_R(t_C/2) = h_F(t_C/2) \quad (17)$$

Другое требует, чтобы при $t = 0$ производные сопоставляемых решений были равны друг другу. При $C > 0$ и $h^0 = 0$ оно записывается в такой форме

$$(r/C) = (2/t_C) \quad (18)$$

Указанные условия, рассматриваемые совместно с (11), (15) и (16), позволяют получить алгебраическое соотношение, связывающее между собой величины b и t_C . Обозначая $0,5 \times t_C$ через u , можно представить его в следующем виде

$$\begin{aligned} & (1/u) \times \{1 - \exp [-(\lambda_1 - \lambda_2) \times u]\} + \\ & + \lambda_2 \times \exp [-(\lambda_1 - \lambda_2) \times u] + \\ & + 0,25 \times (\lambda_1 - \lambda_2) \times \exp(\lambda_2 \times u) = \lambda_1 \end{aligned} \quad (19)$$

Пусть u^0 - значение u , соответствующее установленным ранее опорным значениям C и t_C . (При $C = 1,56$; $v = 12$ и $h^0 = 0$ формула (12) дает $t_C \approx 9$. Поэтому $u^0 \approx 4,5$). Если $(\lambda_1 - \lambda_2) > 1$ и отношение (u/u^0) имеет порядок единицы, то ввиду малости величины $\exp [-(\lambda_1 - \lambda_2) \times u]$ - при этих условиях ее значение не превосходит 0,01 - вместо (19) можно использовать более простое соотношение

$$(1/u) - 0,25 \times (\lambda_1 - \lambda_2) \times \exp(\lambda_2 \times u) = \lambda_1 \quad (20)$$

или эквивалентное ему уравнение

$$(\lambda_2/u) - 0,25 \times (1 - \lambda_2^2) \times \exp(\lambda_2 \times u) = 1, \quad (21)$$

определяющее величину λ_2 (а через нее величину b) как функцию от u .

Результаты вычислений, имитирующих процедуру калибровки R - модели, представлены в таблице 1. Предельные значения t_C были выбраны с учетом имеющихся данных о вариации продолжительности в условиях Атлантико-Европейского региона типичного по характеру развития блокирующего режима: одного из основных режимов общей циркуляции атмосферы, рассматриваемых в связи с ее циклической изменчивостью (см., например, [14]).

Таблица 1. Зависимость параметра b от выбора значения t_C .

t_C :	7 (11,4)	8 (13,0)	9 (14,7)	10 (16,3)	11 (17,9)	12 (19,6)
b :	2,81	3,15	3,50	3,85	4,20	4,54
δ :	1,97	2,43	2,87	3,29	3,69	4,07

В первой строке числа, поставленные в скобки, дают размерный эквивалент (в сутках) рассматриваемых значений t_C . В нижней строке приведены соответствующие им значения величины $\delta = (\lambda_1 - \lambda_2)$, что позволяет оценить порядок членов, отбрасываемых при переходе от (19) к (21). В пределах выбранного интервала изменения t_C зависимость $b(t_C)$, определяемая уравнением (21), оказывается почти линейной, что позволяет принять в качестве репрезентативной оценки параметра b среднее арифметическое значений, указанных в таблице. Таким образом, расчетная схема, имитирующая процедуру калибровки R - модели в соответствии с условиями (17) и (18), приводит к оценке $\langle b \rangle \approx 3,675$, отличающейся от полученной обычным способом примерно на 10%.

При выводе соотношения (19) шумовая составляющая $h_e(t)$ не учитывалась. Некоторое представление о характере ее влияния дают расчеты, аналогичные тем, которые выполняются при проверке откалиброванной модели на основе независимых данных. Цель этих вычислений: сравнить отклонение решения $h_R(t)$ как функции, аппроксимирующей решение $h_F(t)$, с отклонением, соответствующим паре решений

более общего вида. Показателем уклонения служит наибольшее значение модуля разности аппроксимируемой и аппроксимирующей функций на интервале $(0, t_c)$.

Вторая пара решений, $h_F^*(t)$ и $h_R^*(t)$, соответствует случаю, когда $h_e(t)$ заменяется кусочно – постоянной зависимостью, представляющей в схематизированной форме результат наложения шумового сигнала на основной (синоптически значимый). Указанная зависимость задается на интервале $(0, t_c)$ в таком виде

$$\begin{aligned} f(t) &= C \quad \text{при } 0 \leq t \leq t_1 \text{ и } t_2 \leq t \leq t_c; \\ f(t) &= 2C \quad \text{при } t_1 < t < t_2. \end{aligned} \quad (22)$$

Здесь t_1 и t_2 – временные границы импульса, характеризующего шумовую составляющую. Параметр C , как и ранее, задает амплитуду импульса, представляющего основную составляющую.

Вычисления производились при $C = 2$, $t_1 = 4$, $t_2 = 5$ и нулевых начальных значениях искомых решений. Указанному значению C в соответствии с (12) отвечает значение $t_c = 10,2$, а ему в свою очередь значение $b \approx 3,92$. (Последнее определено по таблице 1 путем линейной интерполяции.). Значение r задается равенством (18). При этих условиях значение показателя уклонения для пары $h_F(t)$ и $h_R(t)$ оказывается равным 0,146.

Решение $h_F^*(t)$ в общем случае состоит из четырех кусков следующего вида

$$\begin{aligned} h_1(t) &= C \times \{1 - [1 - (t/\tau_1)]^2\}, & 0 \leq t \leq t_1; \\ h_2(t) &= 2C - [2C - h_1(t)] \times \{1 - [(t - t_1)/\tau_2]\}^2, & t_1 \leq t \leq t_2; \\ h_3(t) &= C - [C - h_2(t)] \times \{1 - [(t - t_2)/\tau_3]\}^2, & t_2 \leq t \leq t_2 + \tau_3; \\ h_4(t) &= C, & t_2 + \tau_3 \leq t \leq t_c. \end{aligned} \quad (23)$$

Здесь

$$\begin{aligned} \tau_1 &= t_c = (2/p) \times \sqrt{C}; \quad \tau = (2/p) \times \sqrt{[2C - h_1(t_1)]}; \\ \tau_3 &= (2/p) \times \sqrt{[C - h_2(t_2)]}. \end{aligned} \quad (24)$$

При тех же условиях решение, соответствующее R – модели, имеет вид

$$h_R^*(t) = [r/\sqrt{(b^2 - 4)}] \times [\exp(-\lambda_2 \times t) - \exp(-\lambda_1 \times t)] + \gamma_k, \quad (25)$$

где индекс k принимает значения 1, 2, 3, которые рассматриваются соответственно как номера интервалов $[0, t_1]$, $[t_1, t_2]$ и $[t_2, t_c]$. На каждом из них второе слагаемое в правой части (25) может быть представлено в форме разности $(\phi_{k2} - \phi_{k1})$, где

$$\begin{aligned} \phi_{1i} &= (\mu_i) \times \{1 - \exp(-\lambda_i \times t)\}, \\ \phi_{2i} &= (\mu_i) \times \{2 - \exp[-\lambda_i \times (t - t_1)] - \exp(-\lambda_i \times t)\}, \\ \phi_{3i} &= (\mu_i) \times \{1 - \exp[-\lambda_i \times (t - t_1)] + \exp[-\lambda_i \times (t - t_2)] - \\ &\quad - \exp(-\lambda_i \times t)\}; \quad i = 1, 2 \\ \mu_i &= (1/\lambda_i) \times [C/\sqrt{(b^2 - 4)}]. \end{aligned} \quad (26)$$

В Таблице 2 приведены значения $h_R^*(t)$ и $h_F^*(t)$, а также модуля их разности, η , вычисленные при $t_c = 10,2$ для целочисленных значений аргумента, относящихся к интервалу $(0, t_c)$.

Таблица 2. Поведение функций $h_R^*(t)$ и $h_F^*(t)$, а также модуля их разности на интервале $0 \leq t \leq 10$.

t	1	2	3	4	5	6	7	8	9	10
h_R^*	0,446	0,817	1,101	1,317	1,841	1,972	1,983	1,987	1,990	1,992
h_F^*	0,373	0,707	1,003	1,261	1,700	1,833	1,927	1,983	2,000	2,000
η	0,073	0,110	0,098	0,056	0,141	0,139	0,056	0,004	0,010	0,008

Значение показателя уклонения, определенное по этим данным, равно 0,141. Оно практически совпадает с тем, которое соответствует паре $h_R(t)$ и $h_F(t)$, однако на этот раз наибольшее значение η достигается в промежутке $t_2 \leq t \leq t_2 + 1$, примыкающем к интервалу локализации шумовой составляющей.

Обсуждение.

Полученная выше оценка параметра b почти не отличается от его оптимального значения, полученного в [8] на основе натуральных данных. Тем самым косвенным образом подтверждается необходимость предположений формального характера, использованных при выводе соотношения (19). В той же мере подтверждается гипотеза о наличии генетической связи между флуктуациями общего уровня Балтийского моря и рекуррентной изменчивостью общей циркуляции атмосферы. Напомним, что эта гипотеза выражает суть содержательных предположений, призванных объяснить взаимозаменяемость альтернативных моделей водообмена между Балтикой и Каттегатом. Она же определяет выбор пределов изменения величины t_C . Последнее особенно важно, учитывая, что оценка параметра b , которая вычисляется как среднее значение функции $b(t_C)$, определяемой соотношением (21), существенно зависит от задания границ интервала осреднения.

Вместе с тем необходимо отметить, что условия (17) и (18), на основе которых получено указанное соотношение не являются единственно возможными в плане имитации процедуры калибровки R – модели. Вместо них можно использовать, например, условия такого вида

$$h'_R(0) = 0; h'_R(t_C) = \varepsilon, 0 < \varepsilon \ll 1. \quad (27)$$

При сохранении прежних пределов изменения t_C указанные условия приводят к следующему соотношению

$$[\lambda_2/(1 - \lambda_2^2)] \times \exp(-\lambda_2 \times t_C) = \delta/(t_C)^2, \quad (28)$$

где

$$\delta = 4\varepsilon/(p^2). \quad (29)$$

Полагая $\varepsilon = 0,5 \times p^2 \approx 0,04$ и выполняя вычисления в соответствии с ранее принятой схемой, нетрудно убедиться в том, что по конечному результату этот вариант практически не уступает первому. Несмотря на изменения вида соотношения, определяющего характер зависимости $b(t_C)$, ее поведение на интервале $7 \leq t_C \leq 12$ остается близким к линейному, причем соответствующее ему среднее значение оказывается равным 4,2.

Первый вариант вычислений, имитирующих процедуру калибровки R – модели, формально является более простым, поскольку условия (17) и (18) лишены какой-либо неопределенности. Условие (27) содержит неопределенный параметр ε , однако оно дает более ясное представление о том, каким образом обеспечивается взаимозаменяемость рассматривавшихся выше моделей.

Заключение

Результаты выполненного исследования дают основание рассматривать флуктуации общего уровня Балтийского моря как вторичный эффект ("отголосок") крупномасштабных возмущений, возникающих в открытом океане под влиянием смены персистентных синоптических ситуаций, отвечающих высоким и низким значениям зонального индекса. Более детальное изучение взаимосвязи явлений этого круга при характерном для рассматриваемого участка земной поверхности сочетании природных факторов, является задачей дальнейших исследований. Ввиду того, что значительная часть уровнемерных станций Балтийского моря обладает весьма продолжительным стажем непрерывных наблюдений (на станциях «Стокгольм» и «Кронштадт» они выполняются уже более ста пятидесяти лет), массивы данных,

характеризующих флуктуации общего уровня следует рассматривать как исключительно ценный источник косвенной информации о региональных квазистационарных режимах общей циркуляции атмосферы, а также об определяемых ими явлениях динамики баротропного океана.

СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

1. Pedersen F.B. The sensitivity of the Baltic Sea to natural and man-made impact. // *Hydrodynamics of semi-enclosed seas* (ed. J.C.J. Nihoul). Elsevier. Amsterdam etc. 1982. pp.385 – 393
2. Dickson R.R. The prediction of major Baltic inflows. // *Dtsch. Hydrogr. Z.* 1973, B.26 Heft 3, s.97 – 105
3. Лазаренко Н.Н. Колебания уровня Балтийского моря. // *Труды ГОИН*, вып.65. Ленинград: Гидрометеиздат. 1961. с.39 – 127
4. Bogdanov V.I., Medvedev M.Yu., Taybatorov K.A. On the persistence of the oceanic background of apparent sea level changes in the Baltic Sea. // *Rep. Finn. Geod. Inst.* 1994, 94:5, P.21
5. Bogdanov V.I., Medvedev M.Yu., Troshkov G.A. Non – stationarity of the long – period Baltic sea level variation. // *Rep. Finn. Geod. Inst.* 1999, 99:4, pp.143 – 148
6. Kahma K., Johansson M., Boman H. Relative land uplift in the Baltic Sea and the North Atlantic Oscillation. // *IAG International Symposium on Recent Crustal Movements - SRCM'01. Abstracts.* Kirkkonummi (Finland). 2001. pp.93 – 94
7. Stigebrandt A. Barotropic and baroclinic response of a semi – enclosed basin to barotropic forcing from the sea. // *Fjord Oceanography.* (Eds.: H.J.Freeland, D.M.Farmer, C.D.Levings). New York and London. Plenum Press. 1980. pp.141 – 164
8. Svansson A. Exchange of water and salt in the Baltic and adjacent seas. // *Oceanol. Acta.* 1980. v.3 №4, pp.431 – 440
9. Лайтхилл Д. Волны в жидкостях. М.: "Мир". 1981. 598 с.
10. Omstedt A. Water cooling in the entrance of the Baltic Sea. // *Tellus.* 1987. v.39A №3, pp.254 – 265
11. Андронов А.А., Витт А.А., Хайкин С.Э. Теория колебаний. М.: Гос. изд-во физ. – мат. литературы. 1959. 916 с.
12. Камке Э. Справочник по обыкновенным дифференциальным уравнениям. М.: Гос. изд – во физ. – мат. литературы. 1961. 703 с.
13. Rossby C.-G. Current problems in meteorology. // *The Atmosphere and the Sea in motion* (ed. by B. Bolin). New York. The Rockefeller Inst. Press and Oxford Univ. Press. 1959. pp.9 – 50
14. Дымников В.П., Казанцев Е.В., Харин В.В. Характеристики устойчивости и время жизни режимов атмосферной циркуляции. // *Изв. АН СССР. Физика атмосферы и океана.* 1990. т.26 №4, с.334 – 349

THE BALTIC SEA LEVEL EXPANSE – COHERENT FLUCTUATIONS AND THE SYNOPTIC PROCESSES OVER THE NORTH ATLANTIC

Medvedev M.Yu.

Summary

A level fluctuations, represented on the tide – gauge daily resolved records as specific ("trend - reversal") pattern, are considered within framework of the continental shelf and semi – enclosed seas hydrodynamics. Genesis of this phenomenon is illuminated by constructive interpretation of some paradox that related with simulation of the non – stationary barotropic water exchange between the Baltic Sea and Kattegat.

ПРОЕКТ «НИЗКОЧАСТОТНАЯ РСДБ-СЕТЬ LFN»: ИСТОРИЯ И ПЕРВЫЕ РЕЗУЛЬТАТЫ

Молотов И.Е.

*Астрокосмический центр Физического института им. П.Н. Лебедева
Российской Академии наук, Москва, Россия*

Описано становление нового отечественного проекта «Низкочастотная РСДБ-сеть LFN». Проект направлен на создание международной РСДБ-кооперации с участием российских радиотелескопов и развивается в двух основных направлениях: исследования Солнца, солнечной короны и межпланетной среды в диапазоне 327 МГц с помощью Мк-2 подсистемы LFN, и проведение обзоров активных галактических ядер и ОН-мазеров, наблюдений активных и двойных звезд в диапазоне 1,665 ГГц на международной РСДБ-сети с системой регистрации S2. Перечислены основные эксперименты LFN и приведены первые полученные результаты.

Введение

Радиоинтерферометрия со сверхдлинными базами (РСДБ), обеспечивая высочайшее угловое разрешение эквивалентное радиотелескопу межконтинентального масштаба (и даже большее при наземно-космической РСДБ) и высокую точность координатных измерений, широко используется в астрофизике, астрометрии, геодинатике и космической навигации. Космические радиоисточники наблюдаются одновременно по единой программе группой радиотелескопов, находящихся на больших расстояниях друг от друга. Принятые с помощью малошумящих радиометров сигналы преобразуются на промежуточную частоту и в заданной полосе регистрируются в цифровой форме на магнитную ленту вместе с сигналами точного времени. На каждом радиотелескопе когерентность всех частотных преобразований и непрерывность ведения шкалы времени обеспечиваются независимым водородным стандартом частоты. Привязка шкалы времени каждого пункта к мировому времени осуществляется по спутниковым или телевизионным сигналам. В дальнейшем записанные магнитные ленты пересылаются в центры первичной обработки, где воспроизводятся и взаимно коррелируются. Группа радиотелескопов, объединенных по территориальному или целевому признаку, оснащенных однотипной аппаратурой, вместе с коррелятором называется РСДБ-сетью. Десятки специализированных радиотелескопов круглосуточно работают в РСДБ-режиме. Существует множество национальных (в США, Японии, Австралии) и интернациональных (Европейская, Глобальная, Геодезическая) и наземно-космических (VSOP, в будущем "Радиоастрон") РСДБ-сетей. Хотя РСДБ-метод был впервые предложен в 60-х годах в Советском Союзе, до настоящего времени в России нет ни одного действующего РСДБ-пункта или центра корреляционной обработки. В первую очередь это объясняется недостаточностью средств, выделяемых на научные цели. Например, в России не имеется ни одного современного, но очень дорогостоящего терминала РСДБ-регистрации – Мк-4 или VLBA. В 1996 г. стартовал новый отечественный проект "Низкочастотная РСДБ-сеть LFN", имеющий целью содействовать сохранению российских радиотелескопов и вовлечь их в международную РСДБ-кооперацию с уже имеющейся РСДБ-аппаратурой. Поэтому развитие LFN пошло одновременно в двух направлениях: 1) организация подсистемы на основе устаревшего, но дешевого в

эксплуатации терминала записи Мк-2 (его полоса записи 2 МГц вполне адекватна на низких частотах, где сильны эффекты рассеяния радиоволн в космических средах) и 2) координация наблюдений радиотелескопов, оснащенных более современной канадской системой регистрации S2 (полоса записи до 64 МГц), которая была установлена в 8 странах в рамках проекта наземно-космической интерферометрии VSOP, а также приобретена Австралией, Россией и Индией.

1. Создание Мк-2 подсистемы LFN

Астрокосмический центр ФИАН осуществляет проект наземно-космического интерферометра "Радиоастрон", в рамках которого будет запущен космический аппарат «Спектр-Р» с 10-ти метровым радиотелескопом для радиоастрономических наблюдений в диапазонах частот 327 МГц, 1.665 ГГц, 4.82 ГГц и 22.25 ГГц. Поэтому АКЦ ФИАН со дня своего образования проводит предзапусковые обзоры космических радиоисточников для составления перечня источников, представляющих интерес для будущих наблюдений "Радиоастрона". Основным критерием отбора является наличие в структуре источника компонент, которые не удалось разрешить при наблюдениях с базами, сопоставимыми с диаметром Земли [1]. Особый интерес для проекта "Радиоастрон" представляют предзапусковые исследования в диапазоне 327 МГц, где радиоволны имеют сложные эффекты распространения в межзвездной и межпланетной среде, приводящие к ограничению применимости РСДБ-методов. Вместе с тем эти эффекты позволяют получить информацию о среде распространения и способствуют изучению свойств и характеристик межзвездной и межпланетной сред. Фактически первые шаги в этом направлении были сделаны в 1991 г. с развертывания на пунктах Евпатория, Медвежьи Озера и Уссурийск регистраторов формата MARK-II (Мк-2) совместной разработки АКЦ ФИАН и НИРФИ. Серия наблюдений в диапазоне 1,665 ГГц уточнила геоцентрические координаты пунктов [2]. Первые работы в диапазоне 327 МГц были начаты в 1992 г., когда НИРФИ по договору с АКЦ разработал и изготовил два образца двухканального радиоприемника, а РНИИ КП - два облучателя для 70 м антенн в Уссурийске и в Евпатории. Каждый канал приемника с шумовой температурой 120 К и полосой пропускания 20 МГц имеет встроенный гетеродин на 500 МГц, обеспечивающий промежуточную частоту 175 МГц. Облучатель выполнен в виде кольцевой решетки из 8 спиральных излучателей (4 с левой закруткой и 4 с правой), обеспечивающих одновременную работу в двух круговых поляризациях, и предназначен для установки во вторичном фокусе 70 м антенны П-2500 над поворотнo-зеркальной системой. При этом установка облучателя не препятствует штатной работе антенны в других диапазонах, поскольку радиоволны проходят внутри отверстия в центре облучателя диаметром около 0,5 м. В марте 1993 г. первый облучатель и приемник были установлены на антенне пункта Уссурийск и проведены предварительные испытания. Эффективная площадь антенны составила 350 кв. м. Приемник и Мк-2 терминал были установлены на РТ-22 в Пущино в октябре 1994 г. При этом использовался один из макетов облучателя космического радиотелескопа. Это позволило в декабре-феврале провести пробные РСДБ-эксперименты в составе международных сетей VLBA и EVN [3]. Совместное использование в одном эксперименте Мк-2 и Мк-3 записывающих терминалов стало возможным благодаря уникальным характеристикам американского коррелятора Блок-2 в JPL/Caltech [4]. На рис. 1-3 представлены заполнения (u,v)-плоскости и изображения источников 3С345, 3С309.1, 3С84, построенные по данным EVN экспериментов EA009 и ED005. Полученные результаты [5,6,7] способствовали началу новой программы регулярных

низкочастотных РСДБ-обзоров, которая в дальнейшем и переросла в проект «Низкочастотная РСДБ-сеть LFNV» [8,9].

В декабре 1996 г. была достигнута договоренность о совместных исследованиях с индийским институтом National Centre for Radio Astrophysics (NCRA TIFR) и американским институтом Jet Propulsion Laboratory (JPL NASA) по созданию международной низкочастотной РСДБ-сети. JPL передало АКЦ ФИАН регистраторы Mk-2 из NRAO и DSN для установки на российских и индийских радиотелескопах и обязалось обрабатывать информацию на корреляторе Блок-2 в США. С целью получения необходимого финансирования автором была оформлена заявка на грант INTAS в кооперации с учеными из итальянского Istituto di Radioastronomia (IRA CNR), швейцарского Institute of Astronomy (IA ETHZ), Харьковского Радиоастрономического института (РИ НАНУ), Нижегородского научно-исследовательского Радиофизического института (НИРФИ), Российского научно-исследовательского института Космического приборостроения (РНИИ КП) и Особого конструкторского бюро московского Энергетического института (ОКБ МЭИ). Эта заявка поддержана в виде проекта INTAS 96-0183 “Low frequency research for solar studies and as a precursor to Space VLBI with Radioastron” (1997-2000 гг.). Помимо предзапусковых обзоров в интересах проекта «Радиоастрон» в перечень научных задач LFNV были добавлены исследования среднемасштабной структуры солнечного ветра, кратковременных всплесков солнечного радиоизлучения – «спайков» и корон активных звезд.

В течение 1997-98 гг. полученное из JPL Mk-2 оборудование поэтапно ремонтировалось, устанавливалось на радиотелескопах и испытывалось в тестовых РСДБ-сеансах. Одновременно в НИРФИ и РИ НАНУ изготавливались радиоприемники диапазона 327 МГц. На первом этапе создания сети (конец 1997 г.) был организован новый РСДБ-пункт в Старой Пустыни на основе одной из трех 14 м антенн, которая была оснащена облучателем, изготовленным в НИРФИ, приемником и видеоконвертором, полученным из JPL Mk-2 терминалом. На 22 м радиотелескопе в Пущино были установлены модернизированные в НИРФИ терминал Mk-2 из JPL и видеоконвертор. В ноябре 1997 г. две группы наблюдателей АКЦ ФИАН установили регистраторы Mk-2 на индийских радиотелескопах в Пуне (одна 45 м антенна GMRT) и Ути (параболический цилиндр длиной 530 м и шириной 30 м).

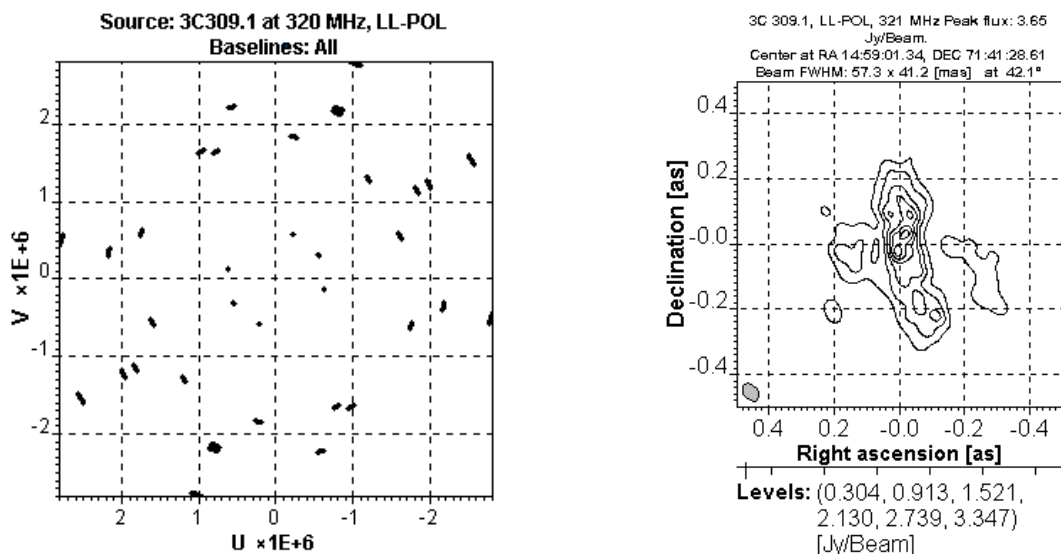


Рис. 1. Заполнение UV-плоскости и изображение для источника 3С309.1 по данным эксперимента EA009 (327 МГц)

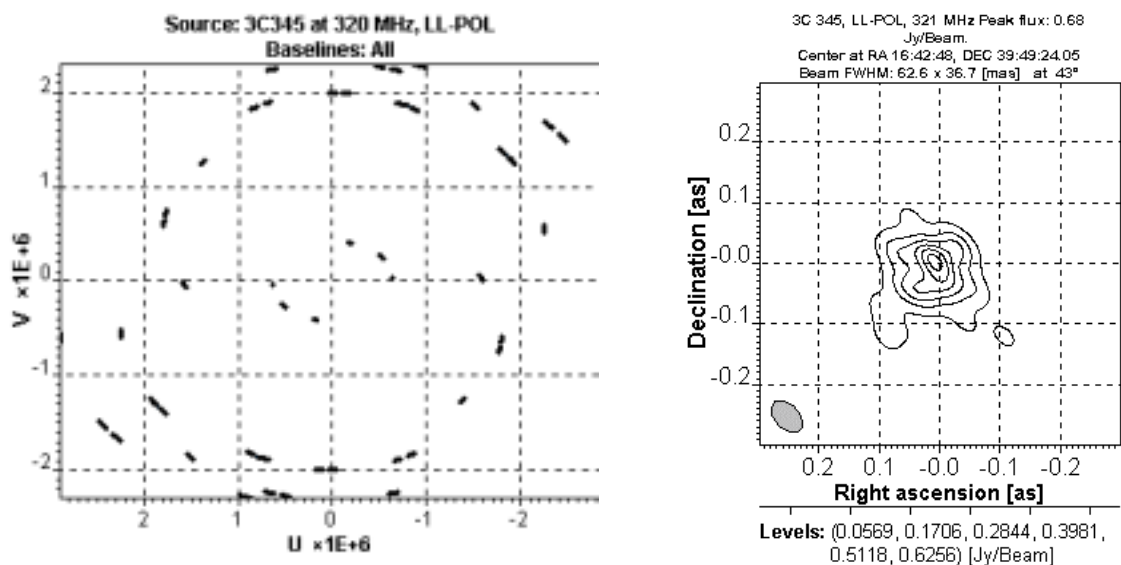


Рис. 2. Заполнение UV-плоскости и изображение для источника 3C345 по данным эксперимента EA009 (327 МГц)

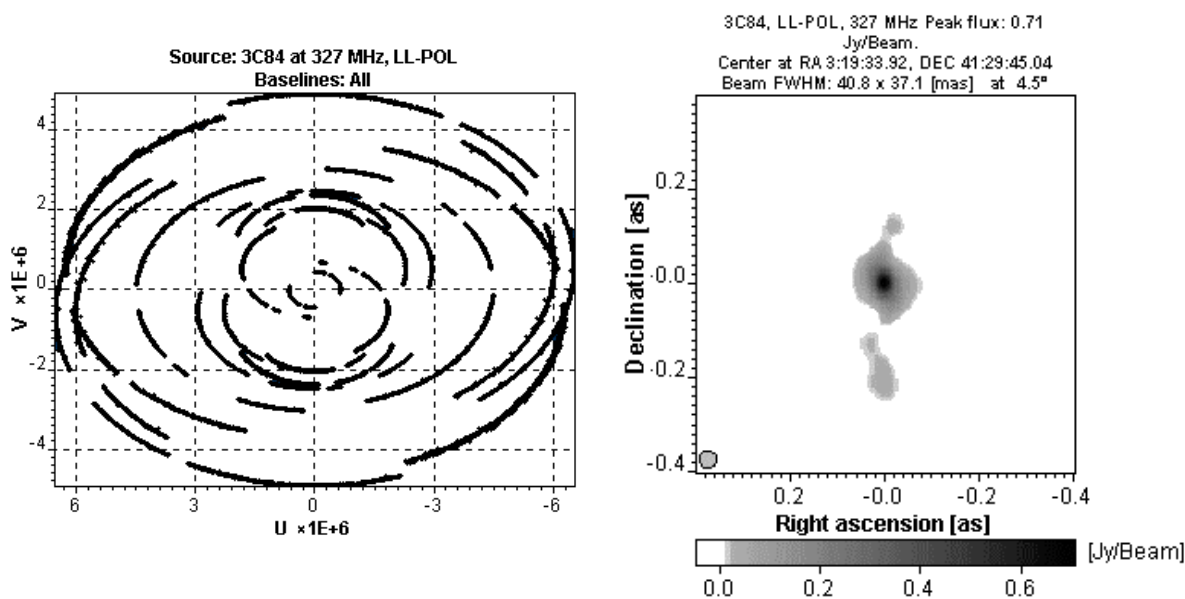


Рис. 3. Заполнение UV-плоскости и изображение для источника 3C84 по данным эксперимента EA009 (327 МГц)

С 30 ноября по 2 декабря 1997 г. состоялся первый РСДБ-сеанс проекта LFNV с участием пунктов Ното, Пуцино, Старая Пустынь, Ути и Пуна. Программа наблюдений, состоявшая из 37 радиоисточников различного типа и Солнца, помимо задач проекта “Радиоастрон”, включала также астрометрию пульсаров, поиск солнечных микровспышек (“spikes”) и исследование вспыхивающих звезд. Регистрируемая полоса частот составила 325.99–327.99 МГц. Корреляционная обработка данных эксперимента, проводившаяся в JPL/Caltech, была закончена в мае 1998. Впервые РСДБ-лепестки были найдены для пунктов Старая Пустынь и Пуна, что

позволило уточнить координаты этих пунктов и проверить правильность установки поляризации. Лепестки для Пушино и Ути не были обнаружены ни на одной из баз, несмотря на то, что качество записей было хорошее. Корреляционные отклики были найдены для всех наблюдавшихся источников и все они были разрешены. Длина максимальной базы между Ното и Пуна составила 5800 км. При этом 19 источников показали наличие сложной структуры (весьма оптимистические данные для проекта “Радиоастрон”) и были включены в перечень источников-кандидатов для программы будущих наблюдений наземно-космического интерферометра [10,11].

В июне 1998 г. был организован новый РСДБ-пункт на основе 15-м антенны в Зименках, которая была оснащена облучателем и приемником на 327 МГц, видеоконвертором разработки НИРФИ, Мк-2 форматором, ранее расположенным в Пушино, и видеоманитофоном из JPL. В августе 1998 г. была отремонтирована система наведения 70 м антенны (Евпатория), которая затем была оснащена облучателем на 327 МГц (разработки РНИИ КП), приемником на 327 МГц (разработки РИ НАНУ) и видеоконвертором из JPL [12]. В том же месяце в первичный фокус 64 м антенны в п. Медвежьи Озера был установлен облучатель на 327 МГц (ОКБ МЭИ), состоящий из четверть-волновых диполей с экраном и цилиндрическим защитным кожухом и приемник на 327 МГц (НИРФИ). 28-29 числа состоялся второй, самый «массовый» для отечественной РСДБ за последние 10 лет тестовый низкочастотный эксперимент, в котором приняли участие Медвежьи Озера, Пушино, Старая Пустынь, Зименки и Евпатория.

В начале 1999 г. были подписаны договоры о сотрудничестве с Вентспилским международным радиоастрономическим центром (Латвия), Астрономической обсерваторией в Урумчи (Китай) и достигнуто соглашение с Торуньским центром астрономии (Польша). Летом 1999 г. НИРФИ установил на 32 м радиотелескопе в Вентспилсе приемник 92 см, видеоконвертор и Мк-2 терминал. Облучатель в виде решетки из 4-х четверть-волновых диполей над экраном был изготовлен в ВМРЦ. В течение 1999-2000 гг. состоялись два тестовых эксперимента с участием трех новых антенн LFN: РТ-32 в Вентспилсе, РТ-15 в Торунь и РТ-25 в Урумчи [13]. Поскольку американский Мк-2 коррелятор Блок-2 был неожиданно остановлен в 1998 г., в НИРФИ в сжатые сроки была изготовлена и введена в опытную эксплуатацию новая система обработки РСДБ-данных в формате Мк-2 – специализированный коррелятор НИРФИ-3 [14]. Уникальная особенность системы – высокое временное разрешение (до 64 мксек), позволяющее обрабатывать интерференционные отклики в виде коротких импульсов. Это необходимо при исследовании миллисекундных пульсаров, солнечных спайков и радиолокационных эхо-сигналов от космического мусора. Результаты первичной обработки представляются в международном FITS-формате. Первые РСДБ-лепестки на базе Пушино – Медвежьи Озера были получены в конце 2000 г. для, а в начале 2001 г. были обработаны результаты наблюдений квазаров на базе Медвежьи Озера – Евпатория. В настоящее время проводится доработка коррелятора с целью повышения его частотного разрешения. Сейчас он имеет 512 каналов. В феврале 2002 г. было подписано соглашение National Astronomical Observatories (Beijing) о присоединении к проекту 15-м антенны вблизи Пекина. Через три года там будет построена 50 м антенна. В течение 2003 г. планируется оснастить 15 м антенну РСДБ-аппаратурой. Таким образом, к настоящему времени формирование Мк-2 подсистемы LFN практически завершено. Она имеет в своем составе РТ-22 Пушино, РТ-64 Медвежьи Озера, РТ-14 Старая Пустынь, РТ-15 Зименки, РТ-70 Евпатория (Украина), РТ-32 Вентспилс (Латвия), РТ-15/32 Торунь (Польша), РТ-32 в Ното (Италия), параболический цилиндр 500x30-м Ути (Индия), РТ-25 Урумчи и РТ-15 Пекин (Китай). Ведутся работы по дооснащению антенн LFN новым диапазоном 610 МГц

Первые три приемника будут установлены в Ст. Пустыни, Зименках и Медвежьих Озерах. Планируется возобновление сотрудничества с RT-32 Медичина (Италия), RT-45X30 Пуне (Индия), а в более отдаленных планах – расконсервация RT-70 в Уссурийске (Россия).

2. Организация международной РСДБ-сети с S2

Приобретение АКЦ ФИАН по гранту Миннауки 4-х канадских терминалов регистрации S2 и двух терминалов воспроизведения S2 в 1998 г. позволило вплотную перейти к реализации планов по созданию РСДБ-сети на основе использования S2 [15]. Система S2, получившая широкое распространение в России и за рубежом, является достаточно современной (полоса регистрации до 64 МГц), но используется в основном для наблюдений в японском проекте наземно-космического интерферометра VSOP. Система S2 состоит из форматора и 8-ми бытовых видеоманитофонов и позволяет записывать цифровые данные по 16 каналам с суммарной скоростью до 128 Мбит/сек. Первый международный эксперимент с S2 был проведен АКЦ ФИАН еще в ноябре 1993 г. с участием RT-70 Уссурийск, RT-64 Паркс и RT-26 Хобарт (Австралия). Система S2 для пункта Уссурийск была предоставлена канадским Космическим агентством для тестов проекта “Радиоастрон”. Эксперимент проводился в диапазоне 1,665 ГГц с приемником, специально изготовленным РНИИ КП для этого сеанса. В результате обработки записанных лент, которая проводилась в австралийском институте ATNF в Сиднее, были получены интересные научные данные по ОН-мазерам [16,17]. Вторым успешным экспериментом, направленным на исследование возможностей организации международной S2-сети и тестирование коррелятора института Прикладной астрономии РАН, состоялся в июне 1996 г. между пунктами RT-64 Медвежьих Озера и RT-70 Тидбинбилла (австралийский пункт американской сети слежения за дальним космосом DSN) [18]. При этом была достигнута рекордная для S2-регистратора длина базы – 11538 км, близкая к теоретическому пределу наземных РСДБ-баз. Для дополнительного контроля и обеспечения независимой обработки результатов на разных корреляторах регистрация сигналов проводилась сразу на два РСДБ-терминала: S2 и Mk-2. Поэтому корреляция записанных лент осуществлялась одновременно на трех спецпроцессорах – JPL/Caltech (США), ATNF (Австралия) и ИПА РАН. Эти эксперименты продемонстрировали реалистичность идеи международного S2-сотрудничества. С 1998 г. начато развитие S2 подсистемы LFVN под собственным названием «International S2 ad-hoc VLBI array». В настоящее время система записи S2 имеется в России, Италии, Испании, Франции, Китае, США, Канаде, Японии, Австралии и Южной Африке. Два из приобретенных терминалов S2 были установлены на пунктах LFVN Медвежьих Озера и Пушино, уже оснащенных астрономическими радиоприемниками диапазона 1,665 ГГц и необходимыми видеоконверторами-интерфейсами. Большим недостатком терминалов S2 является отсутствие встроенных видеоконверторов. S2 имеет чисто цифровой вход, поэтому в АКЦ ФИАН и НИРФИ были разработаны и изготовлены два широкополосных видеоконвертора и S2-интерфейса для пунктов Пушино и Медвежьих Озера. И в августе 1998 г. был проведен пробный S2 сеанс INTAS98.2 (полоса записи 1664.99 - 1666.99 МГц) между RT-64 Медвежьих Озера, RT-43 в Грин Бэнке (США) и RT-26 в Харбистоуке (Южная Африка). Целью эксперимента была отработка взаимодействия канадским коррелятором в Пентиктоне. Канадский центр обработки успешно справился с задачей (РСДБ-лепестки найдены на всех трех базах), после чего с канадским институтом DRAO было заключено соглашение о присоединении 6-ти стационарного пентиктонского S2-коррелятора к проекту «International S2 ad-hoc VLBI array».

Следующий эксперимент INTAS98.5 (полоса записи 1664.99 - 1666.99 МГц) состоялся с 30 ноября по 2 декабря с участием уже 6 пунктов: Медвежья Озера, Пушино, РТ-32 Светлое (ИПА РАН), Грин Бэнк, Харбистоук, РТ-300 Аресибо (США). Впервые методом РСДБ наблюдались несколько наиболее близких солнцеподобных звездных систем по программе SETI, а также исследовались межпланетная среда, солнечные спайки, пульсары и ОН-мазеры. Запись на пунктах Медвежья Озера, Пушино и Светлое дублировалась с целью тестирования центра обработки ИПА РАН. Этот эксперимент также был успешно обработан на корреляторе в Пентиктоне. Впервые были получены РСДБ-лепестки с S2 на базах с пунктами Светлое и Пушино, и впервые были построены изображения радиисточников по наблюдениям с участием трех российских антенн [19,20].

В 1999 г. к проекту присоединилась Шанхайская астрономическая обсерватория РТ-25 (Китай). Один из участников LFN, пункт Ното (Италия) также решил продолжить сотрудничество уже в рамках «International S2 ad-hoc array». Поэтому в ноябре-декабре 1999 г. состоялась первая официальная сессия S2-подсистемы LFN (эксперимент INTAS99.4, полоса записи 1664.99 - 1668.99 МГц). Она проводилась на длине волны 18 см с участием пунктов Медвежья Озера, Пушино, Светлое, Ното, Харбистоук и Шанхай. Программа 3-х суточных наблюдений составлялась по заявкам российских и зарубежных астрономов и включала исследования солнечного ветра, обзор квазаров, наблюдения ОН-мазера RLeo и пробные наблюдения звезды LamAnd [21]. Сессия была успешно скоррелирована на спецпроцессоре в Пентиктоне (РСДБ-лепестки были найдены для каждого радиотелескопа). На рис. 4-8 представлены первые результаты вторичной обработки.

В конце 1999 г. вышел из строя Mk-2 терминал, поставленный в рамках проекта LFN на индийской системе GMRT в Пуне (30 антенн по 45 м каждая). В РСДБ-наблюдениях участвует одна из антенн. Поэтому было принято решение переориентировать этот пункт на наблюдения в подсети S2. Чтобы иметь возможность подключения к терминалу S2 до 4-х 45-м антенн одновременно для повышения чувствительности, в течение 2000 г. был изготовлен 4-х канальный S2-интерфейс для GMRT. АКЦ ФИАН поставил интерфейс в Индию, развернул S2 терминал и ввел в строй

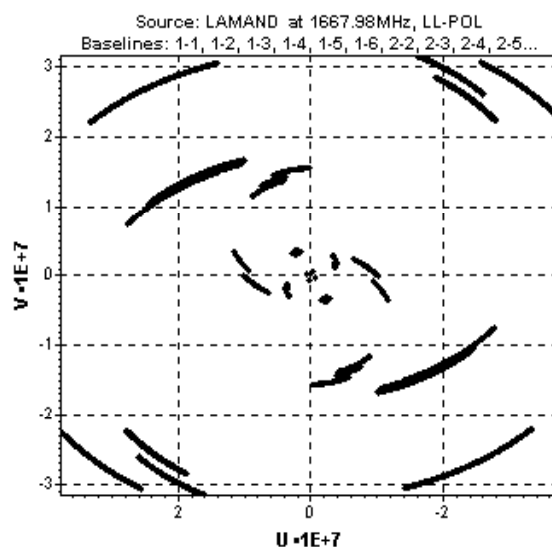


Рис. 4. Достигнутое заполнение UV-плоскости для звезды LamAnd в эксперименте INTAS99.4 (1665 МГц)

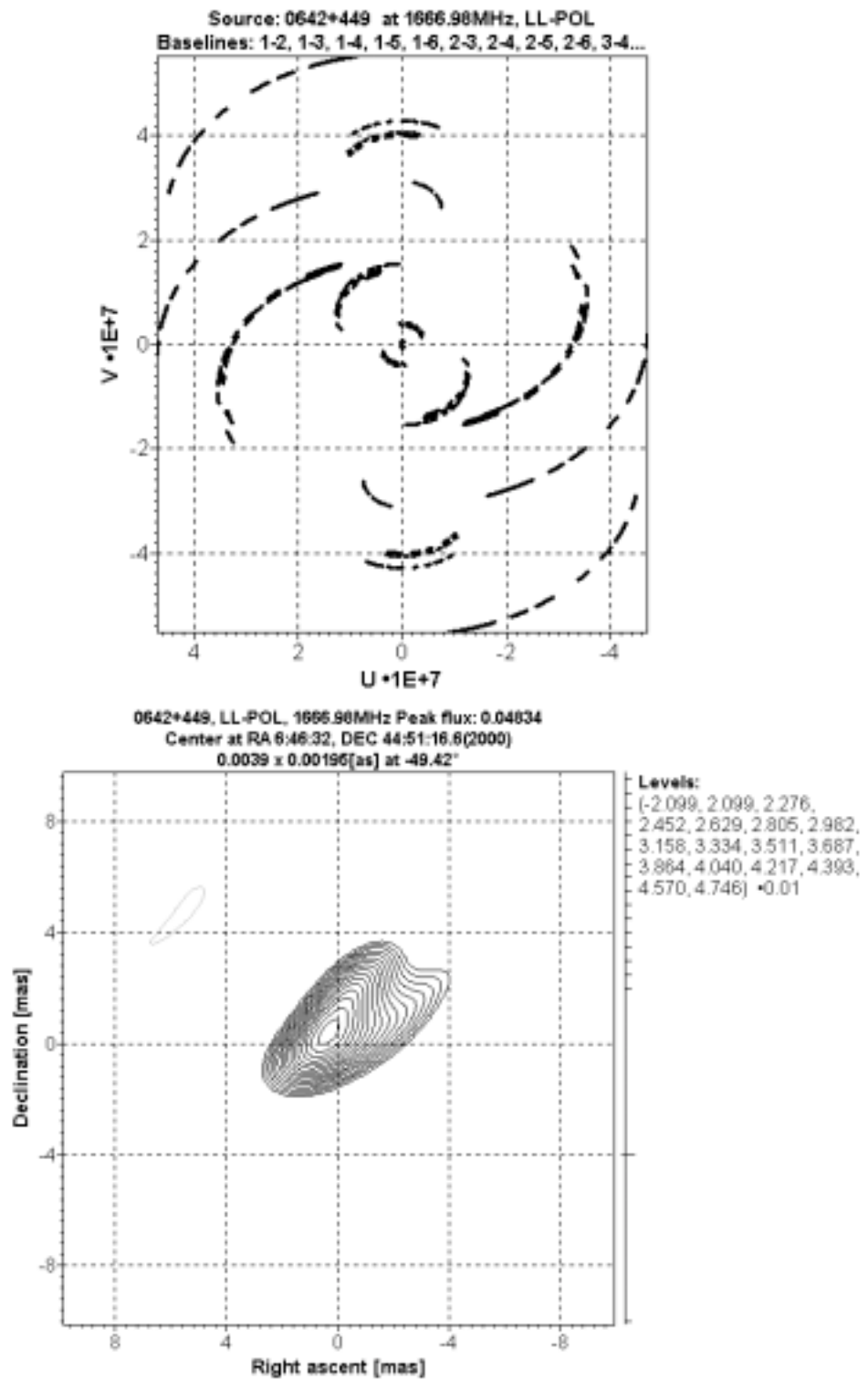


Рис. 5.

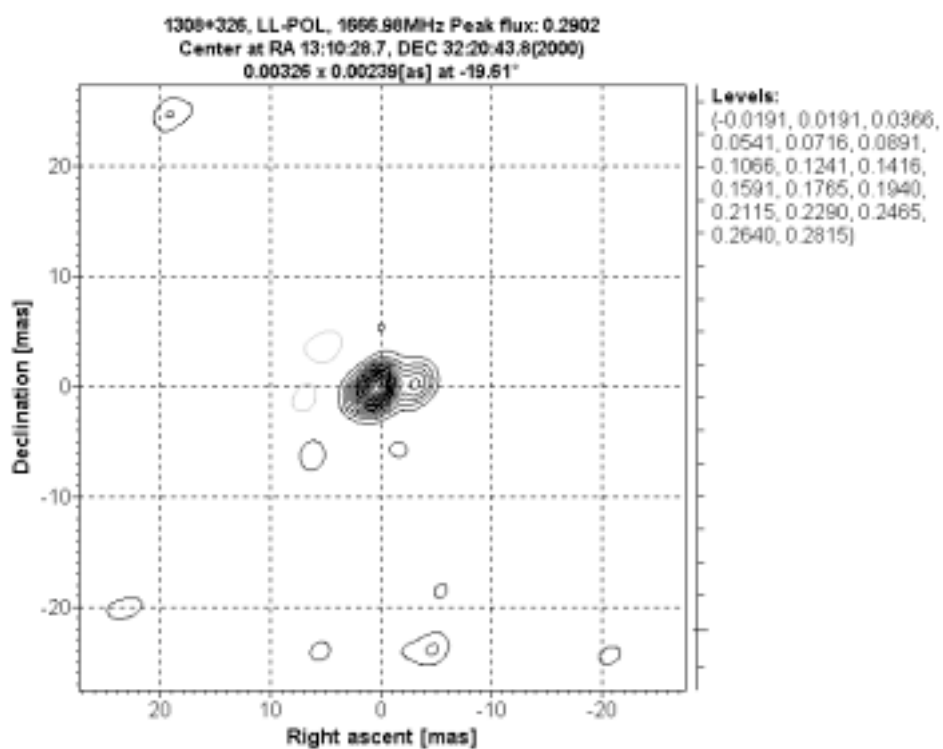
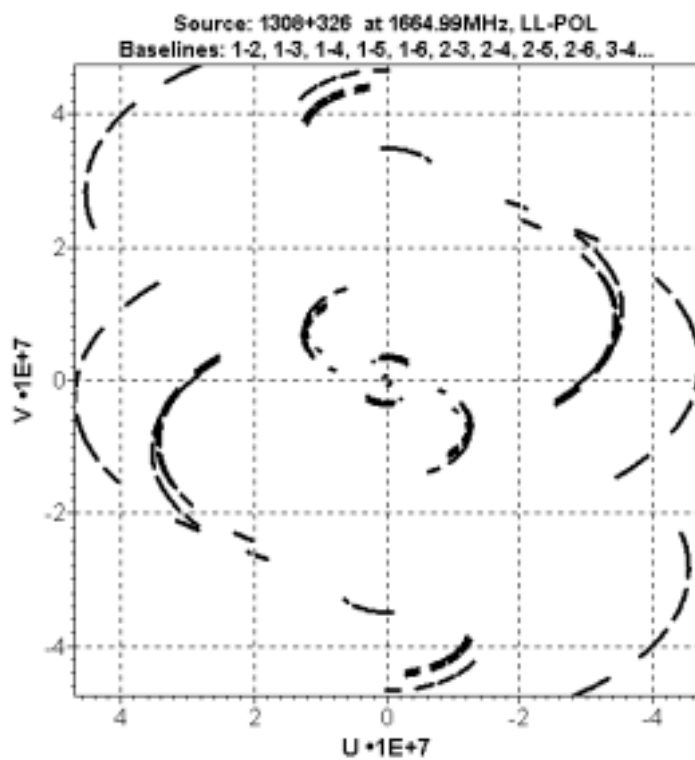


Рис. 6.

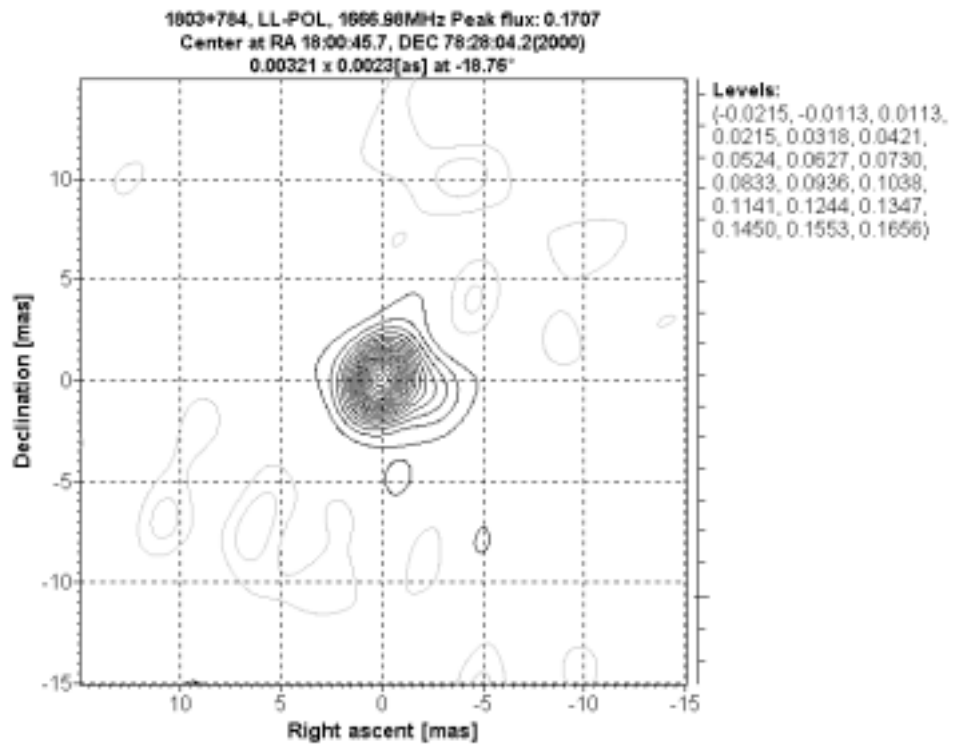
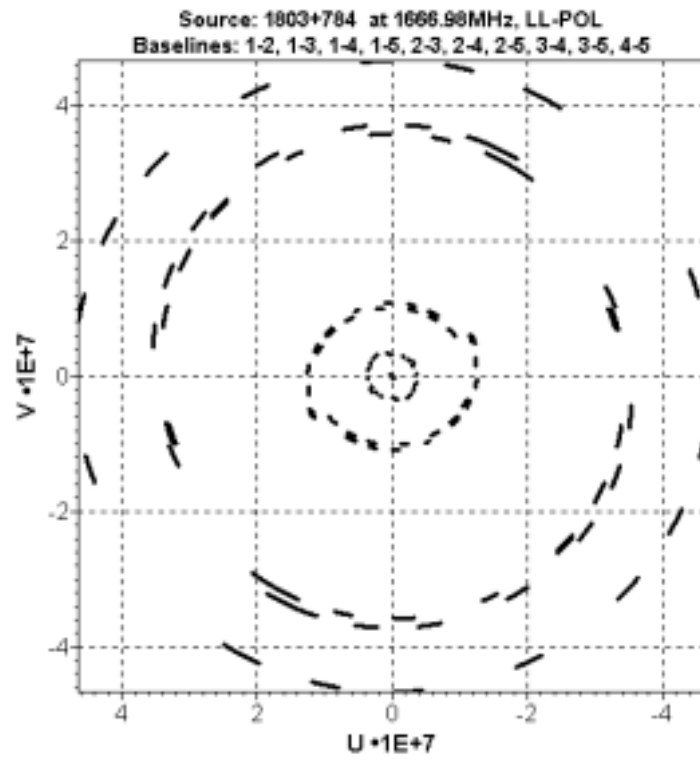


Рис. 7.

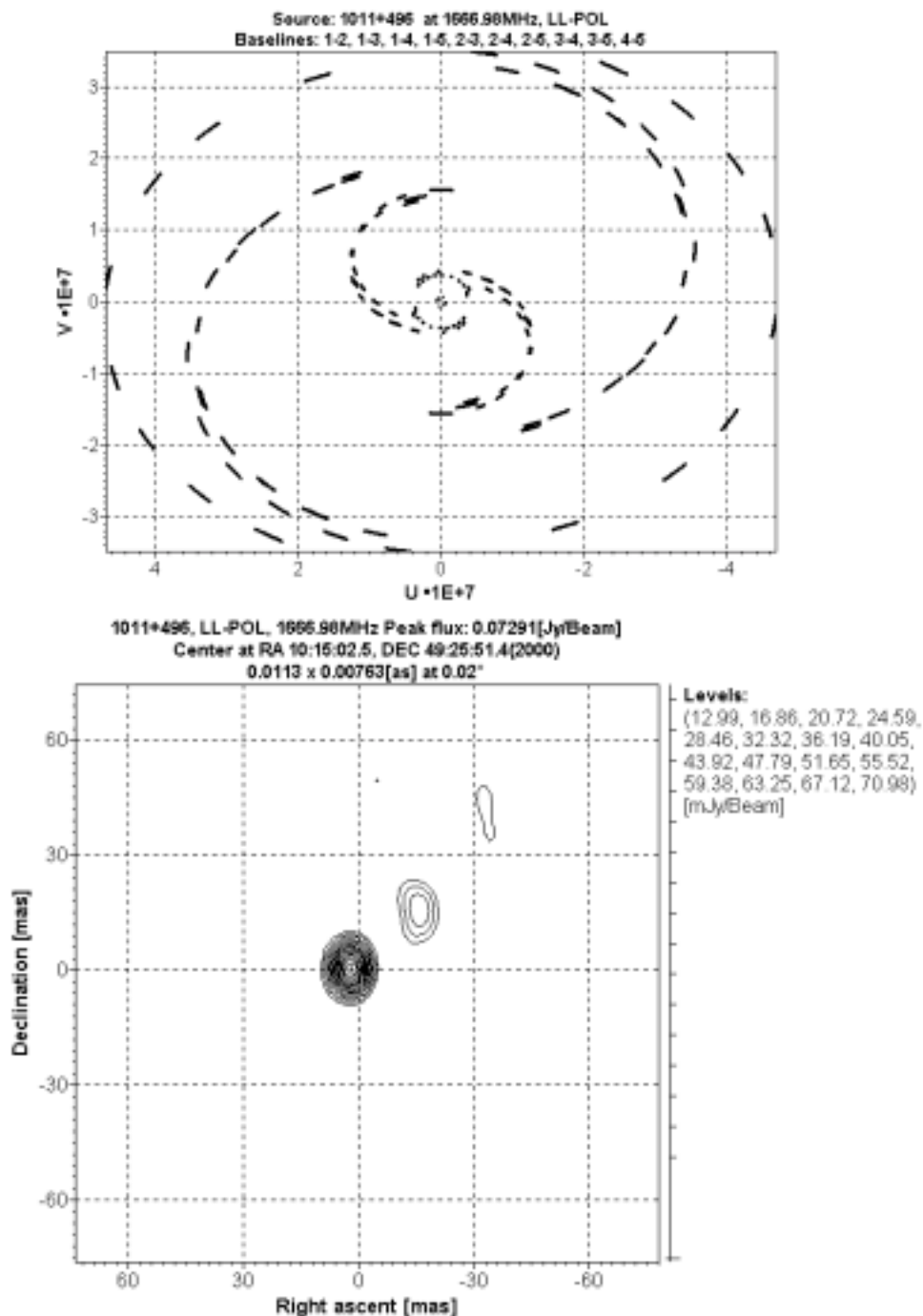


Рис. 8.

новый диапазон 1,665 ГГц и РТ-45 Пуне принял участие в традиционной зимней сессии S2-подсистемы LFN в конце ноября - начале декабря 2000 г. Это были первые индийские наблюдения в диапазоне 1,665 ГГц. До этого предполагалось, что сетчатые антенны GMRT могут работать только до длины волны 21 см. В этой 3-х дневной сессии INTAS00.3 приняли участие пункты Медвежьи Озера, Пушино, Ното, Шанхай и Хартбистоук. В конце 2001 г. на корреляторе в Пентинктоне были найдены первые РСДБ-лепестки на базовой линии Пуне-Хартбистоук, а в марте 2002 г. закончена корреляционная обработка первых двух дней сессии.

Таким образом, к настоящему моменту S2 подсистема LFN практически сформирована. В «International S2 ad-hoc array» входят РТ-64 Медвежьи Озера, РТ-22 Пушино, РТ-32 Ното, РТ-25 Шанхай и РТ-45 Пуне. На постоянной основе проводится

сотрудничество с пунктами РТ-26 Хартбистоук и РТ-32 Светлое. Проведены первые попытки совместной работы с пунктами РТ-34 Кашима (Япония) и РТ-32 Зеленчукская (ИПА РАН). Планируется возобновление совместных наблюдений с пунктами Грин Бэнк со 100-м антенной и РТ-300 Аресибо. Ведутся переговоры о сотрудничестве с РТ-46 Алгонкуин, РТ-26 Пентиктон (Канада) и японским центром корреляционной обработки НАО в Митаке.

Заключение

Успешная реализация проекта «Низкочастотная РСДБ-сеть» позволила сохранить в эксплуатации и дооснастить радиоастрономической аппаратурой уникальные радиотелескопы бывшего Советского Союза. В России накоплен значительный опыт планирования и проведения РСДБ-экспериментов. Начала функционировать новая международная РСДБ-сеть LFN с участием отечественных радиотелескопов. Наблюдения в диапазонах 327 МГц и 1,665 ГГц проводятся каждый год на регулярной основе, научная программа составляется по заявкам российских и зарубежных ученых. Созданная инфраструктура и кооперация продуктивно используются в новом LFN-проекте «РСДБ-локатор», направленного на развитие радиоастрономических методов исследования околоземных астероидов, планет земной группы и космического мусора [22] и выполняемого в рамках проекта INTAS - 01- 0669 "Optical and radar ecological monitoring of near-Earth space environment for the control of technogenic pollution and natural hazard assessment due to asteroids".

Автор выражает надежду, что осуществление проекта INTAS-IA-2001-02 "BEAR LAKES RT-64: VLBI site for Astronomy, Astrometry and Geodynamics" и начавшееся сотрудничество с Главной (Пулковской) астрономической обсерваторией РАН, где создаются группы планирования экспериментов LFN и вторичной обработки РСДБ-данных, вдохнут новую жизнь в проект «Низкочастотная РСДБ-сеть». Автор благодарит всех сотрудников российских и зарубежных институтов, принявших участие в проекте LFN.

Список литературы

1. Романов Е.В., Молотов И.Е. Состояние и развитие РСДБ-наблюдений в ходе подготовки проекта "Радиоастрон". Сборник докладов отчетной конференции АКЦ ФИАН, январь 1995 г., Пушино, стр. 13-16.
2. Алексеев В.А., Молотов И.Е. и др. РСДБ-эксперименты по измерению геоцентрических координат радиотелескопов в Евпатории, Медвежьих Озерах и Уссурийске. Тезисы докладов конференции "Современные проблемы и методы астрометрии и геодинамики", 23-27 сентября, 1996 г. С.-Петербург, стр. 141-142.
3. Дагкесаманский Р.Д., Молотов И.Е. и др. Пункт РСДБ дециметрового диапазона на основе РТ-22 в г. Пушино. Тезисы докладов XXVI радиоастрономической конференции, Санкт-Петербург, 1995, стр. 234-235.
4. Алексеев В.А., Молотов И.Е. и др. Сотрудничество Российской и Американской сетей слежения дальнего космоса в области интерферометрии. Труды конференции "Современные проблемы и методы астрометрии и геодинамики", 23-27 сентября 1996 г. С.-Петербург, стр. 156-163.
5. Молотов И.Е. и др. РСДБ-обзор на частоте 327 МГц в рамках подготовки научной программы проекта "Радиоастрон". Тезисы докладов XXVII радиоастрономической конференции, 10-14 ноября 1997 г., С.-Петербург, стр. 176-177.

6. Алексеев В.А., Молотов И.Е. и др. Возможности РСДБ-исследований короны и сверхкороны Солнца по спектральному составу интерферометрических откликов от космических радиоисточников. Тезисы докладов XXVII радиоастрономической конференции, 10-14 ноября 1997 г., С.-Петербург, стр. 178-179.
7. Алтунин В.И. и др. Исследования неоднородностей плазмы солнечного ветра методом РСДБ надлинах волн 18 и 90 см в 1994-1996 гг.- Изв.ВУЗ Радиофизика, 2000, XLIII, N13, с.197.
8. Молотов И.Е. Перспективы развития низкочастотной РСДБ-сети LFN. Всероссийская астрономическая конференция. Тезисы заявленных докладов. - СПб.: НИИХ СПбГУ, 2001, стр. 128.
9. Liu X., I. Molotov et al. LFN: New VLBI Project in the Asia-Pacific Area. 2001 Asia-Pacific Radio Science Conference AP-RASC'01 Chuo University, Tokyo, Japan, August 1-4 2001 Radio Science - Communications, Environment, and Energy Conference Digest, p. 387
10. Chuprikov A.A., I.E. Molotov et al. Pre-launch low frequency VLBI survey for Radioastron mission. New Astronomy Reviews, Vol. 43, Nos. 8-10 (1999) pp. 747-750.
11. Белоусов, К.Г., И.Е. Молотов и др. Низкочастотная РСДБ-сеть для поддержки проекта "Радиоастрон". Труды ФИАН, том 228, 2000, стр. 76 - 93.
12. Konovalenko A., I. Molotov et al. Upgrade of Evpatoria RT-70 antenna (Ukraine) with receiving system of 325 MHz frequency range. Book of Abstract of IAU Symposium 199 "The Universe at Low Radio Frequencies", November 30-December 4, 1999, NCRA TIFR, Pune, India, p. 194.
13. Shmeld Ivar, Igor Molotov et al. The first VLBI observations with Ventspils 32 m radiotelescope under LFN project. Proceedings of the 5th European VLBI Network Symposium. Held at Chalmers Technical University, June 29th - July 1st, 2000. Edited by: J.E. Conway, A.G. Polatidis, R.S. Booth and Y. Pihlstrom, p. 247 - 248.
14. Антипенко А.А., И.Е. Молотов и др. Система обработки MARK-2 с высоким временным разрешением для низкочастотной РСДБ-сети LFN. Всероссийская астрономическая конференция. Тезисы заявленных докладов. - СПб.: НИИХ СПбГУ, 2001, стр. 7.
15. Molotov I.E. et al. Plans for the development and first observations of Russian S2 VLBI Network. Proceedings of 4th APT Workshop, 4-7 December 1995, Sydney, Australia, pp. 274-277.
16. Charman J.M., I.E. Molotov et al. Detection of Compact OH Mainline Maser Emission from the Supergiant Star VX Sgr. Proceedings of 4th APT Workshop, 4-7 December 1995, Sydney, Australia, pp. 120-127.
17. Slysh V.I., Molotov I.E. et al., VLBI Observations of OH Masers with the S-2 Recording System. MNRAS 283, N 1, 1996, pp. 9-14.
18. Chuprikov A., I. Molotov et al. Progress Report on Results of Bear Lakes-Tidbinbilla Experiment. Proceedings of the Technical Workshop for APT and APSG 1996, Kashima, Japan, December 10-13, 1996, pp 289-293.
19. Molotov I.E. et al. The possibility for collaboration of Arecibo with international S2 ad-hoc array. Abstracts of American Astronomical Society Meeting 198, 05/2001, #75.01.
20. Molotov Igor et al. Prospect for VLBI Network extension: the first results of an ad-hoc S2 array experiments. Galaxies and their constituents at the highest angular resolutions. Eds. Richard T. Schilizzi et al., ASP IAU Symposia Series, Vol. No. 205, 2001, p. 420-421.
21. Molotov I. et al. Goals and results of the ad-hoc VLBI activity with Russian antennas. Proceedings of the 6th European VLBI Network Symposium, Ros, E., Porcas, R.W., Lobanov, A.P., & Zensus, J.A. (eds.), June 25th-28th 2002, Bonn, Germany, p. 19-20.

22. Molotov I. et al. New international program for research of NEA and Space Debris. Book of abstracts of scientific conference " International collaboration in field of astronomy: status and perspectives". May 25 - June 2, 2002, Moscow, Astronomical Society, 2002, p. 47.

FIRST RESULTS OF LOW FREQUENCY VLBI NETWORK (LFVN) PROJECT

Molotov I.E.

Summary

The special program was started in 1996 to establish the international VLBI cooperation including some Russian radio telescopes. This project entitled the International Low Frequency VLBI Network have been developed in two main directions – Mk-2 subsystem for solar and scattering research and International S2 ad-hoc array for AGN and OH-maser survey. The Mk-2 terminals and 92-cm band receivers were installed at Bear Lakes, Puschino, St. Pustyn and Zimenki radio telescopes in Russia, Evpatoria in Ukraine, GMRT and ORT in India, Ventspils in Latvia. The Canadian S2 recorders were installed at Bear Lakes and Puschino. Direct connections were established with radio telescope stations around the world that are equipped with the S2 recorders or that keep operational Mk-2 terminals. Few Mk-2 and S2 experiments were then arranged during 1997-2000 at 92-cm and 18-cm wavelengths using various combinations of mentioned antennas plus Green Bank, Arecibo, HartRAO, Shanghai, Urumqi, Noto, Medicina, Torun and Svetloe stations. The first Mk-2 session was processed on the JPL/Caltech Block II correlator. Russian Mk-2 correlator has been developed at RRI, N. Novgorod for processing of the rest Mk-2 experiments. Four 18-cm S2 experiments were successfully correlated at Penticon, DRAO, Canada. The post-processing group was arranged at Central Astronomy Observatory at Pulkovo. In the paper the scientific goals of this VLBI activity, results obtained so far and further plans are described.

ПАЛЕОПРИЛИВЫ, ГЕОДИНАМИКА И ВРАЩЕНИЕ ЗЕМЛИ

Поляков Е.В.

poliakow@rol.ru

На основе решения задачи о приливной эволюции системы Земля-Луна приводятся результаты расчета приливного замедления вращения Земли в эпоху Фанерозоя (последние 600 миллионов лет). В отличие от большинства исследований, посвященных решению указанной проблемы, в которых приливные явления параметризуются и сводятся до представления их неким интегральным подлунным горбом на Земле, в настоящей работе ядром является численная модель приливов в наиболее полной постановке. Задача решается для вязкой жидкости в океане переменных (в результате движения литосферных плит) очертаний и глубин, учитываются флуктуации гравитационного поля планеты, вызываемые воздействием океанских и земных приливов. Астрономическая часть модели дана в упрощенной постановке: предполагается, что система Земля-Луна замкнутая, орбита Луны круговая и момент инерции Земли неизменен в течение Фанерозоя.

Показано, что эволюция системы Земля-Луна в продолжение Фанерозоя протекала неравномерно и что определяющая роль в этом процессе принадлежит геодинамическому фактору.

Введение

В 1879 году Дж.Г. Дарвин высказал гипотезу об образовании системы Земля-Луна и построил, выражаясь современным языком, математическую модель ее приливной эволюции, проследив историю Луны от ее зарождения до гибели [1,2]. Согласно Дарвину, Луна сформировалась из вещества Земли, выброшенного на околоземную орбиту резонансными силами. Появившийся на тесной орбите спутник возбуждал в теле планеты высокие приливы. Поскольку Луна обращалась вокруг Земли в прямом направлении, а угловая скорость вращения Земли вокруг оси превышала угловую орбитальную скорость Луны, приливный горб в результате действия сил трения "выбежал" из-под Луны вперед. Взаимное притяжение приливного горба и Луны сообщало последней ускорение на орбите и замедляло суточное вращение Земли. Луна постепенно удалялась от Земли до тех пор, пока не наступила синхронизация вращения планеты и обращения спутника. Однако и после этого приливное замедление вращения планеты продолжалось, теперь уже под действием Солнца. Приливный горб оказался "позади" Луны и процесс эволюции лунной орбиты продолжился с обратным знаком, радиус лунной орбиты стал уменьшаться. Наконец, тесно сблизившись с Землей, Луна была разорвана силами притяжения. Такова, в общих чертах, рассчитанная Дарвином картина эволюции системы Земля-Луна.

Последующее столетие не внесло принципиальных изменений в теорию приливной эволюции системы, но доказало несостоятельность дарвиновской гипотезы образования спутника. Взамен появились две теории - захвата Луны Землей [3,4] и аккумуляции Луны в околоземном рое ("сестринская" теория), но в каждой из них имелись свои проблемы [5]. Первая теория затрудняется объяснить, что произошло с энергией, высвободившейся в результате захвата на околоземную орбиту столь массивного для нашей планеты тела, и почему нигде на Земле не обнаружено следов этого катастрофического события. Теория аккумуляции испытывает трудности,

пытаясь согласовать продолжительность эволюции с возрастом Земли, превышающим 4.6 миллиарда лет. Так, Голдрайх, подробно проанализировавший основания каждой из этих теорий, пришел к выводу, что, "если игнорировать трудность с продолжительностью приливной эволюции, то наиболее реалистичной возможностью представляется образование (Луны) путем аккумуляции" [6].

Продолжительность эволюции определяется тем, сколь велико приливное трение и высока скорость диссипации приливной энергии: чем выше диссипация, тем интенсивнее протекает эволюционный процесс. Интегральной характеристикой приливного трения служит так называемый "эффективный угол запаздывания" δ , указывающий, как далеко выносится приливный горб из-под Луны, на какой угол Луна опаздывает по сравнению с приливом в прохождении меридиана. В настоящее время величина δ оценивается в $2.5-3^\circ$. Эти оценки получены как в процессе численного моделирования приливов в Мировом океане [7,8], так и на основании анализа данных наблюдений солнечных затмений в древнем мире [9]. В случае использования современного значения δ при расчете приливной эволюции ее продолжительность оказывается равной всего 1.5-1.75 млрд.лет [5], что является серьезным аргументом в пользу теории захвата и составляет основную трудность теории аккумуляции. Попытки преодолеть эту трудность обычно связываются с предположением, что в прошлом угол запаздывания был меньше современного, хотя обоснования этого предположения представляются недостаточно убедительными.

Постановка задачи

В настоящей работе, в отличие от предыдущих исследований приливной эволюции системы Земля-Луна, ядром задачи является математическая модель приливов в наиболее полной постановке, к которой подключена простая эволюционная модель. Таким образом, для расчета эволюции вместо априорного задания угла запаздывания δ решается сложная приливная задача, а в ней самой, в свою очередь, отсутствуют привычные константы: угловая скорость вращения Земли, частота и амплитуда приливообразующей силы - эти величины становятся неизвестными и находятся в процессе решения эволюционной задачи.

Постановка задачи удовлетворяет следующим условиям:

- Система изолирована в пространстве, сумма кинетических моментов вращения Земли и орбитального движения Луны постоянна.
- Земля - упруговязкое тело, подверженное воздействию приливных сил.
- Океан - гравитирующая вязкая жидкая оболочка (придонное трение и горизонтальный турбулентный обмен учитываются). Объем воды в океане остается неизменным.
- Материки находятся в постоянном движении, так что конфигурация океана непрерывно меняется.
- Луна - точечная масса, возбуждающая приливы в земной коре и в океане. Орбита Луны принимается круговой, компланарной с плоскостью экватора Земли.
- Приливная волна, перемещаясь над дном, вызывает его деформации - прогибы под вершиной и подъем под подошвой волны, изменяя, тем самым, форму тела планеты.
- Гравитационное поле под действием приливообразующих сил, деформаций нагрузки, перераспределения океанских водных масс испытывает возмущения, которые проявляются как эффекты второго порядка в процессе формирования приливов в океане и теле Земли. Это явление носит название "эффект самопритяжения приливов".

Расчет эволюции системы Земля-Луна осуществлен для эпохи Фанерозоя (до 600 млн. лет в прошлое) - небольшого по сравнению с возрастом системы временного

интервала. Ограничение связано с тем, что к настоящему времени реконструкции положения материков выполнены лишь для указанного периода [10].

Решается интегро-дифференциальная задача. В предположении о гармоническом характере колебаний линеаризованные уравнения динамики приливов записываются в виде [7]

$$(r - i\sigma)\bar{w} + A\bar{w} - k_l\Delta \bar{w} + gH\nabla\xi = gH\nabla(\gamma_L\bar{\xi}^+ + \bar{\xi}^\oplus), \quad (1)$$

$$-i\sigma\bar{\xi} + \text{div } \bar{w} = 0. \quad (2)$$

Здесь \bar{w} - вектор интегрального переноса, g - ускорение силы тяжести, H - глубина, $\bar{\xi}$ - высота прилива относительно дна, подверженного приливным колебаниям, $\bar{\xi}^+$ - статический прилив в океане для условий абсолютно твердой Земли, γ_L - множитель Лява для статического прилива на упругой Земле, r и k_l - коэффициенты придонного трения и горизонтального турбулентного обмена, σ - частота вынуждающей силы, A - кориолисова матрица, $A = \begin{pmatrix} 0 & -\lambda \\ \lambda & 0 \end{pmatrix}$, $\lambda = 2\Omega \cos\theta$; Ω - угловая скорость вращения Земли. Начало координат расположено на Северном полюсе, θ - дополнение широты до 90° , φ - западная долгота. Интегральный член $\bar{\xi}^\oplus$ описывает деформации земной коры и возмущения гравитационного потенциала как реакцию на колебания уровня океана

$$\begin{aligned} \bar{\xi}^\oplus = & \frac{1}{2\pi} \int_0^{2\pi} \int_0^\pi \bar{\xi}(\theta', \varphi') \sum_n \gamma_n' \alpha_n \sum_n N_{nq}^{-1} P_n^q(\cos\theta) \times \\ & \times P_n^q(\cos\theta') \begin{pmatrix} \cos q\varphi & \cos q\varphi' \\ \sin q\varphi & \sin q\varphi' \end{pmatrix} \sin\theta' d\theta' d\varphi', \end{aligned} \quad (3)$$

где γ_n' и α_n - коэффициенты для вычисления индуцированных возмущений статического прилива, $P_n^q(\cos\theta)$ - присоединенная функция Лежандра порядка n степени q ; N_{nq} - нормировочный множитель. Система (1) - (3) дополняется условием прилипания на контуре Γ исследуемой области

$$\bar{w} \Big|_\Gamma = 0. \quad (4)$$

Для эпох геологического прошлого, кроме того, требуется определить параметры ξ^+ и σ вынуждающей силы. Для волны M_2 справедливы соотношения [11]:

$$\xi^+ = (3Cm / 4M) a^4 R^{-3} \sin^2 \theta \cos(\sigma t - 2\varphi), \quad (5)$$

$$\sigma = 2(\Omega - \omega). \quad (6)$$

Здесь C - амплитудный коэффициент гармоники M_2 ; m и M - массы Луны и Земли соответственно, a - средний радиус Земли, R - радиус орбиты и ω - угловая орбитальная скорость Луны. Величины R , Ω и ω определяются с помощью уравнения сохранения момента импульса в системе Земля-Луна

$$I \frac{d\Omega}{dT} + \frac{Mm}{M+m} \frac{d}{dT} (R^2 \omega) = 0, \quad (7)$$

третьего закона Кеплера:

$$R^3 \omega^2 = G(M+m) \quad (8)$$

и выражения для момента \mathbf{L} зональной составляющей приливных сил [11]:

$$L = I \frac{d\Omega}{dT} = 6.4\pi\rho_0\gamma_L \frac{3}{4} CGma^4 R^{-3} D_{22}^- \sin \varepsilon_{22}^-, \quad (9)$$

где T - время в геологической шкале, направленной в прошлое, I - момент инерции Земли, равный $0.3315 Ma^2$ [12], G - гравитационная постоянная, ρ_0 - средняя плотность воды, D_{22}^- и ε_{22}^- - параметры, составленные из коэффициентов разложения амплитуды уровня $\bar{\xi}$ в ряд по сферическим функциям в системе координат с западным направлением оси долгот φ , поэтому здесь, в отличие от [11], в выражении (9) использованы параметры D_{22}^- и ε_{22}^- вместо D_{22}^+ и ε_{22}^+ .

С помощью (8) и (9) уравнение (7) преобразуется к виду

$$\frac{d}{dT} R^{1/2} = -\frac{L}{Mm} \left(\frac{M+m}{G} \right)^{1/2}. \quad (10)$$

Система (1) - (6), (8) - (10) дополняется начальными условиями, соответствующими современной эпохе: $\Omega_0 = 7.2921 \cdot 10^{-5} c^{-1}$, $\omega = 2.6617 \cdot 10^{-6} c^{-1}$.

Предлагаемая постановка приливной задачи позволяет отыскивать решение, опираясь на информацию лишь о массах Луны и Земли, среднем радиусе планеты и рельефе дна океана: $m = 7.348 \cdot 10^{22}$ кг, $M = 5.976 \cdot 10^{24}$ кг, $a = 6.371 \cdot 10^6$ м, $H = H(\theta, \varphi)$.

Результаты

Следует отметить, что представленная приливная модель была разработана для исследования эффекта самопритяжения приливов, взаимодействия океанских приливов с земными, для предвычисления приливов в океане с эластичным дном, для расчета приливных вариаций силы тяжести и уклонения отвесной линии и, будучи использована по своему прямому назначению, хорошо себя зарекомендовала. Результаты расчета приливных гармоник M_2 , S_2 , K_1 , O_1 для современной эпохи (рис. 1) удовлетворительно согласуются с результатами других авторов [13,14] и с данными наблюдений [15]. Это позволяет надеяться на правдоподобие решений приливной задачи и для прошлых эпох (рис. 2-4).

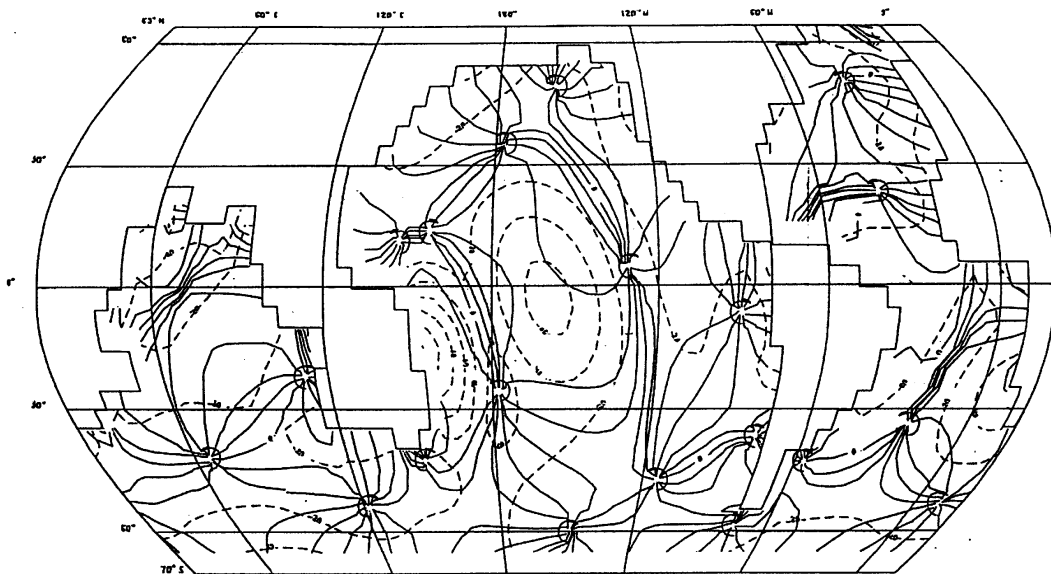


Рис. 1. Карта приливов. Волна M_2 , современная эпоха

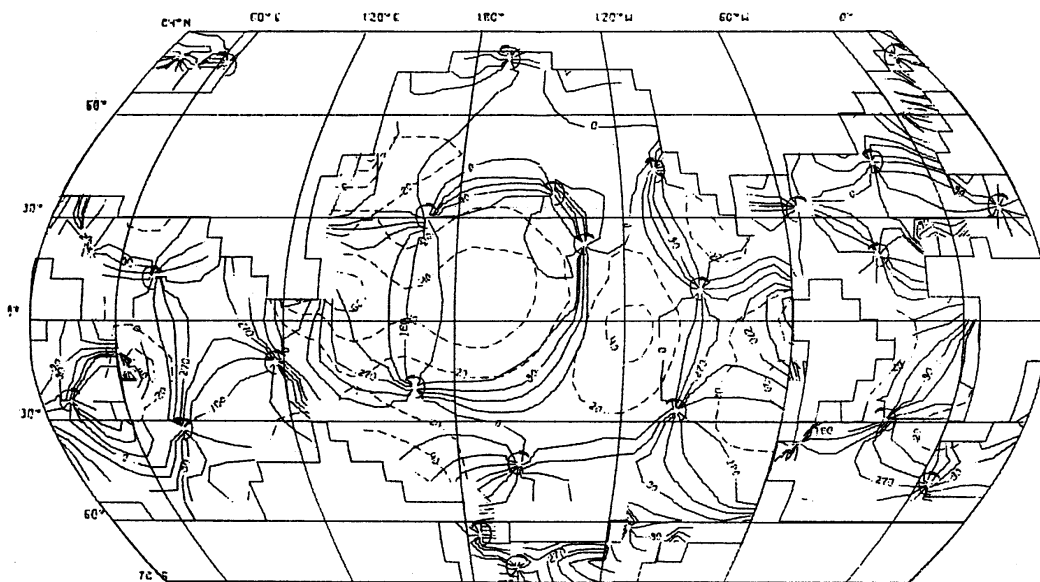


Рис. 2. Карта палеоприливов. Волна M_2 , 70 миллионов лет назад

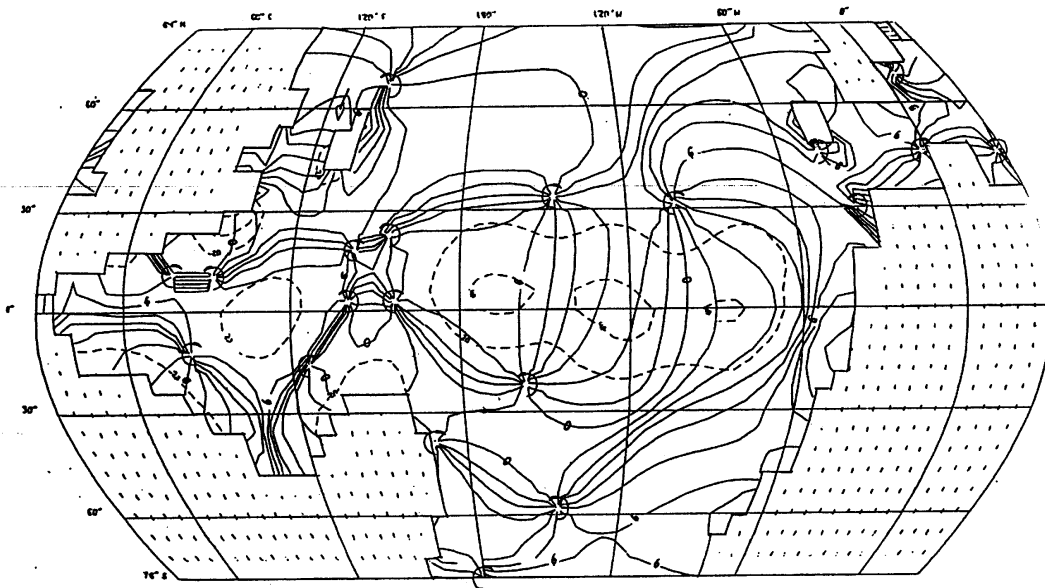


Рис. 3. Карта палеоприливов. Волна M_2 , 240 миллионов лет назад

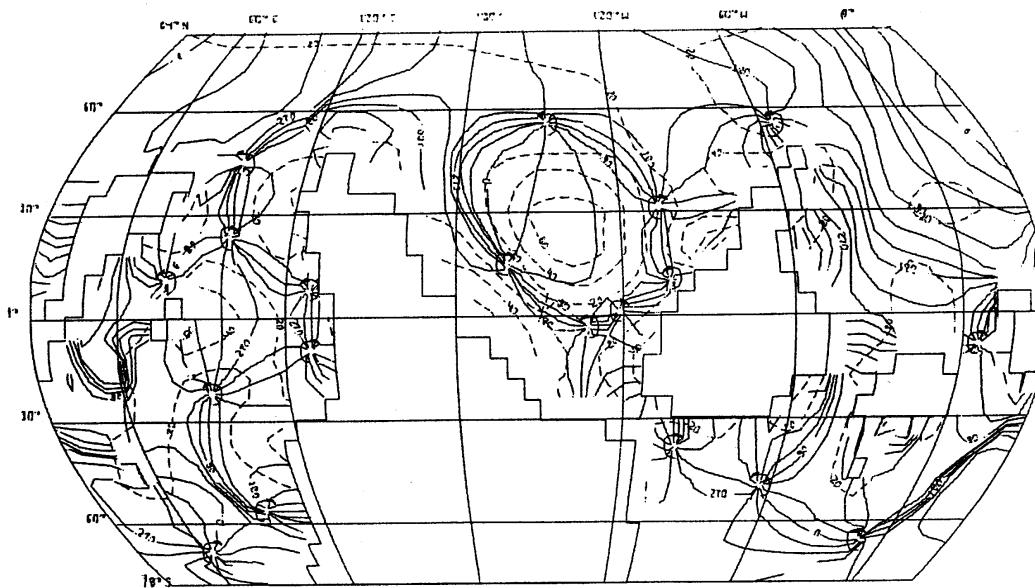


Рис. 4. Карта палеоприливов. Волна M_2 , 570 миллионов лет назад

Замечание об угле δ : естественно, что приливы в океане ничего общего не имеют с горбом и отличаются сложной пространственной структурой. Просуммировав моменты сил притяжения, действующих между Луной и каждой из частиц в океане, получим интегральный момент L приливных сил. Можно представить себе приливный горб, создающий момент, равный по величине L , вершина которого должна отстоять от подлунной точки на угол δ .

Применение модели для расчета эволюции системы Земля-Луна привело к неожиданным результатам, которые могут послужить причиной ревизии устоявшихся представлений о характере вековых изменений параметров системы и устранить уже

упоминавшееся противоречие между возрастом системы и продолжительностью ее приливной эволюции.

Основные характеристики приливной эволюции системы Земля-Луна, волна M_2

T , 10^6 л ет	Ω , $10^{-5} c^{-1}$	ω , $10^6 c^{-1}$	σ , $10^{-4} c^{-1}$	A^+ , см	L , $10^{16} n \cdot m$	δ , °	Q	\dot{R} , см/год	$\dot{\omega}$, "/век ²	$\dot{\tau}$, с/век
0	7.292	2.662	1.405	24.23	3.42	2.59	11.0	2.91	19.7	1.59
10	7.306	2.665	1.408	24.28	3.14	2.38	12.0	2.68	18.4	1.46
50	7.349	2.675	1.416	24.46	2.17	1.64	17.5	1.83	12.4	0.98
100	7.382	2.682	1.423	24.60	0.94	0.72	40.0	0.81	5.6	0.43
200	7.407	2.688	1.428	24.71	0.40	0.30	93.9	0.34	2.3	0.18
300	7.423	2.691	1.431	24.77	0.53	0.40	70.7	0.46	3.2	0.24
350	7.439	2.695	1.434	24.85	0.93	0.70	40.6	0.80	5.5	0.42
400	7.452	2.698	1.436	24.89	0.66	0.50	56.7	0.57	3.9	0.30
450	7.476	2.703	1.441	24.99	1.80	1.35	21.2	1.54	10.7	0.80
500	7.527	2.715	1.451	25.21	2.95	2.24	12.8	2.53	17.7	1.31
570	7.617	2.736	1.469	25.60	2.54	1.91	15.0	2.19	15.5	1.11

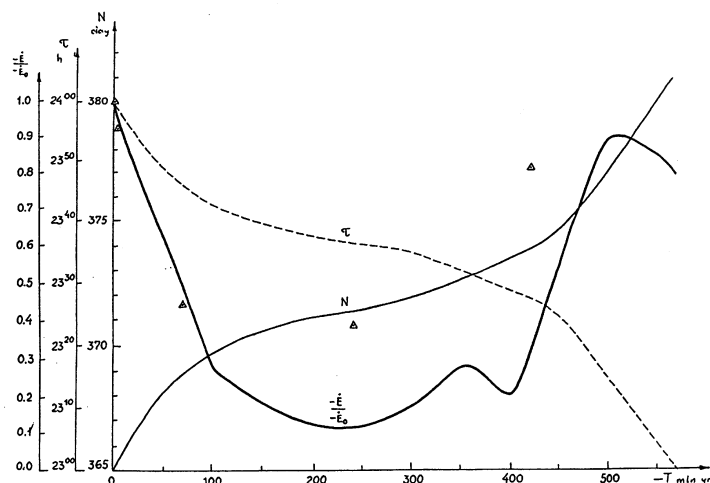


Рис. 5. Изменение диссипации $-\dot{E}$ приливной энергии в течение Фанерозоя. Нормирована на современное (расчетное) значение $-\dot{E} = 2.41 \cdot 10^{12}$ Вт, продолжительности τ средних солнечных суток и числа N суток в году. Точками обозначены величины $-\dot{E}/-\dot{E}_0$, рассчитанные по [12].

Оказалось, что момент L приливных сил и угол запаздывания δ изменялись в Фанерозое сложным образом: 500 млн. лет назад они имели максимальные значения, близкие к современным, а на протяжении от девонского до мелового периодов (400-100 млн. лет) их значения были в 3-8 раз ниже современных (см. таблицу).

Приведенные в таблице значения механической добротности Q колебательной системы океан-кора Земли, скорости удаления \dot{R} и векового ускорения $\dot{\omega}$ Луны, удлинения земных суток $\dot{\tau}$ дополняют картину эволюции нашей планетной системы.

Причем, величины перечисленных параметров, полученные из анализа движения искусственных спутников и вычисленные на модели для современной эпохи, удовлетворительно согласуются.

На рис. 5 приведены графики числа дней в году N и продолжительности земных суток \hat{t} в прошлом. Нетрудно заметить, что эти параметры изменялись в течение Фанерозоя весьма неравномерно. Наименьшие их значения приходятся с низкими значениями скорости диссипации $-\dot{E}$.

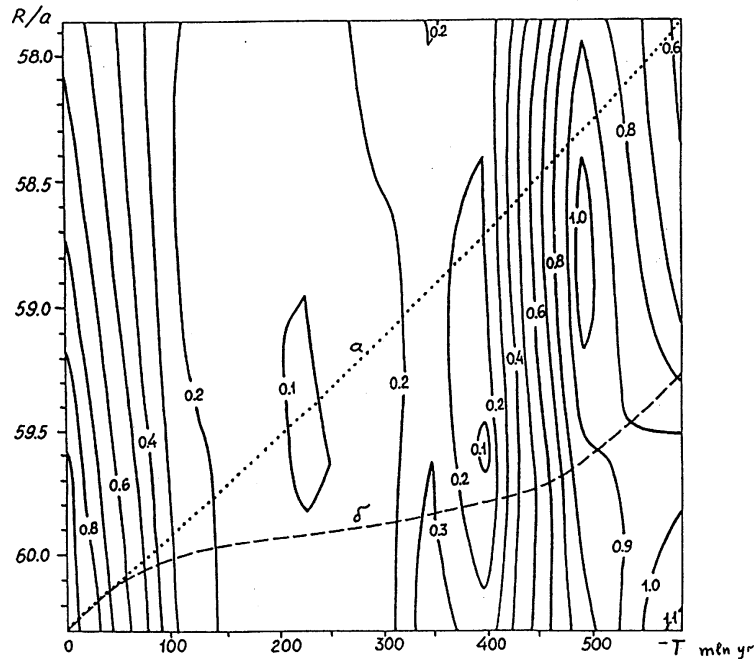


Рис. 6. Зависимость диссипации приливной энергии от радиуса лунной орбиты (ось ординат) и дрейфа литосферных плит (ось абсцисс), удаление Луны от Земли: а - при постоянстве угла запаздывания, б - на основании расчета палеоприливов

Анализ

Столь сложное поведение диссипации (или L и δ) в прошлом не может быть объяснено лишь изменением лунной орбиты. Остается предположить, что характер эволюции системы Земля-Луна зависит также и от конфигурации океана, изменяющейся в результате движения литосферных плит.

На рис. 6 представлены результаты проверки этого предположения. Для построения рисунка была выполнена серия численных экспериментов общим числом 81, каждый из которых представлял собой решение палеоприливной задачи при всевозможных сочетаниях девяти конфигураций океана (одной современной и восьми палеореконструкций, заимствованных из [10]) и девяти различных радиусов орбиты Луны. Отчетливо видно, что движение материков оказывает гораздо более сильное влияние на изменение диссипации, нежели увеличение радиуса лунной орбиты. На этом же рисунке сопоставляются две кривые, характеризующие удаление Луны от Земли. Одна из них (а) рассчитана традиционным способом - в предположении постоянства угла запаздывания δ , а другая (б) получена на модели. Из рисунка следует, что учет геодинимического фактора в задаче приводит более чем к двукратному замедлению эволюции системы! Не здесь ли кроется возможность преодоления противоречия между возрастом системы и продолжительностью ее эволюции, выдвигаемого многими авторами в качестве основного аргумента против гипотезы аккреции Луны из околоземного роя?

Столь сильное влияние формы океана на диссипацию приливной энергии следует искать в резонансной природе возбуждения приливов в океане. Если учесть, что

диссипация пропорциональна энергии приливов, на основании рис. 6 можно прийти к заключению об эволюции резонансных свойств океана, а именно: в настоящее время и 500 млн. лет назад форма океана, расчлененного на слабо связанные между собой части, способствовала "настройке" приливов в одной или нескольких из этих частей на частоту возмущающей силы, амплитуда приливных волн возрастала, усиливалось их возмущающее воздействие на Луну, ускорялся эволюционный процесс. И наоборот, слияние отдельных частей океана в широкий канал в период 450-100 млн. лет назад приводило, по-видимому, к рассогласованию собственных частот "приливного генератора" и океана-"резонатора", амплитуды приливов уменьшались, понижалось значение момента L приливных сил, т.е. ослабевал канал передачи кинетического момента вращения Земли к орбитальному движению Луны, что замедляло эволюцию.

Выводы

1. Характер эволюции системы Земля-Луна формировался под влиянием двух факторов - изменения параметров возмущающей силы и движения литосферных плит. Роль геодинамического фактора в процессах эволюции оказалась определяющей, иными словами: эволюцией системы Земля-Луна "управляет" движение материков.
2. Воздействие геодинамики на ход эволюции осуществлялось опосредованно через изменение резонансных свойств палеоокеана. Эволюция протекала неравномерно, ее темп менялся в продолжение Фанерозоя в пределах 3-8 крат, так, что среднее значение скорости эволюции составило лишь 45% от современного.
3. Предыдущий вывод позволяет снять основной аргумент против теории аккреции Луны в околоземном рою - противоречие между возрастом системы и продолжительностью ее эволюции.
4. Исследование проблемы эволюции системы Земля-Луна без применения приливных моделей вряд ли целесообразно, поскольку полученный результат может соответствовать действительности не в большей степени, чем два гипотетических приливных выступа соответствуют сложной картине взаимодействующих океанских и земных приливов.

Перспективы

Представленные результаты показывают, что достижение корректного и непротиворечивого решения задачи об эволюции системы Земля-Луна возможно лишь в случае совместного рассмотрения астрономических, геофизических и геодинамических факторов влияния, причем, как выяснилось, два последних играют определяющую роль. Представляется, что дальнейший прогресс в разрешении обсуждаемой проблемы будет, скорее всего, связан с совместной реализацией эволюционных и приливных моделей, возможно, с подключением к ним модели конвекции и дифференциации вещества в недрах планеты и модели образования и развития океана. Тот факт, что возраст океана заведомо меньше возраста Земли [16], может явиться еще одним серьезным аргументом в пользу "сестринской" гипотезы, поскольку, согласно оценке механической добротности тела Земли, выполненной на основе анализа чилийского и камчатского землетрясений, основным диссипатором приливной энергии является океан. Следовательно, и продолжительность эволюции следует сопоставлять с возрастом океана, а не Земли.

ЛИТЕРАТУРА

1. Darwin G.H. On the precession of a viscous spheroid and on the remote history of the Earth// Phil. Trans. Roy. Soc., London, 1879, v.A170., p.447-530.

2. Болл Р.С. Века и приливы// Перев. с англ. А.Р.Орбинского, Одесса: MATHESIS, 1900, 104 с.
3. Альфвен Х., Аррениус Г. Эволюция Солнечной системы// М.: Мир, 1979, 512 с.
4. Макдональд Г.Дж.Ф. Приливное трение// В кн. Приливы и резонансы в Солнечной системе. М.: Мир, 1975, с. 9-96.
5. Рускол Е.Л. Происхождение Луны// М.: Наука, 1975, 189 с.
6. Голдрайх П. История лунной орбиты// В кн. Приливы и резонансы в Солнечной системе. М.: Мир, 1975, с. 97-129.
7. Гордеев Р.Г., Каган Б.А., Поляков Е.В. Численное интегрирование уравнений динамики приливов в Мировом океане при учете эффектов нагрузки и самопротяжения// Докл. АН СССР, 1976, т.228, № 4, с. 817-820.
8. Поляков Е.В. Расчет приливной эволюции системы Земля-Луна на основании численного моделирования приливов в палеоокеане// Изв. АН СССР, сер. ФАО, 1986, т.22, № 5, с.505-512.
9. Morrison L.V. Tidal deceleration of the Earth's rotation deduced from astronomical observations in the period A.D. 1600 to the present// In: Tidal friction and the Earth rotation/P.Brosche and J.Sundermann (Ed.)/ - Berlin: Springer-Verlag, 1978. p. 35-38.
10. Зонненшайн Л.П., Городницкий А.М. Палеогеодинамика и дрейф континентов// В кн. Геофизика океана, т.2, Геодинамика. М.: Наука, 1979, с. 327-338.
11. Марчук Г.И., Каган Б.А. Динамика океанских приливов// Л.: Гидрометеиздат, 1983, 360 с.
12. Sundermann J., Brosche P. Numerical computation of tidal friction for the present and ancient ocean// In: Tidal friction and the Earth rotation/P.Brosche and J.Sundermann (Ed.)/ - Berlin: Springer-Verlag, 1978. p. 125-144.
13. Accad Y., Pekeris C.L. Solution of the tidal equations for the M2 and S2 tides in the world oceans from a knowledge of the tidal potential alone// Phil. Trans. Roy. Soc., London, 1978, v. A290, №1368, p.235-266.
14. Zahel W. The influence of solid Earth deformations on semidiurnal and diurnal oceanic tides// In: Tidal friction and the Earth rotation/P.Brosche and J.Sundermann (Ed.)/ - Berlin: Springer-Verlag, 1978. p. 98-124.
15. Schwiderski E.W. Global ocean tides. Pt. 1. A detailed hydrodynamical interpolation model// Naval Surface Weapons Center, Dahlgren Lab., Dahlgren, 1978. 88 p.
16. Монин А.С., Шишков Ю.А. История климата// Л.: Гидрометеиздат, 1979, 407 с.

PALEOTIDES, GEODYNAMICS AND THE EARTH'S ROTATION

E. Poliakov

Summary

The results of a numerical simulation of the tidal evolution of the Earth-Moon system during the Phanerozoic epoch (the last 600 million years) are given. In most of the researches devoted to the solution of the problem the authors simplified and parametrized very complicated tidal phenomena to a primitive integral hump on the Earth's surface. As distinct from these the numerical model of the ocean tides in its most complete form is the kernel of the present study: the problem is solved for a viscous liquid in an ocean with variable outlines and depth allocations, the global interaction between the ocean and earth tides and the fluctuations of the gravitational field of the planet caused by them are taken into account, the paleoprocess is simulated under conditions of transformation of the paleocean contours due to the drift of the lithospheric platforms. The astronomical component of the model is simplified. It is assumed that the Earth-Moon system is isolated, the Moon's orbit being circular and the moment of inertia of the Earth constant during the Phanerozoic epoch.

It is shown that the evolution of the Earth-Moon system during the Phanerozoic was nonuniform and that the primary role in this process belongs to the geodynamic factor.

АСТРОФИЗИКА

РЕЗУЛЬТАТЫ СТАТИСТИЧЕСКОГО ИССЛЕДОВАНИЯ ДАННЫХ СПЕКТРОФОТОМЕТРИЧЕСКИХ НАБЛЮДЕНИЙ ЗВЁЗД В РАЗНЫЕ ПЕРИОДЫ

Архаров А.А., Гаген-Торн Е.И., Пузакова Т.Ю., Рубан Е.В.

В результате статистического анализа данных нескольких сезонов наблюдений на протяжении почти двадцати лет у многих звёзд были обнаружены различия квазимонохроматических величин в разные сезоны. Доказывается, что эти различия связаны с изменениями световых потоков от звёзд, причём они характерны как для переменных, так и нормальных звёзд, разница лишь в амплитуде и спектральном диапазоне.

1. Введение

В предыдущих работах [1,2] были приведены результаты дисперсионного анализа спектрофотометрических данных, полученных в различные сезоны наблюдений. Перед анализом данные, охватывающие визуальный и ближний ИК диапазоны спектра, были усреднены внутри пяти спектральных интервалов, средние длины волн которых соответствуют 345, 459, 624, 820 и 991 нм. Усреднённые данные приведены в работах [3,4,5]. Анализ проводился в каждом спектральном интервале независимо.

Были проанализированы результаты 21-го наблюдательного сезона и показано, что небольшая переменность блеска звезды ($\Delta m < 0.1^m$) внутри сезона присуща многим звёздам, в том числе и нормальным. Около 30% исследованных звезд показали такую переменность. Для многих звёзд амплитуда переменности оказалась зависящей от длины волны.

В настоящей работе поставлена задача статистического анализа тех же данных, но на протяжении нескольких сезонов с целью выявления долговременных изменений потоков звёздного излучения.

2. Учёт систематических ошибок

Как уже было сказано в предыдущих работах, материалом для исследований послужила обширная база спектрофотометрических данных, явившаяся основой Пулковского спектрофотометрического каталога (ПСК) [6,7]. Эта база объединяет в себе данные отдельных сезонных каталогов, полученных по наблюдениям в различные периоды времени и на различных территориях. Периоды наблюдений и, следовательно, сезонные каталоги условно пронумерованы от 1 до 21. Годы, соответствующие периодам наблюдений, приведены в [1,3].

Результаты наблюдений каждого сезона обрабатывались независимо методом абсолютной спектрофотометрии с отдельным определением коэффициентов атмосферной экстинкции и спектральной чувствительности аппаратуры. Усреднённые за период наблюдений значения абсолютных квазимонохроматических величин звезд и их среднеквадратичные (стандартные) ошибки заносились в текущий (сезонный) каталог. И, хотя наблюдения проводились на однотипной аппаратуре, а методики их проведения и обработки были одинаковы, выведенные на их основе каталоги, строго говоря, не являлись однородными. Это означает, что при анализе изменений блеска звезды от сезона к сезону, можно получить различия, связанные не с переменностью излучения, а с неоднородностью данных.

Исследованию этой неоднородности и выявлению систематических ошибок была посвящена работа [8]. В ней для каждого i -ого сезонного каталога получены усреднённые по всем звёздам этого каталога систематические отклонения $\Delta_i(\lambda)$ каталожных данных от данных ПСК. Отклонения были вычислены следующим образом:

$$\Delta_i(\lambda) = \frac{1}{l_i} \sum_{j=1}^{l_i} (m'_{i,j}(\lambda) - m'_j(\lambda)), \quad (1)$$

где $m'_{i,j}(\lambda)$ – усреднённое по серии наблюдений значение квазимонохроматической звездной величины j -ой звезды в i -ом каталоге, $m'_j(\lambda)$ – величина ПСК для j -ой звезды, а l_i – число представленных в каталоге звёзд. Напомним, что величина ПСК есть взвешенное в каждом сезоне по числу наблюдений, n_i , значение квазимонохроматической звездной величины, усреднённое по данным всех k сезонов, в которые наблюдалась звезда, а именно:

$$m'_j(\lambda) = \frac{1}{n} \sum_{i=1}^k n_i m'_{i,j}(\lambda), \quad (2)$$

где $n = \sum_{i=1}^k n_i$.

Величина систематической ошибки, как правило, мала, и в большинстве случаев не превосходит случайной. Однако её следует учитывать, поскольку она может оказаться существенной при поиске мало-амплитудной переменности звезды. Поэтому отклонения $\Delta_i(\lambda)$ (1), предварительно усреднённые по λ в пяти рассматриваемых интервалах длин волн, были внесены в соответствующие значения первоначальных данных [3,4,5].

Откорректированные таким образом за систематические ошибки средние в пяти спектральных интервалах величины звезды, $m_{i,j}(\lambda)$, и являлись исходными данными в настоящем исследовании. Теперь освобождённый от систематических различий разброс этих величин в разные годы может отражать реальное изменение блеска звезды. Поиску этих изменений статистическими методами и посвящено настоящее исследование.

3. Случайные ошибки

При сравнении средних значений нескольких выборок случайных величин в статистических критериях используются значения дисперсий сравниваемых выборок. Однако влияние фактора переменности может изменить не только среднее за сезон значение потока от звезды, но и дисперсию результатов наблюдений. Действительно, при отсутствии промахов и систематических ошибок, дисперсия результатов наблюдений звезды складывается из дисперсии случайного разброса наблюденных величин и дисперсии, обусловленной переменностью светового сигнала:

$$S_n^2 = S_0^2 + S_v^2, \quad (3)$$

где S_n – стандартная ошибка результата наблюдения, S_0 – случайная ошибка наблюдения для данного периода и S_v – составляющая стандартной ошибки, вызванная переменностью излучения.

Разделение влияния факторов случайности и переменности на ошибки спектрофотометрических наблюдений и выделение случайной и переменной составляющих этих ошибок было проведено в работе [1]. В результате дисперсионного анализа для каждого сезонного каталога были определены значения среднего выборочного стандарта, S_0 , характеризующего случайный разброс результатов

наблюдений для всех звезд этого каталога, и в каждом из пяти интервалов длин волн получены зависимости $S_0(m)$, где m – наблюдаемая звёздная величина.

Эти зависимости использовались в настоящей работе для нахождения $S_i(m_{i,j})$ – случайной ошибки j -ой звезды в i -ом сезоне наблюдений.

Зная случайные ошибки наблюдений в различные сезоны, можно сравнить их с дисперсией результатов наблюдений звёзд и выделить из них переменные составляющие.

4. Статистические критерии

Анализ дисперсии результатов нескольких серий наблюдений проводился статистическими методами, позволяющими оценить значимость влияния фактора переменности на фоне случайного разброса. Для каждой звезды в рассматриваемом интервале длин волн мы имеем следующий набор значений:

$$\left\{ \begin{array}{cccc} m_1, & m_2, & \dots, & m_k \\ n_1, & n_2, & \dots, & n_k \\ S_1(m_1), & S_2(m_2), & \dots, & S_k(m_k) \end{array} \right\}. \quad (4)$$

Здесь k – число каталогов (серий наблюдений), в которых представлена данная звезда, m_i – среднее из серии наблюдений значение звездной величины в i -ом ($i=1, \dots, k$) каталоге, исправленное за систематическую ошибку каталога, n_i – количество наблюдений звезды в данном сезоне (продолжительность серии), а $S_i(m_i)$ – случайная ошибка наблюдений звезды за сезон. (Поскольку все дальнейшие рассуждения относятся лишь к одной (произвольной) звезде и к одному (любому из пяти) интервалу длин волн, то индекс (j) звезды и зависимость всех параметров от λ здесь и далее опускаются.)

При сравнении нескольких серий наблюдений звезды наиболее очевидным и простым способом оценки их различий кажется сравнение минимального, m_{\min} , и максимального, m_{\max} , значений из набора средних величин m_i звезды.

Самые точные и надежные оценки значимости расхождений средних для двух выборок величин можно получить, зная значения соответствующих генеральных дисперсий σ^2 .

Однако даже для определенных по многим звездам величин S_0 , характеризующих случайный разброс результатов наблюдений каталога, соответствующее общее число наблюдений бывает недостаточно велико, чтобы считать эту величину генеральным стандартом. Во-первых, S_0 определена не по всем звездам каталога и, во вторых, для каждого диапазона значений звездных величин при построении зависимости $S_0(m)$ число звезд ограничено.

Поэтому следует считать, что найденные значения S_i^2 (для простоты записи, буква m опускается) являются выборочными дисперсиями, и сравнение необходимо проводить, используя распределение Стьюдента. Здесь точные оценки можно получить только при равенстве генеральных дисперсий, то есть при незначимом различии выборок. В общем случае, когда дисперсии выборок различны, оценки являются приближенными.

Наиболее распространенным и удобным является следующий метод сравнения двух выборочных средних [9], который мы применили для максимального и минимального значений блеска звезды.

Вычислим величину:

$$T = \frac{V_{\min} \cdot t_{1-p/2}(f_{\min}) + V_{\max} \cdot t_{1-p/2}(f_{\max})}{\sqrt{V_{\min} + V_{\max}}}, \quad (5)$$

где $V_{\min} = \frac{S_{\min}^2}{n_{\min}}$, $V_{\max} = \frac{S_{\max}^2}{n_{\max}}$, $f_{\min} = n_{\min} - 1$, $f_{\max} = n_{\max} - 1$, $t_{1-p/2}(f)$ - распределение

Стьюдента для соответствующей степени свободы и уровня значимости p ; S_{\min} , S_{\max} , n_{\min} , n_{\max} - случайные ошибки определения величин m_{\min} и m_{\max} и количества наблюдений звезды, на основе которых эти величины получены.

Если разность $|m_{\max} - m_{\min}| > T$, то эти величины различаются значимо.

Сравнение максимального и минимального значений блеска звезды в сезонных каталогах позволяет судить о наличии переменности излучения, по крайней мере, за период между соответствующими сезонами наблюдений.

Однако это не дает информации об остальных сериях наблюдений. Даже, если между максимальным и минимальным значениями нет видимых различий, считать, что и промежуточные значения различаются незначимо, можно только в случае одинакового объема соответствующих выборок, т.е. при $n_1 = n_2 = \dots = n_k$.

Если сравнение двух средних проводится довольно просто, то одновременное сравнение нескольких средних является более сложной задачей. Здесь наиболее надежные оценки можно получить в случае, если дисперсии всех выборок различаются незначимо. Тогда всем выборкам соответствует единая генеральная дисперсия σ^2 , в качестве оценки которой можно взять средневзвешенную дисперсию выборок:

$$S_f^2 = \frac{1}{f} \sum_{i=1}^k f_i S_i^2, \quad (6)$$

где $f = \sum_{i=1}^k f_i$, $f_i = n_i - 1$ - число степеней свободы. А в качестве оценки единого

генерального среднего можно взять общее средневзвешенное:

$$m = \frac{1}{n} \sum_{i=1}^k n_i m_i, \quad (7)$$

где $n = \sum_{i=1}^k n_i$.

С другой стороны, в качестве оценки генеральной дисперсии можно взять также дисперсию:

$$S_k^2 = \frac{1}{k-1} \sum_{i=1}^k n_i (m_i - m)^2, \quad (8)$$

которой соответствует число $(k-1)$ степеней свободы.

Теперь эти дисперсии можно сравнить по критерию Фишера, согласно которому, если они различаются незначимо, должно выполняться неравенство:

$$S_k^2 / S_f^2 \leq F_{1-p}(k-1, f), \quad (9)$$

где $F_{1-p}(k-1, f)$ - распределение Фишера для вероятности $(1-p)$. Если же это неравенство не выполняется, то дисперсии различаются значимо, и, значит, значимо различие выборочных средних.

Однако, чтобы применить этот критерий, нужно предварительно сравнить дисперсии всех имеющихся серий наблюдений звезды для проверки незначимости их различий.

Одновременное сравнение всех дисперсий можно провести с помощью критерия Бартлета [9]. Но для его применения необходимо выполнение условия: $n_i > 5$. Это

накладывает серьезные ограничения на возможности использования критерия Фишера для анализа наших данных (результаты около 70% звезд окажутся вне анализа).

Поэтому в нашем случае для оценки сходимости средних значений нескольких выборок, в том числе и с различающимися дисперсиями, более подходящим является критерий уравнивания [10].

Сущность этого критерия состоит в следующем.

Имеющийся набор средних арифметических значений для нескольких серий наблюдений и соответствующих этим значениям среднеквадратичных ошибок рассматривается как неравноточный ряд измерений с известными ошибками. Вводятся веса этих измерений, обратно пропорциональные квадрату соответствующих ошибок; с помощью этих весов находят средневзвешенное значение для всех серий измерений. Ошибку этого средневзвешенного можно вычислить двумя путями: с одной стороны, определить из заданных ошибок средневзвешенную, с другой, вычислить ошибку из отклонений самих исходных величин от среднего. Первая ошибка S_1 называется ошибкой до уравнивания, а вторая, S_2 – ошибкой после уравнивания. Вычисляется величина:

$$K = \frac{|S_1^2 - S_2^2|}{S_1^2} \sqrt{\frac{2}{k-1}}, \quad (10)$$

где k – число исходных значений (количество сравниваемых каталогов). Величина K оценивает вероятность того, что различие этих ошибок вызвано только случайными причинами. При $K > 2$, что соответствует вероятности $>95\%$, можно утверждать, что имеются расхождения средних значений, несоответствующие естественному разбросу, определяемому их среднеквадратичными ошибками.

И, наконец, для проверки значимости отличий результатов отдельных серий наблюдений от общего среднего можно использовать распределение Стьюдента.

Используя описанные здесь критерии, можно провести статистический анализ результатов нескольких серий наблюдений одной и той же звезды в разные сезоны.

5. Результаты статистического анализа

Статистический анализ был проведён по всем описанным выше критериям с доверительной вероятностью 95%. Были проанализированы результаты наблюдений всех звезд из [3,4,5], представленных в нескольких каталогах.

Не останавливаясь на случаях, когда разброс средних величин в разные сезоны наблюдений удовлетворял большинству критериев разброса случайных величин, отметим лишь звезды, разброс величин которых оказался значимым, причём не по одному критерию, а (для повышения достоверности результата) по нескольким критериям одновременно. В таблицах 1, 2 и 3 приведены номера BS таких звезд из [3], [4] и [5] соответственно. В них даны диапазоны изменения величины V (ΔV) из [3,4] (таблицы 1 и 2) и разности (Δm) между максимальным и минимальным значениями средних величин, полученных в разные сезоны. В скобках указано количество сезонов. Данные представлены для пяти интервалов длин волн (приведены средние длины волн интервалов): 345, 459, 624, 820 и 991нм. В последнем столбце дано символическое обозначение наибольшего по спектру диапазона изменения величин: S - $\Delta m \leq 0.^m05$, M - $0.^m05 < \Delta m \leq 0.^m1$ и L - $\Delta m > 0.^m1$. Звезды в таблицах сгруппированы в соответствии с [3,4,5]: в таблице 1 – по типам переменности, в таблицах 2 и 3 – по близким спектральным подклассам.

Таблица 1. Диапазон изменения средних величин переменных звёзд из [3].

BS	ΔV	345	459	624	820	991	Δm
BCEP							
2282	—			0.02(3)	0.03(2)	0.04(2)	S
LB, LC							
429	0.10			0.07(2)			M
911	0.09		0.03(2)	0.07(5)			M
1003	0.15	0.43(2)	0.06(2)	0.06(5)			L
1231	0.08			0.13(7)	0.06(4)	0.07(4)	L
2286	0.27			0.06(5)	0.06(4)	0.09(4)	M
3634	0.16			0.09(2)			M
4050	0.08			0.06(2)			M
4765	0.09	0.79(2)	0.17(2)	0.13(3)			L
6832	0.07			0.04(2)			S
8636	0.30			0.06(2)			M
8698	0.10	0.91(2)	0.20(2)	0.14(3)			L
DSCT, DSCTS							
21	0.06			0.06(4)	0.07(3)		M
114	0.04			0.03(2)			S
4534	—	0.08(3)					M
8162	0.06			0.05(4)	0.11(3)	0.18(3)	L
SR, SRA, SRB, SRC, SRD							
2216	0.75	0.24(2)	0.09(2)	0.10(3)	0.08(2)	0.06(2)	L
5603	0.26		0.15(3)	0.17(6)	0.12(3)	0.14(3)	L
8316	1.67		0.31(2)	0.23(6)	0.11(4)	0.10(4)	L
ACYG							
1903	0.10			0.12(6)	0.12(3)	0.08(3)	L
7924	0.08			0.03(4)	0.02(2)		S
M							
681	8.10			1.72(3)	1.14(2)	0.72(2)	L
DCEP, DCEPS							
424	0.27			0.03(3)			S
8571	0.89			0.15(2)			L
GCAS							
264	1.40			0.04(6)			S
1122	0.05				0.06(2)	0.10(2)	M
8402	0.21			0.19(3)		0.15(2)	L

Таблица 1. Продолжение.

BS	ΔV	345	459	624	820	991	Δm
I, RS, WR							
4700	0.60			0.06(2)			M
ACV, SXARI							
15	0.04		0.03(3)				S
2095	0.08	0.09(4)			0.04(3)	0.06(3)	M
4905	0.03			0.15(4)	0.08(2)		L
5747	0.07					0.10(4)	M
ELL							
5056	0.07			0.10(4)	0.12(3)	0.15(3)	L
E, EA, EB, EW							
1788	0.29	0.08(2)	0.03(2)				M
2088	0.09			0.06(3)			M
4069	0.04			0.04(3)			S
5793	0.11B ¹			0.17(4)	0.10(4)	0.09(4)	L
6484	—				0.07(2)	0.11(2)	L
8322	0.24			0.20(5)	0.15(3)	0.15(3)	L

¹ — изменения блеска относятся к указанной фотометрической полосе.

Таблица 2. Диапазон изменения средних величин переменных звёзд из [4].

BS	ΔV	345	459	624	820	991	Δm
O5-O9.5							
1948	0.07	0.19(4)		0.11(6)			L
B0-B4							
1203	0.13	0.18(3)	0.11(3)	0.17(5)		0.03(2)	L
1220	0.06	0.10(2)			0.08(2)	0.20(2)	L
1790	0.05		0.10(4)	0.09(8)	0.05(4)	0.08(4)	M
2004	0.08	0.41(4)	0.16(4)	0.14(6)	0.09(2)		L
5191	0.06	0.04(6)	0.03(6)	0.06(13)	0.03(8)	0.06(8)	M
5984	0.06			0.40(4)	0.21(2)	0.21(2)	L
7565	15y ²	0.07(2)					M
B5-B9.5							
1088	6.22d ²			0.04(2)			S
1713	0.27			0.11(6)	0.07(5)	0.14(5)	L
3982	0.07	0.07(7)	0.04(7)	0.06(14)	0.04(8)	0.05(8)	M
4662	0.04	0.04(3)					S
7528	0.04			0.06(3)			M
8001	0.08				0.09(2)	0.22(2)	L
8781	0.05	0.07(7)	0.03(7)	0.08(15)	0.10(9)	0.10(9)	M

Таблица 2. Продолжение.

BS	ΔV	345	459	624	820	991	Δm
A0-A4							
1666	0.08	0.09(3)					M
3975	0.14			0.04(4)	0.08(3)	0.14(3)	L
4295	0.05		0.03(3)				S
4554	0.04	0.08(3)	0.04(3)	0.10(5)	0.04(2)		M
5531	0.03	0.05(2)	0.06(3)	0.11(5)			L
8518	0.05				0.17(3)	0.37(3)	L
A5-A9							
553	0.14			0.06(8)	0.08(6)	0.12(6)	L
6556	0.11	0.06(4)	0.04(4)	0.03(7)	0.03(4)		M
F0-F4							
4825	0.06	0.12(2)					L
F5-F9							
1017	0.14			0.03(5)	0.04(4)		S
2943	0.07			0.08(6)	0.09(5)	0.07(5)	M
3775	0.04			0.03(4)			S
5404	0.05				0.07(2)		M
6596	5.28d ²			0.04(2)			S
G0-G4							
3873	0.09	0.19(2)	0.19(2)	0.31(5)			L
8650	0.04				0.06(2)	0.06(2)	M
G5-G9.5							
1708	0.13			0.07(6)	0.04(5)	0.08(5)	M
4932	0.19	0.08(2)	0.04(2)	0.04(4)			M
5020	0.08			0.03(3)			S
5681	0.06			0.06(2)			M
6148	0.05			0.04(3)			S
7582	0.07				0.06(3)		M
7602	0.06			0.03(2)			S
K0-K4							
74	0.10	0.14(2)					L
188	0.15	0.11(3)	0.04(3)	0.04(5)			L
617	0.06			0.05(2)			S
874	0.09			0.15(4)	0.09(2)	0.06(2)	L
1577	0.15				0.03(3)	0.04(3)	S
2990	0.07			0.07(8)		0.03(6)	M
3249	0.08			0.04(7)			S
3845	0.04			0.10(2)	0.10(2)	0.12(2)	L
4057	0.30				0.03(3)		S
4301	0.03			0.06(4)			M

Таблица 2. Продолжение.

BS	ΔV	345	459	624	820	991	Δm
5340	0.10			0.02(4)	0.03(3)	0.04(3)	S
8079	0.23			0.06(4)	0.04(2)	0.03(2)	M
8089	0.05	0.78(2)	0.09(2)				L
8465	0.21			0.04(5)	0.03(3)	0.04(3)	S
8974	0.06			0.04(3)			S
K5-K9							
3705	0.05			0.05(7)			S
6705	0.16			0.02(3)			S
7417	0.07			0.12(2)			L
M							
337	0.09			0.04(9)	0.07(6)	0.08(6)	M
4763	0.07			0.05(2)			S
4910	0.08			0.10(3)			M
6056	0.03			0.03(2)			S
7635	0.09		0.11(2)	0.11(3)			L

² — дан период изменения одного из параметров в сутках, d , или в годах, у.

Таблица 3. Диапазон изменения средних величин нормальных звёзд из [5].

BS	345	459	624	820	991	Δm
O-B0.5						
1931		0.05(2)	0.07(3)			M
B2-B2.5						
2618			0.04(3)	0.05(2)		S
7121	0.08(6)	0.04(6)	0.16(13)	0.12(7)	0.10(7)	L
B5-B7						
6396			0.04(4)			S
A0-A1						
6629	0.05(2)	0.03(2)	0.06(4)	0.04(2)	0.06(2)	M
8641				0.37(3)	0.67(3)	L
A2-A4						
804					0.08(3)	M
6378			0.05(4)	0.04(2)		S
8728	0.08(6)	0.03(6)	0.07(13)		0.05(7)	M
A5-A7						
8264					0.11(2)	L
F1-F4						
7469			0.03(4)			S

Таблица 3. Продолжение.

BS	345	459	624	820	991	Δm
			F5-F8			
5235			0.10(5)	0.06(5)	0.05(5)	M
7882	0.06(2)	0.05(2)				M
			G0-G2			
8414				0.08(3)		M
			G8-G9			
509				0.11(2)	0.16(2)	L
6566			0.05(2)			S
7304			0.06(2)			M
			K0			
402			0.05(4)			S
7310				0.07(3)	0.05(3)	M
			K1			
4335			0.12(5)	0.10(3)	0.12(3)	L
			K2			
285			0.04(4)		0.08(2)	M
4232	0.25(2)	0.09(2)	0.06(5)			L
			K4-K5			
2878			0.07(2)			M
5705			0.02(2)			S
			M			
1208			0.07(2)			M

6. Анализ результатов

Очевидно, что если квазимонохроматические величины звезды, полученные в разные сезоны, различаются значимо, можно предположить, что поток излучения звезды хотя бы в один из сезонов наблюдений, или между сезонами, изменился. Эти изменения и отражают данные таблиц 1, 2 и 3.

Ниже приводится статистика зарегистрированных переменных. В таблице 4 даны отношения количества звёзд в данном диапазоне изменения величин (S, M или L) к общему количеству зарегистрированных переменных, а в последнем столбце – отношения количества зарегистрированных переменных к общему количеству исследованных звёзд. Результаты представлены в процентах, в скобках приведены сами отношения. Статистика проведена отдельно по материалам таблиц 1, 2, 3 и результаты помещены в соответствующие строки: V (таблица 1), VN (таблица 2) и N (таблица 3).

Таблица 4. Количество звёзд (в %) с различными Δm .

	S	M	L	Всего
V	20(8/39)	36(14/39)	44(17/39)	60(39/65)
VN	33(20/61)	34(21/61)	33(20/61)	55(61/111)
N	28(7/25)	48(12/25)	24(6/25)	36(25/69)

Как уже отмечалось в работе [1], селективность спектрофотометрических наблюдений не позволяет зарегистрировать все изменения световых потоков, даже большие. Это отражено и в таблице 4, из которой видно, что не для всех переменных звёзд получен переменный сигнал. Интересно, что, хотя большие изменения потоков присущи, в основном, переменным звёздам, каждая четвёртая нормальная звезда также показала большую переменность.

Мы провели статистику сильной переменности (L) по длинам волн для нормальных (N) и переменных (V, VN) звёзд. Результаты приведены в таблице 5 в трёх длинах волн: 459нм (центральная длина волны визуального диапазона спектра), 820нм (центральная длина волны инфракрасного диапазона спектра) и 624нм (длина волны пересечения диапазонов). (Крайние длины волн диапазонов не рассматривались из-за большой неопределённости.) Здесь даны количества звёзд (в %) с сильной переменностью по отношению к общему количеству переменных звёзд, зарегистрированных в данной длине волны. Обозначения V, VN и N те же, что и в таблице 4.

Таблица 5. Спектральное распределение сильной переменности (L).

	$\lambda 459$	$\lambda 624$	$\lambda 820$
V	45(4/9)	38(12/32)	39(7/18)
VN	27(4/15)	22(10/46)	7(2/27)
N	0(0/6)	12(2/18)	30(3/10)

Из таблицы видно, что для нормальных звёзд не обнаружено большой переменности в визуальной области. Это связано, по-видимому, с тем, что именно по этой области устанавливается факт переменности звезды, и звёзды, меняющие здесь свой блеск, уже, как правило, отнесены к классу переменных. А вот в красной области вероятность обнаружения переменного сигнала от нормальных звёзд значительна и сравнима с аналогичной вероятностью для переменных звёзд. Этот факт позволяет предположить, что нормальные звёзды – тоже переменные, но меняющие блеск преимущественно в красной области спектра.

Из сравнения данных для переменных звёзд (V и VN) видно, что, если для V - звёзд практически нет зависимости вероятности обнаружения сильно переменного сигнала от длины волны, то для VN она имеется и выражается в значительном (в 3-4 раза) увеличении вероятности в визуальной области по сравнению с вероятностью в красной.

Что касается малых изменений, то регистрация их, как отмечалось выше, задача довольно трудная. Действительно, выделение малых изменений светового сигнала на фоне случайного разброса данных разных каталогов возможно только при достаточном количестве сравниваемых каталогов, иначе доверительные интервалы оценок значимости очень широки. Кроме того, задача поиска малой переменности затрудняется высоким уровнем случайной ошибки некоторых каталогов. Тем не менее, несмотря на трудности, строгий дисперсионный анализ позволил нам выделить малые

изменения (S) на фоне шумов. Такие изменения были зарегистрированы у более 20% звёзд всех типов, как видно из таблицы 4.

Спектральное распределение слабой переменности приведено в таблице 6. В ней дано в трёх длинах волн процентное отношение звёзд с изменениями сигнала в диапазоне S к общему количеству зарегистрированных переменных. Обозначения те же, что и в таблице 4.

Таблица 6. Спектральное распределение слабой переменности (S).

	$\lambda 459$	$\lambda 624$	$\lambda 820$
V	33(3/9)	25(8/32)	17(3/18)
VN	53(8/15)	46(21/46)	41(11/27)
N	83(5/6)	44(8/18)	30(3/10)

Как видно, слабая переменность присуща всем звёздам, причём у многих она преобладает в визуальной области, что свидетельствует о длинноволновой зависимости фактора, ответственного за слабую переменность.

7. Заключение

В результате статистического анализа данных нескольких сезонов наблюдений на протяжении почти двадцати лет у многих звёзд были обнаружены различия квазимонохроматических величин в разные сезоны. Эти различия связаны с переменностью излучения звёзд. Не имея возможности по нашим данным установить характер переменности каждой отдельной звезды, мы можем лишь указать на то, что обнаруженные различия могут определяться как постепенными и длительными изменениями световых потоков от сезона к сезону, так и резкими скачками светимостей между ними. Возможны также кратковременные изменения внутри какого-то сезона, которые совпали с моментами наблюдений и из-за ограниченности наблюдательного ряда изменили математическое ожидание звёздных величин за сезон.

Различие частоты обнаружения переменности в разных длинах волн указывает на присутствие в переменном сигнале от звёзд составляющих с различными длинноволновыми зависимостями.

Сходство частоты регистрации переменного сигнала от переменных и нормальных звёзд позволило нам сделать вывод о том, что переменность является общим свойством всех звёзд как переменных, так и нормальных. Различия же, проявляющиеся в амплитуде и спектральном диапазоне, связаны лишь с разными составляющими переменного фактора.

Литература

1. Архаров А.А., Гаген-Торн Е.И., Рубан Е.В., Вариации излучения нормальных звёзд, 2000, Изв. ГАО, N 215, с.5-20.
2. Архаров А.А., Гаген-Торн Е.И., Рубан Е.В., Анализ данных спектрофотометрических наблюдений переменных звёзд, 2000, Изв. ГАО, N 215, с.21-34.
3. Архаров А.А., Пузакова Т.Ю., Рубан Е.В., Неопределённость спектрофотометрических величин. I. Переменные звёзды некоторых типов, 1998, Изв.ГАО, N 212, с.247-260.
4. Архаров А.А., Пузакова Т.Ю., Рубан Е.В., Неопределённость спектрофотометрических величин. II. Переменные звёзды не установленных типов, 1998, Изв.ГАО, N 212, с.261-276.

5. Архаров А.А., Пузакова Т.Ю., Рубан Е.В., Неопределённость спектрофотометрических величин. III. Нормальные звёзды, 1998, Изв.ГАО, N 212, с.277-288.
6. Alexeeva G., Arkharov A., Galkin V., Hagen-Thorn E., Nikanorova I., Novikov V., Pakhomov., Ruban E., Pulkovo Spectrophotometric Catalogue of Bright Stars in the Range from 32- to 1080 nm, Baltic Astron.,1996, V.5, N 6,603-818.
7. Alexeeva G., Arkharov A., Galkin V., Hagen-Thorn E., Nikanorova I., Novikov V., Pakhomov., Ruban E., Pulkovo Spectrophotometric Catalogue of Bright Stars in the Range from 32- to 1080 nm. F Supplement.Baltic Astron., 1997, V.6,481-496.
8. Гаген-Торн Е.И., Статистический анализ однородности Пулковской спектрофотометрической базы данных, 1998, Изв.ГАО, N 212, с.289-308.
9. Пустыльник Е.И., Статистические методы анализа и обработки наблюдений, 1968, Москва, Наука, 288с.
10. Агекян Т.А., Основы теории ошибок для астрономов и физиков, 1972, Москва, Наука, 170с.

The Statistic Investigation of Spectrophotometric Data for Different Seasons

Arkharov A.A., Hagen-Torn E.I., Puzakova T.Yu., Ruban E.V.

Summary

The statistic analysis of the spectrophotometric data has been carried out for several observational seasons. The differences of monochromatic magnitudes have been discovered for different seasons. It has been proved that these differences are connected with the stars fluxes changes and are intrinsic both for variable and normal stars but there are some differences which depend on the amplitude and spectral range.

СПЕКТРОФОТОМЕТРИЧЕСКАЯ ПЕРЕМЕННОСТЬ ЗВЕЗДЫ μ SER

Архаров А.А., Гаген-Торн Е.И., Пузакова Т.Ю., Рубан Е.В.

Проведено исследование распределений энергии в спектре звезды μ Ser (BS 8316), полученных в шести наблюдательных сезонах в течение четырёх лет. Показано, что во все сезоны распределения энергии соответствовали только двум спектрофотометрическим температурам 2900 и 3040К, что на 600 – 700К ниже эффективной температуры звезды. Получено различие спектроэнергетических кривых в разные годы. Показано, что это различие связано с изменением радиуса излучающего слоя на 0.08R и температуры на 140К. Была посчитана скорость потери массы, составившая $3.4 \cdot 10^{-5} \cdot M_{\odot}/\text{год}$.

1. Введение

В последнее время нами было проведено статистическое исследование распределений энергии в спектрах всех звёзд Пулковского спектрофотометрического каталога (ПСК) [1,2] для выявления их переменности. Для анализа использовались средние квазимонохроматические величины и стандартные ошибки внутри пяти спектральных интервалов со средними длинами волн 345, 459, 624, 820 и 991нм [3]. Строгий статистический анализ в условиях небольших рядов наблюдений и различающихся дисперсий, связанных с различием мест наблюдений, телескопов, приёмной аппаратуры и спектральных диапазонов, позволил нам выделить реальные изменения световых сигналов и обосновать их статистическую значимость.

Результаты исследования опубликованы в [4,5,6]. Там же, кроме данных о переменности, были отмечены звёзды, для которых предполагалось провести подробное исследование спектроэнергетических кривых с целью выявления меняющегося физического параметра, ответственного за наблюдаемую переменность. Одной из таких звёзд являлась известная переменная μ Ser (BS 8316), которой и посвящена настоящая статья.

2. Распределение энергии в спектре

Согласно сведениям, собранным в "Каталоге спектральных, фотометрических, пространственных и физических характеристик 693 ярких звёзд" [7], этот холодный сверхгигант спектрального класса M2 Iaе (Se) является самым огромным из всех звёзд ПСК (его радиус составляет примерно тысячу радиусов Солнца), самым покрасневшим из них ($E_{B-V}=0.64$) и обладает самой большой светимостью ($M_{\text{bol}}=-8.3$). По характеру переменности он относится к полуправильным переменным типа SRC с амплитудой $1^{\text{m}}.67$ в полосе V и периодом изменения блеска 730 дней.

В ПСК звезда BS 8316 представлена по результатам наблюдений в шести сезонах. Наблюдения во время каждого сезона характеризовались неизменностью места наблюдений, телескопа, регистрирующей аппаратуры и спектрального диапазона (подробнее см. в [3]). Наблюдения звезд проводились обычно вблизи кульминации и продолжались от нескольких дней до нескольких месяцев. Для данной звезды периоды наблюдений приходились на 1986 и 1987 годы в визуальном диапазоне (ВИЗ, 320-737.5нм) и 1983, 1985, 1986 и 1987 годы - в красном и ближнем инфракрасном (ИК, 510-1080нм) диапазонах. В визуальном диапазоне использовался телескоп АЗТ-7 (D=20см), в инфракрасном – ЦЕЙСС-600 (D=60см). (О приёмной аппаратуре, методиках наблюдений и обработки наблюдательного материала см. в [1].) Все

наблюдения в эти годы проводились на Безымянном перевале в Армении. Количество наблюдательных ночей за каждый период приведено в [1,3,5,6]. В ночь звезда наблюдалась, как правило, один раз.

Как следует из [5], дисперсионный анализ не показал сколько-нибудь заметных изменений монохроматических величин этой звезды ни в одном наблюдательном сезоне. Переменность внутри каждого сезона не превышала $0^m.1$, причём по спектру статистически значима она была лишь в небольшом участке пересечения диапазонов. Другое дело – расхождение данных разных сезонов [6]. Оно почти во всех спектральных интервалах значительно превышало $0^m.1$ и было значимо по всему спектру, кроме области длин волн короче 400нм, где возможная переменность светового сигнала “утопала” в ошибках наблюдений.

На рисунке 1 приведены разными символами распределения энергии в спектре $\mu\text{Сер}$, полученные в разные сезоны. На вертикальной оси отложены величины $m_\lambda = -2.5 \lg E_\lambda$, где E_λ - квазимонохроматическая освещённость от звезды на внешней границе земной атмосферы, в $\text{эрг.см}^{-2}.\text{сек}^{-1}.\text{см}^{-1}$; на горизонтальной – длины волн, в нм. Вертикальными отрезками (“усами”) показаны стандартные ошибки наблюденных величин, отсутствие “усов” у какой-то точки означает, что графическое представление ошибки меньше символа, изображающего соответствующую величину.

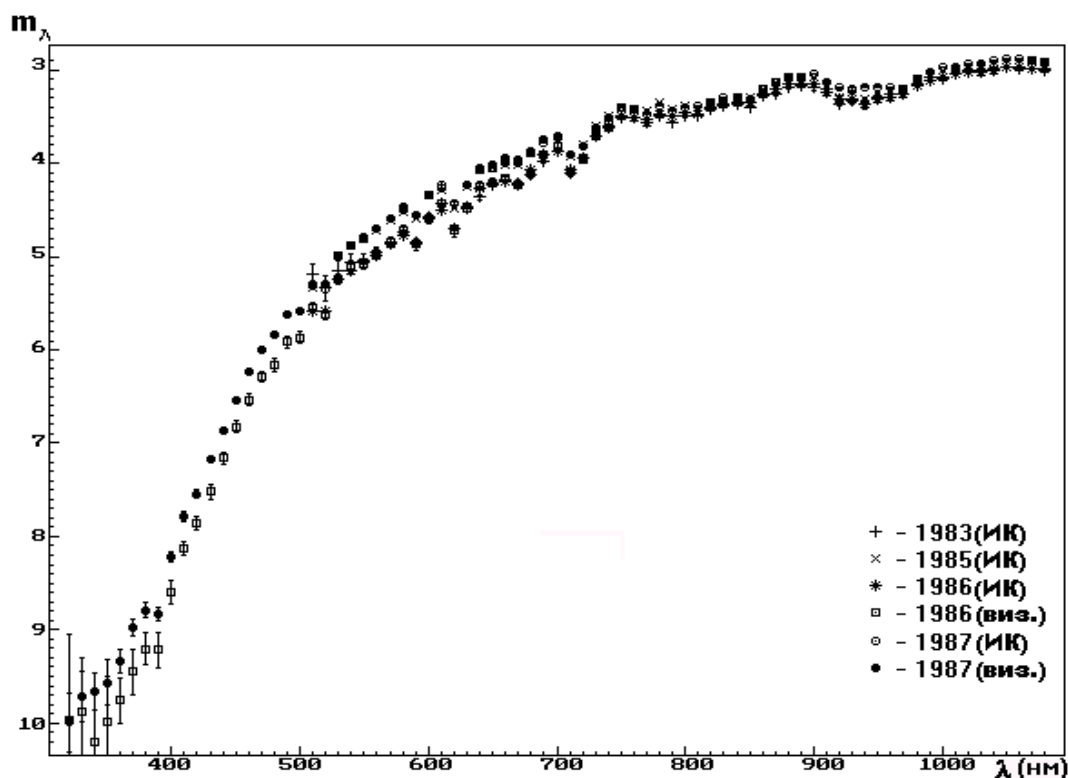


Рис. 1. Спектральное распределение энергии для звезды BS 8316 по данным различных сезонов наблюдений.

Видно, что кривые образуют две группы. Первая (назовём её 1) охватывает наблюдения за 1983-ий, 1986-ой годы в инфракрасном диапазоне спектра и за 1986-ой год - в визуальном диапазоне, а вторая (назовём её 2) включает наблюдения за 1985-ый, 1987-ой годы в ИК-диапазоне. и за 1987-ой год - в визуальном. Совпадение результатов наблюдений, выполненных в один год и примерно в одни и те же дни, но на разных телескопах и в разных спектральных диапазонах, указывает лишь на кратковременную (в течение нескольких суток) стабильность излучения звезды в эти сезоны и лишней

раз подтверждает достоверность полученных результатов. Различие их в разные сезоны в одном и том же спектральном диапазоне говорит о переменности звёздного излучения.

Согласно кривой блеска этой звезды [8], наблюдения 1983, 1986 гг. попали на эпохи промежуточных минимумов, наблюдения же 1985, 1987 гг. – на эпохи основных максимумов.

Итак, за четыре года было зарегистрировано две spectroэнергетические кривые звезды μ Сер, причём первая кривая повторилась через три года (1983, 1986), а вторая – через два (1985, 1987). На рисунке 2 (а – ВИЗ, б – ИК) приведены эти усреднённые по годам кривые (для иллюстрации точки соединены плавной линией). Здесь наблюдаемые величины исправлены за межзвёздное покраснение (“отбелены”) с использованием закона межзвёздного ослабления света в области Цефея [9] и межзвёздного поглощения $A_V=1^{m.5}$ [10].

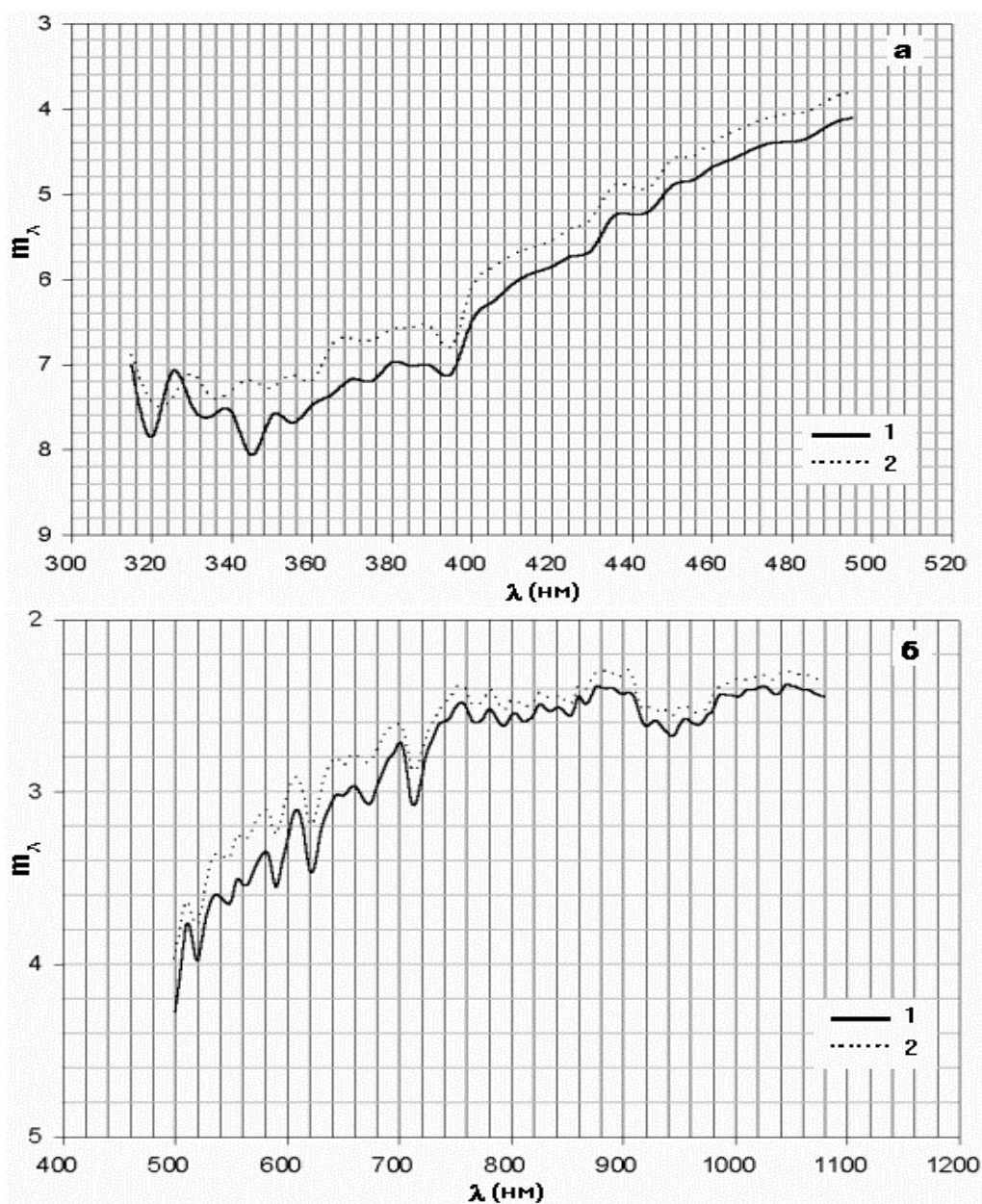


Рис.2. Распределение энергии в спектре звезды в визуальном (а) и ИК (б) диапазонах.

1 – наблюдения 1983, 1986 гг.

2 – наблюдения 1985, 1987 гг.

“Отбеленные” распределения энергии, нормированные к потоку в длине волны 555нм, и среднее распределение для подкласса M2 I [11] показаны на рисунке 3 ($c_\lambda = m_\lambda - m_{555}$). Здесь на “усах” показаны ошибки определения средних величин, однако, в отличие от рисунка 1, отсутствие “усов” на средней кривой означает, что для соответствующей длины волны приводятся либо данные одного автора, либо расчётная величина синтетического спектра.

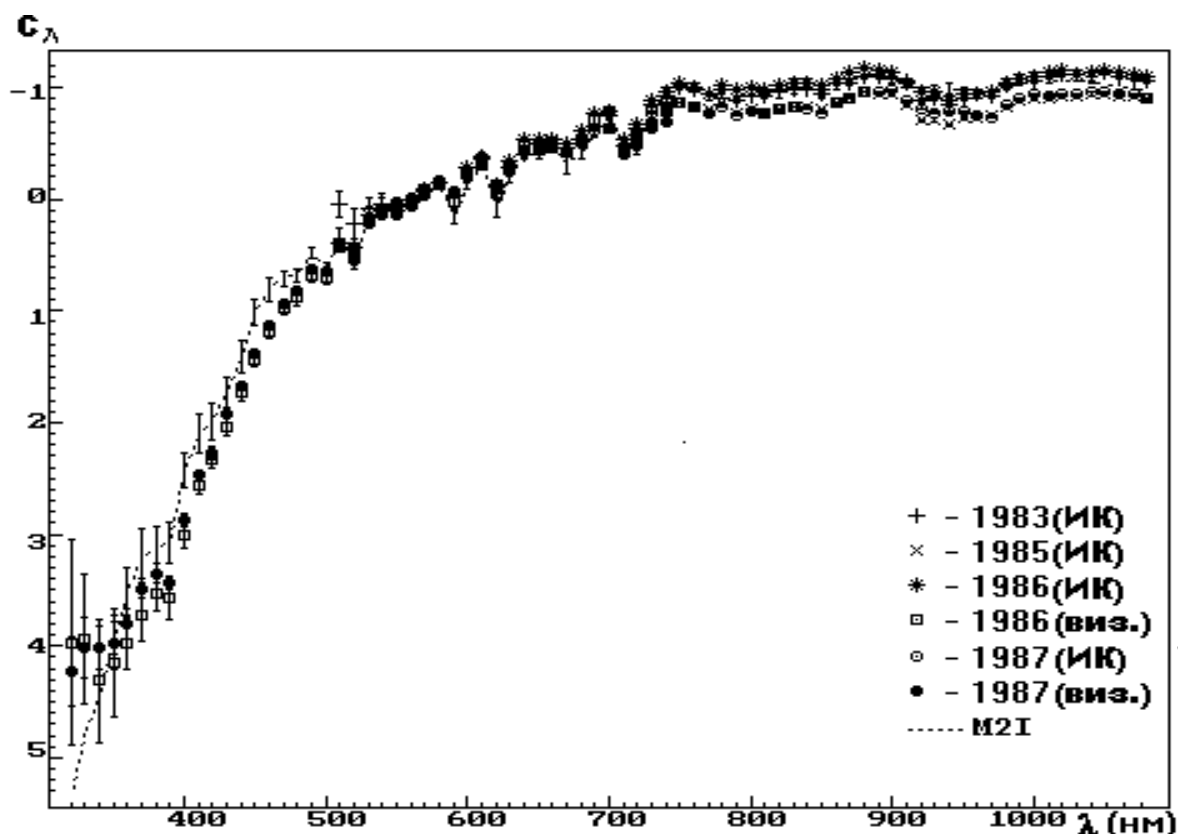


Рис. 3. Сравнение распределения энергии в спектре звезды в различные сезоны наблюдений со средней кривой для подкласса M2 I.

Из сравнения распределений энергии в спектре звезды со средней кривой для подкласса видно, что наблюдается значительный дефицит излучения звезды во все годы в области спектра короче 500нм. В этом проявляется известная особенность непрерывного спектра звёзд класса Se, заключающаяся в очень быстром падении интенсивности при $\lambda < 500$ нм до ничтожно малых величин при $\lambda < 400$ нм. Известно также, что в области длин волн короче 400нм при уменьшении блеска звезды источник поглощения в атмосферах звёзд класса Se становится более эффективным. Несмотря на очень большую неопределённость наблюдаемых данных в этой области, тенденция увеличения поглощения при уменьшении блеска прослеживается и у звезды μ Ser (кривая 1 на рисунке 2а) как типичной представительницы звёзд класса Se.

При рассмотрении рисунка 3 бросается в глаза расхождение спектральных кривых в красной и инфракрасной областях. Оно, скорее всего, определяется температурными эффектами, на которых мы далее и остановимся.

3. Спектрофотометрические температуры

Как известно, спектрофотометрическая температура определяется из совпадения наблюдаемого распределения энергии в непрерывном спектре звезды с распределением

энергии в спектре абсолютно чёрного тела. На рисунке 4 показаны потоки излучения абсолютно чёрных тел разных температур, нормированные к потоку в длине волны 555нм, и проведены спектральные кривые энергии для них (прерывистые линии). Здесь же дано среднее распределение энергии в спектре звезды в 1983, 1986 годах (сплошная линия).

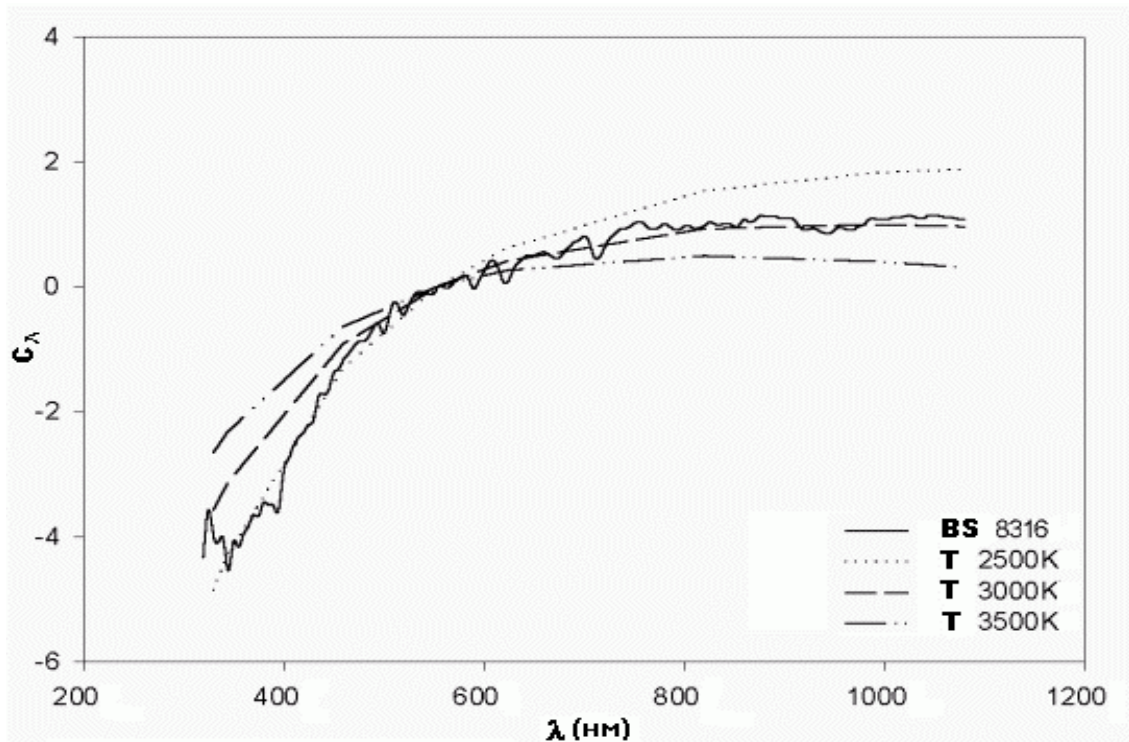


Рис. 4. Распределение энергии в спектре звезды (сплошная кривая) и в спектрах излучения абсолютно черного тела с температурами 2500, 3000 и 3500К.

При сравнении теоретических и наблюдаемых данных имеются как принципиальные, так и практические трудности. Принципиальные трудности заключаются в том, что такая огромная звезда, как μ Сер, имеет протяжённую фотосферу, температура в которой сильно зависит от оптической глубины. В результате разные участки спектра такой звезды определяются разными температурами, что можно видеть и на рисунке 4. Кроме того, исследуемая звезда является пульсирующей переменной, а при наличии быстрых изменений в фотосфере не выполняется условие лучистого равновесия и пользоваться кривой излучения абсолютно чёрного тела нельзя. Однако, согласно [8], кривая блеска μ Сер меняется очень медленно (период 730 дней), а в исследуемые сезоны наблюдений её блеск вообще оставался практически постоянным [5]. Поэтому, с нашей точки зрения, в отдельные сезоны можно принять гипотезу существования в каждом месте фотосферы локального термодинамического равновесия и провести отдельно в разных участках спектра сравнение наблюдаемых кривых с кривыми излучения абсолютно чёрного тела.

Но здесь мы сталкиваемся с практическими трудностями выделения непрерывного спектра в спектре звезды. Действительно, у звезды позднего спектрального класса на непрерывный спектр накладываются многочисленные полосы поглощения, так что “чистого” континуума практически нет. Как видно из рисунка 4, особенно сильное искажение непрерывного спектра у исследуемой звезды наблюдается в коротковолновой области, о чём уже было сказано выше. В ней вообще невозможно найти “чистые” участки. В длинноволновой области искажение меньше, хотя

неопределённость континуума остаётся большой. Кроме поглощения, в этой области возможно также наличие эмиссионных полос воды, существование которых в дальней инфракрасной области уже считается доказанным [12]. Это ещё больше усложняет задачу, поскольку возможное наличие эмиссии не позволяет при выделении континуума использовать самые верхние (с учётом, конечно, ошибок) точки на спектральной кривой. Остаётся попытаться найти такие длины волн в более или менее гладких участках спектра, наблюдаемые величины в которых определялись бы одной и той же температурой, принимая эту температуру за спектрофотометрическую температуру звезды в данном участке.

Для этого для нескольких выбранных нами длин волн были построены зависимости от температуры потока излучения абсолютно чёрного тела, нормированного к потоку в $\lambda 555\text{нм}$. Из полученных зависимостей были определены температуры T_1 и T_2 , соответствующие наблюдаемым “отбеленным” потокам (кривые 1 и 2 на рис. 2), также нормированным к потоку в $\lambda 555\text{нм}$. Для кривых 1 и 2 результаты практически совпали только в четырёх длинах волн длинноволновой области. Они приведены в таблице 1. Средняя температура для кривой 1 оказалась равной 2900К, а для кривой 2 - 3040К. Эти температуры и были приняты за спектрофотометрические температуры звезды в разные годы.

Что касается коротковолновой области, то здесь не нашлось даже двух длин волн, потоки в которых определялись бы одной температурой. Исходя из наших оценок, можно лишь предположить, что во всех длинах волн она ниже температур, полученных в длинноволновой области, а различие температур для кривых 1 и 2 меньше.

Следует заметить, что полученная таким образом спектрофотометрическая температура является, по-видимому, завышенной. “Истинные” температуры, скорее всего, ниже, поскольку не искажённые полосами поглощения потоки от звезды в длинноволновой области могут быть больше, чем реально наблюдаемые, что соответствует более низким температурам (см. рис. 4).

4. Изменение температуры и радиуса

Таким образом, изменение спектрального распределения энергии звезды в разные годы явилось результатом изменения её температуры. Это иллюстрируется на рисунке 5. Здесь приведены спектральные зависимости разницы звёздных величин, наблюдаемых в 1983, 1986 и 1985, 1987 годах (сплошная кривая), а также вычисленных для температур 2900 и 3040К (пунктирная кривая). Видно, что, не считая коротковолновой области, спектральное распределение наблюдаемых изменений монохроматических величин совпадает с соответствующим распределением, обусловленным изменением температуры.

Зная изменение температуры и абсолютных потоков, $m_2 - m_1$ (см. рисунок 2), можно определить изменение радиуса излучающего слоя звезды (R_2 / R_1) в данной длине волны по известной формуле:

$$Lg(R_2 / R_1) = 1.56(1/T_2 - 1/T_1)/5\lambda - (m_2 - m_1)/5. \quad (1)$$

Результаты вычислений для четырёх длин волн приведены также в таблице 1.

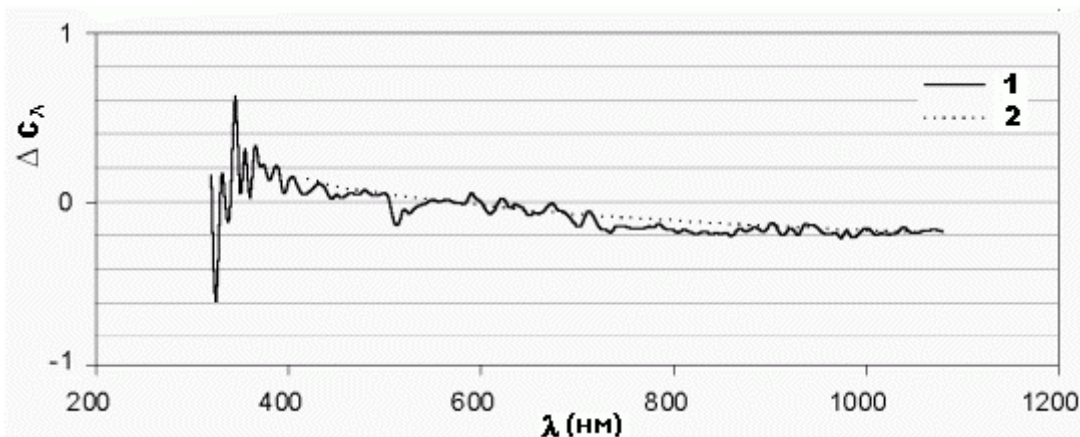


Рис.5. Спектральная зависимость разности нормированных звездных величин.
 1 – между наблюдаемыми величинами для сезонов 1983, 86 и 1985, 87
 2 – между вычисленными величинами для $T = 2900\text{K}$ и $T = 3040\text{K}$

Таблица 1. Спектрофотометрические температуры и отношения радиусов излучающих слоёв μ Сер

λ (нм)	T_1 (K)	T_2 (K)	$m_2 - m_1$	R_2/R_1
660	2900	3060	-0.17	0.89
890	2860	3000	-0.10	0.91
1000	2940	3060	-0.10	0.95
1060	2910	3020	-0.10	0.95
ср.	2900 ± 30	3040 ± 30		0.92 ± 0.03

Остановимся на результатах вычислений. Сначала отметим, что как в случае 1, так и в случае 2 спектрофотометрическая температура оказалась ниже эффективной температуры звезды, 3500-3600K [7,10] на 600-700K, а реально, может быть, и больше (см. выше). Это связано, может быть, с тем, что высокочастотное излучение фотосферы в непрерывном спектре, проходя через оптически толстую протяжённую оболочку, полностью поглощается, ионизуя её внутренние части. Дальнейшее излучение в результате рекомбинаций и многократного рассеяния выходит затем из более высоких, а, значит, и более холодных по сравнению с фотосферой, слоёв.

Теперь сравним результаты 1 и 2. Сравнение показывает, что при уменьшении блеска звезды (кривая 1, рис. 2) её спектрофотометрическая температура уменьшилась примерно на $(140 \pm 40)\text{K}$, при этом радиус увеличился примерно на $(8 \pm 3)\%$. И, наоборот, при увеличении блеска температура увеличилась, а радиус уменьшился. Объяснить наблюдаемое можно, если предположить, что оболочка не находилась в стационарном состоянии, а расширялась. Так, с 1985г. по 1986г. произошло расширение оболочки с радиуса R_2 до радиуса R_1 . В результате излучение в континууме стало выходить из более высоких и более холодных слоёв.

Согласно общепринятым представлениям о красных гигантах и сверхгигантах, сила тяготения звезды не может удерживать наружные слои своих протяжённых атмосфер, происходит их отрыв. Так, по-видимому, и у исследуемой звезды произошёл отрыв верхней части оболочки между 1986 и 1987гг. и обнажились более глубокие и

более горячие слои. Температура излучения стала больше, а радиус излучающего слоя меньше. Аналогичный отрыв произошёл, скорее всего, и между 1983 и 1985гг.

Поскольку красные гиганты находятся на одной из завершающих стадий звёздной эволюции, в которой доминирует потеря массы [13,14], то одной из основных характеристик этих звёзд является скорость потери массы. Именно она определяет их дальнейшую судьбу. Ниже мы приводим оценки этого важного параметра для звезды μ Сер.

5. Потеря массы

Если учесть, что за один год (1986-1987гг.) радиус оболочки уменьшился до R_2 и предположить, что это произошло за счёт отрыва верхнего слоя, то можно вычислить количество потерянной массы за год:

$$M = 4\pi \cdot R_2^2 \cdot \rho \cdot v \cdot год, \quad (2)$$

где ρ - плотность вещества оболочки, v - скорость расширения слоёв. Если принять постоянство скорости расширения, то $v \cdot год = R_1 - R_2$. Теперь формулу (2) можно преобразовать в следующую приближённую формулу:

$$M \approx 4\pi \cdot R_2^2 \cdot N \cdot \mu, \quad (3)$$

где N – количество атомов (молекул) вещества в столбце оболочки с основанием 1см^2 , а μ - масса атома (молекулы). Наибольшую колонковую плотность в протяжённой оболочке холодных сверхгигантов имеют молекулы CO. У остальных молекул она на два (и более) порядка меньше [10]. Поэтому можно произвести оценки скорости потери массы, исходя из данных только по этой молекуле: $N_{CO} = 7.8 \cdot 10^{22}\text{см}^{-2}$, $\mu_{CO} = 28 \cdot 10^{-24}\text{г}$. Учёт остальных молекул результат существенно не изменит. Если принять, что радиус звезды в инфракрасной области равен $711R_\theta$ [10] (R_θ - радиус Солнца), то получим $M \approx 6.8 \cdot 10^{28}\text{г} \approx 3.4 \cdot 10^{-5} M_\theta/\text{год}$ (M_θ - масса Солнца).

Заметим, что полученные оценки являются, по-видимому, заниженными из-за большой неопределённости континуума, о чём было сказано выше. В два раза большая скорость потери массы получится также, если использовать значение радиуса звезды $\sim 1000R_\theta$ [7], однако принятое здесь значение предпочтительнее, так как основано на новейших измерениях.

6. Заключение

Таким образом, в результате исследования спектроэнергетических кривых звезды μ Сер, полученных в течение нескольких наблюдательных сезонов, было показано следующее:

1. Спектрофотометрическая температура звезды в области спектра 600-1080нм во все сезоны наблюдений была ниже эффективной температуры на 600 – 700К.
2. Изменение распределения энергии в спектре звезды в разные годы было связано с изменением радиуса излучающего слоя на $0.08R$ и температуры на 140К.

Основываясь на полученных результатах, и, исходя из предположения об отрыве верхней части оболочки в течение года, была посчитана скорость потери массы, которая оказалась равной $3.4 \cdot 10^{-5} \cdot M_\theta/\text{год}$.

В заключение авторы выражают глубокую благодарность Т.А.Поляковой за любезно предоставленную кривую блеска звезды до её публикации, а также А.К.Колесову за ценные замечания при прочтении рукописи.

Литература

1. Alexeeva G., Arkharov A., Galkin V., Hagen-Thorn E., Nikanorova I., Novikov V., Pakhomov V., Ruban E.. Pulkovo Spectrophotometric Catalogue of Bright Stars in the Range from 320 to 1080 nm, Baltic Astron. 1996, V.5, No.6, 603-818.
2. Alexeeva G., Arkharov A., Galkin V., Hagen-Thorn E., Nikanorova I., Novikov V., Pakhomov V., Ruban E.. Pulkovo Spectrophotometric Catalogue of Bright Stars in the Range from 320 to 1080 nm. A. Supplement/Baltic Astron. 1997, V.6, 481-496.
3. Архаров А.А., Пузакова Т.Ю., Рубан Е.В.. Неопределенность спектрофотометрических величин. I. Переменные звёзды некоторых типов, 1998, Изв.ГАО, N 212, с.247-260.
4. Архаров А.А., Гаген-Торн Е.И., Рубан Е.В.. Вариации излучения нормальных звёзд, 2000, Изв.ГАО, N 215, 5-20.
5. Архаров А.А., Гаген-Торн Е.И., Рубан Е.В.. Анализ данных спектрофотометрических наблюдений переменных звёзд, 2000, Изв.ГАО, N 215, 21-34.
6. Архаров А.А., Гаген-Торн Е.И., Рубан Е.В.. 2002, в печати.
7. Архаров А.А., Гаген-Торн Е.И., Галкин В.Д., Нечитайлов Ю.В., Полякова Г.Д., Попов В.С., Пузакова Т.Ю., Рубан Е.В., Соколов Н.А.. Каталог спектральных, фотометрических, пространственных и физических характеристик 693 ярких звёзд, 1997, деп. В ВИНТИ, №2327 – В97, 171с.
8. Полякова Т.А..Кривая блеска μ Cep, 2002, Астрофизика, в печати.
9. Страйжис В.. Многоцветная фотометрия звёзд, 1977, Мокслас, Вильнюс, с.310.
10. T.Tsuji. Water on the Early M supergiant α Ori and μ Cep. 2000, Ap.J, v. 538, 801-807.
11. Fluks M.A., Plez B., The P.S. De Winter D. Westerlund B.E., Steenman H.C.. M giants spectra and photometry. 1994, Astron. Astrophys. Suppl. Ser., 105,311, J/A+AS/105/311.
12. T. Tsuji. Water in Emission in the ISO Spectrum of the Early M Supergiant μ Cephei. 2000, Astrophysics, abstract astro-ph/0008058.
13. Albert A.Zijletra. Stellar Evolution and Mass Loss on the Asymptotic Giant Branch. 1994, arXiv: astro-ph/9411023 v1.
14. Zeljko Ivezic, Gillian R.Knapp. Link between Mass-loss and Variability Type for AGB Stars? 1998, Astrophysics, abstract astro-ph/9812421.

SPECTROPHOTOMETRIC VARIABILITY OF STAR μ CEP Arkharov A.A., Hagen-Thorn E.I., Puzakova T.U., Ruban E.V.

Summary

Spectral energy distribution of μ Cep was investigated in six observational sets during the time interval of four years. In all sets the spectral energy distribution corresponds to color temperature of 2900, 3040K, that is lower then the effective temperature by 600-700K. Spectrophotometric variability found is explained by variations of radius by 0.08R and temperature by 140K. The mass loss estimated as $3.4 \cdot 10^{-5} \cdot M_{\odot}/\text{year}$.

ДИСТАНЦИОННЫЙ ДОСТУП К СОЛНЕЧНОМУ ТЕЛЕСКОПУ ЧЕРЕЗ ИНТЕРНЕТ

Бобков Е.В.¹, Парфиненко Л.Д.², Соченов А.С.¹, Шейнин Ю.Е.¹, Ульянов И.¹

1. СПб Государственный Университет Космического Приборостроения
2. ГАО РАН

В данной работе рассматривается опытная система, позволяющая на основе Web-технологии любому пользователю сети Интернет получать изображение Солнца в реальном масштабе времени.

1. Введение

Наблюдательная астрономия в настоящее время выходит на новый уровень благодаря созданию так называемых Виртуальных Астрономических Обсерваторий (ВАО). ВАО объединяет астрономические базы данных наземных и орбитальных обсерваторий благодаря последним достижениям компьютерных технологий, систем хранения данных и методов анализа [1]. Примером может служить Проект Национальной виртуальной обсерватории (NVO, USA) [2], который получил финансирование на 5 лет в размере 10 миллионов долларов США по гранту Национального Научного Фонда (National Science Foundation). ВАО должна увеличить потенциал для новых научных исследований имеющихся данных, сделав их легкодоступными через Интернет как профессиональным исследователям, так и любителям астрономии и студентам.

Уже сегодня на сайтах многих обсерваторий можно найти много изображений астрономических объектов, например, изображения Солнца как в континууме, так и в разных длинах волн. Однако пользователь Интернета должен удовлетвориться теми изображениями, что выставлены на конкретном сайте. Вместе с тем особую ценность представляют изображения Солнца полученные в тот же момент, что и основной наблюдательный материал, которым располагает пользователь. Поэтому актуальной является задача создания системы, позволяющей пользователю Интернета самому получать изображение в интересующий его момент времени, а также управлять процессами наблюдения и формированию данных наблюдений в соответствии с режимами и целями проводимых пользователем исследований. Очевидно, что это требует организации непрерывной работы солнечного телескопа со специальным оборудованием. Телескоп должен располагаться в месте с большим числом солнечных дней, в идеале на космическом аппарате.

Задача разработки систем, дающих возможность осуществлять дистанционный мониторинг состояния и управление аппаратурой, оборудованием, встаёт во многих областях деятельности человека. В последнее время для этого всё чаще используется инфраструктура сети Internet, ее стандартные сетевые сервисы, в том числе – Web-сервис, [3,4]. Ключевая часть работы по разворачиванию таких систем на основе Web-технологий - разработка сетевого программного обеспечения (ПО) и его стыковка с управляемым оборудованием [5].

В данной работе рассматривается организация дистанционного доступа к Солнечному телескопу через Интернет как одного из перспективных направлений в развитии виртуальных астрономических технологий. На практике осуществлен один из

возможных вариантов дистанционного доступа к данным, получаемым с Солнечного телескопа, с управлением режима формирования и выборки данных, доставляемых пользователю, и с передачей данных наблюдений по специальному прикладному протоколу в теле HTTP-сообщения.

2. Web-технологии

Главная идея Web-технологий – применение гипертекстовой модели к информационным ресурсам, распределённым в сети, сделав её максимально простым способом доступа к ним. Технология World Wide Web построена по хорошо известной схеме "клиент-сервер". Программа-клиент выполняет функции интерфейса пользователя и обеспечивает доступ практически ко всем информационным ресурсам Internet. Ресурс – это не только пассивная документация. Ресурсом может быть и активное приложение, за которым может стоять реальное оборудование, например, телескоп. Преимущества Web-технологий для построения системы, обеспечивающей удалённый доступ к какому-либо оборудованию, заключаются прежде всего во всемирной распространённости Web, в платформенной независимости (прежде всего – клиентской части программного комплекса), в возможности применения любыми пользователями сети Интернет, даже подключающимися к Интернет за защитными брандмауэрами (firewalls) корпоративных сетей. В совокупности это дает возможность обеспечить оперативный доступ к формируемым оборудованием информационным ресурсам по требованию из любой точки земного шара, пользователям работающим практически на любом компьютере, с любым режимом доступа в Интернет.

Основными составляющими Web-технологий являются: протокол обмена гипертекстовой информацией HTTP, универсальный способ адресации ресурсов в сети URL (Universal Resource Locator) и язык гипертекстовой разметки документов HTML (HyperText Markup Language).

HTTP (Hypertext Transfer Protocol) – протокол уровня приложений для взаимодействия распределённых информационных систем. Это протокол общего назначения, который может быть использован не только для задач передачи гипертекста, но и для передачи любого байт-кода. HTTP определен как расширяемый протокол, дает возможность определять свои новые методы, заголовки и коды ошибок HTTP. Назначение HTTP – типизация и согласование представления данных, что позволяет строить системы независимо от вида данных. Сообщения HTTP представляют собой запросы клиента к серверу и ответы сервера клиенту. Сервером называется любое приложение, которое отвечает на запросы, а клиентом – которое их формирует. Сообщения HTTP версии 1.1, кроме тела объекта (документа, просто набора байт), могут включать в себя дополнительные поля заголовков. Формат сообщений HTTP является стандартным, поскольку форматы данных в сообщениях не зависят от данного протокола. HTTP поддерживает динамические форматы. Используя HTTP, клиенты и серверы определяют форматы документов. При подключении к серверу, клиент может первым делом выслать список доступных ему форматов данных. Сервер после этого старается отвечать ему, используя только такие форматы. В таком случае сервер и клиент могут использовать собственные форматы данных.

Когда сервер посылает документ Web, он может включить в него информацию о файле (так называемую метайнформацию) в заголовок HTTP. Таким образом, принимающая сторона получает сообщение, описывающее входящие данные. Принимающая данные программа может использовать данный заголовок для правильной интерпретации поступающих данных.

Заголовки HTTP хранят информацию об HTTP-сообщении и теле объекта, заключённого в этом сообщении. Используя информацию заголовков, программы

договариваются о форматах данных для передаваемых объектов. Если приложение не может распознать информацию заголовка HTTP, оно, как правило, просто её игнорирует. Поскольку приложения игнорируют неизвестные форматы, можно смело тестировать новые протоколы Web и использовать специальные, нестандартные форматы данных без нарушения целостности HTTP.

HTTP является прикладным протоколом. Для передачи его сообщений между клиентом и сервером используются протоколы TCP (транспортный уровень) и IP (сетевой уровень). Набор базовых протоколов Интернета принято называть TCP/IP стек (Transmission Control Protocol/Internet Protocol). Стек протоколов TCP/IP – стандартный, наиболее завершённый и популярный стек сетевых протоколов, имеющий многолетнюю историю. Почти все большие сети передают основную часть своего трафика с помощью протоколов TCP/IP. Этот стек служит и как метод получения доступа к сети Internet, и является основой для создания intranet - корпоративных сетей, использующей транспортные услуги Internet и гипертекстовую технологию WWW.

Стек протоколов TCP/IP поддерживают все современные операционные системы. Он формирует устойчивую масштабируемую межплатформенную среду для приложений клиент-сервер, работающих на компьютерах разной архитектурой, с разными ОС, обеспечивает возможности соединения разнородных систем как на уровне транспортных подсистем, так и на уровне прикладных сервисов.

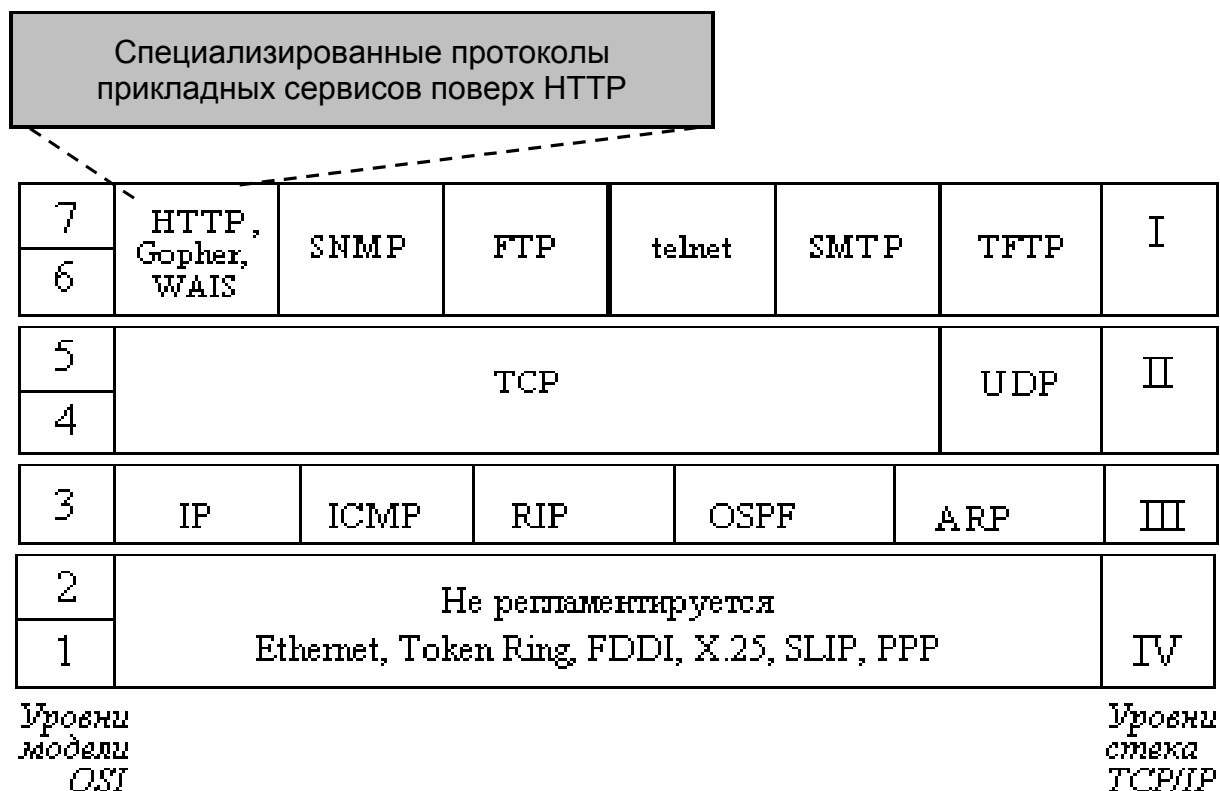


Рис. 1.

Структура стека протоколов TCP/IP приведена на рис.1. Протоколы TCP/IP делятся на 4 уровня. Применительно к сетевым технологиям для территориально распределённых комплексов, наибольший интерес представляет совокупность протоколов IP, TCP и HTTP.

Самый нижний (уровень IV) соответствует физическому и каналному уровням модели OSI. Этот уровень в протоколах TCP/IP не регламентируется, но поддерживает

все популярные стандарты физического и канального уровня: для локальных сетей это Ethernet, Token Ring, FDDI, Fast Ethernet, 100VG-AnyLAN, для глобальных сетей - протоколы соединений "точка-точка" SLIP и PPP, протоколы территориальных сетей с коммутацией пакетов X.25, frame relay. Разработана также специальная спецификация, определяющая использование технологии АТМ в качестве транспорта канального уровня. При появлении новой технологии локальных или глобальных сетей она быстро включается в стек TCP/IP за счет разработки соответствующего стандарта, определяющего метод инкапсуляции пакетов IP в ее кадры.

Уровень III – это уровень межсетевого взаимодействия, который занимается передачей пакетов с использованием различных транспортных технологий: локальных сетей, территориальных сетей, линий специальной связи и т. п. В качестве основного протокола сетевого уровня в стеке используется протокол IP, который изначально проектировался как протокол передачи пакетов в неоднородных сетях, состоящих из большого количества локальных сетей, объединенных как локальными, так и глобальными связями. Поэтому протокол IP хорошо работает в сетях со сложной топологией, рационально используя наличие в них подсистем и экономно расходуя пропускную способность низкоскоростных линий связи. Протокол IP является дейтаграммным протоколом, то есть он не гарантирует доставку пакетов до узла назначения, но старается это сделать. Остальные протоколы этого уровня – либо его расширения, либо являются протоколами, используемыми оборудованием, управляющим трафиком в сети.

На уровне II функционирует протокол управления передачей TCP (Transmission Control Protocol). Он обеспечивает последовательный поток байтов, надежный, ориентированный на установление двусторонней связи. Собственно, эти характеристики и определяют целесообразность использования его, а не UDP, в территориально распределенных системах дистанционного управления оборудованием.

Верхний уровень (уровень I) называется прикладным. За долгие годы использования в сетях различных стран и организаций стек TCP/IP накопил большое количество протоколов и сервисов прикладного уровня. Протокол HTTP является основным прикладным протоколом Web-технологий.

Благодаря своей расширяемости, HTTP может выступать как бы транспортом для произвольных специализированных протоколов прикладных сервисов, строящихся с использованием сети Интернет как глобальной телекоммуникационной инфраструктуры. Код этого специального прикладного протокола помещается в теле HTTP-сообщения. Чтобы стороны, желающие использовать этот код, могли отличать обычные HTTP-сообщения от несущих этот код, последние могут идентифицировать себя нестандартными заголовками HTTP-сообщения. Прикладные сервисы, выполняемые в машинах, подключенных к Интернет, могут просто договориться, что HTTP-сообщения, у которых используется некоторое расширяющее протокол HTTP значение какого-либо его поля (метода или заголовков), несут в своём теле код их специального протокола прикладных сервисов поверх HTTP.

Благодаря возможности реализовывать произвольный протокол прикладных сервисов поверх HTTP, Web-сервера и клиенты в Интернет могут общаться на своём диалекте произвольной сложности, используя этот протокол для передачи специализированных сообщений между программным обеспечением, находящимся на сервере, и прикладными программами на клиентской стороне.

3. Обобщённая структура систем дистанционного управления оборудованием через Интернет

Обобщённая структура системы дистанционного управления оборудованием с использованием Web-технологий представлена на рис. 2.

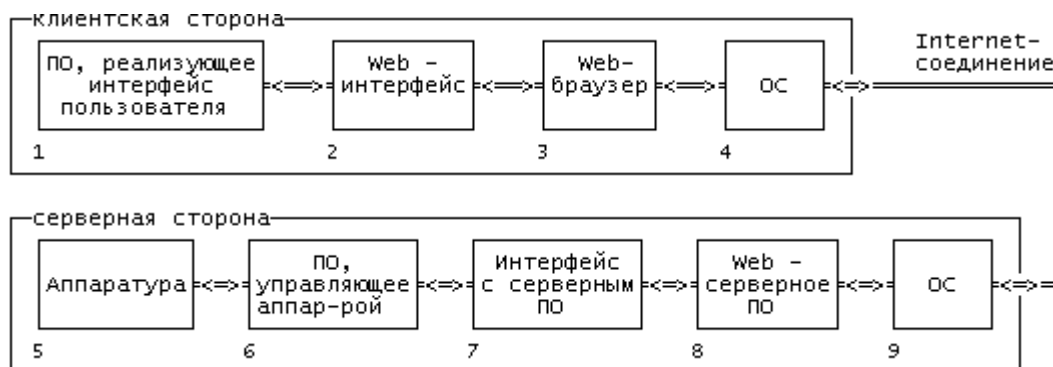


Рис.2.

Дистанционно управляемое оборудование находится на серверной стороне, а человек, желающий им управлять – на клиентской. Компоненты, указанные на рисунке 2, представляют собой следующее:

1. Программное обеспечение (ПО), реализующее интерфейс пользователя. Это, например, может быть консольная или с графическим интерфейсом программа, Java-апплет, интерактивная HTML/XML или ASP страница.
2. ПО, реализующее Web-интерфейс. Эта часть системы предоставляет прикладному ПО некоторый унифицированный программный интерфейс (API), через который они могут использовать стандартные протоколы Web (например, HTTP) для передачи управляющих сообщений и данных по специальным протоколам прикладных сервисов. Т.о. эта компонента позволяет использовать нестандартные протоколы прикладных сервисов поверх стандартных сетевых протоколов.
3. Web-браузер - программная среда, в которой выполняется интерфейс пользователя и через которую проходят запросы пользователя в терминах стандартных протоколов. Web-браузеры как стандартная программная компонента имеются для всех современных ОС, на всех типах компьютеров.
4. Локальная операционная система (ОС) клиента.
5. Оборудование, ради дистанционного управления которым и строится система.
6. ПО, осуществляющее непосредственное взаимодействие с управляемым оборудованием. Оно должно уметь принимать управляющие команды удалённых пользователей, интерпретировать их, формировать соответствующие команды оборудованию, кодировать результаты своих действий спецпротоколом для их обратной передачи пользователю через сеть.
7. ПО, реализующее интерфейс управляющей программы с серверным ПО. Оно необходимо для выделения из потока сообщений HTTP протокола, сообщений в формате специализированных прикладных протоколов, кодирующих управляющие команды удалённого клиента, для их дальнейшей передачи ПО управления аппаратурой. Оно также должно осуществлять инкапсуляцию специализированных сообщений от ПО управления аппаратурой в HTTP-сообщения для передачи удалённому клиенту. Эта часть системы, в зависимости от Web-серверного ПО, может реализовываться как фильтр сообщений Web-протоколов (например, ISAPI-

фильтр HTTP-сообщений), как удалённо вызываемое приложение, выполняемое на стороне сервера (например, ISAPI-расширение, CGI-скрипт или сервлет).

8. Web-серверное ПО. Это стандартное ПО, после установки которого, компьютер может выполнять функции Web-сервера. Задача этого ПО - слушать определённый порт и обслуживать запросы по протоколу, соответствующему прослушиваемому порту. В качестве этого компонента, для разных ОС могут использоваться разные программные пакеты реализации Web-сервера, например: Apache (для UNIX и Windows), Internet Information Server (IIS, для WindowsNT), Personal Web Server (PWS, для Windows9x), и др.
9. Локальная ОС Web-сервера.

На клиентской стороне, компоненты 1 и 2 могут быть реализованы как один интегрированный программный продукт; тогда это будет нечто вроде удалённого терминала для фиксированной системы. Но чтобы повысить гибкость системы, их нужно разделить. Компонент 2 может быть реализован как набор библиотечных функций (соответственно, его связывание с компонентом 1 будет происходить на стадии компиляции, а интерфейс для компонента 1 представляется в виде API), либо как отдельный исполняемый модуль, который должен всегда быть запущен во время работы системы (здесь интерфейс для компонента 1 представляется в виде механизма межпроцессного обмена, либо механизма позднего связывания). Компонент 1 должен быть не зависящим компьютера, на котором он выполняется. Это важно, когда необходимо обеспечить возможность действительно оперативный доступ из любой точки мира с помощью находящегося в распоряжении пользователя обычного оборудования и ПО для доступа в Internet.

На серверной стороне, компоненты 5, 6, 7 и 8 могут быть совмещены в различных сочетаниях, это в большей степени зависит от того, используется ли стандартное ПО (выпускаемое независимыми производителями) или ПО, написанное под конкретную систему. В дальнейшем мы будем рассматривать систему, где все эти четыре компонента реализованы отдельно.

В такой конфигурации Web-серверное ПО скорее относится к уровню операционной системы (как мы знаем ОС – не только её ядро, но также сопровождающие его исполняемые модули, приоритеты которых выше, чем у обычных приложений). А вот компоненту 6 - ПО, реализующее интерфейс управляющей программы с серверным ПО, можно смело отнести к middleware. Оно не только логически занимает положение между уровнями прикладных программ и ОС, но и зачастую исполняется в адресном пространстве Web-серверного ПО, хотя и не является неотъемлемой частью Web-сервера. Эта ключевая часть системы может быть реализована различными способами, но обязательно поддерживаемыми Web-серверным ПО:

- Через ISAPI-фильтры или ISAPI-расширения. Обмен с компонентой 5 может осуществляться любыми доступными в ОС методами взаимодействия процессов. Интерфейс ISAPI поддерживается и применяется на Windows-системах.
- Через CGI-скрипты. Обмен с прикладными программами вообще и с компонентой 5 в частности, может осуществляться через стандартные потоки ввода-вывода. CGI-скрипты используются в основном на UNIX-системах, но понимаются Web-серверным ПО большинства платформ.
- Через сервлеты. Механизм обращения к ним аналогичен обращению к DLL. Сервлеты создаются на языке Java, поддерживаются многими серверами, например Apache.

Если написать универсальную компоненту 6, чётко определить её API-интерфейс для прикладных программ, то при смене оборудования (т.е. компоненты 4) в системе нужно будет менять только прикладные программы, т.е. компоненты 1 и 5. Разработка компоненты 5 должна соответствовать программному интерфейсу (в том числе механизмам межпроцессного обмена), который предоставляет компонента 6 (являющаяся middleware на серверной стороне), через которую она будет взаимодействовать с удалённым клиентским приложением (т.е. с компонентой 1).

4. Гелиограф с дистанционным доступом через Интернет

Оборудованием на серверной стороне является 5-ти дюймовый рефрактор Цейса, переделанный в CCD-гелиограф, установленный в павильоне солнечного горизонтального телескопа ГАО РАН. Этот небольшой телескоп обеспечивает хорошее и стабильное изображение фотосферы. Грануляция и волокна полутени видны значительно чаще, чем в основной горизонтальный телескоп. Окулярная часть рефрактора оснащена устройством с клиновидным стеклом, благодаря которому большая часть светового пучка выходит из телескопа наружу и не вызывает паразитных тепловых потоков. Небольшая часть светового потока, отраженная от передней грани клиновидного стекла, направляется в окуляр или на CCD-матрицу телевизионной камеры. Фокусное расстояние рефрактора 1860мм и на CCD- матрице помещается участок фотосферы 500" × 850". Качество изображения, получаемое на гелиографе, стабильно и близко к 1.5".

Изображение Солнца выводится для контроля на монитор, непрерывно пишется на видеомэгнитофон в обычном стандарте VHS или направляется в IBM-совместимый компьютер, в котором установлена плата видеозахвата изображения AverMedia EZCapture.

Плата имеет два режима работы:

- Preview, - использует CPU для обработки видеосигнала
- Overlay, - использует собственные аппаратные средства

Можно получать изображения следующих размеров:

- 192x144пк
- 384x288пк
- 768x576пк

Матрица имеет технические характеристики, позволяющие использовать ее для регистрации солнечного спектра и тем более изображения. Эта матрица работает в стандартном вещательном телевизионном режиме. Вот некоторые технические характеристики:

TV system	CCIR
Image sensor	1/3-inch CCD Image Sensor
Chip size	4.9mm (H) × 3.7mm (V)
Pixel size	6×8 micron
Picture elements	788 (H) × 456 (V)
Spectral range	200 - 1100 nm
Quantum efficiency (750nm)	≈ 58%
Horizontal frequency	15.625 KHz
Vertical frequency	50Hz
Scanning system	2:1 interlace / non-interlace switchable
Minimum illumination	0.005 foot candles (0.05 lux)
Signal to noise ratio (Ψ)	better then 48dB (AGC OFF)
Geometric linearity	no camera distortion

Gamma correction	gamma = 0.25, 0.45,
Operation temperature	-20° C to 50° C
Power (supply voltage)	DC 12V

На рис.3 приведена кривая относительной спектральной чувствительности используемой CCD-матрицы. Красная граница спектральной чувствительности – 1.1мкм.

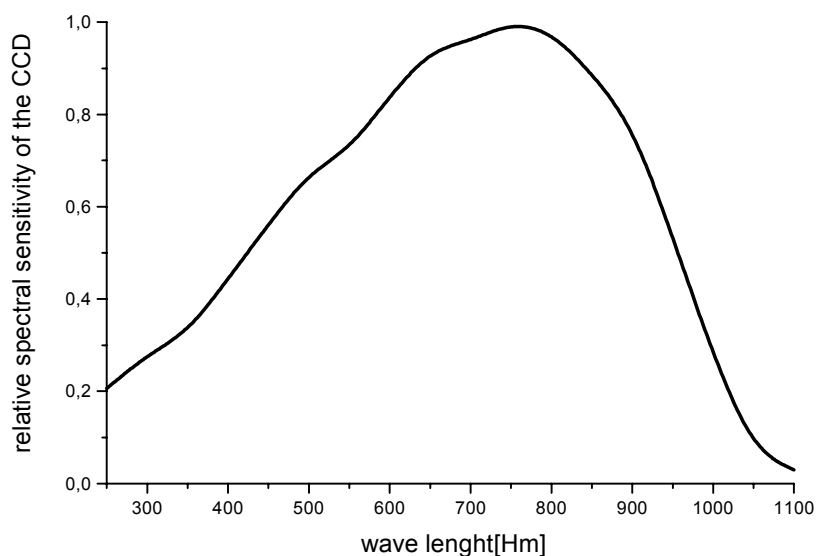


Рис.3.

При исследовании нашей матрицы мы не обнаружили ни одного дефектного пикселя (они заметны в виде черных точек на одном и том же месте кадра). При изготовлении микросхем матриц, несмотря на все технологические ухищрения, не удастся избежать полного отсутствия дефектов в массиве из нескольких сотен тысяч пикселей. В литературе указывают, что для устранения дефектных пикселей информацию о них записывают в ПЗУ генератора тактовых импульсов перед установкой матрицы на плату конкретной видеокамеры. В результате этого при работе видеокамеры в потоке импульсов с выхода микросхемы тактового генератора появляются пропуски, моменты которых совпадают с моментами сканирования дефектных пикселей. Пропуск при подачи импульса означает, что на выходе схемы выборки-хранения останется значение сигнала, выбранного в предыдущем состоянии, что сделает единичное выпадение практически незаметным.

5. Распределенный программный комплекс дистанционного доступа к CCD-гелиографу

Благодаря современному уровню развития техники в настоящее время бурными темпами идет переход к технологии цифрового телевидения, а также к широкому использованию видеoinформации для самых разнообразных приложений. Одной из самых перспективных сред передачи видеоданных являются сети, включая глобальную сеть Интернет. Однако к устройствам - абонентам, работающим в таких сетях, предъявляется ряд характерных требований, а сами сети обладают рядом существенных ограничений, делающих передачу такого сложного вида информации как видеопоток, нетривиальной задачей. Одним из самых существенных ограничений является

пропускная способность сети для передачи изображений. Таблица 1 дает представление об объеме информации, который необходимо передавать каждую секунду для обеспечения непрерывного воспроизведения видеоизображения на принимающей стороне.

Приведенные в табл. 1 оценки характеризуют собой требования, предъявляемые к сетевым каналам, используемым для цифрового видеовещания, скоростям внутренних шин сетевого узла и ряду других системных параметров, зависящих от областей конкретного применения. Следует отметить, что трафик, указанный в последней строке табл. 1, неспособны обеспечить даже многие локальные сети персональных компьютеров, не говоря уже об глобальных сетях.

Стандарт CCIR 601 (NTSC , несжатые видеоданные)

Разрешение	720*486*29.97 FPS (кадров в секунду)
Представление данных	8 бит на элемент представляемых данных
Представление пиксела	4:2:2 (на каждые два горизонтально расположенные пиксела 2 Y : 1 Cr : 1 Cb)
Количество кадров в секунду	29.97
Оценка информационных потоков	
Яркость (Y)	$720*486*29.97 \text{ FPS} = 10\,486\,102.4$ байт в секунду
Цветность R (Cr)	$360*486*29.97 \text{ FPS} = 5\,243\,551.2$ байт в секунду
Цветность B (Cb)	$360*486*29.97 \text{ FPS} = 5\,243\,551.2$ байт в секунду
Сумма	$20\,974\,204.8$ байт в секунду = $167\,793\,638.4$ бит в секунду
Трафик CCIR601 (NTSC)	Около 20 Мбайт/сек (более 160 Мбит/сек при передаче)

Единственным путем решения этой проблемы является разработка эффективных алгоритмов видеокомпрессии. При этом необходимо добиться максимальной скорости передачи данных при минимальных аппаратных затратах и приемлемой полосы пропускания канала связи за счёт применения алгоритмов видеокомпрессии. В разработанном программном комплексе применяется алгоритм JPEG сжатия. Формируемое на серверной стороне комплекса цифровое изображение сжимается перед передачей по сети Интернет, а при поступлении на клиентский компьютер воспроизводится на экране и сохраняется на диске под управлением пользователя через клиентское приложение.

В соответствии с описанными выше принципами, создан распределенный программный комплекс дистанционного доступа к телескопу через Интернет.

Программа управления оборудованием реализует захват, обработку и последующее сжатие изображения, полученного с CCD видеокамеры при помощи платы видеозахвата. Сжатое изображения передается по сети Internet к подключенному клиенту. Клиент видит перед собой на мониторе то же изображение Солнца, что и оператор-астроном, и в любой нужный момент может зафиксировать цифровое изображения Солнца и сохранить у себя на компьютере, управляя со своего компьютера режимами выборки фрагмента или всего изображения и его сжатия для доставки на клиентский компьютер.

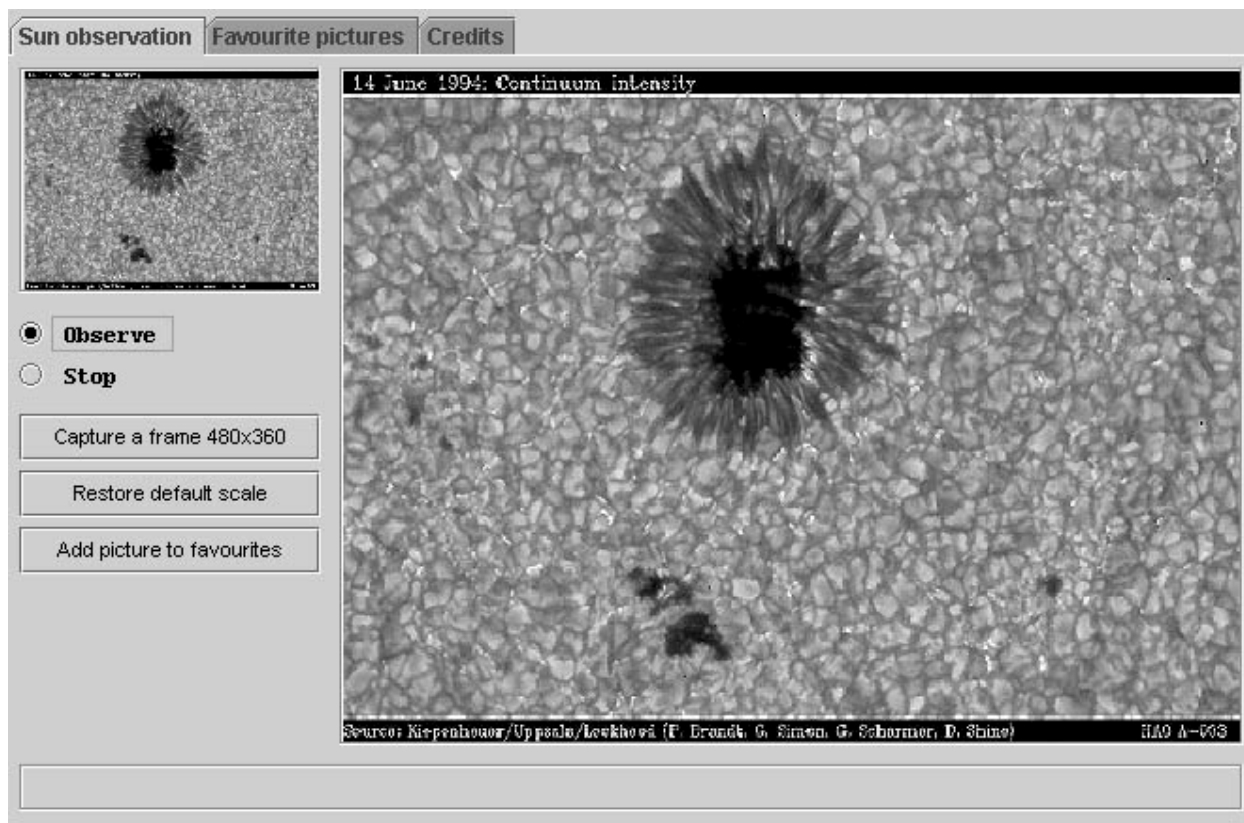


Рис.4.

Описанная система успешно испытана в ГАО РАН. На рис.4 изображено тестовое изображение фотосферы Солнца, полученное через Интернет по описанной выше методике.

Работа выполнена при поддержке РФФИ, грант 02-07-90068. Инженерное и техническое обеспечение осуществлено ГАО РАН. Разработка сетевого программного обеспечения (ПО) и его стыковка с управляемым оборудованием выполнена на кафедре Вычислительных систем и сетей Санкт-Петербургского Государственного Университета Аэрокосмического Приборостроения (ГУАП).

Литература

- [1] Ignatiev.M.B., Parfinenko L.D., Pinigin G.I.,/"Astronomical education on the base of virtual consolidation of observatories", Abstracts of Joint European and National Meeting JENAM 2001 of the European Astronomical Society at Munich, September 10-15,2001,P253
- [2] Проект National Virtual Observatory (NVO:<http://us-vo.org>), авторы: Alex Szalay (Johns Hopkins University) и Paul Messina (California Institute of Technology);

- [3] Emelianov M.M., Ignatiev M.B., Sheynin Y.E./ Embedded Real Time Web Servers. Real Time Magazine, 1998 N 1 PP. 84-89.
- [4] Emelianov M.M., Ignatiev M.B., Sheynin Y.E./ Aspects of Embedded Web Service for Remote Control and Monitoring In: Proceedings of the Euromicro Summer School on Mobile Computing'98. VTT, Oulu, Finland, 1998, pp.89-101
- [5] Bobkov E.V., Sheynin Y.E./“Web-Lab: The Web-based Technology for Remote Laboratory Exercises in Distance Learning” 7th International NETTIES Conference and 3rd International Conference, September 13 - 15, 2001, Fribourg, Switzerland.

REMOTE ACCESS TO A SOLAR TELESCOPE OVER INTERNET

E.V.Bobkov, L.D.Parfinenko, A.S.Sochenov, Y.E.Sheynin, I.Uljanov

Summary

The pilot system for remote access to astronomic instruments over Internet for virtual astronomic observatories is considered. The system architecture is based on Web technologies. A trial system with solar telescope remote access is presented.

СУГ X-1: МАГНИТНОЕ И ЭЛЕКТРИЧЕСКОЕ ПОЛЕ ВОКРУГ ЧЕРНОЙ ДЫРЫ

Ю.Н. Гнедин⁽¹⁾, Н.В. Борисов⁽²⁾, Т.М. Нацвлишвили⁽¹⁾, М.Ю. Пиотрович⁽¹⁾

(1) *Главная астрономическая обсерватория РАН, Санкт-Петербург.*

(2) *Специальная астрофизическая обсерватория РАН, пос. Нижний Архыз.*

На основе анализа поляриметрических наблюдений рентгеновской двойной системы Суг X-1 /HDE 226868, в том числе выполненных на БТА-6м, оценено значение магнитного поля вблизи внутреннего радиуса аккреционного диска, которое оказалось $\sim 10^8$ Гс. Для степенного закона радиального распределения магнитного поля в аккреционном диске, оценена величина показателя, которая для диска в системе Суг X-1, оказалась не меньше двух. Приняв за характерный масштаб области генерации магнитного поля радиус диадосферы, можно оценить заряд черной дыры, который оказался $\sim 0.1 M\sqrt{G}$, где M - масса черной дыры.

1. Введение

Лебедь X-1 (Суг X-1) – это рентгеновская тесная двойная система (ТДС) с компактным объектом, являющимся источником рентгеновского излучения. Оптическим компонентом данной ТДС является звезда HDE 226868. Это голубой сверхгигант спектрального класса O9,7 Iab, с эффективной температурой $T_e = 30000\text{K}$ и светимостью $L \approx 10^{38} \text{ эрг/с}$, что примерно в 10 раз больше светимости компактного объекта в рентгеновском диапазоне. Рентгеновский и оптический потоки системы меняются с орбитальным периодом $P_{orb} = 5^d.6$. Хотя определенная с помощью кривой лучевых скоростей функция масс этой двойной системы и невелика $f(M) = 0.25M_{\odot}$, но, принимая во внимание значение массы типичного ОВ-сверхгиганта, которое превышает $20 M_{\odot}$, а также, основываясь на расчетах звездных моделей, можно показать, что для получения нужной светимости при расстоянии $d \sim 2$ кпс требуется масса компактного объекта, по крайней мере, не менее $\sim 8.5 M_{\odot}$. Таким образом, из этих данных следует убедительный вывод, что компактный рентгеновский объект в системе Суг X-1 является черной дырой (см., последний обзор по этой проблеме в [1]).

Наблюдаемый рентгеновский спектр Суг X-1 достаточно хорошо моделируется излучением от плазменного аккреционного диска, находящегося вокруг черной дыры. Теория таких дисков в настоящее время довольно хорошо разработана и опирается на классическую работу Шакуры и Сюняева [2]. Дискковая модель довольно хорошо воспроизводит как мягкий, так и жесткий компоненты спектра либо в «возбужденном» (high), либо в «спокойном» (low) состоянии. К сожалению, пока ни одна из развиваемых моделей не может объяснить необычные переходы между этими состояниями.

Чрезвычайный интерес представляет вопрос о возможности существования магнитного поля в ближайшей окрестности вокруг черной дыры. Хотя в течение довольно длительного времени господствовала точка зрения, что черная дыра не должна иметь собственного магнитного поля, в последнее время эта точка зрения начала пересматриваться. По крайней мере, довольно значительное магнитное поле

вполне может генерироваться в аккрецирующей плазме вне горизонта событий особенно с учетом быстрого вращения самой черной дыры. Электродинамика вращающихся черных дыр детально рассмотрена в книге И.Д. Новикова и В.П. Фролова [3]. В ней отмечается, что электромагнитное поле стационарной черной дыры однозначно определяется ее массой M , электрическим зарядом Q и параметром вращения $a = J/M$, представляющим собой удельный момент количества движения. Любопытно, что авторы [3] замечают, что если в природе существуют магнитные монополи, то коллапсирующая черная дыра будет обладать дополнительно магнитным зарядом. В последнее время специфическую теорию черной дыры в электромагнитном поле развивает проф. Руффини и его сотрудники [4]. В рамках этой теории величина заряда черной дыры может достигать заметной величины, так что отношение Q/M может приближаться к единице. Важным параметром такой теории является радиус, так называемой «диадосферы» (Dyadosphere). Этот радиус находится вне горизонта черной дыры и определяет границу области существования критической величины электромагнитного поля, при котором вне горизонта черной дыры начинается рождение электронно-позитронной плазмы.

Энергия быстро вращающейся черной дыры может переходить в энергию наблюдаемых явлений вокруг черной дыры, таких например, как образование мощных релятивистских струй (джетов). Именно такая ситуация была рассмотрена Блендорфом и Знаком [5], которые оценили величину энергии, извлекаемой из быстро вращающейся черной дыры с помощью магнитного поля. Эта величина равна

$$L_x \sim 6 \times 10^{38} a \left(\frac{M}{M_\odot} \right)^2 (B/10^8 \text{ Гс}) \text{ эрг/с}$$

Однако важнейшее доказательство существования крупномасштабного магнитного поля вблизи черных дыр в тесных двойных системах было получено из прямых поляриметрических наблюдений. В 1975 г. Михальским и др. [6] была обнаружена переменная круговая поляризация системы Cyg X-1 / HDE 226868, которая изменялась с периодом двойной системы 5.6 суток и поэтому вряд ли имеет межзвездное происхождение (см. ниже детальное обсуждение). Наиболее естественной кажется магнитная природа возникновения круговой поляризации.

Ниже мы рассматривали целую совокупность наблюдательных данных, которая позволяет определить величину магнитного поля в ближайшей окрестности черной дыры в двойной системе Cyg X-1 / HDE 226868. Используя спектрополяриметрические наблюдения Cyg X-1 вблизи спектральной линии He II λ 4686, выполненные на БТА-бм, удастся определить радиальное распределение магнитного поля в аккреционном диске. Оценив характерный размер области магнитного поля из наблюдательных данных и приравняв его радиусу диадосферы Руффини [16] становится возможным определение заряда Q черной дыры.

2. Поляриметрические наблюдения Cyg X-1 и определение величины магнитного поля вблизи черной дыры

Первое определение величины магнитного поля вблизи компактного объекта в двойной системе Cyg X-1 / HDE 226868 было получено в результате обнаружения собственной круговой поляризации излучения этой системы [6-8]. Величина круговой поляризации была измерена на уровне $P_V = (4.8 \pm 0.5) \times 10^{-4}$. Детальный анализ

показывает, что такая поляризация не может иметь межзвездного происхождения, т.е. генерироваться, например, в результате конверсии собственной линейной поляризации системы Cyg X-1 в круговую на ориентированных межзвездных пылинках (см., например, [9]), так как это требует наличия слишком высокой, по сравнению с наблюдаемой [10], величины степени собственной линейной поляризации излучения данной системы, а именно, на уровне $P_l \approx 2\%$. Данные же наблюдений показали, что амплитуда наблюдаемой линейной поляризации не превышает $P_l \approx 0.2\%$. Поэтому вполне естественным кажется предположение о магнитной природе такой поляризации, т.е. о ее генерации в результате рассеяния излучения на электронах в магнитном поле (см., например, [9,10]). Тогда величина магнитного поля легко оценивается по формуле:

$$P_V \sim \frac{\omega_B}{\omega} \sim 6.2 \times 10^{-2} \left(\frac{B}{10^8 \text{ Гс}} \right) \left(\frac{\lambda}{4500 \text{ \AA}} \right) \quad (1)$$

где $\omega_B = eB/m_e c$ - циклотронная частота, а ω - частота излучения. Наблюдавшейся величине степени круговой поляризации $P_V \approx 5 \times 10^{-4}$ соответствует величина магнитного поля $B_H \sim 10^6 \text{ Гс}$. Такое большое магнитное поле не может существовать на поверхности сверхгиганта HDE 226868, и, следовательно, существует в аккреционном диске, вокруг черной дыры. В таком случае определенную выше величину магнитного поля $B_H \sim 10^6 \text{ Гс}$ следует рассматривать как нижнюю оценку реальной величины магнитного поля в аккреционном диске, так как в оценке следует учесть, что оптическое излучение диска составляет лишь несколько процентов от всего оптического излучения системы, т.е. имеет место дилуция поляризованного излучения диска неполяризованным излучением самой звезды HDE 226868. С учетом этого обстоятельства следует ожидать, что реальная величина магнитного поля в самом аккреционном диске может достигать величины $B \sim 10^7 \div 10^8 \text{ Гс}$.

Следующий важный этап поиска магнитного поля в системе Cyg X-1 / HDE 226868 связан с первыми поляриметрическими наблюдениями этой системы в рентгеновском диапазоне спектра (речь идет лишь о линейной поляризации – см. [11, 12]). Многочисленные поляриметрические наблюдения Cyg X-1 в рентгеновском диапазоне спектра были выполнены Long et al., 1980, [12] с помощью Брэгговского кристаллического поляриметра, помещенного на борту специализированного рентгеновского спутника OSO8. Измерение степени поляризации рентгеновского излучения Cyg X-1 в различных диапазонах энергии дали следующие результаты: $P_l(2.6 \text{ КэВ}) = (2.4 \pm 1.1)\%$ и $P_l(5.2 \text{ КэВ}) = (5.3 \pm 2.5)\%$. К сожалению, результаты имеют недостаточную степень надежности, всего на уровне $\sim 2\sigma$. Тем не менее, если интерпретировать уменьшение степени поляризации при энергии $E = 2.6 \text{ КэВ}$ как эффект фарадеевской деполяризации (см. [9, 13]), то можно определить величину магнитного поля в ближайшей окрестности черной дыры, где генерируется само рентгеновское излучение.

Угол фарадеевского поворота χ определяется выражением ([13]):

$$\chi = \frac{1}{2} \delta \tau_T \cos \theta$$

$$\delta = \frac{3\omega_B c}{2r_e \omega^2} \cong 1.2 \left(\frac{B}{10^6 \text{ Гс}} \right) \left(\frac{1 \text{ КэВ}}{\hbar \omega} \right)^2 \quad (2)$$

где τ_T есть оптическая толщина области электронного рассеяния, θ - угол между направлениями магнитного поля \vec{B} и распространением излучения \vec{n} , $r_e = e^2/m_e c^2$ - классический радиус электрона.

С ростом магнитного поля, возрастает величина угла χ , и поляризованное излучение с определенным направлением электрического вектора начинает испытывать деполаризацию. Тот же самый процесс имеет место и при постоянном значении магнитного поля, но с уменьшением частоты излучения. С другой стороны, поскольку угол χ различен для разных направлений излучения θ по отношению к направлению магнитного поля, интегральное излучения даже от сферически симметричной области тоже будет подвергаться фарадеевской деполаризации (см. рис. 10 из обзорной работы [13]).

Спектр поляризованного излучения, рассеянного в сферически симметричной оболочке, а также для оптически толстого рассеивающего диска был вычислен в работах [9, 13, 14]:

Для аккреционного диска параметры Стокса можно аппроксимировать следующими формулами ([14]):

$$\begin{aligned} P_l(\vec{n}, \vec{B}) &= \frac{P_l(\vec{n})}{\sqrt{1 + \delta^2 \cos^2 \theta}} \\ Q(\vec{n}, \vec{B}) &= -\frac{F}{2\pi J_1} \frac{1-g}{1+g} \frac{(1-\mu^2)(1-k\mu)}{(1-k\mu)^2 + (1-q)^2 \delta^2 \cos^2 \theta} \\ U(\vec{n}, \vec{B}) &= -\frac{F}{2\pi J_1} \frac{1-g}{1+g} \frac{(1-\mu^2)(1-q)\delta \cos \theta}{(1-k\mu)^2 + (1-q)^2 \delta^2 \cos^2 \theta} \end{aligned} \quad (3)$$

Здесь введены следующие обозначения: \vec{n} - направление луча зрения, θ - угол между лучом зрения \vec{n} и магнитным полем \vec{B} . $\mu = \cos \vartheta$, где ϑ - угол между лучом зрения и нормалью к плоскости аккреционного диска, $q = \sigma_a / \sigma_T$ есть отношение сечений поглощения и электронного рассеяния соответственно. Значение постоянных J_1 , g и k табулированы Н.А. Силантьевым в его работе [14]. Там же приведены зависимости степени поляризации излучения аккреционного диска от различных значений μ , q и δ .

Качественно из (3) следует, что с ростом параметра деполаризации δ и, следовательно, магнитного поля B , степень линейной поляризации излучения аккреционного диска ведет себя как $P_l \sim 1/\delta \sim 1/\lambda^2 B$, где λ - длина волны излучения. А при больших $\delta \gg 1$ в угловой зависимости степени поляризации от угла θ появляется узкий максимум в угловом интервале $\Delta\theta \sim 1/(1-q)\delta$.

Использование поляриметрических наблюдений в рентгеновском диапазоне позволяет оценить величину магнитного поля вблизи самой черной дыры, если считать, что уменьшение степени линейной поляризации при значении энергии $E = 2.6 \text{кэВ}$ обусловлено эффектом деполаризации. Тогда требуя, чтобы параметр $\delta (E = 2.6 \text{кэВ})$ был существенно больше единицы, мы получим следующую оценку величины магнитного поля вблизи черной дыры $B \geq 3 \times 10^7 \text{Гс}$.

Магнитное поле, связанное с черной дырой, играет важную роль в балансе распределений энергии и углового момента в аккреционном диске.

Если черная дыра вращается быстрее, чем ближайшие слои аккреционного диска, то энергия и угловой момент вращающейся черной дыры передается диску.

Помимо прямых поляриметрических наблюдений, величина магнитного поля в ближайшей окрестности черной дыры, была оценена в работе [15]. Их идея базируется на таком наблюдательном факте как удивительное сходство рентгеновского поведения в стадии низкой активности двух совершенно разных популяций рентгеновских источников: тесных двойных систем, содержащих замагниченные нейтронные звезды и тесных двойных систем, содержащих компактные рентгеновские источники – кандидаты в черные дыры. Это удивительное сходство позволило Робертсону и Лейтеру сделать вывод, что в основе сходства этих двух популяций лежит магнитное поле, приводящее к образованию магнитосферы вокруг компактного объекта. Более того, этим авторам удалось даже оценить необходимый в рамках такой модели магнитный момент черной дыры. Для тесной двойной системы Cyg X-1 он оказался равным $\mu = 1.26 \times 10^{30} \text{ Гс} \cdot \text{см}^3$.

3. Определение заряда быстро вращающейся черной дыры

В последнее время в ряде работ вновь стала популярна идея о том, что быстро вращающиеся черные дыры обладают существенным зарядом. Хорошо известно решение Рейсснера-Нордстрема, описывающее физические процессы в окрестности сферически-симметричной не вращающейся заряженной черной дыры со сферически-симметричным электрическим полем. В этой классической теории отношение заряда Q черной дыры к ее массе M обычно не может быть больше 10^{-18} (теорема Уолда). Однако в случае быстрого вращения черной дыры величина ее заряда может достигать заметной величины, так что отношение Q/M может приближаться к единице. Именно такой результат получен в последнее время в работах группы проф. Руффини [4,16]. Руффини и его школа развивает специфическую теорию черной дыры в электромагнитном поле (EMBHs). Важным параметром такой теории является радиус, так называемой, «диадосферы» (Dyadosphere). Этот радиус находится вне горизонта черной дыры и определяет границу области существования критической величины электромагнитного поля, при котором вне горизонта черной дыры начинается рождение электронно-позитронной плазмы. Preparata et al ([4]) определяют внешний радиус диадосферы как

$$R_{ds} = 1.12 \times 10^8 \sqrt{\mu \xi} \text{ см} \quad (4)$$

где $\mu = M/M_{\square}$, а $\xi = Q/Q_{\max}$, максимальный заряд черной дыры определяется из равенства энергий гравитационного и электрического полей:

$$Q_{\max} = M \sqrt{G} \quad (5)$$

Будем считать, что именно R_{ds} определяет тот характерный размер, на котором генерируется магнитное поле черной дыры в рентгеновской двойной системе Cyg X-1. Тогда, используя оцененный Робертсоном и Лейтером из наблюдений магнитный момент, а также полученную из поляриметрических наблюдений величину магнитного поля $B \approx 3 \times 10^7 \text{ Гс}$, получим значение радиуса диадосферы Cyg X-1 непосредственно из наблюдений:

$$1.26 \times 10^{30} = 3 \times 10^7 R_{ds}^3 \quad (6)$$

из (6) следует: $R_{ds}(\text{Cyg X-1}) = 3.5 \times 10^7 \text{ см}$.

Сравнивая (6) и (4) можно оценить величину заряда черной дыры в системе Cyg X-1.

$$Q = 7.8 \times 10^{-3} (10 M_{sun} / M) Q_{\max} \quad (7)$$

В качестве характерного радиуса области генерации магнитного поля можно выбрать радиус образования электрон-позитронного джета в нетепловой короне Cyg X-1. Из анализа спектра Cyg X-1, полученного RXTE/OSSE, Maccarone and Corpi, [19], определили величину такого радиуса как $R_{cor} \approx 10^8 \text{ см}$. Тогда величина возможного заряда черной дыры в системе Cyg X-1 равна:

$$Q = 0.08 (10 M_{\square} / M) Q_{\max} \quad (8)$$

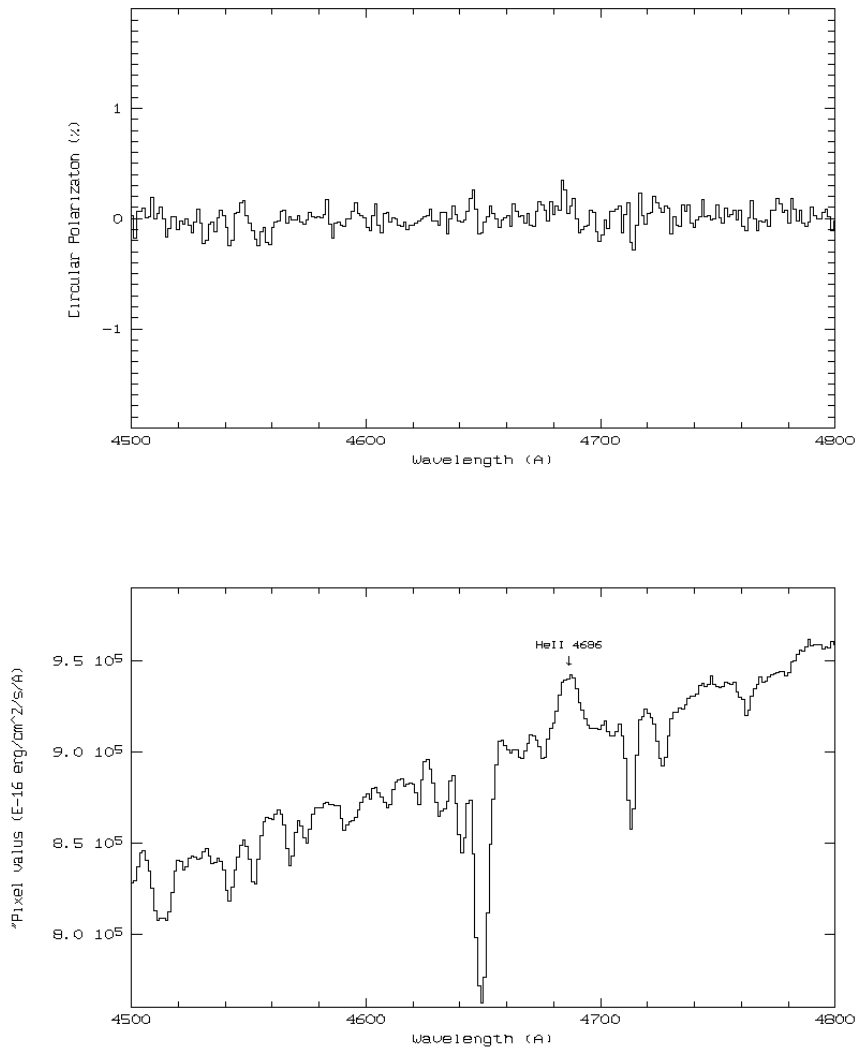
4. Геометрия магнитного поля в аккреционном диске: радиальная зависимость

В июле 2001 г. на БТА-6м были выполнены спектральные и спектрополяриметрические наблюдения системы Cyg X-1 / HDE 226868. Наблюдения проводились в первичном фокусе с использованием спектрографа UAGS и АЦП (Анализатор циркулярной и линейной поляризации). Светоприемник – CCD-матрица. При спектральных наблюдениях использовалась дифракционная решетка с размером 1300 штрихов/мм, такая решетка обеспечивает разрешение $1.5 \text{ \AA} / \text{пиксель}$ в диапазоне 3500-9000 \AA . Размер звездных изображений во время наблюдений не превышал величины $1''.5$. Обработка полученных спектрограмм была выполнена по стандартной схеме с помощью системы автоматической обработки астрономических данных MIDAS [19]. Результаты этих наблюдений представлены на рис.1. Сспектрополяриметрические наблюдения выполнялись в спектральной области вблизи линии HeII $\lambda 4686$, которая, как традиционно считается, генерируется в самом аккреционном диске. Получен верхний предел на степень круговой поляризации излучения в линии HeII $\lambda 4686$, который оказался равным $P_V < 0.2\%$. Оценка величины магнитного поля по степени круговой поляризации дает следующий верхний предел на значение магнитного поля в области генерации этой линии: $B(R_{HeII}) < 10^3 \text{ Гс}$.

Линия излучения HeII $\lambda 4686$ естественно возникает в области, где имеется достаточное количество ионизированного гелия. Поэтому вполне разумно считать, что температура в этой области порядка $T_e(R_{HeII}) \approx 10^5 \text{ K}$. Теперь возможно определить характерное радиальное расстояние от черной дыры области образования HeII, поскольку стандартная теория аккреционного диска предполагает, что диск излучает с локального участка своей поверхности чернотельное излучение.

Стандартная теория аккреционного диска дает следующее радиальное распределение температуры в диске (см. [17]):

$$T(R) = T_{in} \left(\frac{R_{in}}{R} \right)^{3/4} \quad (9)$$



Spectropolarimetry of Cyg X-1.
Spectroscopy of Cyg X-1.

Рис.1.

где R_{in} и T_{in} - внутренний радиус и температура на внутреннем радиусе диска соответственно.

Если в качестве внутреннего радиуса диска выбрать радиус последней стабильной орбиты $R_{ms} = 3R_g \equiv \frac{6GM}{c^2}$, а в качестве внутренней температуры значение температуры соответствующее рентгеновскому диапазону $kT_{in} \approx 1 \text{кэВ}$, то легко найти радиус, соответствующий ионизации гелия:

$$R_{Hell} = R_{in} \left(\frac{T_{in}}{T_{Hell}} \right)^{4/3} \quad (10)$$

Для черной дыры с массой $M = 10M_{\odot}$ имеем: $R_{Hell} = 1.4 \times 10^3 R_g$. Если как в модели сильно замагниченного аккреционного диска считать, что радиальное распределение магнитного поля имеет вид

$$B = B_3 \left(R/3R_g \right)^{-\delta} \quad (11)$$

где B_3 - значение магнитного поля при $R = 3R_g$, то, используя результаты наших спектрополяриметрических наблюдений Cyg X-1 можно найти значение показателя степени δ . Выбирая значение магнитных полей $B_3 = 10^8 \text{ Гс}$ и $B(R_{Hell}) \approx 10^2 \text{ Гс}$, что хорошо согласуется с результатами поляриметрических наблюдений Cyg X-1, определим значение $\delta \approx 2$. Таким образом, это первое определение параметра теории, характеризующего распределение магнитного поля в аккреционном диске из непосредственных наблюдательных данных.

5. Заключение: основные выводы

Анализ поляриметрических наблюдений рентгеновской двойной системы Cyg X-1 / HDE 226868 позволяет оценить величину магнитного поля вблизи черной дыры вблизи последней стабильной орбиты как $B_3 \approx 10^8 \text{ Гс}$. Если же принять за характерный масштаб области магнитного поля радиус, так называемой диадосферы [4, 16], то удастся оценить заряд черной дыры в системе Cyg X-1 / HDE 226868, который оказывается на уровне $\sim 10\%$ от его максимального значения $M\sqrt{G}$. На основе поляриметрических данных наблюдений Cyg X-1, выполненных на БТА-6 сделана оценка закона радиального распределения магнитного поля в аккреционном диске вокруг черной дыры. Значение показателя степенной зависимости радиального распределения магнитного поля оказывается ≥ 2 .

Авторы благодарят научного сотрудника САО РАН Макарова Д.И. за помощь в получении наблюдательного материала.

Работа выполнялась при финансовой поддержке ГНТП «Астрономия» и программы президиума РАН №4.

ЛИТЕРАТУРА

1. А.М. Черпащук, УФН, 171, 864, 2001.
2. Shakura N.I., Sunayev R.A., 1973, *Astron. Astrophys.*, 24, 337, 1973.
3. Новиков И.Д., Фролов В.П., *Физика черных дыр*. Москва, Наука, 1986.
4. Preprata G., Ruffini R., Xue S.-S., 2002, *astro-ph/0204080*.
5. Blandford R.D., Znajek R.L., *MNRAS*, 1977, №176, p.465.
6. Michalsky J.J., Swedlund J.B., Stokes R.A., *Ap.J.Lett.*, 1975, №198, L101.
7. Michalsky J.J., Swedlund J.B., *Astrophys.J.*, 1977, №173, L118.
8. Michalsky J.J., Stokes G.M., Stokes R.A., 1977, *Ap.J.*, 216, L35.
9. Dolginov A.Z., Gnedin Yu.N., Silant'ev N.A., in «*Propagation and Polarization of Radiation in Cosmic Media*», Gordon and Breach Publ., Amsterdam, B.V., 1995.

10. Gnedin Yu.N., Natsvlishvili T.M., 2001, *Magnetic Fields of Stars: The Interaction between Observations and Theory*, Harwood Academic Publ., Amsterdam.
11. Weisskopf M.C., Silver E.H., Kestenbaum H.L., Long K.S., Novick R., Wolff R.C., *Ap.J.Lett.*, 1977, №215, L65.
12. Long K.S., Chanan G.A., Novick R., *Ap.J.*, 1980, №238, p.710.
13. Gnedin Yu.N., Silant'ev N.A., 1997, *Basic Mechanisms in Light Polarization in Cosmic Media*, Harwood Academic Publ., Amsterdam.
14. N.A. Silant'ev, *Polarization from magnetized optically thick accretion disks*, *Astron.Astrophys.*, 2002, №383, p.326.
15. Robertson S.L. and Leiter D.J., 2001, *astro-ph/0102381*.
16. Ruffini R.J., 2002, *astro-ph/0209264*.
17. K. O'Brien, K. Horne, 2001, *astro-ph/0104428*.
18. P. Massey, K. Trobell, E. Anderson, *Astrophys. J.*, 328, 315, 1988.
19. Maccarone T.J., Coppi P.S., 2002, *astro-ph/0204235*.

CYG X-1: Magnetic and Electric Fields around the Black Hole

Yu.N. Gnedin⁽¹⁾, N.V. Borisov⁽²⁾, T.M. Natsvlishvili⁽¹⁾, M.Yu. Piotrovich⁽¹⁾.

(1) *Central Astronomical Observatory at Pulkovo, St.-Petersburg.*

(2) *Special Astrophysical Observatory, Nizhnii Arhyz.*

Summary

Analysis of polarimetric observations of X-ray binary Cyg X-1 / HDE 226868 including data obtained by BTA-6m allows to estimate the magnetic field magnitude near the inner radius of the accretion disk. The magnetic field magnitude occurred to be $\sim 10^8$ G. For power-law of radial dependence of magnetic field into an accretion disk one estimates the value of an index of power law. For the Cyg X-1 / HDE 226868 system the value of this index appears non less than two. If one accepts as a characteristic scale of a magnetic field generation region, the dyadosphere radius, one can estimate the charge magnitude of a black hole. For Cyg X-1 this magnitude appears to be $\sim 0.1 M G^{1/2}$, where M is a black hole mass.

КОМЕТА ХЕЙЛА-БОППА: ИСТОРИЯ ПРОИСХОЖДЕНИЯ

Гнедин Ю.Н.⁽¹⁾, Штернин П.С.⁽²⁾

(1) Главная (Пулковская) астрономическая обсерватория РАН,

(2) Санкт-Петербургский государственный политехнический университет

Выполнено сравнение изотопного состава ряда химических соединений и относительных обилий ряда молекул, образовавшихся в ледяном ядре кометы Хейла-Боппа с соответствующими значениями для стандартного протопланетного диска. Такое сравнение позволяет, с достаточной степенью вероятности, определить место происхождения ледяного ядра кометы Хейла-Боппа. В результате, наиболее вероятная область зарождения кометы Хейла-Боппа оказалась в районе 40-50 а.е., т.е. вблизи внешней границы пояса Койпера, где температура существенно выше, чем в области пояса Оорта. Результат данной работы является дополнительным подтверждением выводов американских исследователей, полученных на основе регистрации атомов аргона спутником EUVE.

1. ВВЕДЕНИЕ

Исследование «кометы века», открытой американскими астрономами А. Хейлом и Т. Боппом 23 июля 1995 г., поставило перед астрономами-профессионалами ряд интересных задач. Напомним, что свое название «комета века» этот интересный объект получил за свою довольно значительную яркость $\sim 10^m 5$, хотя комета в момент её открытия находилась на довольно большом (7.2 а.е.) расстоянии от Солнца. Такая величины яркости кометы Хейла-Боппа примерно в 1000 раз превышала яркость средней кометы на момент открытия.

Характерной особенностью кометы Хейла-Боппа была её чрезвычайная активность. С момента её открытия регистрировались непрерывно извергающиеся из её ядра газовые и пылевые струи (джеты) и оболочки (см. [1,2] и ссылки в этих работах). Другой её отличительной особенностью является необычно высокая производительность газовых молекул $Q(1/c)$ и пылевых частиц \dot{M}_d (ч/с).

Анализ наблюдательных данных остро поставил вопрос о происхождении кометы века. Традиционно считается, что кометы концентрируются в области облака Оорта, периферическая часть которого находится на расстоянии 10^5 а.е.

Однако, неожиданный результат был получен в результате анализа спектра ядра кометы, полученного с помощью космического зонда EUVE в сентябре 1997г. Оказалось, что в спектре полностью отсутствовали традиционные для детектирования линии неона $Ne736\text{\AA}$ и $Ne630\text{\AA}$. В результате был установлен верхний предел на соотношение обилий Ne и кислородосодержащих молекул на уровне $Ne/O < 6 \cdot 10^{-3}$ [3]. По отношению к обилию молекул кислорода, эта величина еще меньше $Ne/O_2 < 10^4$ [4].

Анализ химического состава кометной атмосферы позволяет, в принципе, определить температуру места образования кометы. Так, например, если в комете обнаружены молекулы азота – это позволяет сделать вывод, что температура области образования кометы существенно меньше, чем 22°K. В противном случае, весь азот успел бы испариться ещё до движения кометы по пути к Солнцу.

Отсутствие неона позволило сделать вывод, что температура области образования кометы заметно превышала температуру испарения неона $T=16^\circ K$. Поэтому ряд

исследователей сделали вывод, что комета Хейла-Боппа образовалась в области пояса Койпера, где температура существенно выше значения температуры далекой области Оорта, считающейся традиционным местом зарождения комет (см. в связи с этим [5] и ссылки в этой работе).

Вместе с тем П.С. Штернин [5] рассмотрел другое возможное решение данной проблемы. Он оценил возможность нагрева кометного ядра в районе облака Оорта в результате вспышки сверхновой звезды, произошедшей в далеком прошлом близко к Солнечной системе. Используя имеющиеся наблюдательные и экспериментальные данные о потоках жесткого электромагнитного излучения (ультрафиолетовое, рентгеновское и гамма излучение) типичных сверхновых, была оценена величина радиуса влияния такой типичной сверхновой, которое могло обеспечить повышение температуры в области облака Оорта в прошлом существенно выше значения температуры испарения неона из ледяного ядра кометы. Такой эффект могла бы обеспечить сверхновая, если бы её вспышка произошла на расстоянии <160 Пс от солнечной системы. Любопытно, что такую вспышку могла бы обеспечить сверхновая, предсказанная в [6] по данным радиоизотопного исследования образцов льдов Гренландии, соответствующих возрасту 35000 лет назад (см. в связи с этим [5,6]). Обнаруженное во льдах Гренландии повышенное содержание бериллия позволило оценить возможное расстояние до сверхновой ~ 50 Пс и её мощность $L \sim 3 \cdot 10^{43}$ эрг/с. Определенное таким образом расстояние до сверхновой оказалось сравнимо с радиусом её влияния, соответствующим температуре $T=16^\circ\text{K}$, если принять значение альбедо для льда равным $A \sim 0.9$.

Интерес к вопросу происхождения кометы Хейла-Боппа возрос после регистрации в этой комете излучения в двух главных резонансных линиях аргона $\lambda 1048.22\text{\AA}$ и $\lambda 1066.66\text{\AA}$ в результате ракетных наблюдений [7]. В результате было оценено отношение $[\text{Ar}/\text{O}] = 1.8 \pm 0.96$, т.е. близко к значению для Солнца. Правда полученный результат не обладает высоким уровнем достоверности.

Лабораторные данные по захвату благородных газов льдом H_2O показывают, что солнечному отношению $[\text{Ar}/\text{O}]$ соответствует равновесная температура ядра кометы не выше $\sim 30^\circ$ [8,9]. Эти данные свидетельствуют, что вполне вероятной областью рождения кометы Хейла-Боппа может быть область Солнечной системы между Нептуном и Ураном, где значение температуры лежит в интервале $20^\circ\text{K} \leq T \leq 30^\circ\text{K}$.

Межзвездные газ и пыль являются основными компонентами, из которых состоят и планетные системы. Считается, что ледяные конгломераты в середине холодного околозвездного диска образуют планетезимали, из которых впоследствии создаются кометы. Для таких холодных ($T < 20^\circ\text{K}$) и довольно плотных ($n_{\text{H}} = 10^6 \div 10^9 \text{ см}^{-3}$) областей протопланетного диска все рассчитанные модели предсказывают довольно сильное оседание газовых молекул на пылинках. В последнее время в ряде работ [10,11] детально исследовано распределение различных молекул для стандартного протопланетного диска (модель Киото – см. [12]). Авторы этих работ вычислили зависимости концентрации различных молекул от радиального и вертикального (толщины диска) расстояний в протопланетном диске. Наиболее существенный интерес представляют те их результаты, с помощью которых можно определить, в зависимости от расстояния, отношения концентраций молекул, содержащих обычный и тяжелый водород (например, отношение $\text{HDO}/\text{H}_2\text{O}$, DCN/HCN и т.д.). В данной работе мы использовали выполненные расчеты для сравнения молекулярных отношений протопланетного диска и кометы Хейла-Боппа с целью определения наиболее вероятного расстояния от Солнца до области формирования ядра кометы.

2. ПРОТОПЛАНЕТНЫЙ ДИСК: РАДИАЛЬНОЕ РАСПРЕДЕЛЕНИЕ ИЗОТОПНОГО СОСТАВА И МОЛЕКУЛЯРНЫХ ОТНОШЕНИЙ

Комета Хейла-Боппа обладает повышенным по сравнению с межзвездным отношением тяжелого водорода к обычному $D/H \sim 10^{-5}$, а именно $HDO/H_2O \approx 2 \cdot 10^{-4}$, $DCN/HCN \approx 10^{-3}$, а также повышенным по сравнению с типичными кометами содержанием радикалов CN, CH, C₂H и др. (см. Табл.1, а также [12]). Как изотопные отношения, так и отношения концентраций различных молекул, содержащихся в атмосфере кометы, к концентрации молекул воды, позволяют, в принципе, определить место рождения кометы путем сравнения с аналогичными данными, относящимися к протопланетному диску.

Таблица 1. Молекулярные обилия в кометах по отношению к H₂O и в сравнении с околозвездной средой.

Молекула	C/Halley	C/Hyakutake	Другие кометы	C/Hale-Ворр	Прото-звезды	Околозвездная среда
H ₂ O	100	100	100	100	100	100
CO	12	5-30	2-20	20	3-18	
CO ₂	3.5	<7	3-6	30	>20	
CN				0.3	3-12	2-100
CH ₄	<0.01	0.7	<0.5-2	~1	3	1
H ₂ CO	3.8	0.2-1	0.05-4	0.1-0.2	3	$7 \cdot 10^{-3}$
OCS		0.3	<0.5	0.1	0.1	
C ₂ H ₂	1	0.3-0.9		~1		30
C ₂ H ₄	0.3					$7 \cdot 10^{-3}$
H ₃ OH	0.8	2	1-7	6	8-9	
NH ₃	1.5	0.5	0.4-0.9	1.3		
HCN	0.1	0.15	0.1-0.2	0.6		0.17
NO	0.2					
N ₂	0.02		0.02			
H ₂ S	0.1	0.6	0.3	6		3.3
HNC		0.01		0.15		0.03
CH ₃ CN		0.01		~1		0.001
HC ₃ N	<0.02		<0.02	0.2		0.33
S ₂		0.005	0.02-0.2			
SO ₂ , SO			<0.001	0.12		
HDO				0.01	0.03	

Хорошо известно, что образование звезд солнечных масс сопровождается образованием протопланетного диска. Поскольку газ и пыль в таком диске являются основными компонентами будущих планет и комет, изучение его химического состава представляется очень актуальным.

В последнее время наиболее детальные расчеты таких дисков были выполнены в работах [10,11]. Результаты этих расчетов представлены в виде графиков, описывающих детальное распределение молекул газа и изотопного состава протопланетного облака как в радиальном, так и в вертикальном направлениях. Основные характерные особенности такого распределения представляются следующим образом.

Начнем с изотопного состава, имея в виду распределение молекул HDO и DCN, содержащих тяжелый водород. Механизм обогащения молекул газа дейтерием в протопланетном диске с возрастом до 1 млн. лет, вообще говоря, подобен тому механизму обогащения, который имеет место в молекулярных облаках. В вертикальном направлении молекулярное отношение D/H оказывается существенно выше на более низких высотах по отношению к экваториальной плоскости диска, так как на низких высотах процесс оседания тяжелого водорода на пылинки сильно затруднен. Что касается радиального распределения, то для молекул H₂O, NH₃ и HCO⁺ отношение D/H существенно уменьшается в области малых R << 300 а.е. Дело в том, что эти молекулы приобретают дейтерий с помощью ионизированной молекулы H₂D⁺, обилие которой очень чувствительно к температуре, очевидно растущей с уменьшением радиального расстояния от звезды. В то же время D/H отношение для таких молекул как CH₄ и H₂CO не уменьшается с уменьшением радиуса, так как это отношение для этих молекул обеспечивается молекулой-ионом CH₂D⁺, образующейся из CH₃⁺ с помощью экзотермической реакции, скорость которой не зависит от температуры в области температур T < 40°K. Отношение DCN/HCN также растет на периферии протопланетного диска (заметим, что на периферии это отношение составляет ~ 0.01, что на порядок превышает это значение для кометы Хейла-Боппа), так как DCN образуется из H₂CN путем непосредственной реакции с тяжелым водородом, который имеет большую концентрацию на больших радиусах, где плотность вещества в диске существенно меньше.

Молекулярные отношения D/H зависят не только от массы протопланетного диска, но и от потока рентгеновского излучения самой звезды. В протопланетных дисках с большой массой отношения плотностей содержащих тяжелый водород и обычных молекул возрастают, так как процесс оседания молекул на пылинках затруднен. При наличии мощного потока рентгеновского излучения отношение D/H для молекул H₂O, NH₃ и HCO⁺ уменьшается и на больших R > 100 а.е. радиусах из-за возрастания отношения H₂D⁺/H₃⁺, которое контролируется появлением свободных электронов в результате ионизации рентгеновскими лучами.

Что касается обычных молекул H₂CO и HCN, то это более стабильные молекулы. Сублимация молекул HCN начинается при температурах существенно выше 20°K. Поэтому концентрация таких молекул слабо зависит от их радиального распределения в протопланетном диске.

Плотности химических радикалов, таких как CN, C₂H и других в отсутствие рентгеновского излучения сильно чувствительны к существованию газовой компоненты, в которую погружен протопланетный диск. Такой газ сильно поглощает межзвездное УФ излучение. Так в диске, подверженном непосредственному воздействию УФ излучения, поверхностная плотность СТ в области 50 ≤ R ≤ 700 а.е. может достигать величин 3 · 10¹² ÷ 3 · 10¹³ см⁻². Если же диск окружен плотным газовым облаком, примерно такая плотность достигается только во внешней R > 300 а.е. области, тогда как во внутренней R << 300 а.е. части диска величина плотности CN меньше на несколько порядков. Рентгеновское излучение, вызывающее ионизацию и фотолиз, приводит к возрастанию поверхностной плотности CN во внутренней части диска [10,11].

Что касается молекул CO и CO₂, содержание которых в комете Хейла-Боппа оказалось достаточно высоким, то главная проблема – это каким образом обеспечивается высокое содержание этих газов одновременно с H₂O. Содержание CO в газовой фазе наиболее высоким оказывается в той области протопланетного диска, где T > 20°K. Поверхностная плотность молекул CO и HCO⁺ резко изменяется в области

$R \sim 100$ а.е. Высокая степень захвата CO и CO₂ ледяными телами происходит в том случае, когда ледяное тело имеет аморфную, а не кристаллическую структуру [13].

Эффективность процесса захвата молекул CO ледяными телами протопланетного диска существенно зависит от структуры молекулы угарного газа. Согласно приведенным в [14] расчетам процесса образования твердой фазы CO для протопланетного диска с поверхностной плотностью $N(\text{CO}) \sim 10^{18} \text{ см}^{-2}$ неполярные молекулы CO наиболее эффективно захватываются в смеси CO:N₂:CO₂=100:50:20 при температуре $T=10^\circ\text{K}$ и плотности $N=2 \cdot 10^{18} \text{ см}^{-2}$, в то время как эффективный захват полярных молекул имеет место в смеси H₂O:CO=4:1 при температуре $E=40^\circ\text{K}$ и поверхностной плотности $N=2.6 \cdot 10^{17} \text{ см}^{-2}$ (см. [14]).

Перейдем теперь к анализу изотопного и химического состава кометы Хейла-Боппа.

3. АНАЛИЗ ИЗОТОПНОГО СОСТАВА КОМЕТЫ ХЕЙЛА-БОППА

Изотопный состав кометы Хейла-Боппа представлен в табл.2. Отношения HDO/H₂O и DCN/HCN является наиболее подходящими для сравнения с данными стандартного протопланетного диска [10,11]. Для кометы Хейла-Боппа эти отношения равны: HDO/H₂O $\sim 10^{-4}$, DCN/HCN $\sim 10^{-3}$. Заметим, что в солнечной системе отношение D/H является величиной такого же порядка (для Урана и Нептуна величина D/H $\sim 10^{-4}$, см. [12]). Результаты расчета для стандартного протопланетного диска распределений отношений HDO/H₂O и DCN/DHN в зависимости от расстояния от звезды типа Солнца представлены на рис.2 из работы [11]. Для расстояний существенно меньше 100 а.е. величины этих отношений находятся на уровне $< 10^{-3}$. Для расстояния $R \sim 40$ а.е., эти отношения оказываются равными HDO/H₂O $\sim 3 \cdot 10^{-4}$, DCN/HCN $\sim 10^{-3}$. Для солнечной системы это, примерно, соответствует расстоянию Плутона, т.е. действительно попадает в более теплую область солнечной системы – Пояс Койпера.

Таблица 2. Изотопный состав кометы Хейла-Боппа

C/Hale-Bopp	Солнце	IRC+10216
$\frac{HDO}{H_2O} = (1 \div 2) \cdot 10^{-4}$	$\frac{D}{H} = 2 \cdot 10^{-4}$	
$\frac{DCN}{HCN} = 10^{-3}$		
$\frac{H^{12}CN}{H^{13}CN} = 90 \pm 15$	$\frac{^{12}C}{^{13}C} = 89$	$\frac{^{12}C}{^{13}C} = 44(0.5 \text{ Solar})$
$\frac{HC^{14}N}{HC^{15}N} = 299 \pm 30$	$\frac{^{14}N}{^{15}N} = 270$	$\frac{^{14}N}{^{15}N} = 5300(20 \text{ Solar})$
$\frac{C^{32}S}{C^{34}S} = 27 \pm 3$	$\frac{^{32}S}{^{34}S} = 24$	$\frac{^{32}S}{^{34}S} = 20$

4. АНАЛИЗ ХИМИЧЕСКОГО СОСТАВА КОМЕТЫ ХЕЙЛА-БОППА

Химический состав кометы Хейла-Боппа представлен в табл.1. К сожалению, отношение обилий различных молекул, испарившихся из ядра кометы, не является столь критичным для определения места рождения ледяного ядра кометы. Дело в том, что природное отношение различных молекул довольно сильно искажается из-за химических реакций, протекающих как в твердой фазе ледяного ядра кометы, так и в ее газовой атмосфере. Не исключено, что часть таких молекул как CN, CO, CO₂ и др. (и

причем значительная) возникает из родительских молекул, природа которых пока не установлена. Детальный анализ химических процессов, протекающих в кометных ядрах и их атмосферах, представлен, например, в работах [13,15], а также в известной монографии О.В. Добровольского [16].

Тем не менее, мы выполним такое сравнение отношений обилий различных молекул в комете Хейла-Боппа с соответствующими отношениями для стандартного протопланетного диска. Наилучшим такое сравнение оказывается для такого протопланетного диска, который окружен газовой оболочкой, заметно поглощающей излучение звезд галактики, так что $A_v=1\div 2$ (рис. 5 из работы [11]). Для расстояния $R<50$ а.е. расчеты Айкавы и Хербета [11] дают следующие значения относительных обилий молекул:

$\text{HCN}/\text{H}_2\text{O}\sim 10^{-2}$, $\text{HCN}/\text{H}_2\text{CO}\sim 1$, $\text{CN}/\text{H}_2\text{O}\sim 10^{-3}$, $\text{OSC}/\text{H}_2\text{O}\sim 10^{-3}$, $\text{NH}_3/\text{H}_2\text{CO}\sim 1$, $\text{NH}_3/\text{H}_2\text{O}\sim 10^{-3}$.

Эти значения весьма близки к соответствующим относительным обилиям молекул для кометы Хейла-Боппа.

5. ЗАКЛЮЧЕНИЕ

Выполненное нами сравнение относительных обилий молекул и изотопного состава некоторых химических соединений, образовавшихся в ледяном ядре кометы Хейла-Боппа с соответствующими значениями для стандартного протопланетного диска дает свидетельство о наиболее вероятном месте образования ядра кометы в протопланетном диске на расстоянии $R=40\div 50$ а.е., т.е. вблизи внешней границы пояса Койпера. Полученный в нашей работе вывод является дополнительным подтверждением выводов работы [7], полученных на основе регистрации аргона космическим спутником EUVE.

Работа была выполнена при поддержке гранта РФФИ 01-02-17078.

ЛИТЕРАТУРА

1. Гнедин Ю.Н., Наувлишвили Т.М., Бычков В.Д., Романенко В.П. 1999, Письма в АЖ, т.25, стр.233.
2. Гнедин Ю.Н., Киселев А.А., Киселева Т.П., Масленников К.Л. 2001, Письма в АЖ, т.27, стр.291.
3. Krasnopolsky V.A., Mumma M.J., Abbot M., Flynn B.C., Meech K.J., Yeomans D.K., Feldman P.D., Cosmoviu' C.B. 1997, Science, v.277,p.1488/
4. Sky and Telescope – October 1997 – p.24.
5. Штернин П.С. 1999, Препринт ФТИ им. А.Ф. Иоффе РАН, №1737.
6. Кочаров Г.Е. Частное сообщение.
7. Stern S.A., Slater D.C., Festou M.C., Parker J.W., Gladstone G.R., A'Hearn M.E., Wilkinson E. 2000, Ap.J.Lett., v.544, L 169.
8. Owen T., Bar-Nun A. 1995, Icarus, v.116, p.215/
9. Weaver H.A., Feldman P.D., Combi M.R., Krasnopolsy V., Lisse C.M., Shemansky D.E. 2002, Ap.J.Lett, v.576, Sept.1.
10. Aikawa Y., van Zadelhoff G.J., van Dishseck E.F., Herbst E. 2002, astro-ph/0202060.
11. Aikawa Y., Herbst E. 2002, astro-ph/0202062.
12. Feuchtgruber H., Lellouch E., Bézard B., Encrenaz Th., de Graauw Th., Davis G.R. 1999, Astron. Astrophys., v.341, L17.
13. Festou M.C., Rickman H., West R.M. 1993, ESO Preprint, No. 960.
14. Thi W.F., Pontoppidan K.M., van Dishoek E.F., Dartois E., d'Hendecourt L. 2002, astro-ph/0209428.

ДВЕ ФАЗЫ В ЦИКЛИЧЕСКОЙ ЭВОЛЮЦИИ КРУПНОМАСШТАБНОГО МАГНИТНОГО ПОЛЯ СОЛНЦА

Ихсанов Р.Н., Иванов В.Г.

Аннотация: На основе наблюдательного материала по фотосферным магнитным полям (м.п.) за 1976–2001 годы, полученного в Стэнфордской обсерватории, проведено изучение широтно- и долготно-временной эволюции крупномасштабного м.п. Солнца. Показано, что развитие крупномасштабного м. п. в течение 11-летнего цикла проходит две существенно различные фазы: на фазе I в распределении полярности м.п. наблюдается долготная неоднородность, а на фазе II — превалирует широтная неоднородность. Смена знака полярности крупномасштабного м.п. происходит на всех широтах от полюса до экватора сразу после максимума цикла пятен, точнее — во второй половине фазы I. Выявлены закономерности в развитии м.п. на фазах I и II.

1. Введение

Для понимания механизма цикличности солнечной активности определяющим является знание свойств крупномасштабного магнитного поля (м.п.) и его связи с более мелкими локальными полями. К крупномасштабному магнитному полю относят, как правило, глобальное или, иначе, фоновое м.п. Солнца [1-4]. Выделение крупномасштабного м.п. в «чистом» виде представляется неординарной (если возможной вообще) задачей. Причина состоит в том, что на поверхности Солнца присутствуют одновременно структуры м.п. различных масштабов. На первый взгляд, их распределение кажется довольно хаотичным. Однако как в их размерах, так и в распределении по поверхности наблюдаются определенные закономерности.

До 1970 года были известны только три «спокойных» масштаба структурных образований фотосферы: гранул, супергранул и гигантских ячеек.

Исследования, проведенные Ихсановым в конце 60-х годов [5,6] на основе комплексного изучения данных за 18-20 циклы солнечной активности, позволили выделить семь «спокойных» масштабов от гранул до супергигантских гранул (ячеек). В первой колонке Таблицы 1 [5,6] приведены порядковые номера этих масштабов, во второй — названия образований, в третьей — граничные масштабы, в которых могут появляться локальные образования с большой напряженностью м.п., а потому получившие также название «магнитных» масштабов. В последней колонке приведены средние размеры выявленных образований. В скобках приведены названия масштабов, установившиеся к настоящему времени. Со временем существование новых четырех масштабов в Таблице 1 было подтверждено и другими авторами (Кавагучи, 1980 [7], Новембер и др., 1981 [8], Ода, 1984 [9], Макинтош и Вилсон, 1985 [10], Иванов, 1986 [11] и т.д.). Отметим, что, кроме приведенных в Таблице 1, новых масштабов за последние 30 лет найдено не было.

По отдельности масштабы образований, безусловно, представляют интерес, и их исследованию в настоящее время уделяется большое внимание. Однако другой важной стороной Таблицы 1 является то, что она указывает на существование в структуре фотосферы Солнца определенной иерархической сетки — каждый меньший масштаб есть составной компонент последующих. В дальнейшем (1992 г.) подобную иерархию

образований предлагал Мак-Интош [12], в которой, однако, приводится не семь, а лишь пять масштабов Таблицы 1 (G, CGG, SG, CSG и gG).

Однако, рассмотрение только «спокойных» масштабов без связи их с граничными («магнитными») масштабами не дает полного представления о структуре солнечной поверхности. Здесь одним из существенных факторов является то, что на границе ячеек данного масштаба при достаточной активности Солнца могут образоваться локальные магнитные поля, прежде всего в виде групп пятен и центров активности. Как следует из Таблицы 1, по своим размерам граничные масштабы сдвинуты относительно «спокойных» на одну ступень вниз. Таким образом, эти возникшие на границе активные образования не превосходят по размерам значения предшествующего «спокойного» масштаба. Например, на границе супергранулы, если она лежит не на границе бóльших масштабов, могут образоваться поры или очень малые группы пятен. На границе супергигантской ячейки образуются, как правило, самые крупные и сложные группы пятен и соответствующие активные центры. Эти сложные группы пятен, особенно возникающие на стыках супергигантских ячеек, являющихся аналогами активных долгот (Ихсанов, 1973 [13]), демонстрируют твердотельное вращение [14], в отличие от меньших групп пятен, образующихся на границах меньших масштабов, вращение которых дифференциально. Отсюда следует, что наибольший масштаб Таблицы 1 носит характер глобального масштаба. Следует отметить, что из Таблицы 1 и ряд других важных следствий. Однако в данной работе нас, прежде всего, интересует возможность обоснования выделения крупномасштабных магнитных полей.

Таблица 1

N	Структурные образования: «спокойные» масштабы	Граничные образования: «активные» масштабы	Средние размеры (км)
	a	b	
I	Супергигантская гранула SgG		$1 \cdot 10^6$
II	Гигантская гранула gG	Очень большие и сложные группы пятен	$3 \cdot 10^5$
III	Скопление супергранул GsG (промежуточная ячейка)	Большие и средние группы пятен	$1 \cdot 10^5$
IV	Супергранула sG	Средние и малые группы пятен	$3 \cdot 10^4$
V	Группа скоплений гранул GCG (мезогранула)	Очень малые группы пятен и поры	$1 \cdot 10^4$
VI	Скопление гранул CG (протогранула)	Мелкомасштабные магнитные образования	$3 \cdot 10^3$
VII	Гранула G		$1 \cdot 10^3$
VIII			$3 \cdot 10^2$

Итак, если отнести граничные масштабы с сильными м.п. к среднемасштабным (локальным) образованиям, то, согласно Таблице 1, для носителя крупномасштабных магнитных полей остаются только образования с размерами, заметно превосходящим размер наибольшего граничного («магнитного») масштаба, то есть соизмеримые с супергигантской ячейкой, которая на поверхности Солнца охватывает область протяженностью порядка размеров Солнца.

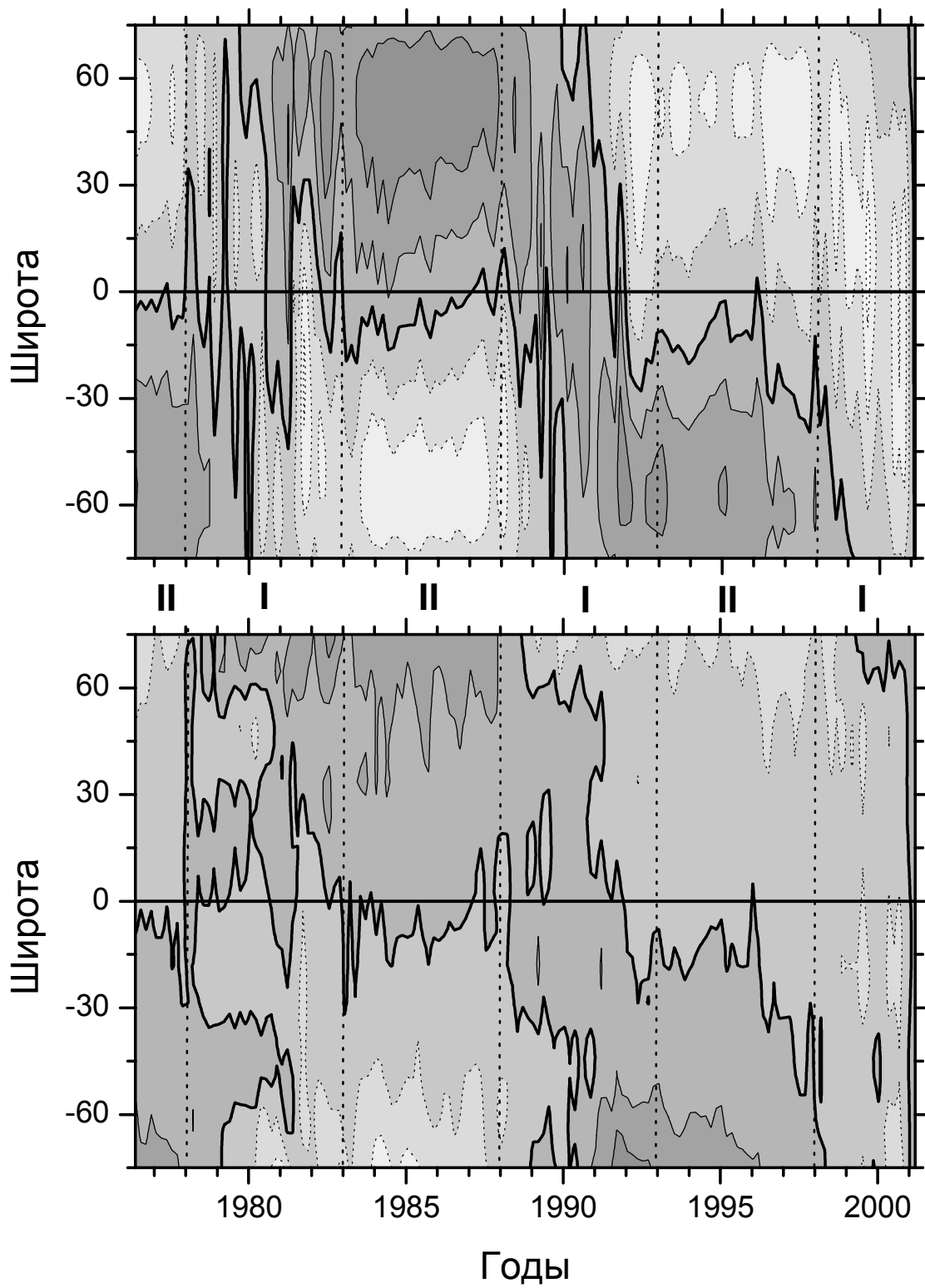


Рис.1.

Поэтому, в первом приближении, все образования на поверхности Солнца, а с ними и м.п., можно разделить на три типа, связанных с мелкомасштабными, средними и крупномасштабными м.п. Разделительной чертой между масштабами первого и второго типов является супергранула, на границе которой появляются поры. Следовательно, к среднемасштабным образованиям на фотосфере можно отнести образования в интервале масштабов от супергранулы до гигантских ячеек. Некоторые вопросы организации и особенности мелкомасштабных образований, а также их связи с м.п. были рассмотрены в работе Ихсанова и др. [15]. Здесь мы проведем обсуждение закономерностей в эволюции крупномасштабного м.п.

2. Особенности широтно-временного циклического развития крупномасштабного м.п.

Для исследования эволюции м.п. Солнца в 11-летнем цикле в качестве исходного материала мы использовали достаточно длинный однородный ряд измерений м.п. (1976–2002 гг.), полученный в Стэнфорде на магнитографе с трехминутным разрешением. Тем самым измерения включают в себя крупно- и среднемасштабные м.п., т.е. образования размерами примерно $2 \cdot 10^5$ км и выше, отвечающие, по крайней мере, трем наибольшим масштабам Таблицы 1. Для выделения глобального крупномасштабного м.п. задача, в принципе, сводится к устранению влияния локальных м.п. Мы применяли два способа, первый из которых основан на простом усреднении м.п., согласно вышесказанному, на масштабе, большем, чем радиус Солнца ($\geq 90^\circ$). Второй основан на том положении, что локальные м.п., по крайней мере, на начальной стадии, имеют биполярную структуру, то есть силовые линии их м.п. замкнуты. Для того чтобы отфильтровать такие локальные м.п., можно рассматривать распределение полей, реконструированное при предположении, что силовые линии м.п. на некоторой, достаточно удаленной от Солнца, поверхности («поверхности источника»), радиальны [1]. Ниже мы будем пользоваться данными для поверхности источника, с радиусом 2.5 радиуса Солнца

Выделенные этими двумя способами крупномасштабные м.п. приведены на рис. 1а,б в виде широтно-временных карт за период 1976–2001 гг. Как видно, при некоторых различиях в деталях, между этими двумя представлениями эволюции крупномасштабного м.п. наблюдается хорошее общее сходство. Из рис. 1 а,б явно следует, что в ходе 11-летней эволюции м.п. выделяются две различающиеся фазы. На фазе I, охватывающей часть цикла от примерно 2 лет до максимума до 2-3 лет после него, прослеживается частая смена полярности в виде длинных широтных полос, нередко переходящих через экватор (рис. 1а). Это особенно отчетливо наблюдается на низких широтах ($0 \pm 30^\circ$). Так, в 21-м цикле, в северном полушарии преобладают полосы N-полярности, а в 22-м — напротив, S-полярности.

Следует отметить, что во всех трех рассматриваемых циклах отмечается преобладание знака полярности северного полушария. В частности, это проявляется в виде как бы «перетекания» м.п. полярности северного полушария в южное. Полная смена знака полярности крупномасштабного м.п. в 11-летнем цикле происходит на фазе I. При этом смена знака заканчивается последовательно в высоких, затем в средних и, наконец, на низких широтах в северном, и в обратном порядке — в южном полушарии. Таким образом, на фазе II почти на всех широтах наблюдается м.п. одной полярности с максимумом напряженности на гелиоширотах $\pm 40^\circ$ – 60° . По мере приближения к экватору напряженность м.п. плавно падает. Наблюдается переход м.п. полярности, соответствующей северному полушарию, через экватор в южное полушарие на 10° и более.

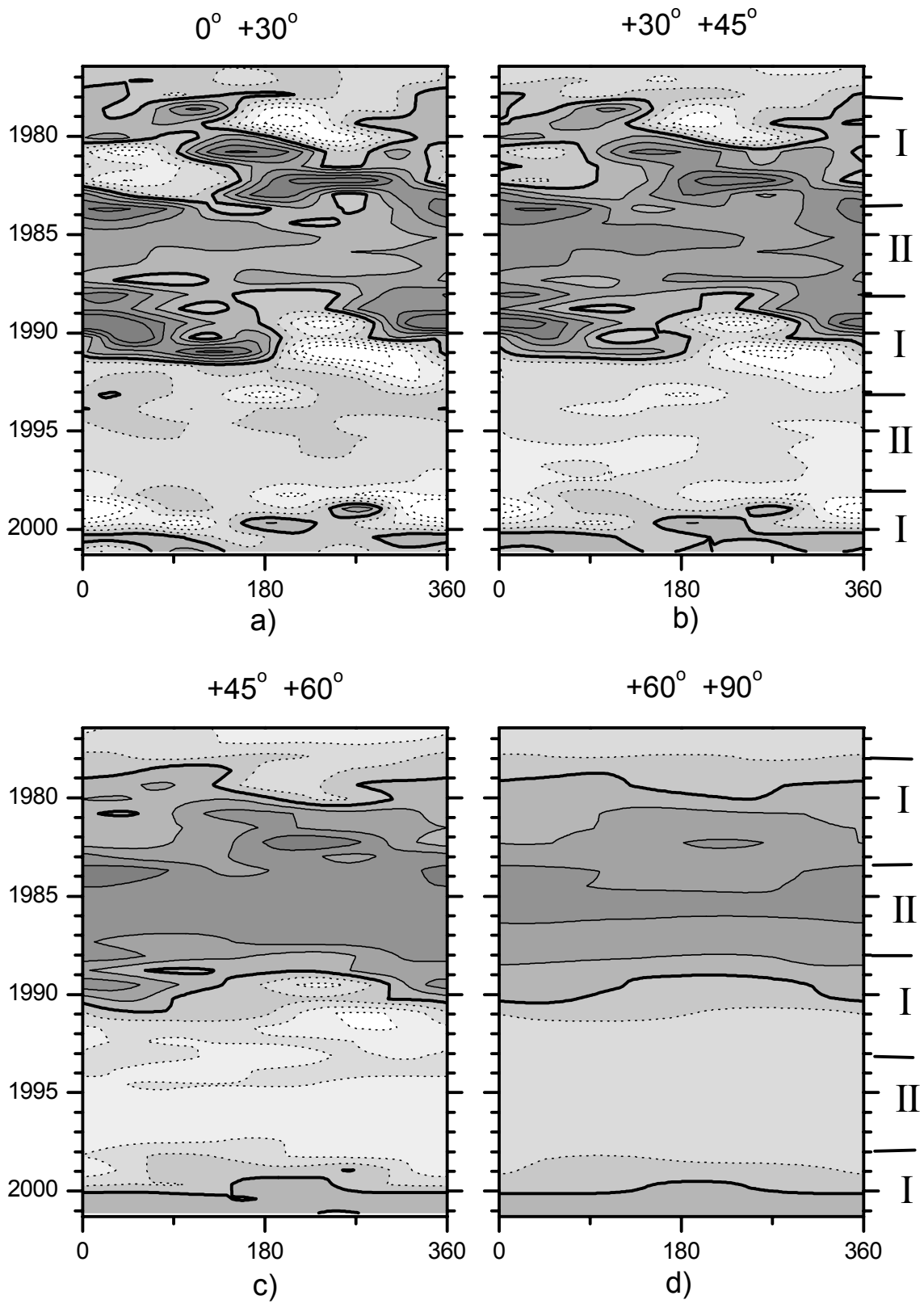


Рис.2.

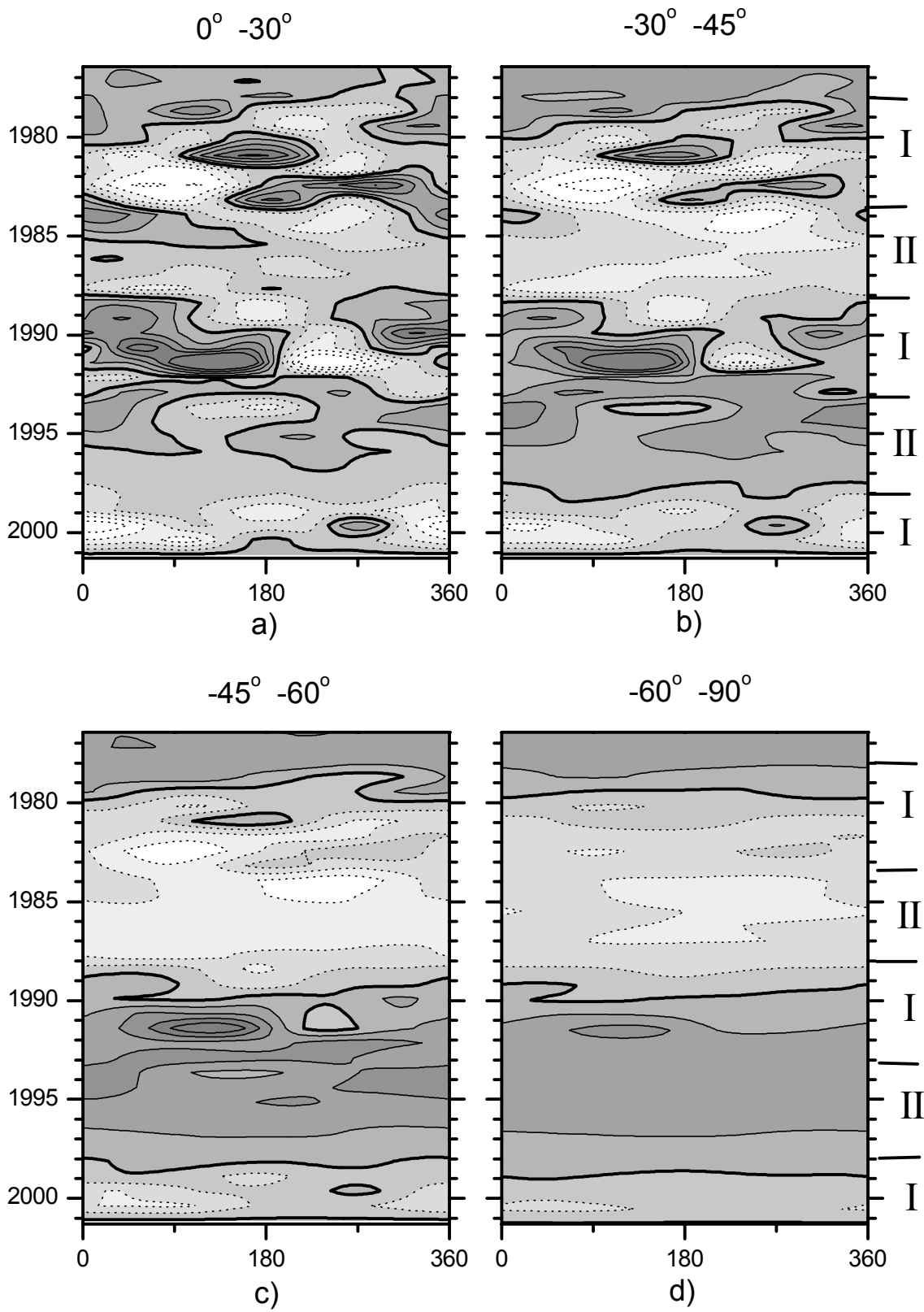


Рис.3.

Отмеченные выше закономерности видны также и на рис. 1б, хотя в течение двух-трех лет от начала фазы I, т.е. до момента смены знака полярности в высоких широтах, на нем можно отметить некоторые особенности. В этот период в глобальном м.п. наблюдаются площадки одной полярности протяженностью 25° – 30° по широте. В обоих полушариях имеется три таких площадки с чередующейся полярностью. Их можно интерпретировать как не успевшие исчезнуть до максимума цикла области крупномасштабного м.п. с замкнутыми силовыми линиями. Более подробно этот вопрос будет нами рассмотрен в следующей статье.

3. Долготно-широтная эволюция крупномасштабного магнитного поля

Особенности двухфазного развития крупномасштабного м.п. в 11-летнем цикле еще более отчетливо выявляется при исследовании его долготно-широтной эволюции. На рис.2 и 3 представлено развитие долготного распределения м.п. со временем на поверхности источника в четырех широтных зонах для N и S-полушарий соответственно. Как следует из рис 2а и 3а, в низкоширотных зонах ($0^{\circ}\pm 30^{\circ}$) на протяжении 11-летнего цикла наблюдаются два вида поведения м.п. Как и на рис.1, на фазе I, охватывающей часть цикла примерно от 2 лет до максимума до 2-3 лет после него, прослеживается четкая долготная расчлененность в расположении площадок разной полярности. Их протяженность по долготе составляет от 90° до 180° , и они существуют на протяжении одного-двух лет. В остальное время 11-летнего цикла (фаза II) существенно преобладают м.п. только одной полярности со знаком, противоположным знаку ведущей полярности групп пятен в данном полушарии.

На фазе I можно выделить два или три долготных интервала (например, 120° – 270° и 270° – 120°), в которых, в частности в 21-м и 22-м циклах, наблюдаются одинаковые по форме и величине площадки с магнитным полем разного знака. Сравнение фазы I в N- и S-полушариях показывает в значительной степени одинаковые по долготе распределения площадок с одинаковой полярностью м.п., т.е. м.п. одной полярности могут переходить через экватор только на определенных долготных интервалах.

Еще более отчетливо разделение на две фазы эволюционного развития глобального м.п. проявляется на гелиоширотах $\pm(30^{\circ}$ – $45^{\circ})$ и $\pm(45^{\circ}$ – $60^{\circ})$ (рис.2б,в и 3б,в). При этом по мере перехода к более высоким широтам на фазе I усиливается м.п. ведомой полярности (той же, что и на фазе II), а области ведущей полярности как бы «тают», уменьшаясь в размере и величине напряженности м.п. На фазе II наблюдается поле одной полярности, имеющее, однако, некоторую структурность. Следует отметить, что процесс «таяния» или постепенного исчезновения м.п. ведущей полярности на фазе I развивается в данном 11-летнем цикле двумя путями, таким образом, что со стороны начала цикла идет заполнение по всему фронту долгот магнитным полем полярности фазы II предшествующего цикла, а в постмаксимальном периоде цикла фазы I наступает м.п. полярности фазы II данного цикла. В конечном итоге, в полярной области Солнца (рис.2г, 3г) эти два процесса встречаются, образуя границу смены знака полярности ко времени, близкому к максимуму цикла. При этом знак полярности меняется на всех долготах, но не одновременно.

Изучая эволюцию м.п., можно заметить еще одну важную закономерность. При переходе от низких широт к высоким центры площадок как той, так и другой полярности, по крайней мере, до $\pm 60^{\circ}$, не меняют своих положений по долготе, а это указывает на тенденцию крупномасштабного м.п. к твердотельному вращению.

В то же время, возникающие последовательно друг за другом по времени площадки одной полярности показывают смещение в сторону больших долгот. Например, на рис.3 а,в на средних долготах такое смещение демонстрируют площадки

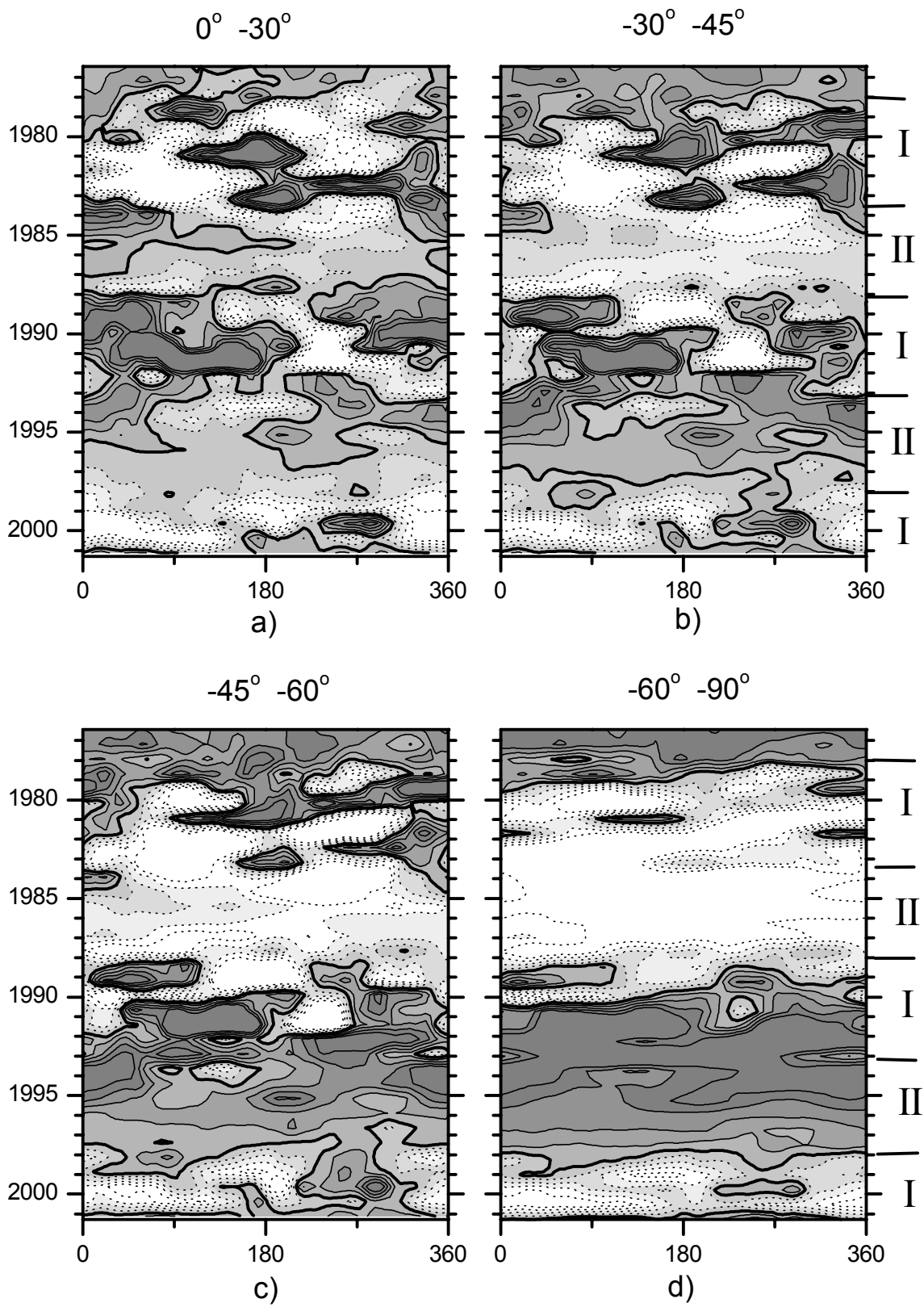


Рис.4.

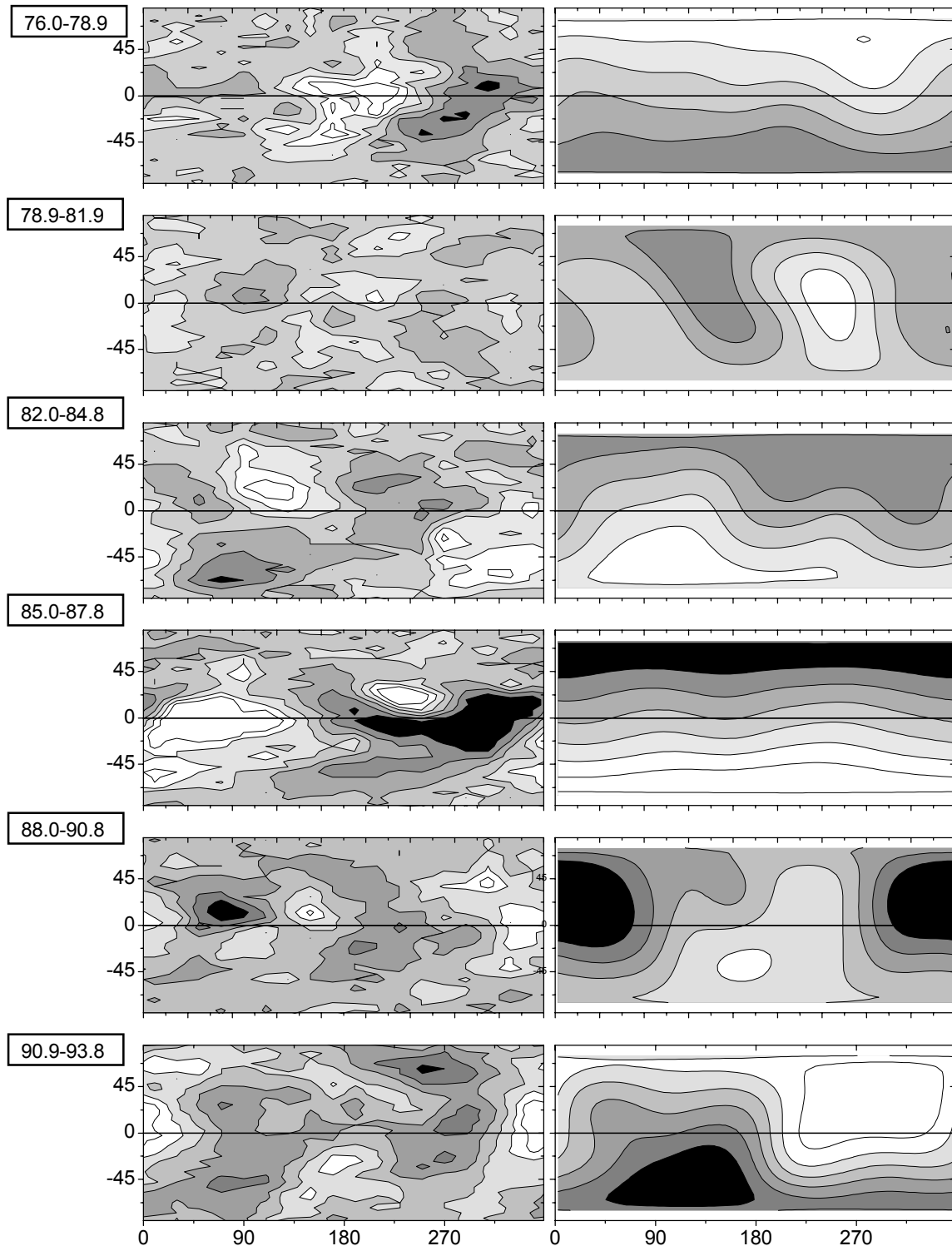


Рис.5.

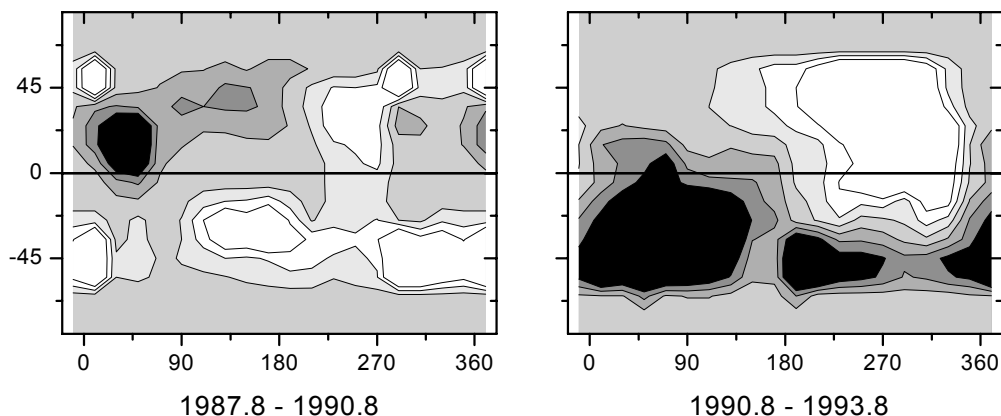


Рис.6.

отрицательной полярности в 21-м цикле и положительной — в 22-м. Это указывает на то, что крупномасштабные м.п. вращаются с заметно большей скоростью, чем кэррингтоновская.

При сравнении рис.4 с рис.3 можно видеть хорошее согласие эволюции и распределения отдельных магнитных образований той и другой полярности при обоих способах выделения крупномасштабного м.п. Тем самым, все найденные закономерности эволюции м.п. на поверхности источника выявляются и на рис.4, полученном сглаживанием м.п. на фотосфере для масштабов, больших 90° .

4. Синоптические карты крупномасштабного магнитного поля

Рассмотрим еще один способ представления широтно-долготного распределения крупномасштабного м.п. На рис.5 (правая панель) приведены синоптические карты м.п. на поверхности источника, усредненные по 40 оборотам (примерно 3 года) за 1976–94 гг. Такое усреднение позволяет отвлечься от частных особенностей и увидеть общие закономерности в эволюции глобального м.п.

Как следует из рис.5, две фазы в эволюции крупномасштабного м.п. четко проявляются и на синоптических картах. На фазе I, вплоть до широт $\pm 60^\circ$ и даже выше, хорошо прослеживается долготная (секторная) неоднородность распределения полярности м.п. На фазе II, напротив, превалирует широтная (зональная) неоднородность. Типичная форма фазы II наблюдается в период 1985.0–87.8, когда изогауссы м.п. расположены почти параллельно экватору и представляют диполеподобную систему м.п. Квадрупольная, секторная структура м.п. наблюдается на синоптических картах в периоды 1978.9–1981.9, 1988.0–1990.8 и 1990.9–1993.8. При этом последние два периода относятся к фазе I двадцать второго цикла до и после переполюсовки м.п. соответственно.

В этой связи представляет интерес сравнить эволюцию крупномасштабного м.п. с эволюцией корональных дыр. На рис.6 приведены синоптические карты суммарных площадей корональных дыр (с тем же усреднением в 40 оборотов), соответствующие двум последним картам рис.5. При этом учитывались только те корональные дыры, время жизни которых составляло пять и более оборотов Солнца. Как показано в работе Ихсанова и Иванова [16], можно считать, что только они не подвержены

существенному влиянию среднемасштабных (локальных) м.п. Поэтому, как и следовало ожидать, между распределением м.п. на картах рис.5 и рис.6 существует очень хорошее согласие.

На рис.5 слева приведены синоптические карты интенсивности зеленой короны в линии Fe XIV 5303Å, соответствующие картам м.п. с тем же усреднением. На этих картах также хорошо проявляется разделение на две фазы в распределении светлых и темных областей зеленой короны. Так, на фазе I зеленая корона имеет две активные долготы, одновременно охватывающие северное и южное полушарие, которые простираются до высоких широт и разнесены друг относительно друга примерно на 180°. На фазе II, напротив, наблюдается одна или две светлые области в обоих полушариях с концентрацией к экватору, которые также сдвинуты друг относительно друга на 180°. Как следует из сравнения с соответствующими по времени синоптическими картами м.п., активные долготы (светлые области) зеленой короны имеют явную тенденцию располагаться вдоль нейтральной линии глобального м.п.

Известно, что зеленая корона связана с активными солнечными образованиями. В частности, ее интенсивность хорошо коррелирует с числами Вольфа (см., например, [17,18]). Таким образом, долгоживущие области повышенной интенсивности зеленой короны предпочитают находиться на границе смены знака полярности крупномасштабного м.п. Это подтверждает, во-первых, вывод о том, что наиболее долгоживущие активны центры и группы пятен в них, представляющие локальные магнитные поля наибольшего масштаба, образуются на границах супергигантских ячеек (Таблица 1), и, во-вторых, показывает, что эти два типа м.п. тесно связаны друг с другом.

5. Выводы

По наблюдениям м.п. в Стэнфордской обсерватории мы двумя способами произвели выделение крупномасштабного м.п. На временном интервале трех последних циклов солнечной активности (1976–2001 гг.) было проведено изучение широтной и долготной циклической эволюции крупномасштабного м.п.

В течение 11-летнего цикла пятен в эволюционном развитии крупномасштабное м.п. проходит две существенно различающиеся фазы. Фаза I, охватывающая примерно 2 года до и 2–3 года после максимума цикла пятен, разделяется, в свою очередь, на два периода: до максимума цикла, точнее, до начала смены знака полярности м.п. в высоких широтах Солнца, и после — на время полной смены знака полярности на всех широтах от полюса до экватора. Таким образом, смена знака полярности крупномасштабного м.п., полностью происходит вблизи максимума 11-летнего цикла.

В широтном распределении крупномасштабного м.п. в рассматриваемых циклах наблюдается северо-южная асимметрия полушарий, заключающаяся в преобладании м.п. знака полярности северного полушария. На фазе I смена полярности в южном полушарии происходит как бы «перетеканием» м.п. знака полярности северного полушария через экватор в южное. На фазе II м.п. знака полярности северного полушария проникает в южное часто на 10° и более.

На фазе I долготная расчлененность м.п. проявляется в виде одновременного существования площадок разных полярностей. Их протяженность по долготе составляет в среднем 90°, доходя иногда до 180°, и они существуют на протяжении 1–2 лет. Крупномасштабные м.п. вращаются почти твердотельно, и скорость этого вращения заметно выше кэррингтоновской.

Сравнение синоптических карт крупномасштабного м.п. и интенсивности зеленой короны с большим усреднением по времени показывает тенденцию активных долгот

зеленой короны располагаться около нейтральных линий глобального м.п. Учитывая связь зеленой короны с локальными м.п., можно сказать, что наиболее долгоживущие центры локальных м.п. и крупномасштабные м.п. тесно связаны друг с другом.

Литература

1. Hoeksema J. T. and Scerrer P. H. // "Solar magnetic fields — 1976 through 1985", 1986, WDCA, Report UAG-94.
2. Makarov V. I. and Sivaraman K. R. // Solar Phys., 1989, v.123, p.367.
3. Obridko V. N., Shelting B. D. // Solar Phys., 1992, v.137, p.167.
4. Mikhailutsa V. P. // Solar Phys., 1995, v.159, p.29.
5. Ихсанов Р. Н. // Солн. данные, 1970, N 4, с.108.
6. Ихсанов Р. Н. // Солн. данные, 1975, N 2, с.96.
7. Kawaguchi I. // Solar Phys., 1980, v.65, p.207.
8. November L. I., Toomre L, Grebbie K. B. and Simon G. W. // Astrophys. J., 1981, v.245, p.L123.
9. Oda N. // Solar Phys., 1984, v.93, p.243.
10. MacIntosh P.S. and Wilson P. R. // Solar Phys., 1985, v.97, p.59.
11. Иванов Е. В. // Солнечные данные, 1986, N 7, с.61.
12. MacIntosh P. S. // The Solar Cycle ASP Conference Series, v.27, 1992, p.14.
13. Ихсанов Р. Н. // Солн. данные, 1973, N 10.
14. Витинский Ю. И., Ихсанов Р. Н. // Солн. данные, 1972, N 6, с.91.
15. Ikhsanov R. N., Parfinenko L. D. and Efremov V. I. // Solar Phys., 1997, v.170, p.205.
16. Ikhsanov R. N. and Ivanov V. G. // Solar Phys., 1999, v.188, p.245.
17. Ихсанов Р. Н., Милецкий Е. В. // Изв ГАО, 2000, N 215, с.139.
18. Ихсанов Р. Н., Иванов В. Г. // Изв. ГАО, 2000, N 215, с.153.

TWO PHASES IN CYCLIC EVOLUTION OF LARGE-SCALE SOLAR MAGNETIC FIELD

R. N. Ikhsanov and V. G. Ivanov

Abstract: Investigation of latitude- and longitude-time evolution of large-scale solar magnetic field (m.f.) evolution in years 1976-2001 are made, based on observational materials on photospheric m.f. obtained in Stanford observatory. It is demonstrated that the development of the large-scale m.f. during 11-year cycle has two essentially different phases: on the phase I distribution of m.f. polarity demonstrates longitude inhomogeneity, on the phase II — latitude inhomogeneity dominates. The change of the large-scale m.f. sign takes place on all latitudes from poles to equator immediately after sunspot cycle maximum, more specifically — in the second half of the phase I. Regularities in development of the m.f. in phases I and II are found.

ВАРИАЦИИ ПОТОКА СОЛНЕЧНЫХ НЕЙТРИНО И СОЛНЕЧНАЯ АКТИВНОСТЬ

Ихсанов Р.Н., Милецкий Е.В.

Проведено исследование временных изменений в рядах потока солнечных нейтрино (1970-1997 гг.). Найдены изменения потока нейтрино с периодами 11, 5 и 2 года. Показано, что квазипятилетняя периодичность является определяющей в вариациях потока нейтрино как в данных наблюдений эксперимента Homestake, так и в данных эксперимента GALLEX. Связи ряда нейтрино с рядами индексов солнечной активности подразделяется на две группы. В первую из них входят те ряды индексов которые показывают главным образом 11-летнюю периодичность. Во второй группе наблюдается квазипятилетняя периодичность. Коэффициенты корреляции ряда нейтрино с рядами первой группы - отрицательны и не превосходят по модулю значения 0.5, а с рядами второй группы - положительны и имеют значения не ниже 0.6. Проводится обсуждение полученных результатов.

Введение

В последнее десятилетие наметился заметный прогресс в так называемой "проблеме солнечных нейтрино". Это произошло, прежде всего, благодаря получению новых экспериментальных данных на базе вступивших в строй новых нейтринных обсерваторий (Kamiokande, Super Kamiokande, GALLEX, SAGE). Они (вместе с Homestake) различаются, в частности, своими энергетическими порогами, что дает возможность изучать различные области спектра излучения солнечных нейтрино. Результаты этих экспериментов подтвердили, что наблюдаемый поток нейтрино от Солнца в 2-3 раза ниже, чем следует из стандартной солнечной модели [1]. В последнее время, в результате анализа данных наблюдений Super Kamiokande и Sudbury Neutrino Observatory [2] удалось показать, что часть электронных нейтрино, образовавшаяся при термоядерных реакциях в ядре Солнца, на пути к Земле действительно преобразуются в μ - и τ -нейтрино, которые не регистрируются радиохимическими экспериментами. В связи с этим еще больший интерес приобрела другая проблема: действительно ли существуют колебания потока солнечных нейтрино и связаны ли они с солнечной активностью.

В ряде недавних исследований с достаточно высокой надежностью было показано, что поток солнечных нейтрино изменяется со временем [3-6]. На связь вариаций с солнечной активностью указывалось еще 20 лет назад [7-9]. В дальнейшем часть авторов подтвердила наличие такой связи [4, 10], другие же считают ее недостаточно значимой [5, 11, 12].

При поисках связи с солнечной активностью основной упор делается на одиннадцатилетнюю и двухлетнюю периодичности. В нашей работе [6], было показано, что в области низких частот основную роль в вариациях потока нейтрино играет квазипятилетняя периодичность. Следовательно, анализировать связи с индексами солнечной активности, имеющими в качестве доминанты лишь 11-летнюю периодичность недостаточно. Учет квазипятилетней периодичности существенно меняет представления о возможном характере сценария связи вариаций потока нейтрино с солнечной активностью.

Мы попытались найти индекс солнечной активности, в вариациях которого была бы хорошо выражена квазипятилетняя периодичность. Из рассмотренных нами большого числа солнечных индексов такому требованию лучше всего отвечает индекс числа полярных корональных дыр (РСН). Следует отметить, что несмотря на достаточно высокий коэффициент корреляции этого индекса с потоком нейтрино (0.68), он не имеет прямого отношения к областям с большой напряженностью магнитного поля на поверхности Солнца. К тому же полярные корональные дыры не находятся на пути пролета регистрируемых на Земле нейтрино.

В настоящей работе мы даем дальнейшее обоснование необходимости учета квазипятилетней периодичности в вариациях потока солнечных нейтрино. Для установления же связи потока нейтрино с солнечной активностью, кроме характеристик активности на поверхности Солнца (числа Вольфа, площади пятен, РСН, характеристики магнитного поля) мы привлекаем для исследования индексы, характеризующие более глубокие солнечные слои (p- моды, и изменения солнечного радиуса), а также околоземные (концентрация частиц и космические лучи).

Периодичности в вариациях потока нейтрино

В качестве основного исходного материала мы использовали данные, приведенные в работе Кливленда и др. [13]. Они получены в 1970-1994 гг. на хлор-аргоновом детекторе Homestake, в результате регистрации числа атомов ^{37}Ar (атомов/сутки) при реакции $\nu + ^{37}\text{Cl} \rightarrow ^{37}\text{Ar} + e^-$. Ряд измерений потока нейтрино на детекторе Homestake состоит из последовательных неравных по длительности сеансов наблюдений (ранов), к тому же отягощенных значительными ошибками. Длительность одного рана составляла обычно 1.2 - 2 месяца. При этом ряд имеет несколько небольших разрывов и один очень продолжительный (~ 1.6 года). В связи с этим мы провели изучение ряда потока нейтрино применяя последовательно несколько методов.

Прежде всего, были рассмотрены два ряда потока нейтрино. Первый (I) представляет собой измеренные значения потока, отнесенные к моментам времени середин соответствующих ранов. На основе первого ряда был синтезирован второй (II), состоящий из среднемесячных значений потока нейтрино. Ряд I содержит 108 (по числу ранов) неравно отстоящих значений потока, а второй состоит из 283-х среднемесячных значений (без пропусков) начиная с октября 1970 г. по апрель 1994 г. . Следует отметить, что ряд II был составлен из тех практических соображений, что большинство математических методов обработки данных приспособлены для рядов равноотстоящих значений. Ниже будет показано, что при рассмотрении периодичностей, длина которых заметно превышает интервалы между моментами наблюдений (ранами), результаты оказываются практически одинаковыми.

На первом этапе для выявления особенностей временных вариаций этих рядов мы вычислили для них оценки спектральной плотности мощности (СПМ) на основе метода периодограмм. Известно, [14], что в спектральных оценках такого типа могут возникать нежелательные эффекты появления ложных пиков и происходить смещение пиков по частоте. Для устранения недостатков такого рода обычно применяется преобразование значений ряда с помощью взвешивающего временного окна данных. Мы применили такую процедуру к исследуемым рядам, выбрав для этого окно Блэкмана-Хэрриса (БХ) [14]. Затем после вычитания средних значений для каждого из рядов были вычислены их нормированные периодограммные оценки СПМ. Поскольку ряд I состоит из неравно отстоящих измерений, для него использовался алгоритм Ломба - Скаргла [15, 16], разработанный именно для таких данных. Для вычисления оценки СПМ по ряду II, применялся известный алгоритм [14], основанный на

вычислении Быстрого Преобразования Фурье (БПФ) и позволяющий оценить значимость получаемых пиков.

График СПМ для ряда I (без использования окна БХ) приведен на рис. 1а. Сравнение его с СПМ, полученной с использованием окна БХ (рис. 1в) показывает в области двухгодичных периодичностей их существенные различия. Если в первом случае в интервале от 1 - 3 года наблюдается большой набор пиков с максимальным из них соответствующим периоду 2.1 года (рис. 1а), то во втором (рис. 1в) их мощность существенно уменьшилась. Подобная картина наблюдается и в СПМ вычисленной по ряду II - среднемесячных значений (рис. 1с). При этом на всех трех рисунках наблюдается высокий и устойчивый пик с периодом 4.5 - 4.7 года, что, в частности, указывает на правомерность использования ряда II для выявления периодичностей в низкочастотной области спектра.

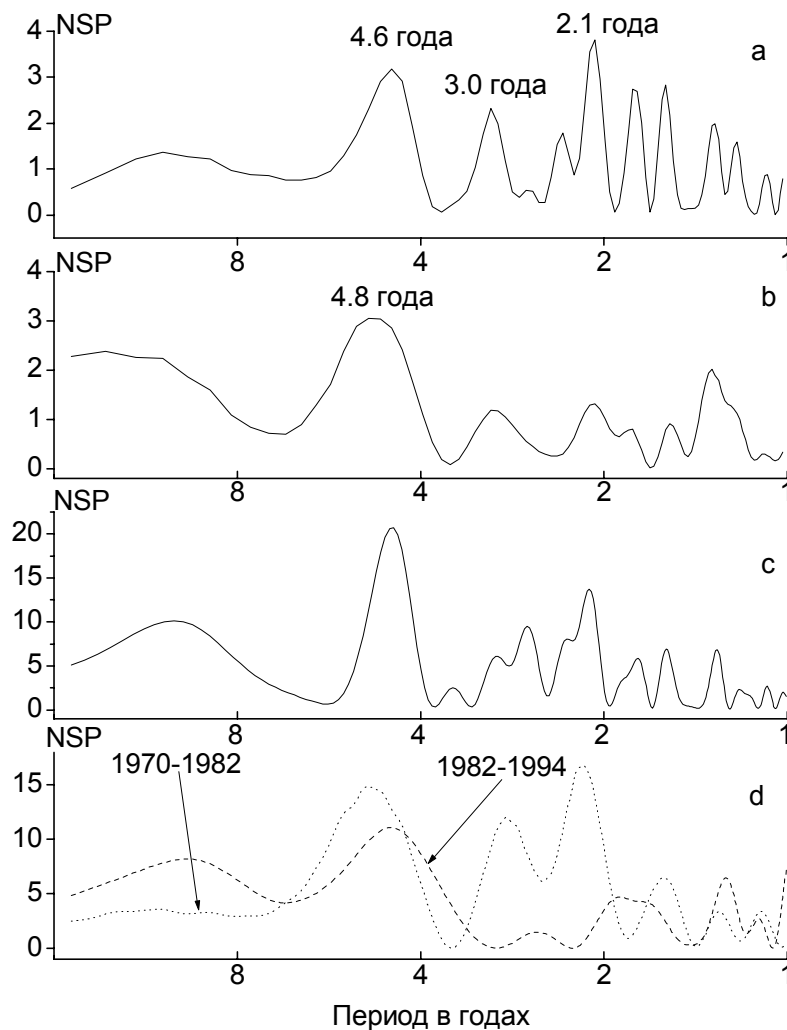


Рис. 1. Графики вычисленных СПМ: (а) - по ряду нейтрино I (Homestake 1970-1994 гг.) без использования окна БХ; (б) - по ряду нейтрино I с использованием окна БХ; (с) - для ряда нейтрино II с использованием окна БХ; (д) - для ряда нейтрино II с использованием окна БХ отдельно на интервалах 1970-1982 гг. (пунктирная (dotted) линия) и 1982-1994 гг. (штриховая (dash) линия).

Таблица 1а. Характеристики спектральных пиков ряда I (прямоугольное окно)

Период в годах	10.6	4.50	3.08	2.07	1.79	1.58
Спектральная мощность	1.39	3.28	2.31	3.84	2.72	2.77
Уровень значимости	0.33	0.04	0.12	0.03	0.06	0.06

Таблица 1б. Характеристики спектральных пиков ряда I (окно Блэкмана-Хэрриса)

Период в годах	13.1	4.86	3.08	2.07	1.33
Спектральная мощность	2.38	3.05	1.18	1.32	2.02
Уровень значимости	0.10	0.03	0.18	0.15	0.06

В табл. 1. приведены величины уровней значимости α пиков, которые определялись по методу "перемешивания" [5], причем для получения каждой из них были вычислены 10000 пробных спектров. Если в первом случае (рис. 1а) наблюдается два пика (4.6 и 2.1 года) имеющих уровень значимости $\alpha < 0.04$ (4%) и соответственно уровня доверительной вероятности $P > 96\%$ ($P=1-\alpha$), то во втором (рис. 1в) - только один, который соответствует квазипятилетней периодичности ($P= 97\%$). Отметим, что 11-летний период, хотя и намечается, но уровень доверительной вероятности P для него составляет всего 90%.

Нами была проведена проверка того в какой степени амплитуды и значения наиболее значимых из выявленных периодичностей зависят от временного интервала, охватываемого исследуемой выборкой. Для этого были вычислены спектры для двух выборок, охватывающих интервалы времени 1970-1982 и 1983-1994 годы и содержащих данные 54-х ранов каждая. На рис 1с в спектре вычисленном по первому интервалу вблизи двухлетнего периода имеется существенный пик, однако в спектре второго интервала данный пик отсутствует. Этим в значительной степени объясняется то, почему авторы многих предыдущих работ получили значимые амплитуды для квазидвухлетних вариаций и то, почему в спектре вычисленном по всему ряду пик, соответствующий этой периодичности невысок. Для периода около пяти лет заметный пик выявляется на спектрах обоих интервалов, что указывает на более высокую стабильность квазипятилетних колебаний по сравнению с квазидвухлетними.

В связи с вышесказанным, мы провели более подробное изучение характера вариаций потока нейтрино в низкочастотной области спектра двумя различными способами. Первый состоял в скользящем сглаживании ряда среднемесячных значений потока нейтрино (рис. 1а) с помощью 15-месячного окна с гармоническими весами. Полученная сглаженная кривая (сплошная линия на рис. 2в) явно указывает на наличие пятилетней волны. Во втором способе был применен полосно-пропускающий фильтр Баттеруорта [14], с частотным диапазоном максимального пропускания, соответствующим интервалу периодов 4-14 лет. Результаты представлены на рис. 2с. Оба независимых способа обработки дают хорошее согласие хода пятилетней волны. Как следует из рис. 2в и 2с, среднее расстояние между экстремумами составляет 4.6 года. Некоторую неопределенность вносит перерыв в наблюдениях в 1985-1986 годах (1.6 г.). Рассмотренный случай соответствует линейной интерполяции значений потока в этом промежутке. На рис. 1а пунктирной линией представлен другой возможный крайний случай поведения потока. В этом случае максимальное значение потока на рассматриваемом участке понизилось, и пик максимума оказался смещенным несколько правее, что, однако, не изменило общей картины пятилетних колебаний. Ниже будет показано, что ближе к действительности, по-видимому, является первый

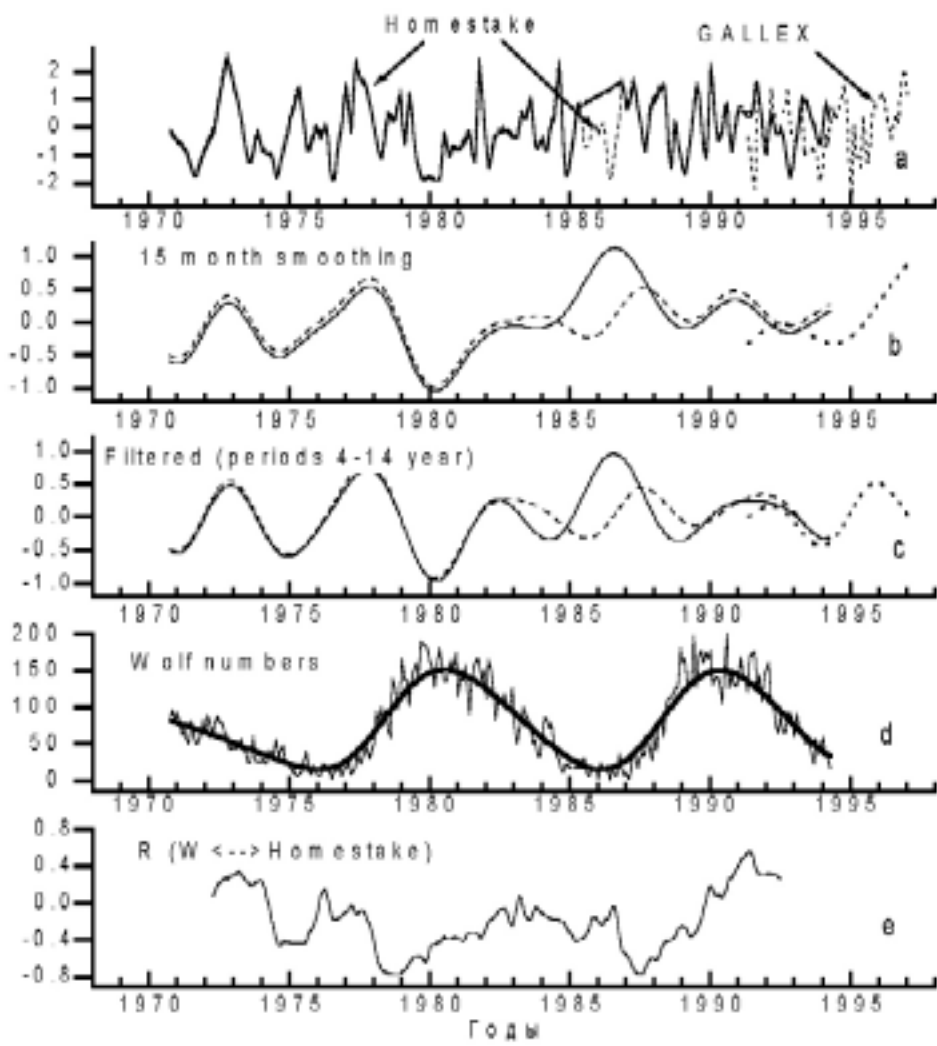


Рис. 2. (а) Графики рядов среднемесячных значений ряда нейтрино Π на интервале 10.1970-04.1994 гг. Homestake - сплошная (1-й вариант интерполяции) и штриховая (2-й вариант интерполяции) линии, GALLEX - пунктирная линия. (б) Графики тех же рядов сглаженных 15 месячным окном с гармоническими весами. (с) Графики тех же рядов после пропускания через фильтр Баттеруорта с диапазоном пропускания по периодам 4-14 лет. (д) Числа Вольфа (W) (сплошная линия) и они же, сглаженные 21- месячным окном с гармоническими весами (жирная сплошная линия). (е) Коэффициенты скользящей корреляции (окно скольжения 40 мес., шаг 1 мес.) между рядами нейтрино Π (Homestake) и W - сплошная (1-й вариант интерполяции) и штриховая (2-й вариант интерполяции) линии.вариант.

Существование подряд шести квазипятилетних периодов (с учетом данных эксперимента GALLEX [17]) позволяет без сомнения считать эти колебания потока нейтрино реальными. На рис. 5а приведен график, демонстрирующий колебания потока нейтрино в диапазоне от одного до трех лет. Из него следует, что в этом диапазоне до 1980 г. действительно существовали квазидвухлетние колебания, а затем они исчезли и вновь возникли после 1991 г. Итак, из проведенного анализа вариаций потока

солнечных нейтрино за 1970-1994 годы следует, что в низкочастотной области спектра наиболее устойчивым периодом колебаний потока нейтрино является квазипятилетний.

Связь потока нейтрино с солнечной активностью

Одной из возможных причин найденных выше колебаний потока нейтрино, как было отмечено во введении, можно считать периодические изменения солнечной активности.

Чаще всего для поиска связи с солнечной активностью используют числа Вольфа (W). Последние также как и индекс суммарных площадей пятен характеризуют тороидальную компоненту магнитного поля Солнца. На рис. 2е приведены коэффициенты скользящей корреляции (интервал скользящего окна 40 месяцев, шаг 1 месяц), вычисленные между рядом нейтрино Π (рис. 1а) и рядом W (рис. 1д). Видно, что коэффициент корреляции (КК) существенно меняется в интервале от -0.8 до +0.6., причем на интервале времени от 1987 г. до 1991 г. коэффициент корреляции изменил свое значение от -0.77 до +0.57.

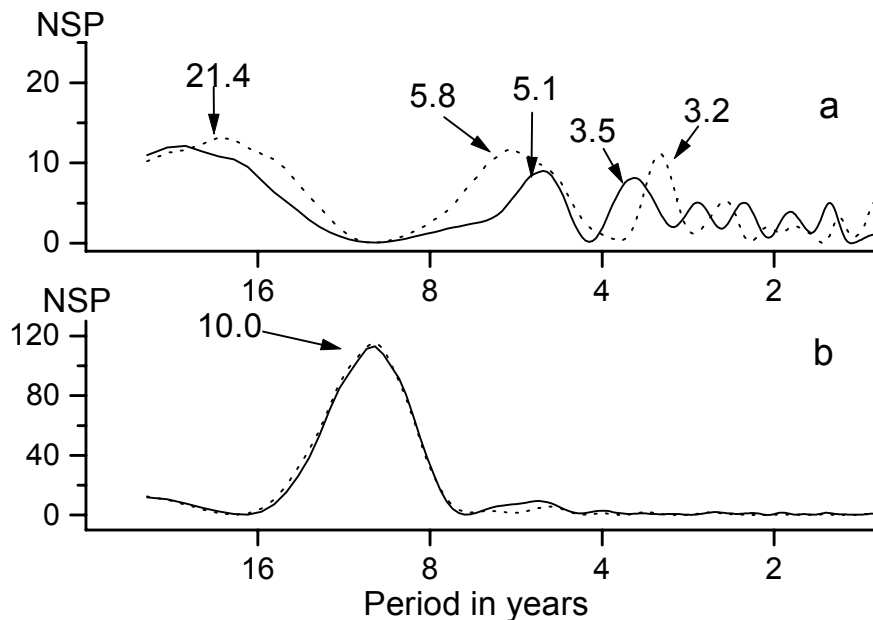


Рис. 3. Графики СПМ, вычисленные по рядам среднеоборотных значений напряженности общего магнитного поля Солнца: (а) - для исходных рядов (В) в 5° (сплошная линия) и в 15° кругах (пунктирная линия), (б) - для абсолютных значений |В| в 5° (сплошная линия) и в 15° кругах (пунктирная линия).

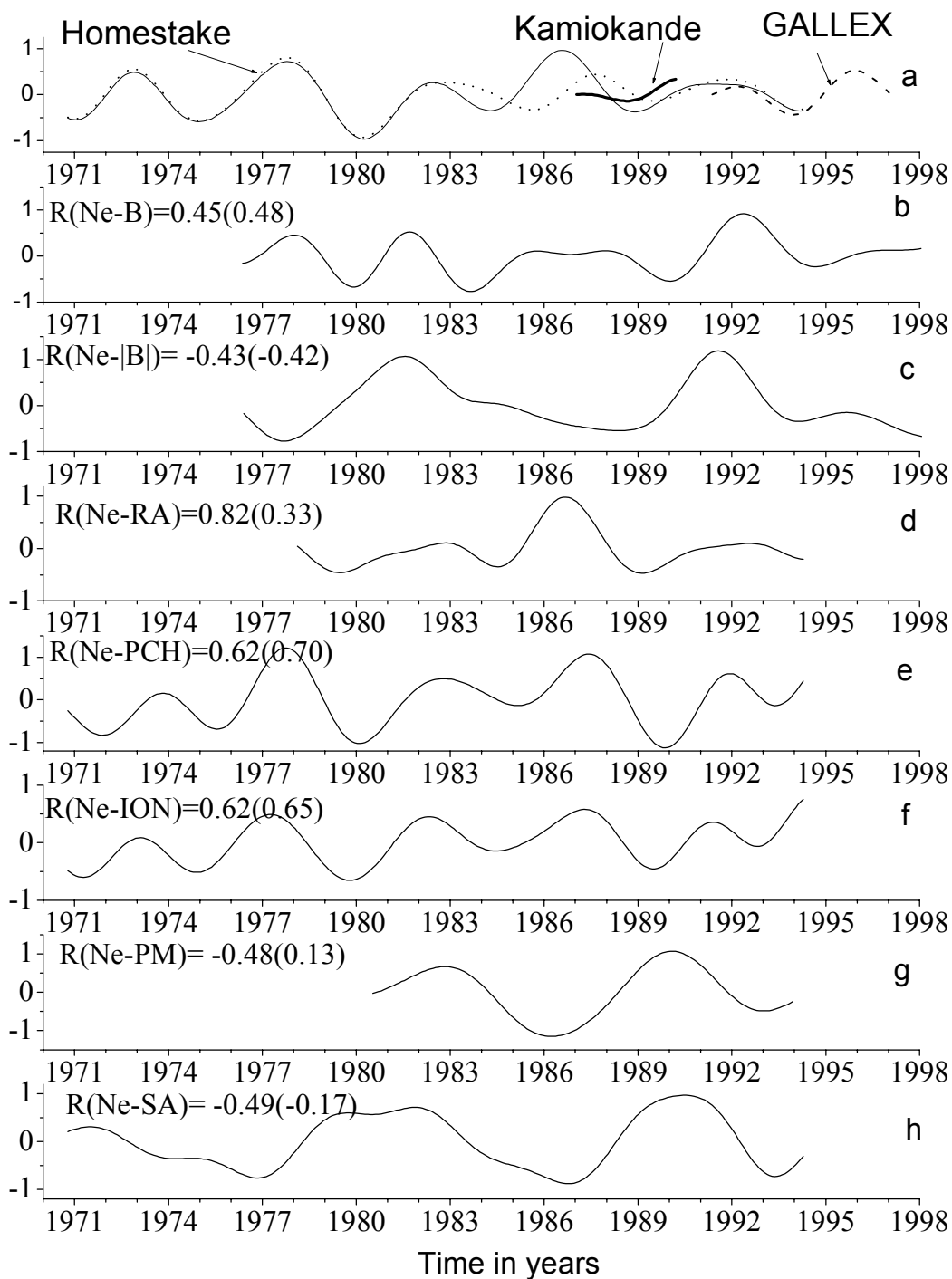


Рис. 4. Графики рядов среднемесячных значений различных солнечных характеристик после пропускания через фильтр Баттеруорта с диапазоном пропускания по периодам 4-14 лет: (а) потока нейтрино II: Homestake - сплошная (1-й вариант интерполяции) и пунктирная (dot) (2-й вариант интерполяции) линии, GALLEX - штриховая (dashed) линия и Kamiokande - сплошная жирная линия; (b) - напряженности общего магнитного поля Солнца (B) в 5^0 круге; (c) - абсолютных значений напряженности общего магнитного поля Солнца (|B|) в 5^0 круге; (d) - радиуса Солнца (RA); (e) - числа высокоширотных корональных дыр (PCH); (f) - концентрации частиц межпланетной среды (ION); (g) - частоты р-мод Солнца; (h) - суммарной площади солнечных пятен.

Этим можно объяснить вывод об отсутствии значимой корреляции на данном отрезке времени, сделанный некоторыми исследователями. Среднее значение коэффициента корреляции, вычисленное по всему ряду, представленному на рис. 2е равно -0.19. Если же вычислить коэффициент корреляции между сглаженными рядами нейтрино-П и W, представленными соответственно на рис. 1в и 1д, то получим значение $KK = -0.49$. Близкую к этой величину и получали до сих пор различные исследователи (см., например [10]). Столь невысокую связь можно объяснить тем, что в течении 11-летнего цикла солнечной активности в величине потока нейтрино наблюдается два максимума, в то время как в числах Вольфа - только один (рис. 2в и 2д).

В нашей более ранней работе [6] мы попытались найти индекс солнечной активности, в вариациях которого была бы отчетливо выражена квазипятилетняя периодичность. Такому требованию, как оказалось, отвечает индекс числа полярных корональных дыр (PCH) [18]. Однако полярные корональные дыры не находятся на пути пролета от ядра Солнца, регистрируемых на Земле нейтрино, как этого требует механизм, предложенный Волошиным, Высоцким, Окунем (ВВО) [19]. Поэтому, прежде всего, представляет интерес рассмотреть изменение со временем магнитного поля Солнца на пути пролета потока нейтрино к Земле. Если принять радиусы областей ядра Солнца, в которых образуются ^8B и $p\bar{p}$ - нейтрино, равным примерно $3 \cdot 10^9$ см и $1.8 \cdot 10^{10}$ см соответственно, то их проекции на поверхности Солнца можно представить площадками с диаметром кружков $\sim 5^\circ$ и 15° . По данным Стэнфорда (1976-1998 гг.) мы составили ряды вариаций значений напряженности магнитного поля H и его модуля $|H|$ для обоих этих случаев, с учетом годового изменения наклона плоскости эклиптики относительно плоскости экватора Солнца ($\pm 7^\circ 15'$). Как следует из рассмотрения рис. 3, спектры мощности этих двух рядов совершенно различны. Если в спектре ряда H присутствуют 22-хлетняя, 5-ти и 3-х годовые периодичности, то в спектре ряда $|H|$ наблюдается только один 10-летний период. Следует заметить, что спектры мощности для 5-ти и 15-тиградусных кругов отличаются только некоторым смещением пиков пяти- и трехлетних периодичностей. На рис. 4 в и 4с представлены кривые этих рядов после устранения из них с помощью фильтра Баттеруорта составляющих расположенных вне спектрального диапазона периодов 4-14 лет. Сравнение ряда, полученного таким образом из ряда H с преобразованным тем же способом рядом нейтрино, показывает их невысокую степень подобия. ($KK = 0.45$). Связь ряда $|H|$ с рядом нейтрино также невелика ($KK = -0.43$) и, также как и в случае корреляции с рядом W - отрицательна. Большой коэффициент корреляции можно получить при дальнейшем сглаживании рядов, за счет, однако, потери существенной информации. На рис. 4а представлен также ряд нейтрино (штриховая линия), полученный в экспериментах Kamiokande [4] и GALLEX [17], выделив тем же способом у них диапазон периодов 4-14 лет. Рассмотрение кривой первого из этих рядов (имеющегося на очень небольшом временном интервале) показывает, что несмотря на небольшой фазовый сдвиг, общий ее ход согласуется с ходом кривой Homestake-ряда. Что же касается GALLEX-ряда, то в рассматриваемом диапазоне он демонстрирует поразительное согласие хода своей кривой по отношению к кривой Homestake-ряда. На том же рисунке представлены графики еще нескольких рядов солнечных характеристик, упомянутых во введении и преобразованных аналогичным образом. Для изучения временных вариаций радиуса Солнца (RA), мы выбрали ряд измерений выполненных в эксперименте CERGA [20], который, к сожалению охватывает более короткий интервал (1978-1994 гг.), чем ряд нейтрино. Одно из его достоинств состоит в том, что измерения выполнены одним наблюдателем. Из работы [21], были взяты данные измерений частоты p -мод (PM), полученные в обсерватории del Teide (1980-

1994). Из данных этих измерений, а также данных о числе полярных корональных дыр (PCH), измерений интенсивности космических лучей (CR), величин концентрации

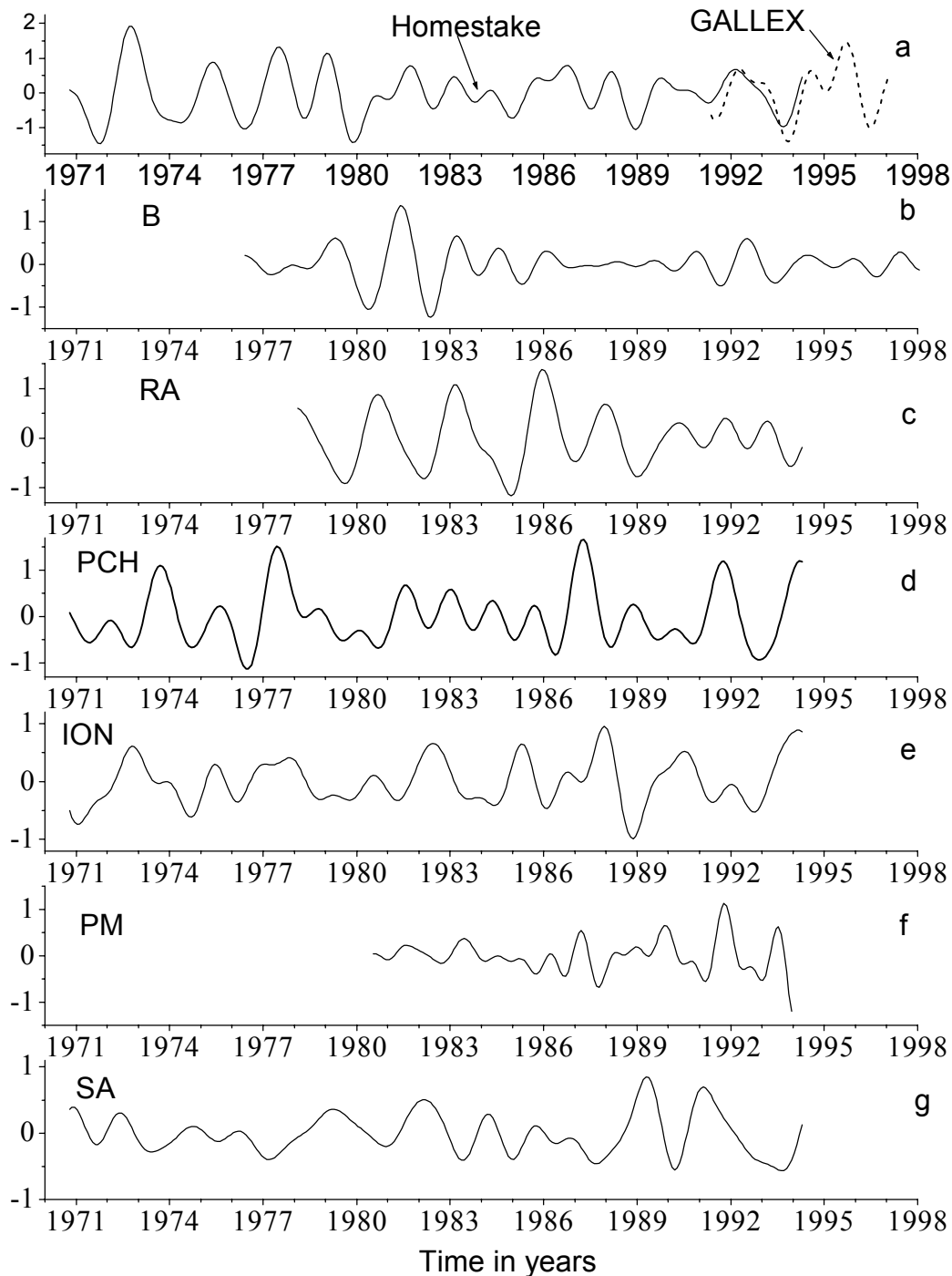


Рис. 5. Графики рядов среднемесячных значений различных солнечных характеристик после пропускания через фильтр Баттеруорта с диапазоном пропускания по периодам 1-3 года: (а) потока нейтрино II: Homestake - сплошная линия, GALLEX - штриховая (dashed) линия; (б) - напряженности общего магнитного поля Солнца (H) в 5° круге; (с) - радиуса Солнца (RA); (д) - числа высокоширотных корональных дыр (PCH); (е) - концентрации частиц межпланетной среды (ION); (ф) - частоты р-мод Солнца; (г) - суммарной площади солнечных пятен.

частиц межпланетной среды (ION) и значений площадей пятен были синтезированы ряды среднемесячных значений. После преобразования вышеупомянутых рядов путем выделения с помощью фильтра Баттеруорта диапазона 4-14 лет получили ряды, представленные на рис. 4. Наиболее высокий коэффициент корреляции ($KK=0.82$) с рядом нейтрино (рис. 4а) имеет ряд RA (рис. 4d). Несколько слабей, с этим рядом связаны ($KK=0.62$) ряды PCH (рис. 4е) и ION (рис. 4f) и заметно слабее ряды PM (рис. 4g), CR и SP (рис. 4h). При этом для трех последних рядов значения KK оказываются отрицательными. Ввиду малой длины ряда RA величина его KK является ненадежной. Возможное смещение (пунктирная линия) положения максимума в потоке нейтрино в период 1985-1986 гг. приводит к разительному снижению KK от значения 0.83 до 0.33. То же самое наблюдается в случаях PM и SP, что обусловлено при столь коротких рядах большой чувствительностью KK к смещению момента даже одного пика. Однако из рассмотрения рис. 4а следует, что высота максимумов ряда нейтрино на фазе минимумов 11-летнего цикла заметно выше, чем у соседних с ними максимумов. Эта закономерность, как и некоторые другие соображения, склоняют чашу весов к тому выводу, что реальные значения потока нейтрино в 1985-1986 гг. лучше представляются на рис. 4а сплошной линией.

Итак, можно резюмировать, что значения KK ряда нейтрино с индексами солнечной активности, в которых проявляется квазипятилетняя периодичность, являются положительными и находятся в интервале 0.6-0.8 (кроме ряда H). В то же время с индексами SP, |H|, PM и CR, показывающими 11-летнюю периодичность в низкочастотной области спектра - ряд нейтрино имеет отрицательные KK в пределах от -0.4 до -0.5.

На рис. 5 представлены кривые исследуемых рядов после устранения (с помощью аналогичной фильтрации) составляющих расположенных вне диапазона периодов 1-3 года. Во всех рядах наблюдаются изменения периодов и амплитуд колебаний. Как уже отмечалось, квазидвухлетняя периодичность в ряде нейтрино (рис. 5а) наблюдается с 1970 по 1980 г., а затем она по существу исчезает и проявляется только после 1992 года. Наиболее ярко квазидвухлетняя периодичность выражена в ряде RA, однако только до 1990 г., т.е. главным образом тогда, когда в ряде нейтрино соответствующие колебания были слабы. Ряды SP и H демонстрируют квазидвухлетние колебания, как правило, вблизи максимумов 11-летних циклов активности. В целом можно сказать, что все рассмотренные индексы показывают с индексом нейтрино либо слабую связь, либо ее отсутствие, поскольку их KK не превышают по модулю значения 0.25 (кроме RA для которого $KK=0.31$).

Заключение

Таким образом, мы нашли, что в вариациях потока нейтрино наиболее стабильной является периодичность порядка пяти лет (4.6 ± 0.7 лет). 11-летний цикл проявляется только тем, что максимумы этих колебаний несколько выше на фазах минимумов 11-летнего цикла солнечной активности. В 70-х и 90-х годах наблюдалась также двухлетняя периодичность. Следует отметить, что 2-х и 5-тилетние периодичности выявляются в вариациях потока нейтрино измеренного как в Homestake, так и в GALLEX - экспериментах. Этот факт является дополнительным свидетельством реальности этих периодичностей. Возможны два пути образования пятилетних колебаний потока нейтрино: либо они появляются внутри Солнца, подобно 11- и 2-летним колебаниям, либо это результат околоземных явлений. Если верно первое, то наиболее вероятным представляется положение, согласно которому 5-летние колебания возникают при транзите электронных нейтрино от ядра Солнца к Земле. Для

этого, однако, требуется удовлетворения некоторых условий связанных со свойствами нейтрино и внутренних областей Солнца [19, 22, 23]. В частности для модуляции потока нейтрино в рамках ВВО-модели требуется наличие у нейтрино значительного магнитного момента. Кроме того, предполагается существование внутри Солнца циклического тороидального компонента магнитного поля.

Как уже отмечалось во введении, большинство исследователей искали связи с 11-летней циклическостью солнечной активности. Проведенный в настоящей работе анализ позволяет сделать заключение, что ряды индексов солнечной активности с доминирующей 11-летней циклической составляющей (W, SA, |H|, PM, и CR) имеют слабую корреляцию ($|KK| \leq 0.5$) с рядом потока нейтрино. Более высокую корреляцию ($KK > 0.60$) этот ряд имеет с теми солнечными рядами (RA, PCN, ION), где основной является квазипятилетняя периодичность. Если первая группа индексов отражает, главным образом, свойства квадрупольной компоненты магнитного поля Солнца, то вторая дипольной компоненты этого поля [24], которая определяется в основном глубокими слоями Солнца.

Наконец, как видно из рис. 4а,в, вблизи минимума 11-летнего цикла величина магнитного поля B близка к нулю, в то время как поток нейтрино достигает максимума, что согласуется с ВВО-моделью [19] в том, что максимальное число нейтрино должно наблюдаться при минимуме тороидального магнитного поля. На основе этого можно предположить, что 5-летняя периодичность колебаний потока нейтрино, как и 11-летняя, может быть результатом циклических вариаций тороидального магнитного поля расположенного на дне конвективной зоны или глубже.

Литература

1. Suzuki Y. // Space Science Reviews, 1998, V.85, P.91.
2. Abdurashitov J. N. et. al. // Astro-ph/0204245/ 2002.
3. Gavryusev V., Gavryuseva E., Roslyakov A. // Solar Phys., 1991, V.133, P.161.
4. Gavryusev V., Gavryuseva E. // Astr. Astrophys., 1994, v.283, N 3, p.978.
5. Sturrock P.A., Walther G., Wheatland M.S. // Astrophys.J., 1998, v.491, p.409.
6. Ихсанов Р.Н., Милецкий Е.В. / Труды конфер. "Крупномасштабная структура солнечной активности", СПб. 1999. С.99.
7. Subramanian A. // Curr. Sci., 1979, v. 48, p.705.
8. Sakurai K. // Publ. Astron. Soc. Japan, 1980, v. 32, p. 547.
9. Базилевская Г.А., Стожков Ю.И., Чарахчян Т.Н. // Письма в ЖЭТФ, 1982, т. 35, № 11, с. 237.
10. Ривин Ю.Р., Обридко В.Н. // Астрон. журн., 1997, т.74, № 1, с.83.
11. Bahcall. J.V. // Neutrino Astrophysics. Cambridge Univ. Press, 1989.
12. Fukuda Y., et. al. // Phys. Rev. Lett., V.77, P.1683.
13. Cleveland B.T., Daily T., Davis R., et. al. // Astrophys. J. 1998, V.496, P.505
14. Отнес Р., Эноксон Л. // Прикладной анализ временных рядов. М.: Мир, 1982
15. Lomb N.R. // Astrophys. Space Sci., 1976, v.39, p.447.
16. Scargle J.D. Astrophys. J., 1982, v.263, p.835.
17. Kirsten T. A., Reviews of Modern Physics. 1999. V.71. P. 1213-1232.
18. Ikhsanov R.N., Ivanov V.G. // Solar Phys., 1999, V.188, P.245.
19. Волошин М.Б., Высоцкий М.И., Окунь Л.Б. // ЖЭТФ, 1986, т.91, с. 754.
20. Laclare F., Delma C., Coin J.P. //Solar Phys., V.166, N2.
21. Regulo C. et al. /Astrophys. J. 1994. V. 434. P. 184-188.
22. Ахмедов Е. Х. // ЖЭТФ 1989, т. 95, с. 1195.

23. Akhmedov E. Kh. // hep-ph/9705451. 1997
24. Ихсанов Р.Н., Милецкий Е.В. // Изв. ГАО, 2000, № 215, с.139.

Summary

We investigate temporal variations of the solar neutrino flux in 1970-1997. The periodicities of 11-, 5 and 2 years have been found in these variations from both the Homestake and GALLEX experiments. Two groups of the solar activity indices have been distinguished regarding their interconnection with the neutrino flux series. The first group contains the indices showing predominantly 11-year period, while a periodicity at approximately 5 years is observed in the second group. The correlation coefficients between the neutrino flux and indices from the first group are negative, with their module not exceeding 0.5. The second group is characterized by positive correlation with the neutrino counting rates with coefficients not lower than 0.6. A discussion of findings is presented.

О ЗАТУХАНИИ КОЛЕБАНИЙ БАЛЛОННОЙ МОДЫ В КОРОНАЛЬНЫХ АРКАХ

Копылова Ю.Г., Степанов А.В.

Рассматриваются баллонные колебания корональных петель, возбуждаемые на импульсной фазе солнечной вспышки. С помощью дисперсионного уравнения для малых баллонных возмущений найден период колебательного процесса. Определено влияние диссипативных процессов на затухание баллонной моды. Проведен анализ влияния баллонных осцилляций корональных петель на модуляцию микроволнового излучения солнечных вспышек в случае нетеплового гиротронного механизма. Получены выражения, позволяющие проводить диагностику вспышечной плазмы по глубине модуляции, добротности и периоду пульсаций микроволнового излучения. Для события 8 мая 1998 года получены оценки концентрации $n \approx 1.5 \times 10^{11} \text{ см}^{-3}$, температуры $T \approx 3 \times 10^7 \text{ К}$ и величины магнитного поля $B \approx 280 \text{ Гс}$.

Введение

Наблюдения солнечных вспышек [1,2,3] свидетельствуют о существовании пульсаций излучения, связанных с магнитными образованиями верхней атмосферы Солнца. Основными механизмами, привлекаемыми для интерпретации пульсаций, являются следующие [1]: радиальные МГД-колебания корональных петель; периодические вариации электрического тока во вспышечной петле; нелинейное взаимодействие волна-волна или волна-частица; периодический режим пересоединения магнитных силовых линий. В последнее время появились прямые наблюдения изгибных осцилляций корональных петель на TRACE [4]. Это стало дополнительным указанием на связь модуляции излучения с колебаниями корональных арок. При этом наиболее эффективно модулируют излучение радиальные быстрые магнитозвуковые (БМЗ) колебания корональных петель (мода типа перетяжек) [5], характерный период которых составляет несколько секунд. Заметим, что малая амплитуда радиальных колебаний не позволяет, к сожалению, определить изменения в структуре источника излучения с помощью современных наблюдательных средств.

Довольно часто излучение промодулировано с периодом $T = 10 - 20 \text{ с}$, а источник излучения — корональная арка, принимает вид совокупности плазменных «языков» (см., например, Рис.2). Число пульсаций, как радио, так и рентгеновского излучения обычно невелико, $s \leq 10$, что свидетельствует о сильном затухании (см. Рис.1). Приведенный на Рис.2 вид источника хорошо соответствует представлениям о так называемой баллонной (локальной) моде желобковых возмущений [6]. Амплитуда баллонных возмущений превышает амплитуду радиальных колебаний, поэтому изменения формы источника (корональной петли) часто довольно значительны [7].

Желобковые возмущения, сводящиеся к перестановке групп силовых линий, не увеличивают магнитную энергию системы и потому наиболее легко нарастают. Принято считать, что в короне параметр $\beta = 8\pi knT/B^2 \ll 1$ (отношение газового давления плазмы к ее магнитному давлению). Тепловая энергия плазмы при этом недостаточна для развития возмущений, искажающих силовые линии. Так как основания корональных арок закреплены в плотных слоях атмосферы, то в чистом виде перестановочные возмущения невозможны [6]. В случае конечного β вероятность

развития локальных возмущений типа плазменных «языков» возрастает, так как плотная плазма в стремлении к радиальному расширению способна преодолеть стабилизирующую силу натяжения магнитных силовых линий.

Результаты наблюдений в микроволновом диапазоне на радиогелиографе Nobeyama [7] свидетельствуют о локальном возрастании давления плазмы в петле, связанного с хромосферным испарением вещества при вспышечном энерговыделении. В результате плазменный параметр β возрастает, что дает возможность развитию баллонной моды желобковой неустойчивости.

Колебательный режим баллонной моды соответствует осцилляциям плазменного языка, возникшего в области повышенного газового давления. Баллонные возмущения происходят в основном поперек силовых линий [6,8], поэтому для компонент волнового вектора выполняется $k_{\perp} > k_{\parallel}$. Так как при возбуждении баллонных колебаний периодически меняется поперечное сечение петли, то вследствие сохранения продольного магнитного потока возмущения меняют магнитное поле и термодинамические параметры плазмы. Это означает, что можно рассматривать баллонные колебания как аналог БМЗ-колебаний. Подобные БМЗ-колебания плотного вспышечного ядра описаны в работе [3].

Затухание баллонных колебаний может быть связано с излучением волн в окружающую среду (акустический механизм), а также с диссипативными процессами в самой арке (электронной теплопроводностью, ионной вязкостью, потерями на излучение). Чтобы объяснить сравнительно низкую добротность пульсаций необходимо рассмотреть все возможные механизмы и определить процесс, связанный с максимальным декрементом затухания. Для оценки параметров плазмы по глубине модуляции, добротности и периоду пульсаций нетеплового гиротронного излучения оптически тонкого источника мы воспользуемся методикой, изложенной в [3].

Колебательный режим баллонных возмущений

Рассмотрим малые колебания плазменного языка длиной $L_1 = 2L/N$, где $L \approx \pi R$ — длина корональной арки, R — радиус кривизны магнитной силовой линии, $N = 1, 2, 3, \dots$ — целое число, определяемое количеством колеблющихся областей арки.

Область малых колебаний соответствует, в отличие от области баллонной неустойчивости действительным значениям частоты, $\omega^2 > 0$. Колебания происходят в результате суммарного действия дестабилизирующей силы, связанной с градиентом давления и кривизной магнитного поля $F_1 \sim p/R$ и возвращающей силы $F_2 \sim B^2/R$ натяжения магнитных силовых линий [9].

Дисперсионное уравнение для баллонной моды, с учетом конечности характерного размера области, подверженной желобковым возмущениям $L_1 = 2\pi/k_{\parallel}$, представимо в виде [8]

$$\omega^2 - k_{\parallel}^2 V_A^2 = -\frac{p}{R\rho l}; \quad l = \begin{cases} a, & a \gg \lambda_{\perp} \\ \lambda_{\perp}, & a \ll \lambda_{\perp} \end{cases} \quad (1)$$

где $k_{\parallel} = N\pi/L \neq 0$ — продольная компонента волнового вектора, $a = n(\partial n/\partial x)^{-1}$ — характерный размер неоднородности концентрации плазмы в поперечном полю направлении, λ_{\perp} — поперечный размер плазменного языка.

Определим период таких колебаний $T_p = 2\pi/\omega$ с помощью соотношения (1)

$$T_p = \frac{2L}{V_A} \sqrt{\frac{1}{N^2 - L\beta/(2\pi l)}}, \quad (2)$$

где $V_A = B/\sqrt{4\pi\rho}$ — альвеновская скорость. Оценим члены в знаменателе выражения под корнем в (2). Поскольку в условиях вспыхивающих петель длина петли $L \sim 10^{10}$ см, $l \sim 10^8 - 10^9$ см, параметр $\beta \sim 0.1$, имеем $L\beta/(2\pi l) \leq 1$, т. е. период колебаний можно определить следующим образом

$$T_p \approx \frac{2L}{V_A N}. \quad (3)$$

Отметим, что совпадающее с (3) выражение для периода баллонных колебаний корональной конденсации было получено Пустильником и Стасюком [6], исходящих из условия неустойчивости плазмы $\omega^2 < 0$. Однако применение критерия неустойчивости для нахождения параметров колебательного режима баллонных возмущений является не совсем корректной операцией.

Затухание баллонных колебаний

Так как развитие баллонных возмущений возможно лишь в случае плазмы, обладающей достаточно большим запасом тепловой энергии (nkT), то плотность вещества внутри арки должна на один–два порядка превосходить плотность плазмы снаружи. При этом акустическим затуханием, связанным с излучением МГД–волн в окружающую среду, можно пренебречь [5].

В случае затухающего колебательного процесса частоту колебаний представим в виде: $\omega = \omega_0 - i\gamma$, где γ — декремент затухания. Заметную роль в затухании колебаний могут оказывать джоулевы и радиационные потери, электронная теплопроводность и ионная вязкость. Декременты затухания для этих процессов запишем соответственно в виде [10, 11]

$$\gamma_J = \frac{1}{\sqrt{2}} \frac{m}{M} \frac{\omega^2}{\omega_{Bi}^2} v_{ei}, \quad (4)$$

$$\gamma_r = \frac{2\pi}{3} \frac{n^2 R(T)}{B^2} \sin^2 \theta, \quad (5)$$

$$\gamma_c = \frac{1}{3} \frac{M}{m} \frac{\omega^2}{v_{ei}} \beta^2 \cos^2 \theta \sin^2 \theta, \quad (6)$$

$$\gamma_v = \frac{1}{12} \sqrt{\frac{M}{2m}} \frac{\omega^2}{v_{ei}} \beta \sin^2 \theta, \quad (7)$$

здесь m , M — массы электрона и иона соответственно, θ — угол между направлением магнитного поля \mathbf{B} и волновым вектором \mathbf{k} , $\omega_{Bi} \approx 9.6 \times 10^3 B$ — гирочастота ионов, $R(T) = 5 \times 10^{-20} / \sqrt{T}$ — функция радиационных потерь для температурного интервала $T = 10^6 - 10^{7.6}$ К. Эффективную частоту столкновений электронов с ионами можно представить следующим образом

$$v_{ei} = \frac{5.5n}{T^{3/2}} \ln \left(10^4 \frac{T^{2/3}}{n^{1/3}} \right) \approx 60 \frac{n}{T^{3/2}}. \quad (8)$$

Исследование затухания БМЗ волн проводилось в [5] в случае поперечного распространения волны $k_{\parallel} = 0$ и было показано, что наибольшие потери энергии связаны с ионной вязкостью. В то же время имеющаяся в выражениях (5)–(8) сильная зависимость от угла θ , может изменить результаты работы [5] если $k_{\parallel} \neq 0$, что соответствует баллонным возмущениям.

Для выяснения, какой из процессов диссипации является доминирующим, с помощью выражений (4)–(8) проведем сравнение декрементов затухания, связанных с электронной теплопроводностью (γ_c), радиационными (γ_r) и джоулевыми (γ_j) потерями, с декрементом затухания γ_v из-за ионной вязкости:

$$\frac{\gamma_v}{\gamma_c} \approx \frac{4 \times 10^{-3}}{\beta \cos^2 \theta}, \quad (9)$$

$$\frac{\gamma_v}{\gamma_r} \approx 5 \times 10^2 \frac{T^3 \omega^2}{n^2}, \quad (10)$$

$$\frac{\gamma_v}{\gamma_j} \approx 2 \times 10^8 \frac{T^3}{n^2} \beta \sin^2 \theta. \quad (11)$$

Полагая характерные значения температуры $T \approx 10^7$ К, концентрации $n \approx 10^{11}$ см⁻³, для низкочастотных баллонных колебаний с периодом $T_p \approx 15$ с, из (10)–(11) получаем, что роль радиационного затухания и джоулевых потерь по сравнению с ионной вязкостью незначительна. Принимая в короне значение $\beta \approx 0.1$, из (9) находим, что энергетические потери, вследствие ионной вязкости меньше теплопроводных потерь, если угол $\theta < 78^\circ$.

Таким образом, наибольший вклад в затухание баллонных колебаний вносят ионная вязкость и электронная теплопроводность. Причем, как следует из (9), отношение декрементов затухания для этих процессов определяется плазменным параметром β и углом θ . При квазипоперечном ($\theta \approx 90^\circ$) распространении в короне баллонных колебаний плазмы с характерным параметром $\beta \sim 0.1$, добротность полностью определяет ионная вязкость, что согласуется с выводами [5], а при условии $\theta < 78^\circ$ доминирует электронная теплопроводность, в соответствии с результатами [3].

Модуляция гиротронного излучения и диагностика плазмы.

Рассмотрим влияние баллонных колебаний на модуляцию микроволнового излучения солнечных вспышек, за которое, как правило, ответственен нетепловой гиротронный механизм [12]. Для оптически тонкого источника спектральный поток излучения равен

$$F_f = \eta_f d \Omega, \quad (12)$$

где Ω — телесный угол источника, d — характерная толщина источника, η_f — коэффициент излучения. Применяя эмпирическую формулу для коэффициента излучения, полученную Далком и Маршем [13], имеем $\eta_f \sim B^{0.9\delta-0.22}$, где $2 < \delta < 7$ — показатель спектра ускоренных электронов. С учетом закона сохранения продольного магнитного потока ($d \sim B^{-1/2}$, $\Omega \sim B^{-1/2}$) из (12) находим [5]

$$F_f \sim B^{0.9\delta-1.22}. \quad (13)$$

Глубину модуляции определяем как $\Delta = (F_{\max} - F_{\min})/F_{\max}$, где F_{\max} и F_{\min} — максимальный и минимальный потоки излучения. С помощью (12)–(13) представим глубину модуляции в виде

$$\Delta = 2\xi \frac{\delta B}{B}, \quad \xi = 0.9\delta - 1.22, \quad (14)$$

здесь δB — амплитуда колебаний величины магнитного поля.

Как было показано выше, добротность колебаний $Q = \omega/\gamma = 2\pi s$ определяется при $\theta < 78^\circ$ электронной теплопроводностью (см. также [3]). Поэтому с учетом (6) в этом случае имеем

$$Q = \frac{\omega}{\gamma_c} \approx \frac{2m}{M} \frac{T_p v_{ei}}{\beta^2 \sin^2 2\theta}. \quad (15)$$

Возбуждение баллонных колебаний может произойти вследствие резкого возрастания давления $\delta p \approx nkT$ на импульсной фазе вспышки [3], поэтому можно записать

$$\frac{\delta B}{B} \approx \frac{\beta}{2} = \frac{4\pi knT}{B^2}. \quad (16)$$

Принимая во внимание выражение (16), из (14) находим

$$\beta = \Delta/\xi. \quad (17)$$

С учетом (3), (15)–(17), нетрудно получить следующие формулы для концентрации, температуры и магнитного поля вспышечной плазмы по таким характеристикам пульсаций микроволнового излучения, как добротность Q , период T_p и относительная глубина модуляции Δ :

$$T = 2.42 \times 10^{-8} \frac{\Delta}{\xi} \frac{L^2}{T_p^2 N^2} \text{ К}, \quad (18)$$

$$n = 4.94 \times 10^{-11} \left(\frac{\Delta}{\xi} \right)^{7/2} \frac{QL^3 \sin^2 2\theta}{T_p^4 N^3} \text{ см}^{-3}, \quad (19)$$

$$B = 6.46 \times 10^{-17} \left(\frac{\Delta}{\xi} \right)^{7/4} \frac{Q^{1/2} L^{5/2} \sin 2\theta}{T_p^3 N^{5/2}} \text{ Гс}, \quad (20)$$

В выражениях (18)–(20) L и T_p выражены в сантиметрах и секундах соответственно.

Проведем диагностику плазмы для вспышечного события 8 мая 1998 года. На Рис.1, 2 представлены временные профили излучения импульсной фазы вспышки, полученные с помощью радиогелиографа Nobeyama (Рис.1) на частоте 17 ГГц [14], а также с помощью спутников Yohkoh и GOES [15] (Рис.2) в жестком и мягком рентгене, соответственно. На Рис.2 изображен также источник рентгеновского излучения. В каналах L , M_1 источник имеет характерную «языкоподобную» форму, что свидетельствует в пользу развития баллонной моды желобковых возмущений. Пульсации радио и рентгеновского излучения можно связать с малыми колебаниями плазменных языков.

Излучение на частоте $f = 17$ ГГц как правило является оптически тонким, что дает возможность оценить температуру, концентрацию частиц и магнитное поле с помощью выражений (18)–(20). Из Рис.2 видно, что на длине петли $L \approx 10^{10}$ см укладывается четыре области развития баллонных возмущений, т. е. размеры каждой в среднем $L_1 \approx L/4$, поэтому в формуле (3) $N = 8$. Сравнительный анализ изображений

источников показал, что продольные размеры областей возмущения в среднем в 2.25 раза превосходят поперечные, отсюда $\text{tg } \theta = k_{\perp} / k_{\parallel} \approx 2.25$, угол $\theta \approx 66^{\circ} < 78^{\circ}$.

Следовательно, вывод о преобладающей роли электронной теплопроводности в затухании колебаний для события 8 мая 1998 года можно считать оправданным.

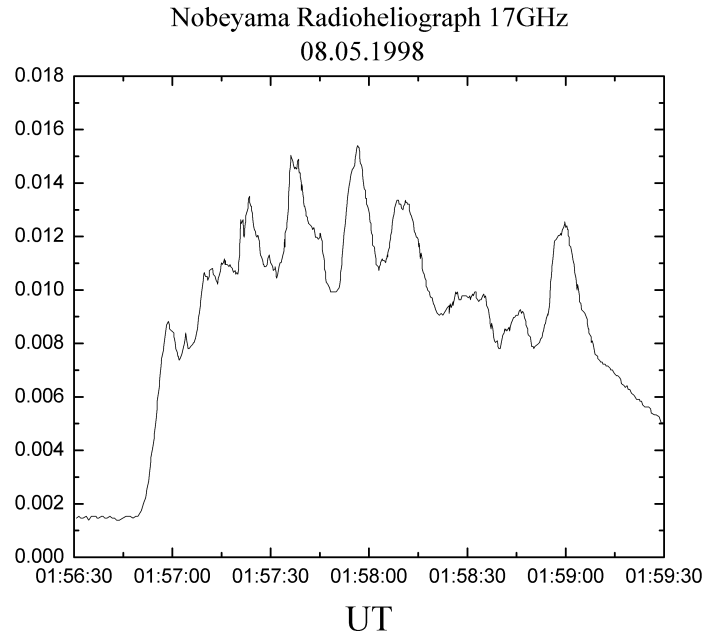


Рис.1. Временной профиль микроволнового излучения вспышки 8 мая 1998 года, полученный на солнечном радиогелиографе Nobeyama (17 ГГц). По вертикальной оси отложено отношение разности значений плотности потока излучения во время вспышки и до вспышки к предвспышечной плотности потока.

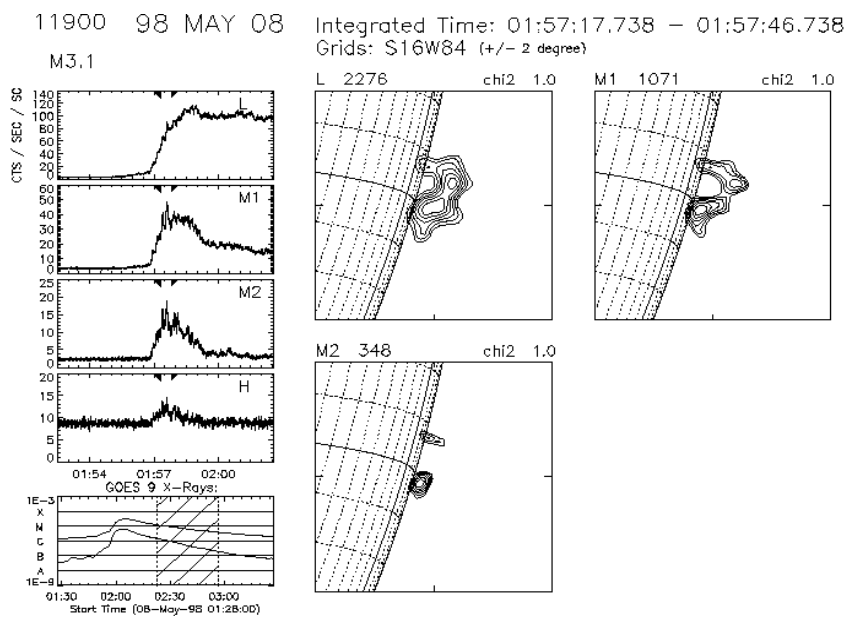


Рис.2 Временные зависимости потоков жесткого рентгеновского излучения в каналах L (14–23 кэВ), M₁ (23–33 кэВ), M₂ (23–53 кэВ) и H (53–93 кэВ), полученные на спутнике «Yohkoh» (слева). Изображение источников жесткого рентгеновского излучения в каналах L, M₁ и M₂

Фурье-анализ временного профиля микроволнового излучения выявил характерное значение периода баллонных колебаний $T_p \approx 16$ с. Среднее значение относительной глубины модуляции пульсаций составило $\Delta \approx 0.3$. Число колебаний, определяющее добротность Q пульсаций также легко определить из Рис.1 $s = 8$, т. е. $Q \approx 50$. Нестабильность фазы и периода пульсаций микроволнового излучения (Рис.1) могут быть связаны с имеющимися небольшими различиями в размерах колеблющихся областей.

Если предположить, что спектр излучающих электронов был достаточно мягким $\delta = 4$ [5], то находим из (14), (17) $\xi = 2.38$, $\beta = \Delta/\xi \approx 0.125$. С помощью (18)–(20) определяем следующие параметры вспышечной плазмы: температура $T \approx 1.9 \times 10^7$ К, концентрация частиц $n \approx 2.9 \times 10^{10}$ см⁻³, магнитное поле $B \approx 120$ Гс.

В случае более жесткого спектра $\delta = 3$, что справедливо для области вершины вспышечной петли [16], имеем $\xi = 1.48$, $\beta = \Delta/\xi \approx 0.2$, $T \approx 3 \times 10^7$ К, $n \approx 1.5 \times 10^{11}$ см⁻³, $B \approx 280$ Гс.

В соответствии с оценками, приведенными в [17], плазма во вспышечных петлях достаточно плотная, с типичными значениями электронной концентрации $n \approx 10^{11} - 5 \times 10^{11}$ см⁻³. Развитие баллонных возмущений более вероятно в плазме с большим запасом тепловой энергии, определяемой параметрами T и n . Поэтому, по нашему мнению, параметры плазмы, полученные при показателе спектра электронов $\delta = 3$ более реалистичны.

Заключение

В представленной работе рассмотрены малые баллонные колебания солнечных корональных петель, возникающие на импульсной фазе вспышки. С помощью дисперсионного уравнения, описывающего баллонные возмущения, определен период колебательного процесса. На основе аналогии баллонных и БМЗ-колебаний проведено исследование роли диссипативных процессов в затухании баллонной моды. Получены выражения, позволяющие проводить диагностику вспышечной плазмы по параметрам пульсаций в микроволновом диапазоне: глубине модуляции, добротности и периоду колебаний. Для события 8 мая 1998 года, получены значения концентрации $n \approx 1.5 \times 10^{11}$ см⁻³, температуры $T \approx 3 \times 10^7$ К и величины магнитного поля $B \approx 280$ Гс.

Авторы глубоко признательны Ю.Т.Цапу за обсуждения и ценные замечания.

Работа поддержана РФФИ (грант 00-02-16356-а), частично грантом INTAS 2001-00543 и государственной программой «Астрономия».

Список литературы

- [1] *Aschwanden M.J.* // Solar Phys., 1987, v. 111, p. 113.
- [2] *Williams D.R., Phillips K.J.H., Radawy P. et al.* // MNRAS, 2001, v. 141, p. 428.
- [3] *Зайцев В. В., Степанов А.В.* // Письма в АЖ, 1982, т. 8, N 4, с. 248.
- [4] *Ashwanden M.J., Fletcher L., Schrijver C.J. et al.* // Astrophys. J., 1999, v. 520, p. 880.
- [5] *Копылова Ю.Г., Степанов А.В., Цап Ю.Т.* // Письма в АЖ, 2002, т. 28, N 11, с. 870.
- [6] *Михайловский А. Б.* Теория плазменных неустойчивостей, т. 2., М.: Атомиздат, 1971.

- [7] *Shibasaki K.* // Proc. Nobeyama symposium NRO N 479 (eds. Bastian T., Gopalswamy N., Shibasaki K.), 1998, p. 419.
- [8] *Пустильник Л.А., Стасюк Н.П.* // *Астрофиз. исслед.* (Изв. САО), 1974, т. 6, с. 81.
- [9] *Арцимович Л.А., Сагдеев Р.З.* *Физика плазмы для физиков*, М.: Атомиздат, 1979.
- [10] *Брагинский С.И.* // *Вопросы теории плазмы*, 1963, вып. 1, с. 183.
- [11] *Tsap Y.T.* // *Solar Phys.*, 2000, v. 194, p. 131.
- [12] *Bastian T.S.* // Proc. Nobeyama symposium NRO N 479 (eds. Bastian T., Gopalswamy N., Shibasaki K.), 1998, p. 211.
- [13] *Dulk G.A., Marsh K.A.* // *Astrophys. J.*, 1982, v. 259, p. 350.
- [14] Nobeyama Radioheliograph Catalog of Events, N 3, NRO, Japan, 2002.
- [15] The Yohkoh HXT Image Catalogue, NRO, Japan, 1998.
- [16] *Yokoyama T., Nakajima H., Shibasaki K. et al.* // *Astrophys. J.*, 2002, v. 576, L87
- [17] *Doschek G.A.* // Proc Kofu Symposium NRO N 360 (eds. Enome S., Hirayama T.), 1994,

ON THE DAMPING OF BALLOONING MODES OF SOLAR CORONAL LOOPS

Yu.G. Kopylova, A.V. Stepanov

Summary

Ballooning oscillations of the solar coronal loops which are excited during impulsive phase of the solar flare are considered. The period of small ballooning oscillations using dispersion relation is obtained. The influence of the dissipative processes on the damping of ballooning oscillations is determined. We analyze the effect of coronal loops ballooning oscillations on the modulation of the microwave emission from solar flares in the case of the non-thermal gyrosynchrotron mechanism. The expressions for the flare plasma parameters based on modulations depth, Q-factor and oscillation period of microwave pulsation are proposed. For event of May 8, 1998 we obtained the following plasma parameters: the number density $n \approx 1.5 \times 10^{11} \text{ cm}^{-3}$, the temperature $T \approx 3 \times 10^7 \text{ K}$, and the magnetic field $B \approx 280 \text{ G}$.

ВОЗМОЖНОСТИ КЛАССИФИКАЦИИ АКТИВНЫХ ОБЛАСТЕЙ НА СОЛНЦЕ ПО МИКРОВОЛНОВОМУ ИЗЛУЧЕНИЮ ИСТОЧНИКОВ S-КОМПОНЕНТЫ

**Петерова Н.Г., Абрамов-Максимов В.Е., Агалаков Б.В.,
Борисевич Т.П., Ильин Г.Н.**

Продолжено развитие метода классификации локальных источников S-компоненты микроволнового излучения Солнца на основе наблюдений с высоким пространственным разрешением [2]. Новый подход к решению этой задачи связан с использованием основного преимущества радионаблюдений (по сравнению с рентгеновскими), а именно, большей чувствительности к изменениям температуры корональной плазмы, чем плотности. Предлагаемый метод классификации в закодированном виде содержит информацию о степени нагрева активной короны в широком интервале высот - от 5 до 100 тыс. км над уровнем фотосферы. Апробация метода на наблюдениях 25 активных областей показала, что яркостная температура микроволнового излучения является независимым параметром, характеризующим активную область, и потому классификация по указанному принципу не дублирует уже известные способы классификации, в частности, морфологические. Метод классификации локальных источников в модифицированном виде призван давать сведения о присутствии долгоживущей высокотемпературной плазмы и способствовать диагностике источников первичного выделения и накопления энергии для образования этой плазмы.

1. ВВЕДЕНИЕ

Классификация различного рода проявлений солнечной активности широко применяется при ее исследовании. Известны морфологические, магнитные, спектральные и рентгеновские классификации, которые позволяют кратко охарактеризовать особенности структуры группы пятен и ее магнитного поля, мощность хромосферной вспышки, вид профиля всплеска и тип его спектра в метровом диапазоне волн, и т.д. Все это призвано упорядочить сведения об активных процессах, протекающих в атмосфере Солнца - от фотосферы до хромосферы и короны.

Одним из проявлений солнечной активности, до сих пор не подвергнутым систематизации, являются источники повышенного микроволнового излучения, расположенные в короне над активными областями (АО). Это так называемые локальные источники (л.и.) S-компоненты радиоизлучения Солнца - долгоживущие образования, иногда существующие в течение нескольких солнечных оборотов и характеризующиеся повышенным значением температуры и плотности [1]. В настоящее время имеется богатейший материал, накопленный за последние 3 солнечных цикла регулярными наблюдениями л.и. с высоким пространственным разрешением (0,3 - 2 угл. мин.) на Большом пулковском радиотелескопе (БПР) - с 1963 г., радиотелескопе РАТАН-600 - с 1974 г., Сибирском солнечном радиотелескопе (ССРТ) - с 1986 г. и японском радиогелиографе Nobeyama - с 1992 г. Идея классификации л.и. принадлежит Г.Б.Гельфрейху, однако первая попытка ее реализации [2], фактически дублировала морфологическую классификацию пятен. Современный уровень знаний о л.и. позволяет углубить прежний подход к классификации и предложить новый метод, отличный от изложенного в [2].

Предлагаемый метод классификации л.и. (назовем его LS-классификацией) базируется на известных особенностях их структуры [3] и, как будет показано ниже,

призван давать сведения о яркости излучения, т.е. степени нагрева корональной плазмы над АО. Таким образом, оказываются реализованными преимущества радионаблюдений, как более чувствительные к изменениям температуры, по сравнению с рентгеновскими, на основе которых оценивается главным образом плотность.

2. ОПИСАНИЕ МЕТОДА LS-КЛАССИФИКАЦИИ И РЕЗУЛЬТАТЫ АПРОБАЦИИ

Согласно современным представлениям о 3D-структуре источника микроволнового излучения над АО [3], его модель имеет форму корональной петли (см. рис.1). В простейшем и наиболее часто встречающемся случае биполярной АО, основания этой арки закреплены в разнополярных пятнах группы, в сильных (сотни и тысячи гаусс) магнитных полях которых на высоте около 5 тыс. км над фотосферой расположены яркие компактные источники циклотронного излучения на 2-й и 3-й гармониках гирочастоты (ω_2 и ω_3). Эти источники просвечивают через вышерасположенную плазму, удерживаемую в вершине корональной петли на высотах от 30 до 100 тыс. км и образующую менее яркий (по сравнению с циклотронными) протяженный источник, называемый "гало". Как должно выглядеть в целом изображение л.и. с точки зрения этой модели по наблюдениям с двумерным и одномерным разрешением, схематически показано на рис.1а и 1б.

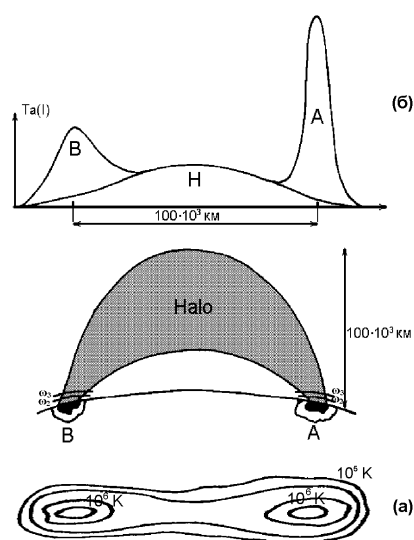


Рис.1. Схематическое изображение 3D-структуры локального источника (л.и.) микроволнового излучения, где детали А и В (ω_2 , ω_3) – яркие источники циклотронного излучения, расположенные в сильных магнитных полях солнечных пятен; деталь Н (гало) – протяженный источник излучения, связанный с плазмой, удерживаемой в магнитосфере активной области (АО). Здесь же показано, как выглядит эта структура по наблюдениям с высоким одномерным (верхняя часть рисунка) и двумерным разрешением (нижняя часть рисунка).

В последние годы в структуре л.и., обычно принадлежащих вспышечно активным группам пятен, обнаружены еще короткоживущие (несколько дней) детали, не имеющие четкого отождествления - так называемые пекулярные источники [4]. Рис.2 демонстрирует структуру изображения л.и. на примере реальных наблюдений с одномерным разрешением на РАТАН-600 [3].

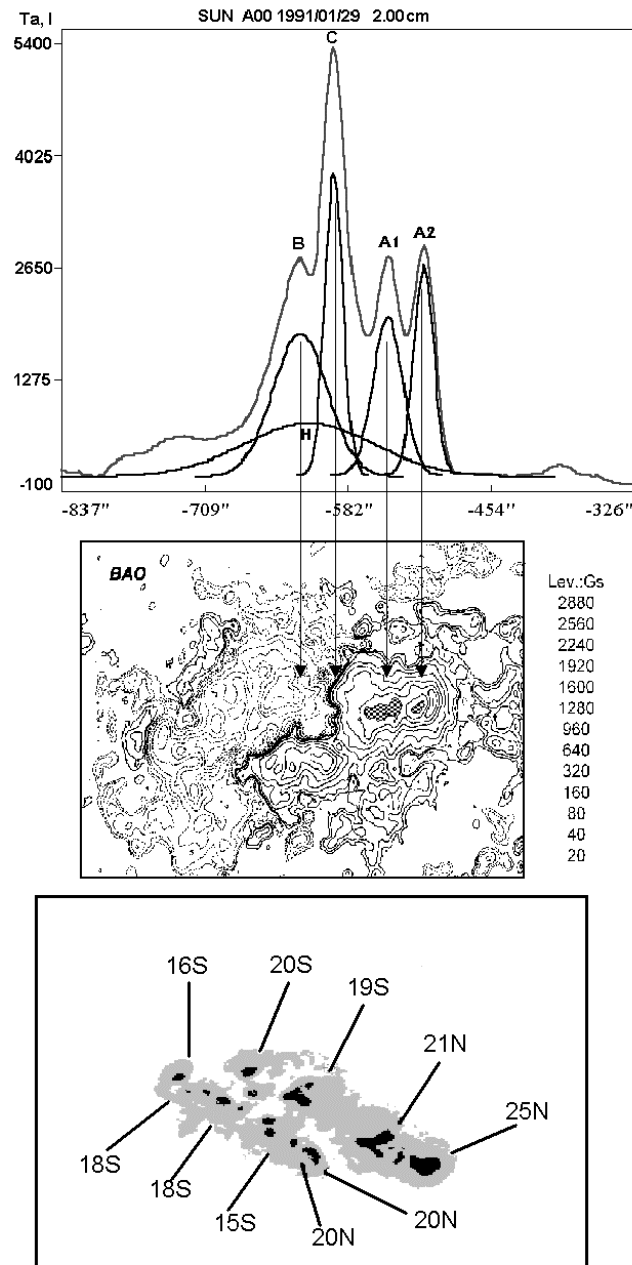


Рис.2. Пример реальной структуры л.и. АО NOAA 6462+6466=6469 по наблюдениям на радиотелескопе РАТАН-600 и отождествление отдельных деталей с использованием магнитограммы и фотогелиограммы АО [3]. Детали А и В – головное и хвостовое пятно соответственно, деталь Н – гало, деталь С – пекулярный источник, расположенный над нейтральной линией магнитного поля в области больших градиентов этого поля

Таким образом, структуру л.и. можно разделить на 3 основные компоненты: (1) пятенные (или ядерные) яркие детали с размерами (20-30) угл. сек. и яркостной температурой $T_b \sim 1$ МК, (2) протяженный источник типа гало с размерами порядка общей протяженности АО (обычно 2-4 угл. мин.) и $T_b \sim 100$ КК, и (3) пекулярные источники, яркость которых в отдельных случаях достигает 10 МК. Пределы изменения характеристик всех трех составляющих структуры известны, и их можно закодировать предлагаемым в таблице 1 способом:

Таблица 1

Деталь структуры л.и.	Код	Пояснение *)
Пятенные Источники	1К	$T_b \leq 1MK$
	2К	$1MK \leq T_b \leq 3MK$
	3К	$T_b \geq 3MK$
Гало	1Н	$< 50\%$
	2Н	$Fh/Fo \approx 50\%$
	3Н	$> 50\%$
Пекулярные Детали	0Р	Нет
	1Р	Есть
«Типичный» пример л.и.	2К/2Н/0Р	$T_b = 2MK$ $Fh/Fo = 50\%$ Пекулярной детали нет

*) T_b - максимальная яркостная температура излучения пятенных деталей, Fh / Fo - оценка вклада гало Fh в общий поток л.и. Fo .

Указанный способ был опробован на материале исследований комплекса активности (декабрь 1990 г. - февраль 1991 г.), наблюдавшегося в 3-х оборотах Солнца на радиотелескопах РАТАН-600 и ССРТ, что позволило проследить изменение яркости отдельных компонент этого комплекса по мере его развития (см. рис.3). Характерной особенностью этого комплекса было относительно слабое гало, вклад которого в общее излучение л.и. с течением времени уменьшался. Возможно, с этим связана и повышенная яркость ниже расположенных пятенных деталей структуры л.и., для которых гало в данном случае было прозрачно и не оказывало поглощающего воздействия. Подробное исследование этого комплекса по наблюдениям во втором обороте (январь 1991 г.) содержится в [22].

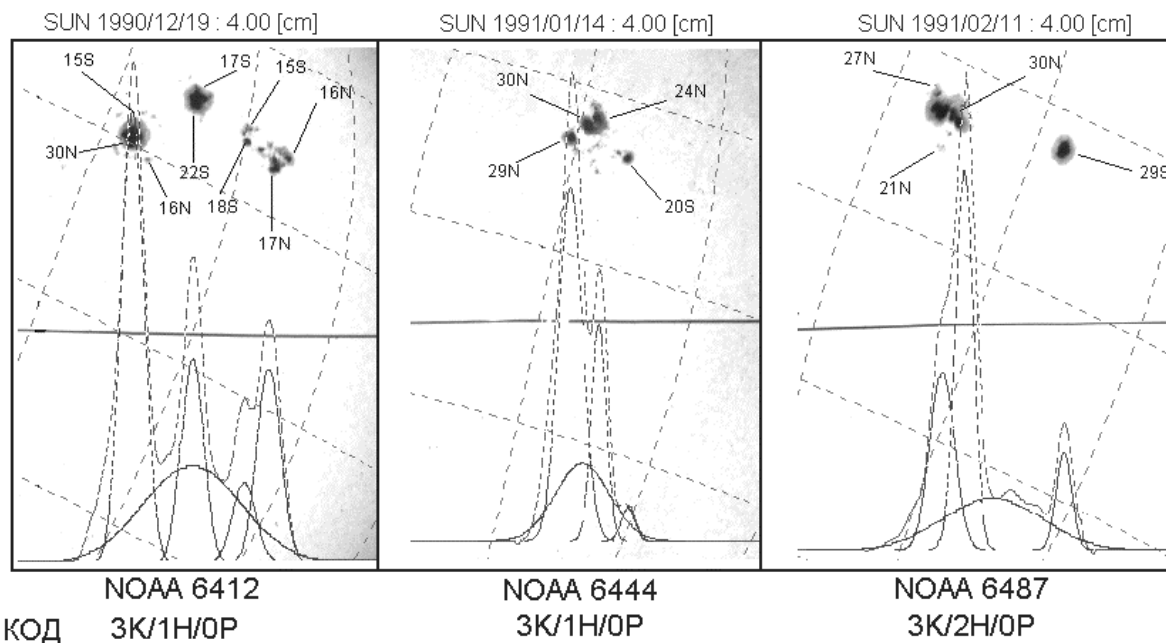


Рис.3. Динамика структуры долгоживущей АО, существовавшей на диске Солнца в течение 3-х оборотов (NOAA 6412 – NOAA 6444 – NOAA 6487), по наблюдениям на ГАС и РАТАН–600. Здесь же внизу рисунка указано, как менялся класс этой АО согласно LS–классификации.

Таблица 2

No. AR	Момент СМР	Класс	Ссылка
HR 14179	IV – 27,4 1976 г.	1К/3Н/1Р	[10]
СД 162	XII – 24,1 1977 г.	1К/3Н/0Р	[11]
HR 16631	VI – 4,9 1980 г.	3К/--/1Р	[12]
HR 16839	V – 13,3 1980 г.	3К/2Н/0Р	[13]
HR 16850	V – 20,6 1980 г.	2К/1Н/1Р	[9]
HR 16862+ 16863+ 16864	V – 26,3 1980 г.	3К/--/1Р	[14]
NOAA 3804	VII – 15,0 1982 г.	3К/2Н/1Р	[15]
NOAA 4682	VIII - 3,3 1985 г.	1К/--/0Р	[16]
NOAA 4841+ 4842	VIII - 18,7 1987 г.	1К/--/--	[17]
NOAA 5115	VIII - 25,2 1988 г.	1К/1Н/0Р	[18]
NOAA 5200	X – 24,1 1988 г.	1К/3Н/0Р	[19]
NOAA 5629	VIII - 24,3 1989 г.	3К/1Н/1Р	[20]
NOAA 6161	VII – 23,2 1990 г.	2К/2Н/0Р	[21]
NOAA 6412+ 6413+ 6415	XII – 18,0 1990 г.	3К/2Н/0Р	-----
NOAA 6444	I – 14,1 1991 г.	3К/1Н/0Р	[22]
NOAA 6487	II – 11,2 1991 г.	3К/1Н/0Р	-----
NOAA 6462+ 6466+ 6469	I - 27,7 1991 г.	2К/1Н/0Р	[13]
NOAA 6471	II - 31,9 1991 г.	2К/2Н/0Р	[17]
NOAA 6718	VII – 13,0 1991 г.	2К/1Н/0Р	[3]
NOAA 6555	III - 24,3 1991 г.	3К/3Н/1Р	[24]
NOAA 6545	III-16,9 1991 г.	3К/1Н/0Р	-----
NOAA 6659	VI - 9,5 1991 г.	3К/1Н/1Р	[24]
NOAA 6728	VI-9,5 1991 г.	2К/2Н/0Р	-----
NOAA 7260	VIII – 18,2 1992 г.	3К/2Н/0Р	[25]
NOAA 8108	XI-20,1 1997 г.	3К/2Н/1Р	[26]
NOAA 9097	VII-24,5 2000 г.	2К/1Н/0Р	[27]

Примечание: Прочерк означает отсутствие данных.

Кроме того, LS-классификации были подвергнуты еще 23 АО, результаты исследования которых с помощью указанных выше инструментов в основном были опубликованы ранее (см. таблицу 2 и библиографию). Анализ приведенных в таблице 2 результатов показал, что предлагаемый способ классификации АО позволяет достаточно полно охарактеризовать разнообразие физических параметров (электронной температуры T_e и магнитного поля H) активной короны.

В таблице 3 показано количество АО, принадлежащих каждому классу (в таблицу 3 не попали 4 АО из таблицы 2, для которых отсутствует полный набор кодов). Как видно из таблицы 3, число возможных классов равно 18 ($9 \cdot 2 = 18$). Из возможных 18 в таблице 2 встречаются 11 классов. Таким образом, даже относительно небольшое

число рассмотренных АО содержит более половины возможных классов. Это говорит о том, что предлагаемая классификация отражает различия, существующие в реальных АО.

Таблица 3

Коды К и Н	0P	1P
1K1H	*	
1K2H		
1K3H	**	*
2K1H	***	*
2K2H	***	
2K2H		
3K1H	***	**
3K2H	***	**
3K3H		*

Следует отметить также, что данные, представленные в таблице 2, получены на основе материалов исследования АО, отличавшихся некоторыми особенностями, описанию которых и посвящены соответствующие публикации. Поэтому нельзя считать, что таблица 3, которую можно рассматривать как гистограмму распределения АО по классам LS-классификации, адекватно отражает истинное распределение АО, которое было бы получено на основе материалов, не подвергшихся селекции. Другими словами, таблицу 3 не нужно рассматривать, как гистограмму типичного распределения АО по классам LS-классификации, это только гистограмма распределения для выбранного набора АО. Гистограмму распределения всех АО, наблюдавшихся на Солнце за год или даже за несколько лет, предполагается получить в дальнейшем путем специального исследования.

Анализ таблицы 2 показал, что LS-классификация не дублирует уже известные. К примеру, в класс 3K/2H/1P попали две АО, совершенно различные по площади и морфологии пятен. Сильный разогрев корональной плазмы над ними был связан со сложной топологией магнитного поля (см. рис.4а и 4б). Первая из этих АО NOAA 3804 (рис.4а) была одной из самых мощных в 21-м цикле СА - в максимуме своего развития ее площадь достигала 3300 м.д.п.[15]. Она принадлежала к морфологическому классу F, структура магнитного поля характеризовалась дельта-конфигурацией. В NOAA 3804 произошло более 240 хромосферных вспышек, две из них были протонными. Другая АО NOAA 8108 (рис.4б) была значительно меньшей площади ($S_p \sim 300$ м.д.п.) и относилась к классу D [26]. Общим признаком обеих АО было наличие дельта-конфигурации магнитного поля, однако активность NOAA 8108 проявлялась в другой форме - не в виде хромосферных вспышек, как у NOAA 3804, а в форме долгоживущего гигантского стримера и, возможно, событий типа CME.

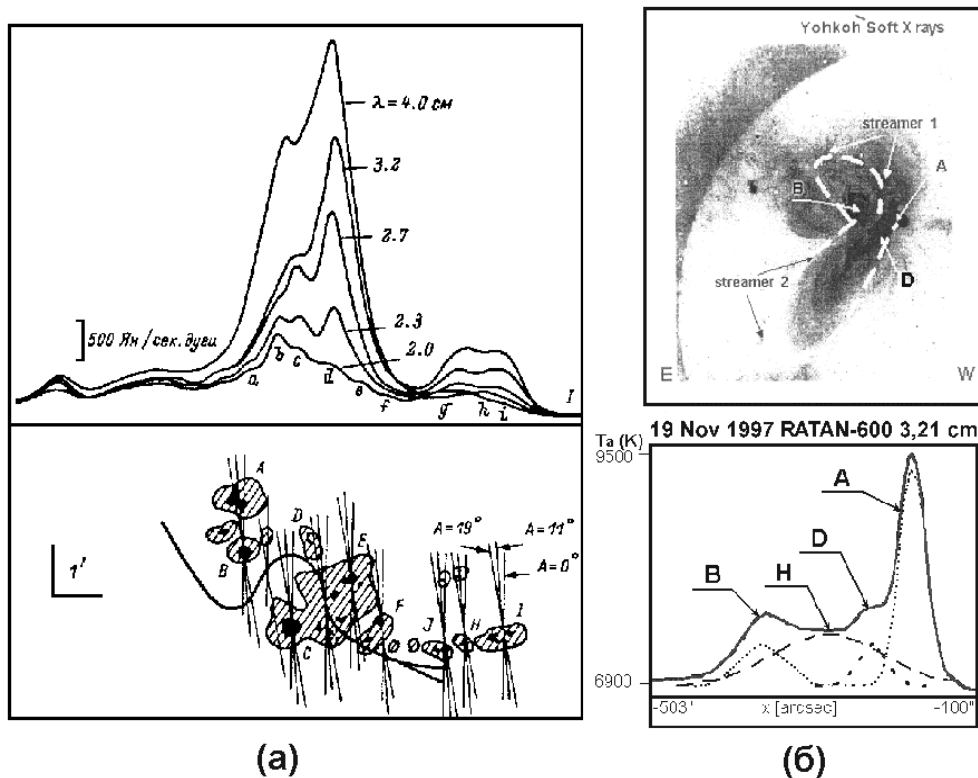


Рис.4. Пример, иллюстрирующий различие двух ярких АО, попавших в один класс (3К/2Н/1Р) LS-классификации. Общим свойством обеих АО являлось наличие дельта-конфигурации магнитного поля.

3. ДИСКУССИЯ

Необходимость классификации л.и. вызвана большим разнообразием их характеристик. Об этом свидетельствуют результаты статистических исследований во всем микроволновом диапазоне длин волн [5-7]. К примеру, из рис.5 [6], видно, что для групп пятен морфологического класса D связь между площадью группы и потоком радиоизлучения принадлежащего ей л.и. на волне 4,5 см очень слабая. Отсюда следует, что яркость излучения меняется в очень широких пределах - в данном случае более чем в 5 раз, если о яркости судить по излучательной способности, понимаемой как отношение потока излучения л.и. к площади соответствующей группы пятен (Fl.s./Sp). Не зависит яркость излучения л.и. и от напряженности магнитного поля пятен, а также фазы солнечного цикла. Иными словами, яркость излучения л.и. является независимой характеристикой АО и потому выбрана нами в качестве основного параметра LS-классификации.

Яркостная температура излучения пятенных деталей структуры л.и. прямо дается LS-классификацией. Степень прогрева плазмы в вершине корональной петли определяется мощностью гало (в процентном отношении к суммарному потоку излучения л.и.). Вклад гало в общее излучение л.и., особенно в длинноволновой части спектра на $\lambda > 5$ см, существенно возрастает при наличии в магнитосфере АО даже сравнительно небольшого количества надтепловых электронов ($10^{4\pm 5}$). Присутствие в структуре л.и. участков исключительно сильного разогрева плазмы, близкого к характерному для всплещного состояния АО (10 МК), указывается LS-классификацией в форме теста "есть" - "нет". Таким образом, все три составляющие LS-классификации привязаны к температуре корональной плазмы над АО.

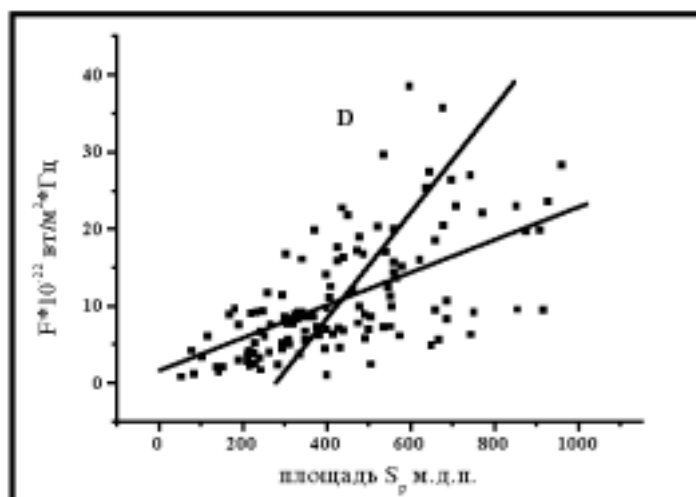


Рис.5. Статистическая связь между площадью (S_p) групп пятен морфологического класса D и интегральным потоком излучения соответствующих этим группам л.и. на волне 4,5 см (F) согласно [6].

Как было отмечено выше, основным преимуществом исследований активной короны по ее микроволновому излучению (по сравнению с рентгеном) является более высокая чувствительность этих исследований к температуре (а не плотности). Эти преимущества очень наглядно продемонстрированы в [8], авторы которой сами обработали рентгеновские наблюдения и показали, что самые "толстые" области не совпадают по положению с самыми яркими (см. рис.6) и что именно через эти яркие области проходит сепаратор АО, около которого должны находиться источники первичного выделения энергии во вспышке. В [9] показано, что в структуре л.и. уже за 5 дней до крупной протонной вспышки в этом месте появляется долгоживущая деталь (С), по контрасту сравнимая с пятенной (см. рис.7), в то время как в рентгене этот участок АО попадает в поле зрения наблюдателей, выделяясь высокой температурой (~40 МК), только благодаря применению особой методики, требующей длительного накопления.

Уже сейчас очевидно, что предлагаемый метод классификации л.и. может совершенствоваться путем включения в код АО сведений о характере спектра потоков и поляризации, а также динамике развития л.и. на волнах 1,7 см и 5,2 см. Пока разрабатываемая нами методика базируется на наблюдениях в диапазоне (4 - 5) см, в котором достаточно контрастно представлены все три компоненты структуры л.и.

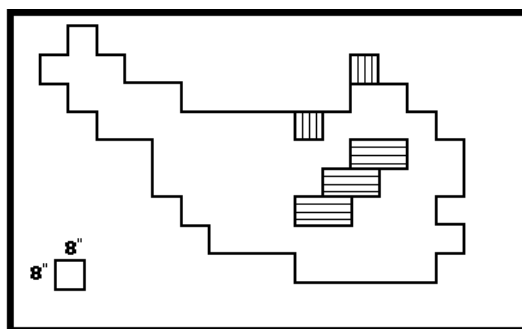


Рис.6. Области наибольшей яркости (вертикальная штриховка) и наибольшей плотности (горизонтальная штриховка) согласно наблюдениям вспышечноактивной АО в рентгеновском диапазоне [8].

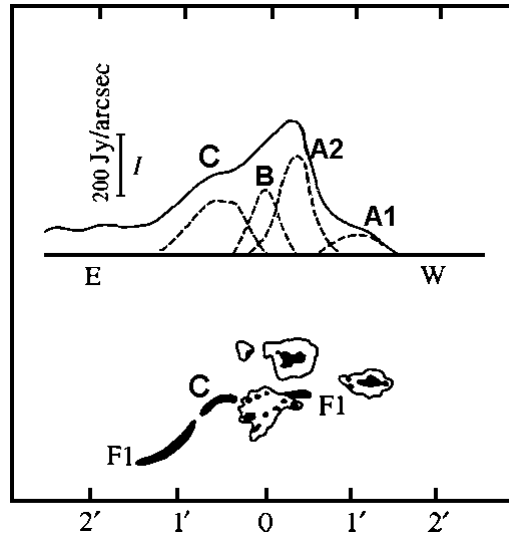


Рис.7. Пример уярчения одной из деталей структуры л.и. (деталь С), наблюдавшегося на радиотелескопе РАТАН–600 за 5 дней до возникновения в этом месте мощной протонной вспышки [9].

4. ОСНОВНЫЕ РЕЗУЛЬТАТЫ

1. Продолжена разработка метода классификации л.и. на основе наблюдений радиоизлучения Солнца с высоким пространственным разрешением (не хуже 40 угл. сек.), позволяющим выделить отдельные детали структуры л.и., расположенные в короне над АО на высоте от ~5 до 100 тыс. км от фотосферы.

2. Новизна разработки заключается в том, что в отличие от предложенного ранее морфологического способа классификации [2], предлагается методика, основанная на физических параметрах области излучения. В качестве главного параметра избрана яркость излучения, которая оценивается для трех основных деталей структуры л.и.: (а) пятенных (или ядерных) источников, (б) источника типа гало, связанного с магнитосферой АО, и (в) пекулярных источников, не имеющих четкого отождествления со структурными особенностями АО, наблюдаемыми в других диапазонах электромагнитного излучения.

3. Новый метод опробован на наблюдениях 26 АО, в основном уже опубликованных ранее. Анализ полученных результатов показал, что предлагаемый способ не дублирует уже известные способы классификации АО и позволяет кратко (в виде кода), но довольно полно охарактеризовать степень нагрева корональной плазмы над АО и, таким образом, способствовать диагностике долгоживущей высокотемпературной плазмы и ее источников (токовые слои, магнитные ловушки и т.д.).

Работа выполнена при частичной поддержке грантов РФФИ ведущая научная школа 00-15-96710, 01-07-90346, 00-02-18017, а также Госконтракта № 40.022.1.1.1104.

ЛИТЕРАТУРА

- [1] Железняков В.В.: 1964, Радиоизлучение Солнца и планет, с.86.
- [2] Абрамов-Максимов В.Е., Гельфрейх Г.Б., Плотников В.М.: Проблема классификации локальных источников радиоизлучения Солнца в сантиметровом диапазоне волн. XX Всесоюзная конференция по радиофизическим исследованиям солнечной системы (пос. Научный, КрАО, 2 - 6 октября 1988г.). Тезисы докладов. Симферополь, 1988, с.25.

- [3] T.I.Kaltman, A.N.Korzhavin, N.G.Peterova, B.I.Lubyshev, V.P.Maksimov, C.E.Alissandrakis, Q.Fu: Sunspot-associated sources, a peculiar source and a halo-like source as basic components of the 3D structure of a large active region from RATAN-600 and SSRT observations, 1998, in Second Advances in Solar Physics Euroconference "Three-Dimensional Structure of Solar Active Regions", ASP Conference Series, v.155, pp.140-144.
- [4] Ватрушин С.М., Коржавин А.Н., сборник «Физика солнечной плазмы», 1989, М., Наука, с.100.
- [5] Соболева Н.С.: 1970, Изв.ГАО, т.185, с.1883.
- [6] Петерова Н.Г.: 1974, Астрофиз. исслед. (Изв.САО), т.6, с.39.
- [7] Боровик В.Н.: 1975, Сообщения САО, выпуск 15, с.21.
- [8] Ден О.Г., Сомов Б.В.: 1989, АЖ, т.66, вып.2, с.294.
- [9] Peterova N.G., Golovko A.A., Stoyanova M.N.: 1997, Astronomy Reports, v.41, No.3, p.409 (Traslated from AZ, v.74, No.3, p.466).
- [10] Peterova N.G., Korzhavin A.N.: Microwave sources with anomalous polarization and high temperature of complex active regions on the Sun, 1998, Bull. Spec. Astrophys. Obs., v.44, pp.71.
- [11] Коржавин А.Н., Лубышев Б.И.: Структура активной области по наблюдениям на РАТАН-600, 1994, Исслед. по геомаг., аэрон. и физике Солнца, вып.102, с.183.
- [12] Боровик В.Н., Драке Н.А., Коржавин А.Н., Плотников В.М.: Эволюция и структура вспышечно-активной области HR 16631 (февраль 1980 г.) по наблюдениям на РАТАН-600, 1989, Кинематика и физика небесных тел, т.5, #1, с.63.
- [13] Peterova N.G., Soloviev A.A., Csepura G.: On the sudden depression of radio emission from plasma above a fast moving sunspot, 2001, Solar Phys., v.201, pp.137.
- [14] Alissandrakis C.E., Gelfreikh G.B., Borovik V.N., Korzhavin A.N., Bogod V.M., Nindos A., Kundu M.R.: Spectral observations of active region sources with RATAN-600 and WSRT, 1993, Astron. Astrophys., v.270, p.509.
- [15] Ахмедов Ш.Б., Богод В.М., Боровик В.Н., Вильсон Р.Ф., Гельфрейх Г.Б., Дикий В.Н., Коржавин А.Н., Ланг К.Р., Петров З.Е.: Структура активных областей на Солнце по наблюдениям на VLA и РАТАН-600 в июле 1982 г., 1987, Астрофиз исслед., т.25, с.105.
- [16] Nindos A., Alissandrakis C.E., Gelfreikh G.B., Borovik V.N., Korzhavin A.N., Bogod V.M. Two-dimensional mapping of the Sun with the RATAN-600, 1996, Solar Phys., v.165, p.41.
- [17] Нагелис Л., Рябов Б.И.: Энергетические характеристики активной области с межпятенным компонентом радиоизлучения в сантиметровом диапазоне, 1992, Кинематика и физика небесных тел, т.8, с.32.
- [18] Агалаков Б.В., Зубкова Г.Н., Леденев В.Г., Лубышев Б.И., Нефедьев В.П., Язев С.А., Кердраон А., Урбарц Х.В.: Предвспышечные изменения пятенного и флоккулярного источников радиоизлучения и развитие вспышки балла 2N в хромосфере и короне в активной области NOAA 5115 23 августа 1988 г., 1996, Исслед. по геомаг., аэрон. и физике Солнца, вып.104, с.113.
- [19] Peterova N.G.: On the relation between sunspot and interspot components of microwave radiation of solar active regions, 1994, Bull. Spec. Astrophys. Obs., v.38, p.133-142.
- [21] Уралов А.М., Сыч Р.А., Лубышев Б.И., Нефедьев В.П., Головки А.А., Коробова З.Б., Алиссандракис К.Э., Смарт Р.Н., Занг Хонги: Микроволновый источник над нейтральной линией как фактор прогноза крупных рентгеновских вспышек, 1996, Исслед. по геомаг., аэрон. и физике Солнца, вып.104, с.23.

- [21] Bogod V.M., Gelfreikh G.B., Willson R.F., Lang K.R., Opeikina L.V., Shatilov V., Tsvetkov S.V.: Very Large Array - RATAN-600 observations of a solar active region, 1992, *Solar Phys.*, v.141, p.303.
- [22] Абрамов-Максимов В.Е., Кушнир М.В., Петерова Н.Г., Рябов Б.И.: Пятенная компонента радиоизлучения активной области AR 6444, 2000, *Известия ГАО*, т.215, с.283.
- [23] Кальтман Т.И., Коржавин А.Н., Петерова Н.Г.: Структура мощного миллиметрового всплеска на стадии "post burst increase" по наблюдениям на РАТАН-600, 1996, *Изв. Акад. Наук, сер. физическая*, т.60, #8, с.160.
- [24] Уралов А.М., Сыч Р.А., Щепкина В.Л., Зубкова Г.Н., Смольков Г.Я.: Микроволновый источник над нейтральной линией как фактор прогноза крупных рентгеновских вспышек, 1998, *Исслед. по геомаг., аэрон. и физике Солнца*, вып.108, с.28.
- [25] Абрамов-Максимов В.Е., Богод В.М., Боровик В.Н., Вяльшин Г.Ф., В.И.Гараимов В.И., Гельфрейх Г.Б., Медарь В.Г.: О высотном распределении магнитного поля над пятном по данным оптических и радиоастрономических наблюдений, 1996, *Изв. ВУЗ, Радиофизика*, т.39, с.1436.
- [26] Peterova N.G., Ryabov B.I., Tokhchukova S.Kh.: 2001, *Bull. Spec. Astrophys. Obs.*, v.51, p.106.
- [27] Рябов Б.И., Богод В.М., Гельфрейх Г.Б., Максимов В.П., Драго Ф., Лубышев Б.И., Петерова Н.Г., Борисевич Т.П. Корональная магнитография активных областей на солнце. Тезисы конференции стран СНГ и Прибалтики «Активные процессы на Солнце и звездах», СПб, 1-6 июля 2002г, стр.29.

POSSIBILITIES OF CLASSIFYING SOLAR ACTIVE REGIONS FROM MICROWAVE EMISSION OF S-COMPONENT SOURCES

Peterova N.G., Abramov-Maksimov V.E., Agalakov B.V., Borisevich T.P., Ilyin G.N.

SUMMARY

The method for classifying local sources of the solar microwave emission S-component is further developed, based on high spatial resolution observations [2]. The new approach to addressing this issue implies exploiting the main advantage of radio observations (compared to X-ray techniques), namely, the higher sensitivity to coronal plasma temperature rather than density variations. The proposed method of classification in coded form contains information about the degree of active corona hating over a wide range of altitudes: from 5 to 100 thousand kilometers above the photospheric level. A testing of the method using observations of 25 active regions showed that brightness temperature of microwave emission is an independent parameter characterizing the active region and, hence, a classification from the above-mentioned principle does not duplicate existing classification techniques, such as morphological ones. The method for classifying local sources in a modified form would provide information about the presence of long-lived high-temperature plasma and to promote diagnostics of sources of primary generation and accumulation of energy for the formation of this plasma.

СВЕРХНОВЫЕ ТИПА II.

І. ЯРКИЕ СПИРАЛЬНЫЕ ГАЛАКТИКИ АРМ КАТАЛОГА СЕВЕРНОГО НЕБА

Полякова Г.Д.

На основе выборки ярких ($B_T < 16.^m5$) спиральных и неправильных галактик проведены статистический анализ и сравнение фотометрических систем каталогов RC3 и АРМ северного неба. Полученные уравнения линейной регрессии позволяют по данным из АРМ для позиционных углов, изофотных диаметров, отношений осей и звездных величин определить их редуцированные значения в системе каталога RC3.

1. Введение

К концу 2001 года было открыто 478 сверхновых типа II (SNe II). Они наблюдались в 445 родительских галактиках, из которых 150 являются малоизученными. SNe II были открыты в них, главным образом, в 90-е и последующие годы при выполнении разнообразных проектов по наблюдению сверхновых звезд. Согласно данным Циркуляров МАС (в основном) для 122 этих галактик определены лучевые скорости, для 7 - приведены оценки звездных величин. 14 галактик классифицированы как спиральные (S...) без уточнения подтипа, по одной отнесено к неправильным и голубым компактным галактикам.

Эти малоизученные галактики составляют около трети от полного числа (445) родительских галактик. Отсутствие необходимой информации о них приводит к существенному сокращению объема выборки при проведении различных статистических работ. Поэтому получение нужной информации является актуальной задачей, разрешимой благодаря появившимся в 90-е годы АРМ (Automatic Plate Measuring) каталогам северного и южного неба [1-3]. Эти каталоги представляют собой оцифрованные версии первого Паломарского (POSS-I) и UKST обзоров. В представляемой работе мы ограничимся исследованием только каталога АРМ северного неба [1,2].

При его составлении авторы использовали сканы стеклянных копий негативов 879 площадок POSS-I (севернее $\delta = -27^\circ$ по склонению), полученных на широкоугольном (поле $6.^\circ5 \times 6.^\circ5$) 48" телескопе системы Шмидта Паломарской обсерватории. При проведении обзора каждая площадка фотографировалась в двух цветах (красном и голубом) на пластинках Eastman 103a-E и Eastman 103a-O, соответственно. Все экспозиции выполнялись практически в меридиане в фотометрически ясные безлунные ночи при качестве изображения не хуже 3". Предельные фотографические звездные величины для голубой области спектра составляют $21.^m1$, а для красной $20.^m0$ [4].

Автоматическое сканирование негативов в [1,2] проводилось с интервалом $0''.5$ и разрешением $1''$. Порог обнаружения изображения на 103a-O и 103a-E пластинках составляет около 24^m и 23^m с квадратной секунды дуги, соответственно. В каталоге для каждого объекта приводятся экваториальные координаты α , δ , а также измеренные по соответствующим негативам фотографические величины R и B (обозначения авторов), радиусы большой оси, эллиптичность ($e=1-b/a$), позиционные углы и классификация изображения. Причем информацию об объекте можно получить по его координатам на эпохи B 1950 и J 2000. Кроме того, из АРМ каталога по координатам для изучаемого

объекта из соответствующей площадки POSS-I можно получить "картинку" неба желаемых размеров и использовать ее в качестве карточки отождествления расположенных на ней звезд и галактик.

По оценке авторов в [1] внутренняя ошибка определения координат (эпоха В 1950) изменяется от 0".1 до 0".25 (в зависимости от яркости изображения), а внешняя - 0".5. Внутренняя ошибка определения фотографических звездных величин слабых объектов составляет $\pm 0.^m25$, а цветов (B-R) - $\pm 0.^m2$. При этом негативы для красной области спектра использовались в качестве основных, а негативы для голубой области - для сравнения.

При проведении статистических работ [5,6] информация о родительских галактиках сверхновых типа II бралась нами, в основном, из каталога RC3 [7]. В нем интегральные фотоэлектрические величины V_T , диаметры большой ($\lg D_{25}$) и малой осей, а также их отношение ($\lg R_{25}$) определены для изофот с уровнем поверхностной яркости $\mu_B = 25.^m0$ с квадратной секунды дуги. Каталог является статистически полным для галактик с видимыми диаметрами большой оси $D_{25} > 1'.0$ и фотоэлектрическими величинами $V_T > 15.^m5$; он насчитывает 23024 объекта.

Из сказанного выше следует, что фотометрические системы каталогов APM [1,2] и RC3 [7] различаются между собой, поскольку приведенные в них данные отнесены к изофотам с разными уровнями поверхностной яркости ($\mu_B = 24.^m0$ и $\mu_B = 25.^m0$ с квадратной секунды дуги, соответственно). При этом изображения фотометрируемых объектов получены на разных телескопах при разных методах (фотографический и фотоэлектрический) наблюдений. В связи с этим на основе выборки ярких спиральных галактик, общих для двух каталогов, необходимо провести статистический анализ данных и сравнение их фотометрических систем (раздел 2). Затем для позиционных углов, изофотных диаметров, отношений осей и звездных величин определить связывающие их соотношения (раздел 3). Это являлось целью представляемой работы. Полученные в ней результаты будут использованы для определения некоторых физических параметров малоизученных родительских галактик.

2. База для сравнения данных каталогов APM и RC3

Хорошо известно, что сверхновые типа II наблюдаются в спиральных и неправильных галактиках. Поэтому из каталога RC3 мы отобрали 1123 объекта этих морфологических типов с известными величинами V_T и склонениями $\delta > 0^\circ$. По их экваториальным координатам α , δ (эпоха J 2000) из каталога APM по интернету были получены данные об объектах, расположенных только в 911 площадках неба, с размерами (выбранными нами) $2' \times 2'$ [2]. Как отмечалось выше, в этом каталоге для каждого объекта приводятся экваториальные координаты α , δ (эпохи В 1950 или J 2000), измеренные по "голубым" и "красным" негативам фотографические величины B и R, радиусы большой оси, эллиптичность $e = (1-b/a)$, позиционные углы (PA) и классификация изображения.

Затем для каждой из 911 площадок было проведено отождествление галактик, по координатам которых получались данные из APM. При их идентификации существенными были классификация изображения и минимальное различие в координатах, значениях позиционных углов, отношениях осей b/a в этих двух каталогах. Отметим, что изображения всех объектов на негативах POSS-I авторы в [1] разделили на ряд классов: звездообразные (-1) и остальные. К последним относятся изображения галактик, блендированных и диффузных объектов с обозначениями +1, +2, 0, соответственно. В процессе идентификации выяснилось, что зачастую данные о них приводились по измерениям только одного негатива. Действительно, согласно

нашему отождествлению 144 объекта из выборки спиральных и неправильных галактик измерялись только по "голубым" негативам, 65 - только по "красным" и 584 - по двум. 118 галактик отождествить не представилось возможным. Поэтому для дальнейшей статистической обработки мы отобрали 489 объектов, которые в [2] классифицированы как галактики. Однако, после исключения промахов при отождествлении объем выборки сократился до 475 членов, но остался представительным для проведения статистических работ.

Сравнение экваториальных координат галактик по данным RC3 [7] и APM [2] не выявило их систематического различия. Полученные разности по прямому восхождению (приведены к экватору) и по склонению носят случайный характер и определяются ошибками величин α и δ для протяженных объектов (галактик), методик вычисления координат на эпоху J 2000, промахами при отождествлении и другими. По данным нашей выборки средние значения разностей составляют по прямому восхождению $\langle \Delta\alpha \cos\delta \rangle = +0.''41 \pm 0.''25$ и по склонению - $\langle \Delta\delta \rangle = -0.''15 \pm 0.''22$, соответственно. Они достаточно хорошо согласуются с величиной $0.''5$, приведенной авторами в [1] в качестве внешней ошибки каталога APM.

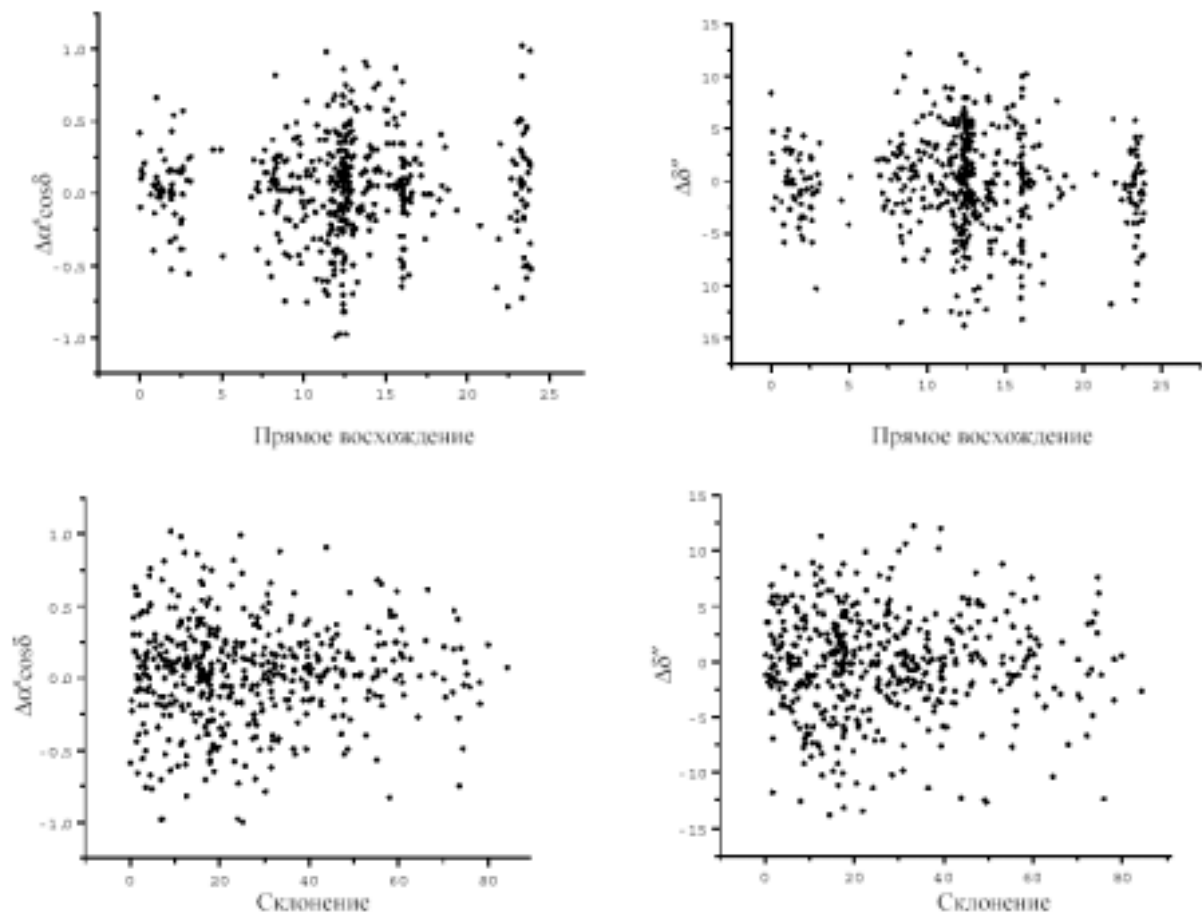


Рис. 1.

Кроме того, нами не установлено значимой зависимости разностей $\Delta\alpha \cos\delta$ и $\Delta\delta$ от значений прямых восхождений, склонений и звездных величин V_T галактик (рис.1 и 2).

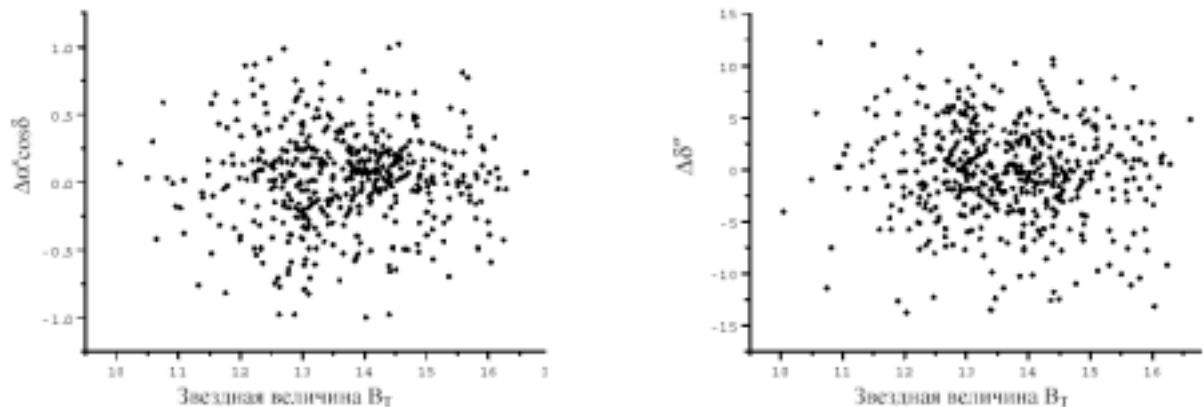


Рис. 2.

Вычисленные коэффициенты корреляции r (от 0.01 до 0.08) указывают на слабую связь между этими величинами.

3. Результаты сравнения каталогов АРМ и RC3. Позиционные углы

Позиционный угол галактики PA - угол между направлениями на северный полюс мира и ее большой оси. По данным каталогов RC3 и АРМ в выборке спиральных и неправильных галактик величины PA изменяются в диапазоне от 0° до 180° , который мы разбили на 6 равных интервалов. Их середины и частоты распределений значений PA n_i (АРМ) и n_k (RC3) приведены в табл. 1. Сравнение выборочных долей вариантов по методу Фишера [8] показало, что относительные частоты (частоты) в обеих выборках примерно равны, а их отношения w_i/w_k не отличаются от 1 значимым образом. Вычисленные значения F (строка 6) существенно меньше величины $F_{01}=6.70$ при числе степеней свободы $\nu(1)=1$ и $\nu(2)=314$ и уровне доверительной вероятности $P=99\%$. Кроме того мы сравнили значения частостей w_i и w_k с максимальными для каждой выборки $[w_i/w_i(\max)]$ и $[w_k/w_k(\max)]$. Практически во всех случаях получились отношения близкие к 1 (уровень $P=99\%$). Отсюда следует, что распределения частот n_i и n_k в табл.1 близко к равномерному.

Таблица N 1. Позиционные углы.

Сравнение выборочных долей вариантов по методу Фишера.

		15°	45°	75°	105°	135°	165°	Все
АРМ	n_i	51	57	47	57	58	46	316
	w_i	0.162	0.181	0.149	0.181	0.184	0.145	
RC3	n_k	58	53	46	53	54	52	316
	w_k	0.184	0.168	0.146	0.168	0.171	0.165	
	w_i/w_k	0.9	1.1	1.0	1.1	1.1	0.9	
	F	0.55	0.18	0.00	0.18	0.18	0.42	
	$w_i/w_i(\max)$	0.9	1.0	0.8	1.0	1.0	0.8	
	F	0.55	0.00	1.39	0.00	0.00	1.39	
	$w_k/w_k(\max)$	1.0	0.9	0.8	0.9	0.9	0.9	
	F	0.00	0.28	1.67	0.28	0.18	0.95	

Применение критерия Пирсона χ^2 не выявило различия самих распределений частот n_i и n_k . Вычисленное значение $\chi^2 = 1.27$ существенно меньше величины $\chi^2_{01}(5) = 15.1$ при числе степеней свободы $f=5$ и уровне $P=99\%$. Оно показывает, что выборки позиционных углов для двух каталогов можно считать выборками из одной генеральной совокупности.

Из сравнения позиционных углов для RC3 и APM каталогов получена средняя величина разности, составляющая $\langle PA(RC3) - PA(APM) \rangle = \langle \Delta PA \rangle = +0^{\circ}.12 \pm 0^{\circ}.81$ и показывающая, что систематического различия между величинами PA нет, и что полученные ΔPA носят случайный характер. Они не зависят от величины позиционных углов, т.к. вычисленные угловые коэффициенты и свободные члены в уравнениях регрессии, а также коэффициенты корреляции получились незначимыми.

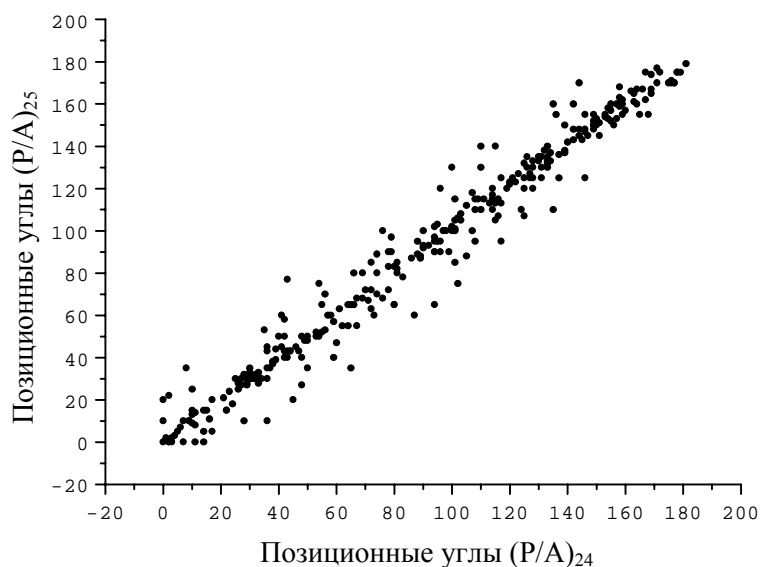


Рис. 3.

Напротив, тесная зависимость ($r=0.98$) была получена для самих значений позиционных углов (рис. 3). Вычисленное уравнение линейной регрессии имеет вид

$$PA_{24}(\text{cor}) = 0.270 + 1.000 \times PA_{24} \quad (1) \\ \pm 1.180 \pm 0.011$$

Из него видно, что значения позиционных углов в этих каталогах практически не различаются.

Изофотные диаметры

Как указывалось выше, в каталоге APM [2] авторы приводят выраженные в пикселях (1 пиксель = $0.''5$) радиусы большой оси галактик, измеренные для уровня поверхностной яркости $\mu_B = 24^m$ с квадратной секунды дуги их фотографических изображений. Полученные из [2] диаметры D_{24} спиральных и неправильных галактик нашей выборки мы сравнили с изофотными диаметрами D_{25} этих же объектов из каталога RC3 [7], определенными фотоэлектрическим методом. При этом было установлено, что наибольшее различие в величинах D_{24} и D_{25} наблюдается для близких и ярких галактик со звездными величинами ярче 13^m . Поэтому 26 таких объектов, для которых $\Delta D = (D_{25} - D_{24}) > 3\sigma$ (σ - ошибка среднего $\langle \Delta D \rangle$), были исключены из дальнейшего анализа.

Вычисленное среднее значение разностей $\langle \Delta D \rangle = \langle (D_{25} - D_{24}) \rangle$, равное $+30.''081 \pm 1.''597$, указывает на систематическое различие в величинах изофотных диаметров обоих каталогов. Оно также показывает, что диаметры D_{25} в каталоге RC3 являются систематически большими по величине, чем в APM, поскольку они определены

другим методом для более низкого уровня поверхностной яркости $\mu_B = 25 \text{ m}$ с квадратной секунды дуги.

Далее нами было показано, что индивидуальные разности $\Delta D = D_{25} - D_{24}$ коррелируют с величинами самих изофотных диаметров. Для каталога АРМ эта зависимость получилась довольно слабой, коэффициент корреляции $r = 0.38$, а в уравнении линейной регрессии

$$\Delta D = -1.005 + 0.432 \times D_{24} \quad (2)$$

$$\pm 4.196 \quad \pm 0.051$$

свободный член незначим, т.к. определяется с большой ошибкой. Для каталога RC3, напротив, эта зависимость получилась более тесной ($r=0.85$), а уравнение линейной регрессии имеет вид:

$$\Delta D = -27.437 + 0.550 \times D_{25} \quad (3)$$

$$\pm 1.981 \quad \pm 0.016$$

Оба эти уравнения показывают, что с ростом величины изофотных диаметров растет величина индивидуальной разности ($D_{25} - D_{24}$).

Затем диапазоны изменения изофотных диаметров D были разбиты нами на 9 интервалов, середины которых приведены в табл. 2. Сравнение выборочных долей по методу Фишера [8] показало, что в выборке спиральных и неправильных галактик доля объектов с большими значениями D ($D > 140''$) (колонки 5, 7 - 9) существенно меньше в каталоге АРМ ($w_i/w_k < 1$). Напротив, в последнем значительно больше ($w_i/w_k > 1$) доля объектов с меньшими значениями диаметров ($D < 80''$) (колонки 2,3). Для интервалов, середины которых равны $30''$, $90''$ и $130''$, (колонки 1, 4, 6) относительные частоты изофотных диаметров в обоих каталогах примерно равны (w_i/w_k порядка 1). Вычисленные значения величин F указывают на справедливость сделанного заключения, поскольку они существенно больше (или меньше) значения $F_{01} = 6.70$ для уровня доверительной вероятности $P=99\%$ при числе степеней свободы $\nu(1)=1$ и $\nu(2)=429$. Отсюда следует, что полученные отношения частот указывают на значимое различие частот n_i и n_k изофотных диаметров в обоих каталогах.

Таблица N 2. Изофотные диаметры.

Сравнение выборочных долей вариант по методу Фишера.

		30"	50"	70"	90"	110"	130"	150"	170"	>190"	Все
АРМ	n_i	30	108	137	81	38	21	10	3	3	431
	w_i	0.070	0.251	0.318	0.188	0.088	0.049	0.023	0.007	0.007	
RC3	n_k	20	44	86	85	67	29	27	22	51	431
	w_k	0.046	0.102	0.200	0.197	0.155	0.067	0.063	0.051	0.118	
	w_i/w_k	1.5	2.4	1.6	1.0	0.6	0.7	0.4	0.1	0.1	
	F	2.33	34.38	15.83	0.11	9.23	1.31	8.88	17.81	61.22	

Существенное различие самих распределений изофотных диаметров D_{25} и D_{24} установлено по критерию Пирсона, поскольку вычисленное значение $\chi^2 = 114.9$ получилось существенно большим, чем $\chi^2_{01}(8) = 20.1$ при числе степеней свободы $f=8$ и доверительной вероятности $P=99\%$. Оно показывает, что выборки изофотных диаметров из каталогов АРМ и RC3 можно считать выборками из разных генеральных совокупностей.

На рис.4 приведен график зависимости значений изофотных диаметров D_{24} и D_{25} для каталогов АРМ и RC3. Он показывает, что между этими величинами существует тесная связь ($r = 0.81$), а в уравнении линейной регрессии свободный член практически равен нулю, т.к. определяется с ошибкой, превосходящей его значение:

$$D_{24}(\text{cor}) = - 1.574 + 1.431 \times D_{24} \quad (4)$$

$$\pm 4.180 \quad \pm 0.051$$

Оно позволяет по известным D_{24} определять их редуцированные значения $D_{24}(\text{cor})$ в системе каталога RC3.

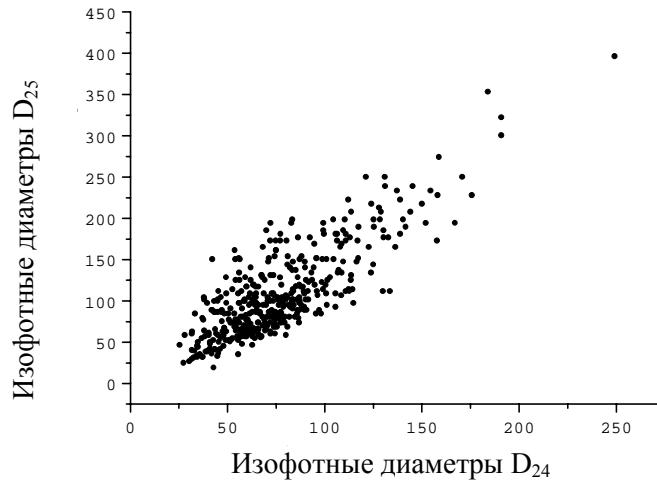


Рис. 4.

Отношение осей

Отношения изофотных диаметров малой d и большой D осей галактик с уровнями поверхностной яркости $\mu_B=24^m.0$ и $\mu_B=25^m.0$ с квадратной секунды дуги, получены по данным из упоминавшихся выше каталогов APM [2] ($b/a=1-e$) и RC3 [7] [$b/a = 1/R_{25} = (d/D)_{25}$], соответственно. Величины отношений осей, изменяющиеся от 1.0 (галактика видна в фас) до 0.1 (галактика видна с ребра) были разбиты на 9 равных интервалов, середины которых приведены в табл. 3.

Полученные отношения частостей (w_i/w_k) указывают на значимое различие в распределениях частот n_i и n_k отношений осей b/a в обоих каталогах. Действительно, они показывают, что в выборке b/a из каталога APM относительные частоты галактик, видимых с ребра, (колонки 1, 2) значимо больше, а видимых в фас и почти в фас, (колонки 7 и 9) значимо меньше, чем в аналогичной выборке из RC3. Для промежуточного случая (колонки 3 - 6) относительные частоты в обеих выборках примерно равны (w_i/w_k порядка 1). Вычисленные значения F показывают справедливость этого заключения (уровень доверительной вероятности $P=99\%$, поскольку $F_{01}=6.70$ при числе степеней свободы $\nu(1) = 1$ и $\nu(2) = 460$).

Таблица N 3. Отношения осей.

Сравнение выборочных долей вариант по методу Фишера.

		0.15	0.25	0.35	0.45	0.55	0.65	0.75	0.85	0.95	все
APM	n_i	20	59	51	79	63	71	57	38	24	462
	w_i	0.043	0.128	0.110	0.171	0.136	0.154	0.123	0.082	0.052	
RC3	n_k	7	36	49	50	62	75	90	46	47	462
	w_k	0.015	0.078	0.106	0.108	0.134	0.162	0.195	0.100	0.102	
	w_i/w_k	2.8	1.6	1.0	1.6	1.0	0.9	0.6	0.8	0.5	
	F	6.83	6.36	0.04	7.74	0.00	0.10	9.06	0.92	8.34	

Применение критерия Пирсона также подтвердило этот вывод, т.к. вычисленное значение $\chi^2 = 34.1$, оно существенно больше величины $\chi^2_{01}(8) = 20.1$ и показывает, что

выборки отношений осей b/a спиральных и неправильных галактик из каталогов RC3 и APM можно считать принадлежащими разным генеральным совокупностям.

Сравнение самих значений b/a выявило их небольшое систематическое различие. Действительно, среднее значение разности $\langle \Delta b/a \rangle = \langle b/a(\text{RC3}) - b/a(\text{APM}) \rangle$ составляет $+0.086 \pm 0.005$ и является значимым по критерию Стьюдента, ($t = 17.20 > 3.29 = t_{01}$ при $f=461$). Оно показывает, что отношения осей b/a в каталоге RC3 имеют систематически большие значения, чем в APM. Этот факт, возможно, объясняется тем, что диаметры большой и малой осей галактик определены для разных уровней поверхностной яркости ($\mu_B = 25^m.0$ (RC3) и $\mu_B = 24^m.0$ (APM) с квадратной секунды дуги) их изображений, полученных при наблюдениях разными методами (фотоэлектрический и фотографический) и измеренных разными способами.

Изучение индивидуальных разностей $\Delta b/a = b/a(\text{RC3}) - b/a(\text{APM})$ показало, что они коррелируют с величинами самих отношений осей b/a , с величинами изофотных диаметров и звездными величинами V_T , которые мы рассматриваем в качестве аналога расстояний. Эти зависимости получились слабыми, но значимыми. Покажем это на примере каталога APM, для которого соответствующие коэффициенты корреляции равны 0.27, 0.26 и 0.19. Уравнение регрессии, связывающее значения разностей $\Delta b/a$ и самих b/a имеет вид:

$$\Delta b/a = 0.152 - 0.149 \times b/a(\text{APM}) \quad (5)$$

$$\pm 0.014 \quad \pm 0.025$$

Оно показывает, что наибольшие различия в определениях значений b/a в этих каталогах получаются для галактик, видимых с ребра, а наименьшие - для галактик, видимых в фас.

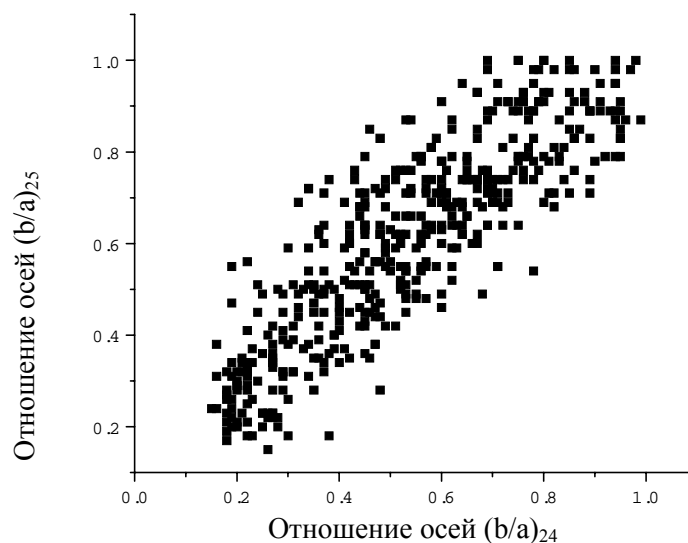


Рис.5.

Уравнение регрессии, связывающее значения разностей $\Delta b/a$ и звездных величин V_T , имеет вид

$$\Delta b/a = 0.438 - 0.027 \times V_T \quad (6)$$

$$\pm 0.063 \quad \pm 0.004$$

и показывает, что индивидуальные различия в величинах отношений осей $\Delta b/a$ зависят от величины V_T и уменьшаются с ее ростом, являясь наибольшими для ярких (близких) галактик. Для более далеких объектов наблюдаются, в основном, их ядерные области, а слабые периферийные части диска исчезают, что приводит к уменьшению различий в

отношениях их осей. Этот вывод подтверждается уравнением регрессии, связывающим значения $\Delta b/a$ и изофотных диаметров D_{24}

$$\Delta b/a = 0.0190 + 0.0007 \times D_{24} \quad (7)$$

$$\pm 0.0146 \quad \pm 0.0002$$

и показывающим, что с ростом величины D_{24} (диаметра большой оси) растет, хотя и слабо, величина разности $\Delta b/a$.

Аналогичные заключения были получены для данных из каталога RC3.

На рис. 5 приведена зависимость значений b/a для каталога RC3 к b/a для APM. Из графика видно, что существует тесная связь между этими величинами. Коэффициент корреляции $r=0.85$, а уравнение линейной регрессии имеет вид

$$b/a(\text{cor}) = 0.148 + 0.863 \times (b/a)_{24} \quad (8)$$

$$\pm 0.014 \quad \pm 0.024$$

Оно позволяет определять редуцированные значения отношений осей b/a в системе каталога RC3 по их данным из APM.

Звездные величины

Полные (или асимптотические) величины V_T (полоса В системы UBV), приведенные в каталоге RC3 [7], определены методом фотоэлектрической апертурной фотометрии с помощью стандартных кривых для галактик разных морфологических типов V_T (А). Они определены также методом детальной фотографической (или CCD) поверхностной фотометрии с фотоэлектрическим нуль-пунктом V_T (S).

Звездные величины В и R, приведенные в каталоге APM [2], определены методом фотографической поверхностной фотометрии. Они внутренне калиброваны. Исследования авторов в [1] показали, что цвета (B-R) определяются с точностью до $\pm 0.^m2$, звездные величины слабых объектов – до $\pm 0.^m25$, а внутренняя калибровка является достаточно точной [1].

Величины V_T использовались нами ранее в статистических работах [5,6], поэтому именно они сравнивались с В величинами из [2]. Частоты их распределений n_i и n_k приведены в табл. 4. Сравнение выборочных долей по методу Фишера [8] показало, что

Таблица N 4. Звездные величины.

Сравнение выборочных долей вариант по методу Фишера.

		8 ^m	9 ^m	10 ^m	11 ^m	12 ^m	13 ^m	14 ^m	15 ^m	16 ^m	Все
APM	n_i	63	54	65	51	60	27	18	338
	w_i	0.186	0.160	0.192	0.151	0.178	0.080	0.053	
RC3	n_k	1	2	62	98	99	46	11	338
	w_k	0.003	0.006	0.183	0.290	0.293	0.136	0.032	
	w_i/w_k	65.0	25.5	1.0	0.3	0.2	
	F	107.4	69.9	0.02	53.6	77.9	

доля ярких галактик (с величинами ярче 11^m) существенно больше ($w_i/w_k > 1$), а доля более слабых галактик (с величинами слабее 13^m) существенно меньше ($w_i/w_k < 1$) в каталоге APM. Отношение частостей $w_i/w_k = 1$ получилось для галактик, звездные величины которых равны 12^m. Вычисленные значения F (строка 6 табл. 5) показывают справедливость этого заключения на уровне $P=99\%$ ($F_{01} = 6.70$ при $\nu(1)=1$ и $\nu(2)=336$) и указывают на значимое различие в распределениях частот n_i и n_k звездных величин в этих каталогах.

Различие же самих распределений величин V_T и В установлено по критерию Пирсона.

Вычисленная величина $\chi^2 = 321.7$ существенно больше $\chi^2_{01}(10) = 23.2$ при числе степеней свободы $f=10$ и уровне $P=99\%$. Она показывает, что выборки значений V_T и V можно считать принадлежащими разным генеральным совокупностям. Действительно, среднее значение разности $\langle V_T - V \rangle = \sum(V_T - V)_i/n$ составляет $+2.^m741 \pm 0.^m092$. Оно показывает, что звездные величины V_T каталога RC3 оказываются систематически слабее, в среднем, на $2.^m74$.

Действительно, при апертурной фотоэлектрической фотометрии размер изображения галактики получается больше, он включает и ее слабые периферийные области. Последние исключаются при измерениях методом фотографической поверхностной фотометрии для изофоты с более высоким уровнем поверхностной яркости. Это видно из уравнений регрессии, связывающих звездные величины (V_T, V) и логарифмы изофотных диаметров галактик (D_{25}, D_{24}).

$$\lg D_{25} = 4.3457 - 0.1709 \times V_T \quad (9)$$

$$\pm 0.0724 \quad \pm 0.0053$$

$$\lg D_{24} = 2.1458 - 0.0275 \times V \quad (10)$$

$$\pm 0.0503 \quad \pm 0.0046$$

Они показывают, что для более слабых галактик величина изофотных диаметров (соответственно и их логарифмов) уменьшается.

Индивидуальные разности $\Delta = (V_T - V)$ коррелируют со значениями самих звездных величин. Более тесная связь ($r = 0.81$) получилась для величин Δ и V из АРМ [2]. Связывающее их уравнение регрессии

$$\Delta = 12.171 - 0.846 \times V \quad (11)$$

$$\pm 0.361 \quad \pm 0.033$$

показывает, что наибольшие индивидуальные различия получаются для ярких галактик и что с ростом величины V (более слабые объекты) величина разности $\Delta = (V_T - V)$ уменьшается.

На рис. 6 приведен график зависимости значений V_T и V для этих двух каталогов. Видно, что связь между ними слабая ($r=0.24$), но значимая по критерию Стьюдента.

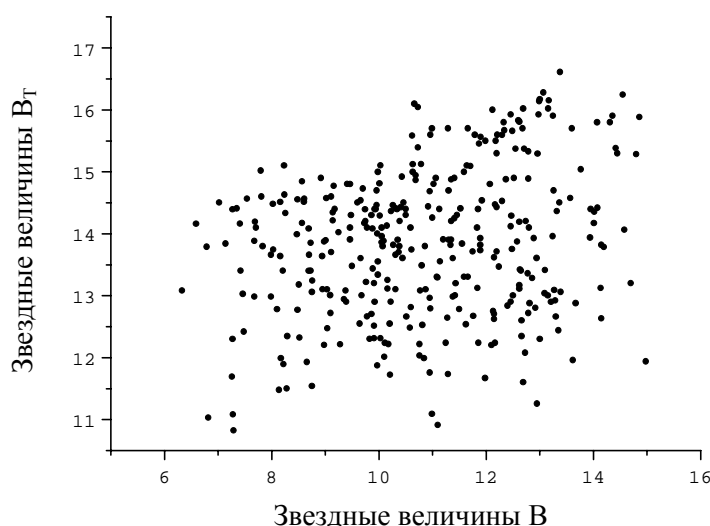


Рис.6.

Уравнение линейной регрессии имеет вид

$$V(\text{cor}) = 12.192 + 0.152 \times V \quad (12)$$

$$\pm 0.361 \quad \pm 0.033$$

Оно получено для звездных величин спиральных и неправильных галактик и позволяет по данным из АРМ получать их редуцированные величины $V(\text{cor})$ в системе каталога RC3.

4. Заключение

Из 478 сверхновых типа II (SNe II), открытых до конца 2001 года, 150 наблюдались в малоизученных родительских галактиках. Отсутствие необходимой информации о последних приводит к существенному сокращению объема выборки SNe II при проведении различных статистических работ. Получение нужной информации об этих галактиках стало возможным после появления АРМ каталогов северного и южного неба [1-3]. В данной работе мы ограничились анализом только АРМ каталога северного неба, в котором приводятся результаты измерений "красных" и "голубых" негативов POSS-1, проводившихся для изофот с уровнями поверхностной яркости $\mu_R=23^m$ и $\mu_B=24^m$ с квадратной секунды дуги, соответственно.

При проведении статистических работ [5,6] информация о родительских галактиках сверхновых типа II бралась нами, в основном, из каталога RC3 [7], в котором сведены результаты фотоэлектрических наблюдений галактик, фотометрия которых отнесена к изофоте с уровнем поверхностной яркости $\mu_B=25^m$ с квадратной секунды дуги. Сравнение этих двух фотометрических систем на примере выборки ярких ($V_T < 16.^m5$) спиральных и неправильных галактик было целью представляемой работы. Такое исследование, насколько известно автору, не выполнялось ранее.

Сравнение экваториальных координат галактик в каталогах RC3 и АРМ не выявило их систематического различия. Средние значения разностей по прямому восхождению (приведены к экватору) и по склонению хорошо согласуются с величиной $0''.5$, определенной в [1] в качестве внешней ошибки каталога АРМ.

Нами показано, что распределения позиционных углов PA в каталогах RC3 и АРМ не различаются между собой, а сами они близки к равномерному (таблица 1). Систематического различия между величинами PA не установлено. Вычисленные разности ΔPA носят случайный характер и не зависят от величины позиционных углов. Тесная зависимость была получена для самих PA ($r = 0.98$). Вычисленное уравнение линейной регрессии (1) по известным PA из каталога АРМ позволяет определять их редуцированные значения в системе каталога RC3 (раздел 3).

Сравнение распределений изофотных диаметров, отношений осей и звездных величин в этих каталогах, проводившееся по критерию Пирсона χ^2 , показало их значимое (уровень 99%) различие и возможную принадлежность выборок этих величин разным генеральным совокупностям. Применение критерия Фишера (таблицы 2 - 4) выявило достоверное различие частот этих распределений [8].

Вычисленные средние значения индивидуальных различий изофотных диаметров, отношений осей и звездных величин указывают на систематическое различие этих физических параметров галактик в каталогах RC3 и АРМ. Они (средние индивидуальные различия) показывают, что значения D_{25} , $(b/a)_{25}$ и V_T являются большими по величине, поскольку определены другим методом фотометрии и отнесены к изофоте с более низкой поверхностной яркостью.

Установлена корреляция величин изофотных диаметров, отношений осей и звездных величин с их разностями ΔD , $\Delta b/a$ и $(V_T - V)$. Вычисленные уравнения регрессии (2, 3, 5, 11) показывают, что наибольшие значения этих разностей получаются для близких ярких и видных с ребра галактик.

Нами была установлена тесная корреляция между величинами позиционных углов, изофотных диаметров, отношений осей одного каталога с соответствующими

параметрами другого каталога. Более слабая корреляция ($r=0.24$) была получена для звездных величин B_T и B .

Таким образом, вычисленные уравнения линейной регрессии (1,4,8,12) позволяют по данным из АРМ получать редуцированные значения позиционных углов, изофотных диаметров, отношений осей и звездных величин в системе каталога RC3.

Считаю приятным долгом поблагодарить Гнедина Ю.Н., Фролова В.Н., Ананьевскую Ю.К., Тавастшерну К.С., Чубея М.С. за помощь при выполнении работы.

Литература

1. Irwin M., Maddox St., McMahon R.// Spectrum 1994. No2, P.14.
2. <http://www.gov.au/local/www/apmcatbin/forms/>.
3. Loveday J.// MNRAS 1996. Vol. 278, P.1025.
4. Sky Atlas. //Pasadena: National Geography Society, Palomar observatory, 1954. 879 tab.
5. Полякова Г.Д., Котрелева О.В.// Изв. ГАО. 1996. N 211. С. 44.
6. Полякова Г.Д.// Изв. ГАО. 2000. N 215. С. 337.
7. de Vaucouleurs G., de Vaucouleurs A., Corwin H.G. et al. //Third Reference Catalogue of Bright Galaxies. Berlin: Springer. 1991.
8. Урбах В.Ю.//Математическая статистика для биологов и медиков. М.: Издательство АН СССР. 1963. С.215 и 257.

The Type II Supernovae.

1. The bright spiral Galaxies of the APM Northern Sky Catalogue

Polyakova G.D.

The results of the statistical investigation and the comparison of RC3 and APM Northern Sky Catalogues photometric systems are presented using the sample of the bright ($B_T < 16.5$) spiral and irregular galaxies. The equations of the linear regression have been obtained and permit us to get the corrected values of position angles, isophotal diameters, axis ratios and total magnitudes.

ЛОКАЛЬНЫЕ НЕОДНОРОДНОСТИ НА ПОВЕРХНОСТИ ЗВЕЗДЫ CU VIRGINIS

Соколов Н.А.

Проведен анализ изменения эффективной температуры на поверхности химически пекулярной звезды CU Virginis. Обнаружено, что T_{eff} , полученная по наклону спектра в бальмеровском континууме, меняется с фазой вращения звезды на величину $\Delta T_{\text{eff}} = 640\text{K}$. При этом нет корреляции между изменениями потока и наклона спектра в бальмеровском континууме. С другой стороны, переменность T_{eff} согласуется как с изменениями цветового индекса (b-u) системы Стремгрена, так и полного потока выходящего с поверхности звезды. Кроме того, фаза максимума T_{eff} соответствует фазе, когда наблюдаются главные пики радио эмиссии. В настоящей работе обсуждается природа изменения T_{eff} .

Обнаружено изменение величины бальмеровского скачка на величину $\Delta D = 0.042\text{dex}$. Переменность D может быть представлена синусоидой и согласуется с изменениями цветовых индексов $[c_1]$ и $[u-b]$ системы Стремгрена. К сожалению, величина бальмеровского скачка не может быть использована как индикатор переменности эффективной температуры потому, что изменение D , главным образом, связано с изменением потока в бальмеровском континууме.

Введение

Химически пекулярная (CP) звезда CU Virginis (HR 5313, HD 124224) показывает значительную переменность спектральных линий кремния и гелия. В работе [1] впервые была открыта спектральная переменность этой звезды с периодом 0.52 дня, который является одним из самых коротких периодов среди известных CP звезд. Спектральная переменность таких звезд, в настоящее время, интерпретируется неоднородностью распределения химических элементов на поверхности вращающейся звезды. Так, в работе [2] было показано, что спектрофотометрическая переменность CU Vir в заатмосферном ультрафиолете, основном, есть результат неоднородного распределения кремния на поверхности звезды. Кроме того, было обнаружено, что полный поток, выходящий с поверхности звезды, меняется с фазой вращения на величину 6.0%. Существует две возможности для объяснения изменения полного потока:

а) Возможность существования деформированной фотосферы, которая контролируется сильным магнитным полем CU Vir.

б) Эффективная температура (T_{eff}) меняется с фазой вращения этой звезды.

В исследованиях CU Vir, выполненных в [3-6] рассматривалась возможность изменения T_{eff} , также как ускорения силы тяжести ($\log g$) в атмосфере с фазой вращения. В недавней работе [7] было показано, что изменение контура линии H_δ хорошо согласуется с моделями при постоянной T_{eff} , но разными значениями $\log g$. Отметим здесь, что фазовые диаграммы изменения T_{eff} и/или $\log g$, полученные разными авторами, значительно расходятся между собой. Связано это с тем, что разные авторы использовали как разные методы определения T_{eff} и/или $\log g$, так и различные наблюдательные данные при построении фазовых диаграмм.

Новый метод определения T_{eff} по наклону спектра в бальмеровском континууме недалеко от бальмеровского скачка (Φ_u) и величину бальмеровского скачка (D) был

предложен в [8] для звезд главной последовательности. В дальнейшем, метод был распространен и для CP звезд [13]. Используя этот метод, появилась возможность исследовать изменения T_{eff} и D с фазой вращения для CP звезд, для которых имеется достаточное количество спектрофотометрических данных. В настоящей работе исследуется возможная неоднородность распределения температуры на поверхности CU Vir на основе нового метода определения T_{eff} .

1. Данные наблюдений

1.1 Спектрофотометрические данные

Распределения энергии в спектре звезды CU Vir были взяты из спектрофотометрического каталога [9]. Они были получены в 1972 году на Mt. Wilson Observatory и в 1972-1974, 1977 и 1981 годах на Kitt Peak National Observatory. Информация о телескопах, спектрофотометрах и журналы наблюдений опубликованы в [10] и [11]. Общее количество спектрофотометрических сканов, полученных для CU Vir, равно 49. К сожалению, некоторые из них имеют измерения лишь в трех длинах волн в ближнем ультрафиолете. Кроме того, имеются систематические расхождения в ультрафиолетовых данных, полученных разными авторами (см. [10]). В связи с этим, в нашем исследовании были использованы лишь 17 сканов, полученные в 1981 году на 92-см телескопе с HCO сканером в Kitt Peak National Observatory. Эти наблюдения, со спектральным разрешением 20Å, содержат измерения в шести длинах волн в спектральной области $\lambda\lambda 3000-3600\text{Å}$. Дополнительно в наше исследование были включены измерения на $\lambda 3636\text{Å}$ и $\lambda 3704\text{Å}$ потому, что потоки на этих длинах волн лежат за бальмеровским скачком. Это позволило определять наклон спектра в бальмеровском континууме с достаточной точностью.

1.2 Фотометрические данные

CU Vir показывает относительно большую фотометрическую переменность во многих фотометрических системах. В нашем исследовании мы использовали только данные, полученные в среднеполосной фотометрической *uvby* системе Стремгрена. Наш выбор связан с тем, что фильтр *u* полностью расположен за бальмеровским скачком, что позволяет определить изменение потока в бальмеровском континууме вблизи бальмеровского скачка. Фотометрическая переменность звезды CU Vir в этой фотометрической системе исследовалась в работе [11]. Недавно, относительные *uvby* фотометрические данные для этой звезды были опубликованы в [12] и представлены в электронном виде. Эти данные были получены в течение нескольких лет на Four College Automatic Photometric Telescope (FCAPT). В настоящей работе, мы использовали фотометрические данные, полученные на FCAPT. При этом все данные были нормированы к соответствующим средним *uvby* звездным величинам, опубликованным в [11].

1.3 Период вращения CU Vir

Период вращения CU Vir определялся различными авторами на протяжении 40 лет. В работе [12] исследовалась стабильность периода вращения звезды CU Vir. Авторы обнаружили, что период вращения CU Vir увеличился между 1983 и 1987 годами на величину 4.9×10^{-5} . Основываясь на результатах этого исследования, фазы для наблюдательных данных, полученных до $\text{JD} < 2446000$, вычислялись, используя период $P = 0.^{\text{d}}5206778$, а для наблюдательных данных, полученных после $\text{JD} \geq 2446000$, используя период $P = 0.^{\text{d}}52070308$. Заметим, что в фильтрах *u* и *b* максимальная звездная величина приходится на разные фазы ($\Delta\phi = 0.11$). Таким

образом, при вычислении фаз был выбран начальный момент $JD(U, V_{\min}) = 2435178.6417$, когда CU Vir имеет минимальный блеск во всех *uvby* фильтрах.

2. Анализ данных

Для определения уровня континуума с двух сторон от бальмеровского скачка использовался метод последовательных приближений. Бальмеровские скачки вычислялись экстраполированием двух аппроксимирующих кривых (линейная аппроксимация бальмеровского континуума и нелинейная аппроксимация пашеновского континуума) на $\lambda = 3700 \text{ \AA}$. Подробно эта процедура описана в работе [8]. Для определения T_{eff} была использована калибровочная прямая между $\Theta_{\text{eff}} = 5040/T_{\text{eff}}$ и Φ_u (см. [13]). Ошибки в эффективных температурах и бальмеровских скачках вычислялись по уравнению (2) из работы [13]. В таблице 1 для каждого скана даны величины D , T_{eff} и их ошибки. Из таблицы 1 видно, что величины как T_{eff} , так и D меняются с фазой вращения звезды. Так, например, скан 34 дает величину $T_{\text{eff}} = 13040 \text{ K}$, а скан 49 величину $T_{\text{eff}} = 12550 \text{ K}$. Хотя, величины бальмеровских скачков для сканов 34 и 49 равны 0.336 и 0.337 dex, соответственно. С другой стороны, величина бальмеровского скачка, вычисленная по индивидуальным сканам, так же меняется. Например, сравнение величин D , вычисленных для сканов 46 и 49, показывает и значимое различие. Так, величина D для скана 46 равна 0.365 dex, а для скана 49 равна 0.337 dex. Хотя, эффективные температуры, полученные по Φ_u , для сканов 46 и 49 равны 12280 и 12550 K, соответственно.

Таблица 1

Скан №	JD 2440000+	Фаза (ϕ)	D (dex)	$\sigma(D)$ (dex)	T_{eff} К	$\sigma(T_{\text{eff}})$ К
33	4648.9738	0.469	0.344	0.004	12930	550
34	4649.0112	0.541	0.336	0.003	13040	530
35	4651.9212	0.129	0.376	0.005	13060	610
36	4651.9406	0.168	0.370	0.005	12820	610
37	4651.9725	0.229	0.371	0.003	12750	530
38	4651.9891	0.260	0.374	0.004	12710	550
39	4652.0188	0.316	0.361	0.004	12860	580
40	4653.9082	0.945	0.363	0.005	12240	550
41	4653.9329	0.994	0.369	0.005	12560	540
42	4653.9487	0.023	0.361	0.010	12050	730
43	4654.8911	0.834	0.337	0.004	12260	500
44	4654.9096	0.869	0.348	0.003	12740	530
45	4654.9323	0.912	0.359	0.004	12350	520
46	4655.0252	0.092	0.365	0.004	12280	500
47	4655.8714	0.717	0.331	0.005	12660	560
48	4655.8902	0.752	0.337	0.007	12140	610
49	4655.9093	0.789	0.337	0.004	12550	530

Для анализа наблюдательных данных использовался метод наименьших квадратов (МНК). Для количественной оценки изменения T_{eff} и D с фазой вращения CU Vir был применен метод предложенный в [14]. Этот метод предполагает, что переменность наблюдательных данных представляется в виде усеченного ряда Фурье и имеет вид:

$$F(t)=A_0 + A_1 \cdot \cos(\omega t' + \varphi_1) + A_2 \cdot \cos(2 \omega t' + \varphi_2), \quad (1)$$

где $t'=t-t_0$ и $\omega=2\pi/P$. Параметры t_0 и P - начальная эпоха и период вращения звезды, соответственно. Коэффициенты A_0 и A_1 аппроксимирующих кривых дают среднее значение и амплитуду на фундаментальной частоте. Для оценки изменений как T_{eff} , так и D использовался МНК только на фундаментальной частоте. Для анализа фотометрических данных также использовался МНК, но аппроксимация проводилась на фундаментальной частоте и первой гармонике.

3. Результаты

3.1 Переменность эффективной температуры у звезды CU Vir

На Рис. 1а показано изменение T_{eff} , полученные по Φ_u , с фазой вращения CU Vir. Наши вычисления по формуле 1 дают следующие результаты: максимальное значение $T_{\text{eff}} = 12990\text{K}$ в фазе 0.4, а минимальное $T_{\text{eff}} = 12350\text{K}$ в фазе 0.9. К сожалению, статистические ошибки определения T_{eff} по индивидуальным сканам достаточно большие (доходя до 730K) и полученные изменения T_{eff} не превышают средней ошибки определения. Тем не менее, необходимо отметить, что среднее значение T_{eff} , полученное в настоящей работе равно 12668K и хорошо согласуется с $T_{\text{eff}} = 12550\text{K}$ опубликованное в работе [7].

Хорошо известно, что в видимой и ближней УФ областях спектра CU Vir показывает наибольшее изменение потока в бальмеровском континууме сразу за бальмеровским скачком. Таким образом, эта звезда является хорошим кандидатом для того, чтобы оценить влияние изменение потока в бальмеровском континууме на наклон спектра в этой области спектра и, как результат на T_{eff} , полученную по Φ_u . Для оценки этого влияния были использованы фотометрические данные в фильтре u , которые были взяты из работы [12]. Напомним здесь, что аппроксимация МНК фотометрических данных в фильтре u проводилась с использованием двух гармоник. На Рис.1б показано изменение потока в этом фильтре вместе с аппроксимирующей кривой. Сравнение аппроксимирующих кривых на Рис. 1а и 1б показывает, что имеется сдвиг в фазах между аппроксимирующими кривыми на величину $\Delta\varphi_1=0.2$. Таким образом, можно сделать вывод, что нет влияния переменности потока в бальмеровском континууме на возможные изменения T_{eff} , полученной по Φ_u .

Для исследования корреляции между изменением T_{eff} , полученной по Φ_u , и изменением наклона пашеновского континуума был использован цветовой индекс ($b-y$). Отметим, что этот индекс является температурным индексом в системе Стремгрена для звезд главной последовательности. На Рис. 1в показано изменение индекса ($b-y$) вместе с аппроксимирующей кривой. Сравнение Рис.1а и 1в показывает, что имеется взаимосвязь между изменением T_{eff} , полученной по Φ_u , и переменностью индекса ($b-y$), которые достигают максимальных значений в фазе 0.4. Отметим, что другая CP звезда 41 Тау показывает такую же взаимосвязь между переменностью T_{eff} , полученной по Φ_u , и переменностью наклона пашеновского континуума [15].

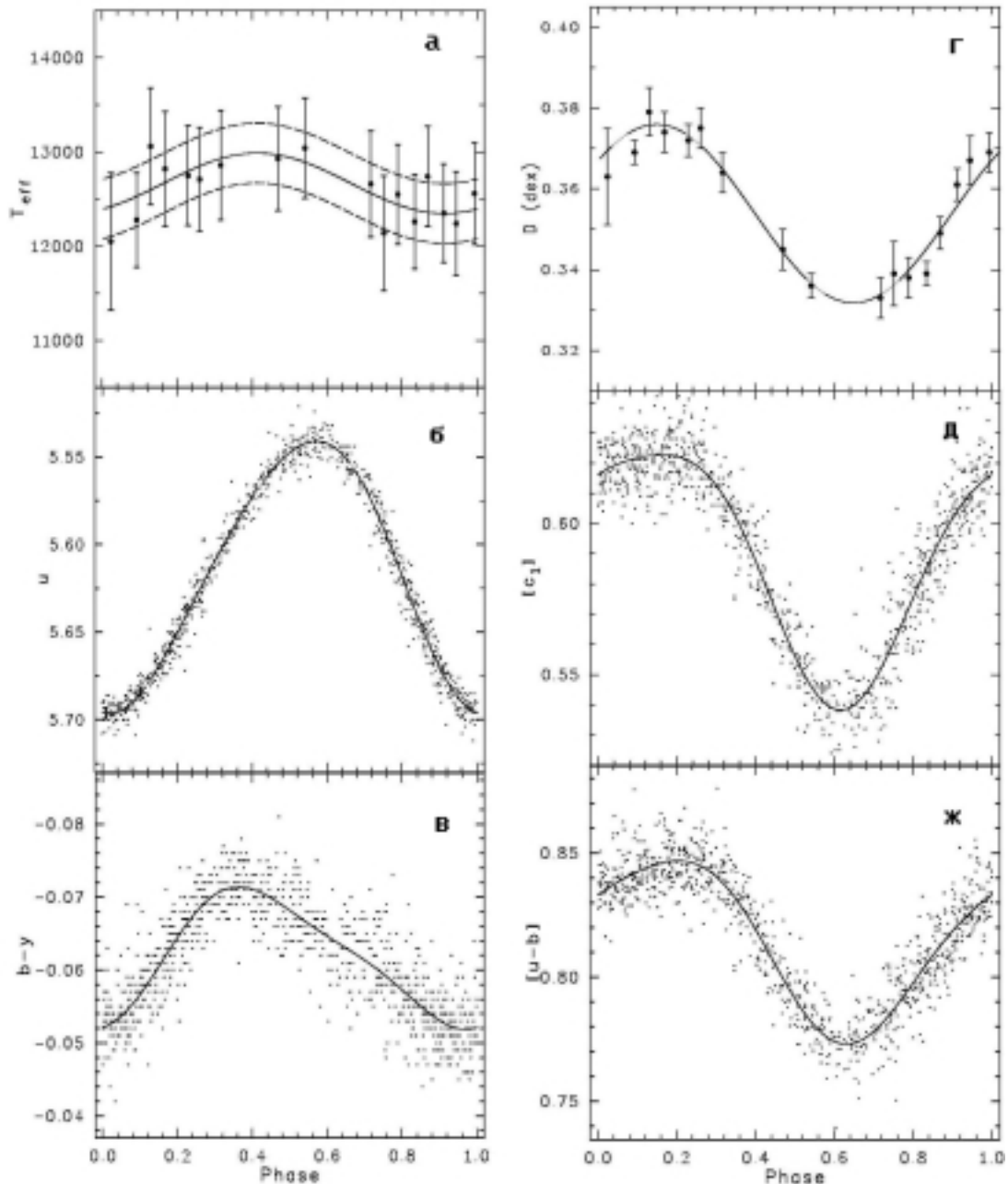


Рис. 1. Фазовые диаграммы изменений эффективной температуры – (а), потока в фильтре u – (б), цветового индекса ($b-y$) – (в), бальмеровского скачка – (г) и индексов $[c_1]$ – (д) и $[u-b]$ – (ж). Сплошными линиями на графиках показаны результаты аппроксимации МНК. Пунктирными линиями на графике (а) показаны уровни отклонения аппроксимирующей кривой на величину $\pm\sigma$.

3.2 Переменность бальмеровского скачка у звезды CU Vir

Хорошо известно, что величина бальмеровского скачка определяется, главным образом, эффективной температурой для звезд с $T_{\text{eff}} > 10000\text{K}$. Поэтому существует возможность исследовать изменение температуры на поверхности CU Vir, используя переменность величины бальмеровского скачка как индикатора T_{eff} . Измеренные величины бальмеровских скачков, представленные в таблице 1, показывают переменность с фазой вращения, как иллюстрирует Рис. 1г. Изменение D хорошо представляется одной гармоникой в разложении ряда Фурье. Наши вычисления дают максимум D (0.373dex) в фазе 0.15 и минимум D (0.331dex) в фазе 0.65.

Для того чтобы подтвердить изменение величины бальмеровского скачка был использован цветовой индекс $[u-b]=(u-b)-1.53(b-y)$. Дополнительно, мы использовали независимый от межзвездного поглощения индекс $[c_1]$. Оба индекса измеряют фотометрически величину бальмеровского скачка в системе Стремграна. Более того, они могут быть использованы как индикаторы эффективной температуры для CP звезд [16]. На Рис. 1д и 1ж показаны изменения $[c_1]$ и $[u-b]$ индексов с фазой вращения CU Vir. Для количественной оценки их переменности был применен МНК с использованием двух гармоник разложения ряда Фурье. Наши вычисления показывают, что корреляция между изменением D и этих индексов очень хорошая, как иллюстрирует Рис. 1. Так минимумы обоих индексов достигаются в фазе 0.63, и согласуются с минимумом D , а максимумы индексов $[c_1]$ и $[u-b]$ в фазах 0.16 и 0.2, соответственно, так же согласуются с максимумом D . Этот результат полностью подтверждает переменность величины бальмеровского скачка у CU Vir. Отметим здесь, что не обнаружена корреляции между изменением величины бальмеровского скачка и изменением T_{eff} , полученной по Φ_u .

4. Обсуждение результатов

Из нашего исследования видно, что изменение эффективной температуры на поверхности CU Vir по спектрофотометрическим и/или фотометрическим данным неоднозначно. Разные индикаторы температуры в визуальной области спектра дают значимые различия в распределении температуры на поверхности CU Vir.

Прежде всего, для объяснения переменности бальмеровского скачка мы определили амплитуды изменения потока в фильтрах $uvby$. Наши вычисления дают следующие результаты: $\Delta u=0.^m15$, $\Delta v=0.^m08$, $\Delta b=0.^m08$ и $\Delta y=0.^m07$. При этом максимумы потока в фильтрах $uvby$ достигаются в фазах 0.57, 0.43, 0.48 и 0.52, соответственно, а минимумы потока во всех фильтрах в фазе 0.0. Таким образом, изменение потока в фильтре u с амплитудой $0.^m15$ и максимумом в фазе 0.57, которое связано с пере излучением энергии из далекой УФ области спектра [2], объясняет изменение величины бальмеровского скачка также, как и индексов $[c_1]$ и $[u-b]$. С другой стороны, обнаружен сдвиг по фазе между изменением потока в фильтре u и T_{eff} , вычисленной по Φ_u . При этом изменение наклонов как бальмеровского, так и пашеновского континуумов с фазой вращения звезды согласуются между собой (см. рис. 1).

Необходимы дополнительные наблюдательные данные, чтобы сделать вывод о неоднородном распределении температуры на поверхности CU Vir. Прямым подтверждением о неоднородном распределении физических условий на поверхности CU Vir является изменение полного потока (боллометрической звездной величины) выходящего с поверхности звезды [2]. Кроме того, переменность водородных линий также являются индикаторами изменения физических условий и/или строения звезды. На Рис. 2 показаны фазовые диаграммы изменения боллометрической звездной величины из работы [2] и эквивалентные ширины водородных линий H_γ и H_δ из работ [17] и [7], соответственно. Анализ этих диаграмм показывает, что в фазе 0.4, где T_{eff} полученная по Φ_u , достигает максимального значения а цветовой индекс $(b-y)$ имеет наибольшую (отрицательную) величину, боллометрическая звездная величина имеет максимальное значение. С другой стороны, эквивалентные ширины линий H_γ и H_δ , как и величина бальмеровского скачка, показывают средние значения. При этом в фазе 0.35-0.4 наблюдаются максимальные пики радио эмиссии [18]. Таким образом, разные температурные индексы в видимом диапазоне спектра дают различное распределение температуры на поверхности звезды CU Vir.

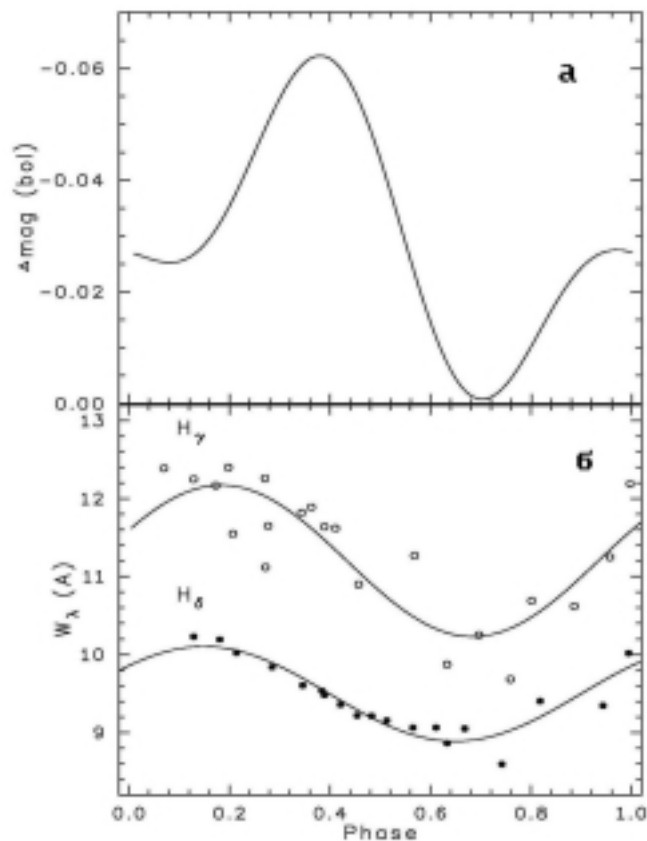


Рис. 2. Фазовые диаграммы изменений болометрической звездной величины - (а) и эквивалентные ширины водородных линий - (б).

Хорошо известно, что неоднородное распределение химических элементов (в основном кремния) на поверхности CU Vir приводит к переменности потока из-за его блокировки в далекой УФ области спектра, где имеется большое количество спектральных линий и широких депрессий, с фазой вращения звезды. Блокированная энергия в далекой УФ области спектра переизлучается в видимую область спектра. Этот механизм объясняет тот факт, что поток в далекой УФ области спектра меняется в противофазе к изменению потока в видимом диапазоне спектра. Однако, это не единственный механизм для объяснения переменности потока у этой звезды. Основываясь на представленных наблюдательных фактах, предлагается следующее объяснение переменности наблюдательных параметров у звезды CU Vir. Так, для объяснения изменения радио эмиссии у этой звезды, в работе [18] была предложена модель, где имеется истечение вещества из фотосферы звезды (горячий ветер) по магнитным силовым линиям из одного магнитного полюса. Наличием децентрированной магнитной оси, как было предложено в работе [19], можно объяснить асимметрию звездного ветра. В рамках этой модели можно объяснить переменность и других наблюдаемых параметров. Мы предлагаем следующий сценарий для объяснения переменности наблюдаемых параметров:

- в фазе 0.1-0.15, магнитная ось параллельна лучу зрения, а конус горячего ветра расположен за звездой. Излучение приходит, главным образом, из фотосферы звезды. Как результат, эквивалентные ширины H_γ и H_δ показывают максимальное значение $\log g$, а болометрическая звездная величина первичный минимум (см. Рис. 2). Величина бальмеровского скачка максимальна так, как определяется, в основном, излучением фотосферы звезды.

– в фазе 0.35-0.4, магнитная ось перпендикулярна лучу зрения, и наблюдаемый поток приходит как от звезды, так и от горячего ветра, конус которого движется к наблюдателю. Поэтому, эквивалентные ширины H_γ и H_δ показывают среднее значение, а болометрическая звездная величина главный максимум. Более того, наблюдаются главные пики радио эмиссии в этой фазе [18].

– в фазе 0.6-0.65, магнитная ось параллельна лучу зрения, и конус горячего ветра находится перед звездой. Поток, выходящий из звезды, частично, экранируется ветром. Как результат, эквивалентные ширины H_γ и H_δ показывают минимальное значение $\log g$ (звезда как бы разбухла) и болометрическая звездная величина имеет глубокий минимум. Поток увеличен в бальмеровском континууме за бальмеровском скачком (в верхних слоях атмосферы) из-за дополнительного излучения горячего ветра и, как результат, величина бальмеровского скачка уменьшена.

– в фазе 0.85-0.9, магнитная ось перпендикулярна лучу зрения. Наблюдаемый поток приходит от звезды, но частично экранируется ветром из-за децентрированной магнитной оси. При этом, эквивалентные ширины H_γ и H_δ имеют средние величины, а болометрическая звездная величина имеет вторичный максимум. Кроме того, в этой фазе наблюдаются вторичные пики радио эмиссии [18].

Таким образом, в рамках этой модели, где имеется горячий ветер, выходящий по магнитным силовым линиям из фотосферы только из одного магнитного полюса, можно объяснить изменение полного потока выходящего с поверхности звезды, эффективной температуры, полученной по Φ_u , и цветового индекса ($b-y$). В рамках модели можно объяснить и синхронную переменность величины бальмеровского скачка и эквивалентные ширины водородных линий. В заключении отметим, что дополнительным подтверждением истечения вещества с поверхности CU Vir может служить присутствие в спектре линий C IV $\lambda\lambda 1548, 1550\text{AA}$, которые образуются в горячем ветре. Просмотр УФ спектров у звезды CU Vir, полученных на спутнике IUE, подтверждает наличие этих линий. Однако, необходимо детальное исследование УФ спектров, которое и проводится в настоящее время.

ЛИТЕРАТУРА

- Deutsch A.J.// *Astrophys. J.* 1952. Vol. 116. P. 536.
Sokolov N.A.// *Astron. Astrophys.* 2000. Vol. 353. P. 707.
Peterson B.A.// *Astrophys. J.* 1966. Vol.145. P. 735.
Рябчикова Т.А.// *Изв. КрАО.* 1972. Т. 45. С.146
Weiss W.W., Albrecht R., Wieder R.// *Astron. Astrophys.*1976. Vol. 47. P. 423.
Ryabchikova T.A. *The Sun and Cool Stars: Activity, Magnetism, Dynamos.* IAU Coll. 130, *Lecture Notes in Physics.* 1991 P. 380.
Kuschnig R., Ryabchikova T.A., Piskunov N.E., Weiss W.W., Gelbmann M.J.// *Astron. Astrophys.* 1999. Vol. 348. P. 924.
Sokolov N.A.// *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*1995. Vol.110. P. 553.
Adelman S.J., Pyper D.M., Shore S.N., White R.E., Warren W.H.// *Astron. Astrophys.*1989. Vol. 81. P. 221.
White R.E., Pyper D.M., Adelman S.J.// *Astron. J.* 1980. Vol. 85. P. 836.
Pyper D.M., Adelman S.J.// *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* 1985. Vol. 59. P. 369.
Pyper D.M., Ryabchikova T., Malanushenko V., Kuschnig R., Plachinda S., Savanov I.// *Astron. Astrophys.* 1998. Vol. 339. P. 822
Sokolov N.A.// *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*1998. Vol.130. P. 215.
North P.// *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* 1987. Vol. 69. P. 371.
Sokolov N.A.// *IBVS.* 1999. No. 4781

- Napiwotzki R., Schonberner D., Wenske V.// Astron. Astrophys. 1993. Vol. 268. P. 653.
Ryabchikova T.A.// 1998. Private communication.
Trigilio C., Leto P., Leone F., Umana G., Buemi C.// Astron. Astrophys. 2000. Vol. 362. P. 281.
Hatzes A.P.// Mon. Not. Roy. Astron. Soc. 1997. Vol. 288. P. 153.

THE TEMPERATURE SURFACE DISTRIBUTION OF THE STAR CU VIRGINIS

Sokolov N.A.

Summary

The variations of the effective temperature on the surface of the chemically peculiar star CU Virgivis has been analyzed. The T_{eff} derived from the slope of spectra in the Balmer continuum varies by about $\Delta T_{\text{eff}}=640\text{K}$ with rotational phase, but there are no correlation with the light variations in the Balmer continuum. On the other hand, variability of T_{eff} is in agreement with the $(b-y)$ color index variations and with the maximum of the total integrated flux for CU Vir. Moreover, the maximum T_{eff} corresponds to the main peaks of the radio emission from this star. The nature of the T_{eff} variations is discussed.

Variability of the Balmer jump ($\Delta D=0.042\text{dex}$) has been detected. The variations of D can be described by a one-frequency cosine curve and is in agreement with variations of $[c_1]$ and $[u-b]$ indices of the Stromgren photometry. Unfortunately, the variation of D cannot be used as indication of the T_{eff} variation with rotational phase, because the main responsible for the variation of D is the light variation in the Balmer continuum.

ИСТОРИЯ НАУКИ

ИЗ ИСТОРИИ СТАНОВЛЕНИЯ ОТЕЧЕСТВЕННОЙ СЛУЖБЫ ШИРОТЫ

Зыков И.А., Прудникова Е.Я.

Кратко описана история создания зенит-телескопа ЗТЛ-180, приводится библиография работ, выполненных к настоящему моменту на инструментах этой серии.

Важность создания широкоугольного зенит-телескопа, допускающего микрометрические измерения разностей зенитных расстояний до 1° , была обоснована в 1950 г. М.С. Зверевым и С.В. Дроздовым [1]. Там же авторы сформулировали предложения об устройстве микрометра для широкоугольного инструмента. Примечательна ссылка авторов на статью В.Г. Шапошникова [2], опубликованную в 1939 г., где были высказаны предложения о создании широкоугольного зенит-телескопа.

Все эти предложения были учтены авторами технического задания И.Ф.Корбутом и В.И.Сахаровым, а затем воплощены в серии зенит-телескопов АПМ-2, изготовленных на заводе ГОМЗ (впоследствии ЛОМО). У астрономов эта серия получила название ЗТЛ-180 (Зенит-Телескоп Ленинградский, диаметр объектива 180 мм.). Такова предыстория нового инструмента. История его изготовления и введения в строй была достаточно драматичной и вполне достойной производственного, или даже детективного романа.

1952 г. Из резолюции 10-й Астрометрической конференции:

«Приветствовать инициативу ГАО по разработке технических условий для нового широкоугольного зенит-телескопа и считать неотложно необходимым скорейшее изготовление инструментов этого типа для советских обсерваторий».

1953 г. Организация широтной станции вблизи Благовещенска-на-Амуре, желательна на широте Полтавы была поручена Пулковской обсерватории.

1954 г. Дирекция ГАО АН СССР заключила договор с заводом ГОМЗ на разработку конструкции и изготовления зенит-телескопа.

1955 г. Б.А.Орлов и И.Ф.Корбут (ГАО АН СССР) и Н.А.Попов (Полтавская обсерватория) выбирают место для будущей обсерватории.

1956 г. Ученый Совет ГАО утвердил место для постройки Дальневосточной широтной станции.

1957 г. 1 июля – начало наблюдений по плану Международного Геофизического Года. Введены в строй зенит-телескопы ЗТЛ-180 в ГАО АН СССР (наблюдатели: И.Ф.Корбут, В.И.Сахаров, Н.Г.Стрелкова), в ГАИШе (Москва), на Китабской широтной станции им. Улугбека, в Казанской обсерватории им. Энгельгардта (наблюдатели: Н.А. Чудовичева, П.М. Рабинский, В.П.Капралов, И.А.Урасина).

Академия наук КНР приобрела ЗТЛ-180 для Тяньцзинской широтной станции.

В августе началась работа на ЗТЛ-180 в ГАИШе.

17 августа начались регулярные наблюдения на ЗТЛ-180 на Китабской широтной станции (наблюдатели: А.М.Калмыков, В.С. Шухоров, Г.В.Гриневиц, В.С.Образцов).

На 12-й Астрометрической конференции представлены доклады, посвященные созданию Благовещенской широтной лаборатории:

И.Ф.Корбут. О выборе места для Широтной станции на Дальнем Востоке. Труды 12-й Астрометрической конференции СССР. Л., 1957, с.311-313.

Б.А.Орлов. Дальневосточная широтная станция Главной астрономической обсерватории. Труды 12-й Астрометрической конференции СССР. Л., 1957, с. 416-419.

В Благовещенской широтной лаборатории:

25 сентября – окончание строительных работ.

14 октября – начало сборки и установки ЗТЛ-180.

Декабрь – Н.М.Бахрах, Л.А. Бобрикова и Г.А.Панова под руководством Б.А.Орлова приступили к юстировке инструмента и пробным наблюдениям.

18 декабря пожаром был уничтожен павильон с зенит-телескопом и клиновым экзаменатором.

1958 г. Продолжалось исследование ЗТЛ-180 в АОЭ.

В феврале закончены монтаж и юстировка ЗТЛ-180 на Астрономической обсерватории Иркутского Университета. 1 марта начались регулярные наблюдения.

В мае был изготовлен и в июне отправлен в Благовещенск новый зенит-телескоп.

В ноябре началась сборка и монтаж инструмента.

1959 г. 20 февраля начались регулярные наблюдения на ЗТЛ-180 БШЛ.

Первым руководителем БШЛ с момента строительства до 15 марта 1959 г. был Б.А.Орлов.

1960 г. Получен и исследован новый винт ЗТЛ-180 АО ИГУ.

1966 г. В мае установлен ЗТЛ-180 Полтавской гравиметрической обсерватории.

Деятельность и научная судьба инструмента лучше всего представляется выполненными на нем работами.

Библиография

1960

1. Н.Р.Андреев. Исследование талькоттовских уровней зенит-телескопа ЗТЛ-180 в Пулковке. Труды 14-й Астрометрической конференции. Ленинград, 1960, с.268-269.
2. Н.Р.Андреев. Исследование периодических и поступательных ошибок микрометра зенит-телескопа ЗТЛ-180 в Пулковке. Труды 14-й Астрометрической конференции. Ленинград, 1960, с.270-275.
3. Т.И.Голикова, О.М.Жукова, В.В.Нестеров, Ю.И.Продан. Предварительные результаты обработки наблюдений на Московском зенит-телескопе за 1958 г. Предварительные результаты исследования колебаний широт и движения полюсов Земли, №1, Изд. АН СССР, Москва, 1960, с. 47-55.
4. Т.И.Голикова, В.В.Нестеров. Результаты предварительных исследований зенит-телескопа Московской обсерватории ГАИШ. Труды 14-й Астрометрической конференции СССР. Москва, Ленинград, Изд. АН СССР, 1960, с.276-284.
5. А.М.Калмыков. Предварительные результаты сравнения наблюдений на двух зенит-телескопах Китабской широтной станции за период 1957.5-1959.0. Предварительные результаты исследования колебаний широт и движения полюсов Земли, №1, Изд. АН СССР, Москва, 1960, с. 43-46.
6. В.П.Капралов, П.М.Рабинский, Н.А.Чудовичева. Наблюдения широты в Астрономической обсерватории им. Энгельгардта. Предварительные результаты исследования колебаний широт и движения полюсов Земли, №1, Изд. АН СССР, Москва, 1960, с.25-27.
7. К.С.Мансурова. Наблюдения широты в Астрономической обсерватории Иркутского государственного университета. Предварительные результаты исследования колебаний широт и движения полюсов Земли, №1, Изд. АН СССР, Москва, 1960, с. 31-33.

8. Ю.И.Продан, Т.И.Голикова, В.В.Нестеров. Результаты предварительных исследований зенит-телескопа Московской обсерватории ГАИШ. Труды 14-й Астрометрической конференции. Ленинград, 1960, с.276-283.
9. В.И.Сахаров, И.Ф.Корбут. Новый зенит-телескоп советской службы широты и его испытание в Пулковке. Труды 14-й Астрометрической конференции СССР. Москва, Ленинград, Изд. АН СССР, 1960, с.246-267.
10. В.И.Сахаров, И.Ф.Корбут. Определение колебаний широты Пулкова из параллельных наблюдений с двумя зенит-телескопами. Предварительные результаты исследования колебаний широт и движения полюсов Земли. №1, Изд. АН СССР, Москва, 1960, с. 34-42.
11. В.И.Сахаров. Четвертая широтная конференция и основные задачи изучения движения земных полюсов. АЖ, XXXVII, 3, 1960, с. 595-600.
12. Н.А.Чудовичева. Зенит-телескоп ЗТЛ-180 Астрономической обсерватории им. Энгельгардта и первый ряд наблюдений на нем. Труды 14-й Астрометрической конференции. Ленинград, 1960, с.284-286.

1961

13. А.М.Калмыков. Изменения широты на Китабской широтной станции. Предварительные результаты исследований колебаний широт и движения полюсов Земли. № 2, Москва, Изд. АН СССР, 1961, с. 51-55
14. А.М.Калмыков. Сравнение наблюдений на двух зенит-телескопах Китабской широтной станции. Предварительные результаты исследований колебаний широт и движения полюсов Земли. № 2, Москва, Изд. АН СССР, 1961, с. 58-60.
15. В.П.Капралов, П.М.Рабинский, И.А. Урасина, Н.А.Чудовичева. О колебаниях широты Астрономической обсерватории им. Энгельгардта в 1959 г. Предварительные результаты исследований колебаний широт и движения полюсов Земли. № 2, Москва, Изд. АН СССР, 1961, с. 48-50.
16. К.С.Мансурова. Широтные наблюдения на Иркутской астрономической обсерватории. Предварительные результаты исследований колебаний широт и движения полюсов Земли. № 2, Москва, Изд. АН СССР, 1961, с. 61-64.
17. А.И.Нефедьева. Наблюдения широты и колебания отвеса в Астрономической обсерватории им. Энгельгардта. Предварительные результаты исследований колебаний широт и движения полюсов Земли. № 2, Москва, Изд. АН СССР, 1961, с. 44-47.
18. П.М.Рабинский. Выбор наиболее целесообразного метода определения цены оборота винта окулярного микрометра зенит-телескопа. Предварительные результаты исследований колебаний широт и движения полюсов Земли. № 2, Москва, Изд. АН СССР, 1961, с. 118-121.
19. В.И.Сахаров. Широтные работы Пулковской обсерватории. Предварительные результаты исследований колебаний широт и движения полюсов Земли. № 2, Москва, Изд. АН СССР, 1961, с. 9-15.
20. В.И.Сахаров, И.Ф.Корбут. Параллельные широтные наблюдения в Пулковке с двумя зенит-телескопами. Предварительные результаты исследований колебаний широт и движения полюсов Земли. № 2, Москва, Изд. АН СССР, 1961, с. 16-20.
21. В.С.Шухоров. Определение цены оборота винта микрометра зенит-телескопа ЗТЛ-180 по наблюдениям звезд в элонгациях и шкальным парам международной программы. Предварительные результаты исследований колебаний широт и движения полюсов Земли. № 2, Москва, Изд. АН СССР, 1961, с. 122-124.

1963

22. И.И.Глаголева. О сравнении точности широтных наблюдений. «Вращение Земли», Изд. АН УССР, Киев, 1963, с.231-237.
23. А.А.Гурштейн. К теории широких шкальных пар. А.Ж., 1963, №1, с.178.
24. Л.Д.Костина, Н.Р.Персиянинова, В.И.Сахаров, А.М.Шаравин. Исследование широтных наблюдений, полученных в Пулковке во время МГГ-МГС. Вращение Земли, Изд. АН УССР, Киев, 1963, с. 68-85.
25. А.А.Корсунь. Точность данных о движении полюса Земли во время МГГ и МГС. «Вращение Земли», Изд. АН УССР, Киев, 1963, с.251-267.
26. Материалы наблюдений на зенит-телескопах во время МГГ-МГС. Изд. АН СССР, Москва, 1963.
27. Материалы наблюдений на зенит-телескопах в 1960-1963 гг. Изд. АН СССР, Москва, 1964.
28. И.Ф.Корбут, Г.С.Шептунов, Л.А.Бобрикова. О широтных наблюдениях в Благовещенской широтной лаборатории ГАО АН СССР. «Вращение Земли», Изд. АН УССР, Киев, 1963, с.86-94.
29. В.С.Шухоров. Определение постоянной установки зенит-телескопа. «Вращение Земли», Изд. АН УССР, Киев, 1963, с.126-135.

1964

30. Li Shi-guang, Fang Liven, Jua Shi-Yun. Acta Astronomica Sinica, 1965, Vol.13, №1.
31. Li Shi-guang, Zhu Young-He. Acta Astronomica Sinica, 1964, Vol.12, №1.

1965

32. И.И.Глаголева, Я.С. Яцкив. Z-член по данным широтных наблюдений МГГ и МГС. Изменяемость широт. Киев, "Наукова Думка", 1965, с. 70-74.
33. А.А.Гурштейн. Анализ годичного цикла наблюдений новой программы широких шкальных пар. Сообщения ГАИШ, 1965, №140-141, с.17-38.
34. Ли Ши-гуан, Фан Л-вэнь, Цзя Шу-юань. Latitude variations at the Tientsin latitude station (1962.0-1964.0). "Тяньвэнь сюэбао, Acta astron.sinica", 1965,13, №1, с.289-34.
35. В.В.Нестеров, И.М.Калинина. Об определении склонения звезд из наблюдений с зенит-телескопом ЗТЛ-180. Сообщения ГАИШ, 1965, №140-141, с.72-74.
36. Ю.Г.Юсупов. Определение поправки к цене оборот винта окулярного микрометра ЗТЛ-180 АОЭ из наблюдений пар Талькотта в 1957-1961 годах. Уч. Зап. Казанск. Ун-та, 1965, 125, №7, с. 93-100.

1966

37. Л.П.Басурманова-Грибко. Программа шкальных пар для зенит-телескопов северной международной параллели. "Анализ результатов широтных наблюдений". Труды Ташкентской обсерватории, 1966, сер. II, № 12, с.149-159
38. Л.П.Грибко, И.М.Калинина. Исследование новой винтовой пары Московского зенит-телескопа. Сообщения ГАИШ, 1966, №146, с.3-7.
39. Г.В.Гриневич. Анализ значений широты Китаба за период 1958-1963 гг., полученных различными наблюдателями на зенит-телескопе ЗТЛ-180. "Анализ результатов широтных наблюдений". Труды Ташкентской обсерватории, 1966, сер. II, № 12, с. 37-48.
40. А.А.Гурштейн. Экспериментальное измерение эффекта нестабильности визирной линии после установки зенит-телескопа (изменения гнутя). "Анализ результатов широтных наблюдений". Труды Ташкентской обсерватории, 1966, сер. II, № 12, с. 112-119.

41. А.М.Калмыков. Результаты параллельных наблюдений широты Китаба на двух зенит-телескопах. "Анализ результатов широтных наблюдений". Труды Ташкентской обсерватории, 1966, сер. II, № 12, с. 49-53.
42. И.Ф.Корбут. Зенитная программа для пулковского широкоугольного зенит-телескопа. "Анализ результатов широтных наблюдений". Труды Ташкентской обсерватории, сер. II, № 12, Ташкент, Изд. "Фан" Уз.ССР, 1966, с.160-170.
43. В.В.Нестеров. Определение постоянной установки зенит-телескопа из наблюдений в первом вертикале. Сообщения ГАИШ, 1966, №146, с.24-27.
44. Н.Р.Персиянинова. Сравнение результатов широтных наблюдений некоторых обсерваторий, участвующих в советской и международной службах движения полюса. "Анализ результатов широтных наблюдений". Труды Ташкентской обсерватории, 1966, сер. II, № 12, с. 54-60.
45. В.В.Подобед. Совместные наблюдения на меридианном инструменте и широкоугольном зенит-телескопе для определения склонений звезд. "Анализ результатов широтных наблюдений". Труды Ташкентской обсерватории, 1966, сер. II, № 12, с.171-177.
46. Ю.И.Продан, А.А.Гурштейн. К вопросу определения цены оборота винта окулярного микрометра зенит-телескопов северной международной параллели. "Анализ результатов широтных наблюдений". Труды Ташкентской обсерватории, 1966, сер. II, №12, с.143-148.
47. Ю.И.Продан, Л.В.Рыхлова. Исследование объектива зенит-телескопа Московской обсерватории. Сообщения ГАИШ, 1966, №146, с. 8-23.
48. Г.С.Шептунов, А.Н.Шептунова. Определение цены оборота микрометрического винта ЗТЛ-180 в Благовещенске. Изв. ГАО АН СССР, 1966, т XXIV, вып. 3, 179, с.48-50.
49. Г.С.Шептунов. Сравнение склонений, полученных из широтных наблюдений, с каталожными. "Анализ результатов широтных наблюдений". Труды Ташкентской обсерватории, 1966, сер. II, № 12, с. 76-84.
50. В.С.Шухоров. Метод "шкальной звезды" для определения цены оборота винта микрометра. "Анализ результатов широтных наблюдений". Труды Ташкентской обсерватории, 1966, сер. II, №12, с. 127-142.
51. В.С.Шухоров. К вопросу о годовой волне в разностях широт двух зенит-телескопов Китабской широтной станции. Изв. АН УзССР. Серия физ.-мат. Наук., 1966, №4, с.70-71.

1967

52. А.А.Корсунь, Е.П.Федоров. О назначении весов при выводе координат полюса Земли по данным широтных наблюдений. Изменяемость широт. Вып.2., Киев, «Наукова думка», 1967, с.108-116.
53. W.Jaks. Nowy program obserwacji szerokosciowych dla rownoleznika Irkuck-Borowiec. "Mater. I prace. Zakl. Geofiz. PAN", 1967, № 16, p.39-46.
54. A.Stoyko. Variation des latitudes et mouvement du pole instantane pendant l'Annee Geophysique Internatinala e 'Annee de la Cooperation Geophysique Interationale (1957.50-1960.00)."Ann.Interna. Geophys. Year". 1967, 43, p.27-81.
55. В.В.Подобед. Совместные наблюдения звезд широтных программ на меридианном круге и зенит-телескопе. Труды 17-й Астрометрической конференции СССР, Л., "Наука", 1967 с.109-113.
56. А.С.Харин. Сравнение Голосеевского каталога звезд широтных программ со склонениями, полученными из широтных наблюдений. Изменяемость широт. Вып.2., Киев, «Наукова думка», 1967, с. 89-107.

57. Г.С.Шептунов. Исследование неполярных изменений широты по материалам шестилетнего ряда (1959-1965 гг.) наблюдений в Благовещенской широтной лаборатории. Автореферат диссертации на соискание ученой степени физ.-мат. наук. 1967.

1968

58. Ю.Г.Юсупов. Изв. АОЭ, 1968, №36.

1969

59. Н.И.Попов, Н.И.Панченко, А.П.Цапова. Определение некоторых инструментальных характеристик зенит-телескопа ЗТЛ-180 Полтавской обсерватории. Астрометрия и Астрофизика, Киев, «Наукова думка», 1969, с.67-73.

1970

60. З.Н.Аксентьева. Сорокалетний путь научных исследований Полтавской гравиметрической обсерватории. Вращение и приливные деформации Земли, вып. 1, Киев, «Наукова думка», 1970., с.10-29.

61. В.И.Сергиенко. Исследование влияния рефракционных аномалий на широтные наблюдения в Иркутске и Благовещенске. А.Ж., 47, №6, 1970, с.1328.

62. Г.С.Шептунов. Результаты наблюдений широты в Благовещенске в 1959-1965 гг. Труды ГАО в Пулкове, 1970, серия 2, 79, с.62.

63. Ю.Г.Юсупов. Некоторые вопросы анализа широтных наблюдений для неравноотстоящих значений аргумента. Вращение и приливные деформации Земли, вып. 1, Киев, «Наукова думка», 1970., с.104-112.

1971

64. А.М. Калмыков. Работы Китабской Международной станции им. Улугбека с 1954 г. до настоящего времени. "Системы координат в астрономии", Ташкент, "Фан", 1971, с. 87-90.

65. К.С.Мансурова. Определение цены оборота винта окулярного микрометра ЗТЛ-180 по наблюдениям широких шкальных пар. Изв. ГАО АН СССР, 1971, № 189-190, с. 131-135.

66. В.В.Нестеров. Сообщ. ГАИШ, 1971, № 169.

67. В.И.Сергиенко. Применение термосопротивлений для изучения рефракционных аномалий. Изв. ГАО АН СССР, 1971, №189-190, с.115-124.

68. В.И.Сергиенко. Предварительные результаты наблюдений рефракционных пар и околоризитных пар Талькотта на ЗТЛ-180. Изв. ГАО АН СССР, 1971, №189-190, с.124-130.

69. Г.С.Шептунов. Исследование ошибок микрометра Благовещенского ЗТЛ-180. Изв. ГАО АН СССР, 1971, №187, с.151.

1972

70. Л.П.Басурманова-Грибко. Каталог астрометрических стандартов для определения цены оборота винта микрометра зенит-телескопов МСШ. Труды ГАИШ, 1972, т. XLII, с. 80-98.

71. Л.С.Братолобова. Новый результат определения точных склонений звезд посредством зенит-телескопа. А.Ж., 1972, 49, №6, с. 1331-1333.

72. И.М.Калинина. О наблюдениях склонений звезд списка широтных программ на зенит-телескопе. Труды 18-й Астрометрической конференции. Ленинград, Изд. "Наука", 1972, с.146-150.

73. Е.П.Федоров, А.А.Корсунь, С.П.Майор, Н.И.Панченко, В.К.Тарадий, Я.С.Яцкив. Движение полюса Земли с 1890.0 по 1969.0. Киев, «Наукова думка», 1972, 264с.

1973

74. В.В.Нестеров, Ю.И.Продан. Наблюдения широты Московской обсерватории, выполненные на зенит-телескопе ЗТЛ-180 в 1958-1963 гг. Труды ГАИШ, 1973, 44, с. 147-184.

75. Г.С.Шептунов. Результаты 6-тилетнего ряда (1959-1965) широтных наблюдений в Благовещенске. Труды ГАО АН СССР, т. 79, Л., 1973, с. 62-78.

1974

76. В.К.Будзько, Т.Б.Курган, Р.И.Попова, А.П.Стэпа. О сравнении масштабов зенит-телескопов Полтавской гравиметрической обсерватории. "Вращение и приливные деформации Земли", вып. 5, Киев, "Наукова Думка", 1974, с. 111-113.

1975

77. Л.С.Братолобова. Новый результат определения склонений звезд по наблюдениям на зенит-телескопе. Современные проблемы позиционной астрометрии. Изд. МГУ, 1975, с. 232-233.

78. И.М. Калинина. Каталог склонений звезд списка широтных программ по наблюдениям на зенит-телескопе московской обсерватории. Современные проблемы позиционной астрометрии. Изд. МГУ, 1975, с. 226-229.

79. Н.И.Карчевская. Анализ результатов наблюдений пар Талькотта, составленных из списка КСЗ. Современные проблемы позиционной астрометрии. Изд. МГУ, 1975, с. 233-235.

80. Г.С.Шептунов, А.Н.Шептунова, В.П.Котлярчук, И.А.Владиминова. Изменения широты по наблюдениям в Благовещенске в 1959-1972гг. Изв. ГАО АН СССР, 1975, №193, с. 124-138.

1976

81. А.А.Красикова. Определение абсолютных склонений звезд по методу Сандерса-Раймонда. Изв. АОЭ, 1976, № 41-42, с.71-81.

82. В.С.Кулагин, Д.П.Лаас, Н.Н.Чудинов. Результаты наблюдений над изменчивостью широты АОЭ в 1966-1970гг. Изв. АОЭ, 1976, №41-42, с. 86-90.

83. Д.П.Лаас, В.В.Лобанова, И.А.Урасина, Н.Н.Чудинов, Ю.Г.Юсупов. Результаты наблюдений широты АОЭ на ЗТЛ-180 за 1957-1972 гг. Изв. АОЭ, 1976, №41-42, с. 154-174.

84. А.И.Нефедьева. Астрономическая рефракция. Ч.Ш. Аномалии рефракции. Изв. АОЭ, 1976, № 41-42, с.3-70.

85. Е.Я.Прудникова. Определение дисторсии объектива широкоугольного зенит-телескопа ЗТЛ-180. Наблюдательные проблемы астрономии. "Наука", 1976, с.41-42.

86. Н.Н.Чудинов. Определение цены деления талькоттовских уровней и цены оборота винта окулярного микрометра зенит-телескопа ЗТЛ-180 из наблюдений широтных шкальных пар. Изв. АОЭ, 1976, №41-42, с.178-179.

87. Ю.Г.Юсупов. Определение постоянной абберации из широтных наблюдений на ЗТЛ-180 АОЭ Изв. АОЭ, 1976, №41-42, с.180-181.

1977

88. Г.С.Шептунов. Астрометрия и астрофизика, вып., 32, 1977, с. 74-86.

89. С.К.Эшонкулов. Определение цены оборота винта окулярного микрометра китабского зенит-телескопа ЗТЛ-180 методом широких шкальных пар. АЦ АН УзССР, Т., 1977, № 78, с. 20-21.

1978

90. И.А.Зыков, В.А.Наумов, Е.Я.Прудникова, А.М.Шаравин. О возможных причинах ошибок масштаба и исследование окулярного микрометра. "Новые идеи в астрометрии". Труды 18-й Астрометрической конференции "Наука", 1978, с.184-189.
91. В.В.Лобанова (Лапаева), Н.Н.Чудинов. Исследование дисторсии объектива ЗТЛ-180 АОЭ. Изв. АОЭ, 1978, № 43/44, с. 195-200.
92. В.А.Наумов. Улучшение фундаментальной системы склонений методом зенитной симметрии. «Новые идеи в астрометрии». Труды 20-й Астрометрической конференции, Ленинград, «Наука», 1978, с. 49-51.

1980

93. Л.П.Басурманова-Грибко. Каталог вашингтонских шкальных пар, полученный на московском зенит-телескопе. Труды ГАИШ, 1980, т. XLIX, с.186-195.
94. В.В.Лапаева. О возможной причине личных ошибок в наблюдениях широты. АЦ АН СССР, 1980, № 1377, с. 6-8.
95. В.А.Наумов, Е.Я.Прудникова, А.М.Шаравин. Поправки склонений пар пулковской зенитной программы ЗТЛ-180. Изв. ГАО АН СССР, №197, с.71-80.
96. Е.Я.Прудникова. Предварительные результаты изменения широты Пулкова по наблюдениям на ЗТЛ-180 в 1967.4-1974.7 по зенитной программе. Изв. ГАО АН СССР, №187, с. 81-88.
97. Е.Я.Прудникова. О средней широте Пулкова за 1967-1974 гг. Изв. ГАО АН СССР, №198, с. 78-82.
98. И.А.Урасина. Улучшение склонений и собственных движений звезд широтных программ Астрономической обсерватории им. Энгельгардта и Полтавской гравиметрической обсерватории АН УССР. Изв. АОЭ, 1980, № 4, с.31-54.
99. Г.С.Шептунов, И.А.Владиминова. Уточнение цены оборота винта микрометра и ее температурного коэффициента благовещенского ЗТЛ-180. Изв. ГАО АН СССР, 1980, 197, с.65-75.

1981

100. С.К.Эшонкулов. Широкие шкальные пары как служба масштаба окулярного микрометра. АЦ АН УзССР, Т., 1981, № 94, с.34-39.
101. С.К.Эшонкулов. Определение дисторсии объектива китабского зенит-телескопа ЗТЛ-180. АЦ АН УзССР, Т., 1981, № 96, с. 35-40.
102. С.К.Эшонкулов. Определение цены деления уровней зенит-телескопа ЗТЛ-180 в Китабе. АЦ АН УзССР, Т., 1981, № 96 с. 32-34.
103. Я.С. Яцкив. Международный проект МЕРИТ. Итоги первой наблюдательной кампании. Препринт ИТФ-83-94Р, Киев, 1981 43 с.

1982

104. И.М.Калинина. Московский каталог склонений звезд широтных программ. Труды ГАИШ, 1982, т. LII, с. 81-149.
105. Б.Колачек. О влиянии средних широт на движение полюса, определяемое по данным астрономических наблюдений. Изучение Земли как планеты методами геофизики, геодезии и астрономии. Труды 1-й Орловской конференции. Киев, «Наукова думка», 1982, с.139-142.

106. Л.Д.Костина, Н.Р.Персиянинова, Е.Я.Прудникова. Неполярные вариации широт, полученных из наблюдений на двух зенит-телескопах Пулкове. Изв. ГАО АН СССР, №200, с.89-90.
107. Е.Я.Прудникова. О z-члене пулковского зенит-телескопа ЗТЛ-180. Изв. ГАО АН СССР, №200, с.92-95.

1983

108. А.В.Гожий. Квазимеридианные наблюдения зенитных звезд с целью определения широты. Вращение Земли и геодинамика. Труды Всесоюзного совещания, Ташкент, «Фан» УзССР, 1983, с. 68-74.
109. А.В.Гожий, Л.С.Откидач. Результаты исследования симметрии микрометрических измерений при определении широты по наблюдениям ярких зенитных звезд. Вращение Земли и геодинамика. Труды Всесоюзного совещания, Ташкент, «Фан» УзССР, 1983, с. 75-80.
110. Н.И.Коллякова. Результаты новой обработки наблюдений, полученных на Китабском ЗТЛ-180 в 1957-1966 гг. Вращение Земли и геодинамика. Труды Всесоюзного совещания, Ташкент, «Фан» УзССР, 1983, с. 108-117.
111. Л.Д.Костина, Н.Р.Персиянинова, Е.Я.Прудникова. Влияние эффекта ветра на наблюдения широты с двумя зенит-телескопами в Пулкове. Вращение Земли и геодинамика. "Фан", Ташкент, 1983, с. 121-126.
112. Б.Махматгазиев. Влияние суточного члена изменения широты на поправки склонений и на местный зет-член. Вращение Земли и геодинамика. Труды Всесоюзного совещания, Ташкент, «Фан» УзССР, 1983, с.81-94.
113. Г.С.Шептунов. Об учете колебаний рефракционного зенита в широтных наблюдениях и определении поправок собственных движений пар звезд широтных программ. Вращение Земли и геодинамика. Труды Всесоюзного совещания, Ташкент, «Фан» УзССР, 1983, с. 60-67.
114. С.К.Эшонкулов. Исследование изменчивости широты Китаба за период 1967.0-1979.0 по наблюдениям на зенит-телескопе ЗТЛ-180. «Вращение Земли и геодинамика», Т., 1983, с. 96-107.
115. С.К.Эшонкулов. Анализ неполярных колебаний широты Китаба по наблюдениям на зенит-телескопе ЗТЛ-180 за 1967-1979 гг. АЦ АН УзССР, Т., 1983, № 108, с.34-43.
116. С.К.Эшонкулов. Исследование средних широт Китаба по наблюдениям на зенит-телескопе ЗТЛ-180 за период 1967.0-1979.0. АЦ АН УзССР, Т., 1983, № 109, с. 26-31.
117. С.К.Эшонкулов. Групповые поправки склонений по наблюдениям на зенит-телескопе ЗТЛ-180 за период 1967.0-1979.0. АЦ АН УзССР, Т., 1983, с. 35-38.
118. Я.С.Яцкив, К.Х.Нурутдинов. Международный проект МЕРИТ. Подготовка к основной наблюдательной кампании. Препринт ИТФ – 83-94Р, Киев, 1983, 28 с.

1984

119. Л.П.Грибко. Каталог склонений звезд зенитной зоны, полученный на московском ЗТЛ-180. "Проблемы астрометрии". Труды 22-й Астрометрической конференции, МГУ, 1984, с. 95-97.
120. Л.Д.Костина, Н.Р.Персиянинова, Е.Я.Прудникова. Анализ неполярных вариаций широт, полученных из наблюдений на двух зенит-телескопах в Пулкове. "Проблемы астрометрии". Труды 22-й Астрометрической конференции МГУ, 1984, с. 145-148.

121. Л.Д.Костина, Н.Р.Персиянинова, Е.Я.Прудникова. Сравнение эффективности метода шкальных рядов для определения масштаба двух зенит-телескопов в Пулкове. "Проблемы астрометрии". Труды 22-й Астрометрической конференции, МГУ, 1984, с. 231-233.
122. В.А. Наумов. О методе Шапошникова. Проблемы астрометрии. Труды 22-й Астрометрической конференции, Изд. МГУ, 1984, с. 116-118

1985

123. И.А.Зыков, В.А.Наумов, Е.Я.Прудникова, А.М.Шаравин. Наблюдения пар Талькотта на ЗТЛ-180 в Пулкове по плану определения абсолютных склонений звезд. Изв. ГАО АН СССР, №203, 1985, с.21-22.
124. В.В.Лапаева. Сравнение кривых изменения широты в двух системах склонений и собственных движений. АЦ АН СССР, 1985, № 1377, с. 3-5.
125. В.В.Лапаева. Постоянная нутации из широтных наблюдений АОЭ в 1957-1976 гг. АЦ АН СССР, 1985, № 1377, с. 5-7 .
126. В.В.Лапаева, И.А.Урасина, Н.Г.Соколова, Н.Н.Чудинов. Обработка 19-летнего широтного ряда АОЭ с повышенной точностью. Изв. АОЭ, 1985, № 49/50, с. 111-197.

1986

127. А.В.Драмарецкая, Е.Я.Прудникова. О неполярных вариациях широт станций отдельного региона. "Проблемы определения параметров вращения Земли", изд. ДВНЦ, 1986, с.39-46.
128. А.А.Корсунь. Итоги участия советских служб времени и широты в наблюдательной кампании проекта МЕРИТ. Проблемы определения параметров вращения Земли. Владивосток, ДВНЦ АН СССР, 1986, с. 83-84.
129. В.В.Лапаева. О влиянии ошибок каталога ГС на кривую изменения широты АОЭ за 1957-1976 гг. Проблемы определения параметров вращения Земли. Владивосток, ДВНЦ АН СССР, 1986, с. 22-35.
130. А.А.Немо. Служба определения параметров вращения Земли на Дальнем Востоке. Проблемы определения параметров вращения Земли. Владивосток, ДВНЦ АН СССР, 1986, с. 4-12.
131. И.А.Урасина. Предварительный сводный каталог широтных звезд. Проблемы определения параметров вращения Земли. Владивосток, ДВНЦ АН СССР, 1986, с. 13-21.

1987

132. Г.К.Вагизова, Е.Я.Прудникова. Зависимость эффекта ветра в широтных наблюдениях от зенитного расстояния пар Талькотта. Изв.ГАО АН СССР, №205, с.44-47.
133. Н.Н.Кабаева. Особенности метода Сандерса-Раймонда на примере абсолютного каталога склонений 249 звезд. Современная астрометрия. Труды 23-й Астрометрической конференции СССР. Л., 1987, с.114-116.

1988

134. В.К.Будзько. Систематическая ошибка в наблюдениях на зенит-телескопе в зависимости от порядка положений инструмента. Изучение Земли как планеты методами геофизики, геодезии и астрономии. Труды 2-й Орловской конференции. Киев, «Наукова думка», 1988, с.219-220.

135. В.В.Витязев, Е.Я.Прудникова. Спектральный анализ неравномерно распределенного ряда наблюдений. "Изучение Земли как планеты методами геофизики, геодезии и астрономии". Труды 2-й Орловской конференции. Наукова Думка, 1988, с. 226-229.
136. А.В.Гожий, В.Б.Бакушевич, А.К.Коваленко. Микрометрические измерения больших дуг по склонению с помощью двух зенит-телескопов. Изучение Земли как планеты методами геофизики, геодезии и астрономии. Труды 2-й Орловской конференции. Киев, «Наукова думка», 1988, с.218.
137. И.М.Калинина. Собственные движения звезд московского каталога склонений. Изучение Земли как планеты методами геофизики, геодезии и астрономии. Труды 2-й Орловской конференции. Киев, «Наукова думка», 1988, с.23-24.
138. В.В.Лапаева. Определение коэффициентов нутации по данным наблюдений широты в АОЭ. Изучение Земли как планеты методами геофизики, геодезии и астрономии. Труды 2-й Орловской конференции. Киев, «Наукова думка», 1988, с.10-13.
139. В.В.Лапаева. Изучение колебаний широты и определение коэффициентов нутации на основе анализа 19-летнего широтного ряда АОЭ. Автореферат диссертации на соискание ученой степени кандидата физико-математических наук. 1988, 17с.
140. В.А.Наумов, И.А.Зыков, Е.А.Степанова. Предварительные результаты обработки наблюдений на ЗТЛ-180 в Благовещенске по пулковскому плану. Изв. ГАО АН СССР, 1988, № 205, с. 42-43.
141. Е.Я.Прудникова "Исследование неполярных вариаций широты и получение каталога звезд пулковской зенитной зоны". Автореферат диссертации на соискание степени кандидата физ.-мат. Наук, 1988.

1989

142. Е.Я.Прудникова. Поправки склонений звезд пулковской зенитной зоны. Изв. ГАО АН СССР, №206, 1989, с.61-63.
143. С.К.Эшонкулов. Исследование изменчивости широты Китаба за период 1967.0-1978.0 по наблюдениям на зенит-телескопе ЗТЛ-180. Автореферат диссертации на соискание ученой степени кандидата физико-математических наук. 1989, 14с.

1990

144. E.Ja.Prudnikova. On the tie of astrometric Radiostars to the FK5 system with ZTL-180 observations. "Inertial coordinate system on the sky", Proceeding of the 141 Symposium IAU, Dordrecht, Boston, London, 1990, p.94.

1991

145. Е.А.Литвиненко, С.К.Эшонкулов. Сравнение суточных изменений широты на двух телескопах в Китабе. Изв. ГАО АН СССР, 1991, № 207, с. 35-36.
146. В.А.Наумов, И.А.Зыков, О.В.Ланенкина. Звезды пулковского плана определения абсолютных склонений звезд, наблюдаемые в северном полушарии. Изв. ГАО АН СССР, 1991, № 207, с. 30-31.

1994

147. В.В.Витязев, Е.Я.Прудникова. Спектры скважности рядов астрономических наблюдений. Вестник СПб. ГУ, сер.1, вып.2,1994, с. 78-86.
148. Е.Я.Прудникова. О короткопериодических составляющих в изменении широты. Изв. ГАО РАН, №209, 1994, с.131-139.

1996

149. А.А.Корсунь, Г.С.Курбасова. Сравнение низкочастотных вариаций в двух сериях координат полюса Земли и их геодинамическая интерпретация. Современные проблемы и методы астрометрии и геодезии. Тезисы докладов. С.Пб., 1996, с. 119.
150. В.В.Лапаева, И.А.Урасина. Поправки коэффициентов главного члена нутации из астрометрических наблюдений. Современные проблемы и методы астрометрии и геодезии. Тезисы докладов. С.Пб., 1996, с. 99-100.
151. Е.Я.Прудникова. О влиянии внутриспиральной рефракции на точность наблюдений. Изв. ГАО РАН, №210, 1996, с.192-197.

1998

152. И.А.Зыков, Е.Я.Прудникова. Наблюдения астрометрических радиозвезд на зенит-телескопах в Пулково". Изв. ГАО РАН, № 213, 1998, с.134-137.
153. Е.А.Литвиненко, С.К.Эшонкулов. Медленные и быстрые изменения средней широты. Изв. ГАО РАН, 1998, № 213, с. 291-295.

Литература

1. Дроздов С.В., Зверев М.С. Об определении склонений звезд из наблюдений звезд на зенит-телескопах. АЖ, 1950, т.27, вып.1, с.48-53.
2. Шапошников В.Г. АЖ, 1939, т.16, вып. 3, с. 62-74.

ON THE BEGINNING OF THE NATIVE LATITUDE SERVICE

Zykov I.A., Prudnikova E.Ja.

There is represented a short history and bibliography of zenith-telescope ZTL-180.

НОВЫЕ ДАННЫЕ ИЗ АРХИВОВ Б.Б. ГОЛИЦЫНА

Новожилова Т.А., Ассиновская Б.А.

В работе приводятся первичные материалы из архивов выдающегося сейсмолога Б.Б. Голицына и некоторые результаты их анализа, касающиеся, главным образом, исторической сейсмичности северо-запада России. Было установлено, что уникальные и длительные макросейсмические наблюдения служителей Валаамского монастыря, были санкционированы Б.Б. Голицыным. Результаты обработки материалов свидетельствуют о настоящей необходимости проведения высокоточных инструментальных наблюдений на Ладоге.

Введение

Б.Б. Голицын широко известен в мире как один из основоположников сейсмологической науки. Разработанный им в 1906 году метод регистрации колебаний земной поверхности положил начало современной сейсмометрии. Многие сейсмические станции мира в начале 20 века оборудовались сейсмографами Голицына, лёгкими и удобными в отличие от громоздких приборов Вихерта [1].

Не менее известна и научно-организационная деятельность Б.Б. Голицына.

Б.Б. Голицын был сначала членом, а затем Председателем Постоянной Центральной Сейсмической Комиссии, которая занималась организацией сейсмической службы в России. Голицын считал необходимым создание сейсмической сети, которая позволила бы изучать сейсмические явления на территории всего государства и сопоставлять их с наблюдениями в других регионах Земли. Под его руководством сеть сейсмических станций была существенно преобразована, расширена, оснащена новыми приборами [2]. Голицын был инициатором и активным исполнителем многих работ, в частности исследований, направленных на поиски предвестников землетрясений по наблюдениям за деформациями Земли, за уровнем воды в различных водных источниках, работой нефтепромыслов и других. Велико было старание Б.Б. Голицына вовлечь в наблюдательную сеть как можно больше территорий и служб. Собираемые по регионам данные, содержавшие различную информацию о землетрясениях, обобщались и анализировались. Это относится и к северо-западу России. В данной работе мы описываем некоторые результаты изучения архивов Б.Б. Голицына [3], касающиеся региональных сейсмических наблюдений.

Далёкие землетрясения

Как известно, многолики и разнообразны макросейсмические проявления катастрофических землетрясений планеты и реакция земной коры на сейсмические воздействия. В частности, факт взаимосвязи подземных колебаний от землетрясений и давления газа, поступающего из природных источников, на маяке о. Кокшер в Финском заливе, видимо, впервые был установлен служителями маяка в 1908 году, во время известного катастрофического (более 85000 чел погибло) Мессинского землетрясения с магнитудой 7.5.

Ниже приводим отрывок из письма начальника Главного гидрографического Управления А.Вильницкого (Фонд 69, оп.2, дело №131).

«Князю Б.Б.Голицыну.
От 1 февраля 1911 г.

Милостивый Государь, Борис Борисович. По дошедшим до меня сведениям, на маяке Кокшер, в Финском заливе, освещающемся естественным, исходящим из земли, газом (метан CH_4), замечено, что во время настоящих землетрясений в г. Верном истечение газа по временам приостанавливается, и маяк тухнет. То же явление наблюдалось и при Мессинском землетрясении, когда газ пропал на несколько дней»

«Землетрясения в Верном» – это Кеминское (Кебинское) землетрясение 3 января 1911 года и его афтершоки 9, 12, 14 января. Главный толчок имел магнитуду 8.2, интенсивность в эпицентре $I_0 = 10-11$. Землетрясение ощущалось на огромной площади, на расстоянии свыше 1000 км [4].

Общение Б.Б. Голицына с Главным гидрографическим Управлением, по всей видимости, было регулярным, т.к. в архиве имеются ведомости постоянных наблюдений за давлением газа на маяке Кокшер. Вот, например, следующая выписка: «О. Кокшер. Ведомость о давлении натурального газа при маяке Кокшер с 1-го января по 1-е февраля 1909 года.

10 января 1909 г. в 9 часов .30 минут вечера давление газа прекратилось. 16, 17, 18, 22 и 28 января наблюдалось малое давление». Эти явления соответствуют Иранскому землетрясению 23 января 1909 года с магнитудой 7.7.

«5 февраля 1912 года сильное давление газа с 9 часов утра до 7 часов вечера. (Наибольшим давление было в 7 часов вечера). » Сильных мировых землетрясений в это время не случилось, однако известно, что 8 апреля и 14 июня имели место 3- 4 - балльные местные сейсмические события в районе самого острова Кокшер, сопровождавшиеся сотрясениями и подземным грохотом [5]. Повышение давления газа можно рассматривать в качестве их предвестников. По характеру поведения газа можно косвенно судить о механизме очага случившегося землетрясения.

Большое внимание Б.Б. Голицын и ПЦСК уделяли сбору сведений о землетрясениях в России. Была налажена регулярная переписка ПЦСК с различными природоведческими организациями в регионах, благодаря чему стало возможно получение информации о сейсмических событиях там, где не производилось инструментальных наблюдений. По данным, полученным таким образом, был составлен, например, список землетрясений по губерниям севера страны за 1902-1904 годы, который хранится в архиве (фонд 69, опись 4).

Список землетрясений по губерниям за 1902-1904 годы

Губерния	Место	Дата	Количество
Архангельская	Кемь Киетенга	10 апреля 1902 г.	1
		10 апреля 1902 г.	
Курляндия		1904 г.	13
Лифляндская		1904 г.	8
Московская		1902 г.	1
Петербургская		1904 г.	1

10 апреля 1902 года произошло сильное на региональном уровне землетрясение в центральной части Финляндии (координаты очага 64.3N 27.6E) с магнитудой $M 4.7$ и радиусом осязательности по финским данным 220 км. Очаг расположен в Ладожско-Ботнической сейсмогенной зоне. О макросейсмических проявлениях этого события в

Карелии (Кемь, Киетенга) известно, а вот сведения о сотрясениях в Московской губернии, вероятно, новые.

1904 год - это дата самого сильного, землетрясения Фенноскандии в грабене Осло, с магнитудой $M=5.8$ [6], проявившегося на обширной территории современных стран Балтии и северо-западе России. Судя по приведенному списку, ряд локальных событий, очевидно, имел место в 1904 году также и в прибалтийском регионе.

Ладожские землетрясения

Не один год ПЦСК занималась изучением загадочных явлений на о. Валаам в Ладожском озере. Материалы по этому вопросу обнаружены в различных местах хранения, в том числе в архиве Голицына. Как известно, [7] началось всё с письма монахов в Главную физическую обсерваторию в 1914 году, которое было передано в Сейсмическую Комиссию. В нём речь шла о загадочных явлениях, наблюдаемых на острове. Они заключались в том, что там с 1911 года время от времени слышались подземные гулы, порой сопровождаемые чуть заметным содроганием почвы. Монахи обращались с просьбой разобраться в этих явлениях.

В дальнейшем на острове были организованы сейсмические наблюдения. Архивные материалы позволяют показать развитие событий и роль Б.Б. Голицына в них. Ниже в хронологическом порядке приведены выдержки из некоторых документов, относящихся к событиям на Валааме, (Архив РАН, СПб отделение, фонды №69 и №146).

Первое письмо доложено на заседании Центрального Бюро ПЦСК 4 ноября 1914 г.

На заседании Комиссии 26 ноября 1914 г. оно было рассмотрено. Принято решение: *"Центральное Бюро полагает сообщить монастырю имеющиеся в литературе указания о подобных явлениях и прислать установленную анкету."*

Письмо ПЦСК в Валаамский монастырь от 27 января 1915 г.:

«Ввиду этого обстоятельства представляется особенно желательным продолжать на о.Валаам наблюдения над отмеченным явлением, и Сейсмическая Комиссия позволяет себе предложить для руководства следующие 6 пунктов, заимствованные из анкеты, распространённой Центральным метеорологическим бюро в Италии:»

- 1. время появления звука;*
- 2. характер звука, что он напоминает;*
- 3. если повторные удары, то сколько их и через какие промежутки времени;*
- 4. в какое время года чаще повторяются;*
- 5. какие метеорологические условия при этом: (температура, осадки, облачность, направление и сила ветра и пр.);*
- 6. направление, откуда происходит звук (подземный или надземный).*

Все сообщения по данному вопросу необходимо направлять непосредственно в Сейсмическую Комиссию при императорской Академии Наук.

Председатель Центрального Бюро, Академик Князь Голицын».

ПЦСК, Центральное Бюро. Журнал заседания от 26 февраля 1915 г.:

«Доложено письмо настоятеля Валаамского монастыря игумена Маврикия от 19 февраля 1915 г. за № 150, в котором сообщаются дальнейшие подробности о подземном гуле, слышимом на о. Валаам и даются ответы по всем шести пунктам посланной от Комиссии анкеты.

«Принимая во внимание, что ближайшими причинами явления могут быть резкие изменения атмосферного давления или разрывы в земной коре, положено: 1) признать желательным производство наблюдений на о. Валаам при помощи барографа и горизонтального маятника Цельнера для механической регистрации, без затухания, а также особого вертикального сейсмографа с коротким периодом и параллельно вести

точную статистику подземных звуков 2) запросить монастырь о возможности установки названных приборов».

Письмо ПЦСК от 4 марта 1915 г. Отцу Настоятелю Валаамского монастыря.

«... при помощи правильно поставленных научных наблюдений и при Вашем просвещённом содействии окажется возможным выяснить истинную причину этого загадочного до сих пор явления... Сейсмическая Комиссия ... считает полезным установить на острове сейсмограф простой конструкции (сравнительно), который будет записывать на закопчёной бумажной ленте все колебания почвы. Кроме того, специально для этой цели предполагается сконструировать особый прибор, который записывал бы вертикальные толчки. Далее, в литературе имеются краткие указания, что появление особых звуков из водных пространств совпадает с периодами резкого изменения атмосферного давления. Чтобы учесть и этот возможный фактор, желательно установить барограф для автоматической записи атмосферного давления.

Параллельно с инструментальными наблюдениями необходимо вести точную статистику явления, отмечая день, час и по возможности минуту появления звуков, что и даст возможность установить – существует ли связь явления с нарушениями в земной коре или с изменениями атмосферного давления. Для установки приборов будет командировано особое лицо, которое даст также все необходимые указания по обслуживанию приборов.

Сейсмическая Комиссия обращается к Вам с просьбою, не найдёте ли возможным: 1) предоставить во вверенной попечениям Вашим обители или каком либо другом месте на о. Валаам небольшую комнату для установки названных выше приборов и 2) поручить кому-либо из братии или вообще лиц, живущих на острове, производство наблюдений с инструментами, что в общей сложности отнимет не более 10 минут ежедневно и сводится к смене бумажных лент у аппаратов.

Председатель Центрального бюро. Академик Князь Голицын»

ПЦСК, Центральное Бюро. Журнал заседания от 17 апреля 1915 г.

Доложено отношение Валаамского монастыря от 1-го апреля с.г. за №219, в котором выражается благодарность Сейсмической Комиссии, за содействие к выяснению вопроса о происхождении подземных звуков на о. Валаам, причём монастырь изъявляет готовность предоставить помещение для установки приборов и поручить одному из иноков производство наблюдений.

Князь Б.Б.Голицын заметил, что кроме помеченных уже к установке приборов – сейсмографа и барографа, желательно было бы установить ещё мареограф...

Заседание ПЦСК от 16 ноября 1916 года.

«Доложено, что по поручению Центрального бюро В.Я.Альберг в конце августа с.г. установил на о. Валаам в особом помещении 2 горизонтальных маятника Цельнера с механической регистрацией и увеличительным прибором и, кроме того, лимниграф средней чувствительности и микробарограф. С наступлением, однако, дождливой погоды в помещении появилась вода, почему канцелярия Валаамского монастыря в письме от 4-го октября с.г. на имя Альберга просила разрешения удалить сейсмографы, чтобы было возможно приступить к переустройству помещения.

Положено: приостановить действие сейсмографов на о. Валаам впредь до переустройства помещения, о чём уведомить Настоятеля монастыря».

Сведений о продолжении регистрации сейсмических явлений на Валааме после переоборудования помещения в июне 1917 года нет. Не найдены и сейсмограммы. Сохранились лишь, вероятно, частично, записи визуальных наблюдений, которые вёл монах Иувиан (Ювиан) (в миру Красноперов). Он выполнял фенологические наблюдения на острове в течение многих лет и достоин того, чтобы быть упомянутым

в научном сборнике. Именно он первым наблюдал рассматриваемое явление: «... впервые было слышно 6 октября 1911 года в 12-6 часов пополудни, причём гул этот раздавался через три правильные промежутки по три удара». Он продолжал вести наблюдения до 1939 года, т.е. до того времени, когда все монахи покинули остров и поселились в Финляндии в Новом Валааме (Финляндия). В архивах есть папка с названием, написанным его рукой, "Дополнительные сведения о Валаамских научных наблюдениях за 1915-1938 годы, собранных наблюдателем таковых монахом Иувианом. Новый Валаам . 11/24 августа 1942 года. " И приписано: "*Усердно прошу сохранять сие дело*". Иувиан - один из немногих монахов, которые вернулись на остров, как только это стало для них возможно в 42 (43?) году. Данное пребывание его на острове было кратковременным, и о нём тоже в архиве осталось свидетельство: записка Иувиана, в которой он с горечью пишет, о том, что погибли многие материалы о наблюдениях. Этот человек был грамотным, просвещённым человеком и добросовестным наблюдателем. Как рассказал нынешний архимандрит Нововалаамского (Финляндия) монастыря Арсений, в духовном мире чтят память об этом старце, ухаживают за его могилой. В духовной литературе есть работы, посвящённые изучению его жизни и деятельности (рис.1).



Рис.1.

Анализ макросейсмических данных

Предпринятый нами анализ архивных материалов позволил обобщить макросейсмические данные и составить каталог землетрясений на Ладожском озере в количестве более 140, охватывающий интервал времени 1911- 1932 годы [8,9].

Подавляющее число сейсмических событий идентифицируются только по звуковым явлениям, которые, как известно, часто сопровождают тектонические землетрясения. В первоисточниках эти явления называются подземными ударами, гулами, толчками. Наблюдатель пытается описать интенсивность звука, направление его прихода, возможное происхождение. Так, гулы бывают очень сильные, легкие, слабые, одиночные, повторные, двойные, подземные, похожие на звук от взрыва, орудийную канонаду, наподобие грома и т.д. Сведения о сотрясениях земной поверхности собраны только для 12 событий, но это, вероятно, не означает, что их не было в других

случаях. Приведем точную цитату: « ... В юго-западной и западной сторонах Ладожского озера слышатся иногда подземные звуки, имеющие сходство с отдаленными пушечными выстрѣлами. Этот подземный гулъ бываетъ разной степени: иное время онъ бываетъ слышенъ вдали, в озере, какъ бы исходя изъ водной пучины, в редкихъ случаяхъ гулъ этотъ слышится явственно, раздаваясь подъ землею и по большей части въ западной части острова Валаама. В последнемъ случаѣ случайно приходилось наблюдать, что подземный гулъ, слышанный на островѣ, сопровождался едва уловимымъ сотрясеніемъ почвы »

Из приведенной цитаты следует, что источник колебаний, по-видимому, расположен или в западной части Валаама, близко к наблюдателю, и тогда ощущаются сотрясения, или дальше к западу, в этом случае слышен только звук. То есть звук может иметь и сейсмическое происхождение. Звуки очень разнообразны. Точно установить природу описываемых гулов в каждом случае невозможно. Например, описываемые явления иногда вызваны техногенными водными сейсмическими источниками: например, подводными взрывами, проводимыми в южной части Ладожского озера в период подготовки и в ходе Первой Мировой Войны, возникающие при этом акустические волны распространялись на большие (до 100 км) расстояния в силу однородности воздушной и водной сред. Возмущения водной поверхности, иногда описываемые очевидцем, могут быть связаны с особенностями сезонного термического режима Ладожского озера, вызывающего образование в воде многочисленных скоростных барьеров и каналов, рассеивающих акустические волны. Наблюдатель Иувиан, как правило, сам распознает техногенные звуки. Однако во многих случаях им описываются звуковые явления не одиночного, а массового характера, например, длящиеся в течение целого дня.. Проведена большая работа по разбраковке данных: и из большого числа (более 200) описаний выбрано лишь 140.

На рис.2,3 приведены некоторые статистические характеристики составленного каталога. При сравнительно равномерном распределении сейсмичности во времени (не более семи землетрясений в год), (рис.2) в декабре 1916 – январе 1917 годов отмечен резкий максимум, насчитывающий 90 событий. Мы рассматриваем их как рой очень слабых тектонических землетрясений. Сотрясения, в данном случае не документированы, поэтому нельзя исключить и техногенное происхождение звуков. Помесячное распределение (рис.3) может свидетельствовать также и о морозобойном характере событий 1916-1917 годов.



Рис.2.



Рис.3.

Географическая приуроченность и энергетические характеристики событий наиболее трудно определяемые по макросейсмическим данным параметры. Анализ первоисточников позволил установить факт различного удаления (0 до 20 км) наблюдателя от сейсмического источника для разных событий, выявить области распространения вертикальных толчков, т.е. сравнительно точно локализовать некоторые события, по макросейсмическим описаниям предположительно воссоздать механизм очага. Соответственно, основная зона сейсмической активности протягивается вдоль западного берега Ладожского озера на удалении от Валаама до 20 км и при предполагаемой глубине очага 5 км магнитуда M максимального по силе события составляет не более 2.3. Распределение событий по балльности представлено на рис.4.

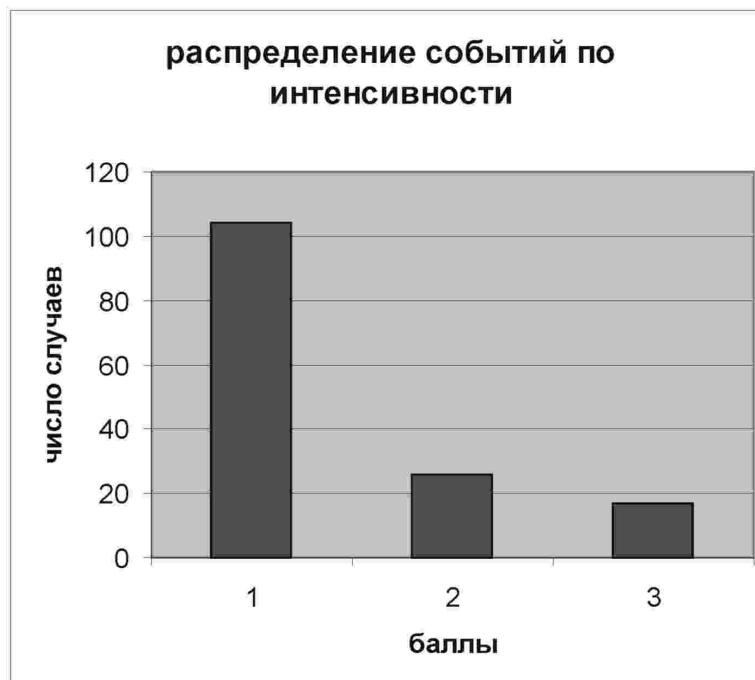


Рис.4.

Описываемую Ладожскую (Валаамскую) группу сейсмических событий можно рассматривать как юго-восточное окончание Ладожско-Ботнической зоны

сейсмической активности. Некоторые из этих землетрясений вошли в известные опубликованные сводки событий Фенноскандии, СССР с магнитудой $M = 2-3$, и координатами очагов на самом острове Валаам. Новые материалы дали возможность уточнить координаты очагов и магнитуды, распределить сейсмические события в пределах зоны.

Слабую сейсмичность трудно ассоциировать с определенными разломами вследствие отсутствия поверхностных проявлений современной тектоники, которое вызвано малыми размерами сейсмических очагов и, вероятно, большими значениями падения напряжений в них. Однако, можно предположить, что очаговые зоны описываемых выше очень слабых мелкофокусных землетрясений, вероятно, приурочены к системе нарушений северо-западного простирания протяженностью не более 5 км, расположенной в зоне сочленения гранитоидного Куриекского массива Ладожско-Ботнической зоны с западным бортом рифейского рифта. Указанная система разломов выражена в рельефе дна озера (батиметрический градиент 20 и более м/км), в гравитационном и магнитном полях. На региональном уровне Ладожско-Ботническая зона протягивается в северо-западном направлении от Ладожского озера до Ботнического залива на расстояние до 500 км, сложно построена, а величина максимально возможной магнитуды землетрясений, возникающих в ее пределах, достигает 5 [10]. Сейсмичность распределена в пределах зоны весьма неравномерно, в своей южной части активны, по-видимому, указанные бортовые разломы Пашской рифтовой зоны рифейского возраста.

Заключение

Архивы Б.Б. Голицына содержат ценные неопубликованные до сих пор научные материалы, охватывающие различные аспекты его деятельности. Исследование некоторых из этих материалов позволило получить новые данные об исторических землетрясениях Ладоги, уточнить параметры этих сейсмических событий, установить положение сейсмогенной зоны и построить сеймотектоническую модель. Полученные данные необходимо подтвердить современными высокоточными инструментальными сейсмическими наблюдениями. Только при наличии современной сейсмической активности на любом, пусть абсолютно малом энергетическом уровне, можно будет подтвердить или опровергнуть прогнозные оценки высокой сейсмической опасности, появившиеся в последнее время в результате палеосейсмологических исследований.

Список использованной литературы

1. Лазарева А.П. Б.Б. Голицын. В кн.: Очерки истории русской науки. М., Л., 1950. С. 177-190.
2. Голицын Б.Б. Новая организация сейсмической службы в России. А кн.: Избранные труды. Изд. АН, М., 1960. С.417-427.
3. Архив РАН, Спб. отделение, фонды №69 и №146.
4. Новый каталог сильных землетрясений на территории СССР с древнейших времен до 1975 года. М., Наука, 1977. 523 с.
5. Авотиня И.Я., Боборыкин А.М., Емельянов А.П., Сильдвээ Х.Х. Каталог исторических землетрясений Белоруссии и Прибалтики. Сейсмологический бюллетень сейсмических станций «Минск» (Плещеницы) и «Нарочь» за 1984 г. Минск, ОНТИ. 1984. С. 126-137.
6. Ahjos T. and Uski M. Earthquakes in Northern Europe in 1375 –1989. 1992. Tectonophysics. V. 5. P. 23-69. Continuously updated by Institute of Seismology, University of Helsinki. (available online at <http://www.seismo.helsinki.fi>).

7. Ассиновская Б.А., Никонов А.А. Загадочные явления на Ладожском озере. Природа, 1998, №5. С. 49-52.
8. Assinovskaya B.A. Ladoga seismic events // Journal Geophysical Research Abstracts. 1999. V.1. P. 35.
9. Ассиновская Б.А., Новожилова Т.В., Трошков Г.А. О природе Ладожских сейсмических событий. // Проблемы геодинамики, сейсмичности и минерагении подвижных поясов и платформенных областей литосферы. Материалы международной конференции. Екатеринбург. Институт геофизики УРО РАН 1998. С.15.
10. Ассиновская Б.А., Новожилова Т.В. К вопросу о степени сейсмической опасности Санкт-Петербургского региона (в печати).

Summary

The primary data from the famous seismologist B.B. Golitzin's archives and some analytic results concerning mainly of the historical seismicity for the north-west of Russia are given in this paper.

It was established that the unique and long-term macroseismic observations of the Valamo Cloister monks were sanctioned by B.B. Golitzin. The data proceeding results evidence about urgent necessity of high-accuracy instrument installation.

АСТРОНОМ Н.Н. ПАВЛОВ

Попов А.А.

К столетию со дня рождения пулковского астрометриста Н.Н.Павлова



*"Измерение - канва для воображения и опора для сознания;
оно исключает сомнения из области познания".*

Н.Д. Павлов

В 2002 году исполняется 100 лет со дня рождения известного пулковского астрометриста доктора физико-математических наук, профессора, лауреата Сталинской и им. Д.И.Менделеева премий Николая Никифоровича Павлова (1902-1985 гг.).

Согласно жизнеописанию Николая Никифоровича Павлова, родился он 25 (12) октября 1902 года в Санкт-Петербурге в семье известного военного геодезиста пулковской школы, генерал-майора Никифора Дамиановича (Демьяновича) Павлова (1867-1929 гг.).

Николай Никифорович Павлов пошел по стопам своего родителя: астрономией заинтересовался с раннего детства и под руководством отца производил простейшие астрономические наблюдения, определял время и широту при помощи вертикального круга Репсольда, фотографировал небо, Луну, звезды при помощи небольшого рефрактора. Это увлечение переросло в настоящую любовь и призвание, которому Н.Н.Павлов посвятил всю свою жизнь. Среднее образование Николай Никифорович получил в Омском кадетском корпусе (1913-1920 гг.), который во время гражданской войны по распоряжению правительства Колчака был эвакуирован в г. Владивосток, на о.Русский, где в 1920г. был произведен досрочный выпуск кадетов и все окончившие

его были направлены в Читинское военное училище атамана Семенова, Н.Н. Павлов попал в саперную роту. Смутное время: гражданская война, кратковременное пребывание в японской оккупации, недолгая служба пулеметчиком в каппелевском бронепоезде, репетиторство в младших классах Кадетского корпуса на о.Русском, пропаганда среди учащихся против белых, которая чуть не стоила ему головы и, наконец, трудное возвращение на родину, в г. Омск не отвратили Н.Н. Павлова от главной цели жизни - науки.

В апреле 1921 г. в возрасте 19-ти лет Н.Н.Павлов был принят на работу в Сибирское военно-топографическое управление РККА на должность вычислителя, а в конце 1921 г. зачислен слушателем Высших военно-геодезических курсов, одновременно там же работал преподавателем астрономии и помогал отцу в обучении практической астрономии студентов Сибирского землеустроительного института, организовал небольшую обсерваторию, произвел точное определение широты г.Омска, вел службу времени, передавая время по телеграфу в г.Новосибирск, усиленно занимался математикой с проф. А.Л. Иозефером. Так начиналось становление специалиста.

В 1923 г. геодезические курсы были закрыты, таким образом Н.Н. Павлову не удалось завершить высшее образование, в том же году Управлением по обеспечению безопасности кораблевождения он был приглашен для производства точных магнитометрических работ в район Обской губы и Карского моря, пройдя необходимую подготовку в Свердловской геофизической обсерватории.

В июне 1924 г. Н.Н. Павлов был демобилизован из РККА, а уже в сентябре, благодаря опыту практической работы и отличным характеристикам, был назначен на должность младшего производителя работ для астрономических определений (хронометрические рейсы) координат пунктов в районе Кузбасса (4 пункта). Вслед за этим в 1925 г. последовало назначение его начальником астрономо-геодезической партии в район Байкала. Это была тяжелая, порой опасная работа, полная лишений и непредвиденных трудностей. Результаты по тем временам были получены впечатляющие: по линии от Братского острога до северной оконечности Байкала определены координаты 18 пунктов, в 1926г. работы были продолжены по рекам Уде (Чуне) и Ангаре (от Нижнеудинска до слияния Ангары с Енисеем). Вообще география астрономо-геодезических работ Н.Н. Павлова покрывает всю Сибирь.

Стремясь получить квалификацию астронома, Н.Н. Павлов подал ходатайство о зачислении в аспирантуру при Пулковской обсерватории, которое было удовлетворено Главнаукой, и в конце 1926 г. он переехал в Пулково, где за четверть века до него проходил практику его отец. Своим научным руководителем, Н.И. Днепровским, Н.Н.Павлов был привлечен к очень серьезной и новаторской по тем временам работе по определению разности долгот Николаев - Пулково по радиотелеграфу (1928 г.). Работа была проведена совместно с И.Н. Язевым (кстати, учеником Н.Д. Павлова) и явилась его дипломной работой (опубликована в Трудах ГАО). В это же время Н.Н. Павлов активно сотрудничал в работах Службы времени под руководством Н.И.Днепровского: с 1929 г. – адъюнкт-астроном, с 1933 г. - ответственный исполнитель в Службе времени, а с 1935 г. - старший научный сотрудник ГАО, в том же году за работы по практической астрономии Президиум Академии наук присудил Н.Н. Павлову степень кандидата астрономии и геодезии без защиты диссертации. Не забывал Н.Н. Павлов и астрономо-геодезическую практику: в 1930 г., когда он работал по совместительству в Главном геодезическом управлении, по поручению Горного института им были определены координаты 2-х пунктов 1-го класса на Урале в районе Кытлымских платиновых рудников.

Необходимо отметить, что в то время развитие работ Службы времени имело исключительно важное значение для страны как одно из стратегических направлений науки. Именно Пулковская обсерватория стояла у истоков Государственной Службы времени, начав с 1 декабря 1920 г. передачу ритмических сигналов времени по радио через петроградскую радиостанцию "Новая Голландия", а с 25 мая 1921 г. – также через московскую радиостанцию на Ходынке. Повышение точности астроопределений поправок часов было, естественно, одним из приоритетов в работе Службы времени.

В конце 1933 г. Н.Н. Павлов начал применять фотоэлектрический метод регистрации звездных прохождений, и уже в 1939 г. Пулковская служба времени впервые в мире перешла на новый метод определения поправок часов. Этой революционной работой сделан большой вклад в отечественную и мировую практику астрометрических наблюдений. За предварительные результаты своей работы в 1940 г. Н.Н. Павлов получил Менделеевскую премию от Комитета по делам мер и измерительных приборов при СНК СССР, а за работы в области Службы времени неоднократно премировался Академией наук СССР.

После ареста в 1936 г. Н.И. Днепровского Службой времени ГАО с декабря 1936 г. по декабрь 1973 г. бессменно заведовал Н.Н. Павлов, сумевший поднять точность астроопределений поправок часов на рекордную высоту.

Наблюдения были прерваны с началом Великой отечественной войны: в августе 1941 г. пришлось покинуть обсерваторию, к которой стремительно приближался фронт. Временно семья Павловых поселилась в двух комнатах квартиры известного астронома, геодезиста и картографа В.В. Каврайского в Ленинграде на Васильевском острове. В середине октября 1941 г. Н.Н. Павлов с риском для жизни под обстрелом вместе с и.о. директора обсерватории А.Н. Дейчем принимал участие в последней из трех поездок в разрушенную уже обсерваторию для спасения части книг ее библиотеки.

В осажденном Ленинграде по поручению Гидрографического управления Народного комиссариата военно-морского флота в августе 1941 г. на базе ВНИИМ была организована передающая Служба времени для обслуживания нужд флота, которой руководил Н.Н. Павлов, однако работа эта не получила развития из-за трудностей блокадного времени. В то же им проводились консультации для работников кронштадтской Службы времени.

В тяжелейших условиях блокады была закончена полная обработка ряда фотоэлектрических наблюдений, велась работа над докторской диссертацией. Заболев алиментарной дистрофией, Павлов более двух недель пролежал в лечебно-питательном стационаре в гостинице "Астория" и поэтому эвакуировался вместе с семьей одним из последних пулковцев 12 июля 1942 г. по распоряжению Академии наук в г.Казань, где продолжил работы, а 14 мая 1943 г. он защитил докторскую диссертацию в Ученом совете Казанского университета. С сентября 1943 г. по февраль 1944 г. он работал уже в г.Москве в качестве ученого секретаря Комитета времени и консультантом Службы времени ЦНИИГАиК.

В феврале 1944 г. в связи с изменением военной обстановки Н.Н.Павлов был назначен Ученым секретарем ГАО и переехал в Ленинград для подготовки восстановления Пулковской обсерватории, по совместительству заведовал кафедрой астрометрии в ЛГУ, консультировал специалистов, с 1946 г. – профессор кафедры звездной астрономии. В связи с болезнью и смертью директора Обсерватории Г.Н.Неуймина с октября 1946 г. на протяжении немногим более года по распоряжению Президиума АН СССР исполнял обязанности директора ГАО.

Еще в 1945 г., уйдя с поста Ученого секретаря Пулковской обсерватории, Н.Н.Павлов целиком отдался восстановлению отдела Службы времени. В обсерватории Ленинградского университета, где в конце 1947 г. совместно с сотрудниками и

студентами начались регулярные наблюдения Пулковской службы времени, и была завершена работа по исследованию фотоэлектрического способа регистрации звездных прохождений, удостоенная в том же году Сталинской премии II степени.

Кроме того, в 1937-1947 гг. Павлов – ученый секретарь Межведомственного комитета времени при ГАО; член МАС (с 1938 г.) в составе комиссий №18 (Вращение Земли) и №31 (Время); постоянный представитель Президиума АН СССР при Комитете по делам мер и измерительных приборов Совета министров СССР.

Около четырех десятилетий Н.Н.Павлов руководил отделом Службы времени ГАО, с января 1974 г. по личному заявлению в связи с достижением 70-летнего возраста был переведен на должность старшего научного сотрудника, продолжая, фактически, руководить отделом. С декабря 1977 г. по март 1982 г. Н.Н. Павлов – профессор-консультант ГАО, однако, далее (в связи с ухудшением здоровья) он попросил сохранить за ним рабочее место без выплаты денежного содержания, оставаясь, таким образом, до последних дней верным выбранному им научному поприщу.

Рассказывая о людях талантливых и самобытных, испытываешь чувство неловкости из-за боязни, что сухое изложение фактов биографии не позволит разглядеть масштаб личности ученого. Позволю себе здесь изложить часть архивного документа - отчета, в котором сам Николай Никифорович оценивает свой вклад в развитие Службы времени:

“1. Впервые предложен и осуществлен фотоэлектрический метод регистрации звездных прохождений: разработана теория метода, аппаратура, приспособление для определения запаздывания, зеркальная визирная решетка, применена двухканальная схема фотокаскада, в большой степени компенсирующая влияние фона неба на вход усилителя и значительно облегчившая наблюдения в сумерки и сквозь проходящие легкие облака. Метод получил широкое распространение.

2. Предложен новый метод электромагнитной коррекции хода часов-нониуса, передававших ритмические сигналы по радио, метод с успехом использовался до войны в Пулкове, во время войны - в ГАИШе в г. Свердловске и в г. Москве.

3. Разработан новый метод вычисления сводных моментов, повышающий точность и ускоряющий вычисления, с 1951 г. метод принят Комитетом стандартов при вычислении Эталонного времени СССР.

4. Предложен метод исследования цапф пассажного инструмента с помощью подвесного уровня, который позволяет произвести качественное исследование цапф с обычным уровнем и полное - при помощи специального уровня.

5. Разработан свободный цепной метод для вычисления систематических ошибок прямых восхождений звезд, широко применяющийся при обработке каталогов прямых восхождений звезд, наблюденных в Службе времени СССР.

6. Сконструировано специальное приспособление для точной корректировки наклона горизонтальной оси пассажного инструмента во время наблюдений, позволяющее почти на порядок повысить точность ее определения. Используется рядом служб времени.

7. В 1937 г. предложена конструкция горизонтального пассажного инструмента большой оптической силы.

8. В 1944 г. совместно с Д.Д. Максutowым предложена конструкция менискового пассажного инструмента.

9. Разработана и осуществлена новая конструкция пассажного инструмента с закрытыми цапфами и термической защитой. Под руководством Н.Н. Павлова в механических мастерских ГАО построено три инструмента такого типа, показавшие высокую точность при наблюдениях”.

Велик вклад Н.Н. Павлова в изучение вращения Земли: под его руководством сотрудники ГАО занимались исследованием движения материковых плит, деформации земной коры, неравномерности вращения Земли. Пионерской работой в этой области можно считать разработку гипотезы о возможности значительных перемещений материковых плит.

Научное наследие Н.Н. Павлова составляет около ста работ по математике, магнитометрии, астрономо-геодезии, астрометрии, электронике.

Правительство наградило Павлова двумя орденами Трудового Красного знамени (1945, 1953), медалями: “За оборону Ленинграда” (1945), “За доблестный труд в Великой Отечественной войне 1941-1945 гг.” (1946). В 1974 г. ему присвоили звание – заслуженный деятель науки РСФСР.

В памяти своих сотрудников Николай Никифорович остался человеком чрезвычайно требовательным в научных исследованиях, педантичным, но не сухим, широко образованным, с живым интересом ко всему новому, внимательным и доброжелательным, в быту – умным и внимательным собеседником, интересным рассказчиком, гостеприимным хозяином.

Слова эпитафии данной статьи, взятые из книги В.В. Витковского "Практическая геодезия" (второе издание), как нельзя лучше отражают смысл жизни и направление научной деятельности замечательного ученого и человека.

Покойся Н.Н. Павлов на Мемориальном кладбище Пулковской обсерватории, его имя присвоено малой планете, открытой за три дня до его смерти: №7008 – «Pavlov».

При написании статьи использовались, в основном, материалы из архива Главной (Пулковской) астрономической обсерватории РАН и личного архива Н.Н. Павлова. Автор приносит глубокую признательность дочери Н.Н. Павлова - Н.Н. Сафоновой за предоставленные сведения и материалы.

ВОСПОМИНАНИЕ ОБ ОТЦЕ

Сафонова Н.Н.

В семейной жизни папа был замечательно доброжелательным и мягким человеком.

С 1945 по 1953 год мы жили на Васильевском острове в коммунальной квартире. Дом наш стоял на углу набережной Лейтенанта Шмидта и 7-й линии.

Каждое воскресенье мы с папой, а иногда к нам присоединялась и мама, ходили в музей, а затем обедали в городе. С папой было очень интересно ходить по Эрмитажу, по Русскому музею, так как он **великолепно** знал Российскую и Всемирную историю. Он помнил жизнедеятельность всех русских царей, а также всех известных полководцев. Он рассказывал мне и об античности: о Древнем Риме, о Карфагене.

Во все музеи мы ходили из дома пешком, и по дороге папа знакомил меня с архитектурой Ленинграда, с его дворцами, мостами, садами. Часто мы бывали и в иных музеях: Зоологическом, Этнографическом, Кунсткамере, Морском, Музее обороны Ленинграда. И все эти походы сопровождались интереснейшими рассказами папы – эрудиция его в областях истории, культуры и науки была огромна.

Хочется мне рассказать еще об одном важном событии из жизни моей семьи.

У мамы была сестра-близнец – Надежда Александровна. В 1937 году арестовали Георгия Романовича Федорова, ее мужа, геодезиста, военного инженера 1-го ранга, сподвижника Тухачевского. Вскоре арестовали и саму Надежду Александровну.

Георгия Романовича расстреляли в 1941 году, а Надежду Александровну через год тюрьмы отправили на поселение в город Енисейск вместе с дочерью Ириной. Начиная с этого момента, отец высылал деньги моей тетушке все время вплоть до ее реабилитации в 1956 году. Деньги отправлялись даже из блокадного Ленинграда. Это я узнала недавно из переписки моих родителей и тети Нади.

В 1946 году Надежде Александровне было разрешено проживание в других городах, и тут же папа организовал ее переезд к нам, в Ленинград, на Васильевский остров, где она и жила с нами в коммунальной квартире с 1946 по 1948 год.

В 1948 году дочке тети Нади, Ирине, дали комнатушку в Чухлинке, в Москве, где и воссоединились мать с дочерью, но материальная помощь продолжала ежемесячно осуществляться моим отцом, вплоть до 1956 года, когда тетю Надю реабилитировали, выдали ей большую сумму денег и назначили приличную пенсию. Тогда Надежда Александровна сама отказалась от помощи моих родителей.

Несмотря на то, что отец никогда не курил, совершенно не интересовался алкоголем и постоянно много работал, он был очень гостеприимным хозяином, всегда со вниманием выслушивал гостей и сам любил рассказать занимательную историю.

Отличала папу и большая скромность в потребностях: в еде, в одежде. В то же время он всегда был добр к своим внукам: дарил им много полезных подарков: конструкторы, хорошие книги. Он проводил с ними много времени, возил их гулять в парки Пушкина и Павловска.

Когда мои родители поженились, у мамы было два сына от первого брака. Старшему – Григорию исполнился 21 год, а младшему – Олегу 10 лет. Его папа сразу

же усыновил и дал свою фамилию. Потом он всегда заботился не только о моих братьях, но и об их детях.

Мама и папа прожили жизнь, наполненную любовью и нежной преданностью друг к другу. Каждый вечер они раскладывали пасьянсы и беседовали. Это было священное время: ни я, ни мои дети не смели заходить в комнату и нарушать их каждодневное уединение. Мама и папа были близки и духовно, и душевно – оба верующие люди, с огромным запасом любви к миру.

Еще хочется рассказать об одном удивительном случае.

Мой дедушка, Никифор Демьянович (папин отец), был в Пулковской обсерватории незадолго до своей смерти. В Пулкове был концерт, и на нем пела моя мама. Никифор Демьянович сидел рядом с Александром Александровичем Кондратьевым (отцом мамы) и сказал ему: “Вот на ком я хотел бы видеть женатым моего сына”.

К счастью для меня это так и случилось.

Папа великолепно играл в шахматы, даже был чемпионом Сибири, но прекратил сознательно это занятие. На мой вопрос: “Почему?”, ответил: “Это требует много времени и сил, а я хочу все отдать науке.”

Когда на свете появился первый папин правнук, и его привезли к нам на лето, ребенок часто проявлял свой нрав мощным ревом, на что папа с нежной улыбкой говорил: “Какой прелестный мальчик, а я чувствую себя эдаким Мафусаилом”.

Я прожила с папой 45 лет и могу сказать, что человека, подобного ему, не встречала.

Понимаю, что все люди разные, но он был, как чистый горный родник, и я благодарна судьбе, пославшей мне такого отца.

