

Федеральное государственное бюджетное учреждение науки
Крымская астрофизическая обсерватория
Российской академии наук

На правах рукописи

Тарасов Анатолий Евгеньевич

МАССИВНЫЕ ДВОЙНЫЕ СИСТЕМЫ И V_e ФЕНОМЕН

Специальность: 01.03.02 – Астрофизика и звездная астрономия

Диссертация на соискание ученой степени
доктора физико-математических наук

Научный — 2018

ОГЛАВЛЕНИЕ

Введение	6
В.1. Актуальность работы	6
В.2. Цель и задачи диссертации	8
В.3. Объект и предмет исследования	9
В.4. Теоретическая и методологическая база исследования	9
В.5. Научная новизна работы и положения, выносимые на защиту	10
В.6. Практическое значение	11
В.7. Апробация работы	12
В.8. Публикации по теме диссертации	13
В.9. Структура и объем	18
Глава 1. Постановка задачи и техника эксперимента	19
1.1. Эволюция двойных систем с умеренно массивными компонентами	19
1.2. Характеристики спектрографов и методика обработки спектрального материала	23
Глава 2. Физические параметры массивных двойных систем с компо- нентами на главной последовательности	26
2.1. Общие положения	26
2.2. Спика (α Vir)	27
2.3. V380 Cyg	36
2.4. σ Per	51
2.5. V373 Cas	64
2.6. Короткопериодическая двойная звезда V497 Ser	79
2.7. 103Tau	92
2.8. Выводы	104
Глава 3. Массивные двойные системы на фазе первого обмена мас- сой	106
3.1. Звезды типа W Ser	106
3.2. KX And	109
3.3. V367 Cyg	120

3.4. HD 187399.....	135
3.5. Спектральная переменность необычно пекулярной двойной системы XX Oph	138
3.6. Массивный Алголь V622 Per в молодом рассеянном звездном скоплении χ Per	147
3.7. Выводы	169
Глава 4. Массивные двойные системы с релятивистскими компонентами	172
4.1. Комплексное исследование массивной двойной системы Лебедь X-1 с маломассивной черной дырой	172
4.1.1. Общие характеристики системы и постановка задачи	172
4.1.2. Уточнение параметров орбиты системы	174
4.1.3. Комплексное исследование активности Лебедь X-1	178
4.1.4. Переменность эмиссионной линии Na у Cyg X-1 и ее связь с мягким рентгеновским излучением	185
4.2. Физические характеристики, спектральная и фотометрическая переменность рентгеновской двойной системы X Per	199
4.3. Нестационарные процессы в массивной рентгеновской двойной системе A0535+262 (HDE 245770)	222
4.4. Периодические процессы в оболочке рентгеновской двойной системы LSI+61°303	228
4.5. Долговременная переменность в диске оптического компонента рентгеновской двойной системы LSI+61°235	234
4.6. Выводы	239
Глава 5. Ве звезды в молодых рассеянных звездных скоплениях	241
5.1. Состояние проблемы	241
5.2. Ве звезды в избранных молодых скоплениях	245
5.2.1. Двойное рассеянное скопление h/ χ Per	246
5.2.2. Рассеянное звездное скопление NGC 7419	251
5.2.3. Рассеянное звездное скопление NGC 659	258

5.3. Зависимость доли Be звезд от возраста в молодых скоплениях	262
5.4. Эволюция Be феномена, теоретические обоснования	267
5.4.1. Be звезды как изначально быстровращающиеся объекты	268
5.4.2. Эволюция скоростей вращения B звезд в течение их жизни на главной последовательности	270
5.4.3. Массивные двойные звезды в молодых рассеянных звездных скоплениях	271
5.5. Выводы	280
Заключение	282
Литература	285

Список используемых сокращений

ГП – главная последовательность звезд;

ПЗС – прибор с зарядовой связью (матрица);

СВР – спектр высокого разрешения;

СУР – спектр умеренного разрешения;

ASM - All Sky Monitoring (фотометр мягкого рентгеновского излучения, установленный на телескопе RXTE);

BATSE - Burst and Transient Source Experiment;

CGRO – Комптоновской космической обсерватории гамма излучения;

DAC – дискретные абсорбционные компоненты в профиле спектральной линии;

FWHM – ширина спектральной линии на середине интенсивности;

RXTE – Rossi X-ray Timing Explorer;

TAMS – terminal age main sequence (линия окончания главной последовательности звезд);

ZAMS – zero age main sequence (линия нулевого возраста звезд);

Введение

Диссертационная работа посвящена изучению физических и кинематических характеристик компонентов массивных двойных систем на различных стадиях эволюции системы в целом и каждого из компонентов. Под массивными двойными системами в данной работе подразумеваются системы, в которых один из компонентов является звездой с массой более $5 M_{\odot}$. Как правило, это звезда раннего спектрального класса В.

В работе исследованы массивные двойные системы с компонентами, находящимися на стадии горения водорода в ядре, а также системы в стадии активного обмена массой и после него. Основываясь на результатах спектральных, фотометрических, рентгеновских и радио наблюдений детально исследованы нестационарные процессы, возникающие в звездном ветре оптических компонентов и в аккреционных дисках вокруг релятивистских компонентов, таких как маломассивные черные дыры и нейтронные звезды. На примере эволюции звезд в молодых рассеянных звездных скоплениях исследованы процессы в массивных двойных системах, приводящие к массовому формированию Ве звезд по мере увеличения возраста скоплений.

В1. Актуальность работы

Подавляющее количество массивных звезд (65-80%; Chini et al., 2012) входят в двойные системы, у которых в процессе эволюции происходил, или произойдет обмен массой и угловым моментом. Таким образом, эволюция компонентов двойной системы может существенно отличаться от эволюции одиночных звезд тех же масс. Это влияет на время жизни звезды на главной последовательности и последующую эволюцию, химический состав их атмосфер и скорость вращения. Понимание процессов эволюции двойной системы может прояснить процессы, приводящие к формированию маломассивных черных дыр, нейтронных звезд и белых карликов.

До начала XXI столетия теория эволюции массивных звезд базировалась на моделях невращающихся звезд с переносом вещества из недр на поверхность только в периоды развития конвективных оболочек. Данный подход удовлетворительно описывал распределение массивных звезд на диаграмме Герцшпрунга-Рассела и их эволюцию от главной последовательности (ГП) в область гигантов и сверхгигантов. В последние два десятилетия, благодаря развитию вычислительной техники, пониманию физики процессов внутри звезд и накоплению значительного количества наблюдательных данных стало возможным рассчитывать модели звезд с учетом их вращения и связанных с ним процессов. Появилась возможность количественно объяснить эволюцию углового момента звезд, выноса продуктов горения в верхние слои звезд и поступлению свежего вещества в ядерную область массивных звезд. Моделирование эволюции и углового момента компонентов двойных систем, в силу присутствия значительного количества свободных параметров, все еще далеко от совершенства и способно удовлетворительно описать, хотя и существенно более широкий круг наблюдаемых явлений, но далеко не все свойства массивных звезд. Остается ряд фундаментальных параметров, которые необходимо получить из наблюдений для двойных систем, находящихся в ключевых фазах эволюции. Кроме того, важно рассмотреть более полную статистическую картину распространенности того или иного феномена. Поэтому получение как можно более аккуратных наблюдательных данных об орбитальных и физических параметрах компонентов, так же как и статистический анализ массивных двойных и одиночных звезд в зависимости от их возраста, безусловно, является актуальной задачей современной физики звезд.

В.2. Цель и задачи диссертации

Основная цель диссертационной работы – исследовать массивные двойные системы в широком диапазоне величин орбитальных периодов, на различных стадиях эволюции, включая системы, чьи компоненты находятся на главной последовательности, исследовать системы в фазе активного обмена массой и сразу после него, рассмотреть процессы обмена массой и нестационарности аккреционных дисков в массивных двойных системах с релятивистскими компонентами; исследовать формирование Ve феномена при эволюции B звезд в течение их жизни на ГП.

Для достижения этих целей необходимо было решить следующие научные задачи.

1. Выполнить необходимые спектроскопические наблюдения массивных двойных систем на различных стадиях эволюции их компонентов.
2. Определить, либо уточнить параметры орбиты исследуемых двойных систем.
3. На основе полученных орбитальных решений определить, либо уточнить фундаментальные параметры исследуемых звезд.
4. Исследовать связь между эволюцией дисков вокруг Be звезд и рентгеновской активностью релятивистских компонентов двойных систем.
5. Исследовать содержание Be и двойных звезд в молодых рассеянных звездных скоплениях различного возраста.
6. Выяснить возможную эволюционную природу Be феномена на основе исследования относительного содержания Be звезд в молодых Галактических звездных скоплениях различного возраста.

В.3 Объект и предмет исследования

Объект исследования - звезды спектральных классов O9 – B5, входящие в состав двойных систем; Be звезды; массивные двойные в состав которых входят вырожденные объекты, такие как маломассивные черные дыры или рентгеновские пульсары.

Предмет исследования – параметры орбит массивных двойных звездных систем; физические характеристики B и Be звезд; процессы обмена массой между компонентами двойных систем с членами, находящимися на разных стадиях эволюционного развития; процессы формирования, развития и нестационарности дисков вокруг Be звезд.

В.4 Теоретическая и методологическая база исследования

В последнее десятилетие благодаря накоплению высококачественных астрофизических данных о массах, светимостях, угловых моментах, химическому составу атмосфер массивных звезд стало возможным построение моделей эволюции этого типа звезд с учетом их углового момента. Было показано, что вращение играет значительную роль в формировании меридианальной циркуляции вещества в лучистых оболочках данной группы объектов, что, в свою очередь, оказывает существенное влияние на скорость эволюции звезд на главной последовательности, химический состав их атмосфер и скорости вращения.

Вместе с тем, как было показано из наблюдений, до 80% массивных звезд главной последовательности входят в двойные и кратные системы, чья дальнейшая эволюция предполагает существенный обмен массой и угловым моментом. Таким образом, эволюция одиночного объекта является скорее исключением, нежели общим правилом, и эволюция двойных массивных звездных систем требует самого пристального внимания. Процессы обмена массой и угловым моментом сами по себе требуют детального изучения. Од-

нако, взаимный учет особенностей эволюции одиночных звезд, так же как и исследование деталей эволюции параметров орбиты и обмена массой между компонентами позволяет надеяться на прогресс в понимании эволюции этой группы звезд.

В.5 Научная новизна работы и положения, выносимые на защиту

На основе анализа параметров орбит двойных массивных звездных систем, находящихся на главной последовательности, с высокой точностью определены их кинематические и физические характеристики, оценен эволюционный статус. Обнаружена двойственность ряда массивных систем, находящихся на стадии активного обмена массой, получены параметры орбит, исследованы физические характеристики компонентов и процессы активного обмена массой в системах. Исследованы процессы истечения вещества в околозвездные диски и их взаимодействие с релятивистскими объектами (маломассивной черной дырой и рентгеновскими пульсарами) в массивных двойных системах, находящихся на стадии после вспышки сверхновых. Впервые детально исследованы долговременные процессы неустойчивости декреционных дисков в данной группе объектов. Детально исследована популяция В и Ве звезд в молодых рассеянных звездных скоплениях. Показано, что Ве феномен возникает в ходе эволюции В звезды. Проанализированы причины возникновения данного явления.

Положения, выносимые на защиту:

1. По многочисленным спектральным наблюдениям, выполненным автором, определены, либо существенно уточнены периоды и параметры орбиты у массивных двойных систем: α Vir, V380 Cyg, o Per, V373 Cas, V497 Cep, 103 Tau, KX And, V367 Cyg, V622 Per, Cyg X-1.
2. Результаты определения физических параметров и эволюционного статуса видимых компонентов массивных двойных систем: α Vir,

V380 Cyg, o Per, V373 Cas, V497 Cep, 103 Tau, KX And, V622 Per, X Per.

3. Результаты исследования обмена массой в двойных системах, находящихся на различных стадиях эволюции: 103 Tau, KX And, V373 Cyg, HD 187399, XX Oph, V622 Per, Cyg X-1, X Per, HDE 245770, LSI+61°303.
4. Результаты комплексных исследований нестационарности на различных временных интервалах декреционных дисков вокруг Be компонент, входящих в двойные массивные системы с релятивистскими компонентами: Cyg X-1, X Per, HDE 245770, LSI+61°303, LSI+61°235. Обнаружение долговременной переменности дисков вокруг оптических компонент у всех исследованных рентгеновских транзиентов.
5. Результаты исследования популяции В и Be звезд в молодых Галактических звездных скоплениях возрастом 3 – 25 млн лет. Обнаружение выраженной зависимости относительного содержания количества Be звезд от возраста скоплений.

В.6. Практическое значение

- Метод определения физических параметров массивных звезд по компонентам двойных систем остается наиболее точным способом получения важнейшей информации об эволюционном статусе звезд.
- Исследование процессов обмена массой в двойных системах позволяет выявить особенности эволюции подавляющего количества массивных звезд.
- Исследовались процессы обмена массой в системах с вырожденными рентгеновскими компонентами. Это позволило существенно повысить уровень наших знаний о роли звезд – оптических доноров в формировании нестационарного рентгеновского излучения в областях, окружающих релятивистские компоненты.

- Факт эволюционной природы Ве феномена существенно дополняет теорию эволюции углового момента массивных звезд главной последовательности.
- Понимание процессов потери вещества быстровращающимися звездами позволяет выявить явления, приводящие к формированию декреционных дисков вокруг горячих звезд.

В.7. Апробация работы

Основные результаты диссертационной работы, подходы и методы были представлены в докладах на 9 международных и всероссийских научных конференциях. Среди них:

- Конференция "Современная звездная астрономия – 2017", 14-16 июня 2017, УрФУ, Екатеринбург.
 - Международная астрономическая конференция "Физика звезд от коллапса до коллапса", 3- 7 октября 2016, САО, п. Нижний Архыз.
 - International conference "Radiation mechanisms of astrophysical objects: classics today", 21 – 25 September 2015, Saint-Petersburg State Univ., Saint-Petersburg.
 - 15-я Конференция молодых ученых-астрономов 2-5 декабря 2008, КНУ, Киев, Украина.
 - IAU Symp. No. 240 "Binary Stars as Critical Tools and Tests in Contemporary Astrophysics", 22-25 August, 2006, Prague, Czech Republic.
 - IAU Conf. "Stars with the B[e] Phenomenon", 10-16 July, 2005, the Isle of Vlieland, The Netherlands.
 - Современные проблемы физики космоса. Гамовская международная конференция 2007, ОГУ, Одесса, Украина.
 - IAU Colloquium 175 "The Be Phenomenon in Early-Type Stars", 28 June – 2 July 1999, Alicante, Spain.
 - "Black Holes in Binaries and Galactic Nuclei: Diagnostics, Demography and Formation". ESO Workshop. 6-8 September 1999, Garching, Germany.
- И другие.

Все изложенные ниже результаты были доложены на семинарах Крымской астрофизической обсерватории РАН.

В 8. Публикации по теме диссертации

По теме диссертации опубликовано 42 работы (без тезисов), из них 31 опубликованы в основных современных рецензируемых журналах (журналах, входящих в международную реферативную базу данных Astrophysics Data System), в том числе 17 – в отечественных журналах, рекомендованных ВАК для публикации результатов докторской диссертации.

Четыре статьи написано без соавторов. В тех 4-рех работах, где имя автора стоит первым в списке соавторов, автором поставлена задача, проведены расчеты по оригинальным методам автора, сформулированы и обсуждены с соавторами результаты, написан текст статьи.

В тексте данной диссертационной работы представлены только результаты, полученные непосредственно автором, либо те, в которых автор принимал значительное по вкладу участие. Незначительная часть представленных в диссертационной работе результатов получена автором с меньшим личным участием, однако не может быть исключена из текста в силу потери логичности в обосновании полученных результатов.

Всего 95 работ автора опубликовано в реферируемых ADS изданиях. Общее количество цитирований работ (без самоцитирования) автора по системе ADS составляет 1015.

Список публикаций по теме диссертации:

1. **Тарасов А.Е.** Ве звезды в рассеянных скоплениях. // *Астрофизика* — 2017. — Т. 60. — С. 291 – 316.
2. **Тарасов А.Е.**, Мальченко С.Л., Якут К. Орбита и физические характеристики компонентов массивного Алголя V622 Per, члена рассеянного звездного скопления χ Персея. // *Письма Астрон. Ж.* — 2016. — Т. 42. — С. 741 – 753.
3. **Тарасов А.Е.** Параметры орбиты и переменность эмиссионного спектра массивной двойной системы 103 Тау. // *Письма Астрон. Ж.* — 2016. — Т. 42. — С. 658 – 666.
4. **Тарасов А.Е.**, Мальченко С.Л. Относительное содержание Ве-звезд в молодых рассеянных звездных скоплениях // *Письма Астрон. Ж.* — 2012. — Т. 38. — С. 428 – 435.
5. Мальченко С.Л., **Тарасов А.Е.**: В и Ве-звезды в молодых рассеянных звездных скоплениях NGC 659 и NGC 7419 // *Астрофизика* — 2011. — Т. 54. — С. 63– 80.
6. Мальченко С.Л., **Тарасов А.Е.**: Спектроскопия В и Ве-звезды в рассеянных звездных скоплениях NGC 6871 и NGC 6913 // *Астрофизика* — 2009. — Т. 52. — С. 257 – 274.
7. Мальченко С.Л., **Тарасов А.Е.**: Профили линий H α и H β в спектрах В и Ве-звезд в рассеянном звездном скоплении h/ χ Персея // *Астрофизика* — 2008. — Т. 51. — С. 305 – 319.
8. Malchenko S.L., **Tarasov A.E.**: Population of Be Stars in Young Open Clusters // *Conf. Yang Astronom.* — 2007. Одесса — P. 52-56.
9. Karitskaya E.A., Agafanov M.I., Bochkarev N.G., Bondar A.V., Galazutdinov G.A., Lee B.-C., Musaev F.A., Sharova O.I., Shimanskii V.V., **Tarasov A.E.**: Results of high-resolution optical spectroscopy investigation of Cyg X-1=V1357 Cyg // *Astron. Astrophys. Transact.* — 2007. — V. 26. — P. 159-162.

10. Karitskaya E.A., Lyuty V.M., Bochkarev N.G., Shimanskii V.V., **Tarasov A. E.**, Galazutdinov G.A., Lee, B.-C.: Long-Term Changes of the Supergiant in the X-Ray Binary CYG X-1 // in “Binary Stars as Critical Tools and Tests in Contemporary Astrophysics”, Publ. IAU Symp. — 2007. — V. S240. — P. 122 – 126.
11. Malchenko S.L., **Tarasov A.E.**, Yakut K.: Duplicity and Evolution Status of the Early-Type Be Star V622Per the Member of the χ Per Open Star Cluster // Odessa Astron. Publ. — 2007. — V. 20. — P. 120– 128.
12. **Tarasov A.E.**: Spectral Variability of the Unusually Peculiar Be Star XX Ophiuchi // in “Stars with the B[e] Phenomenon” ASP Conf. Ser. — 2006. — V. 355. — P. 297– 305.
13. Blay P., Negueruela I., Reig P., Coe M.J., Corbet R.H.D., Fabregat J., **Tarasov A.E.**: Multiwavelength monitoring of BD +53°2790, the optical counterpart to 4U 2206+54 // Astron. Astrophys. — 2006. — T. 446. — C. 1095 – 1105.
14. Karitskaya E.A., Lyuty V.M., Bochkarev N.G., Shimanskii V.V., **Tarasov A.E.**, Bondar A.V., Galazutdinov G.A., Lee B.-C., Metlova N.V.: Long-Term Variations of the Supergiant in the X-Ray Binary Cyg X-1 // Inf. Bull. Var. Stars. — 2006. — No. 5678.
15. Yakut R., **Tarasov A.E.**, Ibanoglu C., Harmanec P., Kalomeni B., Holmgren D.E., Bozic H. Basic physical properties of the close binary V497 Cep in the open cluster NGC 7160 // Astron. Astrophys. — 2003. — V. 405. — P. 1087 – 1093.
16. **Tarasov A.E.**, Brocksopp C., Lyuty V.M.: Variability of the H α emission of Cygnus X-1 and its connection with the soft X-ray radiation // Astron. Astrophys. — 2003. — V. 402. — P. 237-246.
17. Clark J.S., **Tarasov A.E.**, Okazaki A.T., Roche P., Lyuty V.M.: Phase changes of the Be/X-ray binary X Persei // Astron. Astrophys. — 2001. — V. 380. — P. 615– 329.
18. Brocksopp C., Fender R., Larianov V., Lyuty V., **Tarasov A.**, Pooley G., Paciesas W., Roche P.: Orbital, Precessional and Flaring Variability in Cygnus X-1

// Black Holes in Binaries and Galactic Nuclei: Diagnostics, Demography and Formation: Proc. ESO Workshop. — 2001. — V. 380. — P. 202-206.

19. Lyubimkov L.S., Lambert D.L., Rachkovskaya T.M., Rostopchin S.I., **Tarasov A.E.**, Poklad D.B., Larionov V.M., Larionova L.V.: Surface abundances of light elements for a large sample of early B-type stars – I. Spectral observations of 123 stars; measurements of hydrogen and helium lines; infrared photometry // Monthly Notices Roy. Astron. Soc. — 2000. — V. 316. — P. 19– 32.

20. Reig P., Negueruela I., Coe M.J., Fabregat J., **Tarasov A.E.**, Zamanov R.K.: Correlated V/R and infrared photometric variations in the Be/X-ray binary LSI +61° 235/RX J0146.9+6121 // Mon. Not. Roy. Astron. Soc. — 2000. — V. 317. — P. 205-210.

21. Reig P., Negueruela I., Coe M.J., Fabregat J., **Tarasov A.E.**, Zamanov R.K.: Global One-armed Oscillations in the Be/X-ray Binary LS I+61° 235/RX J0146.9+6121 // The Be Phenomenon in Early-Type Stars, IAU Col. 175, ASP Conf. Proc. — 2000. — V. 214. — P. 719-723.

22. **Tarasov A.E.**: Be Stars in Roche-Lobe Interacting Binaries // The Be Phenomenon in Early-Type Stars, IAU Col. 175, ASP Conf. Proc. — 2000. — V. 214. — P. 644-655.

23. Roche P., **Tarasov A.E.**, Lyuty V.M., Clark J.S., Larionov V.: Multiwavelength Monitoring of the Be/X-ray Binary X Persei- Evidence for Multiple Disk Structures // The Be Phenomenon in Early-Type Stars, IAU Col. 175, ASP Conf. Proc. — 2000. — V. 214. — P. 589-593.

24. Brocksopp C., **Tarasov A.E.**, Lyuty V.M., Roche P.: An improved orbital ephemeris for Cygnus X-1// Astron. Astrophys. — 1999. — V. 343. — P. 861– 864.

25. Brocksopp C., Fender R.P., Larionov V., Lyuty V.M., **Tarasov A.E.**, Pooley G.G., Paciasas W.S., Roche P.: Orbital, precessional and flaring variability of Cygnus X-1 // Monthly Not. Roy. Astron. Soc. — 1999. — V. 309. — P. 1063-1073.

26. Clark J.S., Lyuty V.M., Zaitseva G.V., Larionov V.M., Larionova L.V., Finger M., **Tarasov A.E.**, Roche P., Coe M.J.: Long-term variability of the Be/X-ray binary A0535+26 – III. Photometry // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* — 1999. — V. 302. — P. 167– 172.
27. Zamanov R.K., Martí J., Paredes J.M., Fabregat J., Ribó M., **Tarasov A.E.**: Evidence of H α periodicities in LS I+61°303 // *Astron. Astrophys.* — 1999. — V. 351. — P. 543-550.
28. Clark J. S., **Tarasov A.E.**, Steele I.A., Coe M.J., Roche P., Shrader C., Buckley D.A.H., Larionov V., Larionova L., Lyuty V.M.: Long-term variability of the Be/X-ray binary A0535+26. I – Optical and UV spectroscopy // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* — 1998. — V. 294. — P. 165– 186.
29. Любимков Л.С., Рачковская Т.М., Ростопчин С.И., **Tarasov A.E.** Двойная система V373 Cas: элементы орбиты, параметры компонентов и содержание гелия // *Астрон. Ж.* — 1998. — Т. 75. — С. 355 – 366.
30. Бердюгин А.В., **Tarasov A.E.**: HD187399 – массивная взаимодействующая двойная система с эксцентричной орбитой и активным обменом масс. Результаты поляриметрических наблюдений // *Письма Астрон. Ж.* — 1998. — Т. 24. — С. 139.
31. Бердюгин А.В., **Tarasov A.E.**: Результаты новых поляриметрических наблюдений V367 Cyg // *Астрон. Ж.* — 1997. — Т. 74. — С. 230– 242.
32. Бердюгин А.В., Бердюгина С.В., **Tarasov A.E.**: Новые фотометрические и поляриметрические наблюдения массивной взаимодействующей двойной системы KX And // *Письма Астрон. Ж.* — 1998. — Т. 24. — С. 367– 376.
33. Любимков Л.С., Рачковская Т.М., Ростопчин С.И., **Tarasov A.E.** Двойная система o Per: элементы орбиты, параметры компонентов и содержание гелия // *Астрон. Ж.* — 1997. — Т. 74. — С. 710 – 719.
34. Roche P., Larionov V., **Tarasov A.E.**, Fabregat J., Clark J.S., Coe M.J., Kalv P., Larionova L., Negueruela I., Norton A.J., Reig P.: Observations of the recent disc loss in X Persei: photometry and polarimetry // *Astron. Astrophys.* — 1997. — V. 322. — P. 139– 146.

35. Волошина И.В., Лютый В.М., **Тарасов А.Е.** Фотометрическое поведение двойной системы Cyg X-1/V1357 Cyg в период рентгеновской вспышки 1996 года // Письма Астрон. Ж. — 1997. — Т. 23. — С. 293 – 298.
36. Lyubimkov L.S., Rostopchin S.I., Roche P., **Tarasov A.E.**: Fundamental parameters, helium abundance and distance of X Persei // Monthly Not. Roy. Astron. Soc. — 1997. — V. 286. — P. 549-557.
37. Любимков Л.С., Рачковская Т.М., Ростопчин С.И., **Тарасов А.Е.** Двойная система V380 Cyg: элементы орбиты, параметры компонентов и содержание гелия // Астрон. Ж. — 1996. — Т. 73. — С. 55 – 66.
38. Lyubimkov L.S., Rachkovskaya T.M., Rostopchin S.I., **Tarasov A.E.**: Investigation of Components of the Binary System 38 Per // Odessa Astron. Publ. — 1996. — V. 9. — P. 77 – 81.
39. Любимков Л.С., Рачковская Т.М., Ростопчин С.И., **Тарасов А.Е.**: о Per: элементы орбиты, параметры компонентов и содержание гелия // Астрон. Ж. — 1997. — Т. 74. — С. 710 – 719.
40. **Tarasov A.E.**, Roche P. Double circumstellar disk structure in X Persei. // Mon. Not. Roy. Astron. Soc. — 1995. — V. 276. — P. L19 – L20.
41. Любимков Л.С., Рачковская Т.М., Ростопчин С.И., **Тарасов А.Е.** Двойная система α Vir (Спика): фундаментальные параметры компонентов и различие в содержании гелия между ними // Астрон. Ж. — 1995. — Т. 72. — С. 212 – 221.
42. Berdyugin A.V., Rachkovskaja T.M., Rostopchin S.I., **Tarasov A.E.**: The Discovery of H α Emission in V373 Cas // Inf. Bull. Var. Stars— 1995. — V. 4158.

В.9. Структура и объем

Диссертация состоит из введения, пяти глав, заключения и списка литературы, включающего 278 наименований. Работа содержит 309 страниц, 95 рисунков и 47 таблиц в тексте диссертации.

ГЛАВА 1. Постановка задачи и техника эксперимента

1.1. Эволюция двойных систем с умеренно массивными компонентами

Эволюция звезд в двойных системах существенно отличается от эволюции одиночных звезд той же массы и химического состава. В случае двойной системы добавляются переменные во времени физические процессы, такие как, гравитационные и радиационные взаимодействия от компонентов и центробежные силы, возникающие при вращении системы. Однако наибольшее влияние оказывает эволюция более массивного компонента, которая в определенные моменты приводит к обмену массой между компонентами, изменяя тем самым фундаментальные свойства обеих звезд и их последующую эволюцию.

Начало эволюции массивных двойных систем обычно принято рассматривать, начиная с их выхода на линию нулевого возраста главной последовательности (ZAMS). Так как фаза горения водорода в ядрах ранних В звезд является наиболее продолжительной и составляет около 20-25 млн. лет, то данный этап эволюции является так же и наиболее продолжительным в жизни массивной двойной системы.

В этот отрезок времени каждый из компонентов системы эволюционирует как одиночная звезда, а обмен массой может возникать только у наиболее короткопериодических систем. На данном этапе эволюции скорости орбитального движения и скорости вращения каждого из компонентов, как правило, синхронизированы (для систем с $P_{\text{орб}} < 10$ дней) или имеет место синхронизация одного или обоих компонентов в периастре орбиты, в случае, если орбита системы имеет эксцентриситет. Двойные системы с орбиталь-

ными периодами более 10 дней обычно имеют эксцентриситет орбиты, а скорости вращения компонентов могут оставаться не синхронизированными с орбитальными периодами в течение всей их жизни на ГП.

Этот этап эволюции двойных систем важен для понимания эволюции не только двойных систем, но и одиночных звезд. Прежде всего, двойные системы используются при определении с высокой точностью таких фундаментальных параметров, как масса и радиус, особенно, если это затменная система (Andersen, 1991). Это позволяет исследовать с высокой точностью атмосферы звезд и их химический состав. Далее исследование процентного содержания двойных систем, их орбитальных периодов, отношения масс компонентов и др., позволяет рассматривать последующую эволюцию масс и скоростей вращения компонентов, их орбитальных периодов на более поздних стадиях активного обмена массой и возможности последующего формирования релятивистских компонентов и/или горячих субкарликов или белых карликов.

Как только один из компонентов заполняет свою полость Роша, двойная система вступает в фазу активного обмена массой. Вступление системы в фазу обмена массой, в значительной степени, зависит от величины орбитального периода, массы первичного компонента и, в меньшей степени, от отношения масс компонентов. Если орбитальный период системы достаточно невелик ($P_{orb} \sim 2 - 5$ дней, в зависимости от массы первичного компонента), то обмен массой может начаться еще на стадии горения водорода в ядре более массивного компонента, а в случае, если орбитальный период очень короток, то может произойти слияние двух звезд с заметным увеличением скорости вращения вновь образовавшейся звезды. Горение водорода во вновь образовавшемся объекте при этом продолжится (de Mink et al., 2013). Наиболее драматические изменения происходят в системе в момент ухода более массивной звезды в область гигантов. Начало фазы горения гелия в ядре сопровождается быстрым расширением более массивной звезды, заполнением ею своей полости Роша и быстрому увеличению обмена массой в системе, дос-

тигающей в отдельные, очень короткие отрезки времени, для наиболее массивных двойных систем, величины $\dot{M} \sim 10^{-4} M_{\odot}$. Вследствие скоротечности данной фазы эволюции, менее 0.1 млн лет, в настоящее время изучено небольшое количество систем на этой стадии эволюции. Впервые, системы находящиеся на данном этапе эволюции были выделены в отдельную группу Plavec (1980) и получили название звезд типа W Ser (Серпентиды). Двойные системы на данном этапе эволюции выглядят, как правило, либо в виде peculiarных холодных сверхгигантов, либо горячих сверхгигантов, часто без явных следов фотосферных линий, но с яркой эмиссией в линиях водорода и не редко с набором абсорбционных линий со сложным профилем и необычными лучевыми скоростями. Интенсивный обмен массой в системе приводит не только к увеличению массы вторичного компонента, но и к быстрому увеличению его углового момента, достигающего критических значений. При этом обмен масс в системе становится сильно неконсервативным и сопровождается общей потерей массы системой и значительными изменениями продолжительности орбитального периода (Wellstain et al., 2001).

Поскольку эволюция массивных двойных систем зависит от нескольких начальных параметров системы и компонентов, de Mink et al. (2013) рассмотрели многие варианты эволюции. Результаты их расчетов эволюции с учетом изменения скоростей вращения компонентов и обмена массой в двойной системе представлены на рис. 1.1.

Если орбитальный период массивной двойной системы составляет менее 5 дней, то фаза быстрого обмена массой приводит к появлению массивного Алголя. Часто для этой группы объектов обмен массой и угловым моментом в системе начинается еще в период, когда более массивный компонент находится на главной последовательности (de Mink et al., 2013).

В большинстве случаев эволюция изначально более массивного компонента оканчивается вспышкой сверхновой с образованием нейтронной звезды. При этом чаще всего, двойная система разрушается и изначально менее массивный компонент становится быстровращающейся нормальной оди-

ночной звездой главной последовательности. В случае если двойная система не разрушается, возникают так называемые рентгеновские двойные

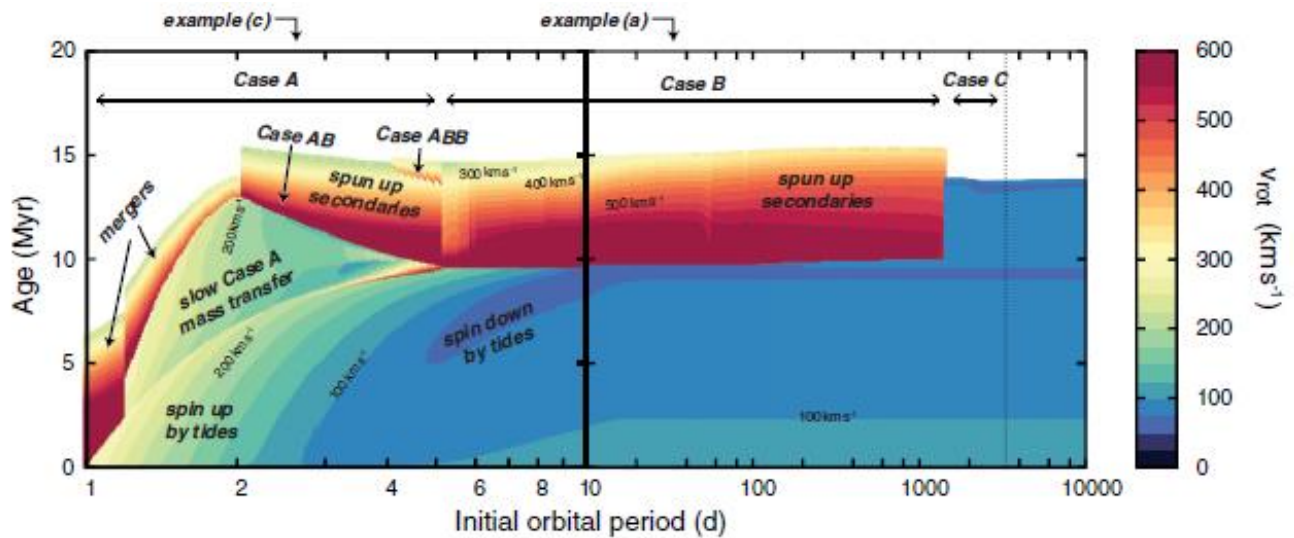


Рис. 1.1. Эволюция скоростей вращения массивных двойных систем с массой компонентов 20 и $15 M_{\odot}$ в зависимости от величины начального орбитального периода. Рисунок взят из работы de Mink et al. (2013).

системы с Be компонентом. Данные двойные системы характеризуются значительными орбитальными периодами с заметным эксцентриситетом орбиты. Подобные двойные системы легко идентифицируются по наличию рентгеновского излучения, формирующегося в аккреционном диске вокруг нейтронной звезды.

Интересными и очень важными для понимания эволюции массивных двойных систем являются системы, у которых в процессе эволюции из первичной массивной звезды формируется белый карлик (вероятно большой массы, близкой к $1.4 M_{\odot}$), либо гелиевый субкарлик с массой менее $3 M_{\odot}$. Очень вероятно, что значительная часть Be звезд может относиться к этой группе объектов. Основной проблемой в обнаружении таких систем является большая разница в массах компонентов при высокой (вследствие приобретенного углового момента) скорости вращения видимого компонента, а также соизмеримые температуры объектов, затрудняющие обнаружение проэво-

люционировавшей звезды в ультрафиолетовой области спектра. В настоящее время уверенно определены параметры только у трех - четырех систем, относящихся к этому классу массивных двойных (Gies 2000).

Таким образом, проблема изучения параметров орбит и физических характеристик массивных двойных систем остается актуальной задачей. В особенности, это стало важно в связи со значительным прогрессом в расчетах внутреннего строения и эволюции вращающихся массивных звезд.

1.2. Характеристики спектрографов и методика обработки спектрального материала

Подавляющее количество спектрального материала, приводимое в данной диссертационной работе, было получено на 2.6 м телескопе Крымской астрофизической обсерватории РАН. Наблюдения выполнялись в двух фокусах телескопа: кудэ и Нэсмит.

В первом случае использовался классический спектрограф высокого разрешения АСП-14. Наблюдения производились в первой камере с использованием дифракционной решетки 600 шт/мм, размером 300×300 мм. В качестве приемника излучения применялись несколько типов ПЗС приемников, охлаждаемых до криогенных температур. Наблюдения обычно производились во втором, реже, в первом ($H\alpha$) порядках дифракционной решетки. Спектральное разрешение обычно составляло 30000 (20000 в случае использования первого порядка). Выбор дифракционного порядка для наблюдений был обусловлен, прежде всего, малой протяженностью получаемого спектра (40-60 Å, в зависимости от используемого приемника) во втором порядке дифракционной решетки. Поскольку линия $H\alpha$ имеет протяженные крылья, при ее наблюдениях в большинстве случаев использовался первый порядок решетки.

Для получения спектров умеренного и низкого разрешения использовался спектрограф СПЭМ, установленный в фокусе Нэсмита. Большинство

спектров было получено с дифракционной решеткой 1300 шт/мм и щелью шириной 2". Спектры были получены в области длин волн 4200 – 5200 Å со спектральным разрешением 2.5 Å. В нескольких случаях использовалась решетка 600 шт/мм для наблюдений в области линии H α . В этом случае спектральное разрешение составляло 6 Å. В качестве спектра сравнения использовалась HeNe лампа.

Все наблюдения в фокусе кудэ и их последующая обработка производилась по одинаковой методике. Помимо самого спектра исследуемой звезды, до или после каждой экспозиции получался спектр сравнения лампы ThAr, в спектре которой присутствовало достаточное количество линий (более 15) для уверенной привязки спектра к шкале длин волн. Процедура привязки заключалась в аппроксимации необходимых линий спектра сравнения профилем Гаусса. Полученные центры линий затем аппроксимировались полиномом третьей степени. Точность выполнения данной процедуры всегда была лучше 0.1 км/с. Шкала длин волн затем приводилась к барицентру Солнечной системы на середину экспозиции.

Для корректного определения интенсивностей, в каждую ночь наблюдений было получено по несколько экспозиций плоского поля (засветка ПЗС матрицы белым светом, пропущенным сквозь спектрограф). Из каждого спектра вычитался нуль-пункт аналого-цифрового преобразователя ПЗС. Учет темнового тока и фона неба осуществлялся путем вычитания, усредненного по матрице излучения, в местах свободных от спектра звезды.

Проведение континуума в спектре излучения звезды осуществлялось по участкам, свободным от спектральных линий, полиномом третьей степени, а в случае спектров умеренного разрешения – интерполяционным сплайном.

Перечисленные выше процедуры выполнялись при помощи набора программ SPE, разработанных в КрАО РАН Сергеевым С.Г.

Поскольку основной задачей данной работы являлось исследование избранных массивных звезд на предмет их двойственности, то определение лу-

чевых скоростей по фотосферным и эмиссионным линиям осуществлялась во всех случаях.

Обычно измерения лучевых скоростей производилось двумя методами. В случае, если в наблюдаемом спектре звезды присутствовало более двух фотосферных линий, использовался метод кросс-корреляционного анализа. В качестве референтного спектра брался синтетический спектр, построенный на основе моделей Kurucz (1993), с параметрами атмосферы, близкими к наблюдаемому спектру. Затем, на полученной кросс-корреляционной функции выделялись пики, соответствующие одному или двум компонентам двойной системы. Данные пики аппроксимировались профилями Гаусса и, таким образом, определялись скорости компонентов двойной системы.

Чаще лучевые скорости компонентов в профиле линии определялись непосредственно из полученных спектров, путем аппроксимации каждого из компонентов профилем Гаусса с последующим итерационным уточнением параметров.

В тексте работы, для каждого из объектов, детально описана используемая процедура и полученные в процессе определения, погрешности.

ГЛАВА 2. Физические параметры массивных двойных систем с компонентами на главной последовательности

2.1. Общие положения

Начало эволюции массивных двойных систем обычно принято рассматривать, начиная с их выхода на линию нулевого возраста ГП (ZAMS). Так как фаза горения водорода в ядрах ранних В звезд является наиболее продолжительной и составляет около 20-25 млн. лет, то данный этап эволюции является так же наиболее продолжительным в жизни массивной двойной системы.

В этот отрезок времени каждый из компонентов системы эволюционирует как одиночная звезда, а обмен массой может возникать только у наиболее короткопериодических систем с орбитальными периодами менее четырех дней. На данном этапе эволюции скорости орбитального движения и скорости вращения каждого из компонентов, как правило, синхронизированы (для систем с $P_{orb} < 10$ дней) или имеет место синхронизация одного или обоих компонентов в периастре орбиты. Двойные системы с орбитальными периодами более 10 дней обычно имеют эксцентриситет орбиты, а скорости вращения компонентов могут оставаться не синхронизированными с орбитальными периодами в течение всей их жизни на ГП.

Данный этап эволюции двойных систем чрезвычайно важен, по крайней мере, вследствие двух причин. Во-первых, используя двойную систему, как естественные весы, можно определить с высокой точностью такие фундаментальные параметры, как масса и радиус, в особенности, если система является затменной (Andersen, 1991), что позволяет исследовать с высокой точностью атмосферы звезд и их химический состав. Во-вторых, получить статистическое представление о процентном содержании двойных систем, их

орбитальных периодов, отношению масс компонентов и др., что позволяет рассматривать последующую эволюцию масс и скоростей вращения компонентов, их орбитальных периодов на более поздних стадиях активного обмена массой и возможности последующего формирования релятивистских компонентов и/или горячих субкарликов или белых карликов.

В данной главе будут подробно исследовано шесть массивных двойных систем, оба компонента которых находятся на главной последовательности или в ее конце. Это такие системы: α Vir, ρ Per, V380 Cyg, V373 Cas, V497 Ser и 103 Tau. Для них были получены или существенно уточнены параметры орбит, массы компонентов, эволюционный статус и возраст каждого из компонентов двойных систем.

2.2. Спика (α Vir)

Спика (α Vir, HR 5056, HD 116658) является двойной системой с орбитальным периодом $P_{orb} = 4.0145^d$ и сравнительно большим эксцентриситетом $e = 0.18$ (Batten et al., 1989). Из-за эксцентриситета у системы имеется вращение линии апсид с периодом 124 года. Наклон плоскости орбиты к наблюдателю составляет $i_{orb} = 66^\circ$ (Herbison-Evans et al., 1971).

Благодаря близкому расстоянию ($d = 84$ пс, Herbison-Evans et al., 1971) и высокой яркости ($m_V = 0.97$) Спика неоднократно исследовалась многими авторами и является одной из наиболее хорошо изученных спектрально-двойных горячих звезд. Некоторые сведения о компонентах этой системы приведены в табл. 2.1. Для главного (А) и вторичного (В) компонентов здесь указаны спектральный класс, масса M , радиус R и наблюдаемая скорость вращения $v \sin i$. Для звезды А, кроме того, представлены эффективная температура T_{eff} , ускорение силы тяжести g и светимость L .

В табл. 2.1, обращают на себя внимание высокие скорости вращения обоих компонентов, некоторая неоднозначность спектральной классификации компонентов системы, и определений T_{eff} для главного компонента.

Таблица 2.1. Некоторые сведения о компонентах двойной системы α Vir

Параметр	Компонент		Ссылка
	A	B	
Sp	B1III – IV	B2V	Hoffleit, 1982
	B1V	B3III	Batten et al., 1989
M/M_{\odot}	10.9 ± 0.9	6.8 ± 0.7	Herbison-Evans et al., 1971
R/R_{\odot}	8.0 ± 0.2	4.4 ± 0.7	Smith, 1985
	8.1 ± 0.5		Herbison-Evans et al., 1971
T_{eff} , °K	24000		Smith, 1985
	22400 ± 1000		Herbison-Evans et al., 1971
$\log g$	3.7 ± 0.1		Herbison-Evans et al., 1971
$\log L/L_{\odot}$	4.17 ± 0.10		Herbison-Evans et al., 1971
$vsini$, км/с	161 ± 2	70 ± 5	Smith, 1985

Хорошо известно, что компонент А является классической звездой типа β Cep с периодом колебаний блеска и переменности профилей спектральных линий 4.17^h , причем амплитуда таких колебаний оказалась переменной. Обнаружена быстрая переменность профилей фотосферных линий, свидетельствующая о наличии сложных нерадиальных пульсаций (Smith, 1985). Еще одна особенность звезды А состоит в том, что ее скорость вращения $vsini$ в два раза выше орбитальной скорости в периастре. Все это может указывать на достаточно сложные процессы взаимодействия главного компонента с вторичным, и поэтому было важно получить как можно более точную информацию о его основных физических параметрах. Что касается компонента В, то для него неизвестны даже такие фундаментальные параметры как T_{eff} и $\log g$.

Наблюдения α Vir проводились на 2.6-м телескопе Крымской астрофизической обсерватории РАН. Использовался кудэ-спектрограф, снабженный ПЗС-матрицей 580×520 элементов. Спектры получены во втором порядке,

при этом обратная линейная дисперсия составляла $3 \text{ \AA}/\text{мм}$, а спектральное разрешение 30000 . В каждом наблюдении регистрировался участок спектра длиной 30 \AA . Время отдельной экспозиции колебалось от 10 до 30 мин в зависимости от выбранного участка и погодных условий. Отношения сигнал/шум составило $100 - 300$. Всего за период наблюдений было получено около 100 спектрограмм $\alpha \text{ Vir}$.

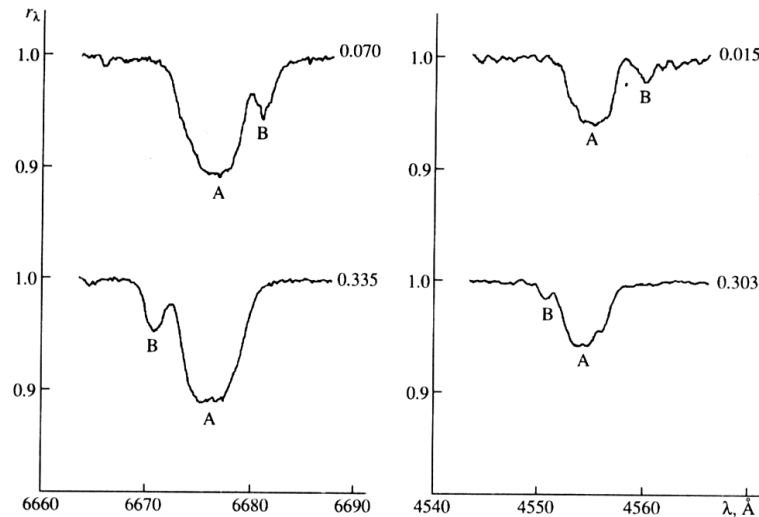


Рис. 2.1. Примеры обработанных ПЗС – спектрограмм в области линий HeI $\lambda 6678$ и SiIII $\lambda 4552$. Буквами А и В обозначены линии соответствующих компонентов. Числа справа соответствуют фазам ϕ орбитального периода.

Полученные спектры обрабатывались по стандартной методике, детально описанной в главе 1. На рис. 2.1 в качестве примера приведены обработанные спектрограммы в области линий HeI $\lambda 6678$ и SiIII $\lambda 4552$. Хорошо видно, как меняется положение линий компонента В относительно А в зависимости от фазы орбитального периода (значения ϕ вычислены в соответствие с эфемеридой (Shobbrook et al., 1972)) и деформация профилей линий компонента А нерадиальными колебаниями фотосферы.

Лучевые скорости V_r , для $\alpha \text{ Vir}$ измерялись по неблендированным линиям для каждого из компонентов. Профили линий звезды В аппроксимировались профилем Гаусса, а звезды А, линии которого деформированы пульсациями, значения V_r определялись по медиане, которая делит профиль на

две части равной площади. Полученные в данной работе измерения V_r как функция фазы ϕ представлены на рис. 2.2. Здесь же приведены кривые лучевых скоростей обоих компонентов в соответствии с орбитальными элементами из работы Shobbrook et al. (1972). Поскольку у Спики имеется вращение линии апсид, было уточнено значение долготы периастра ω . Используя методику Hadrava (1993) и оставляя фиксированными значение периода P и эксцентриситета e , найдено, что во время наблюдений $\omega = 200^\circ \pm 3^\circ$. С учетом этого единственного уточнения, как видно из рис. 2.2, крымские изменения V_r находятся в хорошем согласии с орбитальными элементами Shobbrook et al. (1972).

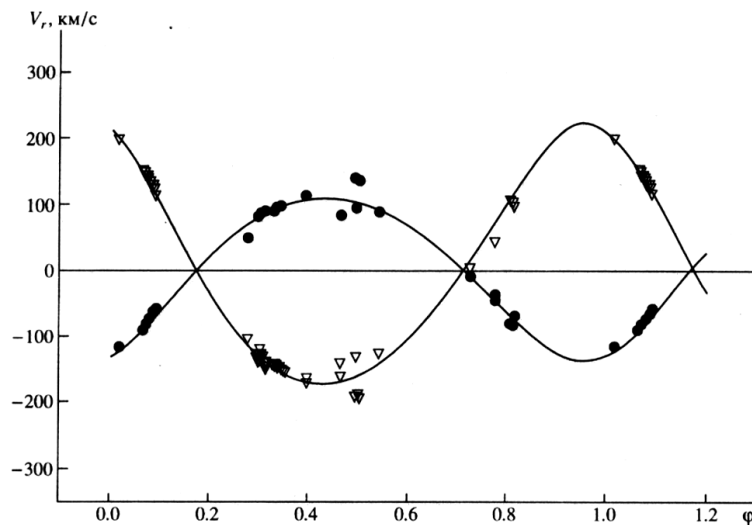


Рис. 2.2. Лучевые скорости компонентов как функция фазы орбитального периода. Точки – главный компонент А, треугольники – вторичный компонент В. Кривые соответствуют орбитальным элементам (Shobbrook et al., 1972) с уточненной долготой периастра.

Методика анализа составных спектров двойных звезд была разработана в КраО РАН ранее (Любимков и Самедов, 1987). Эта методика позволяет выполнять самосогласованное определение фундаментальных параметров компонентов, то есть их эффективную температуру T_{eff} и ускорение силы тяжести в атмосфере $\log g$.

При определении T_{eff} и $\log g$ в случае Спика были рассмотрены следующие наблюдаемые характеристики. Во-первых, измерялись эквивалентные ширины W_λ бальмеровских линий H β и H γ . Найдено, что $W_\lambda(\text{H}\beta) = 3.25 \pm 0.25 \text{ \AA}$ и $W_\lambda(\text{H}\gamma) = 4.40 \pm 0.25 \text{ \AA}$. Во-вторых, использовался фотометрический индекс $[c_1]$ в четырехцветной системе *uvby*; согласно каталогу Hauck и Mermilliod (1980) его наблюдаемое значение для α Vir составляет $[c_1] = 0.041 \pm 0.013$. В-третьих, была привлечена еще одна фотометрическая величина – отношение потоков $F(4637)/F(3636)$, являющаяся аналогом бальмеровского скачка. На основе каталогов Hauck и Mermilliod (1980) и Харитонов и др. (1988) было получено $\log F(4637)/F(3636) = -0.260 \pm 0.007$. Подчеркнем, что все перечисленные характеристики относятся к суммарному спектру двойной системы. В дополнение к этому, была использована еще одна характеристика – разность звездных величин между компонентами $\Delta m_v = -2.0 \pm 0.2$ (Herbison-Evans et al., 1971). Соотношение, связывающее Δm_v с параметрами компонентов T_{eff} и $\log g$, приведено в работе Любимков и Самедов (1987).

Ускорение силы тяжести в атмосфере главного компонента ($\log g_A$), определено в статье Herbison-Evans et al. (1971) на основе интерферометрических наблюдений, причем с достаточно высокой точностью (см. табл. 2.1). Остается найти еще три неизвестных параметра: $T_{eff}(A)$, $T_{eff}(B)$ и $\log g_B$. Для их определения сравнивались наблюдаемые величины $W(\text{H}\beta)$, $W(\text{H}\gamma)$, $[c_1]$, $\log F(4637)/F(3636)$ и Δm_v с их вычисленными значениями (соответствующие формулы приведены в работах Любимков и Самедов (1987) и Любимков (1992)). При этом использовались результаты расчетов Kurucz (1979). Необходимые для расчетов значения масс M_B/M_A и радиусов R_B/R_A найдены по данным табл. 2.1.

Для поиска искомых величин, был применен метод последовательных приближений. Начальное приближение для параметров компонента В можно задать, ориентируясь на его спектральный подкласс и класс светимости (см. табл. 2.1), $T_{eff}(B) = 20000 \text{ K}$ и $\log g_B = 4.0$. Далее сравнивая наблюдаемые и теоретические значения перечисленных выше величин находим для каждой

из них свою температуру $T_{eff}(A)$ при фиксированном ускорении $\log g_A = 3.7$. Усредняя эти значения $T_{eff}(A)$, переходим затем к следующему приближению и, используя те же наблюдаемые характеристики, строим диаграмму для определения $T_{eff}(B)$ и $\log g_B$. Потом вновь переопределяем $T_{eff}(A)$ и т.д.: этот процесс продолжается до достижения полной сходимости.

Найденные значения T_{eff} и $\log g$ для обоих компонентов приведены в табл. 2.2. Там же представлены результаты спектральной классификации компонентов, которые были получены на основе принятых температур T_{eff} и ускорений $\log g$, используя статистические зависимости (De Jager и Nieuwenhuijzen, 1987). Из сравнения с табл. 2.1 видно, что найденные в данной работе спектральные подклассы и классы светимости компонентов А и В практически совпадают с оценками, приведенными в “Каталоге ярких звезд” (Hoffleit, 1982).

Таблица 2.2. Параметры компонентов двойной системы α Vir.

Компонент	T_{eff}	$\log g$	Sp
A	24700 ± 500	3.7 ± 0.1	B1III-IV
B	20800 ± 1500	4.2 ± 0.2	B2-B2.5V

В табл. 2.1 приведены массы компонентов M_A и M_B , найденные в работе Herbison-Evans et al. (1971) на основе наблюдений со звездным интерферометром и из анализа кривых лучевых скоростей. Будем обозначать их величинами M_{A1} и M_{B1} . Значения M_A и M_B можно определить и другим способом, если сопоставить параметры T_{eff} и $\log g$ компонентов А и В с эволюционными треками (для таких масс введем обозначения M_{A2} и M_{B2}). Для этой цели были использованы расчеты эволюции звезд (Claret и Gimenez, 1992; Schaller et al., 1992), содержащие звездные модели для широкого диапазона масс M . При этом принимался нормальный исходный химический состав: содержание гелия по массе $Y = 0.28$ и содержание металлов $Z = 0.02$.

Данные эволюционных расчетов интерполировались для нахождения масс M_{A2} и M_{B2} в соответствие с параметрами T_{eff} и $\log g$. При этом выяснилось, что эволюционные треки, найденные для одного и того же значения M на основе двух указанных работ, практически идентичны. Массы компонентов, определенные в работах Claret и Gimenez (1992); Schaller et al. (1992), представлены в табл. 2.3. Здесь же содержатся радиусы R и болометрические светимости L . В последнем столбце табл. 2.3 приведен возраст t , оцененный с помощью тех же расчетов. О величинах M_A , R_A и L_A , представленных в скобках, будет сказано ниже.

Таблица 2.3. Массы, радиусы, светимости и возрасты компонентов, найденные с помощью эволюционных расчетов.

Компонент	M/M_{\odot}	R/R_{\odot}	$\log L/L_{\odot}$	$t, 10^6$ лет
A	12.6 ± 0.6 (10.9 ± 0.9)	8.3 ± 1.2 (7.8 ± 1.2)	4.37 ± 0.16 (4.31 ± 0.18)	14 ± 1
B	7.1 ± 0.9	3.5 ± 1.1	3.33 ± 0.38	11 ± 10

Возраст компонентов двойной системы, как и следовало ожидать, оказался практически одинаковым. Однако для компонента А он найден намного точнее, поэтому в качестве возраста системы α Vir можно принять значение $t = 14 \pm 1$ млн. лет. Наряду с абсолютными величинами t интересно сравнить также относительный возраст $t/t_{ГП}$ компонентов А и В, где $t_{ГП}$ - время жизни на ГП для звезд соответствующей массы M (определяем его с помощью эволюционных треков). Оказалось, что $t_A/t_{ГП} = 0.90$ и $t_B/t_{ГП} = 0.25$. Эти значения приводят к заключению, что эволюционный статус компонентов различен и, если звезда А приближается к концу стадии ГП, то звезда В находится еще в начале этой стадии.

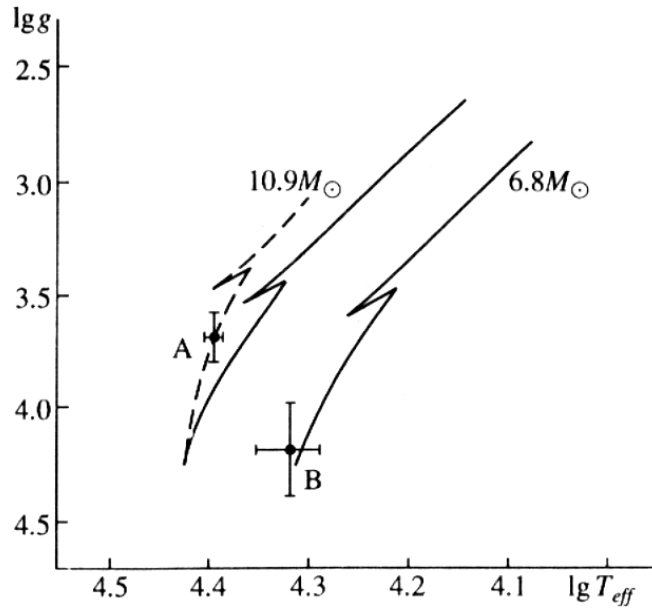


Рис. 2.3. Эволюционные треки, построенные по данным Claret и Gimenez (1992); Schaller et al. (1992) для масс $M_A = 10.9 M_\odot$ и $M_B = 6.8 M_\odot$, найденных Herbison-Evans et al. (1971) на основе интерферометрических и спектроскопических наблюдений (сплошные линии). Точки А и В соответствуют параметрам компонентов, приведенным в табл. 2.3. Штриховая линия – предполагаемый трек для звезды $10.9 M_\odot$ с учетом перемешивания.

Интересно сравнить массы M_A и M_B , найденные двумя различными способами, то есть значения M_{A1} и M_{B1} , с одной стороны (табл. 2.1), и значения M_{A2} и M_{B2} , с другой (табл. 2.3). Наиболее существенное расхождение обнаруживается для главного компонента A : действительно, разница между определенными нами $M_{A1} = 10.9 \pm 0.9 M_\odot$ и $M_{A2} = 12.6 \pm 0.6 M_\odot$ заметно превышает ошибку их определения. В то же время для компонента B согласие между значениями $M_{B1} = 6.8 \pm 0.7 M_\odot$ и $M_{B2} = 7.1 \pm 0.9 M_\odot$ хорошее. Что касается радиусов R_A и R_B , а также светимости L_A , то здесь оба способа приводят к результатам, согласующимся в пределах допустимых ошибок (табл. 2.1 и 2.3). Неоднозначность в определении M_A требует отдельного обсуждения.

На рис. 2.3 в плоскости $T_{eff} - \log g$ изображены два эволюционных трека, соответствующие массам $M_{A1} = 10.9 M_\odot$ и $M_{B1} = 6.8 M_\odot$ и полученные с помощью интерполяции эволюционных треков. Поскольку треки, найденные

из этих двух работ, практически идентичны, на рис. 2.3 приведены усредненные кривые (сплошные линии). Здесь же указаны положения компонентов А и В, соответствующие принятым параметрам T_{eff} и $\log g$. Видим, что звезда В хорошо ложится на трек $6.8 M_{\odot}$, в то время как расхождение между звездой А и треком $10.9 M_{\odot}$ заметно превышает допустимые ошибки. Напомним, что эволюционному треку, проведенному через точку А, соответствует масса $M_A = 12.6 M_{\odot}$. Таким образом, рис. 2.3 иллюстрирует уже отмеченный факт, что между “эволюционной” массой $M_{A2} = 12.6 \pm 0.6 M_{\odot}$ и величиной $M_{A1} = 10.9 \pm 0.9 M_{\odot}$, найденной из интерферометрических и спектроскопических наблюдений двойной системы α Vir, существует значимое различие.

Массы звезд, определенные из анализа орбитальных элементов двойных систем, рассматриваются как наиболее надежные оценки M . Следовательно, значение $M_{A1} = 10.9 \pm 0.9 M_{\odot}$ должно лучше соответствовать реальной массе главного компонента, но тогда значение $M_{A2} = 12.6 \pm 0.6 M_{\odot}$ окажется слишком высоким. Несоответствие в значениях M_A , найденных двумя разными способами, связано, скорее всего, не с какими-то неточностями в определении эффективной температуры компонента А (или, например, с наличием у него пульсаций), а с так называемой проблемой масс, существование которой обнаружено у О- и ранних В-звезд ГП (см., например Langer, 1992). Суть этой проблемы сводится к тому, что массы M таких звезд, оцененные по эволюционным трекам, оказываются систематически большими по сравнению с массами M , найденным из спектроскопического анализа или из теории звездного ветра (два последних метода дают близкие результаты). При этом расхождение в массах M для звезд ГП, как следует из работы Herrero et al. (1992), может достигать 60 – 80%. Подчеркнем, что здесь речь идет об одиночных звездах. В нашем же случае рассматривается двойная система, и в данном случае несоответствие в массах M_A устанавливается с довольно высокой точностью. Отметим, что у компонента А превышение M_{A2} над M_{A1} составляет около 16%.

Ранее уже упоминалась работа Langer, (1992), в которой было показано, что проблема масс может быть связана с перемешиванием, индуцированным вращением звезды. Учет этого эффекта изменяет эволюционные треки, сдвигая их в сторону увеличения T_{eff} , причем тем заметнее, чем дальше мы находимся от начала ГП. В частности, для звезды с массой $20 M_{\odot}$, как следует из расчетов Langer (1992), участок трека, соответствующий завершающему этапу фазы ГП, может оказаться смещенным по T_{eff} на 20% относительно трека, вычисленного по стандартной методике (т.е. без перемешивания).

По-видимому, все сказанное имеет прямое отношение к главному компоненту двойной системы α Vir, поскольку он является достаточно массивной и быстровращающейся звездой, которая близка к завершению стадии ГП. Основываясь на результатах Langer (1992), на рис. 2.3 изображен предполагаемый трек звезды с массой $10.9 M_{\odot}$, в котором учтено перемешивание (штриховая линия).

Из сказанного выше следует, что значение $M_A = 10.9 \pm 0.9 M_{\odot}$ является более точной оценкой массы главного компонента. В соответствие с этим значением M_A были пересчитаны величины R_A и L_A , которые приведены в табл. 2.3 в скобках. Видим, что изменения в R_A и L_A невелики. Что касается возраста t_A , то для его уточнения необходимы новые вычисления эволюционных треков с учетом перемешивания.

2.3. V380 Cyg

V380 Cyg (HD 187879) – яркая ($V = 5.61 - 5.78$) и относительно хорошо изученная затменная двойная система, имеющая орбитальный период $P = 12.426^d$ и заметный эксцентриситет $e = 0.22$. Как спектрально-двойная она была открыта в 1912 г. и с тех пор изучалась многими авторами. Batten (1962) собрал все накопленные за 50 лет наблюдения (включая собственные) и впервые построил кривые лучевых скоростей V_r для обоих компонентов V380 Cyg. Однако вследствие относительной слабости второго компонента,

кривая V_r для него была определена очень неуверенно. Позднее Hill и Batten (1984), применив кросс-корреляционный анализ, заметно повысили точность определения V_r для второго компонента. Однако эта точность продолжала оставаться недостаточной для надежного определения масс компонентов. Наконец, Popper (1993), используя немногочисленные высокодисперсионные ПЗС наблюдения звезды, показал, что амплитуда изменения V_r у вторичного компонента была завышена предыдущими авторами; он же получил новые элементы орбиты.

В качестве затменной система V380 Cyg стала известна благодаря исследованиям Kron (1935). Звезда демонстрирует узкие и неглубокие частные затмения с амплитудой 0.12^m и 0.09^m в главном и вторичном минимумах соответственно. Из решения кривой блеска найден угол наклона орбиты i_{orb} , который составляет около 80° . Звезда неоднократно исследовалась фотометрически, главным образом, на предмет апсидального движения. Наиболее надежное решение кривой блеска получили Guinan (1993) и Gimenez et al. (1994). Тем не менее, и в этих работах не был дан окончательный ответ на вопрос о массах компонентов V380 Cyg.

В табл. 2.4 приведены некоторые литературные данные о главном (звезда А) и вторичном (звезда В) компонентах исследуемой двойной системы. Обращает на себя внимание расхождение между разными авторами в определении некоторых параметров, в частности, масс M . Например, согласно Hill и Batten (1984), масса главного компонента составляет $M_A = 14.3 M_\odot$, в то время как Popper (1993) нашел, что $M_A = 10.5 M_\odot$. Отметим, что Gimenez et al. (1994), взяв кривые лучевых скоростей Hill и Batten (1984) и Popper (1993), получили соответственно по два значения M для каждого компонента (кривая блеска была взята из работы Guinan (1993)). В табл. 2.4 представлены только те массы M_A и M_B из Gimenez et al. (1994), которые были найдены на основе более точных данных Popper (1993). Аналогичное значение касается так же приведенных в табл. 2.4 из работы Gimenez et al. (1994) радиусов R , ускоре-

Таблица 2.4. Некоторые сведения о компонентах V380 Cyg, известные из литературы

Параметр	Компонент		Источник
	A	B	
Sp	B1.5 II-III	B2	Hill и Batten (1984)
	B1.5 II-III	B2-B3	Guinan (1993)
M/M_{\odot}	14.3 ± 0.6	8.0 ± 0.3	Hill и Batten (1984)
	10.6	6.8	Popper (1993)
	10.8 ± 0.5	6.9 ± 0.3	Gimenez et al. (1994)
R/R_{\odot}	17.1	4.3	Hill и Batten (1984)
	15.9 ± 0.4	4.0 ± 0.2	Gimenez et al. (1994)
log g	3.11	4.06	Hill и Batten (1984)
	3.07 ± 0.02	4.07 ± 0.03	Gimenez et al. (1994)
T_{eff} °K	23000	23600	Hill и Batten (1984)
	17300	20000	Gimenez et al. (1994)
$vsini$	100 ± 5	40 ± 10	Hill и Batten (1984)
	135	30	Popper (1993)
	110	30	Gimenez et al. (1994)
L_A/L_B (5500Å)	13 ± 1		Hill и Batten (1984)
	14.5		Guinan (1993)

ний силы тяжести g и эффективной температуры T_{eff} . Следует также отметить, что имеющиеся оценки T_{eff} для компонентов V380 Cyg из табл. 2.4, весьма приближенны. Hill и Batten (1984) исходили из значения $T_{eff}(A)$, заданного ими по спектральному подклассу главного компонента. Это привело к некоторому завышению температуры не только главного, но и вторичного компонента.

Наблюдения V380 Cyg проводились в 1994 г. на 2.6-м телескопе КрАО РАН. Использовался куде-спектрограф с установленной ПЗС матрицей GEC

размером 578×380 элементов. Спектры получены во втором порядке дифракционной решетки. Обратная линейная дисперсия составляла $3 \text{ \AA}/\text{мм}$, а спектральное разрешение – 30000. В каждом наблюдении регистрировался участок спектра длиной 30 \AA . Время отдельной экспозиции варьировалось от 30 до 60 мин в зависимости от спектральной области и погодных условий. Отношение сигнал/шум составляло 100-200. Всего за период наблюдений было получено около 40 спектров звезды. Дальнейшая редукция спектрограмм выполнялась по стандартной методике, описанной в главе 1.

В качестве примера на рис. 2.4 приведены обработанные спектрограммы в области некоторых линий HeI, использованных в дальнейшем анализе (профили сдвинуты относительно друг друга по вертикальной оси). Справа указаны значения фазы ϕ , вычисленные в соответствии с найденными орбитальными элементами (см. ниже). Для линии HeI $\lambda 6678$ представлены спектры в двух фазах, соответствующих разным положениям линии компонента В относительно А. Из рис. 2.4 хорошо видно, насколько слабы линии второго компонента по сравнению с главным. Такое различие объясняется большим различием в светимостях (табл. 2.4).

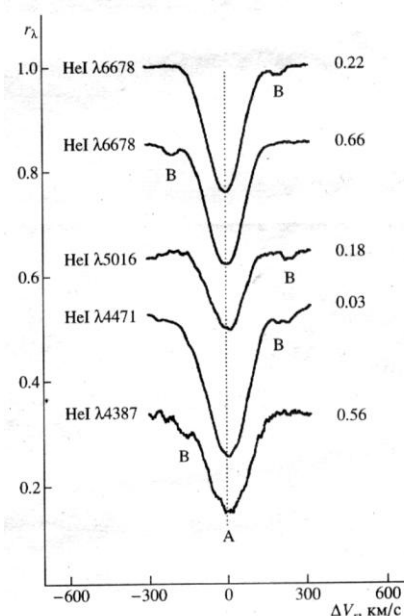


Рис. 2.4. Примеры обработанных ПЗС – спектрограмм в области некоторых линий HeI. Буквами А и В обозначены линии соответствующих компонентов. Числа справа относятся к фазам ϕ орбитального периода.

Неуверенность в оценке масс M_A и M_B связана, прежде всего, с погрешностями в измерении лучевых скоростей, особенно у второго компонента, линии которого слабы и всегда блендируются с линиями главного компонента (рис. 2.4). Hill и Batten (1984) применили для определения V_r фотографические спектры, на которых линии компонента В были сравнимы с шумами фотоэмульсии. Чтобы приблизительно оценить M_A и M_B , авторам пришлось прибегнуть к кросс-корреляционному методу. Popper (1993) использовал для той же цели более качественные ПЗС–наблюдения и классическую методику определения V_r , однако он не учел блендирования линий, хотя сам же указывал ранее на необходимость этой процедуры (Popper, 1980).

Наши собственные измерения V_r производились обоими методами, то есть а) кросс-корреляционный анализ (он позволяет определить V_r даже для сильно блендированных спектров) и б) обычную методику, причем как с учетом блендирования, так и без него. В первом случае в качестве стандартной звезды использовалась η Lyr (Sp B2.5 IV). Оказалось, что пик на кросс-корреляционной функции трудно разделить с достаточной точностью на две составляющие. Это приводит к уменьшению амплитуды лучевых скоростей компонента В и, как следствие, к занижению масс M_A и M_B . К аналогичному результату приводит и обычная методика измерения V_r , если не учитывать блендирования. Таким образом, еще раз подтверждена необходимость учета блендирования при измерении V_r .

Таблица 2.5. Крымские измерения лучевых скоростей V380 Cyg.

JDh -2440000	V_r (A) км/с	σ км/с	V_r (B) км/с	σ км/с	Спектральная линия
49529.4901	--	--	-141.9	3.0	MgII λ 4481
49561.3261	-36.1	0.1	--	--	H β
49561.3752	-31.8	1.1	--	--	H α
49564.5137	59.0	1.0	--	--	HeI λ 4921
49565.2589	66.8	0.5	-109.8	1.6	HeI λ 5016
49565.3853	71.9	0.3	-110.0	0.9	HeI λ 5875
49570.2793	-80.6	0.6	120.0	2.0	HeI λ 4713
49570.3901	-87.0	0.2	134.1	1.3	HeI λ 6678
49571.2693	-111.6	0.6	169.0	3.0	HeI λ 4387
49571.3057	-104.5	0.4	170.0	1.0	HeI λ 4713
49571.3873	-109.0	0.2	170.8	0.4	HeI λ 6678
49572.2610	-94.8	0.4	142.2	1.8	HeI λ 5016
49572.2991	-90.1	0.4	--	--	HeI λ 4921
49572.3481	--	--	135.0	6.0	HeI λ 4471
49572.3481	--	--	142.0	2.0	MgII λ 4481
49574.2693	-23.8	1.3	--	--	H α
49640.2537	78.3	0.2	-132.0	1.0	HeI λ 6678
49640.2766	79.0	0.2	-118.8	1.8	HeI λ 6678
49640.3000	79.6	0.2	-129.9	1.0	HeI λ 6678
49640.3287	78.7	0.2	-126.8	1.3	HeI λ 6678
49640.3502	78.5	0.2	-123.2	0.9	HeI λ 6678
49640.3725	78.4	0.2	-132.1	1.4	HeI λ 6678
49640.3926	78.4	0.2	-130.2	1.1	HeI λ 6678
49645.4380	-98.9	0.2	172.1	1.6	HeI λ 6678
49647.1610	-74.3	0.2	143.9	1.6	HeI λ 6678
49647.1818	-73.9	0.2	134.0	2.0	HeI λ 6678
49647.2061	-72.3	0.2	141.1	0.9	HeI λ 6678
49647.2291	-71.5	0.2	139.5	1.5	HeI λ 6678
49647.2513	-70.5	0.2	131.0	3.0	HeI λ 6678
49647.2735	-70.1	0.3	133.0	3.0	HeI λ 6678
49647.2950	-70.1	0.3	139.0	2.5	HeI λ 6678

Определение V_r для сильных неблендированных линий компонента А не представляет сложности. Их лучевые скорости были измерены медианой, делящей площадь спектральной линии на две равные части. Практически те

же значения V_r получены при аппроксимации ядра линии профилем Гаусса. Определение V_r для слабых линий компонента В проводилось методом наименьших квадратов с учетом крыльев линии компонента А. Последние аппроксимировались полиномом третьей степени, а сами линии компонента В – профилем Гаусса, что привело к увеличению амплитуды изменения V_r для него в среднем на 5-7 км/с относительно данных Popper (1993), полученных по спектрам сопоставимого качества. Результаты измерения V_r представлены в табл. 2.5.

Поскольку до настоящего времени не было уверенной кривой лучевых скоростей для вторичного компонента, не удавалось надежно оценить основные физические параметры системы, в частности, абсолютные массы и радиусы компонентов. Полученные в данной работе измерения V_r , прежде всего для компонента В, позволяют более точно решить эту задачу. Кроме того, после работы Batten (1962) не анализировалась вся совокупность измерений V_r для V380 Cyg. Поэтому был проведен такой анализ с целью уточнения периода P и изучения возможного движения линии апсид.

Наряду с собственными определениями V_r были использованы фотографические измерения лучевых скоростей, собранные Batten (1962), а также данные Hill и Batten (1984) и Popper (1993, 1949). Для компонента В кривая лучевых скоростей определялась только по измерениям, полученным в данной работе, а для компонента А – по всем перечисленным источникам.

Решение кривых V_r осуществлялось по программе FOTEL (Hadrava, 1993). Всем измерениям, полученным до 1962 г, был придан вес 0.5, измерениям Hill и Batten (1984) – вес 1.0, данным Popper (1993) и нашим оценкам V_r для компонента А (в обоих случаях использовалась ПЗС – спектры) – вес 3.0. Нашим определениям V_r для компонента В приписывался вес от 0.5 до 2.0 в зависимости от точности определения V_r . Скорость γ центра масс системы определялась независимо для каждого спектрографа и каждой серии спектрограмм; они представлены в табл. 2.6 наряду с другими элементами орбиты.

Таблица 2.6. Параметры орбиты двойной системы V380 Cyg.

Параметр	Значение	Примечания
P , дни	12.425653 ± 0.000013	
T_p , JDh	24437454.974 ± 0.054	
e	0.2183 ± 0.0051	
ω , град.	122.2 ± 1.8	
K_A , км/с	93.95	
K_B , км/с	155.3	
$(a_A + b_B)\sin i, R_\odot$	59.722	
γ , км/с	-1.0 ± 1.8	Maunt Wilson, 1912
	-9.12 ± 0.99	Alegny Observatory, 1918
	-4.3 ± 1.1	Victoria, 1920
	0.1 ± 2.4	Victoria, 1932
	-4.2 ± 1.9	Batten, 1962
	-4.0 ± 1.6	Popper, 1949
	-0.65 ± 0.84	Hill и Batten, 1984
	-0.88 ± 0.81	Popper, 1993
	1.82 ± 0.74	Настоящая работа
i_{orb}	80.1 ± 0.3	
M_A / M_B	1.65 ± 0.05	
$M_A \sin^3 i_{orb}$	11.5 ± 0.3	
$M_B \sin^3 i_{orb}$	7.0 ± 0.2	
M_A, M_\odot	12.1 ± 0.3	
M_B, M_\odot	7.3 ± 0.3	
R_A, R_\odot	16.2 ± 0.4	
R_B, R_\odot	4.1 ± 0.2	

Для относительных радиусов компонентов было приняты значения $r_A = 0.271 \pm 0.004$ и $r_B = 0.068 \pm 0.002$, приведенные Gimenez et al. (1994) и основанные на кривой блеска Guinan (1993). Отсюда были найдены абсолютные радиусы R_A и R_B . Из табл. 2.6 видно, что найденные значения масс M и радиусов R попадают в промежуток между предшествующими оценками, указанными в табл. 2.4.

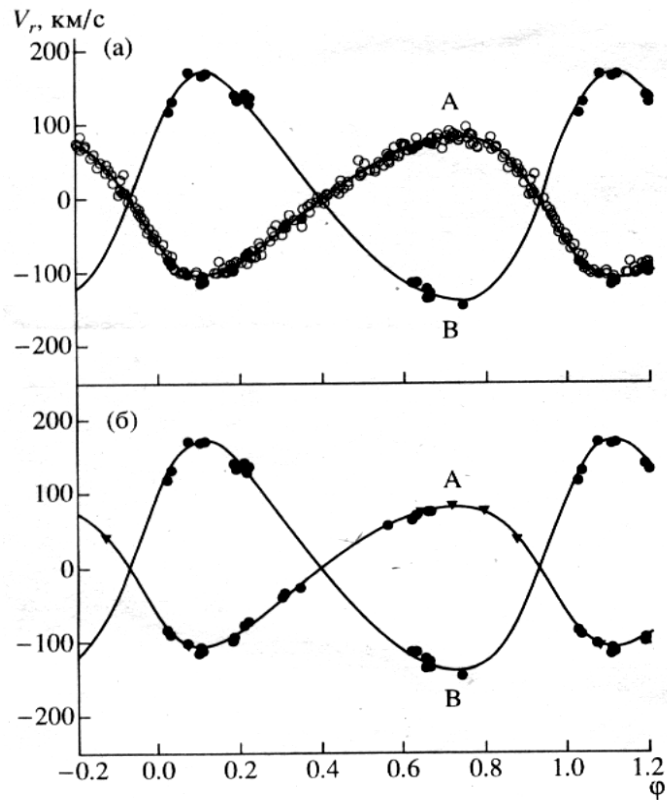


Рис. 2.5. Лучевые скорости компонентов как функция фазы φ . В случае (а) нанесены все измерения V_r , в случае (б) – только те значения V_r , которые получены по ПЗС – наблюдениям. Светлые кружки – фотографические наблюдения 1912 – 1984 гг. компонента А; треугольники – данные Порпер (1993) для А; темные кружки – наши измерения для А и В.

На рис. 2.5 представлены кривые $V_r(\varphi)$, вычисленные для компонентов А и В на основе полученных орбитальных элементов. Здесь же приведены оригинальные измерения V_r , как по всей совокупности наблюдений (рис. 2.5а), так и по наиболее качественным CCD – спектрам, полученным Порпер (1993) и данной работы (рис. 2.5б). Видим, что в последнем случае имеется хорошее согласие между теоретическими кривыми и индивидуальными оценками V_r .

Скорость апсидального движения, оцененная при решении кривой переменности лучевых скоростей, составляет $\dot{\omega} = 0.0017^\circ$ за период. Однако точность этой оценки невысока (из-за низкой точности измерений V_r до 1960

г.) На наш взгляд, значениям $\dot{\omega}$, найденным из фотоэлектрических измерений блеска, следует доверять больше. Отметим, что Guinan (1993) получил для V380 Cyg величину $\dot{\omega} = 0.00878^\circ$ за период.

Как известно, эффективная температура звезды T_{eff} и ускорение силы тяжести на ее поверхности g являются фундаментальными параметрами звезды, которые, с одной стороны, связаны с фазой эволюции и, с другой стороны, задают модель атмосферы. Определим значения T_{eff} и $\log g$ для каждого компонента. Зная массы M и радиусы R (табл. 2.6), легко найти ускорение g : $\log g_A = 3.10 \pm 0.02$ и $\log g_B = 4.07 \pm 0.05$. Столь высокая точность определение g связана, прежде всего, с тем, что V380 Cyg является затменной двойной системой.

При определении эффективных температур $T_{eff}(A)$ и $T_{eff}(B)$ использовались следующие наблюдаемые характеристики. Во-первых, измерялись эквивалентные ширины W бальмеровских линий $H\alpha$, $H\beta$ и $H\gamma$. Найдено, что $W(H\alpha) = 2.55 \text{ \AA}$, $W(H\beta) = 3.03 \text{ \AA}$ и $W(H\gamma) = 2.93 \text{ \AA}$. Во-вторых, использовался фотометрический индекс $[c_1] = 0.105$. Подчеркнем, что и ширины W бальмеровских линий и индекс $[c_1]$ относятся к суммарному спектру двойной системы. Их связь с индивидуальными характеристиками компонентов А и В задается с помощью соотношений, полученных Любимковым и Самедовым (1987). Отметим, что теоретические величины, с которыми сравниваются наблюдаемые значения W и $[c_1]$, взяты из расчетов Kurucz (1993).

В качестве третьего критерия в случае затменной системы можно применить отношение светимостей L_A/L_B . Действительно, если известно L_A/L_B , то связь между эффективными температурами компонентов А и В задается простой линейной зависимостью, приведенной, например в работе Любимков и др. (1995).

Из двух значений L_A/L_B , представленных в табл. 2.4, использовалась более точная величина $L_A/L_B = 14.5$, полученная Guinan (1993). Что касается радиусов R_A и R_B , то их значения взяты из табл. 2.6. Бальмеровские линии и величина $[c_1]$ в случае V380 Cyg задают в основном температуру главного

компонента так, что благодаря лишь только использованию отношения L_A/L_B удается найти и температуру вторичного компонента.

В табл. 2.7 представлены найденные параметры T_{eff} и $\log g$ вместе с ошибками их определения. Здесь же указаны результаты спектральной классификации компонентов, которые были получены на основе найденных значений T_{eff} и $\log g$, используя статистические зависимости De Jager и Nieuwenhuijzen (1987). Из сравнения с табл. 2.4, видно, что полученные в данной работе оценки спектральных подклассов и классов светимости системы V380 Cyg находятся в прекрасном согласии с результатами Hill и Batten (1984).

Таблица 2.7. Параметры компонентов V380 Cyg.

Компонент	T_{eff} , К	$\log g$	Sp
A	21200 ± 600	3.10 ± 0.02	B1.5II
B	22300 ± 1000	4.07 ± 0.05	B2V

Массы компонентов можно оценить и по эволюционным трекам. Для этого были сопоставлены найденные параметры $T_{eff}(A)$ и $T_{eff}(B)$ (табл. 2.7) с расчетами Claret и Gimenez (1992). Определенные таким образом массы M , а также полученные отсюда радиусы R и светимости L компонентов A и B представлены в табл. 2.8. Здесь же для сравнения приведены значения M , R и L , найденные ранее из анализа орбитальных элементов. Видим, что эволюционные массы $M_{ev}(A)$ и $M_{ev}(B)$ существенно превышают массы $M_{orb}(A)$ и $M_{orb}(B)$, выведенные при исследовании орбиты. Особенно заметно различие для главного компонента. Как следствие, аналогичное расхождение наблюдается и в значениях R и L .

В табл. 2.8 указан также возраст t , оцененный с помощью расчетов Claret и Gimenez (1992). Как и следовало ожидать, значения t у обоих компонентов оказались достаточно близкими. В качестве возраста всей системы

можно принять более точную оценку $t = 12 \times 10^6$ лет, найденную для главного компонента. Отметим, что относительный возраст $t/t_{\text{ГП}}$ составляет 1.01 и 0.37, соответственно для А и В (здесь $t_{\text{ГП}}$ время жизни на ГП).

Таблица 2.8. Некоторые параметры компонентов V380 Cyg, определенные двумя способами.

Параметр	Компонент А		Компонент В	
	Орбита	Эвол. Треки	Орбита	Эвол. Треки
M/M_{\odot}	12.1 ± 0.3	15.5 ± 1.4	7.3 ± 0.3	8.4 ± 0.8
R/R_{\odot}	16.2 ± 0.4	18.4 ± 1.2	4.1 ± 0.2	4.5 ± 0.5
$\lg L/L_{\odot}$	4.68 ± 0.07	4.79 ± 0.11	3.57 ± 0.12	3.65 ± 0.17
$t, 10^6$ лет	-	12 ± 1	-	17.1 ± 7

Чтобы нагляднее продемонстрировать несоответствие между значениями M_{ev} и M_{orb} на рис. 2.6 изображены в плоскости $T_{eff} - \log g$ два эволюционных трека, соответствующих массам $M_{orb}(A) = 12.1 M_{\odot}$ и $M_{orb}(B) = 7.3 M_{\odot}$, и полученных путем интерполяции данных Claret и Gimenez (1992). Здесь же указаны положения компонентов А и В в соответствии с найденными для них параметрами T_{eff} и $\log g$. Напомним, что через эти точки проходят треки с $M_{ev}(A) = 15.5 M_{\odot}$ и $M_{ev}(B) = 8.4 M_{\odot}$.

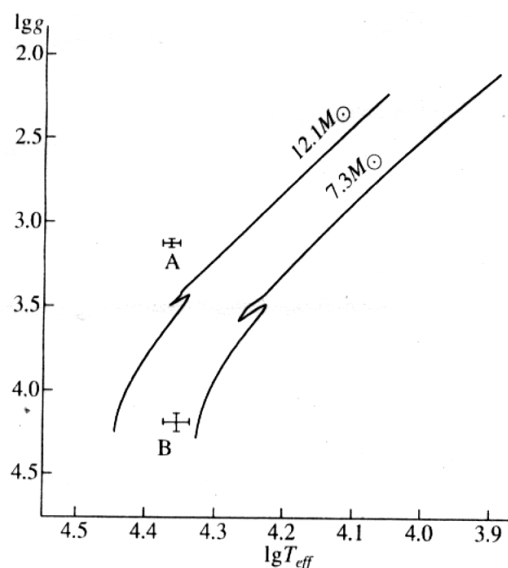


Рис. 2.6. Эволюционные треки, построенные по данным Claret и Gimenez (1992) для масс $M_{orb}(A) = 12.1M_{\odot}$ и $M_{orb}(B) = 7.3M_{\odot}$. Точки А и В соответствуют параметрам компонентов, приведенных в табл. 2.8.

Из рис. 2.6 как будто следует, что звезда А уже завершила стадию горения водорода в ядре (стадию ГП) и сейчас находится в фазе быстрого перехода в стадию красного сверхгиганта. Однако нет полной уверенности в том, что дело обстоит именно так. Действительно, длина участка трека, соответствующего стадии ГП, существенно зависит от предположений, заложенных в расчеты. В частности, этот участок может удлиниться за счет перемешивания, вызванного меридиональной циркуляцией (данный эффект не был учтен в расчетах Claret и Gimenez (1992), использованных в данной работе. Поэтому сейчас можно лишь утверждать, что главный компонент системы V380 Cyg находится вблизи конца фазы ГП.

Как показано в предыдущем параграфе, в случае Спики, превышение M_{ev} над M_{orb} составляет 16% для компонента А и 4% для компонента В. В случае V380 Cyg расхождение в массах больше: 28% для А и 15% для В (табл. 2.8). Если для вторичных компонентов обеих систем несоответствие в значениях M_{ev} и M_{orb} еще можно объяснить ошибками определения этих величин, то для их главных компонентов это сделать уже не удастся. Таким образом, исследование Спики и V380 Cyg как будто бы указывает на то, что

упомянутая выше проблема массы характерна лишь для достаточно проэволюционировавших В-звезд, близких к концу фазы ГП (их относительный возраст $t/t_{\text{ГП}} \sim 1$). Этот вывод согласуется с результатами Schönberner и Harmanec (1995), в которой авторы не обнаружили никаких систематических различий между M_{ev} и M_{orb} для компонентов двойных систем, находящихся в начале стадии ГП.

Если судить по положению главного компонента V380 Cyg на эволюционной диаграмме, то он попадает в область пульсационной неустойчивости звезд типа β Cep (см. например, Памятных, 1994). Было важно проверить, не является ли компонент А переменной данного типа, как это имеет место у Спика (см. §2.2). С этой целью были проведены две серии патрульных наблюдений в области линии HeI $\lambda 6678$ длительностью несколько часов каждая. Наблюдения выполнены в даты JD 2449640 и 2449647 и в фазах ϕ , близких к элонгациям. В каждую из ночей получено по семь спектров. Для поиска быстрой спектральной переменности применена следующая методика. Индивидуальные спектры были приведены к лучевой скорости главного компонента, что позволило исключить возможную переменность в течение ночи вследствие орбитального движения. Затем для каждой ночи были определены средние спектры, а также разность между индивидуальными спектрами и средним за ночь.

Результаты, полученные по линиям HeI $\lambda 6678$, представлены на рис. 2.7а и 2.7б. Видим, что быстрая переменность, если и есть, то незначительна и находится в пределах ошибок наблюдений. Иное заключение следует из рис. 2.7в, где приведены два спектра в области линий HeI $\lambda 4471$ и MgII $\lambda 4481$, показывающие заметную переменность на интервалах около часа с амплитудой $\sim 1\%$ (эти спектры обработаны по той же методике). При этом переменность профилей обеих линий в центре и в красных крыльях идентична, что исключает ее случайный характер.

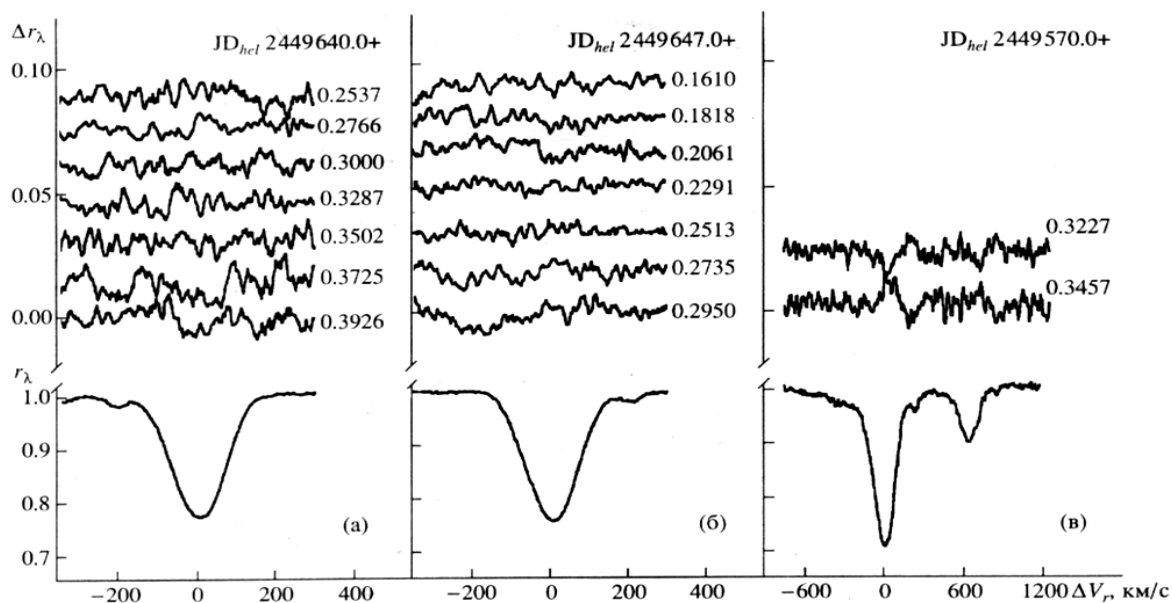


Рис. 2.7. Поиск быстрой переменности в некоторых спектральных линиях. Шкала ΔV_r приведена к компоненту А. Внизу – средний за ночь профиль,верху – разность между индивидуальными и средним за ночь профилями. Случаи а) и б) соответствуют линии HeI λ 4471 и MgII λ 4481 (здесь шкала ΔV_r приведена к линии HeI λ 4471).

Необходимо отметить, что в случае Спики, согласно Smith (1985), амплитуда переменности профилей линий испытывает сильные изменения – от нескольких процентов до едва регистрируемого уровня (при больших отношениях сигнал/шум). К сожалению, V380 Cyg – более слабая звезда, чем Спика. Пока можно лишь предполагать существование переменности в спектре V380 Cyg.

Для определения скорости вращения $v \sin i$ компонентов V380 Cyg использовались линии HeI $\lambda\lambda$ 4471, 4922 и 5016 для компонента А и линии HeI $\lambda\lambda$ 4471, 5016 и 6678 для компонента В. Так как относительное качество наблюдаемых профилей для А и В существенно различается (Рис. 2.4), то методика определения $v \sin i$ в этих двух случаях тоже была различной. Скорость вращения главного компонента находилась из сопоставления наблюдаемых профилей с теоретическими; при вычислении последних выполнялась свер-

ка с вращением при разных значениях $v \sin i$, а содержание гелия фиксировалось в соответствии с данными Любимков и др. (1991). Выбиралась та величина $v \sin i$, которой соответствовало минимальное отклонение теоретического профиля от наблюдаемого. В случае вторичного компонента такую процедуру применить не удалось из-за слабости и большой зашумленности наблюдаемых линий (рис. 2.4). Поэтому при определении $v \sin i$ для звезды В использовались полуширины линий. Отметим, что наблюдаемые профили компонентов А и В предварительно были исправлены за двойственность, то есть приведены к собственному континууму звезд А и В по формулам из работы Любимков и др. (1991).

В среднем получены следующие скорости вращения: $v \sin i = 97 \pm 4$ км/с для компонента А и $v \sin i = 32 \pm 6$ км/с для компонента В. Из сравнения с данными табл. 2.4 следует, что результаты согласуются с предшествующими оценками $v \sin i$, в частности, с Hill и Batten (1984) для компонента А и с Popper (1993), Gimenez et al. (1994) для компонента В. Важно отметить, что, вероятно, имеется спин-орбитальная синхронизация компонентов в периастре. Действительно, в соответствии с параметрами орбиты скорости вращения звезд А и В должны составлять 95 и 27 км/с, что хорошо совпадает с найденными значениями $v \sin i$.

2.4. o Per

o Per (38 Per = BS 1131 = HD 23180 = ADS 2726) – относительно яркая ($V = 3.83$) незатменная двойная система с орбитальным периодом $P = 4.4192^d$ и с хорошо видимыми линиями обоих компонентов. Орбита имеет небольшой эксцентриситет $e = 0.045$ (Lynds 1960). Как спектрально-двойная она была обнаружена Adams (1902) и с тех пор изучалась многими авторами. Орбитальные элементы первичного компонента были впервые определены Vogel (1903), а Jordan (1910), благодаря детальному изучению переменности лучевых скоростей, вычислил орбитальные элементы системы, которые очень близки к современным. Фотометрическая переменность o Per была об-

наружена Guthnick в 1917 г. Последний раз детальное исследование скоростей проводилось Lynds (1960). Он уточнил параметры орбиты системы и обнаружил небольшую фотометрическую переменность блеска в течение орбитального периода с двойной волной и полной амплитудой 0.03^m , которая вызвана эллипсоидальностью компонентов. Кроме того, Lynds (1960) зарегистрировал переменность с периодом 0.25 дня, которую Jones (1960) попытался объяснить тем, что ρ Per принадлежит к классу звезд типа β Cep.

В табл. 2.9 представлены известные сведения о главном (звезда А) и вторичном (звезда В) компонентах ρ Per. Видим, что имеющиеся данные довольно ограничены. В частности, нет надежных оценок таких фундаментальных параметров компонентов как их эффективная температура T_{eff} и ускорения силы тяжести на поверхности g . Неизвестны массы компонентов M_A и M_B , найдено лишь отношение M_A/M_B . В табл. 2.9 обращают на себя внимание довольно высокие скорости вращения $v \sin i$, оцененные Slettebak (1956). Быстрое вращение создает большие трудности при измерении слабых спектральных линий и, как следствие этого, в определении скорости микротурбулентности ξ_t . Кроме того, из-за разности в светимостях между компонентами А и В линии компонента В слабы в суммарном спектре системы.

Спектральные наблюдения ρ Per проводились на 2.6-м телескопе Крымской астрофизической обсерватории РАН в период 1994—1996 гг. с помощью куде-спектрографа. Приемником излучения служила ПЗС матрица CDS 9000 (1024×256 элементов). Спектры получены во втором порядке. Обратная линейная дисперсия составляла $3 \text{ \AA}/\text{мм}$, а спектральное разрешение — 30000. В каждом наблюдении регистрировался участок спектра длиной 30 \AA . Время отдельной экспозиции варьировалось от 15 до 30 мин в зависимости от спектральной области и погодных условий. Отношение сигнал/шум составляло 50-250. Всего за период наблюдений было получено около 80 спектров звезды. Дальнейшая редукция спектрограмм выполнялась по стандартной методике, описанной в главе 1. При измерении лучевых скоростей ΔV_r и

уточнении элементов орбиты нами использовалась та же методика, что и в случае V380 Cyg.

Таблица 2.9. Некоторые сведения о компонентах о Per, известные из литературы

Параметр	Компонент		Источник
	A	B	
Sp	B1.5III—IV B1III B1II B1II	B2V B2V	Olson (1968) Foy (1972) Sinnerstad (1980) Miura et al. (1993)
$v \sin i$, км/с	75	150	Lynds C.R. (1960)
M_A / M_B	1.46 1.43		Lynds C.R. (1960) Jordan F.C. (1910)

Только в небольшом интервале орбитального периода вблизи элонгаций спектральные линии компонентов A и B хорошо разделяются, в остальных фазах они составляют бленду, которую, как правило, удается разрешить. Определение V_r для сильных неблендированных линий компонента A не представляет сложности. Их лучевые скорости измерялись по медиане, делящей площадь спектральной линии на две равные части. Практически те же значения V_r получаются при аппроксимации ядра линии профилем Гаусса. Определение V_r для более слабых линий компонента B проводилось методом наименьших квадратов с учетом крыльев линий компонента A. Последние аппроксимировались полиномом третьей степени, а сами линии компонента B – профилем Гаусса. Результаты измерений V_r представлены в табл. 2.10.

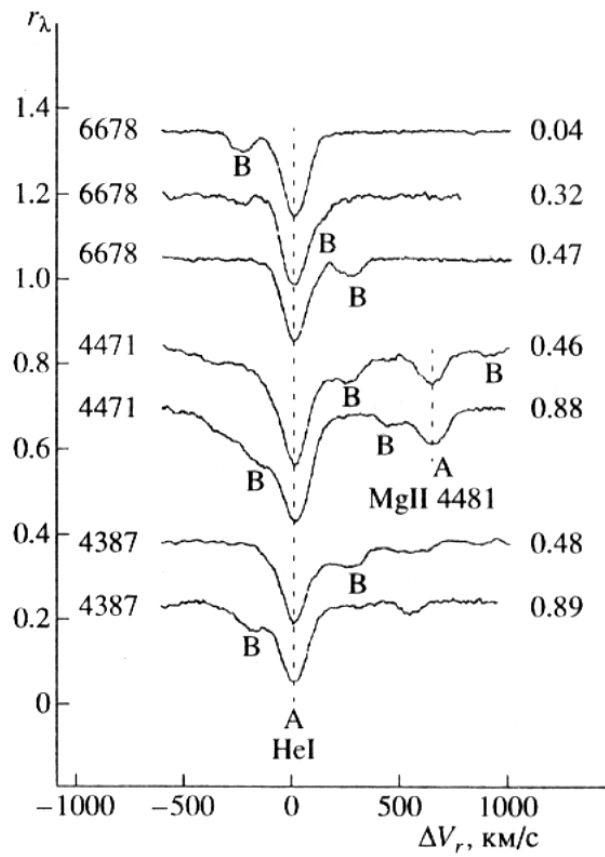


Рис. 2.8 Примеры обработанных ПЗС-спектрограмм в области некоторых линий He I и Mg II λ 4481. Буквами А и В обозначены положения линий соответствующих компонентов. Числа слева обозначают длины волн линии He I в \AA . Числа справа относятся к фазам ϕ орбитального периода. Для наглядности все спектры выровнены по положению главного компонента.

Таблица 2.10. Крымские измерения лучевых скоростей о Per

JD _☉ -2400000	V_r (A), км/с	σ	V_r (A), км/с	σ	Линия
49404.2114	-40.1	1.8	--	--	HeI 6678
49412.2387	109.4	1.2	--	--	HeI 4471
49412.2387	--	--	-103.0	1.3	MgII 4481
49412.2658	105.7	0.4	-116.6	1.9	HeI 5016
49737.4967	-94.3	0.3	155.0	1.2	HeI 6678
49737.5133	-94.0	0.2	156.8	1.0	HeI 6678
49975.4662	-29.3	0.4	109.1	2.3	HeI 6678
49996.4047	122.0	0.7	-94.2	1.7	HeI 5875
50002.5093	-90.2	0.2	155.3	0.9	HeI 6678
50002.5378	-86.5	0.4	151.5	0.9	HeI 4713
50002.5496	-92.8	0.4	161.7	2.4	HeI 4471
50002.5496	-99.0	0.8	166.5	2.9	MgII 4481
50006.4835	-47.4	0.2	116.4	0.7	HeI 6678
50031.2863	129.7	0.3	-114.9	1.2	HeI 6678
50031.2995	128.1	0.5	-112.3	2.1	HeI 5875
50031.3155	130.3	0.6	-140.9	1.5	HeI 5016
50051.2114	-89.1	0.3	162.6	1.2	HeI 6678
50051.2257	-90.3	0.5	151.9	1.3	HeI 4713
50051.3212	-98.5	0.4	168.6	1.7	HeI 5875
50051.3371	-100.4	0.5	164.2	1.7	HeI 5016
50056.3975	-47.1	0.3	114.4	1.3	HeI 6678
50108.3156	-70.3	0.2	130.0	0.7	HeI 6678
50111.1966	130.6	0.2	-112.1	0.9	HeI 6678
50115.3570	131.9	0.3	-119.6	1.2	HeI 6678
50117.3867	-86.4	0.2	160.9	1.0	HeI 6678

При определении элементов орбиты о Per использовались все опубликованные до настоящего времени измерения лучевых скоростей. В табл. 2.11 приведены эпохи этих наблюдений, число измерений лучевых скоростей для каждой серии наблюдений, веса, приписанные соответствующим данным и ссылки на литературные источники. Элементы орбиты вычислялись по программе FOTEL (Hadrava, 1993). Вначале уточнялась величина орбитального периода системы, используя для этого более точные значения лучевых ско-

ростей первичного компонента. Затем при фиксированной величине периода определялись параметры орбиты системы в целом. Найденные орбитальные элементы приведены в табл. 2.12. На рис. 2.9 представлены свернутые с орбитальным периодом кривые лучевых скоростей V_r , вычисленные для компонентов А и В на основе полученных элементов орбиты. Здесь же приведены оригинальные измерения V_r как по всей совокупности наблюдений (рис. 2.9а), так и по более качественным CCD измерениям (рис. 2.9б). Видно, что в обоих случаях имеется хорошее согласие между теоретическими кривыми и оригинальными измерениями V_r .

Наблюдаемые величины, использованные в данной работе при определении эффективных температур T_{eff} и ускорения силы тяжести $\log g$ компонентов, приведены в табл. 2.13. Эквивалентные ширины W бальмеровских линий $H\alpha$, $H\beta$ и $H\gamma$ измерены по CCD наблюдениям, выполненным в данной работе. Фотометрический индекс $[c_1]$ в четырехцветной системе $uvby$, не зависящий от межзвездного покраснения, взят согласно Nauck и Mermilliod (1980). Отношение потоков $F(4637)/F(3636)$, являющееся аналогом бальмеровского скачка, найдено путем усреднения значений из работ Харитонов и др. (1988) и Волошина и др. (1982). Отметим, что наблюдаемые потоки $F(\lambda)$ были исправлены за межзвездное поглощение, причем величина $A_V = 0.96$ взята из Strom et al. (1974). Подчеркнем, что эквивалентные ширины бальмеровских линий W , индекс $[c_1]$ и отношение потоков $F(4637)/F(3636)$ характеризуют суммарный спектр системы. Их соотношение с индивидуальными характеристиками компонентов можно найти, например, в работе Любимкова (1995). Необходимое для дальнейшего анализа значение отношение масс компонентов $M_A/M_B = 1.32$ было получено в результате определения элементов орбиты (табл. 2.12). Теоретические значения W , $[c_1]$ и $F(4637)/F(3636)$ взяты из работы Kurucz (1993).

Таблица 2.11. Сведения об источниках лучевых скоростей

Эпоха наблюдений JD 2400000+	Компонент А		Компонент В		Источник
	п	вес	п	вес	
15800-15843	5	0.5	--	--	Adams, 1902
16056-16081	18	0.5	--	--	Vogel, 1903
18146-18624	71	1.0	31	0.3	Jordan, 1910
24811-29197	35	1.0	12	0.5	Lynds, 1960
32805-33008	23	0.3-0.8	--	--	Muller et al., 1956
35000-35015	15	1.0	--	--	Blaauw и vanAlbada, 1963
49414-50117	23	1.3-5.0	22	0.8-2.0	настоящая работа

Таблица 2.12. Орбитальные элементы двойной системы о Per

Параметр	Значение	Примечания
P , дни	4.419159 ± 0.000003	
T_p , JDh	2418216.835 ± 0.001	
e	0.018 ± 0.011	
ω , град.	125 ± 38	
K_A , км/с	110.9 ± 0.6	
K_B , км/с	146.7 ± 1.4	
$a_A \sin i, R_\odot$	9.7	
$a_B \sin i, R_\odot$	12.8	
γ , км/с	16.5 ± 5	Adams (1902)
	-3 ± 2	Vogel (1903)
	19 ± 1	Jordan (1910)
	21 ± 1	Lynds (1960)
	21 ± 3	Muller et al. (1956)
	17 ± 4	Blaauw, van Albada (1963)
	17 ± 1	Настоящая работа
M_A / M_B	1.32 ± 0.01	
$M_A \sin^3 i_{orb}$	4.44	
$M_B \sin^3 i_{orb}$	3.37	

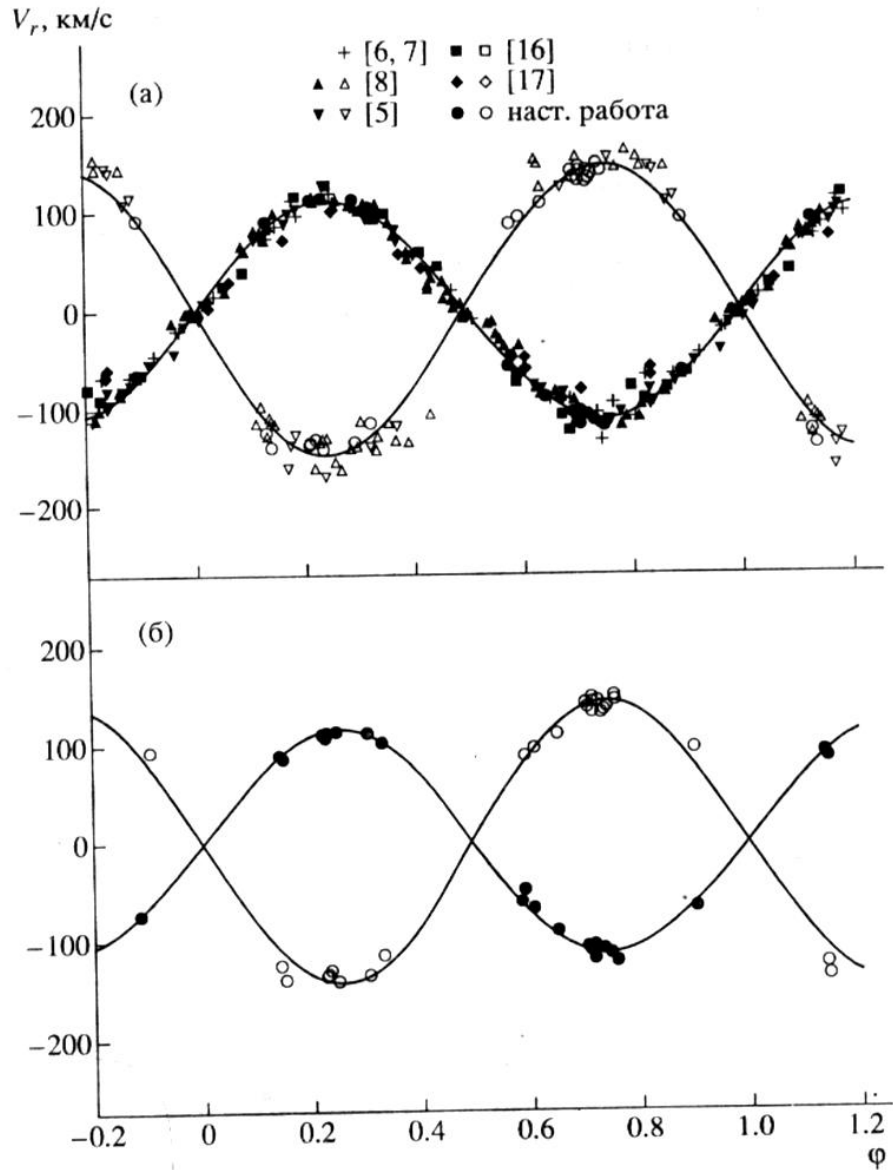


Рис. 2.9. Лучевые скорости компонентов о Рег как функция фазы ϕ . В случае (а) нанесены все измерения V_r , в случае (б) – только крымские данные. Темные кружки - компонент А, светлые – компонент В. Сплошные кривые рассчитаны на основе полученных элементов орбиты.

Таблица 2.13. Наблюдаемые характеристики о Per, использованные при определении параметров T_{eff} и $\log g$

Величина	Значение	Источник
$W(H\alpha)$, Å	2.98 ± 0.03	наст. работа
$W(H\beta)$, Å	3.37 ± 0.14	наст. работа
$W(H\gamma)$, Å	3.67 ± 0.08	наст. работа
$[c_1]$	0.050 ± 0.013	Hauck, Mermilliod (1990)
$\log(F(4637)/F(3636))$	-0.252 ± 0.020	Харитонов и др. (1988)

Необходимо определить четыре неизвестных параметра: $T_{eff}(A)$ и $\log g(A)$ для главного компонента и $T_{eff}(B)$ и $\log g(B)$ для второго. Для этого необходимо иметь, по крайней мере, четыре известных наблюдаемых величины. Так как о Per является незатменной двойной, то это оказалось более сложной задачей, чем в случае α Vir или V380 Cyg. Для о Per имеется три наблюдаемых критерия, применяемых для оценки параметров компонентов: 1) эквивалентные ширины H α , H β и H γ ; 2) индекс $[c_1]$; 3) отношение потоков $F(4637)/F(3636)$. В процессе последующего анализа выяснилось, что кривые, соответствующие величинам $[c_1]$ и $F(4637)/F(3636)$, на диаграмме $T_{eff} - \log g$ практически совпадают. Таким образом, вместо трех критериев остается, практически только два, что еще более усложняет задачу. Поэтому приходится привлекать дополнительные данные, например, использовать спектральную классификацию компонентов. Имеется в виду, что по спектральному подклассу звезды и ее классу светимости, основываясь на известных статистических зависимостях, можно приблизительно определить значения T_{eff} и $\log g$.

Спектральная классификация компонентов о Per по данным разных авторов указана в табл. 2.9. Для решения нашей задачи достаточно знать классификацию только одного компонента, А или В. Как оказалось, более надежные результаты получаются в том случае, когда за основу берутся параметры компонента В. Действительно, для компонента А известные оценки класса светимости колеблются от IV до II, что приводит к большой неопределенности в соответствующем значении $\log g(A)$; в то же время для компонента В такой неопределенности не возникает (табл. 2.9). Кроме того, из-за заметной разницы в светимостях вклад компонентов А и В в общий спектр системы существенно различается; вследствие этого, как показал наш анализ, для достижения лучшей точности выгоднее начинать с определения T_{eff} и $\log g$ для компонента В. Основываясь на спектральном классе В2V и статистических зависимостях (De Jager, Nieuwenhuijzen, 1987), для вторичного компонента была получена оценка эффективной температуры $T_{eff}(B) = 21000 \pm 1500$ К. Используя очень точные определения значений масс для компонентов затменных двойных, приведенные в обзоре Andersen (1991), получено, что О- и ранним В- звездам класса светимости V соответствует средняя величина $\log g = 4.0$. На этом основании, с учетом возможной ошибки для компонента В было принято $\log g = 4.0 \pm 0.2$.

Полученные значения T_{eff} и $\log g$ (для обоих компонентов) представлены в табл. 2.14. Интересно, что в соответствие с найденными параметрами, компонент А классифицируется как звезда класса В1П (см., например, De Jager, Nieuwenhuijzen, 1987), что находится в прекрасном согласии с современными оценками Sinnerstad (1980) и Miura et al. (1993). Тем самым подтверждается правильность значений $T_{eff}(A)$ и $\log g(A)$, найденных в данной работе.

Таблица 2.14. Физические параметры компонентов о Per

Компонент	T_{eff} , К	$\log g$	Sp
A	22700 ± 1500	3.4 ± 0.2	B1II
B	21000 ± 1500	4.0 ± 0.2	B2V

По линиям HeI, помимо лучевых скоростей, определялась проекция скорости вращения на луч зрения, то есть величина $v \sin i$. Для той же цели была использована еще и линия MgII $\lambda 4481$. Оценка $v \sin i$ проводилась двумя способами: 1) путем подгонки теоретических профилей, вычисленных при разных значениях $v \sin i$, к наблюдаемым профилям; 2) по полуширинам линий. Оба метода дали близкие результаты, и в среднем было получено значение $v \sin i = 89 \pm 4$ км/с для компонента А и $v \sin i = 87 \pm 3$ км/с для компонента В. Следует отметить, что анализ профилей компонента В выполнялся с учетом крыльев линий компонента А, которые при этом аппроксимировались полиномом третьей степени.

Из сравнения с данными табл. 2.9 видно, что полученные здесь значения $v \sin i$ для компонента В оказались существенно ниже, чем в работе Slettebak (1956). Поскольку в последней работе, опубликованной в 1956 г., слабые линии компонента В измерялись по фотографическим спектрам с относительно большими шумами.

Сопоставив найденные величины T_{eff} и $\log g$ (табл. 2.14) с результатами эволюционных расчетов Claret (1995), мы определили массы M компонентов о Per. Полученные значения M представлены в табл. 2.15 вместе с вероятными ошибками, оцененными по известным погрешностям величин T_{eff} и $\log g$. На рис. 2.10 приведены соответствующие эволюционные треки, проинтерполированные по данным Claret (1995); здесь же указаны положения компонент А и В.

Следует отметить, что ”эволюционные” массы $M_{ev}(A)$ и $M_{ev}(B)$, указанные в табл. 2.15, дают отношение $M_{ev}(A)/M_{ev}(B) = 1.75$, которое заметно выше более точного значения $M(A)/M(B) = 1.32$, полученного из анализа элементов орбиты (табл. 2.13). Однако величины $M_{ev}(A)$ и $M_{ev}(B)$ определяются в случае системы о Per достаточно неуверенно, и отмеченное расхождение можно объяснить, например, только за счет большой вероятной ошибки в $M_{ev}(A)$. Кроме того, как уже отмечалось ранее при рассмотрении двойных систем α Vir и V380 Cyg, использование эволюционных треков при определении масс M может приводить к некоторому завышению M для главных компонентов, если они уже приблизились к концу ГП. На примере V380 Cyg A было показано, что такое завышение может составлять около 30%. Однако, если допустить, что и в случае о Per значение $M_{ev}(A)$ содержит аналогичную погрешность, то тогда отмеченная неоднозначность в $M(A)/M(B)$ полностью устраняется.

Если известна масса звезды M , можно определить ее радиус и светимость по известным формулам. Эти значения R и L так же представлены в табл. 2.15. Кроме того, здесь приведен возраст t каждого компонента, оцененный с помощью тех же расчетов (Claret, 1995). Как и следовало ожидать, значения $t(A)$ и $t(B)$ совпадают в пределах ошибок определения. Представляет интерес также относительный возраст $t/t_{ГП}$, где $t_{ГП}$ – время жизни звезды соответствующей массы на ГП. Из табл. 2.15 видно, что компонент А близок к завершению фазы ГП (рис. 2.10), в то время как компонент В находится в середине этой фазы.

Необходимо отметить, что ошибки определения M , R , L , t и $t/t_{ГП}$ оценивались, исходя из вероятных погрешностей в параметрах T_{eff} и $\log g$ в табл. 2.14.

Таблица 2.15. Массы компонент и другие параметры, определенные по эволюционным трекам

Параметр	Компонент А	Компонент В
M/M_{\odot}	14.0 ± 5.3	8.0 ± 1.8
R/R_{\odot}	12.4 ± 5.5	4.7 ± 1.6
$\log L/L_{\odot}$	4.6 ± 0.5	3.6 ± 0.4
$t, 10^6$ лет	13.0 ± 5.8	19.0 ± 9
$t/t_{\text{П}}$	0.96 ± 0.07	0.54 ± 0.24

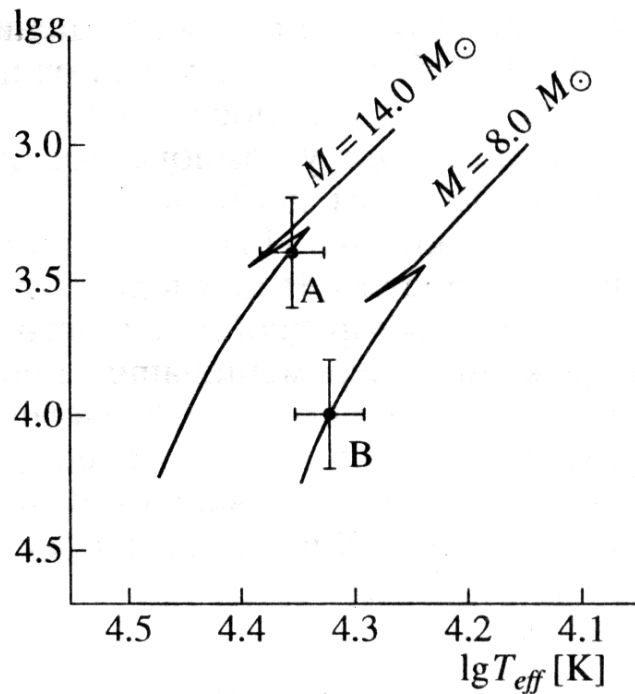


Рис. 2.10. Эволюционные треки компонент А и В, проинтерполированные по данным Claret (1995) на основе найденных параметров T_{eff} и $\log g$. Указаны положения компонент.

2.5. V373 Cas

V373 Cas (HD224151) относится к незатменным двойным системам с орбитальным периодом около 13.4^d и эксцентриситетом орбиты $e = 0.13$. Ее двойственность была обнаружена в 1912 г Adams (1912), а орбитальные элементы впервые определены Young (1916). Lynds (1959) нашел переменность блеска звезды с амплитудой около 0.1^m , а Бердюгин (1998) обнаружил переменность поляризации излучения с орбитальным периодом. Hill и Fisher (1987), после глубокого изучения системы, пришли к заключению, что главный компонент системы близок к заполнению своей полости Роша в периастре и деформирован приливными силами, что и приводит к переменности блеска системы. В отличие от других двойных систем, рассматриваемых в этой главе, у V373 Cas обмен веществом только недавно начался, что подтверждается присутствием слабых эмиссионных компонент в профиле линии $H\alpha$, обнаруженных Marshall и Mohler (1941).

В табл. 2.16 представлены основные данные по V373 Cas, собранные из литературы. Прежде всего, отметим, что угол наклона плоскости орбиты к наблюдателю i_{orb} для системы был определен двумя различными методами. Hill и Fisher (1987) оценили i_{orb} , моделируя кривую переменности блеска системы, тогда как Бердюгин (1998) определил i_{orb} из анализа переменности линейной поляризации системы. Оба метода дали одну и ту же величину i_{orb} . Так как величина $M \sin^3 i_{orb}$ для каждого компонента системы определяется по кривым переменности лучевых скоростей, то зная i_{orb} можно определить массы M компонентов. В дальнейшем будем использовать величину $i_{orb} = 58.5 \pm 4^\circ$ (Бердюгин, 1998) которая, вероятно, более точная.

Таблица 2.16. Некоторые сведения о компонентах V373 Cas, известные из литературы

Параметр	Компонент		Источник
	A	B	
Sp	B0.5 II	B0	Morris, 1985
	B0.5 II	B4III	Hill и Fisher, 1987
$i_{\text{орб}}, ^\circ$	55-60		Hill и Fisher, 1987
	58.5 ± 4		Бердюгин, 1998
M_A/M_B	1.35 ± 0.04		Hill и Fisher, 1987
M, M_\odot	21 ± 2	15.5 ± 1.5	Hill и Fisher, 1987
$\log g$	3.2	3.9	Hill и Fisher, 1987
$T_{\text{eff}}, ^\circ\text{K}$	22000	18000*	Hill и Fisher, 1987
	23200	--	Gulati et al., 1989
$vsini, \text{ км/с}$	140 ± 10	50 ± 5	Hill и Fisher, 1987

* Температура компонента B, полученная Hill и Fisher (1987) ошибочная (см. объяснение в тексте).

Главный компонент (звезда A), чьи линии преобладают в общем спектре системы, можно достаточно уверенно классифицировать как звезду спектрального класса B0.5II. Спектральная классификация вторичного, менее массивного компонента (звезда B) весьма неопределенная (см. табл. 2.16). Если Morris (1985) классифицировал ее как B0, основываясь на выводах Lynds (1959), то спектр компонента B, хотя и слабее, но очень близок к спектру компонента A. Позднее Hill и Fisher (1987) классифицировали вторичный компонент как звезду спектрального типа B4III. Последняя оценка спектрального типа, так же как и их оценка температуры $T_{\text{eff}}(B) = 18000 \text{ K}$, возможно содержит серьезные ошибки. Это подтверждается следующим фактом. В спектрах, полученных в настоящей работе, ясно видна линия HeII $\lambda 4686$, принадлежащая вторичному компоненту. Ее интенсивность даже сильнее, чем у компонента A. Так как эта линия HeII очень чувствительна к температуре, то ее интенсивность однозначно указывает на то, что $T_{\text{eff}}(B) > T_{\text{eff}}(A)$, а спектральный класс вторичного компонента ближе к B0, чем к B4.

В табл. 2.16 обращают на себя внимание достаточно высокие скорости вращения $vsini$. Согласно Hill и Fisher (1987), величина $vsini$ для обоих компонентов в два раза выше скоростей орбитального движения. Интенсивный обмен массой, как будет показано позднее, ведет к уменьшению $v_{вр}$ для компонента, теряющего массу, и быстрой синхронизации вращения и орбитального движения (в противоположность увеличению скорости вращения $v_{вр}$ аккрецирующего компонента). Отсутствие такого синхронизма для компонента А у V373 Cas – системы с обменом массой, указывает на то, что обмен массой в системе начался совсем недавно. Данное заключение было сделано и Бердюгин (1998) по поляриметрическим наблюдениям. Можно также отметить, что среди тесных двойных систем, находящихся в фазе активного обмена массой, случай, когда масса первичного компонента меньше массы вторичного ($M_A < M_B$), наблюдается в подавляющем числе случаев. Тот факт, что у V373 Cas $M_A > M_B$ (см. табл. 2.16) является дополнительным указанием на то, что данная двойная система находится в самом начале фазы активного обмена массой.

Спектральные наблюдения V373 Cas были выполнены в фокусе кудэ 2.6 м телескопа КрАО РАН в период с 1994 по 1996 гг. С сентября 1994 по август 1995 г использовалась ГЕС 576×380 ПЗС и с августа по декабрь 1996г. EVV 15-11 1024×256 ПЗС. Большая часть спектров получена во втором порядке дифракционной решетки и только для спектров в области линии H α наблюдения проводились в первом и вторых порядках. Обратная линейная дисперсия для второго порядка была 3 Å/мм и спектральное разрешение 30000. В течение каждой экспозиции получались спектры длиной 30 или 60 Å, в зависимости от типа ПЗС (ГЕС или EVV15-11). Время экспозиции составляло от 15 до 60 мин в зависимости от спектральной области и погодных условий. Отношение сигнал/шум полученных спектров было 50-200.

Всего было получено около 100 спектров звезды в одиннадцати спектральных областях. Около половины спектров получено в линиях H α или HeI λ 6678. Методика обработки спектрограмм детально изложена в главе 1. На

рис. 2.11 представлено несколько примеров спектров в области линий HeI. Фазы ϕ вычислены по элементам орбиты, приведенным ниже.

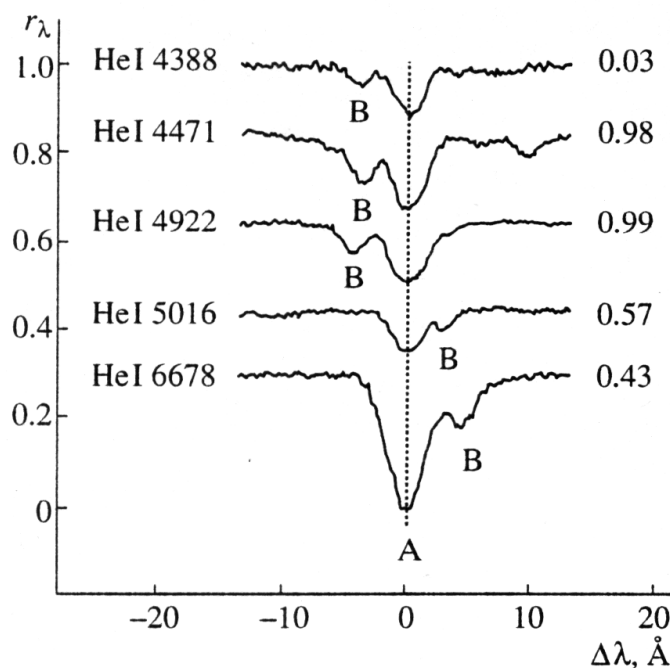


Рис. 2.11. Примеры обработанных спектров в области линии HeI. Буквами А и В отмечены линии, принадлежащие соответствующим компонентам. Цифры справа соответствуют фазе ϕ орбитального периода.

На рис. 2.12 представлены спектры, полученные в области линий HeII $\lambda 4686$, MgII $\lambda 4471$ и H γ . Линия HeII очень чувствительна к эффективной температуре T_{eff} , в то время как линия H γ к ускорению свободного падения g , поэтому эти две линии использовались для определения T_{eff} и $\log g$ для компонентов А и В.

Как видно из рис. 2.11 и 2.12, линии компонентов А и В блендированы, даже в элонгациях. Поэтому, для того, чтобы определить лучевые скорости V_r каждого из компонентов, были использованы процедуры, которые ранее описаны для двойной системы V380 Cyg. Определение V_r для сильных линий компонента А не представляет сложностей, в данном случае использовалась медиана, делящая спектральную линию на две равные части. Те же результаты получаются, если аппроксимировать ядро линии профилем Гаусса. Для

более слабых линий компонента В определение V_r производилось методом наименьших квадратов с учетом крыльев профилей тех же линий компонента А. При этом крылья линии компонента А аппроксимировались полиномом третьей степени, а профиль линии компонента В гауссианной. Результаты измерений V_r и их погрешности σ представлены в табл. 2.17. Оценки V_r , в случае, если компоненты было невозможно разделить, отмечены звездочкой. При этом данные значения V_r не использовались при анализе параметров орбиты системы.

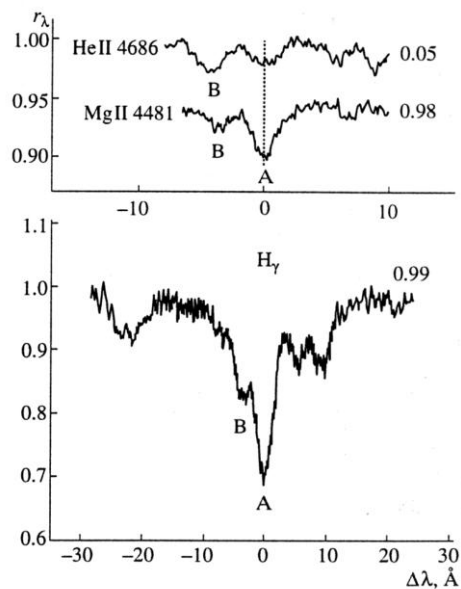


Рис. 2.12. Примеры спектров системы в области линий He II $\lambda 4686$, Mg II $\lambda 4471$ и H γ . Цифры справа соответствуют фазам ϕ орбитального периода.

Полученные в данной работе новые значения V_r позволяют заметно уточнить орбитальные элементы, полученные ранее Hill и Fisher (1987). Далее мы объединили наши значения V_r с данными, полученными Hill и Fisher (1987). Значения V_r , полученные в более ранних работах не использовались, так как они не учитывали блендирование линий отдельными компонентами. Решение кривой переменности V_r было получено при помощи программы

FOTEL (Hadrava, 1993). Веса для каждого значения лучевой скорости работы Hill и Fisher (1987) были взяты те же, что и этими авторами.

Таблица 2.17. Крымские измерения лучевых скоростей для V373 Cas.

JD _☉ -2400000	V_r (A), км/с	σ	V_r (B), км/с	σ	Линия
49604.3804	-106.1	0.3	84.4	0.7	HeI 6678
49609.2688	-40.5*	-	-	-	HeI 6678
49609.2972	-42.0*	-	-	-	HeI 6678
49609.3847	-32.5*	-	-	-	HeI 5875
49615.3973	-26.0*	-	-	-	HeI 6678
49616.3364	-59.4*	-	-	-	HeI 6678
49645.4935	-113.2	0.4	89.8	0.9	HeI 6678
49692.3735	72.6	1.4	-152.6	2.5	HeI 4922
49692.4217	75.5	0.3	-154.5	0.7	HeI 6678
49946.4590	58.4	1.7	-	-	HeI 6678
49948.5616	99.3	0.4	-171.4	0.9	HeI 6678
49969.4720	-105.8	0.9	67.1	1.6	HeI 4713
49970.4554	-61.5*	-	-	-	HeI 6678
49996.2270	-110.5	0.6	72.3	1.1	HeI 5016
50006.4536	-91.4	0.7	86.1	2.1	HeI 6678
50070.1458	74.4	0.6	-162.2	1.5	HeI 5875
50070.2736	78.5	0.9	-140.2	2.2	HeI 5016
50070.3350	55.8	1.2	-147.8	1.5	HeI 4713
50070.3350	41.0	7.7	-135.1	3.0	HeII 4686
50377.2317	103.9	0.5	-160.7	1.3	HeI 6678
50404.3526	95.3	0.9	-164.2	1.3	HeI 3713
50404.3526	-	-	-155.7	2.0	HeII 4686
50404.4359	100.8	0.6	-177.2	1.0	HeI 4922
50405.2182	96.8	1.2	-155.2	1.3	HeI 4471
50405.2182	84.3	1.3	-163.0	3.1	MgII 4481
50405.3192	89.5	1.0	-161.0	1.4	HeI 5016

*- Оценки V_r , которые не использовались при определении параметров орбиты двойной системы.

Для значений, полученных в данной работе, веса были взяты обратно пропорциональными их ошибкам определения σ (см. табл. 2.17). При поиске элементов орбиты системы одновременно уточнялись орбитальный период

$P_{\text{орб}}$, начальная эпоха T_0 , эксцентриситет орбиты e , долгота периастра ω и по-
луамплитуды переменности лучевых скоростей K_A и K_B .

Полученные параметры орбиты двойной системы V373 Cas представ-
лены в табл. 2.18, а на рис. 2.13 представлены кривые $V_r(\varphi)$, вычисленные для
компонентов А и В по этим орбитальным элементам, вместе с оригинальны-
ми измерениями лучевых скоростей. Как видно из рисунка, согласие между
вычисленными и индивидуальными величинами V_r хорошее.

Таблица 2.18. Орбитальные элементы двойной системы V373 Cas.

Параметр	Значение
P , дни	13.41942 ± 0.00008
T_p , JDh	2420801.33 ± 0.23
e	0.136 ± 0.013
ω , град.	27.5 ± 5
K_A , км/с	107.1 ± 1.8
K_B , км/с	139.7 ± 2.0
$a_A \sin i, R_{\odot}$	28.1
$a_B \sin i, R_{\odot}$	36.7
γ_1 , км/с	-24.1 ± 1.6
γ_2 , км/с	-22.6 ± 1.5
M_A / M_B	1.31 ± 0.017
$M_A \sin^3 i_{orb}$	11.5
$M_B \sin^3 i_{orb}$	8.8
i_{orb} , град.	58.5 ± 4 (Бердюгин, 1998)
M_A, M_{\odot}	18.6 ± 2.4
M_B, M_{\odot}	14.2 ± 1.9

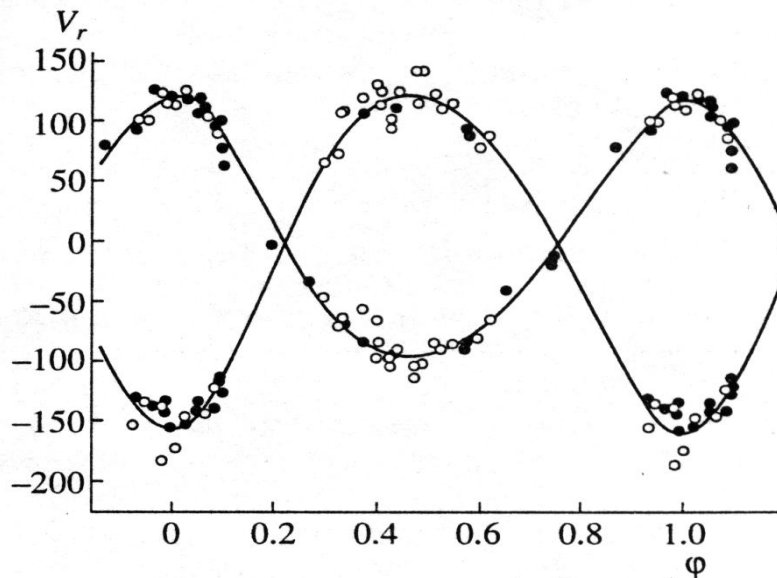


Рис. 2.13. Орбитальные скорости компонентов как функция фазы ϕ . Заполненными кружками отмечены наблюдения, полученные в данной работе, незаполненные кружки соответствуют измерениям, взятым из работы Hill и Fisher (1987). Кривые соответствуют полученным орбитальным элементам (см. табл. 2.18).

Эффективная температура T_{eff} и ускорение силы тяжести g являются фундаментальными параметрами звезды. С одной стороны они связаны с фазой эволюции звезды, а с другой, характеризуют параметры атмосферы звезды. Необходимо определить четыре неизвестных параметра: $T_{eff}(A)$ и $\log g(A)$ для главного компонента и $T_{eff}(B)$ и $\log g(B)$ для второго. Понятно, что для этого необходимо получить из наблюдений, как минимум, четыре независимые величины.

В предыдущих параграфах, при исследовании массивных двойных α Vir, V380 Cyg и o Per, использовались наблюдаемые эквивалентные ширины бальмеровских линий, фотометрический индекс $[c_1]$ и отношение потоков $F(4637)/F(3636)$, аналог бальмеровского скачка. В случае V373 Cas наблюдается эмиссия в линии $H\alpha$ (объект является Be звездой). Фотометрические характеристики Be звезд искажены (в сравнение с нормальными B звездами) присутствующей оболочкой или диском, а также истечением вещества с одного из компонентов. Хорошо известно, что бальмеровский скачок чувстви-

телен к присутствию газа вокруг звезды и поэтому использование отношения потоков $F(4637)/F(3636)$ в случае V373Cas невозможно. При определении эквивалентных ширин водородных линий была использована линия $H\gamma$, которая в отличие от линии $H\alpha$, наименее чувствительна к присутствию оболочки. С некоторой осторожностью использовалась так же и линия $H\beta$, следов эмиссии в которой явно обнаружено не было. Расщепление этих линий вследствие двойственности было достаточным для того, чтобы измерить эквивалентные ширины W для каждого из компонентов. Отметим, что Hill и Fisher (1987) оценили отношение W_A/W_B для линии $H\gamma$ около 2. Измеренные в данной работе отношения эквивалентных ширин линий дают близкие значения: $W_A/W_B = 2.1$ для $H\gamma$ и $W_A/W_B = 2.0$ для $H\beta$. Однако ясно, что использование самих величин W_A и W_B бальмеровских линий приводит к заметным неопределенностям в результатах (прежде всего при определении $\log g$). Поэтому, при окончательном определении параметров T_{eff} и $\log g$ использовались полные эквивалентные ширины W_{AB} для $H\gamma$ и $H\beta$, которые измеряются с гораздо большей точностью, чем сильно блендирующие друг с другом индивидуальные эквивалентные ширины W_A и W_B . Измеренные величины W_{AB} приведены в табл. 2.19.

Помимо двух бальмеровских линий, использовались также линия $HeII$ $\lambda 4686$ которая является очень хорошим индикатором T_{eff} . Профиль линии $HeII$ для компонентов А и В уверенно разделяется (рис. 2.12), так что соответствующие величины W_A и W_B измеряются с очень хорошей точностью; они также представлены в табл. 2.19.

Таблица 2.19. Наблюдаемые параметры, использованные при определении T_{eff} и $\log g$

Параметр	Величина	Число измерений
W_{AB} (H γ), Å	2.20	3
W_{AB} (H β), Å	1.91	2
W_A (HeII 4686), mÅ	50	2
W_B (HeII 4686), mÅ	70	2
$[c_1]_{AB}$	-0.034	Hauck и Mermilliod, 1990

Как известно, фотометрический индекс $[c_1]$ свободен от межзвездного поглощения для нормальных звезд. Однако, в оболочках Ве звезд закон поглощения, вообще говоря, отличается от межзвездного. Основываясь на данных, взятых у Fabregat et al. (1996), было произведено сравнение между $[c_1]$ и абсолютной звездной величиной M_V для нормальных ранних В и Ве звезд. Некоторые Ве звезды выпадают из “нормальной” зависимости; однако, в случае V373 Cas нет явного различия между наблюдаемой величиной $[c_1] = -0.034$ (Hauck и Mermilliod, 1990) и значениями для нормальных В звезд. Кроме того, используя эмпирическую зависимость, полученную Fabregat и Torrejon (1998), была определена поправка к c_1 и ($b-y$) для наблюдаемой околозвездной оболочки. Данная поправка оказалась существенно меньшей, чем ошибки в зависимости, полученной Fabregat и Torrejon (1998). Следовательно, в случае V373 Cas, вклад оболочки в индекс $[c_1]$ пренебрежимо мал.

Отметим, что для нахождения необходимых параметров системы необходимо знать из наблюдений, как минимум, четыре независимые величины. Из табл. 2.19 ясно, что они имеются. Для определения параметров T_{eff} и $\log g$ для компонентов А и В использовался итерационный метод. В первом приближении для первичного компонента была принята эффективная температура $T_{eff}(A) = 24300$ К, которая соответствует его спектральному типу В0.5II (De Jager и Nieuwenhuijzen, 1987). Начальная величина для ускорения сво-

бодного падения g принята как $\log g(A) = 3.2$ из работы Hill и Fisher (1987). Затем были определены величины T_{eff} и $\log g$ для компонента В, используя известные величины для W_{AB} (H γ), W_{AB} (H β), W_B (HeII 4686) и $[c_1]$ (табл. 2.19). Аналогичным путем было определено второе приближение для компонента А, и т.д. Оказалось, было достаточно трех итераций для определения параметров атмосферы для обоих компонентов. Описание данного итерационного метода и применяемые формулы более детально изложены в работе Любимкова (1995). Теоретические величины для индекса $[c_1]$ и эквивалентные ширины линий H γ и H β взяты из расчетов Kurutz (1993).

Как и следовало ожидать, бальмеровские линии оказались хорошим индикатором для определения $\log g$, тогда как индекс $[c_1]$ и линия HeII $\lambda 4686$ заметно чувствительнее к температуре T_{eff} . Совпадение линии H β с другими критериями хуже, в отличие от линии H γ , особенно для компонента В. Так как линия H β может содержать некоторые следы эмиссии, она была исключена из конечного определения T_{eff} и $\log g$.

Используя вышеперечисленные критерии, параметры для компонентов А и В были определены достаточно аккуратно. Определенные величины T_{eff} и $\log g$ приведены в табл. 2.20 вместе с другими параметрами, которые будут обсуждаться ниже. Параметры T_{eff} и $\log g$ для вторичного компонента представляют наибольший интерес, так как они были впервые определены достаточно корректно. Как и ожидалось, $T_{eff}(B)$ оказалась заметно выше (на 8800 К; см. табл. 2.16 и 2.20), чем в работе Hill и Fisher (1987). Оценка $\log g(B)$ также была существенно уточнена.

Используя результаты определения T_{eff} и $\log g$ и масс $M(A)$ и $M(B)$, полученных из анализа орбиты, можно определить радиусы R и светимости L компонентов системы из хорошо известных зависимостей. Найденные величины представлены в табл. 2.20. Так как V373 Cas не является затменной системой, то должно выполняться неравенство $R(A)+R(B) < (a(A)+a(B))\cos i_{orb}$. Простое вычисление с найденными параметрами подтверждает данный критерий. В соответствие с полученными величинами, отношение светимостей

компонентов $L(A)/L(B) = 2.3$, в то время как у Hill и Fisher (1987) это отношение оценено как 6.6. Причина столь значительной переоценки $L(A)/L(B)$ состоит в том, что этими авторами была существенно занижена эффективная температура T_{eff} и завышена величина $\log g$. Отметим, что из определенных в данной работе величин, разница в видимых звездных величинах между компонентами должна составлять $\Delta m_V = -1.3$.

Таблица 2.20. Параметры системы V373 Cas

Параметр	Компонент А	Компонент В
T_{eff} , К	23200 ± 600	26800 ± 1500
$\log g$	3.0 ± 0.2	3.5 ± 0.2
R/R_{\odot}	23 ± 7	11 ± 3
$\log L/L_{\odot}$	5.13 ± 0.30	4.76 ± 0.36
Sp	B0.5-B1(II-Ib)	B0.5III
$vsini$, км/с	130 ± 10	60 ± 5
M_{orb} , M_{\odot}	18.6 ± 2.4	14.2 ± 1.9
M_{ev} , M_{\odot}	25 ± 6	19 ± 7
t , 10^6 лет	7 ± 2	8 ± 2
t/t_{PI}	1.00 ± 0.01	0.88 ± 0.06

Зная температуру T_{eff} , светимость L и используя статистическую зависимость De Jager и Nieuwenhuijzen (1987), можно выполнить спектральную классификацию каждого из компонентов системы. В соответствие с выполненными оценками, спектральный тип компонента А находится между B0.5 и B1, и его класс светимости между II и Ib, что мало отличается от более ранних оценок спектрального типа (см. табл. 2.16). Спектральный класс компонента В определен как B0.5III, что находится в заметном противоречии с более ранней оценкой B4III, выполненной в работе Hill и Fisher (1987). Столь значительное различие связано, прежде всего с тем, что определенная в данной работе $T_{eff}(B)$ оказалась существенно выше, чем у Hill и Fisher (1987).

Другой результат, который заметно не согласуется с данными работы Hill и Fisher (1987), связан с определением радиусов компонентов $R(A)$ и $R(B)$. Указанные авторы пришли к заключению, что первичный компонент практически заполняет свою полость Роша в периастре. Уточненные в настоящей работе массы компонентов системы $M(A)$ и $M(B)$ указывают на то, что радиусы полостей Роша R_{crit} составляют $31R_{\odot}$ для компонента А и $27R_{\odot}$ для компонента В, в то время как радиус первичного компонента $R(A) = (23 \pm 7)R_{\odot}$ меньше R_{crit} . Разница между $R(A)$ и R_{crit} сравнима с ошибкой в определении $R(A)$. Кроме того, радиусы $R(A)$ и $R(B)$ определялись как некие средние радиусы звезд, без учета деформации компонентов приливными силами. Настоящие экваториальные радиусы должны быть несколько большими. Поэтому определенные в данной работе радиусы, как минимум, не противоречат предположению, сделанному Hill и Fisher (1987) о заполнении первичным компонентом своей полости Роша.

Еще одним параметром компонент двойной системы V373 Cas, найденным в данной работе, стали проекции скоростей вращения $vsini$ для каждого из компонентов. При определении данного параметра использовались линии нейтрального гелия HeI ($\lambda\lambda$ 4388, 4471 и 4922). Для определения $vsini$ были применены два метода: (1) были разделены профили компонентов А и В и для каждого из них был подобран теоретический профиль с необходимой величиной $vsini$; (2) вычислялся общий для обоих компонентов синтетический спектр. Оба метода дали похожие результаты. Полученные результаты неплохо согласуются с оценками, полученными Hill и Fisher (1987), но в настоящей работе качество спектров было заметно выше, а следовательно выше и точность определения $vsini$.

Большинство невзаимодействующих тесных двойных систем, состоящих из массивных звезд главной последовательности, показывают синхронизацию скоростей вращения и орбитального движения. В случае, если орбита системы некруговая, оба компонента, как правило, синхронизированы в периастре (см., например, V380 Cyg). В случае если системы являются относи-

тельно молодыми, то более массивный компонент может не иметь достаточно времени для синхронизации скоростей, так что его $vsini$ может быть больше, чем орбитальная скорость в периастре (одним из таких примеров является Спика). В случае же массивных систем с обменом массой, менее массивный первичный компонент обычно синхронизирован, в то время как более массивный вторичный имеет $vsini$ заметно выше его орбитальной скорости вследствие обмена массой в системе. Двойная V380 Cyg находится в самом начале обмена массой между компонентами и, возможно, принадлежит к промежуточному классу систем: первичный компонент (как в случае со Спикой) не имел достаточно времени для наступления синхронизации, в то время как вторичный компонент уже не синхронизирован, так как процесс обмена массой только что наступил.

Были определены “эволюционные” массы M_{ev} компонентов путем сравнения найденных T_{eff} и $\log g$ с теми расчетами, которые получены по эволюционным трекам звезд. Результаты представлены на рис. 2.14. На нем положение компонентов А и В нанесено вместе с соответствующими эволюционными треками, полученными интерполяцией данных работы Claret (1995). Точка для компонента В расположена на эволюционном треке с $M_{ev} = 19M_{\odot}$ с возможной погрешностью $\pm 6M_{\odot}$ (вследствие ошибок в определении T_{eff} и $\log g$). Ситуация с А является более неопределенной: с одной стороны, его положение точно совпадает с концом фазы ГП для трека с $M_{ev} = 25M_{\odot}$; с другой стороны, эта же точка лежит на треке с $M_{ev} = 23M_{\odot}$ на той части трека, которая непосредственно следует за окончанием ГП (прерывистая линия). Однако, различия малы в сравнении с ошибками определения M_{ev} , поэтому для первичного компонента был выбран трек с $M_{ev} = 25 \pm 6M_{\odot}$.

В табл. 2.20 также представлен возраст t , найденный из тех же вычислений Claret (1995) вместе величинами для M_{ev} . Как и ожидалось, для обоих компонентов системы он идентичен ($t = 7 - 9$ млн. лет). Относительный возраст $t/t_{ГП}$ (табл. 3.20), который указывает на то, что компонент А только что закончил стадию ГП, в то время как компонент В близок к ее завершению. В

ЭТОМ СМЫСЛЕ, ЭВОЛЮЦИОННЫЙ СТАТУС ОБОИХ КОМПОНЕНТОВ V373 Cas очень близок.

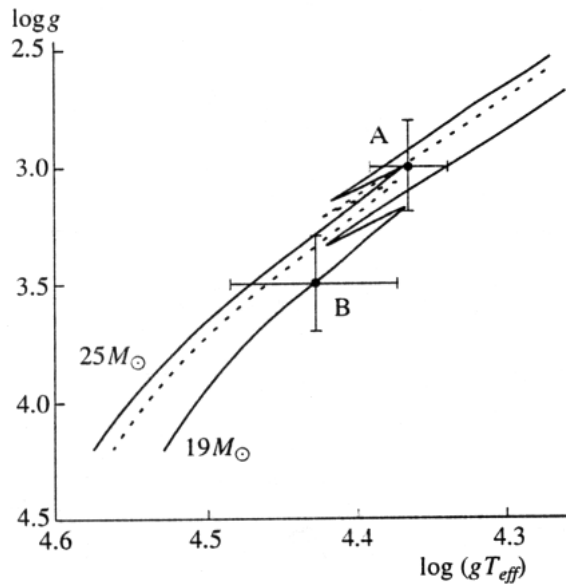


Рис. 2.14. Эволюционные треки (по данным Claret, 1995) соответствующие параметрам компонентам А и В. Пунктиром отмечен трек для $M_{ev} = 23 M_{\odot}$.

Интересно сравнить эволюционные массы M_{ev} с более точными массами M_{orb} , полученными из анализа орбиты, представленными в табл. 2.20.

Для обоих компонентов M_{ev} превосходит M_{orb} на 34%, но это несоответствие сравнимо с ошибками в определении M_{ev} (табл. 2.20). Проблема масс у О- и В-звезд (т.е. завышенная оценка M_{ev} по сравнению с массой, определенной из спектрального анализа) активно обсуждается в последние годы. Например, Lyubimkov (1996) показал, что максимум различия между M_{ev} и M_{orb} для компонент тесных двойных систем может достигать 30%. У V373 Cas наблюдается наибольшее несоответствие между M_{ev} и M_{orb} среди всех исследованных систем данного типа. Однако данное несоответствие остается в пределах 30%.

2.6. Короткопериодическая двойная звезда V497 Cep

V497 Cep (BD +61°2213, NGC 7160-4) – относительно яркая $V=8.9^m$, короткопериодическая двойная система и является подтвержденным членом молодого рассеянного звездного скопления NGC 7160. Система выглядит как покрасневшая звезда раннего спектрального класса В. Впервые ее фотометрическая переменность была отмечена Hill (1967a,b). Он заключил, что звезда является затменной системой, но основывался он не на своих фотометрических измерениях, а на более ранних измерениях лучевых скоростей, выполненных Hayford (1932). Позднее, Hill et al. (1976) выполнили новые измерения блеска звезды и отметили небольшие изменения блеска. В работе Harmanec et al. (1994) звезда использовалась в качестве фотометрического стандарта при изучении переменности блеска Ве и Ар звезд и была еще раз подтверждена ее переменность. По этим и фотометрическим данным, полученным на Hipparcus, был найден период фотометрической переменности звезды $P = 1.2028251^d$ (Harmanec et al., 1999). Авторы последней работы пришли к выводу, что причина переменности связана с эллипсоидальностью компонентов. Звезде было присвоено имя V497 Cas.

Поскольку звезда является членом рассеянного звездного скопления NGC 7160, определение точных параметров орбиты и масс компонентов системы позволяет уточнить эволюционный статус системы с одной стороны, а с другой, дает возможность более надежно оценить возраст и расстояние до данного скопления. Поэтому данная двойная система и стала заманчивой целью для выполнения комплексных спектральных и фотометрических исследований.

Орбитальный период системы V497 Cep достаточно близок к одному дню. Для исключения этой проблемы спектральные исследования было решено производить с двух разнесенных по часовым поясам мест, а, именно, помимо спектров, полученных в фокусе кудэ 2.6 м телескопа КрАО РАН,

была получена серия спектрограмм в фокусе кудэ 1.2 м телескопа Доминианской обсерватории (DAO, Канада).

Крымские наблюдения выполнены в двух спектральных областях, центрированных на линии H α и HeI λ 6678. В области линии H α получено три спектра в июне – июле 1997 г. с целью поиска возможных эмиссионных компонентов, а в области линии HeI λ 6678 13 спектров (9 в октябре – ноябре 1997 г. и 4 – в июле 1998 г.). Детальное описание приемников излучения, спектрографа и редукции спектрограмм приведено в Главе 1. Время экспозиции составляло 30 – 60 мин, в зависимости от погодных условий, а спектральное разрешение 30000.

Первые 17 спектров были получены в DAO в июле 1999 г. на 1.2 м телескопе со спектрографом 3261H и ПЗС UBC 4096 размером 4200 \times 20 pix. Спектральная область центрировалась на линию H α и каждый из спектров покрывал 1200 Å. Дисперсия спектрограмм составляла 20 Å/мм, время отдельной экспозиции было 30 мин. Дополнительно, в 2000 г. было получено еще 4 спектра с использованием того же инструмента и аппаратуры.

Фотометрические BV наблюдения V497 Ser были выполнены при помощи классического фотометра, установленного на 0.48 м телескопе университета Еге (Турция), оснащенного фотометром SSP-5. звездой сравнения служила HD 208440 (NGC 7160-3), которая была проверена на постоянство блеска Harmanec et al. (1994). Наблюдения выполнялись в течение 10 ночей с июня 1999 г. по октябрь 2000 г. Всего было получено 270 и 290 измерений переменной звезды в фильтрах B и V, соответственно. Дополнительно к этим данным использовались более ранние фотометрические наблюдения, полученные Harmanec et al. (1999). Таким образом, всего при анализе переменности использовались 492, 365 и 95 измерений блеска, полученных в фильтрах V, B и U соответственно. Кривые блеска V497 Ser, в фильтрах B и V и свернутые с эфемеридой:

$$\text{HJD}(\text{MinI}) = 2446299.237 + 1.2028251^d \times E; \quad (2.1)$$

приведены на рис. 2.15.

На спектрограммах, полученных в области линий HeI λ 6678 и H α , и приведенных на рис. 2.16 и 2.17, соответственно, хорошо заметно разделение линии на два компонента при их соизмеримой интенсивности. При анализе кривых переменности лучевых скоростей и нахождения параметров орбиты спектрам, полученным в КрАО РАН, был придан в 5 раз более высокий вес, чем наблюдениям, полученным в ДАО. Измерения лучевых скоростей производилось в два этапа. Для начала, скорости каждого из компонентов измерялись путем совмещения прямого и зеркального изображения профиля каждого из компонентов. При этом использовались только незначительно блендированные линии. Дальнейший, более уточненный анализ, производился по программе KOREL (Hadrava, 1997), позволяющий в итерационном режиме разделить бленды линии при одновременном уточнении параметров орбиты системы. Полученные таким образом лучевые скорости для каждого из компонентов системы приведены в табл. 2.21.

Параметры орбиты, полученные из анализа лучевых скоростей с использованием обоих методов, приведены в табл. 2.22. На рис. 2.18 представлены измеренные лучевые скорости для каждого из компонентов вместе с теоретическими кривыми, которые были получены по найденным из спектроскопических наблюдений решением орбиты системы.

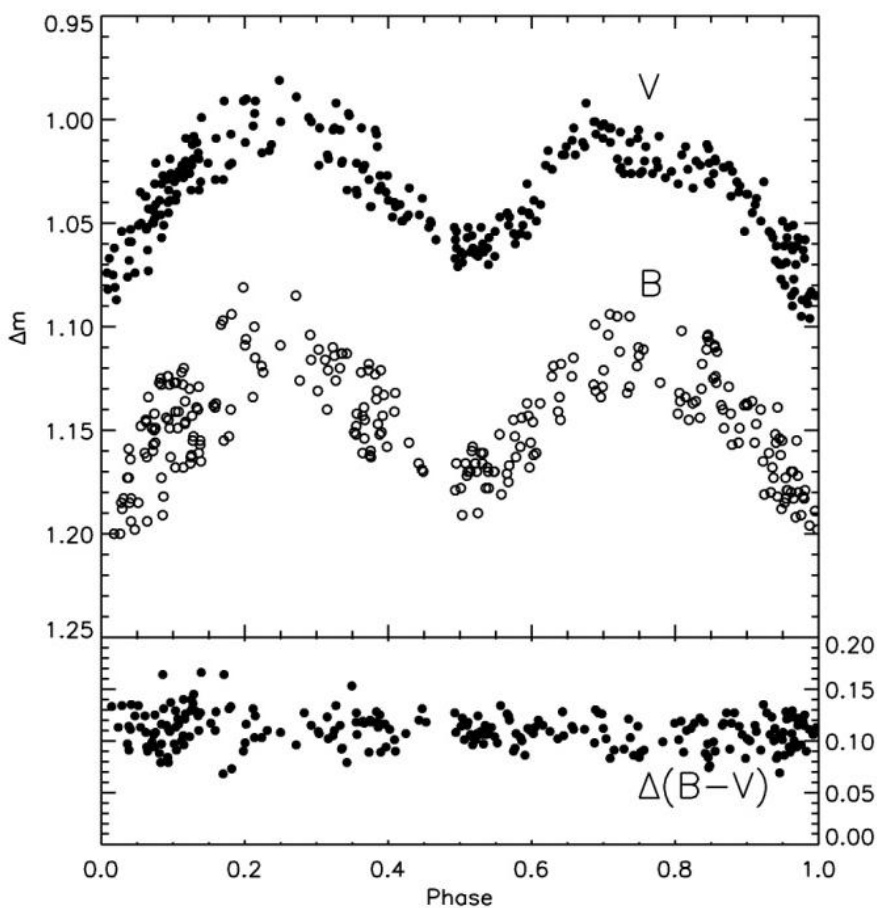


Рис. 2.15. Кривые изменения блеска звезды V497 Сер, полученные в фотометрических полосах В и V и вычисленные по эфемериде (2.1).

Для получения уточненной эфемериды изменения блеска и лучевых скоростей системы были использованы как фотометрические, так и спектральные наблюдения. Для этой цели, как и в случае других двойных систем, представленных в данной работе, использовалась программа FOTEL (Hadrava, 1993), позволяющая совместно анализировать данные, полученные из фотометрических и спектральных наблюдений. Выбор весов при этом задавался таким образом, чтобы половина из суммы квадратов уклонений (O-C) приходилась на фотометрические измерения, а вторая половина на спектральные. Полученная таким методом эфемерида для спектрально-двойной системы V497 Сер имеет следующий вид:

$$\text{HJD}(\text{MinI}) = (2446299.1596 \pm 0.0064) + (1.2028287 \pm 0.0000015) \times E \quad (2.2)$$

Таблица 2.21. Результаты измерения лучевых скоростей линии HeI λ 6678 двойной системы V497 Cep.

JDh 2450000-	V_r (A) (км/с)	V_r (B) (км/с)
0730.2520	108.0	-139.1
0731.3244	164.9	-214.7
0755.1999	129.1	-166.3
0756.2579	14.7	-17.0
0760.1680	172.8	-207.1
0761.1681	100.7	-127.7
0762.1573	-80.2	107.1
0763.1985	-167.4	214.9
0764.3032	-168.4	207.4
1009.5418	-90.6	115.1
1010.5405	82.7	-109.9
1020.5480	-169.5	222.9
1021.5460	-69.8	92.5
1381.9461	161.1	-199.5
1382.8089	-94.9	120.4
1382.8325	-67.8	95.9
1384.7597	-40.2	71.7
1384.9458	-166.4	227.6
1385.8514	65.6	-77.7
1385.9576	-28.1	40.1
1386.7820	166.7	-235.0
1386.8403	172.0	-220.0
1386.9195	144.8	-213.0
1388.7640	-139.6	163.4
1388.7869	-120.9	157.8
1388.9702	30.3	-12.5
1758.9224	-102.1	170.2
1759.7328	137.7	-185.1
1762.8829	-105.1	139.6
1764.7500	57.5	-74.8

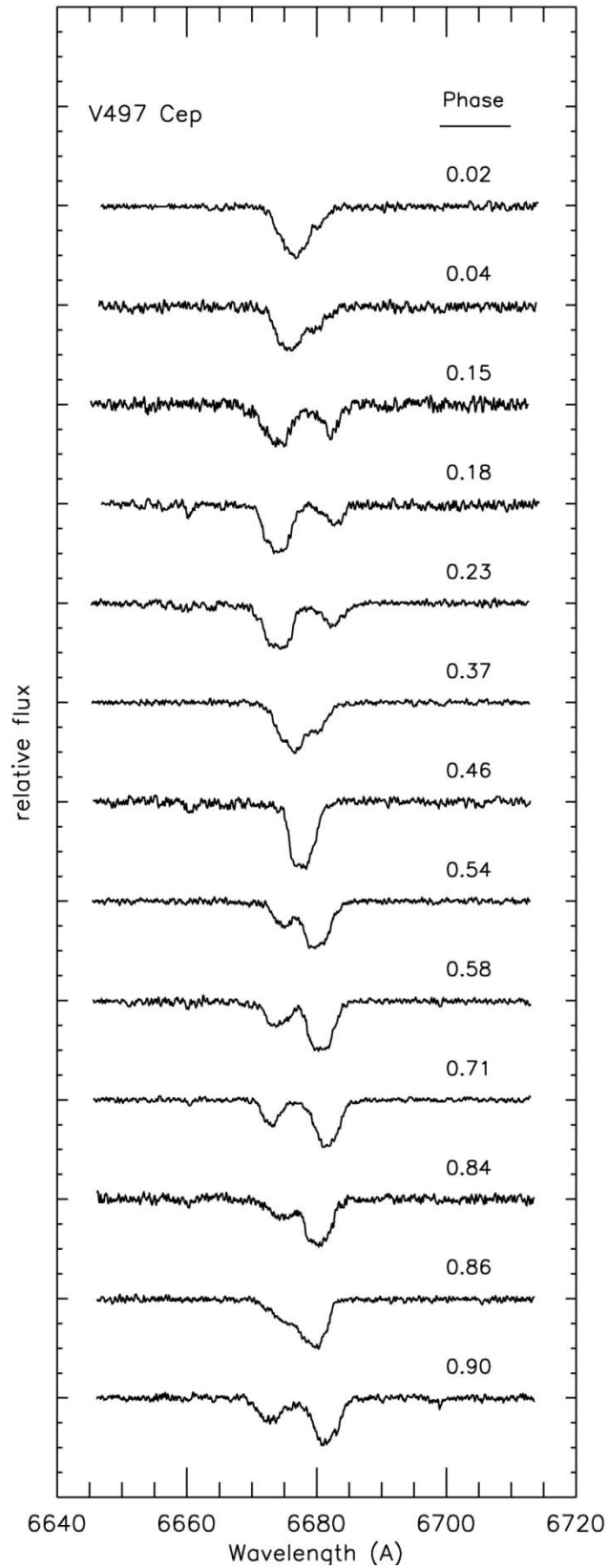


Рис. 2.16. Избранные профили линии HeI λ 6678 для V497 Cep. Фазы орбитального периода вычислены по данным эфемериды (2.1). Каждый из спектров сдвинут друг относительно друга на величину 0.2 в шкале нормированных к континууму интенсивностей.

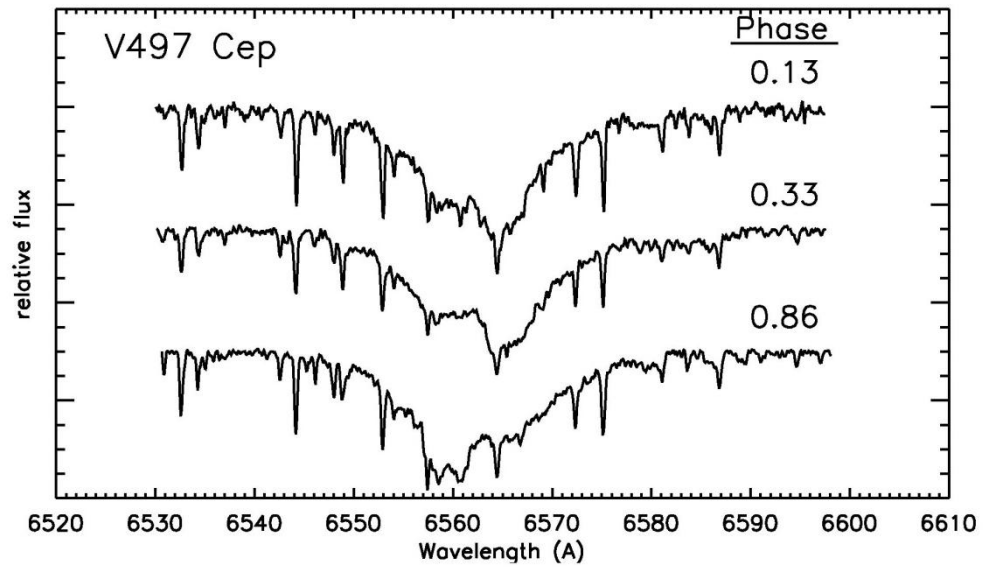


Рис. 2.17. Профили линии Na у V497 Cep, полученные в Крыму. Приведенные фазы орбитального периода вычислены по эфемериде (2.1). Спектры сдвинуты по шкале интенсивностей на величину 0.2.

Таблица 2.22. Параметры орбиты двойной системы V497 Cep, полученные в результате анализа переменности лучевых скоростей линии HeI λ 6678.

Параметр	Значение
P , дни	1.2028287 ± 0.00000015
T_p , JDh	2420801.33 ± 0.23
e	0.0 (фиксирован)
K_A , км/с	166.7 ± 5.3
K_B , км/с	215.8 ± 8.4
$A \sin i$, R_\odot	9.09
γ_{CrAO} , км/с	-17.2 ± 3.1
γ_{DAO} , км/с	-20.6 ± 2.8
$M_A \sin^3 i_{orb}$	3.94
$M_B \sin^3 i_{orb}$	3.04

Кривая блеска, представленная на рис. 2.15, указывает на двойную волну переменности с глубинами минимумов 0.09^m и 0.07^m в фильтре V и 0.08^m и 0.06^m в фильтре B. Ее форма не совсем соответствует той, которую можно ожидать в случае только эллипсоидальности компонентов. Для нахождения параметров орбиты по кривым изменения блеска была использована модернизированная версия программы Wilson (1994). В качестве нулевого приближения взят относительно свободный от межзвездного покраснения параметр $Q = (U-B) - 0.72(B-V) = -0.604$. Данная величина соответствует звезде спектрального типа B3V с $T_{\text{eff}} = 19500$ K (Drilling и Landolt, 2000). В процессе вычислений коэффициенты $x_A = 0.441$, $x_B = 0.388$ и альбедо $A_A = A_B = 1.0$ оставались фиксированными. При попытках получения решения кривой блеска только с учетом эллипсоидальности компонентов, теоретические кривые изменения блеска плохо соответствовали наблюдаемым. Удовлетворительное согласие удалось получить только при выборе угла наклона плоскости орбиты системы к наблюдателю, соответствующему небольшому касательному затмению. При этом радиус вторичного компонента должен быть примерно таким же, как и радиус первичного. Температуры звезд при этом так же должны быть достаточно близкими, а орбита круговой (что известно из параметров орбиты системы, найденных из спектральных наблюдений). При поиске окончательного решения, излучение каждой из звезд задавалось чернотельным, а поиск оптимального решения велся итерационным подбором следующих параметров: угла наклона орбиты системы к наблюдателю i , температуры вторичного компонента – T_B , безразмерных параметров Ω_A и Ω_B , и относительных светимостей компонентов L_A и L_B , в фильтрах B и V. Так как теоретическая кривая изменения блеска системы зависит от эффективной температуры первичного компонента, она варьировалась в пределах от 17000 до 23000 K. Наилучшим решением оказалось то, которое было выбрано в качестве начального приближения, а именно с $T = 19500$ K, что, как указывалось ранее, соответствует звезде спектрального типа B3V. Наилучшее решение кривой блеска системы V497 Ser представлено в табл. 2.23 и

соответствует углу наклона плоскости орбиты системы к наблюдателю $i = 58^\circ$ и частичным затмениям эллипсоидальных компонентов, каждый из которых является звездой раннего спектрального типа В. Теоретическая кривая переменной блеска системы, построенная по данным табл. 2.22 и 2.23 представлена на рис. 2.19.

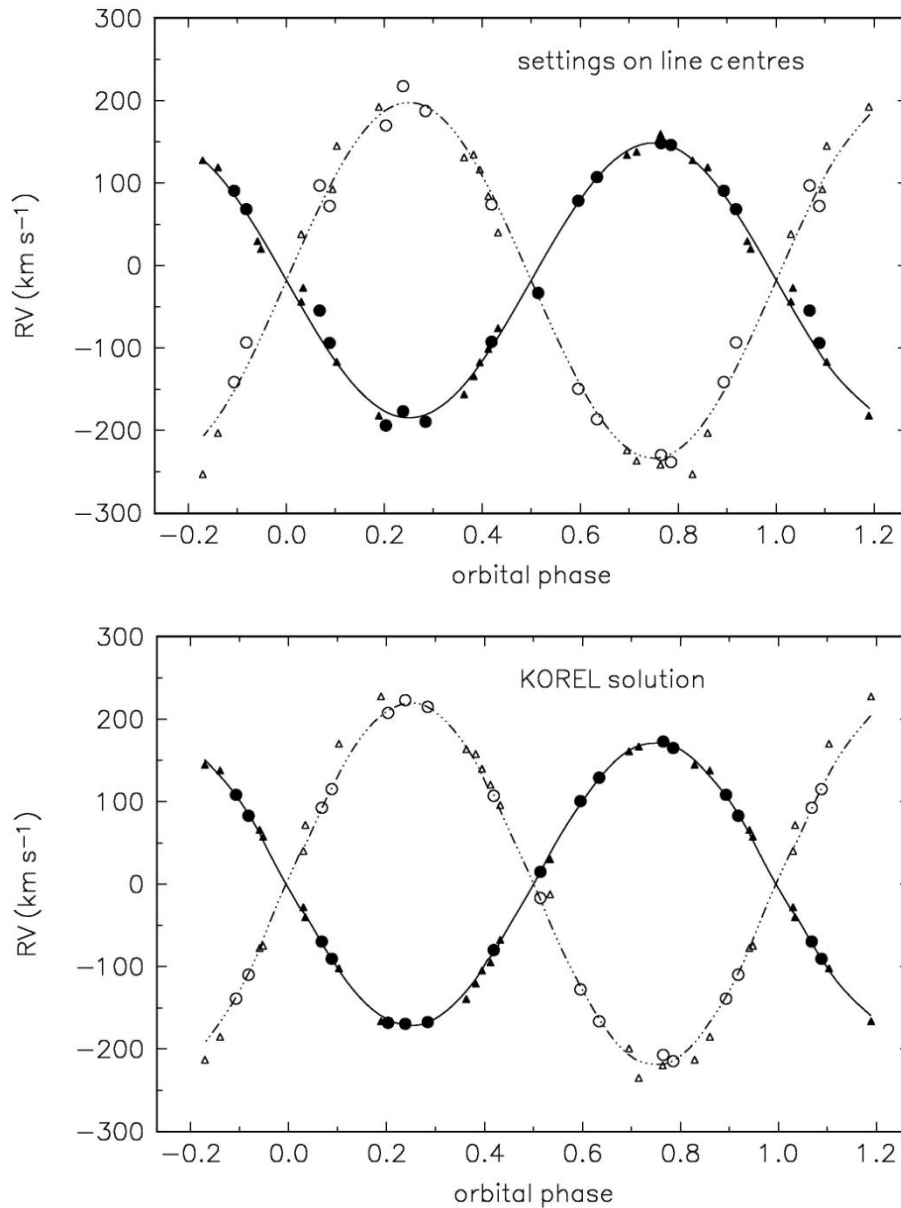


Рис. 2.18. Сравнение кривых переменной лучевых скоростей для первичного и вторичного компонентов системы, полученных на основе измерения индивидуальных компонентов профиля (верхний рисунок), и на основе автоматического деления бленд по программе KOREL (нижний рисунок). Кружки – наблюдения, полученные в КрАО, треугольники – спектры, полу-

ченные в DAO, для первичного (заполненные символы) и вторичного (незаполненные символы) компонентов. Теоретические кривые построены по найденным параметрам орбиты (табл. 2.22).

Так как угол наклона плоскости орбиты системы к наблюдателю определялся независимо по фотометрическим наблюдениям, то определение масс и радиусов компонентов не представляет особой сложности. В табл. 2.24 представлены базовые параметры системы в абсолютных единицах.

Таблица 2.23. Параметры орбиты двойной системы V497 Ser, полученные из решения кривой блеска.

Параметр	Значение
i ($^{\circ}$)	57.9 ± 0.3
T_B (K)	17800 ± 400
Ω_A	3.82 ± 0.11
Ω_B	4.09 ± 0.21
$L_A/(L_A+L_B)$	0.654 ± 0.014
r_A (полюс)	0.325 ± 0.002
r_A (перед)	0.335 ± 0.003
r_A (зад)	0.349 ± 0.003
r_B (полюс)	0.260 ± 0.002
r_B (перед)	0.265 ± 0.002
r_B (зад)	0.274 ± 0.003

На рис. 2.20 показано положение каждого из компонентов системы на диаграмме Гершпрунга – Рассела вместе с теоретическими эволюционными треками, построенными по данным расчетов Schaller et al. (1992) для звезд ГП. Как видно из рисунка, оба компонента системы находятся вблизи линии нулевого возраста, причем первичный, более массивный компонент, является слегка проэволюционировавшей звездой. Положение каждого из компонентов на рис. 2.20 не противоречит возрасту скопления NGC 7160 с $t = 7.08 \times 10^6$ лет, определенному в работе Harris и Harris (2000).

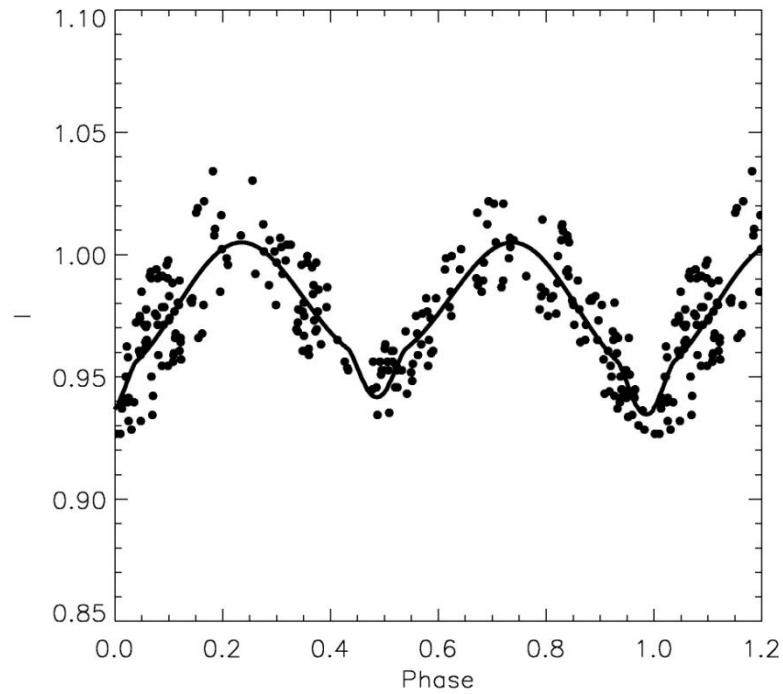


Рис. 2.19. Сравнение значений блеска, полученных из наблюдений (точки) и вычисленных значений, взятых из табл. 2.23 (непрерывная кривая) и свернутых с фазой орбитального периода двойной системы V497 Ser.

Таблица 2.24. Абсолютные параметры системы V497 Ser

Параметр	Первичный компонент	Вторичный компонент
T_{eff} , К	19500 ± 400	17650 ± 400
R, R_{\odot}	3.69 ± 0.03	2.92 ± 0.03
L, L_{\odot}	1840 ± 480	1760 ± 400
M_{orb}, M_{\odot}	6.9 ± 0.5	5.4 ± 0.4

На рис. 2.21 выполнено сравнение полученных из наблюдений и приведенных к континууму каждой из звезд и синтетических профилей линии HeI λ 7768Å, полученных с отношением светимостей 0.651 и 0.349 для первичного и вторичного компонентов. Они соответствуют проекции скорости вращения на луч зрения $v \sin i = 132$ и 104 км/с для каждого из компонентов. Профили были получены на основе ЛТР расчетов Kurucz (1993) с $\lg g = 4.00$

и $T_{eff} = 20000$ К и 18000 К для каждого из компонентов системы V497 Сер. Если учесть известное влияние неЛТР эффектов данной красной линии HeI, совпадение наблюдаемых и вычисленных из моделей атмосфер профилей, вполне удовлетворительное.

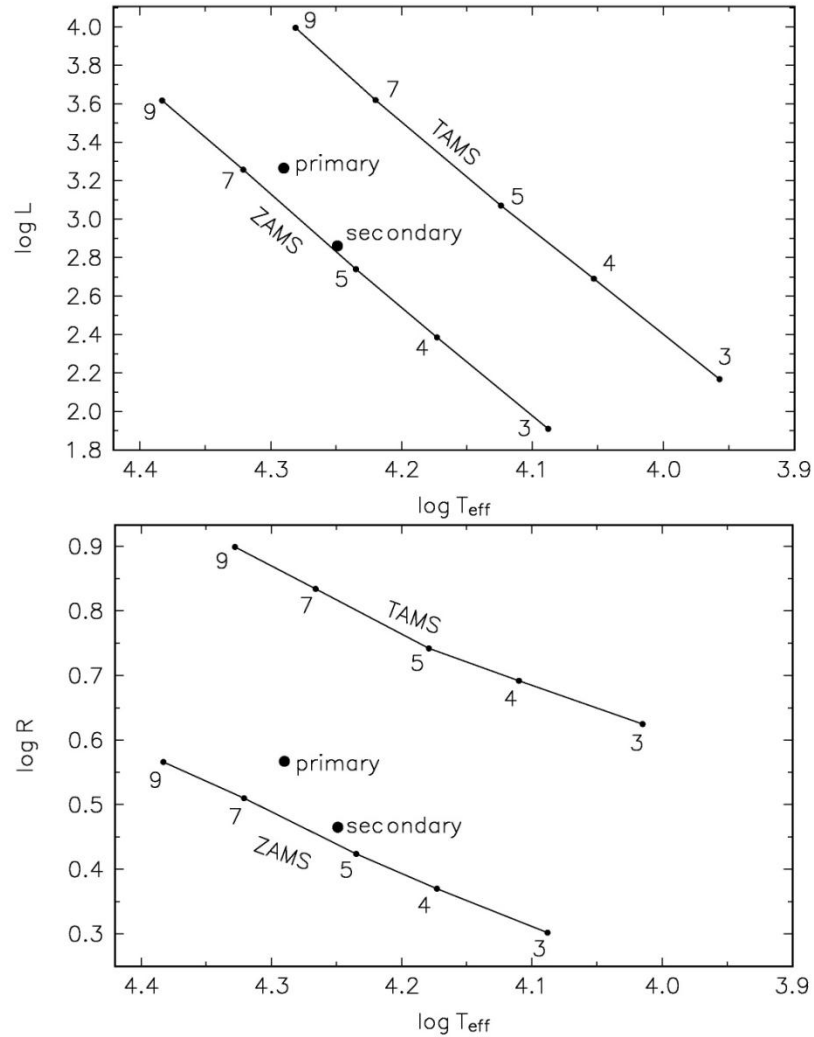


Рис. 2.20. Положение компонентов V497 Сер на диаграмме $\lg L/L_{\odot} - \lg T_{eff}$ (вверху) и $\lg R/R_{\odot} - \lg T_{eff}$ (внизу). Массы, соответствующие эволюционным моделям, отмечены кружками. Непрерывными линиями соответствуют начальной главной последовательности (ZAMS) и окончанию жизни звезды на главной последовательности (TAMS).

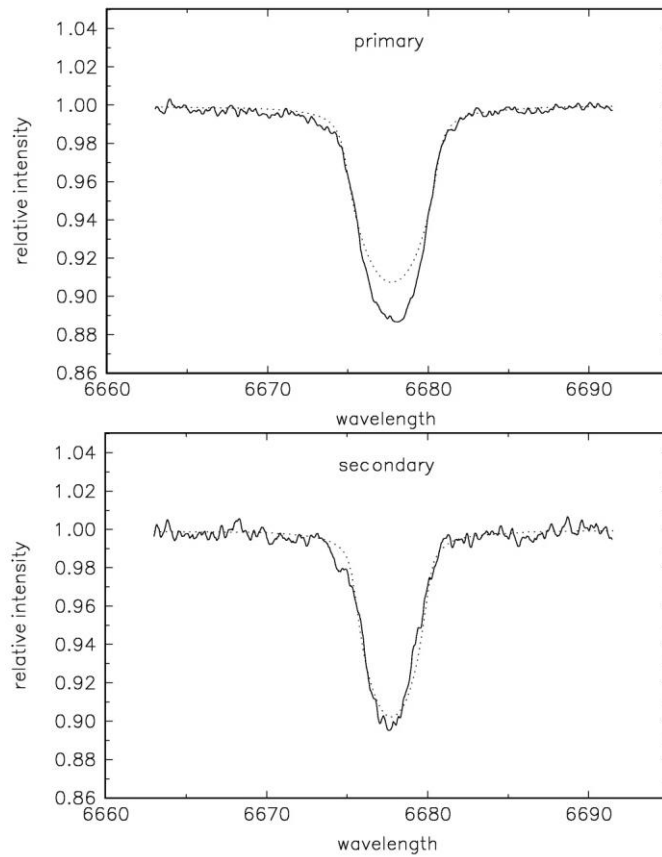


Рис. 2.21. Профили линии HeI λ 6678Å для первичного и вторичного компонентов, полученные в процессе разделения компонентов программой KOREL (Hadrava, 1997). Непрерывными линиями показаны полученные из наблюдений профили, точками – вычисленные по ЛТР моделям атмосфер профили, расширенные вращением со скоростями 132 км/с и 104 км/с для первичного и вторичного компонентов.

Теперь, используя вклад в общую светимость каждого из компонентов в фильтрах B и V и приняв наблюдаемую звездную величину системы в максимуме блеска как $V = 8.945^m$ и $B = 9.137^m$ и межзвездное покраснение $E(B-V) = 0.39^m$, получаем, для каждого из компонентов:

$$V_{0A} = 8.14^m \quad (B-V)_{0A} = -0.204^m \quad (2.3)$$

$$V_{0B} = 8.81^m \quad (B-V)_{0B} = -0.197^m$$

Далее, учитывая болометрическую поправку $BC = -2.13$ и -1.81 для первичного и вторичного компонента, получаем расстояние 770 ± 100 pc и

750±100 pc для каждого из компонентов. Согласно Conti и van den Heuvel (1970) расстояние до скопления составляет 830 pc при величине межзвездного покраснения $E(B-V) = 0.38^m$ и возрасте 18 млн. лет. Более поздние оценки Lynga (1987) дают $E(B-V) = 0.375^m$ и расстояние 900 pc. В тоже время, Harris и Harris (2000) приводят $E(B-V) = 0.36^m$ и расстояние 750 pc. Таким образом, полученная нами оценка расстояния до V497 Ser, находится в очень хорошем согласии с наиболее надежными данными по скоплению NGC 7160, за исключением измерений, приведенных Lynga (1987). Более того, можно утверждать, что оценки, полученные нами, являются более надежными, а сама двойная система V497 Ser является важным индикатором при определении расстояния до скопления и его возраста.

2.7. 103 Tau

103 Tau (HR 1659, HD 32990, HIP 23900) известная двойная система, яркий компонент которой является звездой спектрального класса В3. Как двойная система, с видимым в спектре более ярким компонентом, она обнаружена Adams et al. (1924). Параметры орбиты системы несколько раз уточнялась в ряде работ первой половины XX века (Hill, 1929). Позднее орбитальные элементы системы подверглись радикальной ревизии Abt et al. (1990). По данным последних авторов в спектре системы 103 Tau виден только один компонент, звезда имеет орбитальный период $P_{orb} = 58.25^d$, значительный эксцентриситет орбиты $e = 0.26$ и полуамплитуду переменности лучевых скоростей видимого компонента $K_A = 30.5$ км/с. Попытки обнаружить спектральные линии, принадлежащие вторичному компоненту, не были успешными (Gomez и Abt, 1982). Следует отметить, что, несмотря на значительную яркость $V = 5.3^m$, физические характеристики видимого компонента по спектрам высокого разрешения практически не исследовались.

Наше внимание двойная система 103 Tau привлекла наличием слабой эмиссии в ядре линии H α , что позволило Boulon et al. (1975) отнести звезду к

классу Ве. Двойственность и наличие эмиссионного спектра может указывать на обмен массой в системе, поэтому выяснение эволюционного статуса 103Tau повышает интерес к данной яркой двойной системе.

Спектральные наблюдения 103 Tau были получены в период 2001 – 2004 гг на спектрографе, установленном в фокусе куде 2.6 м телескопа Крымской астрофизической обсерватории. В качестве приемника излучения использовалась матрица Photometrics SDS-9000 с ПЗС EEV 15-11 размером 1024×259 элементов. Наблюдения проводились во втором порядке дифракционной решетки с обратной линейной дисперсией $3 \text{ \AA}/\text{мм}$ и с разрешением $R = 30000$. При каждом наблюдении регистрировался участок спектра длиной 60 \AA , центрированный на линию HeI $\lambda 6678 \text{ \AA}$ либо на H α . Длительность отдельных экспозиций составляла 30 мин, отношение сигнал/шум для большинства спектров было более 100. Всего за период наблюдений получено по 18 спектров в области линии HeI $\lambda 6678 \text{ \AA}$ и H α . Последующая редукция спектрограмм проводилась с использованием стандартной методики, описанной в главе 1. Профиль линии H α имеет широкие крылья, поэтому узкий спектральный диапазон наблюдений (60 \AA) не позволил провести достоверный континуум по синему и красному участку крыльев линии H α . Как следствие, неопределенность в проведении континуума в некоторых случаях достигает 5%.

На рис. 2.22 и 2.23 представлены, в качестве примера, по два профиля линии HeI $\lambda 6678 \text{ \AA}$ и H α , соответственно. Как видно из рис. 2.22, в крыле линии HeI $\lambda 6678 \text{ \AA}$ наблюдается слабый абсорбционный компонент, положение которого меняется от ночи к ночи. Как будет показано ниже, он принадлежит той же линии гелия, но формируется в атмосфере вторичного компонента и его интенсивность достаточна для измерения лучевых скоростей. Из рис. 2.23 следует, что в ядре линии H α действительно присутствует абсорбционный компонент небольшой интенсивности. Форма эмиссионного профиля меняется со временем, и данная переменность отражает суперпозицию переменности лучевых скоростей компонентов.

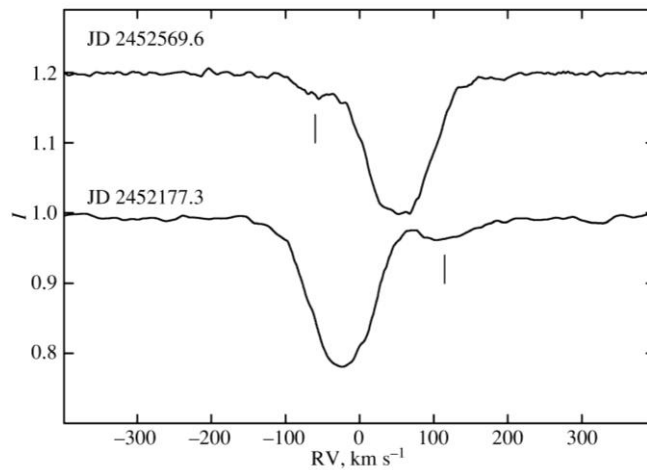


Рис. 2.22. Пример профилей линии HeI λ 6678 Å. В крыльях профиля видна линия небольшой интенсивности, принадлежащая менее массивному компоненту (отмечены горизонтальными штрихами). Верхний спектр сдвинут по шкале интенсивностей I на постоянную величину.

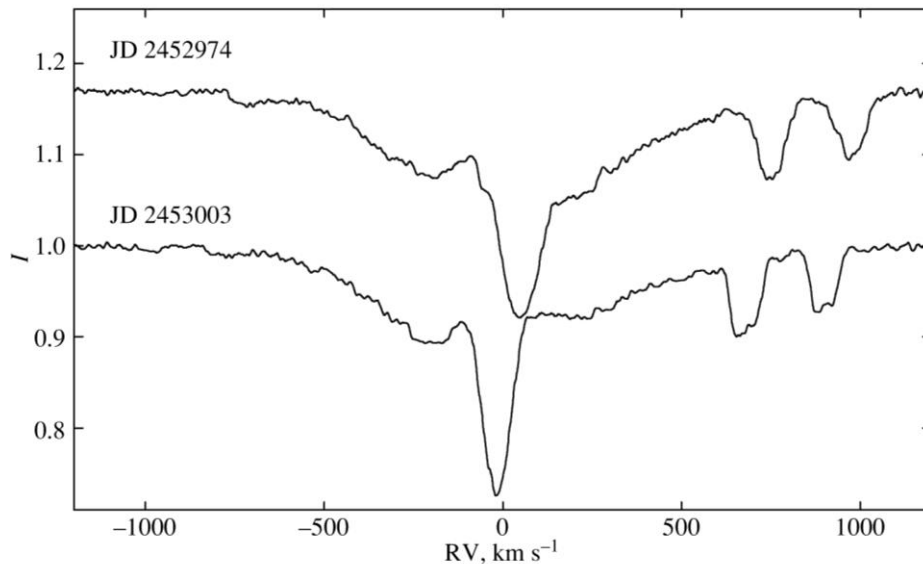


Рис. 2.23. Пример профилей линии H α в двойной системе 103 Тау. Верхний спектр сдвинут по шкале интенсивностей I на постоянную величину.

Определение лучевых скоростей, необходимых для нахождения параметров орбиты спектрально двойной системы 103 Тау, осуществлялось по линии HeI λ 6678 Å. Область в ближайшей окрестности данной линии для звезд спектрального класса V0-V4 свободна от блендирования другими ли-

ниями и поэтому удобна для определения лучевых скоростей. Поскольку звезда не является сверхгигантом и не имеет яркой эмиссии в линии $\text{H}\alpha$, присутствие скрытого эмиссионного компонента в красном крыле линии $\text{HeI } \lambda 6678 \text{ \AA}$ маловероятно. Измерение лучевых скоростей компонента с большей светимостью осуществлялось по ядру линии, путем его аппроксимации профилем Гаусса. Неопределенности в аппроксимации не превышали 2 км/с. В процессе наблюдений, на некоторых спектрах была обнаружена небольшая по интенсивности абсорбционная линия. Ее положение изменялось от ночи к ночи. Предположительно, данная линия принадлежит вторичному компоненту. Ее интенсивность всегда оставалась незначительной, поэтому, лучевые скорости удалось уверенно определить только в моменты времени, близкие к элонгации. Для этого крыло линии первичного компонента аппроксимировалось полиномом третьей степени, а профиль вторичного компонента профилем Гаусса. В силу незначительной интенсивности, неопределенность в определении лучевых скоростей была значительно выше, и достигала нескольких км/с. В табл. 2.25 представлены результаты измерений лучевых скоростей компонентов профиля линии $\text{HeI } \lambda 6678 \text{ \AA}$ и барицентрические Юлианские даты середины экспозиции полученных спектров.

Исследование параметров орбиты двойной системы 103 Тау предпринималось дважды. В табл. 2.26 представлены параметры орбиты 103 Тау, определенные Hill (1929) и Abt et al. (1990). Сравнение, полученных разными авторами, элементов орбиты указывают на их существенное несоответствие. Прежде всего, это относится к величине полуамплитуды переменности лучевых скоростей K_A , параметру, существенно влияющему на определение функции масс $f(M)$ и масс компонентов. Заметные отличия видны и в величине эксцентриситета орбиты e . Данные табл. 2.26 однозначно указывают на необходимость более детального исследования орбиты 103 Тау.

Таблица 2.25. Измеренные лучевые скорости спектрально-двойной системы 103 Tau.

JDh (-2450000)	V_{rA} (км/с)	V_{rB} (км/с)
2164.546	55 ± 1	-49 ± 3
2172.579	6 ± 2	-
2177.518	-29 ± 1	114 ± 5
2281.326	52 ± 2	-
2311.336	-2 ± 1	-
2510.508	58 ± 1	-49 ± 4
2569.561	59 ± 1	-64 ± 5
2605.464	10 ± 2	-
2608.591	14 ± 1	-
2636.308	24 ± 2	-
2658.408	-1 ± 2	-
2684.284	55 ± 1	-48 ± 4
2685.202	56 ± 1	-48 ± 3
2690.227	47 ± 2	-
2724.311	12 ± 2	-
2921.477	52 ± 1	-64 ± 4
2952.299	-6 ± 2	-
3003.267	-19 ± 1	79 ± 4

Таблица 2.26. Параметры орбиты двойной системы 103 Тау, взятые из литературы.

Параметр	Hill, (1929)	Abt et al., (1990)
P_{orb} , дни	58.31	58.25 ± 0.7
$T_{periastron}$, JDh	2424164.121 ± 0.946	2444276.6 ± 2.6
e	0.187 ± 0.027	0.26 ± 10
ω , град.	279.16 ± 6.80	296 ± 19
K_A , км/с	35.01 ± 0.97	30.5 ± 3.1
γ , км/с	15.20 ± 0.68	10.4 ± 2.2
$f(M)$, M_{\odot}	-	0.25 ± 0.15

Нахождение уточненных параметров орбиты системы осуществлялось по программе FOTEL (Hadrava, 1991). Поскольку точность измерения лучевых скоростей более яркого компонента системы была значительно выше, чем аналогичные измерения для вторичного компонента, уточнение величины орбитального периода производилось по измерениям лучевых скоростей только первичного компонента. Веса каждого измерения лучевой скорости были взяты обратно пропорционально погрешностям измерений. Для повышения точности определения величины периода дополнительно использованы оценки лучевой скорости, взятые из работы Abt et al. (1990). После нахождения величины орбитального периода, он фиксировался, добавлялись данные измерения лучевых скоростей вторичного компонента с соответствующими весами, и находились окончательные параметры орбиты. В табл. 2.27 приведены найденные величины, а на рис. 2.23 представлена переменность лучевых скоростей с фазой орбитального периода и теоретические кривые, построенная по орбитальным данным.

Таблица 2.27. Параметры орбиты спектрально-двойной системы 103 Тау.

Параметр	Величина
P_{orb} , дни	58.305 ± 0.003
$T_{periastron}$, JDh	2452198.2 ± 0.8
e	0.277 ± 0.027
ω , град.	104 ± 4
K_A , км/с	44.8 ± 2.8
K_B , км/с	79.3 ± 8.7
γ , км/с	14.6 ± 1.0
$Asini$, R_{\odot}	49.6
$Bsini$, R_{\odot}	87.8
M_A/M_B	1.77
$M_A \sin^3 i_{orb}$, M_{\odot}	6.6
$M_B \sin^3 i_{orb}$, M_{\odot}	3.7

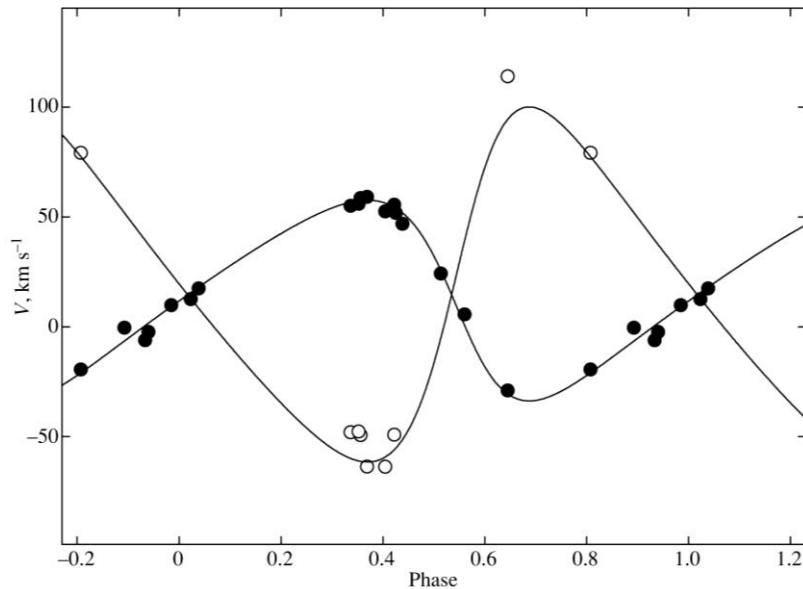


Рис 2.23. Переменность лучевых скоростей, определенных по спектральной линии $\text{HeI } \lambda 6678 \text{ \AA}$ у спектрально-двойной системы 103 Тау. Заполненные кружки – измеренные значения лучевых скоростей первичного компонента; незаполненные кружки – измеренные значения лучевых скоростей вторичного компонента; непрерывные кривые – теоретические измерения лучевых скоростей, полученные на основе расчета параметров орбиты.

Найденные нами параметры орбиты системы 103 Тау находятся в согласии с параметрами орбиты Abt et al. (1990). Определенное нами значение полуамплитуды переменности лучевых скоростей яркого компонента заметно выше, что связано с использованием спектров с более высоким разрешением и отношением сигнал/шум.

Для определения масс компонентов системы крайне важно знать угол наклона плоскости орбиты к наблюдателю i . Его проще всего определить в случае, если двойная система является затменной, либо если, как минимум, один из компонентов деформирован приливными силами и показывает характерную эллипсоидальную фотометрическую переменность. Проведенный нами анализ фотометрических наблюдений, полученных космическим аппаратом Hipparcos (Hog et al., 2000), не выявил переменности блеска 103 Тау с фазой орбитального периода амплитудой более 0.05^m . Отсутствие фотометрической переменности указывает на значительный угол наклона плоскости орбиты системы к наблюдателю. Действительно, если принять оценку массы для яркого компонента в $11.9 M_{\odot}$ (Hohle et al., 2010), то согласно табл. 2.27, угол наклона орбиты составит $i \sim 50 - 60^{\circ}$. Данная величина угла исключает частичные затмения газовых потоков или диска вокруг одного из компонентов системы, ответственного за формирование эмиссии в линии H α .

Несмотря на то, что 103 Тау является яркой звездой ($V = 5.3^m$), анализ ее атмосферы по спектрам с высоким разрешением не проводился. Обнаруженная нами слабая линия вторичного компонента в профиле линии HeI $\lambda 6678 \text{ \AA}$ указывает на значительную разницу в светимостях компонентов двойной системы. Как видно из профилей линии, представленных на рис. 2.22, вклад вторичного компонента в общее распределение энергий не превышает 10%. Анализ спектрофотометрических наблюдений в видимой области, выполненный Tur et al. (1995), показывает, что звезда имеет заметные избытки излучения в ультрафиолетовой и инфракрасных областях спектра, а спектр в видимой области лучше всего аппроксимируется излучением от звезды спектрального класса B2Ve с $T_{eff} = 22500 \pm 2500\text{K}$ и $\lg g = 4.0$. Эти

данные хорошо согласуются с более поздними определениями физических параметров яркого компонента, взятых из каталога Hohle et al. (2010), где для 103 Тау приводится спектральный тип B2V с $T_{eff} = 22000$ К, что дает, по мнению авторов, спектрофотометрическую массу яркого компонента $M_{sp} = 11.9 M_{\odot}$ и болометрическую светимость $L_{bol} = 20220 L_{\odot}$. Спектральные наблюдения системы в области линий HeI $\lambda 6678 \text{ \AA}$ и MgII $\lambda 4481 \text{ \AA}$, выполненные по спектрам с умеренным разрешением Huang et al. (2010), показали значимо отличные от предыдущих авторов величины $T_{eff} = 17020 \pm 250$ К, $\lg g = 3.501 \pm 0.032$ и массой яркого оптического компонента $M_{sp} = 7.2 M_{\odot}$. Необходимо отметить, однако, что оценка температуры, приводимая в работе Huang et al. (2010) может быть заниженной, так как вклад вторичного компонента в эквивалентную ширину линии MgII $\lambda 4481 \text{ \AA}$ может составлять заметную величину. Сопоставляя полученные оценки масс Hohle et al. (2010) и Huang et al. (2010), можно ожидать, что вторичный компонент системы, скорее всего, является нормальным карликом спектрального класса B5-B8.

Отличительной особенностью большинства двойных систем, находящихся на эволюционной фазе перед первым активным обменом массой между компонентами, является синхронизация орбитальных скоростей и скоростей вращения компонентов. В случае систем с эксцентриситетом орбиты наблюдается синхронизация в периастре орбиты. Звезда 103 Тау не является исключением. Определение скорости вращения яркого компонента с использованием современных приемников излучения выполнялись дважды: Abt et al. (2002) и Huang et al. (2010). Авторы приводят значения $V \sin i = 55$ км/с и 47 ± 11 км/с, соответственно. Наши оценки орбитальной скорости первичного компонента в периастре соответствует $K_A = 45.7 \pm 2.1$ км/с, что однозначно указывает на полную синхронизацию орбитальной скорости и скорости вращения яркого компонента двойной системы. Точность определения скорости вращения вторичного компонента по нашим спектрам, полученным в области линии HeI $\lambda 6678 \text{ \AA}$, затруднено небольшой интенсивностью данного компонента (см. рис. 2.22). Тем не менее, скорость вращения компонента В

не превосходит 80 км/с, что говорит о возможной синхронизации скоростей для вторичного компонента. Последнее указывает на то, что хотя в двойной системе 103 Тау и начался обмен массой, на что указывает эмиссионная компонента в линии $H\alpha$, увеличение скорости вращения аккрецирующего вторичного компонента пока не наблюдается.

Впервые эмиссия в линии $H\alpha$ небольшой интенсивности была обнаружена Boulon et al. (1975) по фотографическим спектрам с умеренной дисперсией. Данная линия никогда позднее не исследовалась на предмет долговременной и орбитальной переменности. Появление эмиссионного компонента в системе с относительно большим орбитальным периодом ($P_{orb} = 58.305^d$) и с компонентами, являющимися В карликами главной последовательности, является не типичным случаем. Поэтому установление места и, тем более, причины формирования эмиссии является, безусловно, важной задачей для выяснения условий обмена массой в системах, относительно далеких от эволюционной фазы активного обмена массой.

Для выяснения места формирования эмиссионного спектра в двойной системе, мы трансформировали шкалу длин волн каждого спектра в области линии $H\alpha$ в кинематическую шкалу км/с, при этом считая, что эмиссионный профиль в значительной степени формируется движениями потоков газа в системе. Затем, нуль-пункт шкалы скоростей каждого спектра приводился к центру первичного или вторичного компонента, в соответствии с фазой орбитального периода на момент получения спектрограммы. На рис. 2.24 представлен график переменности профилей линии $H\alpha$ в кинематической шкале, центрированной на массивный компонент системы. Как видно из рисунка, оболочка, или, скорее всего, диск в значительной степени повторяет орбитальное движение вторичного компонента и, следовательно, основная его часть формируется в его полости Роша.

До конца не ясны причины формирования эмиссионного спектра в системе. Массивный компонент находится на главной последовательности, возможно в ее конце, тем не менее, он далек от заполнения своей полости Роша.

Скорость вращения первичного компонента не велика, 47 ± 11 км/с (Huang et al., 2010) и находится в соответствие с орбитальной скоростью движения компонента в периастре. Полученные нами профили фотосферной линии HeI λ 6678 Å всегда оставались симметричными и не показывали значительных деформаций их формы, обычно присущих звездам с нерадиальными пульсациями. Первичный компонент также не является достаточно горячей звездой, для того, чтобы иметь существенный высокоскоростной звездный ветер. Таким образом, нет очевидных причин для значительного поступления газа в полость Роша менее массивного компонента и формирования устойчивого аккреционного диска. Вследствие большой разницы в светимостях, о физических характеристиках вторичного компонента трудно что-либо сказать достаточно определенно.

Долговременную переменность, значительно превышающую величину орбитального периода эмиссионного компонента профиля линии H α исследовать затруднительно. Наши наблюдения в период с 2001 по 2004 гг не показали заметных изменений интенсивности и профиля линии, превышающих величину орбитального периода (см рис. 2.24). Существует единственная публикация профиля линии (Boulon et al., 1975), полученная с низким отношением сигнал/шум. Из рисунка авторов следует, что в период наблюдений звезды эмиссия в линии H α имела большую интенсивность и пики эмиссионной двухкомпонентной линии достигали величины континуума. На наших профилях эмиссия в линии всегда оставалась заметно ниже континуума. Таким образом, стабильность аккреционного диска нуждается в подтверждении.

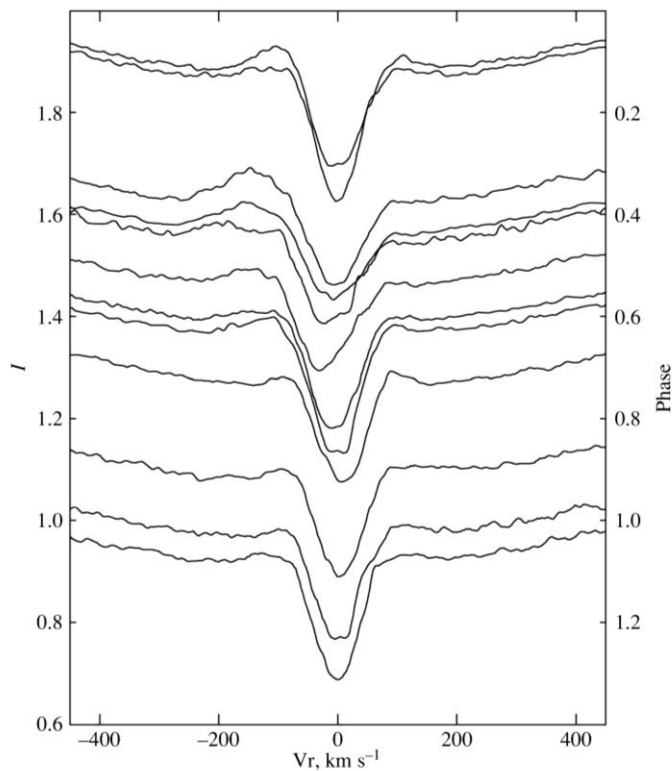


Рис. 2.24. Переменность профиля линии $H\alpha$ с фазой орбитального периода. Шкала длин волн центрирована на лучевую скорость первичного компонента (т.е. всегда имеет нулевое значение для первичного компонента). Спектры сдвинуты по шкале интенсивностей I (левая шкала) на величину, пропорциональную фазе орбитального периода (правая шкала).

Примером другой массивной двойной системы с компонентами на главной последовательности и аккреционным диском вокруг вторичного, менее массивного компонента, является система V373 Cas. Исследование орбиты и физических характеристик компонентов, выполненных в работе Любимков и др. (1998) и переменности небольшого эмиссионного компонента в ядре линии $H\alpha$ (Berdyugin et al., 1995) показало, что вокруг вторичного, менее массивного компонента, присутствует аккреционный диск. В отличие от 103 Tau, вторичный компонент системы демонстрирует значимый избыток скорости вращения звезды над орбитальным движением компонента.

2.8. Выводы

В данной главе были исследованы орбитальные параметры и физические характеристики ряда массивных двойных систем, чьи компоненты находятся на главной последовательности.

1. Уточнены параметры орбиты и определены физические параметры компонентов известной массивной двойной системы α Vir (Спика). Определен эволюционный статус компонентов системы. Показано, что для понимания эволюционного статуса более массивной звезды необходимо учитывать процессы, вызванные вращением.
2. С использованием всех доступных исторических спектральных наблюдений с высокой точностью определены параметры орбиты массивной двойной системы V380 Cyg. Это позволило уверенно определить физические параметры компонентов системы и их эволюционный статус. Показано, что более массивный компонент находится в самом конце своей жизни на главной последовательности.
3. Используя все доступные измерения лучевых скоростей, уверенно уточнены параметры орбиты массивной двойной системы σ Per. На основе спектральных и фотометрических наблюдений, определены физические параметры компонентов системы и найден их эволюционный статус. Показано, что более массивный компонент находится в конце своей жизни на главной последовательности.
4. Впервые детально исследована массивная двойная система V373Cas. Существенно уточнены период и параметры орбиты этой двойной звезды. По спектральным, фотометрическим и поляриметрическим наблюдениям уверенно определены физические параметры компонентов и их эволюционный статус. Показано, что более массивный компонент системы находится на фазе ухода с главной последовательности. Несмотря на то, что он не заполняет свою полость Роша, в системе стартовал обмен массой, на что указывает небольшая по

интенсивности и переменная с фазой орбитального периода эмиссионная компонента, присутствующая в линии $H\alpha$.

5. По спектральным и фотометрическим наблюдениям впервые определены параметры орбиты и физические характеристики компонентов экстремально короткопериодической ($P_{orb} = 1.2^d$) массивной двойной системы V497 Ser, члена молодого рассеянного звездного скопления NGC 7160. Найдено, что обе звезды находятся в начале эволюции на главной последовательности и, несмотря на короткий орбитальный период, следов обмена массой в системе не наблюдается. Возраст компонентов двойной системы хорошо совпадает с возрастом рассеянного звездного скопления, в котором данная система находится.
6. У яркой массивной двойной системы 103 Tau обнаружен вторичный компонент. По спектральным наблюдениям уточнен орбитальный период и впервые получены орбитальные элементы обоих компонентов. В спектре звезды обнаружена эмиссия умеренной интенсивности (в линии $H\alpha$). Исследована переменность профиля линии с фазой орбитального периода. Показано, что эмиссионная линия формируется в полости Роша вторичного компонента, скорее всего в диске, окружающем звезду. Причины начавшегося обмена массой, при нахождении более массивного компонента на главной последовательности, как и в случае другой похожей системы V373 Cas, остаются не до конца понятными.

ГЛАВА 3. Массивные двойные системы на фазе первого обмена массой

3.1. Звезды типа W Ser

Если орбитальный период у массивной двойной системы превышает величину в 6-7 дней, то в процессе ухода более массивного компонента с ГП он достаточно быстро заполняет свою полость Роша и наступает фаза быстрого обмена массой в системе. Вторичный компонент у таких двойных достаточно мал относительно своей полости Роша, что приводит к формированию классического аккреционного диска в свободном объеме полости Роша вторичного компонента. Наличие аккреционного диска легко регистрируется по присутствию ярких эмиссионных линий, профили которых часто близки по форме к профилям классических звезд типа Ве. Таким образом, согласно классификации Plavec (1980), данный тип двойных систем относится к классу объектов типа W Serpentis (по имени звезды прототипа).

Большинство систем этого типа имеют близкие светимости для звезды донора, объекта, принимающего массу, и оболочки, окружающей горячий компонент и систему в целом. При анализе спектров систем данного типа часто затруднительно найти следы фотосферных линий самих звезд в оптической области спектра. Поэтому, нахождение даже приблизительных параметров орбиты систем типа W Ser является не простой задачей. Близкие по сложности проблемы возникают и при анализе кривых блеска, так как они сильно деформированы околозвездным диском и газовыми потоками, что существенно затрудняет получение орбитальных решений в случае затменных систем. Для незатменных систем, кривые изменения блеска так же имеют сложную структуру вследствие частичных затмений различных частей аккреционного диска и оболочки.

Плотные газовые потоки, оптически толстые диски и значительная потеря массы системой формируют яркие эмиссионные и оболочечные линии

поглощения в оптическом и ультрафиолетовом диапазонах излучения. Обычно, звезды типа W Ser имеют яркие эмиссионные линии водорода и гелия и узкие абсорбционные линии ионов металлов. В ультрафиолетовой области спектра доминируют эмиссионные линии. В зависимости от активности системы потеря массы системой \dot{M} составляет от 10^{-7} до $10^{-4} M_{\odot}$ /год (Plavec, 1980).

На рис. 3.1 и 3.2 представлены несколько примеров спектров звезд типа W Ser, полученных в области спектральных линий H α и HeI 6678 Å в фокусе куде 2.6 м телескопа КрАО РАН. Как видно из рисунков, все звезды имеют яркую, состоящую из двух компонентов, эмиссию в линии H α . В большинстве случаев красный эмиссионный пик R более интенсивен, чем синий пик V. Абсорбционный компонент обычно сдвинут в синюю часть спектра на несколько десятков км/с. У большинства звезд эмиссионная линия H α имеет не очень значительную переменность с фазой орбитального периода, а ее профиль типа P Cyg указывает на значительную величину потери массы системой. Для некоторых двойных, таких как, например, RY Sct, потеря массы столь велика, что вокруг системы формируется туманность сложной структуры, излучающая в линиях H β , HeI и даже в запрещенных линиях (de Martino et al., 1992; Gehrz et al., 1995).

Сопоставление отношения интенсивностей синего V и красного R компонентов эмиссионной линии H α с величиной угла наклона плоскости орбиты к наблюдателю, полученных, в том числе и автором данной работы, указывает на корреляцию угла наклона орбиты к наблюдателю и отношения интенсивностей эмиссионных пиков V/R. Это отношение более близко к 1 для систем, видимых с ребра, обычно это затменные двойные, такие как V367 Cyg, W Ser или β Lyr. Двойные системы, которые видны больше с полюса, имеют, как правило, более выраженные P Cyg профили. Это такие двойные, как HD 187399, AX Mon, RY Sct, KX And.

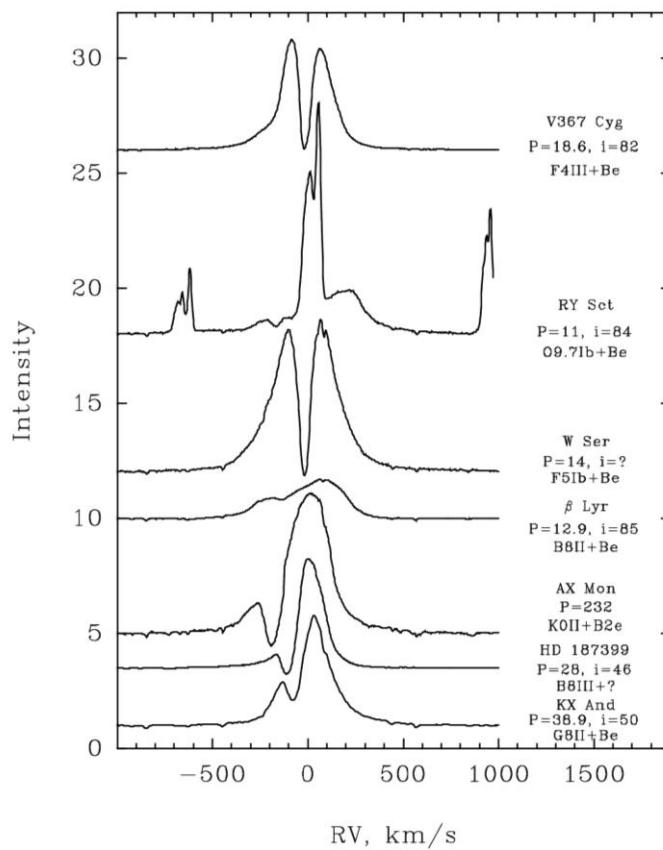


Рис. 3.1. Профили линии H α некоторых звезд типа W Ser.

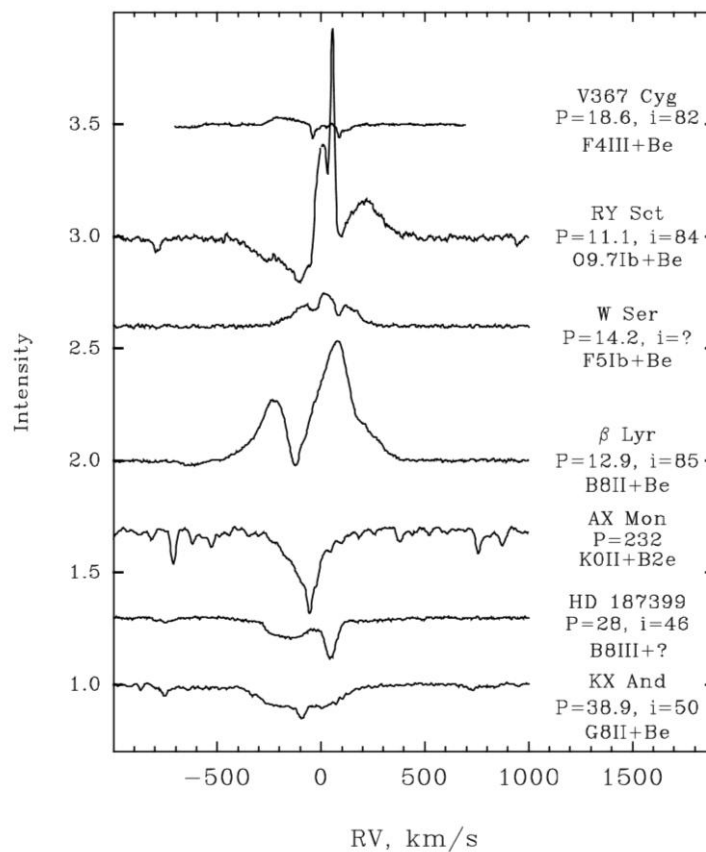


Рис. 3.2. Профили линии HeI 6678 Å некоторых звезд типа W Ser.

Форма профиля и переменность линии $\text{H}\alpha$ содержит много информации о структуре газовых потоков во внешних областях двойных систем данного типа, но мало (или совсем ничего) о структуре оболочки, окружающей горячий компонент. Для исследования процессов аккреции вещества на горячий компонент удобна линия HeI 6678 Å. Как видно из рис. 3.2, профили линии различных звезд отличаются большим разнообразием. В большинстве случаев профили линии HeI и лучевые скорости их отдельных компонентов сильно переменны с фазой орбитального периода и возникают в полости Роша горячего компонента, даже, если они наблюдаются в поглощении.

Особенностью активных массивных двойных систем является появление у них абсорбционных линий, очень схожих с профилями фотосферных линий горячих звезд. Как видно из рис. 3.2, такие системы как AX Mon , HD 187399 и KX And имеют такие профили в линии HeI 6678 Å. Тем не менее, эти линии показывают систематические сдвиги в синюю область спектра на величину скорости, достигающую -100 км/с, т.е. образуются в расширяющейся оболочке. Они чаще всего формируются в полярных областях вокруг горячего компонента и не всегда отражают истинное орбитальное движение более горячего компонента. Поэтому эти линии могут быть использованы для определения масс компонентов и физических параметров звезд с очень большой осторожностью.

В случае если сверхгигант – донор является холодным гигантом или сверхгигантом и орбитальный период достаточно велик, как в случае AX Mon или KX And , наблюдаются также и фотосферные линии холодного компонента.

3.2. KX And

Газозатменная, взаимодействующая, спектрально-двойная звезда KX And (HD 218393 , $V = 6.9^m - 7.1^m$) принадлежит к немногочисленной группе звезд типа W Ser и, несмотря, на интенсивные и разнообразные исследова-

ния, выполненные для нее многими авторами на протяжении последних 50 лет, остается до сих пор во многом непонятным и загадочным объектом. Полный обзор и анализ всех результатов, полученных для нее в период 1920 – 1990 гг, содержится в работе Stefl et al. (1990).

До 1995 г. не было опубликовано достоверных сведений о втором, предположительно менее массивном компоненте KX And. Stefl et al. (1990) в связи с этим заметили, что даже сама двойственность этой звезды не установлена окончательно. Когда наблюдательная часть данной работы была выполнена, Floquet et al. (1995) опубликовали результаты спектральных наблюдений, по которым удалось обнаружить линии холодного компонента KX And и найти переменность их лучевых скоростей. Однако из-за небольшого временного интервала наблюдений им не удалось построить полную кривую орбитальной переменности лучевых скоростей вторичного компонента системы.

Используя поляриметрические наблюдения, нами (Бердюгин и др., 1998) был определен угол наклона плоскости орбиты к наблюдателю, равный $50 \pm 5^\circ$, и сделаны некоторые замечания о структуре газовых потоков в системе.

Как и ранее, спектральные наблюдения звезды проводились в фокусе куде 2.6м телескопа КрАО РАН, со спектральным разрешением 30000. Методика обработки спектрограмм описана в главе 1. Большинство наблюдений проводилось в области линии HeI 6678 Å (получено 19 спектров), по одному спектру было зарегистрировано также в области линий BaII 6142 Å, LiI 6707 Å, FeI+TiI ~ 8446 Å. Гелиоцентрические юлианские даты середины каждой экспозиции приведены в табл. 3.1.

Линии холодного компонента в спектре KX And. Первое сообщение об обнаружении линий холодного компонента в спектре звезды было сделано Polidan (1976). Однако лучевые скорости этих линий не были опубликованы и не использовались впоследствии ни для определения природы холодного компонента, ни для построения его орбиты. Исследования спектра в ближней

инфракрасной области 2.0 – 2.5 мкм не выявили линий, принадлежащих холодному компоненту Floquet et al., (1986). Однако в работе Floquet et al. (1989) при исследовании распределения энергии в видимой и ИК-областях спектра KX And, был обнаружен умеренный ИК-избыток, на основании которого авторы пришли к выводу о возможном присутствии холодной звезды спектрального класса K0II. Наконец, Floquet et al. (1995) в оптическом диапазоне спектра обнаружили линии поглощения нейтральных металлов, образующихся в фотосфере холодного компонента. Поскольку ряд наблюдений Floquet et al. (1995) охватывал менее половины величины орбитального периода, авторы не смогли получить надежные элементы орбиты.

В соответствии с основной задачей нашего исследования мы, в первую очередь, повторили наблюдения в спектральной области $\lambda 8446 \text{ \AA}$, где как сообщил Polidan (1976), видны линии холодного компонента. Сравнение со спектром K1IV звезды γ Ser, выбранной нами в качестве стандартной, показало явное присутствие в спектре KX And линий холодного компонента, уширенных вследствие более быстрого вращения и ослабленных по интенсивности из-за сложения с потоком от горячего компонента (рис. 3.3). Однако наиболее сильными в этой области спектра являются линии поглощения пашеновской серии водорода P18 и P19, блендирующие линии холодного компонента и образующиеся в газовой оболочке, окружающей горячую звезду. Кроме того, в этой же области наблюдается типичная для многих Be звезд узкая эмиссионная линия OI $\lambda 8446 \text{ \AA}$, в то время как в спектре стандартной звезды эта линия наблюдается в поглощении. Таким образом, присутствие линий оболочки в данной области спектра делает ее малоприменной для исследования линий холодного компонента. Наиболее подходящим спектральным диапазоном для исследования линий холодного компонента является область 5000 – 7000 \AA . В спектрах нормальных K-звезд в этой области

Таблица 3.1. Лучевые скорости, измеренные по спектральным линиям холодного компонента в области HeI 6678 Å

JDh -2440000	ϕ	V sec, км/с
9828.4902	0.974	-100
9531.4900	0.051	-98
9540.4270	0.281	3
9549.3835	0.511	69
9552.3809	0.588	61
9556.4753	0.693	16
9558.4223	0.743	-10
9559.4279	0.769	-33
9565.5199	0.926	-83
9569.4295	0.026	-95
9582.4312	0.360	45
9585.3012	0.434	65
9603.5456	0.903	-87
9610.4899	0.081	-88
9527.4905	0.518	73
9641.2412	0.871	-70
9658.3065	0.310	14
9672.1623	0.666	39
9675.2326	0.745	-16

наблюдаются достаточно сильные линии нейтральных металлов. Кроме того, поток излучения от горячего компонента KX And в этом диапазоне сравним по порядку величины с потоком от холодного компонента. Это подтверждается нашими наблюдениями в области линий HeI 6678, BaII 6142 и LiI 6707Å. Эти участки спектра приведены на рис. 3.3. В каждом из этих спектральных диапазонов многочисленные линии холодного компонента уверенно отождествляются, особенно при сравнении со спектром стандартной звезды.

Относительно большой ряд наблюдений (19 спектров), полученный в области линии HeI 6678 Å, позволил нам не только изучить поведение самой линии гелия, но и зарегистрировать смещение линий холодного компонента с

амплитудой ~ 170 км/с. На рис. 3.3 приведены два спектра KX And в этой области, полученные в моменты наибольшего смещения линий холодного компонента в синюю и красную область спектра. Заметим также, что смещение этих линий является периодическим и находится приблизительно в противофазе со смещением линии гелия, которая образуется в полости Роша горячего компонента, но не в его атмосфере.

Все перечисленные факты бесспорно подтверждают присутствие линий вторичного компонента, который является холодной звездой спектрального класса, близкого к K0. Далее, используя все имеющиеся у нас наблюдательные данные, мы определили как орбитальные, так и физические параметры вторичного компонента KX And.

Элементы орбиты холодного компонента. Для построения орбитальной кривой холодного компонента системы нами была выбрана область линии HeI 6678 Å. Ряд наблюдений, полученных в этом спектральном диапазоне, достаточно равномерно перекрывает фазы орбитального периода и охватывает несколько циклов. Для определения элементов орбиты были выбраны наиболее сильные детали с длинами волн 6663.44 Å и 6677.99 Å, которые в спектре стандартной звезды отождествляются как линии нейтрального железа. Согласно каталогу Kurucz и Peuytermann (1975), обе эти линии блендируются с синей стороны менее сильными линиями FeI 6663.22 Å и 6677.82 Å. По нашим оценкам различие в эквивалентных ширинах основных и блендирующих линий должно быть не меньше, чем в два раза. Это позволяет заключить, что систематическая ошибка определения лучевой скорости по выбранным спектральным деталям холодного компонента не превосходит 2 – 3 км/с и влияет только на величину скорости центра масс системы. Следует заметить, что линия 6677.99 Å достаточно часто накладывается на профиль линии поглощения горячего компонента системы HeI 6678 Å, что значительно снижает

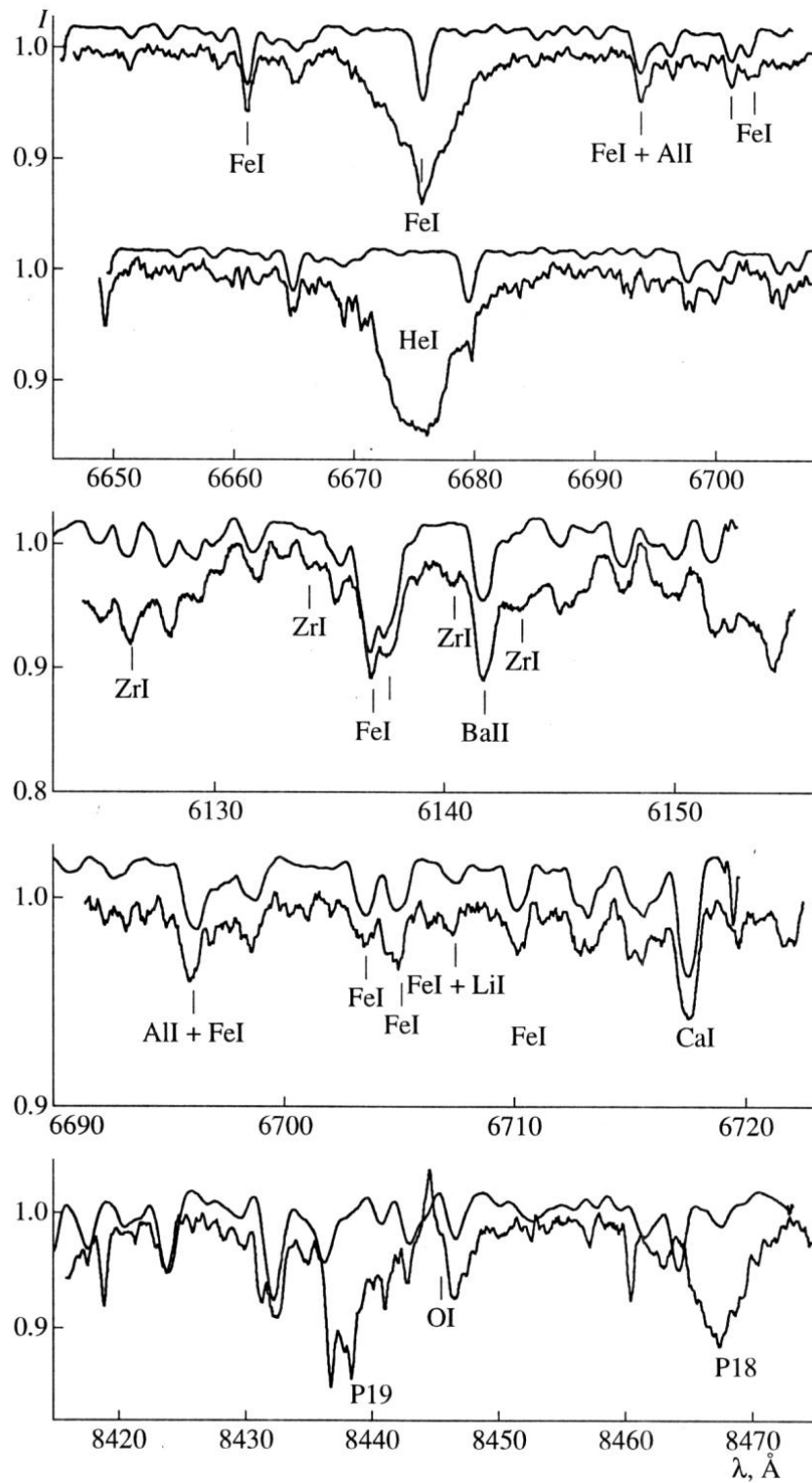


Рис. 3.3. Примеры спектров КХ And с линиями вторичного компонента в различных спектральных областях. Верхний спектр на каждом рисунке принадлежит стандартной звезде γ Сер. Наиболее интенсивные идентифицированные линии отмечены черточками.

точность измерений ее положения. Вследствие этого, основная часть измерений лучевой скорости холодного компонента была выполнена по линии 6663.44\AA . Результаты определения лучевых скоростей компонента системы представлены в табл. 3.1. Среднеквадратичная ошибка одного измерения не превосходит 3 км/с.

Определение параметров орбиты вторичного компонента по кривой переменности лучевой скорости проводилось по программе FOTEL (Hadrava, 1993). Мы дополнили наш ряд наблюдений данными из работы Floquet et al. (1995). Величина периода оставалась фиксированной и бралась из работы Stefl et al. (1990), поскольку полученное нами значение периода было близко к выбранному значению, но имело большую ошибку определения, вызванную значительно более коротким интервалом наблюдений. Свободными остались параметры начальной эпохи T_0 , γ -скорости, эксцентриситета e и полуамплитуды изменения лучевой скорости K_2 . Найденное решение элементов орбиты вторичного компонента приведено в табл. 3.2, а на рис. 3.4 представлена кривая переменности лучевой скорости в зависимости от фазы орбитального периода. Из рисунка видно, что данные Floquet et al. (1995) хорошо согласуются с нашими. Следует также отметить, что полученные величины γ – скоростей по нашим данным близки к скорости линии межзвездного CaII,

Таблица 3.2. Элементы орбиты холодного компонента KX And

P , сут	38.919 (фиксирован)
T_0 , сут	2423220.25 ± 0.09
γ , км/с	-13.9 ± 0.9 (Floquet et al., 1995) -7.8 ± 0.9 (настоящая работа)
e	0.0 ± 0.03
K_2 , км/с	86.2 ± 0.8
$f(M)$	2.59
$a_2 \sin i$, R_\odot	66.3

равной согласно Merrill (1949) – 10.2 км/с. Все дальнейшие вычисления орбитальных фаз мы производили, используя новую эфемериду. Ее значение:

$$T_{\max RV1} = \text{JDh}2423220.250 + 38.919^d E. \quad (3.1)$$

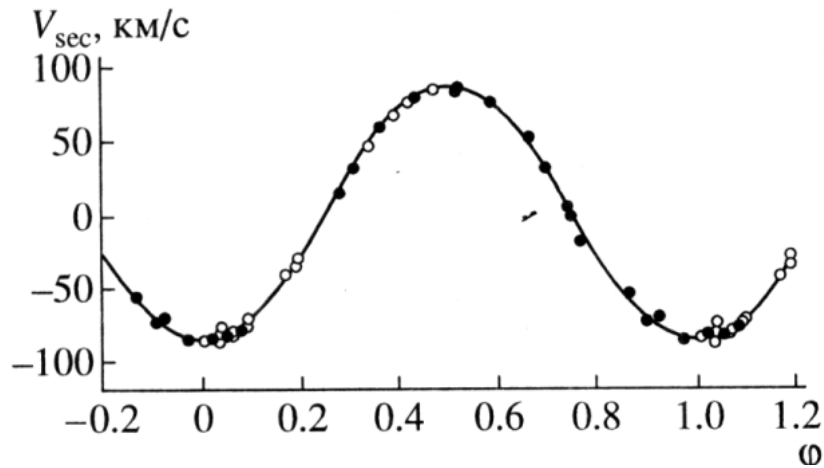


Рис. 3.4. Кривая переменности лучевых скоростей, построенная по линиям вторичного компонента и свернутая с орбитальным периодом. Темные кружки – наблюдения, полученные в данной работе; светлые кружки – измерения, взятые из Floquet et al. (1995). Теоретическая кривая построена по данным табл. 3.2. Скорости центра масс системы вычтены.

Анализ полученного решения приводит к важному выводу: орбита вторичного компонента KX And является круговой. И это не удивительно. Stefl et al. (1990) подчеркивали, что большой эксцентриситет, полученный по линиям горячего компонента, вероятно ложный и, скорее всего, обусловлен газовыми потоками присутствующими в системе. Полученное нами решение орбиты системы подтверждает это предположение. Весьма вероятно, что более холодный компонент является и менее массивным. Действительно, все линии, образующиеся в области горячего компонента, имеют существенно меньшую амплитуду переменности лучевых скоростей.

Физические параметры холодного компонента. Используя спектры в области линий BaII 4142 Å и LiI 6704 Å, мы попытались получить некоторые сведения о физических параметрах вторичного компонента. Наиболее легко удалось определить параметр $V \sin i$ – проекцию скорости осевого вращения звезды на луч зрения. Сначала спектр стандартной звезды γ Cep, полученный с тем же спектральным разрешением, был свернут с профилем вращения. Затем спектр масштабировался по интенсивности и сравнивался со спектром KX And. Добиваясь наилучшего согласия в наблюдаемом диапазоне длин волн, мы получили значение параметра $V \sin i = 25 \pm 5$ км/с.

Для определения спектрального класса холодного компонента необходимо оценить параметры его атмосферы – эффективную температуру T_{eff} и ускорение силы тяжести на его поверхности $\lg g$. Наблюдаемые спектральные детали вторичного компонента в области λ 6707 Å отождествляются в основном с линиями поглощения металлов AlI, FeI, CaI. Все эти линии имеют различные потенциалы возбуждения от 2 до 4 эВ, что позволяет нам оценить значение T_{eff} по отношению интенсивностей отдельных спектральных деталей. Подчеркнем, что эти относительные интенсивности линий не зависят от величины отношения потоков компонентов системы KX And. На основе моделей атмосфер Bell et al. (1976) были рассчитаны синтетические спектры в диапазоне длин волн 6700 – 6720 Å для следующих значений параметров: $T_{eff} = 4000, 5000, 5500$ К и $\lg g = 2.0, 2.5, 3.0$. Список линий был составлен согласно данным Kurucz и Peuytermann (1975), а содержание элементов принималось равным солнечным значениям. При расчете синтетических спектров учитывалось уширение профилей микротурбулентной скоростью (2 км/с), осевым вращением звезды (25 км/с) и инструментальным профилем. Сравнение теоретических относительных интенсивностей линий с наблюдаемыми приводят к оценке эффективной температуры вторичного компонента $T_{eff} = 5000 \pm 400$ К, что приблизительно соответствует спектральному классу нормальных звезд G8. Что касается величины ускорения, то его значение можно оценить гораздо менее уверенно. Можно только утверждать, что величина и $\lg g$ не

превосходит значения 2.0 ± 0.5 , это, по-видимому, соответствует второму классу светимости нормальных звезд. Заметим, что данная оценка спектрального класса холодного компонента KX And практически совпадает с оценками, приведенными Floquet et al. (1986, 1995).

Оценив значения параметров T_{eff} и lgg вторичного компонента, можно попытаться определить содержание некоторых элементов в его атмосфере. Наиболее интересными были бы оценки содержания лития (по линии LiI 6708 Å) и элементов s-процесса (по линиям BaII 6142 и ZrI 6140, 6143 Å). К сожалению, определить абсолютные значения содержаний невозможно, поскольку неизвестна величина вклада в полный поток от горячего компонента и газовой оболочки. Тем не менее, можно оценить содержание интересующих нас элементов относительно содержания железа. С этой целью были рассчитаны синтетические спектры для разных содержаний Li, Ba и Zr в указанном выше диапазоне эффективных температур и ускорений силы тяжести. Сравнение теоретических и наблюдаемых спектров привело к следующим выводам: 1) содержание лития по отношению к содержанию железа в спектре холодного компонента на порядок величины меньше солнечного значения, что типично для нормальных гигантов, испытавших перемешивание вещества в атмосфере; 2) содержания тяжелых элементов Ba и Zr превосходит более чем на порядок величины содержания этих элементов относительно железа в атмосфере Солнца. Следует подчеркнуть, что эквивалентная ширина линии BaII существенно зависит от величины lgg , а линий ZrI – от T_{eff} . Несмотря на это, расчеты показывают, что наблюдаемое усиление этих линий невозможно объяснить, не привлекая предположения о значительном избытке их содержания относительно железа (а также и других тяжелых элементов) в атмосфере вторичного компонента. Аналогичный вывод можно сделать и при сравнении его спектра со спектром стандартной звезды, масштабированным по линиям железа (см. рис. 3.3), поскольку различие в их эффективных температурах не превосходит точности оценки T_{eff} вторичного компонента.

Избыток содержания тяжелых элементов в атмосфере вторичного компонента однозначно указывает на его эволюционное состояние. С большой степенью вероятности, вторичный компонент системы KX And является звездой асимптотической ветви гигантов. Как правило, одиночные звезды на этой стадии имеют избытки тяжелых элементов по отношению к солнечным значениям не более 1 dex. Обнаруженный нами большой избыток Ba и Zr может свидетельствовать о более эффективном перемешивании в атмосфере холодного компонента. С другой стороны, из-за значительной потери массы вторичным компонентом, можно наблюдать его внутренние слои, более обогащенные продуктами нуклеосинтеза. На это обстоятельство указывает тот факт, что значение эффективной температуры вторичного компонента, найденное по линиям железа, превышает типичное значение для звезд AGB-ветви более чем на 1000 К. Этим, вероятно, и вызвано отсутствие молекулярных полос в ИК-области по наблюдениям Floquet et al. (1995).

Основные выводы. Таким образом, на основе новых спектральных наблюдений взаимодействующей двойной системы KX And были получены следующие результаты:

1. Надежно обнаружено присутствие в спектре излучения системы линий вторичного, менее массивного компонента. Установлено, что звезда является холодным гигантом спектрального класса G8II. На основе расчета синтетических спектров оценены параметры: $T_{eff} = 5000 \pm 400$ К, $\lg g = 2.0 \pm 0.5$ и $V \sin i = 25 \pm 5$ км/с. Из анализа относительных интенсивностей спектральных линий, принадлежащих вторичному компоненту, сделан вывод о значительном избытке (более 1 dex) содержания тяжелых элементов относительно железа по сравнению с солнечными значениями. Это позволяет предположить, что вторичный компонент является звездой асимптотической ветви гигантов.

2. Показано, что орбита вторичного компонента круговая, с амплитудой переменности лучевых скоростей 86.2 ± 0.8 км/с и γ -скоростью -10 ± 2 км/с. Наблюдаемый ранее по линиям горячего компонента эксцентриситет

орбиты вызван неоднородностью оболочки около первичного компонента и не является истинным.

3.3. V367 Cyg

Затменная двойная V367 Cyg (HD 198287-8, BD 38°4235) – яркая система ($V = 7.0^m$) с полной амплитудой переменности блеска около 0.7^m и орбитальным периодом 18.6 дня. Она относится к немногочисленной группе звезд типа W Ser и находится на фазе быстрого обмена масс. Присутствие плотной оболочки и газовых потоков значительно затрудняют ее исследование, но вместе с тем указывает на то, что система находится в кратковременной фазе быстрого обмена веществом и ее эволюционный статус требует детального изучения. Поэтому не удивительно, что, несмотря на многочисленные спектральные и фотометрические наблюдения, выполненные многими авторами на протяжении полувека, все еще не установлены уверенно ни массы компонентов, ни структура газовых потоков в системе.

Остановимся кратко на основных наблюдательных фактах. Christie (1933) впервые на основе обширного спектрального материала, полученного в течение десяти лет, описал переменность спектра звезды. Им изучалось поведение многочисленных узких оболочечных (shell) линий металлов и эмиссии в линии H_{β} . Помимо небольшой по амплитуде переменности лучевых скоростей оболочечных линий с периодом 18.6 дня, автор заподозрил долгосрочную переменность их лучевых скоростей с характерным временем около 12 лет. Присутствие единственной выявленной по настоящее время фотосферной линии $MgII\ 4481\ \text{\AA}$ в спектре звезды впервые обнаружено Sanford (1950) и Abt (1954). По этой линии была построена кривая орбитальной переменности лучевых скоростей видимого компонента с периодом 18.6 дня и амплитудой 93 км/с (Heiser, 1961). Последующее детальное изучение спектра звезды было предпринято Auldin et al. (1978). Авторами помимо уточнения орбитальных элементов, было показано, что в оболочке присутствуют

области с различными физическими условиями, что приводит к заметному различию кривых лучевых скоростей оболочечных линий с различными потенциалами возбуждения. Спектр звезды в ультрафиолетовой области излучения богат эмиссионными линиями (Hack et al., 1984). На основании этого Plavec (1980) отнес звезду к переменным типа W Ser. Попытки обнаружения линий вторичного компонента в видимой области спектра потерпели неудачу (Глазунова и Менченкова, 1986; Schneider et al., 1993), поэтому, вопрос о массах звезд, а следовательно и эволюционном статусе системы, остается открытым.

V367 Cyg – известная затменная двойная, фотометрическая кривая которой, характеризуется отсутствием участков постоянного блеска, как это типично для контактных систем. Форма и глубина минимумов меняется от сезона к сезону (Akan, 1987). Фотометрический период совпадает со спектральным и равен 18.59773^d . Возможно, что присутствует долговременные смещения моментов затмения, описываемые небольшим квадратичным членом в эфемериде (Kreiner и Ziolkowski, 1978).

Ранее, как один из авторов, диссертант исследовал результаты поляриметрических *UBVRI* наблюдений V367 Cyg, из анализа которых был определен угол наклона орбиты системы $i = 82.1^\circ \pm 2.5^\circ$ (Бердюгин и Тарасов, 1997). Нами было также показано, что наблюдаемая переменная линейная поляризация излучения звезды возникает в результате рассеяния света в газовой струе, вытекающей через внутреннюю точку Лагранжа в направлении линии, соединяющей центры компонентов системы. Дополнительно, было сделано заключение о том, что общая оболочка вокруг двойной системы должна иметь форму, близкую к сферической.

В данной части диссертационной работы усилия будут сосредоточены на решении следующих задач: 1) поиск в спектре системы линий, образующихся в полости Роша вторичного компонента; 2) определение возможных параметров орбиты и 3) анализ пространственного распределения газа по спектральным деталям, образующимся в оболочке вокруг компонентов.

Наблюдения. Все спектральные наблюдения V367 Cyg выполнены в фокусе кудэ 2.6-м телескопа Крымской астрофизической обсерватории РАН. В качестве приемника излучения использовалась ПЗС-матрица CCD-2000 фирмы Astromed (Англия) размером 1024×256 элементов. Наблюдения проводились в области линий HeI 6678 Å, MgII 4481 Å, SiII 6347 Å и H α . Спектры были получены с линейной дисперсией 3 Å/мм и спектральным разрешением ~ 30000 . При продолжительности экспозиции 30 – 40 мин, отношение сигнал/шум каждой из спектрограмм всегда было лучше 150. Всего за период исследования системы было получено 15 спектрограмм в области линии HeI 6678 Å, по 6 – в областях MgII 4481 Å и SiII 6347 Å и 4 – в линии H α . Последующая редукция спектров и определение лучевых скоростей производилось по стандартной методике, описанной ранее в Главе 1. Результаты определения лучевых скоростей отдельных линий и параметров профиля линии H α представлены в таблицах 3.3 – 3.6.

Описание спектра: Так как звезда показывает композиционный спектр, включающий в себя фотосферную и оболочечные абсорбционные и эмиссионные линии, были выбраны четыре спектральные области, наблюдения в которых позволяют достаточно полно отразить многообразие свойств этой системы. Остановимся на детальном описании поведения линий в областях, центрированных на линии HeI 6678 Å, MgII 4481 Å, SiII 6347 Å и H α .

Линия HeI 6678 Å. После получения первого спектра звезды в области линии HeI 6678 Å была обнаружена широкая эмиссионная компонента небольшой интенсивности, сильно блендированная узкими оболочечными линиями. Предыдущие наблюдатели из-за существенно более низкой точности фотографических спектров эту эмиссионную деталь не могли заметить, и к тому же, изучение спектра в синей области не выявило присутствие каких-либо линий HeI (Heiser, 1961).

Таблица 3.3. Лучевые скорости эмиссионного компонента линии HeI 6678 Å

JDh -2400000	V_r , км/с	σ , км/с
49879.4463	18	3
49901.4430	181	2
49905.2713	-7	3
49937.3370	-168	3
49938.4828	-147	2
49939.3390	-177	3
49945.4598	184	2
49946.4855	188	5
49949.4098	80	3
49999.2122	18	3
50015.2080	-117	2
50051.1600	-158	2
50069.1829	-169	2
50108.1957	-203	5

Таблица 3.4. Лучевые скорости линии MgII 4481 Å

JDh -2400000	V_r , км/с	σ , км/с
49901.5246	77.3	0.6
49944.4737	3.8	0.6
49999.2555	30.7	0.4
50015.2760	74.7	1.0
50059.2049	-66.5	2.5
50069.2058	81.5	0.7

Таблица 3.5. Лучевые скорости ядра линии SiII 6347 Å

JDh -2400000	V_r , км/с	σ , км/с
49897.4668	8.4	0.5
49901.4652	6.8	0.4
49937.4585	11.2	0.5
49938.5613	12.1	0.5
49944.4390	5.3	0.4
49945.4924	0.5	0.3

Появление эмиссии в линии HeI 6678 Å характерно для Be звезд ранних спектральных типов (O9 – B3) как одиночных, так и входящих в состав массивных двойных систем. Кроме того, широкая эмиссия в этой линии образуется в аккреционных дисках около белых карликов – компонентов двойных систем. Поскольку видимый компонент системы V367 Cyg, по общепринятым представлениям, является сверхгигантом спектрального класса A5, то для образования эмиссии в линии HeI в его окрестностях требуются весьма специфические условия. Поэтому естественно было бы предположить, что эта эмиссия возникает вблизи невидимого и более горячего компонента. В связи с этим, главной задачей стало изучение поведения линии HeI 6678 Å с фазой орбитального периода, с целью определения характера переменности и возможной области ее формирования.

На рис. 3.5 представлены все полученные спектры в области линии HeI по фазам орбитального периода. Из рисунка видно, что, несмотря на значительное блендирование линиями оболочки, формирующимися в относительно холодных областях с незначительной переменностью лучевой скорости, во всех спектрах, за исключением последнего, присутствует эмиссия в линии гелия. Хорошо видна ее переменность в течение орбитального периода, проявляющаяся в сдвиге эмиссионного компонента вдоль спектра. Амплитуда этой переменности составляет более 300 км/с и, кроме того, она находится в противофазе с орбитальной переменностью лучевых скоростей линии MgII 4481 Å, образующейся в атмосфере первичного компонента. Значительное

блендирование не позволяет достаточно уверенно проследить переменность эмиссионного профиля. Интенсивность линии также переменна и связана с фазой орбитального периода.

Интересно так же исследовать поведение эмиссионного компонента линии HeI с фазой орбитального периода. При этом наиболее важной характеристикой является лучевая скорость. Для того, чтобы отделить эмиссионный компонент от узких оболочечных линий, последние аппроксимировались профилем Гаусса и вычитались. Так как эти линии не во всех фазах орбитального периода являются симметричными, результаты этой

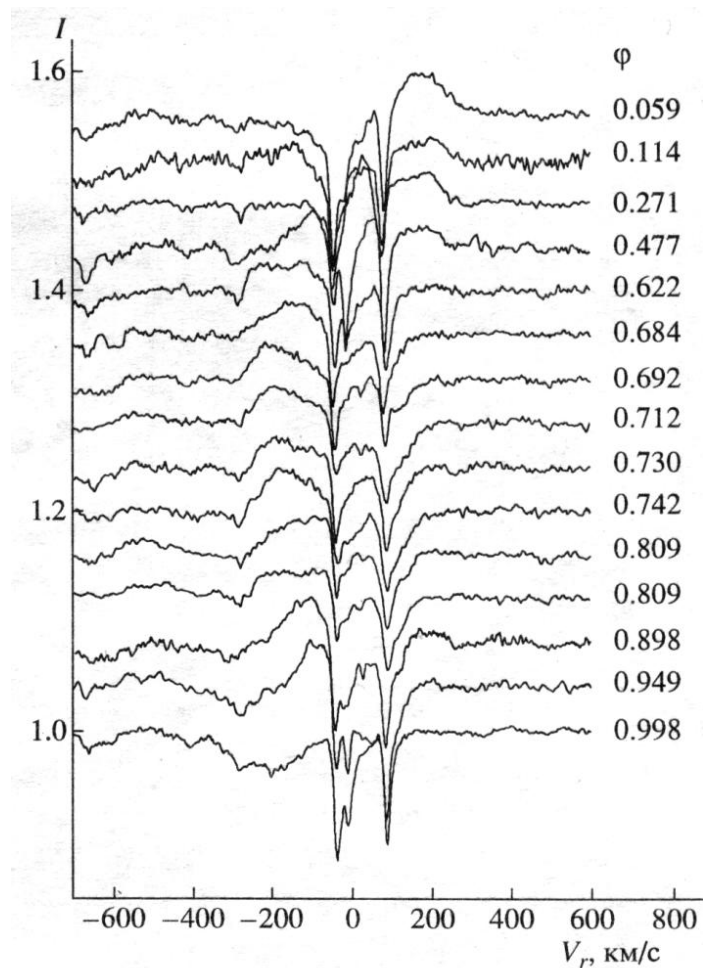


Рис. 3.5. Спектры V367 Cyg в области линии HeI 6678 Å.

процедуры не всегда давали хорошие результаты. Тем не менее, большую часть линий удалось удовлетворительно вычистить. Далее, по синему и красному крылу эмиссионного компонента проводилась аппроксимирующая гаусс-

сиана, положение центра масс которой и принималась за искомое значение лучевой скорости эмиссионного компонента. Результаты этих измерений представлены в табл. 3.3 вместе с их ошибками.

Линия MgII 4481 Å. Данная линия, как показано Heiser (1961), является единственной, чья принадлежность фотосфере видимого компонента достаточно уверенно установлена. Данная линия изучалась многими авторами и показывает значительную (до 200 км/с) переменность лучевых скоростей. Эта линия, как показано Schneider et al. (1993), на некоторых фазах блендируется с линиями оболочки, что заметно деформирует ее – так что эти бленды можно принять за линии вторичного компонента. Вероятно по этой причине Audin et al. (1978) получили заметное расхождение ее лучевых скоростей с теоретической орбитальной кривой на фазах 0.7 – 1.0.

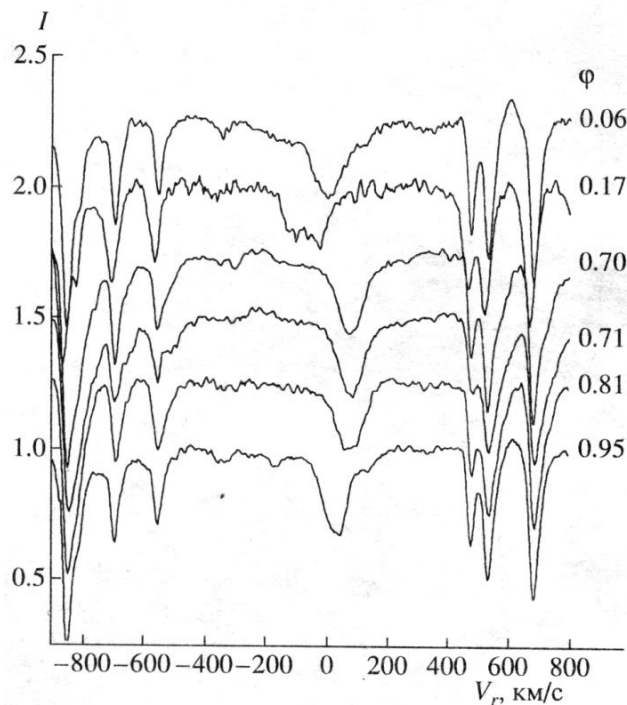


Рис. 3.6. Спектры V367 Cyg в области линии MgII 4481 Å.

Для того чтобы удостовериться в согласии переменности лучевых скоростей с орбитальной кривой, было получено шесть спектров звезды в этой области. Они представлены на рис. 3.6. Как видно из рисунка, профиль линии имеет незначительное блендирование линиями оболочки и совпадает с профилями соизмеримого качества, полученными Schneider et al. (1993). Дальнейшее ис-

следование линии MgII 4471 Å заключалось в измерении ее лучевых скоростей (результаты представлены в табл. 3.4) и анализе ее орбитальной переменности.

Линия SiII 6347 Å. Данная линия является резонансным дублетом и наблюдается как интенсивная оболочечная линия, которая, с одной стороны, имеет много общего с другими менее интенсивными линиями оболочки, а с другой – обладает собственным характером переменности. По этой причине она полезна при изучении газовых потоков в двойных системах, подобных изучаемой.

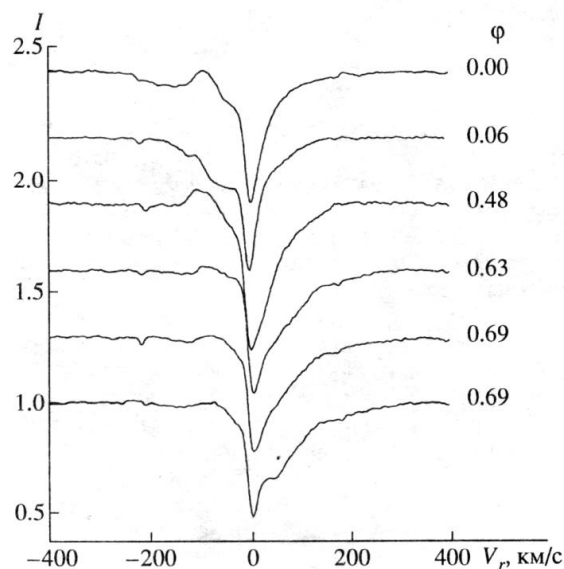


Рис. 3.7. Спектры V367 Cyg в области линии SiII 6347 Å.

В спектральной области вокруг этой линии было получено шесть спектров. Все они представлены на рис. 3.7. Как видно из рисунка, линия в течение орбитального периода показывает ярко выраженную переменность. Не имея полного перекрытия по фазе орбитального периода, тем не менее, можно качественно описать характер ее переменности. Глубина линии в среднем составляет 50% от уровня непрерывного спектра и определяется узким оболочечным компонентом, не имеющим заметной переменности лучевой скорости в течение орбитального периода. Измеренные значения скорости этого компонента V_r приведены в табл. 3.5. Из нее видно, что в период наших на-

блюдений средняя скорость ядра линии составляла около 8 км/с, это лежит в пределах амплитуды долговременной переменности лучевых скоростей абсорбционных оболочечных линий: -20 – 12 км/с (Christie, 1933; Heiser, 1961; Auldin et al., 1978). Помимо данного стабильного компонента, наблюдается подвижный абсорбционный компонент и, вероятно, физически связанный с ним небольшой, в несколько процентов интенсивности, эмиссионный компонент. Данная структура в профиле линии имеет значительную переменность лучевых скоростей в течение орбитального периода.

Появление смещенных в синюю часть спектра абсорбционных компонентов отмечалось ранее Heiser (1961) и у других сильных оболочечных линий, таких как SiII 4128 Å, 6371 Å, FeII 4233 Å, 4515 Å, 4508 Å и TiII 4501 Å на фазе 0.18 со скоростью -110 км/с в 1959 г. Их интенсивности и фаза наибольшего развития меняется от сезона к сезону, что является дополнительным указанием на то, что компоненты линии формируются в газовых облаках, а не в атмосфере звезды.

Таким образом, поведение подвижного компонента линии SiII 6347 Å указывает на то, что он формируется в струе, которая вытекает из полости Роша первичного компонента и попадает в диск, окружающий вторичный, невидимый компонент. Практически полное постоянство, или весьма незначительная орбитальная переменность основного абсорбционного компонента указывает на то, что место его формирования следует отнести к общей оболочке, окружающей систему.

Линия Na. Было получено четыре профиля линии Na для V367 Cyg. Они представлены на рис. 3.8. Из рисунка видно, что линия имеет выраженную двухкомпонентную структуру с достигающими 6 – 7 единиц континуума эмиссионными компонентами и узким абсорбционным компонентом, достигающим практически до уровня непрерывного спектра. Исходя из имеющегося спектрального материала, можно сделать заключение, что линия не имеет существенной переменности в течение орбитального периода. Абсорбционный компонент слегка смещен в синюю часть профиля относительно центра

масс, что указывает на истечение вещества из системы со скоростью 10 – 15 км/с. Обращает на себя внимание также значительная ширина крыльев линии – до 300 км/с. Таким образом, отсутствие заметной переменности профиля линии H α , а также большая протяженность крыльев говорит о том, что линия формируется в протяженной газовой оболочке, окружающей систему V367 Cyg.

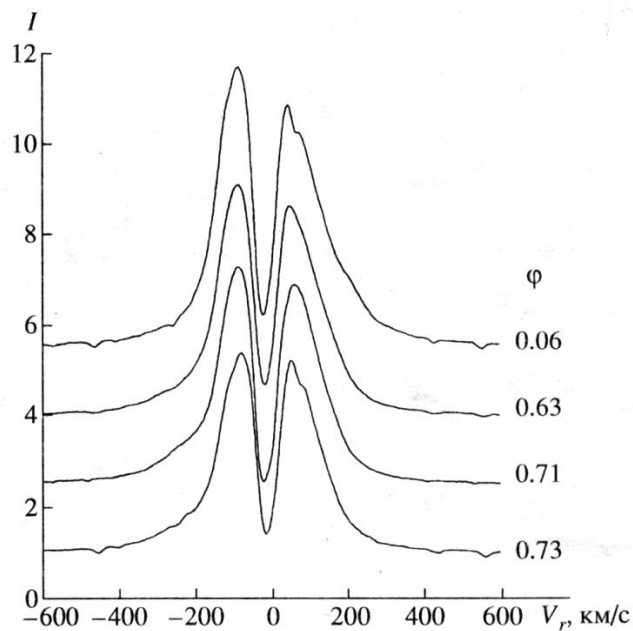


Рис. 3.8. Спектры V367 Cyg в области линии H α .

Элементы орбиты системы. Как было показано, лучевая скорость эмиссионной детали линии HeI 6678 Å переменна в противофазе с фотосферной линией MgII 4481 Å. Поэтому, весьма вероятно, что она формируется в полости Роша вторичного, невидимого компонента. Совместное решение обеих кривых переменности лучевых скоростей может дать оценку масс звезд. Проанализируем вначале более детально переменность лучевых скоростей видимого компонента.

Для этого были собраны все имеющиеся в литературе изменения лучевой скорости линии MgII 4481 Å (табл. 3.6). Некоторые авторы наблюдали звезду в течение нескольких сезонов; в этом случае мы разделили их данные

на несколько групп, исходя из того, чтобы они были, по возможности, получены в более короткие интервалы и в то же время их было достаточно для определения элементов орбиты. При этом всем фотографическим определениям лучевой скорости присваивался вес 1, а ПЗС - данным Schneider et al. (1993) и нашим – вес 5. Параметры орбиты рассчитывались по программе FOTEL (Hadrava, 1993). Свободными параметрами были: величина орбитального периода P_{orb} , значение нулевой эпохи T_0 , эксцентриситет орбиты e , долгота периастра ω , полуамплитуда изменения лучевой скорости K_1 и скорость центра масс системы γ для каждой эпохи наблюдений. Значения последней представлены в табл. 3.6. Результаты уточненного решения орбиты первичного компонента представлены в табл.3.7. Из нее видно, что новое значение орбитального периода совпадает, в пределах ошибки, с периодом, найденным по фотометрическим наблюдениям Kreiner и Ziolkowski (1978). Возможно, что орбита первичного компонента имеет небольшой эксцентриситет, но, как

Таблица 3.6. Скорости центра масс системы V367 Cyg для различных эпох наблюдений.

JD -2400000	γ – скорость	Ссылка
32310-32865	4.6 ± 2.4	Heyser, 1961
34272-34339	-6.8 ± 2.6	Heyser, 1961
36450-36802	-4.5 ± 2.7	Heyser, 1961
41829-42496	5.0 ± 4.8	Audin et al., 1978
43374-43392	8.9 ± 4.5	Глазунова и Менченкова, 1989
44829-45192	2.1 ± 3.1	Hack et al., 1984
45537-47082	-3.4 ± 3.3	Hack et al., 1984
47460-47466	-10.0 ± 3.0	Plavec, 1980
49897-50069	6.4 ± 3.0	Наст. Работа

будет показано ниже, он, вероятнее всего, ложный и вызван процессами обмена массой в двойной системе.

Таблица 3.7. Орбитальные элементы системы V367 Cyg.

Параметр орбиты	Первичный компонент	Вторичный компонент
P , сутки	18.5977 ± 0.0002	-
T (перв. минимум), JDh	2444179.09 ± 0.05	-
E	0.06 ± 0.02	0.22 ± 0.06
ω , град.	143 ± 22	262 ± 20
γ , км/с	см. Табл. 3.6	6 ± 9
K , км/с	85 ± 2	177 ± 24
a , R_{\odot}	31.3	63
M , M_{\odot}	21.4	10.7
i , град.	82.1 ± 2.5	-

Обращает на себя внимание переменность лучевой скорости центра масс системы V367 Cyg. Как видно из табл. 3.6, ее значения для многих эпох наблюдений значительно выходят за пределы допустимых ошибок и не являются систематическими ошибками измерений. Из рис. 3.9 следует, что величина скорости центра масс показывает переменность в виде двойной волны с наиболее вероятным характерным временем вариаций ~ 30 лет и полной амплитудой до 18 км/с. Недостаточное количество определений лучевой скорости V367 Cyg до 60-х годов не позволяет более определенно зафиксировать величину периода и амплитуду этой переменности. Неоконченная до настоящего времени дискуссия о том, имеет ли система V367 Cyg яркий близкий спутник на расстоянии $0.1''$ (Heiser, 1961; Бердюгин и Тарасов, 1997) заставляет обратить более пристальное внимание на переменность лучевой скорости центра масс. Однако найденное в данной работе характерное время переменности на порядок меньше орбитального периода третьего компонента, видимого визуально некоторыми авторами (Heiser 1961).

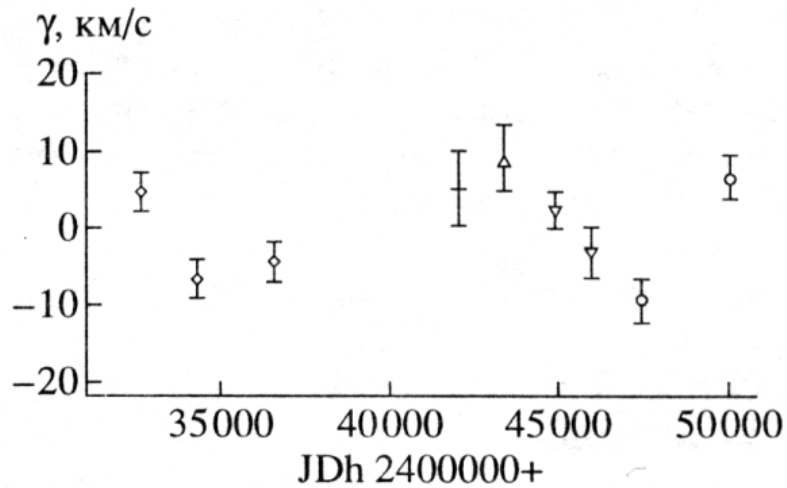


Рис. 3.9. Долговременная переменность центра масс системы. Значения лучевых скоростей линии MgII 4481 Å взяты из табл. 3.6. Различными символами отмечены соответствующие значения, полученные из различных литературных источников.

После изучения вариаций лучевой скорости центра масс системы и уточнения параметров орбиты первичного компонента можно попытаться оценить параметры орбиты вторичного компонента по переменности лучевых скоростей эмиссионной линии HeI 6678 Å. Так как данная линия является эмиссионной, имеет малую интенсивность, ее профиль плохо выражен, а место ее формирования в полости Роша вторичного компонента системы неизвестно, то полученные оценки параметров орбиты можно считать весьма приблизительными. На этом этапе значения величины орбитального периода и K_1 фиксировались, а параметры e_2 , ω_2 и K_2 находились из решения кривой лучевых скоростей. Полученное решение орбиты вторичного компонента представлено в табл. 3.7, а на рис. 3.10 приводятся все наблюдательные данные и вычисленные орбитальные кривые. Как видно из рисунка, все оценки лучевой скорости, полученные для линии MgII 4481 Å, удовлетворительно совпадают между собой, и с теоретической кривой. Лучевые скорости линии HeI 6678 Å действительно переменны в противофазе с линией первичного компонента и, несомненно, область их формирований находится в полости

Роша вторичного компонента. Однако так как скорости измерялись по эмиссионной составляющей линии, их значения отягощены систематическими ошибками, вызванными тем, что газовые потоки в системе и сама оболочка имеют ассиметричную форму. Это вызывает появление ложного эксцентриситета орбиты вторичного компонента. Другой особенностью кривой переменности лучевой скорости эмиссии в линии HeI 6678 Å является несколько отличающееся значение T_0 , смещенное примерно на 0.08 орбитального периода, что отражено на рис.3.10.

На появление ложного эксцентриситета не раз обращалось внимание наблюдателей. Harmanec (1986), анализируя значения долготы периастра компонентов взаимодействующих двойных с эксцентриситетом орбиты, показал, что у звезд, принимающих массу, они сконцентрированы в узком диапазоне углов $180^\circ - 240^\circ$, и это предпочтительное расположение – следствие процесса обмена веществом. В случае V367 Cyg, формально вычисленное значение долготы периастра орбиты вторичного компонента составляет 260° , что является косвенным указанием на то, что диск вокруг вторичного компонента вызван аккрецией вещества с первичного компонента.

Таким образом, если основываться на найденном нами решении орбиты и величине угла наклона i , то V367 Cyg является массивной двойной системой с массами компонентов около $22 M_\odot$ и $11 M_\odot$. Эти значения находятся в значительном противоречии с $M_1 = 2.2 M_\odot$ и $M_2 = 4.4 M_\odot$, найденными ранее из моделирования кривых блеска. К сожалению, полученные по спектральным наблюдениям оценки массы компонентов системы в значительной степени основываются на данных лучевых скоростей эмиссионной линии HeI 6678 Å, место происхождения которой, малая интенсивность и переменность формы профиля остается мало изученной.

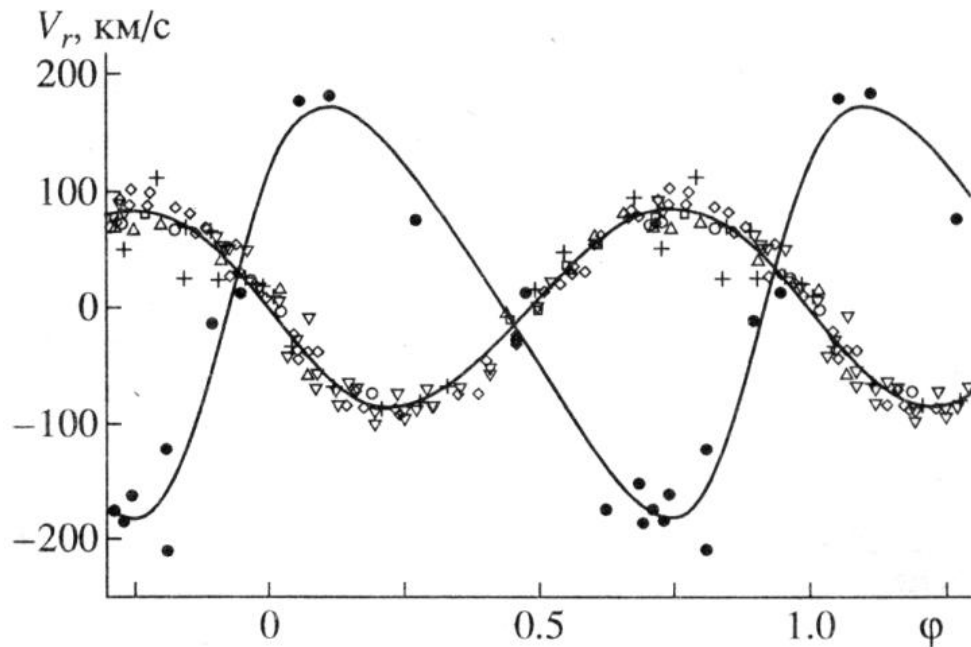


Рис. 3.10. Переменность лучевых скоростей компонентов системы V367 Cyg. Теоретические кривые нанесены в соответствии с решением, приведенным в табл. 3.7. Скорости центра масс системы смещены к нулевой скорости. Обозначения те же, что и на рис. 3.9.

Обсуждение результатов. Отличительная особенность V367 Cyg заключается в том, что во всем спектре звезды, до настоящего времени, найдена только одна фотосферная линия MgII 4481 Å, принадлежащая первичному компоненту, и эмиссионная линия HeI 6678 Å, формирующаяся в полости Роша вторичного компонента. Если предположить, что найденные параметры орбиты, в определенной степени, соответствуют реальной ситуации, наблюдающейся у этой пекулярной двойной системы, то в этом случае, более массивный ($M_1 \approx 22 M_\odot$) первичный компонент является сверхгигантом A5 (Aydin et al., 1978) с температурой $T_1 = 8000$ К (Hack et al., 1984) и, в случае его заполнения полости Роша, радиусом $R_1 = 42 R_\odot$. Если исходить из полученных оценок масс и радиусов, то для него величина $\lg g = 2.5$. Вторичный компонент является менее массивным ($M_2 \approx 11 M_\odot$), что отличает эту систему от других звезд типа W Ser. Если бы этот компонент был звездой главной по-

следовательности, то его спектральный класс соответствовал бы В1 – В2. В соответствии с оптической кривой блеска, он окружен оптически плотным диском размером с его полость Роша, т.е. радиусом $\sim 32 R_{\odot}$. На основе распределения энергии в ультрафиолетовой области спектра температура этого диска составила около 10000 К (Глазунова и Менченкова, 1989). Поскольку диск является оптически толстым и виден с ребра, вторичный компонент полностью скрыт от наблюдателя. Если оценки параметров орбиты для обоих компонентов справедливы, то двойная система V367 Cyg находится на начальной фазе быстрого обмена массой, когда первичный компонент еще не успел потерять большую часть своей массы.

3.4. HD 187399

Двойственность HD 187399 впервые была обнаружена Merrill (1949) по переменности лучевых скоростей спектральных линий. В спектре звезды наблюдаются линии только одного (главного) компонента. Первое детальное исследование этой необычной двойной системы было выполнено Hutchings и Redman (1973). Авторы подробно изучили сложный спектр и кривую переменности блеска звезды и показали, что HD 187399 является взаимодействующей двойной с эксцентричной орбитой, находящейся в стадии активного обмена массой.

Помимо спектральных линий, принадлежащих главному видимому компоненту – звезде спектрального типа В8III, в спектре присутствуют сильные оболочечные абсорбционные и эмиссионные линии. Среди последних заметно выделяется эмиссия в бальмеровской серии водорода. Абсорбционные линии нейтрального гелия имеют профиль, характерный для звезд типа Р Cyg. Обнаружить линии вторичного компонента не удалось. Характер переменности линий оболочки сложный и с трудом поддается качественному, и тем более, количественному анализу. Орбитальный период системы состав-

ляет $P_{orb} = 27.9795^d$, эксцентриситет орбиты $e = 0.388$, значение функции масс $f(m) = 2.64$.

Кривая блеска имеет небольшую амплитуду $\sim 0.1^m$ и сложную форму. Ее качественный анализ показывает, что в системе отсутствуют затмения, и переменность блеска в значительной степени обусловлена экранированием звезд неоднородной газовой оболочкой, окружающей систему.

Из общего анализа наблюдательных данных Hutchings и Redman (1973) сделали вывод, что невидимый вторичный компонент является более массивным. Авторы пришли к заключению, что если бы он был нормальной звездой, то в системе наблюдались бы затмения при $i > 60^\circ$. Поскольку они не наблюдаются, было высказано предположение, что он может быть релятивистским объектом. При этом перенос вещества в системе осуществляется за счет того, что главный компонент системы сбрасывает оболочку в момент прохождения через периастр. Попытка обнаружить в системе источник рентгеновского излучения к успеху не привели (Hutchings и Redman, 1973). Однако этот факт, в принципе, можно было бы объяснить его поглощением в видимом с ребра плотном аккреционном диске вокруг компактного объекта.

Исследование линейной поляризации, выполненное нами, детально описаны в статье Бердюгин и Тарасов (1998). Было показано, что помимо постоянной межзвездной составляющей, присутствует и собственная поляризация, возникающая в системе и переменная с фазой орбитального периода, характерной двойной волной с полной амплитудой P до 2%. Наиболее вероятная причина возникновения переменной составляющей собственной поляризации HD 187399 является рассеяние света в оболочке, окружающей вторичный компонент. Подобный механизм (томпсоновское рассеяние в газовой оболочке) типичен для взаимодействующих двойных с компонентами раннего спектрального типа. Анализ переменности поляризации позволил нам определить угол наклона плоскости орбиты к наблюдателю $i = 46.4^\circ \pm 2.1^\circ$.

Система HD 187399 также исследовалась нами спектрально. Наблюдения проводились в фокусе куде 2.6 м телескопа КрАО в областях, центриро-

ванных на линии $H\alpha$ и $HeI\ 6678\ \text{\AA}$. Всего было получено 3 спектра звезды в области линии $H\alpha$ и 14 – в области линии $HeI\ 6678\ \text{\AA}$. Обработка спектрограмм производилась по той же методике, что и для звезд, описанных в главе 1.

По нашим наблюдениям, линия $H\alpha$ имеет ярко выраженную структуру профиля типа P Cyg, указывающую на истечение вещества из системы со скоростями $\sim 200\ \text{км/с}$ (рис. 3.11). Отсутствие переменности лучевой скорости абсорбционного компонента профиля P Cyg с фазой орбитального периода указывает на область его формирования за пределами полостей Роша компонентов, и говорит о значительной неконсервативности обмена массой в системе.

На рис. 3.11 представлены спектры, полученные в области линии $HeI\ 6678\ \text{\AA}$ и упорядоченные согласно фазам орбитального периода (эфемериды взяты из работы Hutchings и Redman, 1973). Как видно из рисунка, профиль линии имеет комплексную структуру. Помимо переменного с фазой орбитального периода абсорбционного компонента, формирующегося в фотосфере звезды донора, в спектре присутствует относительно стабильный компонент, сдвинутый на $\sim -100\ \text{км/с}$. Эта звезда в данной системе полностью скрыта от наблюдателя оптически толстой оболочкой так, что во всем видимом спектре нами не найдено ни одной линии формирующейся в фотосфере вторичного компонента.

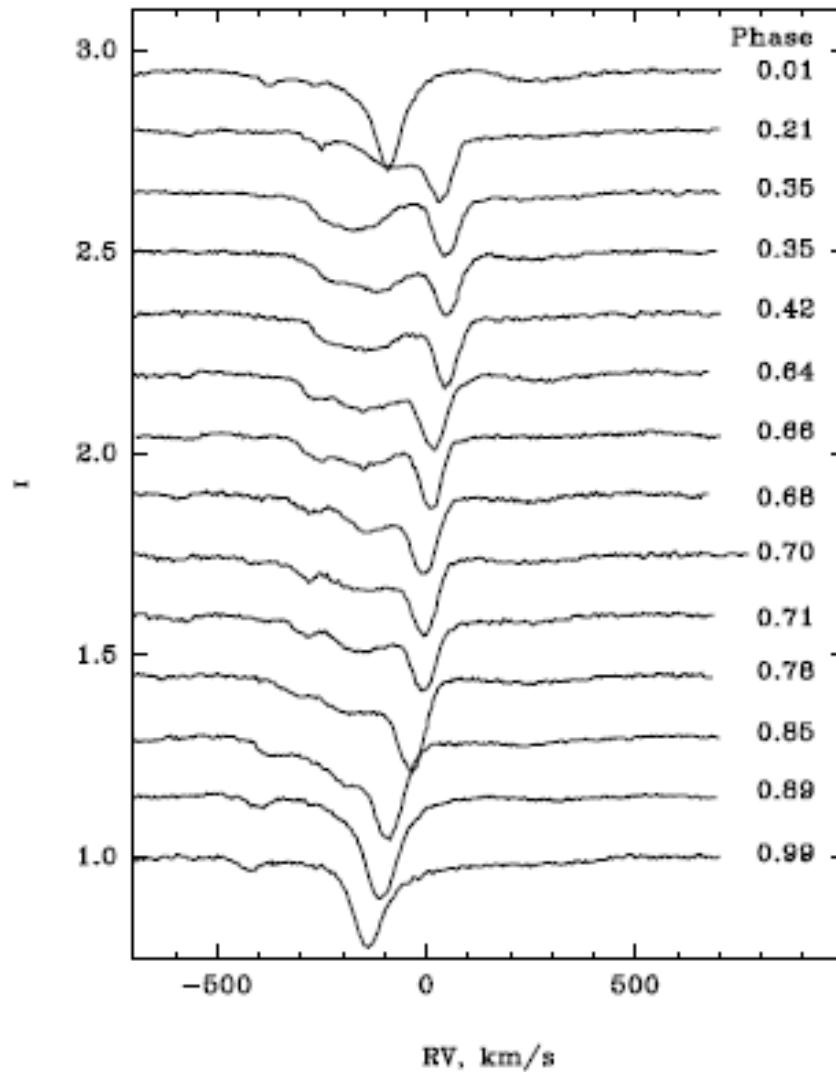


Рис. 3.11. Переменность профиля линии HeI 6678 Å у массивной двойной системы HD 187399 с фазой орбитального периода.

3.5. Спектральная переменность необычно пекулярной двойной системы XX Oph

В начале 20-го столетия впервые было отмечено, что спектр XX Oph отличается развитым эмиссионным спектром, который не позволяет выполнить для него какую либо спектральную классификацию. Так Merrill (1924) классифицировал звезду как “железную” потому, что в 1921 – 1923 гг в ее спектре доминировали многочисленные яркие эмиссионные линии ионизи-

рованного железа. Спектры, полученные в 1925 стали абсорбционными, причем линии поглощения были сильно смещены в синюю область, а ионизированные линии титана стали ярче и многочисленнее, чем линии железа. Позднее Merrill (1951) идентифицировал 577 эмиссионных линий в оптической области спектра, которые в своем большинстве были линиями водорода и ионизированных металлов. Humphreys и Gallagher (1977) обнаружили в ближней инфракрасной области спектра звезды полосы TiO, а de Winter и The (1990) указали на наличие большего инфракрасного избытка. Последние авторы классифицировали XX Orh как двойную систему с компонентами спектрального типа B0e – B1e для первичного компонента и M6III – для вторичного. Возможно, что холодный компонент имеет обогащенную углеродом или кислородом атмосферу, на это указывает, согласно Evans (1994), присутствие ароматических гидрокарбонатов в его атмосфере. Спектроскопия высокого разрешения в оптическом диапазоне, выполненная Goswami et al. (2001), показала значительную долговременную переменность профилей спектральных линий. Авторы предположили, что в данной двойной системе наблюдается значительный обмен массой.

У XX Orh действительно очень необычная фотометрическая переменность. Используя Гарвардскую коллекцию фотографических пластинок, Prager (1940) показал, что на кривой блеска звезды возникают аперiodические минимумы глубиной до 1^m продолжительностью до нескольких лет. В марте 2004 г. в полосе V поток от звезды упал на 1.5^m , достигнув наименьшей величины в промежутке 37 лет (Sobotka, 2004). Исследование XX Orh в оптической, инфракрасной и ультрафиолетовой областях было выполнено Cool et al. (2005). Изучив наблюдения звезды в течение двух лет, авторы подтвердили двойственность объекта, в состав которого, скорее всего, входят Ве звезда в качестве первичного компонента и проэволюционировавший вторичный компонент позднего спектрального класса. Авторы привели ряд аргументов, указывающих на то, что эмиссионные детали в спектре возникают в горячем ветре от Ве звезды, в то время как абсорбционные P Cug компо-

ненты этих же линий возникают в плотной оболочке вокруг всей системы. Cool et al. (2005) также показали, что спектральные характеристики системы изменялись в течение ослабления блеска в 2004 г., более того, структура звездного ветра также изменилась в сравнении с периодом наблюдений, выполненных Merrill (1951).

Спектральные наблюдения в инфракрасной полосе K и интерферометрические наблюдения, выполненные Cool et al. (2005), позволили оценить спектральный тип холодного компонента как M5-7II, расстояние до XX Oph 912 – 1100 пс и радиус холодного компонента $R_* = 185 \pm 40 R_{\odot}$.

Наблюдения. Спектральные наблюдения XX Oph были выполнены в течение четырех лет в 2002 – 2005 гг в фокусе кудэ 2.6 м телескопа. Всего получено 82 спектра звезды. Спектральное разрешение составило 30000, за одну экспозицию получался спектр длиной около 60 \AA и отношением сигнал/шум более 100. Спектры были получены в трех спектральных областях, центрированных на области, где расположены спектральные линии HeI 5876 \AA + DNaI, H α и HeI 6678 \AA . Для каждой из спектральных областей было получено 42, 26 и 14 спектрограмм соответственно. Спектры были обработаны по стандартной методике, детально описанной в главе 1. На заключительном этапе для каждой из спектральных линий были измерены эквивалентные ширины. Вследствие сложной структуры дублета DNaI, вычислялась их общая полная эквивалентная ширина.

В процессе спектральных наблюдений, блеск звезды сильно менялся. Для контроля и сопоставления блеска и спектров использовались результаты мониторинговых наблюдений в фильтре V , полученных на системе небольших автоматических телескопов проекта ASAS – 3 (Pojmanski 1997).

Типичные профили спектральных линий для избранных участков спектра HeI 5876 \AA + DNaI, H α и HeI 6678 \AA для каждого из сезонов наблюдений представлены на рис. 3.12 – 3.14 соответственно. Кривая изменения блеска звезды в фильтре V вместе с измеренными эквивалентными ширинами линий представлены на рис. 3.15. Как видно из последнего рисунка, яркость звезды

медленно уменьшалась на $\sim 0.3^m$ в период 2002 – 2003 гг. После быстрого увеличения на $\sim 0.2^m$ в конце 2003 г., произошло глубокое падение блеска на $\sim 1.5^m$ продолжительностью $\sim 400^d$ и по форме похожее на затмение. Подобное ослабление блеска звезды произошло впервые за 37 лет (Sobotka, 2004), хотя в первой половине XX века подобные затмения наблюдались существенно чаще Prager (1940). К 2005 г. блеск звезда вернулся к уровню 2002 г. Переменность профилей линий тесно связана с переменностью блеска звезды. Линии HeI были полностью абсорбционными на первых, полученных в 2002 г., спектрах (рис. 3.12 и 3.14). Абсорбционные спектры в этот период были явно не фотосферными, так как были значительно (до -300 км/с) сдвинуты в синюю часть спектра и ассиметричными. Такой тип профилей типичен для расширяющихся оптически толстых оболочек, а их формирование в атмосфере горячего компонента системы можно полностью исключить. В конце 2002 г. в красных крыльях этих линий возникли эмиссионные компоненты. Их интенсивность быстро увеличивалась, достигнув максимума в 2004 г, в момент наименьшей яркости звезды. В то же время, интенсивность сдвинутого в синюю область спектра абсорбционного компонента постепенно уменьшалась, и этот компонент исчез в минимуме блеска звезды у обеих линий HeI. После возвращения блеска к первоначальному уровню в 2005 г. профили этих линий вернулись к исходному состоянию 2002 г.

XX Ori имеет яркую эмиссию в линии H α с классическим профилем типа P Cyg. Приведенные на рис. 3.13 профили указывают на сложную переменность на временной шкале недели в течение всего периода наблюдений звезды. Более того, в период уменьшения яркости звезды, эмиссия в линии увеличилась во много раз, так что эквивалентная ширина линии достигла необычно больших значений ~ -600 Å.

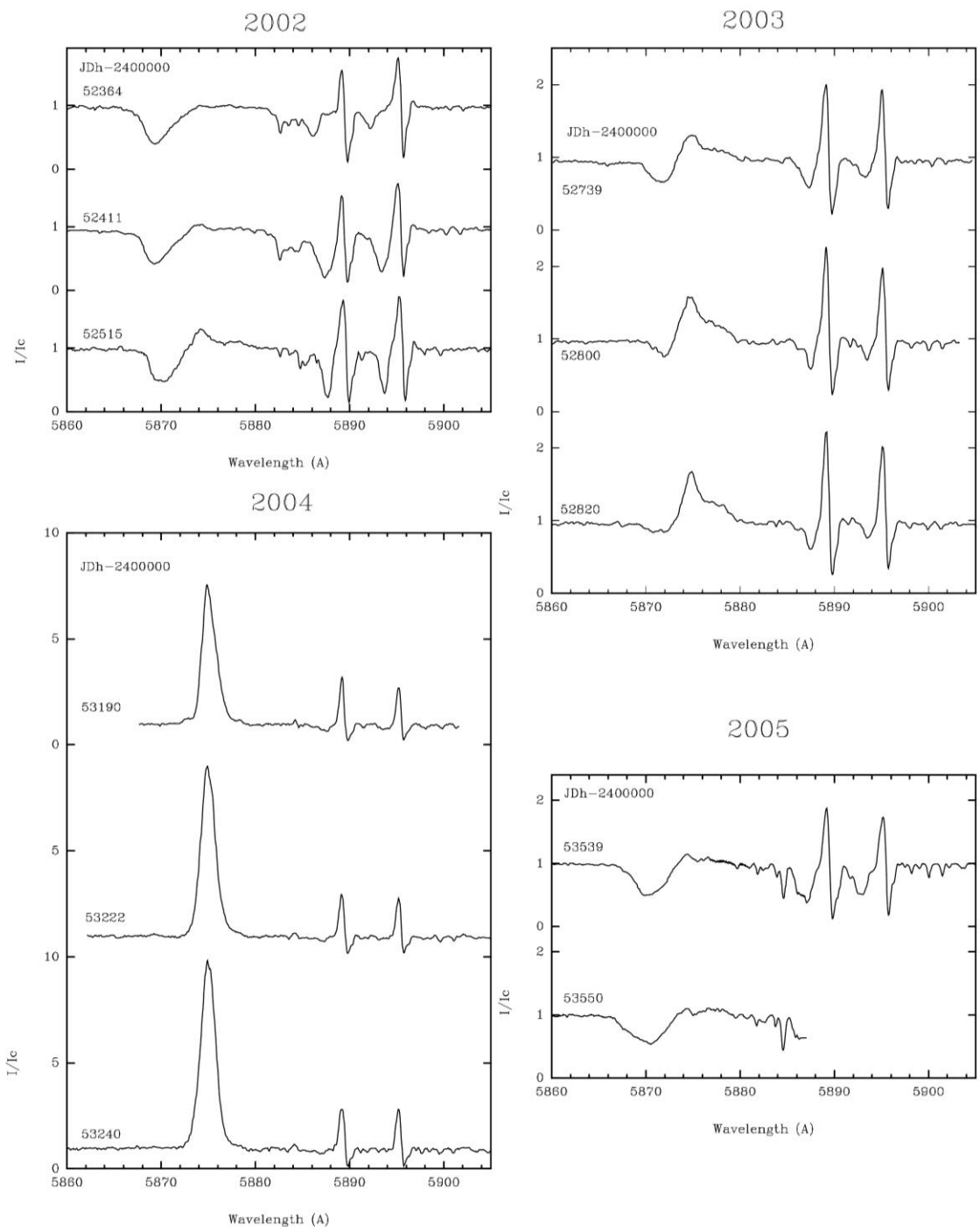


Рис. 3.12. Типичные профили линии HeI 5876 Å и DNaI для каждого из сезонов наблюдений в 2002 – 2005 гг.

Переменность линий DNaI, как и следовало ожидать, другая. Эквивалентная ширина линий дублета не сильно менялась в течение фотометрического минимума 2004 г., а только показала плавную волну за весь период на-

блюдений. Не очень значительная переменность эквивалентной ширины дублета сопровождалась значительной переменностью профиля линий. Так в 2002 г. в профиле линий наблюдалось несколько абсорбционных ком-

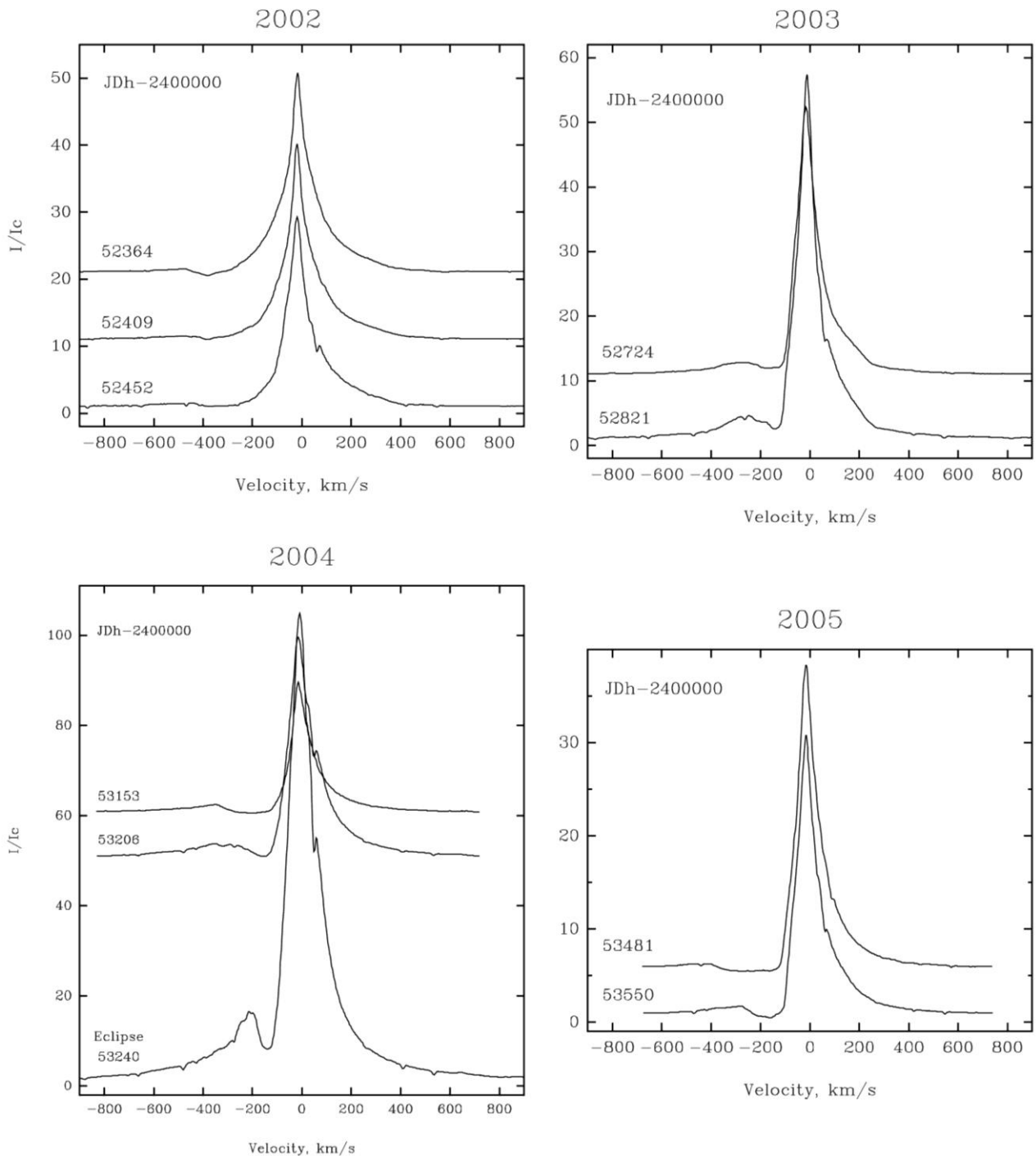


Рис.3.13. Типичные профили линии Na для каждого из сезонов наблюдений в 2002 – 2005 гг.

понент на скоростях ~ 400 км/с, их интенсивность и скорости постепенно

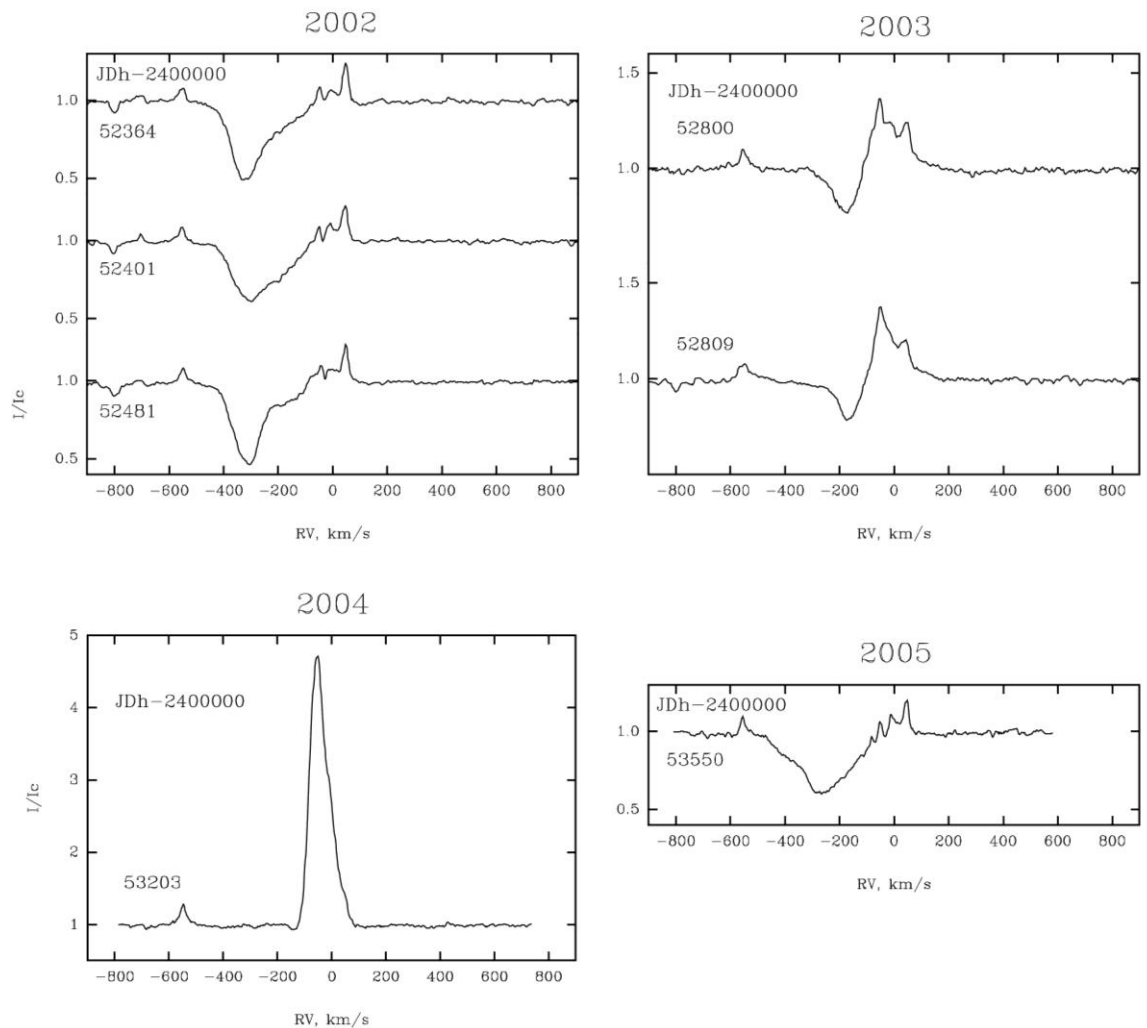


Рис. 3.14. Типичные профили линии HeI 6678 Å для каждого из сезонов наблюдений в 2002 – 2005 гг. Узкие эмиссионные линии в красном крыле линии HeI принадлежат к линиям ионизированных металлов.

уменьшались с уменьшением блеска звезды, полностью исчезли в минимуме блеска и опять восстановились при увеличении блеска звезды в 2005 г.

Обсуждение результатов наблюдений. В нескольких работах (Evans, 1994; de Winter и The, 1990; Cool et al., 2005) показано, что XX Oph является двойной системой с компонентами M5-7II и звездой раннего спек-

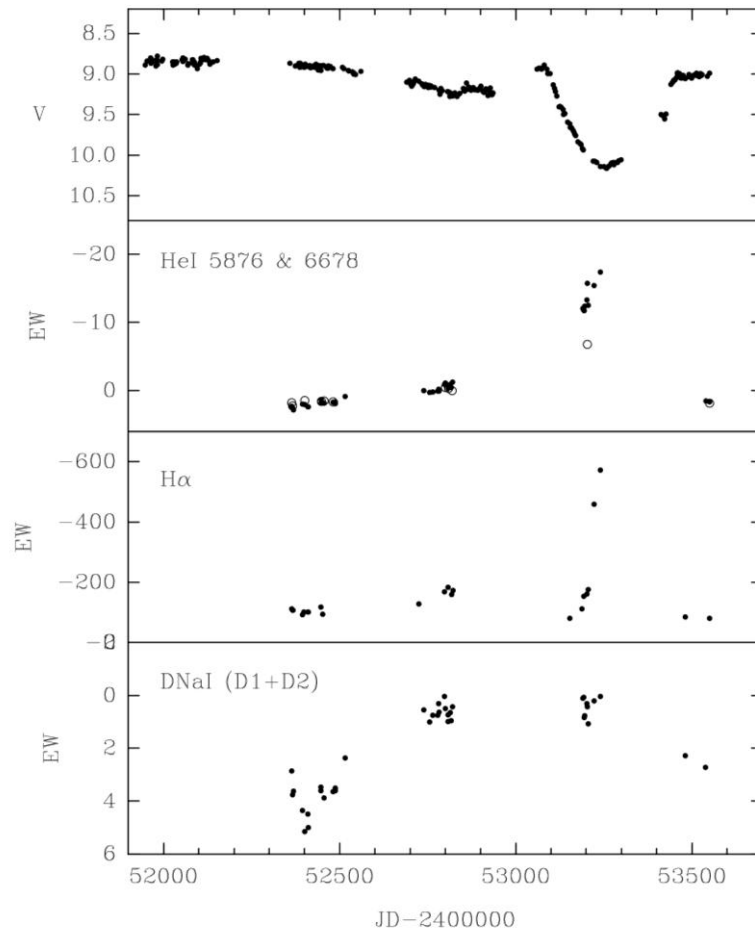


Рис. 3.15. Фотометрическая переменность звезды, переменность эквивалентной ширины линий: HeI 5876 Å (заполненные кружки) и HeI 6678 Å (незаполненные кружки), H α и DnI (сверху вниз).

трального типа, скорее всего Be. Фотометрический минимум 2004 г. можно было бы объяснить затмением горячего компонента холодным гигантом. Однако проблема состоит в том, что двойная система не показывала никаких, продолжительностью 400 дней и глубиной 1.5^m минимумов, в течение последних 37 лет. Так что нужны дополнительные условия для подтверждения гипотезы затмения звезд.

Другой проблемой, которая тесно связана с первой, является значительно иное поведение фотометрической переменности звезды в настоящее время по сравнению с тем, что наблюдалось в начале XX столетия (Prager, 1940; Sobotka, 2004). Глубокие, до 1^m аperiodические минимумы блеска в фотографической области спектра были типичны в период 1890 – 1940 гг.

Минимум 2004 г. был единственным за последние десятилетия. Как видно из сводной кривой блеска (Sobotka, 2004), фотометрическая переменность XX Oph в фильтре V имеет комплексную природу, где помимо достаточно быстрых (недели) небольших изменений блеска, присутствуют долгопериодические вариации блеска с характерным временем $\sim 5000 - 6000$ суток и амплитудой не менее 0.5^m .

Приведенные в данной работе спектральные наблюдения поддерживают гипотезу затмения горячего компонента системы холодным гигантом. В случае, если горячий компонент окружен оптически толстой, расширяющейся оболочкой, на что могут указывать полностью абсорбционные, сдвинутые в синюю часть спектра профили линий HeI в 2002 г. В период фотометрического минимума в 2004 г. эта часть оболочки была закрыта холодным гигантом и только оптически тонкий газ формировал эмиссионную составляющую на небольших скоростях. Отсутствие значительной переменности эквивалентных ширин линий DNaI поддерживает данный сценарий, так как линии натрия, вероятнее всего, формируются недалеко от холодного компонента.

Интересно, что фотометрическая переменность и изменения в спектре XX Oph имеют много общего с переменностью симбиотической звезды BF Cyg. Данная система имеет орбитальный период 757.3^d и состоит из звезды позднего спектрального типа M5III и горячего компактного объекта высокой светимости (Skopal et al., 1997). Считается, что высокая светимость горячего компонента вызвана термоядерными реакциями в газе, получаемом из звездного ветра холодного гиганта и выпадающего на поверхность белого карлика (Cassatella, 1992). В отличие от XX Oph, BF Cyg активная эруптивная система и один из ее эпизодов активности детально исследован (Skopal et al., 1997). Система является затменной двойной и фотометрическая переменность BF Cyg во время затмений в активной фазе имеет много общего с кривой блеска XX Oph в 2004 г. Много общего присутствует и в спектральной переменности обоих объектов. Как видно из рис. 7 (Skopal et al., 1997), спектр BF Cyg имел сдвинутые в синюю область, со скоростями ~ 500 км/с,

абсорбционные компоненты линий HeI вне затмений и яркие эмиссионные линии с малыми лучевыми скоростями в момент затмения. Аналогично, эмиссия в линии H α также значительно увеличилась в период затмения.

Такое почти аналогичное поведение фотометрической и спектральной переменности у XX Oph и, как минимум, одной симбиотической звезды VFCyg, позволяет предположить, что и XX Oph является одной из симбиотических звезд со сложной фотометрической и спектральной переменностью. В этом случае, невидимый горячий компонент, возможно, является белым карликом, окруженным оптически толстой газовой оболочкой, характеристики которой значительно меняются со временем.

3.6. Массивный Алголь V622 Per в молодом рассеянном звездном скоплении χ Per

Исследование массивных взаимодействующих двойных звезд в рассеянных звездных скоплениях является важным инструментом для понимания физических процессов, протекающих в этой скоротечной фазе эволюции. В зависимости от начальных масс компонентов и величины орбитального периода, возможны несколько сценариев последующей эволюции систем (deMink et al., 2013). В случае если двойная система находится в рассеянном звездном скоплении, то появляется уникальная возможность достаточно точно узнать ее возраст, что является одним из важнейших параметров при расчетах эволюции двойных звезд. Так как взаимодействующие двойные системы из-за скоротечности процессов обмена массой - немногочисленны, каждая из них требует особого внимания.

V622 Per (BD +56°578, Oo2371 (Oosterhoff, 1937)) является Be звездой и подтвержденным членом рассеянного звездного скопления χ Per (NGC 884). В спектре звезды наблюдается эмиссия в линии H α небольшой интенсивности, следы эмиссии в линии H β отсутствуют (Schild, 1965, Slettebak, 1985, Torrejon et al., 1997). Впервые переменность лучевых скоростей V622 Per бы-

ла обнаружена Liu et al. (1989, 1991). Полученные ими 4 спектра звезды показали переменность лучевой скорости фотосферных линий с амплитудой 75 км/с. Позднее, переменность лучевой скорости звезды была подтверждена Vrancken et al. (2000), причем амплитуда переменности достигала 145 км/с.

Периодическая переменность блеска V622 Per обнаружена Krzesinski и Pigulski (1997) по наблюдениям в фильтрах *B* и *V*. Амплитуда переменности составила 0.05^m , кривая блеска имела синусоидальную форму с периодом $P_{orb} = 2.6066 \pm 0.003^d$. Авторы предположили возможную двойственность звезды с удвоенным периодом. В этом случае причиной переменности могла бы служить эллипсоидальность компонент двойной системы.

Звезда имеет пекулярный спектр. Мальченко и Тарасов (2008) обнаружили быстрые (от ночи к ночи) вариации слабого эмиссионного профиля линии $H\alpha$. Vrancken et al. (2000) обнаружили необычно сильные линии NII и слабые линии OII и SI в сравнении с другими звездами близкого спектрального типа рассеянного звездного скопления h/χ Per. Авторы пришли к выводу, что в атмосфере звезды присутствуют продукты CNO цикла.

Таким образом, ранний спектральный тип B2III (Strom et al., 2005), относительно короткий орбитальный период $P_{orb} \sim 5.2^d$, присутствие переменной эмиссии в профиле линии $H\alpha$ и пекулярный химический состав атмосферы означают, что звезда, возможно, является взаимодействующей двойной системой с неизвестным эволюционным статусом, но расположенная в рассеянном звездном скоплении с известным возрастом.

Спектральные наблюдения V622 Per получены в период с 1997 по 2000 гг в процессе исследования спектров Be звезд двойного молодого рассеянного звездного скопления h/χ Per (NGC 869 и NGC 884). Наблюдения выполнялись на 2.6 м телескопе Крымской астрофизической обсерватории на двух спектрографах: высокого разрешения (СВР), установленного в фокусе куде и умеренного разрешения (СУР), установленного в фокусе Несмита. Параметры спектрографов представлены в табл. 3.8. В качестве приемника излучения использовалась матрица Photometrics SDS-9000 с ПЗС EEV 15-11

размером 1024×259 элементов. Наблюдения с СВР проводились во втором порядке дифракционной решетки с обратной линейной дисперсией $3 \text{ \AA}/\text{мм}$ и с разрешением $R = 30000$. При каждом наблюдении регистрировался участок спектра длиной 60 \AA , центрированный на линию $\text{H}\alpha$ (один спектр получен в области линии $\text{HeI } 6678 \text{ \AA}$). Длительность отдельных экспозиций составляла 30 мин. В большинстве случаев было получено по два-три спектра подряд, которые затем суммировались для улучшения отношения сигнал/шум, так что после редукции спектрограмм, данное отношение всегда составляло величину около 100. Всего с СВР было получено 8 спектров в области $\text{H}\alpha$ и один в области линии $\text{HeI } 6678 \text{ \AA}$. Последующая редукция спектрограмм проводилась с использованием стандартной методики, описанной в главе 1. Профиль линии $\text{H}\alpha$ имеет широкие крылья, поэтому узкий спектральный диапазон наблюдений (60 \AA) не позволил провести достоверный континуум по синему и красному участку крыльев линии $\text{H}\alpha$. Как следствие, неопределенность в проведении континуума в некоторых случаях достигает 5%.

Дополнительно, как часть программы изучения В и Ве звезд в рассеянных звездных скоплениях, было получено два спектра звезды с умеренным разрешением 2.5 \AA СУР в спектральной области $4420\text{-}4960 \text{ \AA}$ (параметры спектрографа представлены в табл. 3.8). Спектры имели отношение сигнал/шум более 100, и их последующая обработка выполнялась аналогично спектрам высокого разрешения. Спектром сравнения служила гелий-неоновая лампа, точность привязки спектров к шкале длин волн составляла 5 км/с. Для более детального исследования спектров V622 Per, полученных с СУР, нами дополнительно были получены спектрограммы с той же аппаратурой, для 13 В звезд из списка Lyubimkov et al. (2000). Для этих звезд Lyubimkov et al. (2000) по спектрам с высоким разрешением и с использованием современного неЛТР анализа, определили физические параметры атмосфер.

Таблица 3.8. Параметры используемых спектрографов.

Параметр	СВР	СУР
Оптический фокус	Кудэ	Несмит
Спектральная область (Å)	6563 ± 30 6678 ± 30	4420 – 4960
Спектральное разрешение $\Delta\lambda$ (Å)	0.22	2.5
Количество полученных спектров	8 (H α) 1 (HeI 6678 Å)	2

Нами были измерены лучевые скорости (V_r) и эквивалентные ширины (W_λ) по всем спектрам для линий H α , HeI 6678 Å и неблендированных линий по спектрам СУР. На рис. 3.16 представлены полученные нами профили линии H α . Как видно из рисунка, линия имеет сложный переменный во времени профиль. Наиболее выраженной структурой профиля является узкий абсорбционный компонент, имеющий большую амплитуду переменности лучевой скорости. На профилях заметны и широкие абсорбционные и эмиссионные компоненты, чье положение также меняется со временем. Для определения лучевых скоростей отдельных компонент профиля линии H α он аппроксимировался тремя гауссианами. Лучевые скорости узкого абсорбционного компонента (V_{r1}) определялись наиболее уверенно (см. табл. 3.9) и имели точность аппроксимации 2-3 км/с. Эквивалентные ширины линии H α (W_λ) получены интегрированием нормированных к континууму интенсивностей в области длин волн 6538 – 6588 Å с типичной точностью определения ~0.06 Å. Профиль линии HeI 6678 Å не имеет эмиссионных компонент в крыльях. В синем крыле присутствует дополнительная абсорбция, принадлежащая вторичному компоненту двойной системы. Лучевые скорости измерялись путем аппроксимации профиля линии двумя гауссианами. Точность аппроксимации составила 1 и 5 км/с, для яркого и слабого компонентов профиля.

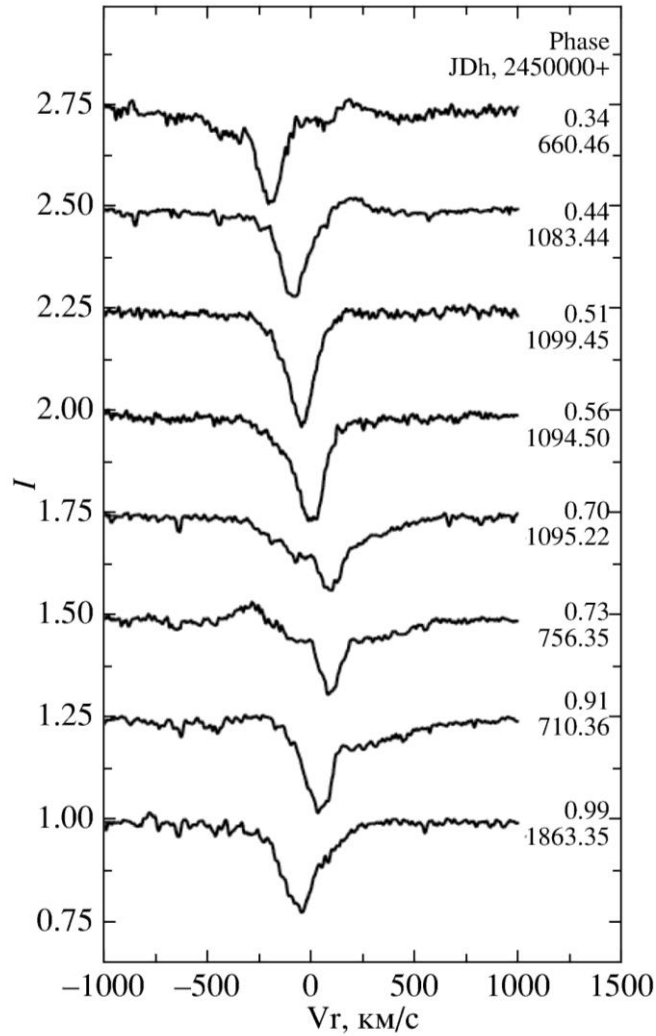


Рис. 3.16. Профили линии $\text{Na}\alpha$ в двойной системе V622 Per. С правой стороны каждого профиля приведены Юлианские даты и фазы орбитального периода. Спектры сдвинуты по шкале интенсивностей с шагом 0.25.

Спектры умеренного разрешения представлены на рис. 3.17. Лучевые скорости по ним определялись двумя методами. На начальном этапе нами был построен синтетический спектр, используя классические модели (Kurucz, 1993) с $T_{\text{eff}} = 20000$ K, $\log = 3.1$, с профилями уширенными до величины $V \sin i = 60$ км/с (Strom et al., 2005) и с инструментальным профилем с полушириной на середине интенсивности $FWHM = 2.5$ Å. Далее производился кросскорреляционный анализ наблюдаемых и теоретических спектров. Полученная функция имела слегка ассиметричный пик, что позволило оценить лучевые скорости первичного, более яркого компонента, с достаточной

точностью, но однако, не позволило уверенно определить лучевую скорость вторичного, менее яркого компонента системы. Поэтому на втором шаге анализа каждая яркая и неблендированная линия аппроксимировалась двумя профилями Гаусса и находились средние величины для каждого из компонентов системы. Результаты измерения лучевых скоростей яркого компонента методом кросскорреляции и делением бленды профилем Гаусса дали идентичные результаты. Полученные нами результаты измерений приведены в табл. 3.9.

В соответствие с полученными нами спектральными и фотометрическими наблюдениями Krzesinski и Pigulski (1997) в фильтрах *B* и *V*, V622 Per является спектрально-двойной системой с эллипсоидальными компонентами и орбитальным периодом $P_{orb} = 2.6066 \pm 0.003^d$. Большая часть наших оценок лучевой скорости основывается на измерениях компонентов эмиссионной линии $H\alpha$. Тем не менее, измерения, полученные в одну ночь по линии $H\alpha$ и линии $HeI\ 6678\ \text{\AA}$, имеют, в пределах ошибок измерений, близкие величины. Кроме того, оценки лучевых скоростей, полученные по спектрам умеренного разрешения, хорошо совпадают с данными, измеренными по линии $H\alpha$, попадающие в близкие фазы орбитального периода. Поэтому, с некоторой осторожностью, можно утверждать, что узкий и глубокий абсорбционный компонент профиля линии $H\alpha$ в значительной степени формируется в фотосфере яркого компонента двойной системы и может быть использован при получении орбитальных элементов системы.

Спектры V622 Per обсуждались многими авторами, но опубликованные измерения лучевых скоростей приводятся только в работах Liu et al., (1989, 1991). Ими выполнено четыре измерения лучевой скорости и по большому разбросу полученных величин был сделан вывод о двойственности объекта. Кроме того, пять измерений лучевых скоростей было получено в работе Vrancken et al. (2000) и так же сделано заключение о двойственности объекта. Однако авторы не представили точные юлианские даты их наблюде-

Таблица 3.9. Лучевые скорости и эквивалентные ширины профилей линий V622 Per.

JDh -2400000&	V_{r1} (км/с)	V_{r2} (км/с)	W_{λ} Å
H α (CBP)			
50660.458	-193	97	1.78
50710.360	36	-	0.85
50756.348	94	-51	0.94
51083.442	-84	-	1.08
51094.501	8	-57	1.57
51095.218	93	-73	1.39
51099.449	-48	-	1.55
51863.350	-54	-	1.52
HeI 6678 Å (CBP)			
51094.577	20	-81 \pm 5	0.78
CYP			
51815.407	80 \pm 7	-133 \pm 16	-
51820.320	92 \pm 6	-141 \pm 9	-

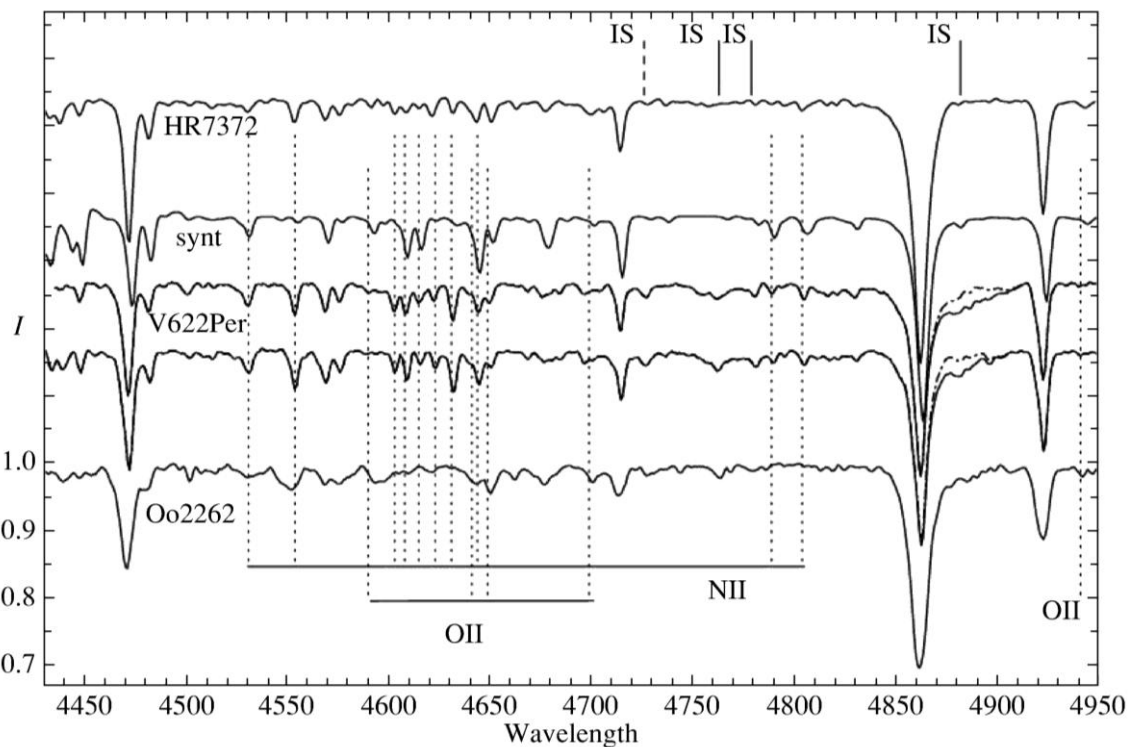


Рис. 3.17. Спектры умеренного разрешения V622 Per, полученные в области 4420–4960 Å. Дополнительно изображены два спектра звезд сравнения HR 6787 из списка Lyubimkov et al., (2000) и Oo 2262 – звезды члена рассеянного звездного скопления h/χ Per. Представлен также синтетический спектр. Пунктирными линиями внизу графика отмечены положения спектральных линий, для которых были получены оценки содержания. Черточками сверху графика отмечены идентифицированные межзвездные линии (IS). Пунктирными линиями в области красного крыла линии H β отмечена удаленная межзвездная полоса (пояснения в тексте).

ний и, поэтому, мы вынуждены были исключить эти оценки из дальнейшего анализа.

Для подтверждения величины орбитального периода, полученного по данным фотометрических наблюдений (Krziesinski и Pigulski, 1997), были взяты наши измерения лучевых скоростей и данные Liu et al., (1989, 1991), и далее осуществлен поиск орбитального периода, используя непараметрические статистики. Был найден единственно значимый период, близкий по величине к определенному по фотометрическим наблюдениям.

Поиск параметров орбиты системы производился по программе FOTEL (Hadrava, 1993). На начальном этапе, для точного определения величины орбитального периода, были использованы только лучевые скорости первичного компонента. Одно из измерений (JD 2447439.85), взятое из работы Liu et al. (1989), было исключено, так как оно не вписывалось ни в одно из полученных орбитальных решений. Затем величина орбитального периода фиксировалась, и на следующем этапе находились окончательные параметры орбиты системы по двум компонентам. Вес каждого из измерений лучевой скорости брался обратно пропорционально ошибкам их определения. Скорости центра масс системы γ определялась по фотосферным линиям и узкому компоненту профиля линии Na . Найденное по спектроскопическим данным решение орбиты системы V622 Per представлено в табл. 3.10 и изображено на рис. 3.18. Орбита системы рассчитывалась в предположении возможного ее эксцентриситета. Однако, как видно из полученного решения, с большой вероятностью, орбита является круговой, а имеющийся небольшой по величине эксцентриситет лежит в пределах ошибок его определения.

Дополнительным критерием возможности использования профиля линии Na для определения параметров орбиты системы V622 Per является величина скорости центра масс системы γ . Так как звезда является членом рассеянного звездного скопления χ Per, то данная величина должна быть близка к лучевым скоростям других звезд скопления. Действительно, Huang и Gies (2006a) по 34 звездам скопления получили среднюю лучевую скорость -42 ± 3 км/с, что практически совпадает с нашей оценкой $\gamma = -44 \pm 3$ км/с. Как видно из найденного решения орбиты, V622 Per является проэволюционировавшей двойной системой с менее массивным, но более ярким первичным компонентом. Она имеет практически круговую орбиту и умеренный обмен массой.

Таблица 3.10. Параметры орбиты спектрально-двойной системы V622 Per.

Параметр	Орбитальное решение
P_{orb} , дни	5.21429 (8)
$T_{conj.1}$, JDh	2450661.4 (0.2)
e	0.05 (0.04)
ω , град.	236 (36)
K_1 , км/с	139 (6)
K_2 , км/с	99 (11)
γ , км/с	-44 (3)
$a_1 \sin i$, R_{\odot}	14.3
$a_2 \sin i$, R_{\odot}	10.2
f_M , M_{\odot}	1.46
$M_1 \sin^3 i$, M_{\odot}	3.0 (5)
$M_2 \sin^3 i$, M_{\odot}	4.3 (6)

Фотометрические наблюдения в фильтрах B и V , используемые нами при решении кривой блеска двойной системы V622 Per, были получены в течение 16 ночей в 1995 – 1996 гг. (JD 2450003-24500334) и опубликованы в работе Krzesinski и Pigulski (1997). Как отмечали сами авторы, фотометрическая переменность V622 Per вероятнее всего вызвана деформацией компонентов вследствие приливных сил в двойной системе.

При анализе кривой изменения блеска звезды использовалась программа WD (Wilson, 1994). Были приняты следующие физические параметры орбиты системы и компонентов: эффективная температура яркого компонента $T_1 = 24000$ К, полученная по цвету $B-V$ и из анализа спектральных наблюдений; гравитационное потемнение и альbedo компонентов выбрано как $g_1 = g_2 = 1$ и $A_1 = A_2 = 1$ соответственно; логарифмический коэффициент потемнения к краю был взят из работы van Namee (1993). При решении кривой фотометрической переменности системы находились следующие параметры: наклон плоскости орбиты системы к наблюдателю i ; эффективная температура вторичного компонента T_2 ; монохроматическая светимость первичного компонента $L_1(B)$; относительные радиусы деформированных приливными

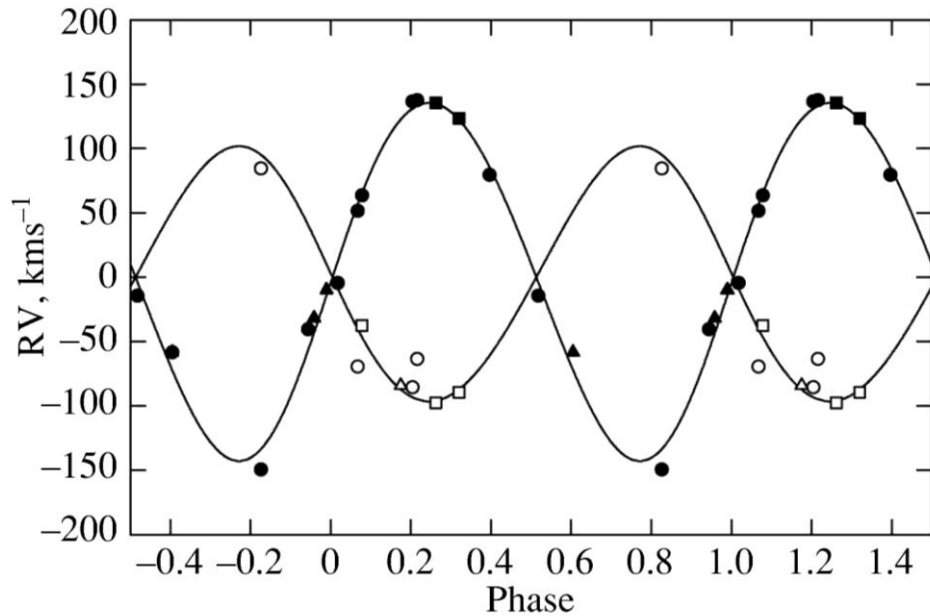


Рис. 3.18. Переменность лучевых скоростей V622 Per с фазой орбитального периода. Заполненными символами отмечены лучевые скорости первичного компонента, полученные по узкому компоненту линии $H\alpha$, фотоферным линиям и скоростям, взятым из литературы; незаполненные символы – лучевые скорости вторичного компонента. Кружки – лучевые скорости, полученные из профиля линии $H\alpha$; квадраты – скорости, полученные по спектрам умеренного разрешения и линии $HeI\ 6678\ \text{\AA}$; треугольники – скорости, взятые из работы Liu et al., (1989, 1991); незаполненный треугольник – удаленная оценка лучевой скорости из работы Liu et al., (1991). Сплошные кривые – теоретические кривые изменения лучевой скорости, полученные из решения орбиты (см. табл. 3.10).

силами компонентов r_1 и r_2 . Итерационные вычисления велись до тех пор, пока корректировка входных параметров не становилась в несколько раз ниже ошибки их определения из наблюдений. Дополнительно нами варьировалась температура первичного компонента T_1 в диапазоне 21000-25000 К с шагом 1000 К. Мы выяснили, что наилучшее решение кривой блеска с наименьшими формальными ошибками достигается при выборе $T_1 = 24000$ К. Более того, вариации параметра T_1 незначительно влияли на конечный результат в определении искомых параметров. Результаты решения кривой

блеска системы представлены в табл. 3.11, а сравнение переменности блеска с полученной теоретической кривой в фильтре V , приведены на рис. 3.19.

Найденное решение кривой блеска системы указывает на то, что первичный (яркий) компонент заполняет свою полость Роша, а наблюдаемая эмиссия в профиле линии $H\alpha$, переменная с фазой орбитального периода, формируется в аккреционном диске вокруг вторичного, более массивного компонента меньшей светимости.

Анализ переменности лучевых скоростей и блеска V622 Per позволил нам получить большинство основных физических параметров двойной системы. Зная их, можно попытаться оценить химический состав более яркого компонента. Для независимой спектроскопической оценки параметров атмосфер компонентов важно корректно измерить эквивалентную ширину линии $W_\lambda(H\beta)$. Однако необходимо быть уверенным, что в профиль линии не вносит заметный вклад скрытый эмиссионный компонент. Визуальный анализ не показывает следов эмиссии в профиле, однако, заметная эмиссионная компонента присутствует в линии $H\alpha$. Для подтверждения этого, можно использовать отношение эквивалентных ширин $W_\lambda(H\alpha)/W_\lambda(H\beta)$, полученных из спектров других Be-звезд скопления h/χ Per (Мальченко и Тарасов, 2008) и из исследований других массивных двойных систем, имеющих сходную по интенсивности с V622 Per линию $H\alpha$.

В нашем распоряжении имелись спектры 14 Be-звезд скопления h/χ Per. Мы построили зависимость $W_\lambda(H\alpha)$ от величины $W_\lambda(H\beta)$. Нами получено, что для Be звезд скопления, для которых $W_\lambda(H\alpha) < -10 \text{ \AA}$, таких как Oo 2262 и Oo 2649 с $W_\lambda(H\alpha) = -9.8 \text{ \AA}$ и -8.0 \AA , соответственно, эмиссионная компонента в профиле линии $H\beta$ не обнаруживается. Кроме того, эмиссионная компонента в линии $H\beta$ отсутствует в спектрах высокого разрешения двойной системы V373 Cas, хотя эмиссия в линии $H\alpha$ у этой звезды значимо выше по интенсивности (Любимков и др., 1998, Berdyugin et al., 1995), чем у V622 Per.

Таблица 3.11. Параметры фотометрической переменности двойной системы с эллипсоидальными компонентами V622 Per.

Параметр	Орбитальное решение
Геометрические параметры	
i (°)	43.7 (2.9)
Относительные радиусы первичного компонента	
r_1 (pole)	0.3607 (79)
r_1 (point)	0.4257 (189)
r_1 (side)	0.3768 (95)
r_1 (back)	0.3979 (119)
r_1 (mean)	0.389 (120)
Относительные радиусы вторичного компонента	
r_2 (pole)	0.1555 (56)
r_2 (point)	0.1577 (59)
r_2 (side)	0.1562 (57)
r_2 (back)	0.1574 (59)
r_2 (mean)	0.1567 (58)
Температуры компонентов	
T_1 (K)	21060 (400)
T_2 (K)	24000 (1000)
Альбедо ($A_2 = A_1$)	1.0
Отношение светимостей компонентов	
$L_2/(L_2 + L_1)$ (в фильтре B)	0.23

Как видно из рис. 3.17, в красном крыле линии H β присутствует заметная депрессия интенсивностей. Она видна и на спектрах других звезд, принадлежащих скоплению h/ χ Per, но отсутствует в спектрах стандартных звезд из списка Lyubimkov et al., (2000). Данная депрессия связана с межзвездной

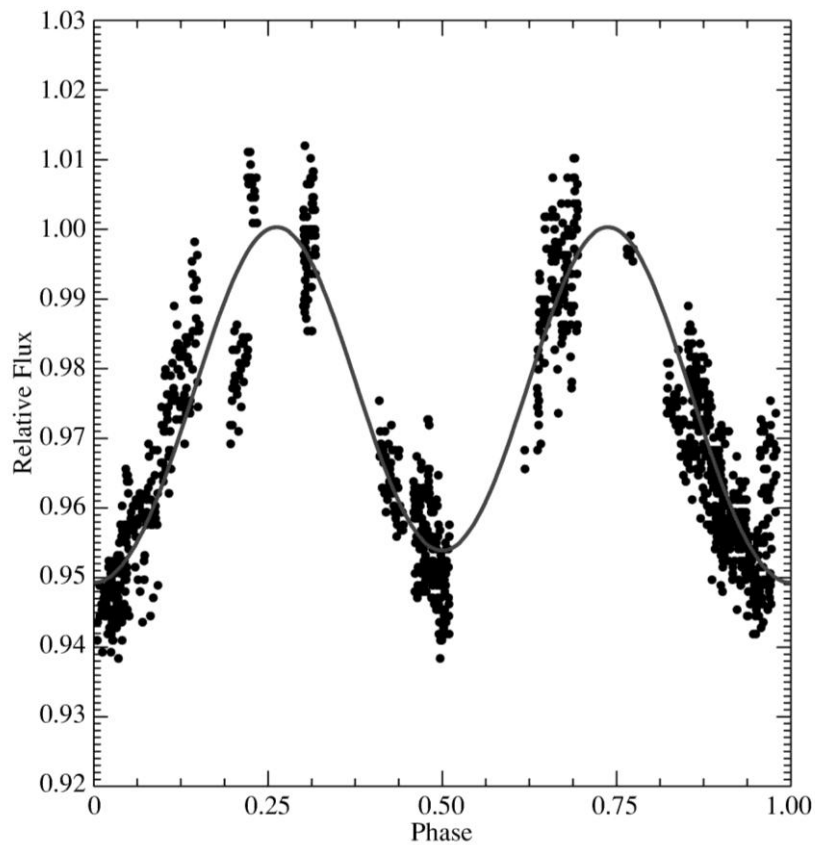


Рис. 3.19. Наблюденная (точки) и вычисленная (сплошная линия) переменность блеска V622 Per в фильтре V с фазой орбитального периода.

полосой поглощения неизвестного происхождения (Herbig, 1975). Она имеет широкую, возможно, ассиметричную структуру. Согласно Herbig (1975), крылья данной структуры тянутся, как минимум, до 4870 \AA в синюю часть спектра и до 4909 \AA – в красную. Наибольшей глубины депрессия достигает на длине волны 4882 \AA . Для удаления данной межзвездной структуры из наблюдаемого спектра звезды мы аппроксимировали красное крыло депрессии, в значительной степени свободное от красного крыла звездной линии H β , профилем Гаусса. Считая, что межзвездная полоса имеет симметричную форму профиля. По полученным параметрам гауссианны мы вычли межзвездную полосу из наблюдаемого спектра V622 Per. Результаты данной процедуры представлены на рис. 3.17 пунктирной линией.

Теперь мы имеем возможность измерить эквивалентную ширину линии $W_\lambda(\text{H}\beta)$. Полученные из модельных расчетов крылья профиля линии имеют протяженность более 100 \AA . В силу не очень высокого спектрального разрешения наших спектров, мы не можем провести прямое сравнение наблюдаемых и теоретических профилей. Для решения возникшей проблемы, нами использовался предложенный Lyubimkov et al., (2000) метод, в котором $W_\lambda(\text{H}\beta)$ измерялась в интервале длин волн $\pm 29 \text{ \AA}$ от центра линии. Для нахождения коэффициента поправки эквивалентных ширин спектров умеренного и высокого разрешения в фокусе Несмита были получены спектры 13 звезд из списка Lyubimkov et al. (2000) с тем же спектральным разрешением, что и спектры V622 Per, вычислены $W_\lambda(\text{H}\beta)$ и определен поправочный коэффициент:

$$W_\lambda(\text{H}\beta)_{\text{Nesmith}} = (-0.5 \pm 0.4) + (1.4 \pm 0.1) W_\lambda(\text{H}\beta)_{\text{Lyubimkov}} \quad (3.1)$$

Дополнительно нами использовались по две оценки фотометрических параметров $[c1]$ и β (Fabregat et al., 1996; Capilla и Fabregat, 2002). Индекс $[c1]$ свободен от межзвездного поглощения, в то время как в индекс β входит и дополнительное поглощение, вызванное межзвездной депрессией. Для расчетов синтетических спектров в области длин волн $4420\text{-}4960 \text{ \AA}$ нами использовались стандартные ЛТР модели Kurutz (1993), полученные для солнечного химического состава и с учтенными проблемами формирования спектральных линий в программе SyntV (Tsimbal, 1996). При определении T_{eff} и $\lg g$ рассчитывалась сетка моделей и синтетический композиционный спектр от двух компонентов в диапазоне $T_{\text{eff}} = 18000\text{-}30000 \text{ K}$ и $\lg g = 3.0\text{-}4.0$. На рис. 3.20 представлена диаграмма $T_{\text{eff}} - 161\text{ас}$, из которой мы определили $T_{\text{eff}} = 22500 \pm 1000 \text{ K}$ и $\lg g = 3.15 \pm 0.20$. На рисунке заметен систематический сдвиг вниз линий параметра β относительно $W_\lambda(\text{H}\beta)$, который связан с присутствием в фотометрическом индексе межзвездной полосы поглощения. Полученные нами оценки параметров атмосферы по суммарному спектру из-

лучения двух звезд очень близки к оценкам, полученным по неЛТР моделям атмосфер Vrancken et al., (2000): $T_{eff} = 22500 \pm 500$ К и $lgg = 3.20 \pm 0.05$.

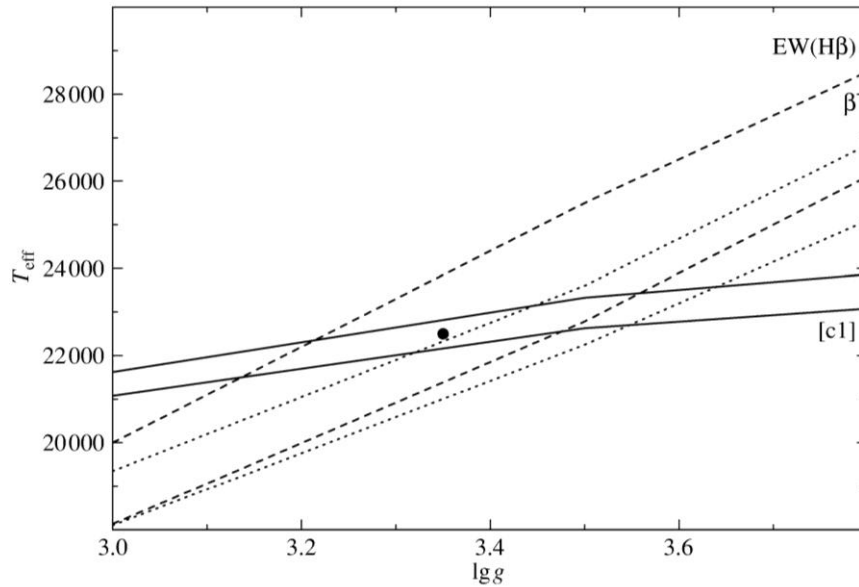


Рис. 3.20. Диаграмма выбора модельных значений T_{eff} и lgg . Точкой отмечены оптимально выбранные величины.

Дальнейшее определение физических параметров атмосфер компонентов, используя только интегральный спектр излучения компонентов спектрально-двойной системы, требует некоторых допущений. Предположив, что вторичный компонент является звездой главной последовательности с $lgg_2 = 4.0$ и отношение светимостей компонентов, полученных из интенсивностей линий каждого из них $L_2/L_1 \sim 0.25$, получаем, что по нашим оценкам $W_\lambda(H\beta)$, $lgg_1 = 3.0 \pm 0.5$. Аналогичным образом, мы можем оценить температуры компонентов: $T_{eff1} = 21000 \pm 1000$ К и $T_{eff2} = 24000 \pm 2000$ К.

В качестве контрольных вычислений синтетические спектры двух звезд сравнения, представленных на рис. 3.17, были рассчитаны по аналогичной методике. Полученные результаты показали хорошее согласие с данными Lyubimkov et al., (2004). Сравнение оценок T_{eff} и lgg , полученных по интегральному от двух компонентов спектру, с использованием моделей атмосфер, и данных, полученных из анализа фотометрической переменности и

переменности лучевых скоростей (см. табл. 3.12), показало прекрасное согласие результатов.

Таблица 3.12. Абсолютные параметры орбиты и компонент спектральной двойной системы V622 Per.

Параметр (2)	ед. измерения	Первичный (1)	Вторичный
Масса M	M_{\odot}	9.1 (2.7)	13.0 (3.5)
Радиус R	R_{\odot}	13.8 (1.4)	5.6 (0.6)
Температура $\log T_{eff}$	K	4.323 (9)	4.380 (18)
Светимость $\log L$	L_{\odot}	4.52 (10)	3.963 (10)
Сила тяжести 163	cgs	3.1 (1)	4.0 (1)
Болометрическая поправка (BC)	mag	-2.09 (5)	-2.41 (5)
Абс. Зв. Величина (M_{bol})	mag	-6.55 (26)	-5.16 (27)
Большая полуось орбиты (a)	R_{\odot}	35.5 (2.5)	

Значительным ограничением в определении скоростей вращения компонентов двойной системы V622 Per является единственный спектр в области линии HeI 6678 Å, полученный на фазе орбитального периода 0.075. Профили спектральных линий компонентов в этот момент времени были в значительной степени блендированы. Наилучшее согласие при построении суммарного синтетического спектра было достигнуто, если принять $V_1 \sin i = 60 \pm 10$ км/с и $V_2 \sin i = 80 \pm 20$ км/с. Несмотря на неопределенность в оценках скоростей вращения компонентов системы можно утверждать, что скорость вращения вторичного компонента V622 Per близка к скорости орбитального движения. Это указывает на высокую скорость спин-орбитальной синхронизации, несмотря на близкую в прошлом фазу активного обмена массой (de Mink et al., 2013).

При определении величины микротурбулентной скорости в атмосфере яркого компонента нами использовалась методика, описанная в работе Lyubimkov et al. (2004). Профили линий HeI 4471 Å и HeI 4922 Å слабо зависят от величины микротурбулентной скорости v_{turb} и, поэтому, могут служить

хорошим индикатором отношения содержаний He/H. С другой стороны, линии HeI 4713 Å и HeI 6678 Å демонстрируют существенную зависимость от величины v_{turb} . Используя различную чувствительность этих двух групп линий к параметрам He/H и v_{turb} , можно определить оба эти параметра одновременно. Так как излучение первичного компонента доминирует в спектре системы, мы приняли солнечное содержание He/H и $v_{turb} = 0$ для вторичного компонента. Далее были рассчитаны интегральные синтетические спектры по определенным ранее физическим параметрам компонентов, а величины He/H и v_{turb} варьировались. Наилучшее согласие наблюдаемых и синтетических спектров было получено при выборе $(\text{He}/\text{H})_1 = 0.18 \pm 0.04$ и $v_{turb1} = 13 \pm 5$ км/с. Определенная нами величина v_{turb1} хорошо согласуется с оценкой $v_{turb1} = 9$ км/с, полученной из неЛТР анализа Vrancken et al. (2000). Отношение He/H для первичного компонента V622 Per заметно выше, чем для большинства одиночных В-гигантов из списка Lyubimkov et al. (2004), что может указывать на потерю значительной части внешних слоев первичного компонента в процессе обмена массой в системе.

Синтетические спектры, построенные на основе найденных параметров атмосферы, показывают, что содержания CNO элементов у первичного компонента V622 Per далеки от солнечного. Прежде всего, спектры высокого разрешения, полученные в области линии H α , не показывают признаков дублета CII 6578 и 6582 Å, которые являются наиболее интенсивными в видимой и ближайшей инфракрасной области. Отношение сигнал/шум и спектральное разрешение, полученных нами спектров, позволяет нам оценить дефицит содержания углерода в атмосферах обоих компонентов на величину, как минимум, в 2-3 dex.

Для оценки содержания NO мы использовали наши спектры, полученные в диапазоне 4420 – 4960 Å. Было рассчитано несколько моделей с различным содержанием азота и кислорода. По ним строились синтетические спектры, которые сравнивались с полученными из наблюдений. При анализе содержаний использовались линии OII: 4921, 4590, 4641, 4649 и 4699 Å и 10

линий NII . Величины сил осцилляторов gf взяты из базы данных VALD (Kurka et al., 1999). Некоторые из используемых линий отмечено на рис. 3.17. Результаты нашего анализа показали дефицит кислорода на величину около 1 dex ($\log[\text{O}] = -4.4 \pm 0.4$) и избыток азота на величину около 0.5 dex ($\log[\text{N}] = -3.7 \pm 0.9$) в сравнении с солнечным содержанием. Найденные оценки содержания по спектрам умеренного разрешения, находятся в хорошем согласии с расчетами Vrancken et al. (2000), и подтверждают обогащение атмосферы первичного компонента продуктами CNO цикла.

Найденные физические характеристики компонентов двойной системы представлены в табл. 3.11. Наш анализ показал, что V622 Per является спектрально двойной с эллипсоидальными компонентами. При определении болометрической поправки использовались интерполяционные формулы, приведенные Balona (1994) для звезд спектральных классов ранее G5.

Физические параметры компонент V622 Per интересно сравнить с другими известными двойными системами, имеющими компоненты спектральных классов OB. Обширный список таких систем приводится в работе Yakut et al., (2007). Положение компонент V622 Per на диаграммах масса-радиус ($M - R$), масса-температура ($M - T$), радиус-температура ($R - T$) и масса-светимость ($M - L$), представлены на рис. 3.21 большими символами. Там же представлены данные, полученные для других систем из списка Yakut et al. (2007). Как видно из рисунка, менее массивный компонент является проэволюционировавшей звездой, покинувшей главную последовательность. Более массивный компонент расположен в середине полосы главной последовательности. Таким образом, V622 Per является классическим Алголем с массивными компонентами. Присутствие продуктов CNO цикла в атмосфере более яркого компонента указывает на то, что значительная часть внешних слоев звезды была сброшена в ходе недавнего активного обмена массой.

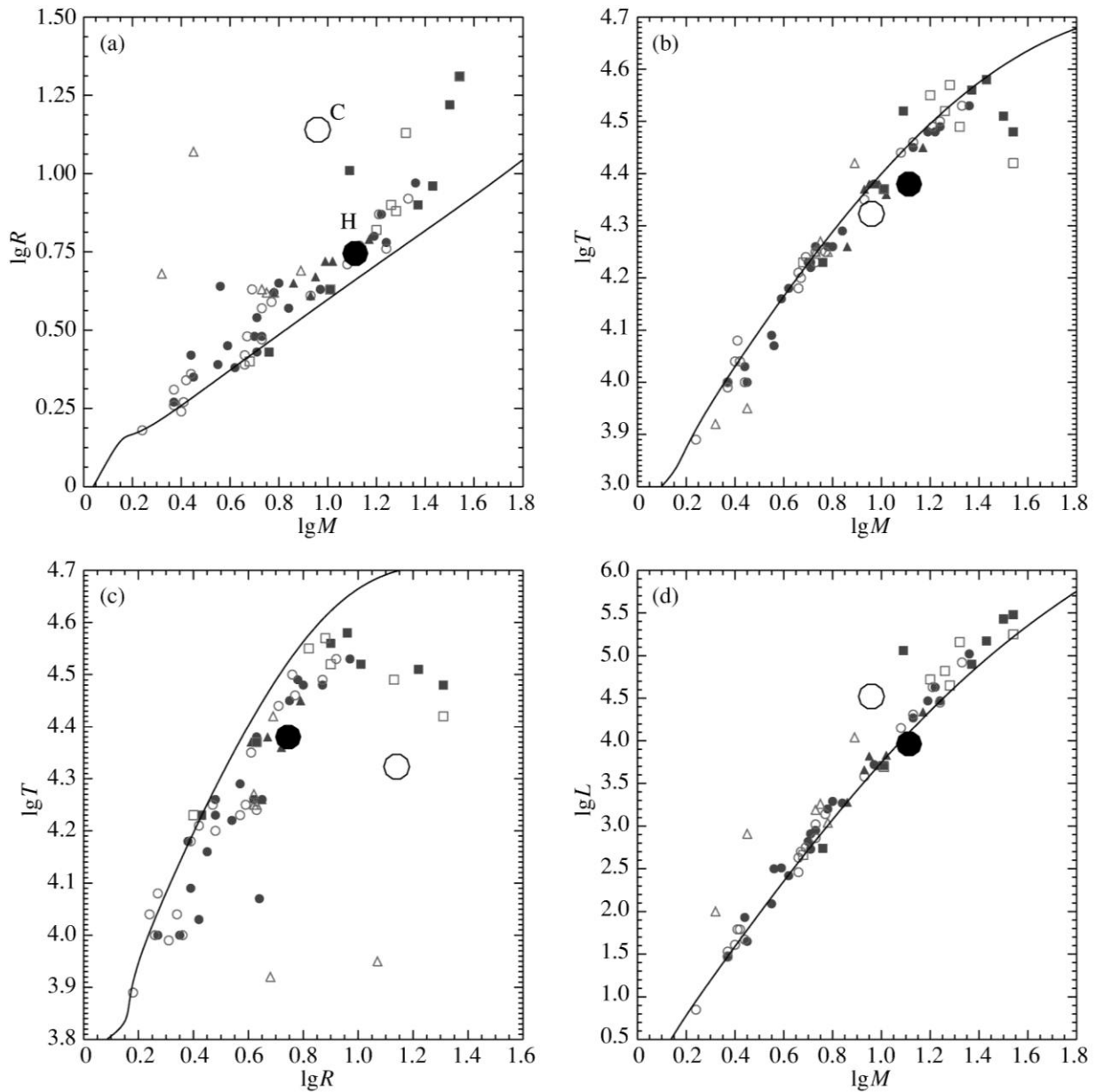


Рис 3.21. Диаграммы: (а) масса – радиус; (б) масса – температура; (с) радиус температура и (д) масса – светимость, построенная по физическим параметрам известных затменно-двойных массивных систем (Yakut et al., 2007). Темные символы – первичные компоненты, незатемненные символы – вторичные компоненты. Большой темный кружок – положение горячего, более массивного компонента V622 Per, незатемненный большой кружок – положение холодного, менее массивного компонента. Непрерывная линия – линия нулевого возраста (ZAMS), построенная по расчетам Pols et al., (1995).

Эволюция массивных двойных систем с орбитальными периодами меньше 6-8 дней исследовалась в ряде работ (Wellstein et al., 2001; Nelson и Eggleton, 2001; de Mink et al., 2007). Моделирование эволюции подобных систем все еще встречает ряд трудностей, связанных с неопределенностью ряда важных параметров, таких, как степень консервативности обмена массой, эволюция углового момента аккрецирующих звезд, изменение величины орбитального периода и ряд других. Поскольку V622 Per является пока единственной исследованной массивной двойной системой с орбитальной фотометрической переменностью в молодом рассеянном звездном скоплении χ Per, определенные нами значения масс и радиусов компонентов, позволяет нам, с достаточно большой точностью, определить положение компонентов системы на известный эволюционный момент времени, соответствующий возрасту скопления. Наиболее детальное определение возраста скопления χ Per было выполнено Currie et al. (2010). Ими был определен возраст $t_{\chi \text{ Per, MS turnoff}} = 14 \pm 1$ Myr. Интересно сравнить полученные нами физические параметры компонентов двойной системы с оценками возраста остальных звезд скопления. На рис. 3.22 представлена диаграмма $T_{\text{eff}} - \text{lgg}$, на которой представлены компоненты двойной системы V622 Per вместе с тремя изохронами, соответствующими возрасту $t = 12, 13$ и 14 Myr, построенными по расчетам эволюции одиночных звезд Marigo et al., (2008). Там же, в качестве сравнения, нанесены оценки физических параметров, многочисленных в двойном скоплении h/ χ Per Be звезд, полученные традиционными спектральными и фотометрическими методами (Marsh et al., 2009). Как видно из рисунка, первичный, менее массивный компонент системы покинул главную последовательность и по изохроне, соответствующей его возрасту, произошла задержка в эволюции компонента на небольшую величину в 1-2 Myr.

Выполненное исследование массивной взаимодействующей двойной системы V622 Per в рассеянном звездном скоплении h/ χ Per позволило нам определить ряд ее характеристик, приведенных ниже.

1. По исследованию переменности лучевых скоростей уточнено значение орбитального периода, получены параметры орбиты спектрально-двойной системы.
2. Исследование фотометрической переменности системы в полосах BV с фазой орбитального периода позволило выяснить, что причиной переменности блеска является деформация компонентов системы вследствие приливных сил. Определен угол наклона плоскости орбиты системы к наблюдателю и относительные радиусы компонентов.
3. Комбинирование спектральных и фотометрических параметров орбиты системы V622 Per позволило определить абсолютные величины физических характеристик компонентов и орбиты. Показано, что система является классическим массивным (горячим) Алголем, в котором проэволюционировавший, более яркий компонент имеет меньшую массу. Наличие небольшой эмиссии в линии $H\alpha$ указывает на продолжающиеся процессы обмена массой в системе.
4. Анализ спектров умеренного разрешения показал хорошее согласие параметров компонент системы с данными, полученными из анализа лучевых скоростей и изменения блеска. Показано, что скорость вращения вторичного компонента близка к синхронизации с орбитальным движением компонента, несмотря на продолжающуюся аккрецию вещества на звезду.
5. Простые оценки химического состава первичного компонента однозначно указывают на заметный избыток продуктов CNO цикла в его атмосфере.
6. Сравнение положения компонентов на диаграмме $T_{eff} - \lg g$ с другими звездами скопления скопления χ Per, указывает на возможную задержку времени эволюции первичного компонента, вызванную обменом массой в системе, на величину в 1- 2 M_{\odot} .

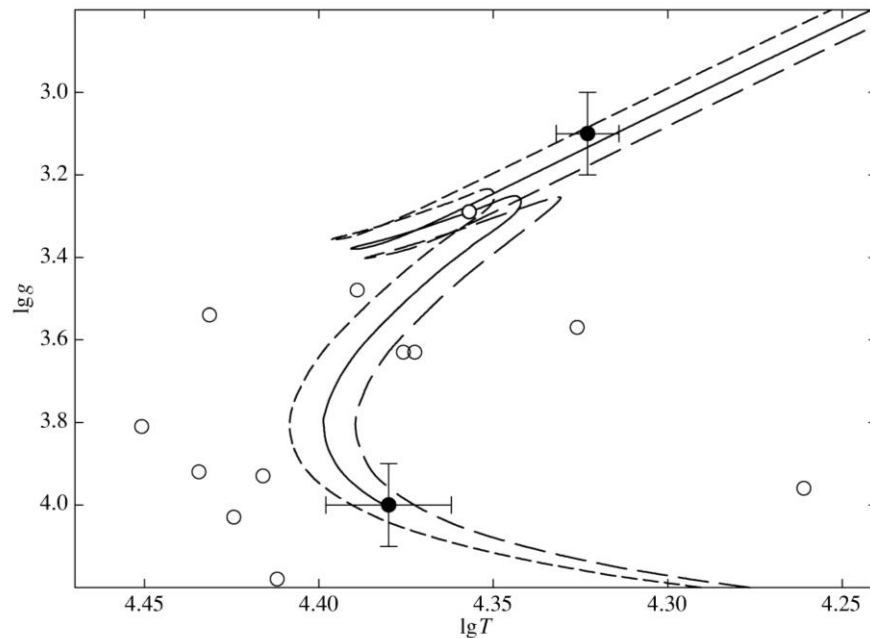


Рис 3.22. Диаграмма $T_{eff} - \lg g$. Темными кружками отмечены положения компонентов двойной системы V622 Per вместе с погрешностями в определении параметров. Линиями отмечены три изохроны, соответствующие возрасту скопления χ Per: 12 Myr (частая пунктирная линия); 13 Myr (непрерывная линия); 14 Myr (редкая пунктирная линия). Незатемненными кружечками отмечены положения Be звезд двойного рассеянного скопления h/ χ Per, взятых из работы Marsh et al. (2009).

3.7. Выводы

Исследования массивных двойных систем, находящихся в фазе активного обмена массой, либо сразу после него позволили выявить следующие особенности.

1. Для массивной двойной системы KX And уточнены параметры орбиты системы и величина орбитального периода. Определен спектральный тип холодного компонента – G8II, получены параметры атмосферы сверхгиганта, скорость вращения и выполнена оценка химического состава ряда элементов. Показано, что холодный компонент системы является звездой асимптотической ветви гигантов.

2. Анализ наблюдений, выполненных для массивной двойной системы V367 Cyg, позволил уточнить параметры орбиты более холодного компонента, уточнить величину орбитального периода. Найдены долговременные вариации лучевой скорости системы, которые могут быть связаны, как с присутствием третьего тела в системе, так и с эволюцией структуры газовых потоков в системе. Обнаружены эмиссионные линии, формирующиеся в полости Роша более массивного компонента. Впервые выполнены оценки масс компонентов. Показано, что невидимый компонент может быть массивной звездой раннего спектрального класса.
3. Для массивной двойной системы с активным обменом массой – HD187399 впервые выполнены спектроскопические наблюдения с высоким разрешением. В спектре звезды не найдены линии, принадлежащие более массивному компоненту, однако обнаружены устойчивые структуры, указывающие на истечение вещества из системы со скоростями около 100 км/с.
4. Исследована переменность спектра пекулярной, двойной системы XX Ori в период аномального падения блеска. Совместный анализ переменности лучевых скоростей и профилей линий указывает на то, что в период наблюдений в системе имело место затмение, вероятно вызванное прохождением холодного сверхгиганта по протяженному газовому диску, сформировавшемуся вокруг невидимого горячего компонента неизвестной массы.
5. В молодом рассеянном звездном скоплении известного возраста – χ Per по спектральным и фотометрическим наблюдениям обнаружена массивная двойная система в фазе обмена массой V622 Per. Анализ наблюдений позволил определить величину орбитального периода и найти параметры орбиты обоих компонентов, включая угол наклона системы к наблюдателю. Показано, что система является классическим массивным Алголем с орбитальным периодом 5.2 дня.

Определенные в данной работе скорости вращения компонентов, указывают на их синхронизацию с орбитальным движением, несмотря на присутствие обмена массой в системе. Оценки химического состава проэволюционировавшего, теперь менее массивного компонента, указывают на заметный избыток продуктов CNO цикла в его атмосфере. Аккуратное определение физических параметров компонентов системы позволило с высокой точностью определить их эволюционный статус. Найдено, что возраст компонентов хорошо совпадает с возрастом рассеянного скопления χ Per, а обмен массой в системе не привел к задержке эволюции проэволюционировавшего компонента более чем на 1-2 млн лет.

ГЛАВА 4. Массивные двойные системы с релятивистскими компонентами

4.1. Комплексное исследование массивной двойной системы

Лебедь X-1 с маломассивной черной дырой.

Лебедь X-1/V1357 Cyg, в какой-то степени, является уникальной массивной двойной системой, в состав которой входит горячий сверхгигант и маломассивная черная дыра. При коротком орбитальном периоде 5.6 дня, в системе наблюдается значительный, но не аномально-высокий обмен массой, что указывает на то, что оптический компонент, хотя и близок, но не заполняет свою полость Роша. V1357 Cyg демонстрирует переменность в широком спектральном диапазоне от гамма до радио. Причины этой переменности различны и выяснение некоторых закономерностей этой переменности посвящена данная часть диссертационной работы.

4.1.1. Общие характеристики системы и постановка задачи.

Рентгеновская двойная система Cyg X-1 / V1357 Cyg / HD 226868 является наиболее изученным источником рентгеновского излучения с момента его открытия в 1965 г. (Bowyer et al., 1965) и идентифицируется со сверхгигантом спектрального типа O9.7Iab HDE 226868 (Bolton, 1972; Webster и Murdin, 1972). Это была первая звезда, у которой было заподозрено наличие черной дыры в качестве невидимого компонента двойной системы с орбитальным периодом 5.6 дня. Массы компонентов системы не раз определялись. Современные, наиболее надежные данные можно найти в следующем параграфе данной работы, они составляют $17.5 M_{\odot}$ для сверхгиганта и $10.1 M_{\odot}$ для маломассивной черной дыры при принятом угле наклона системы к наблюдателю $i=35^{\circ}$ (Herrero et al., 1995).

V1357 Cyg разделенная двойная система, оптический компонент которой очень близок к заполнению своей полости Роша. HD 226868 обладает значительным звездным ветром, но в общем - типичным для массивных звезд. Часть этого ветра формирует направленный на вторичный компонент коллимированный поток в виде сфокусированного звездного ветра (Gies и Bolton, 1986; Sowers et al., 1998). Оптический спектр системы имеет только две хорошо выраженные эмиссионные линии H α и HeII 4686Å. Однако, на спектрах высокого разрешения видна асимметрия большинства линий водорода и нейтрального гелия, что приводит, в случае их использования, например, к определению не совсем корректных параметров орбиты системы. Gies и Bolton (1986) показали, что эмиссионный компонент линии HeII 4686Å формируется в сфокусированном звездном ветре в области, расположенной между компонентами системы.

Cyg X-1 показывает непериодические вспышки в мягком (2-12 keV) рентгеновском диапазоне на различных временных интервалах от дней, месяцев до нескольких лет (Brocksopp et al., 1999b). Считается, что источник данной переменности расположен рядом с черной дырой и тесно связан с аккреционным диском. Ветер от сверхгиганта также переменен на различных временных шкалах от нескольких дней до нескольких лет (Kaufer et al., 1996; Rivinius et al., 1997). Поэтому можно предположить, что переменность эмиссионного спектра и мягкого рентгеновского излучения могут быть связаны между собой, так как оба зависят от звездного ветра оптического компонента. Таким образом, нахождение какой-либо корреляции между этими компонентами переменности важно для понимания физических процессов, протекающих при выпадении звездного ветра от звезды на черную дыру через аккреционный диск.

Исследование долговременной переменности звездного ветра сверхгиганта системы Cyg X-1 раньше никогда не выполнялось. Тем не менее, его нестабильность вне зависимости от фазы орбитального периода отмечалась Ninkov et al. (1987). Данное исследование системы, собственно, и было нача-

то в момент обнаружения автором аномально низкого значения эквивалентной ширины линии $\text{H}\alpha$ (W_λ) в период сильной рентгеновской вспышки в 1996 г. (Волошина и др., 1997). Неясность физических процессов, происходящих в цепочке событий: активность сверхгиганта – звездный ветер – аккреционный диск – черная дыра, и послужила толчком данного исследования. Многолетние спектральные наблюдения объекта в области линии $\text{H}\alpha$ выполнялись совместно с наблюдениями в мягком рентгеновском диапазоне (Rossi X-ray Timing Explorer – RXTE) и жестком (приемнике BATSE, Комптоновской космической обсерватории гамма излучения) рентгеновском диапазоне и были поддержаны оптической UVV фотометрией с Южной базы ГАИШ, а также радионаблюдениями на частоте 15 GHz, выполненными на телескопе Ryle обсерватории Милларда Кебриджского университета.

4.1.2. Уточнение параметров орбиты системы.

Спектры для уточнения параметров орбиты Cyg X-1 были получены в период с июня по июль 1997г. Наблюдения проводились в фокусе куде 2.6м телескопа КрАО РАН в области спектральной линии HeI 4713Å. Разрешение спектров составляло 25000, за время экспозиции около 1.5 часа получался спектр с отношением сигнал/шум ~ 100 , который охватывал спектральную область в районе изучаемой линии протяженностью $\sim 60\text{Å}$. До и после каждой экспозиции нами были получены спектры сравнение лампы ThAr . Последующая редукция спектрограмм и методика измерения лучевых скоростей была обычной и детально описана в главе 1. Измерения лучевой скорости ядра линии HeI 4713Å производилась путем аппроксимации его профилем Гаусса. Ошибки в определении лучевых скоростей по фотосферному профилю линии не превышали 0.1 Å . В табл. 4.1 представлены результаты измерений V_r .

Для получения наиболее полной по количеству данных кривой лучевых скоростей системы были собраны и по отдельности проанализированы все

доступные из литературы данные. Прежде всего, необходимо было исследовать и затем учесть скорости центра масс системы (γ – скорости) для каждого из опубликованных источников. Расхождение этой величины у разных авторов связано с систематическими ошибками, которые возникали из-за того, что использовались различные телескопы, спектрографы, выбора разных спектральных линий и методов определения лучевых скоростей. Всего для определения уточненных параметров орбиты было использовано 48 спектральных линий, большинство из которых представлены в табл. 2 в работе Gies и Bolton (1982).

Таблица 4.1. Результаты измерения лучевых скоростей линии HeI 4713Å

JDH (-2400000)	V_r (км/с)	σ (км/с)
50615.4956	-48.5	1.0
50623.4675	66.4	1.4
50624.4585	-14.3	1.2
50625.4553	-63.3	2.3
50626.4792	-72.7	1.3
50648.4623	-78.5	1.3
50649.5196	-7.5	1.8
50650.5054	56.8	1.3
50651.5033	62.9	1.4
50653.5095	-65.4	1.1
50658.4643	-26.1	1.0
50660.3914	-52.1	1.6
50661.3882	33.5	1.7
50663.4452	4.2	1.0
50667.4747	77.3	1.6
50668.4164	66.2	1.7
50669.4382	10.0	2.5
50675.3550	-44.7	1.2
50676.4727	-86.0	1.4
50677.4751	-28.8	1.4

Дополнительно к ним использовались линии HeI (4921, 5015, 5047, 5875, 6678 Å), линии кислорода OII (4349, 4366, 4650 Å), MgII 4481 Å, NII 4630 Å.

Поскольку вклад слабого эмиссионного компонента, формирующегося в коллимированном звездном ветре, в каждой из выбранных линий различный (в особенности в линиях HeI) мы, в тех случаях, где это было возможно, разделяли линии для получения независимых оценок γ -скоростей. Так, например, были учтены систематические сдвиги линий HeI в красной области спектра, обусловленные звездным ветром сверхгиганта. Первичный анализ наблюдательного материала позволил выбрать 421 измерение лучевых скоростей из 14 литературных источников с погрешностями измерений, не превышающих 20 км/с. К сожалению, были исключены чрезвычайно важные наблюдения Seyfert и Popper (1941) из-за неопределенности моментов времени для этих наблюдений. Информация о литературных источниках, откуда были взяты

Таблица 4.2. Литературные источники измеренных лучевых скоростей двойной системы Лебедь X-1

JD (-2400000)	Источник	Число измерений	γ (км/с)	O-C (км/с)
41159-41588	Smith et al., 1973	9	0.1±2.2	6.3
41163-41255	Webster и Murdin, 1972	16	0.1±2.7	10.5
41213-44795	Gies и Bolton, 1982	78	-1.8±0.8	6.6
41214-41477	Brucato и Kristian, 1973	12	1.1±1.7	5.8
41269-41012	Mason et al., 1974	14	2.5±2.3	8.7
41515-42670	Walker et al., 1978	13	-0.6±1.0	3.7
41844-41290	Brucato и Zppala, 1974	17	-3.9±1.8	7.6
42205-42910	Abt et al., 1977	79	-7.9±1.1	7.9
43090-44768	Aab, 1983	24	-6.3±1.3	5.9
44513-45895	Ninkov et al., 1987	84	-5.6±0.7	6.6
46332-46635	Sowers et al., 1998	14	-9.8±1.4	5.1
49217-49538	Canalizo et al., 1995	6	10.6±1.9	3.6
50228-50255	LaSala et al., 1998	33	-0.9±1.8	10.2
50615-50677	КрАО РАН	20	-4.1±1.9	8.4

результаты измерений, количество используемых при нахождении параметров орбиты системы, оценок лучевых скоростей, и найденные систематические сдвиги в лучевых скоростях представлены в табл. 4.2.

Уточнение параметров орбиты системы Лебедь X-1 осуществлялось при помощи программы FOTEL (Hadrava, 1993). При поиске параметров орбиты каждой оценке лучевой скорости был придан свой вес, зависящий от точности определения скорости. Исследование данных лучевых скоростей на возможное присутствие небольшого эксцентриситета орбиты дало отрицательный результат. Поэтому орбита системы в дальнейшем фиксировалась круговой, а уточнялись только величины орбитального периода P_{orb} , T_0 , полуамплитуда изменения скорости K_1 и γ -скорости для каждой группы лучевых скоростей, представленных в табл. 4.2. Уточненные параметры орбиты системы представлены в табл. 4.3. На рис. 4.1 приведена кривая изменения лучевых скоростей оптического компонента Cyg X-1.

Таблица 4.3. Уточненные параметры орбиты двойной системы Лебедь X-1

Параметр	Величина
P_{orb} , (дни)	5.599829 ± 0.000016
T_0 , (JDh)	2441874.707 ± 0.009
K_1 , (км/с)	74.93 ± 0.56
$F(M)$, (M_{\odot})	0.244

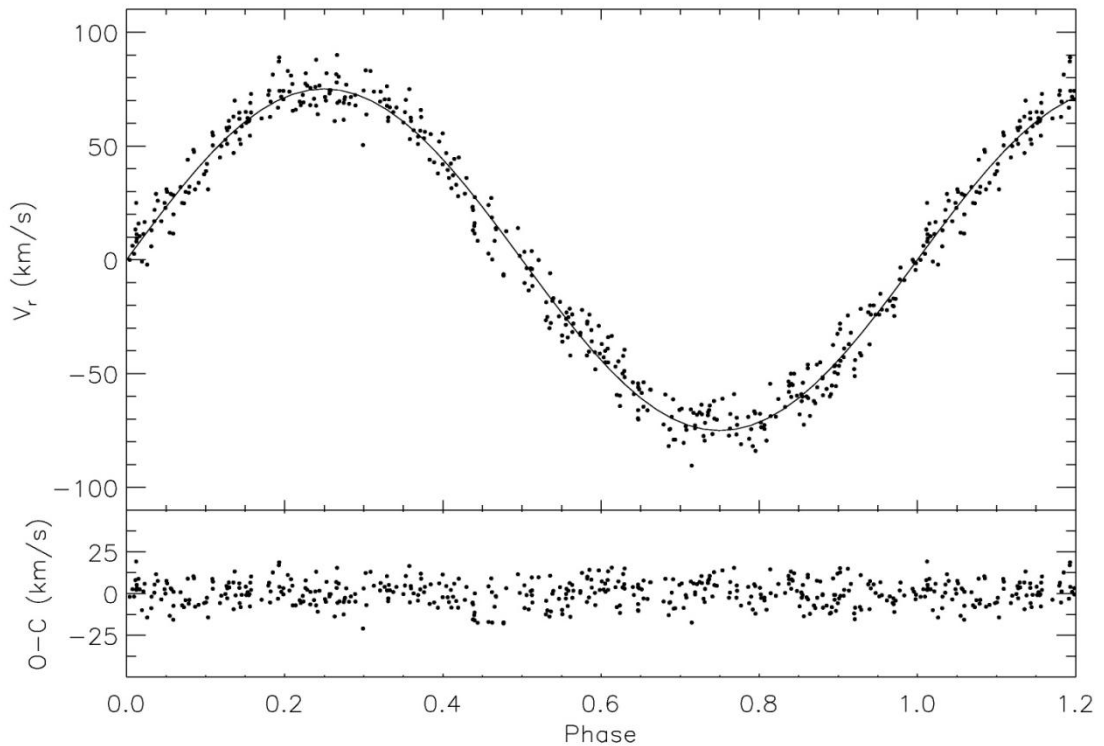


Рис. 4.1. Кривая переменности лучевых скоростей оптического компонента, свернутая с орбитальным периодом и построенная по всем данным, используемым при нахождении параметров орбиты системы. Теоретическая кривая построена по данным табл. 4.3. Внизу представлены отклонения индивидуальных измерений от теоретической кривой.

Полученные на основе всех доступных спектральных наблюдений наиболее точные параметры орбиты массивной двойной системы с маломассивной черной дырой и сверхгигантом раннего спектрального класса позволили нам в дальнейшем уверенно анализировать этот объект, используя данные в рентгеновском, оптическом и радио диапазонах.

4.1.3. Комплексное исследование активности Лебедь X-1

Все наблюдения массивной двойной системы Лебедь X-1, исследуемые в данном разделе, были выполнены в период с апреля 1996 г. по сентябрь 1998 г. Для того чтобы упростить сравнение наблюдаемых потоков излуче-

ния в существенно различных спектральных полосах, они были приведены в систему mJy, используя коэффициенты преобразования O'Dell et al. (1978).

Наблюдения в жестком рентгеновском излучении были выполнены на инструменте BATSE Комптоновской космической обсерватории гамма излучения. Подробное описание инструмента и методов обработки регистрируемого сигнала приведено Pacias et al. (1997).

Наблюдения в мягком рентгеновском диапазоне были получены на рентгеновской космической обсерватории Росси (RXTE) с прибором ASM. Методы редукции и анализа наблюдений приводятся Levine et al. (1996).

Фотометрические UVV наблюдения получены в Крымской лаборатории ГАИШ. В качестве звезды сравнения использовался локальный фотометрический стандарт BD +35°3816 (Лютый, 1972).

Спектральные наблюдения выполнены в КрАО РАН в фокусе куде 2.6м телескопа. Приемником излучения служила ПЗС камера CDS 9000 (1024x256 элементов). Все наблюдения выполнены во втором порядке дифракционной решетки со спектральным разрешением около 35000. Типичное время экспозиции составило около 40 мин, что позволило получать спектры с отношением сигнал/шум 100 и выше. Дальнейшая редукция спектрограмм производилась по стандартной методике, описанной ранее.

Инфракрасные JHK наблюдения получены с ИК фотометром, установленном на 0.7м телескопе КрАО. Приемник излучения InSb охлаждался до температуры жидкого азота. Фотометрическим стандартом служила звезда η Cug. Фотометрическая точность наблюдений была лучше 0.03^m .

Наблюдения Лебедь X-1 в радиодиапазоне выполнены на частоте 15GHz на телескопе Ryle, обсерватории Милларда Кебриджского университета. Время одной экспозиции на источник составляло 10 мин, а типичная ошибка измерения не превосходила величины 1 mJy. Первичная обработка наблюдений и методы анализа данных детально описаны Pooley и Fender (1997).

Кривые изменения блеска звезды в различных спектральных полосах, полученные в период проведения патрульных многополосных наблюдений, представлены на рис. 4.2. Как видно из рисунка, наиболее заметная структура в переменности источника – антикорреляция между жестким и мягким рентгеновским излучением объекта. Такое поведение рентгеновского излучения является достаточно типичным для двойных систем с маломассивными черными дырами в своем составе. К сожалению, было получено только одно наблюдение в радиодиапазоне в период JD 50200-50330. Это наблюдение приходится на JD 50226, в этот момент поток достиг величины в 18 mJy. Последующие наблюдения в радиодиапазоне выявили хорошо выраженную модуляцию потока с характерным временем переменности в 150 дней, ранее обнаруженную Pooley et al. (1999).

В период наших наблюдений система была активна в рентгеновском и радиодиапазонах. Отмечено множество рентгеновских вспышек, которые часто взаимосвязаны в жестком и мягком рентгеновских диапазонах. В тоже время, оптическая переменность объекта практически не показала никакой корреляции с переменностью рентгеновского излучения. Чего нельзя сказать о переменности эквивалентной ширины линии $H\alpha$, которая показывает значимую антикорреляционную зависимость с излучением в мягком рентгеновском диапазоне. Как правило, с увеличением яркости рентгеновского излучения эквивалентная ширина линии уменьшалась до -0.25\AA , при среднем ее значении -0.7\AA в период малой активности звезды в мягком рентгеновском диапазоне. Более детальный анализ связи рентгеновского излучения и эквивалентной ширины линии $H\alpha$ будет рассмотрен в следующем параграфе.

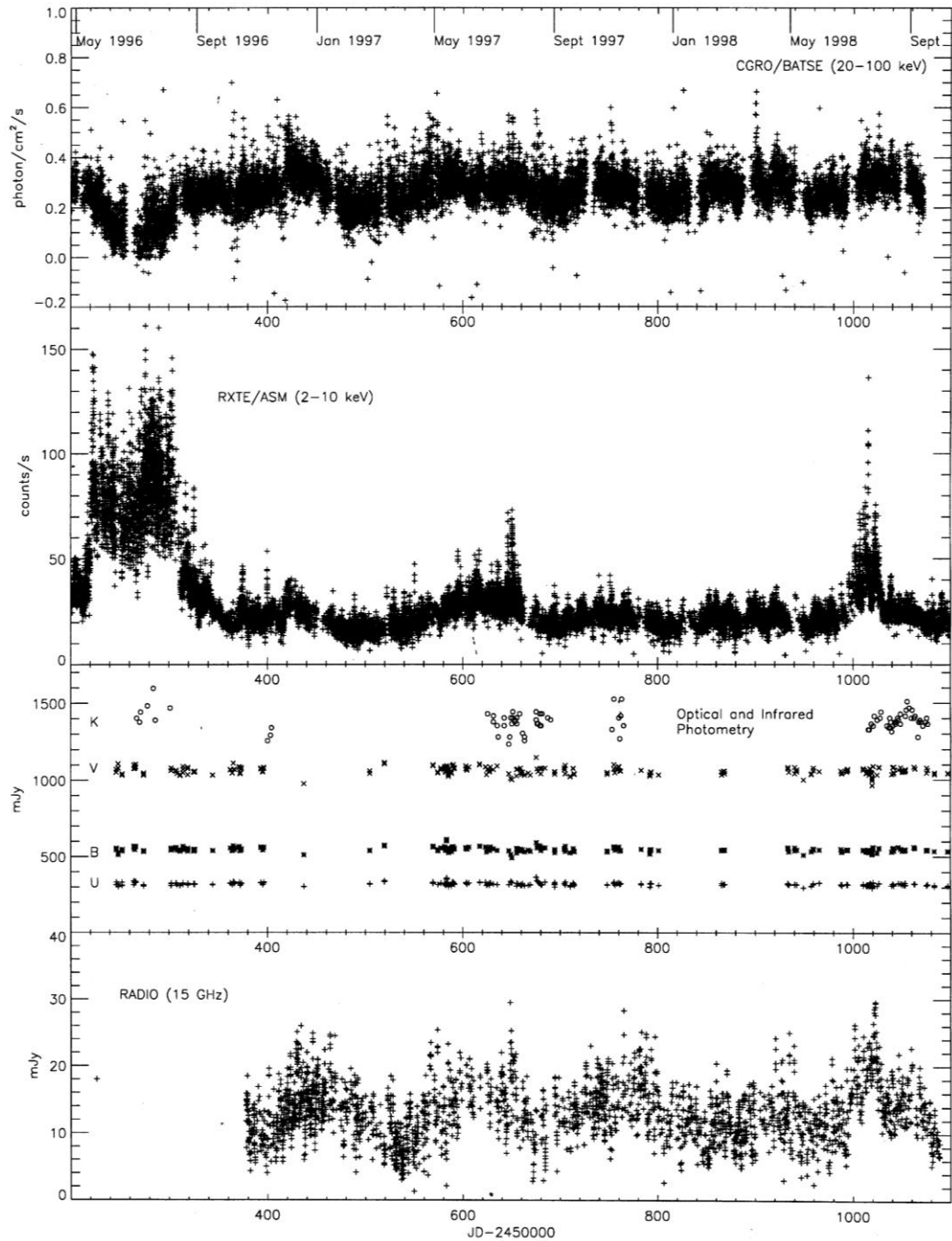


Рис. 4.2. BATSE, ASM, оптическая, инфракрасная и радио переменность Лебедь X-1 в период 2.5 летних патрульных наблюдений.

При анализе орбитальной переменности была использована эфемерида, определенная ранее (табл. 4.3). Кривые изменения яркости Лебедь X-1 в течение всего периода наших наблюдений, свернутые с орбитальным периодом, представлены на рис 4.3. Как видно из рисунка, для многих спектральных полос переменность не столь ярко выражена, как ожидалось. Для выяс-

нения как рентгеновская активность влияет на переменность блеска в зависимости от фазы орбитального периода, были разделены периоды большой и малой активности звезды в мягком рентгеновском диапазоне. Для каждого из периодов анализировалась орбитальная переменность блеска в различных диапазонах спектра излучения. Данные такого анализа представлены на рис. 4.3. На рисунках слева представлены данные фотометрической переменности в периоды повышенной активности звезды в мягком рентгеновском диапазоне, а на правых рисунках – кривые изменения наблюдаемых потоков в период спокойного состояния системы.

Инфракрасные фотометрические наблюдения, так же как и оптические, не показывают явной связи с рентгеновской переменностью. Аналогично, оптические фотометрические наблюдения не показывают значительных вариаций блеска звезды и, кроме того, нет прямых корреляций изменения блеска и активности звезды в рентгеновском диапазоне. Поэтому данные в период активного и спокойного состояний рентгеновского источника были разделены.

Как видно из рис. 4.3, оптическая переменность более ярко выражена в периоды низкой светимости мягкого рентгеновского излучения. Оптическая и инфракрасная фотометрическая переменность показывают двойную волну в течение орбитального периода, что указывает на заметную деформацию оптического компонента приливными силами.

Рис. 4.2 показывает, что, как минимум, в радиодиапазоне присутствует некоторая долговременная переменность с характерным периодом около 150 дней. Поиск периодичности дает период 142.0 ± 7 дней, что согласуется с ранее выполненными оценками Pooley et al. (1999). Добавление в наш ряд наблюдений на частотах 2.25 и 8.3 GHz указывает на то, что амплитуда переменности и сдвиг фаз отсутствует для данного набора частот, и для всех справедлива величина $T_0 = \text{JD}2450395 \pm 3$. После вычета орбитальной составляющей из наблюдательных данных долговременная периодическая состав-

ляющая была обнаружена, так же, в рентгеновском и оптическом излучении (фильтр В, см. рис. 4.4).

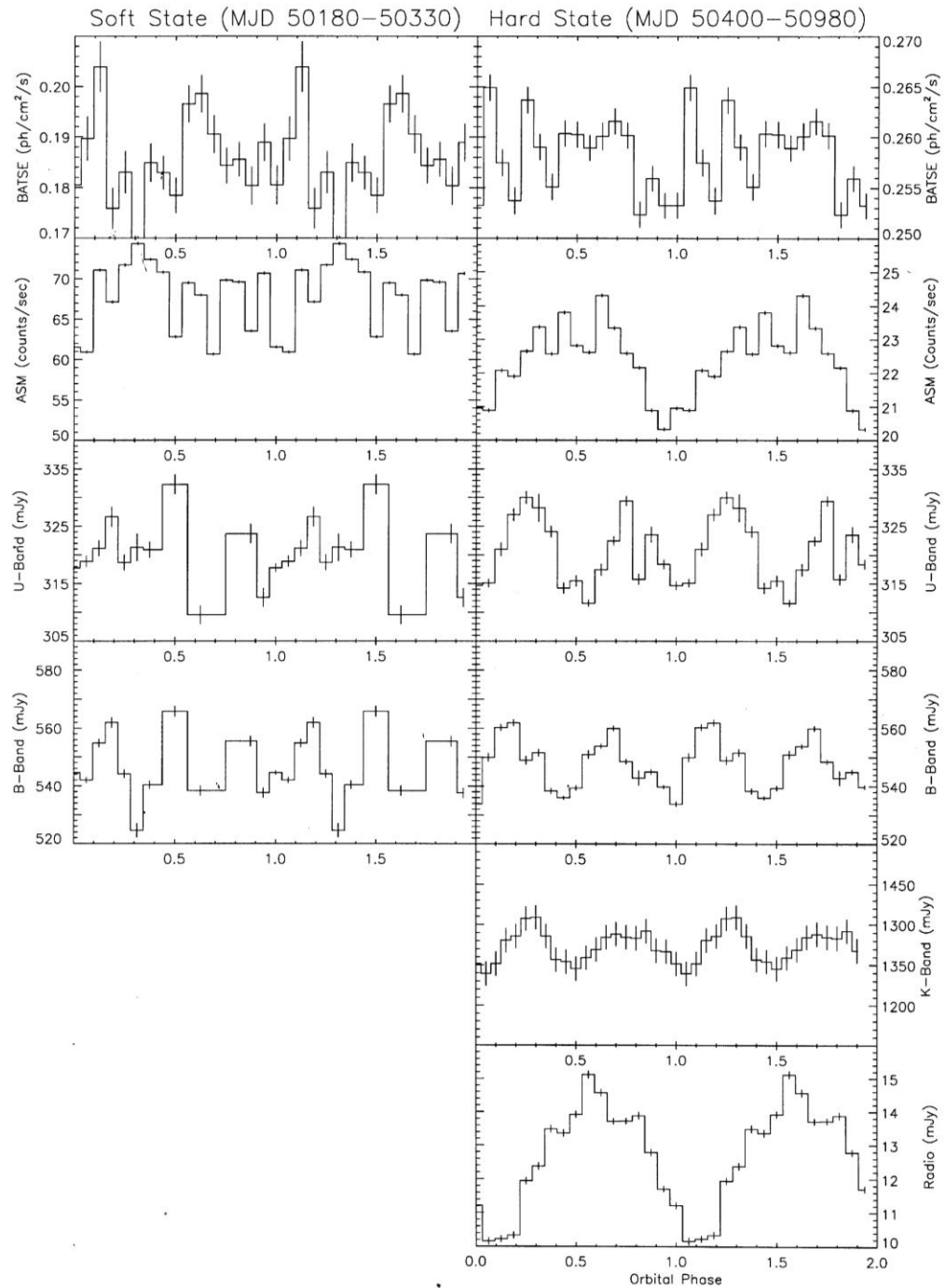


Рис. 4.3. Кривые изменения потоков излучения от объекта, свернутые с орбитальным периодом 5.6 дня. Графики приведены слева направо и вниз – BATSE, ASM, U, B, V, J, H, K, радио. Графики слева соответствуют периоду повышенной активности звезды в мягком рентгеновском диапазоне, справа – спокойному состоянию.

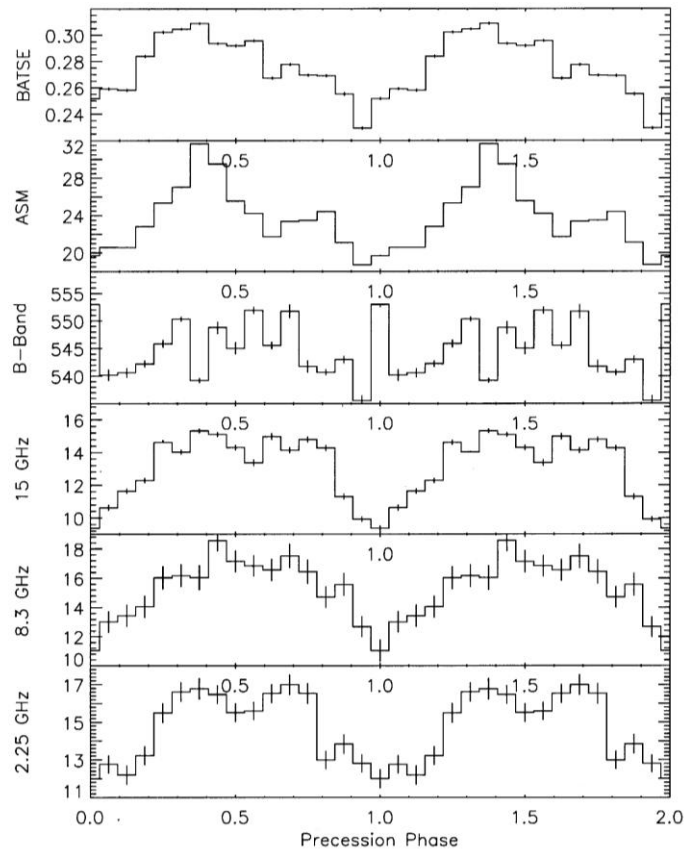


Рис. 4.4. Кривые изменения потока излучения с фазой 142-дневного периода во время спокойного рентгеновского состояния системы, связанные с прецессией аккреционного диска вокруг релятивистского компонента. Представлены рентгеновские (жесткий и мягкий) блеск звезды в фильтре В и радио наблюдения. Переменность, связанная с орбитальным периодом, исключена. Потoki излучения приводятся в mJy , кроме рентгеновских наблюдений, которые даны в единицах события/сек.

Как показали Brocksopp et al. (1999b), вклад в оптическую светимость аккреционного диска вокруг релятивистского компонента составляет $\sim 2\%$, что очень близко к амплитуде переменности системы в полосе В. Поэтому, наиболее вероятно, что 142-дневный период в оптическом диапазоне связан с аккреционным диском, а не с переменностью блеска сверхгиганта. Если предположить, что данная переменность связана с прецессией аккреционного диска (как это наблюдается у других рентгеновских двойных системах), то трудно предположить долговременную стабильность величины и сохранения

фазы данного периода в течение длительных (десятилетия) временных интервалов. Действительно, у рентгеновских систем, аккрецирующих вещество через коллимированный звездный ветер, наблюдается значительная неустойчивость поступающего вещества, в отличие от систем с оптическим компонентом, переполняющим свою полость Роша.

Используя величину найденного периода прецессии диска можно оценить угол наклона диска к плоскости орбиты системы. Так согласно Larwood (1998):

$$\frac{P}{P_p} = \frac{3}{7} \beta^{3/2} \frac{\mu R^{3/2} \cos \delta}{(1+\mu)^{1/2}} \quad (4.1)$$

где P – орбитальный период, P_p – период прецессии, μ – отношение масс, R – отношение радиуса полости Роша к радиусу аккреционного диска, предполагая $\beta = \beta_p =$ радиусу Пачинского (Paczynski, 1977; Larwood, 1998). Получаем, угол $\delta = 37^\circ$ между диском и плоскостью орбиты. Радиативная модель, построенная Wijers и Pringle (1999) предсказывает величину прецессионного периода ~ 180 дней, что достаточно близко к найденному нами периоду 142 дня. Однако, как признают сами авторы, построившие модель излучения в системе Cyg X-1, полученный ими период прецессии сильно зависел от множества плохо известных параметров, таких, например, как вязкость или величины аккреции.

4.1.4. Переменность эмиссионной линии Na у Cyg X-1 и ее связь с мягким рентгеновским излучением.

Как было показано в предыдущем параграфе, излучение Лебедь X-1 переменна во всем доступном изучению спектральном диапазоне, от жесткого рентгеновского до радио. Данная переменность имеет существенно разные временные шкалы, от секунд до нескольких лет, но наиболее значимым остается переменность потока с фазой орбитального периода.

Основной задачей данной части работы стало исследование процессов аккреции газа на маломассивную черную дыру, в частности, исследование неустойчивости коллимированного газового потока от сверхгиганта в полость Роша релятивистского компонента. Выявление относительно простых связей между величиной потери массы оптическим компонентом и нестационарностью мягкого рентгеновского излучения, формирующегося в аккреционном диске вокруг черной дыры потенциально, может помочь в понимании природы нестационарных процессов происходящих в областях, ответственных за формирование жесткого рентгеновского излучения и переменного во времени синхротронного радиоизлучения.

Для подобных исследований очень хорошо подходит эмиссионная линия $H\alpha$. Как было показано Gies и Bolton (1986), значительная часть данной эмиссионной линии формируется в центральной части коллимированного газового потока в направлении от сверхгиганта к аккреционному диску компактного объекта. Исходя из геометрии, большая часть области формирования эмиссии в линии $H\alpha$ расположена вблизи центра масс системы.

Спектральный мониторинг Cyg X-1 в линии $H\alpha$ выполнялся в течение семи лет с 1996 по 2002 гг. За этот период времени было получено 142 спектра звезды. Наблюдения выполнены в фокусе куде 2.6м телескопа КрАО РАН с ПЗС матрицей размером 1024×260 пикселей. Как и для большинства объектов в данной работе, использовался второй порядок дифракционной решетки с линейной дисперсией $3 \text{ \AA}/\text{мм}$ и спектральном разрешении около 35000. Время отдельной экспозиции составляло 30-40 мин. За это время при нормальных погодных условиях были получены спектры с отношением сигнал/шум около 100 или больше. Последующая редукция спектрограмм выполнялась по стандартной методике, описанной ранее для других объектов (глава 1). При последующем анализе спектральных наблюдений, помимо переменности профилей линии $H\alpha$, измерялась ее эквивалентная ширина W_λ , ошибка единичного измерения при этом была всегда лучше 0.1 \AA .

В течение всего периода наблюдений звезды в линии $H\alpha$ велся мониторинг объекта рентгеновским спутником RXTE (Rossi X-ray Timing Explorer). Использовался ASM (All Sky Monitoring) открытый архив данных. Наблюдения были получены в трех полосах рентгеновского излучения А (1.5 – 3 keV), В (3-5 keV) и С (5-12 keV). Подробное описание ASM, включая калибровки и редуцирование данных, приведено Levine et al. (1996). Средние за сутки данные рентгеновского потока были преобразованы с отсчетов прибора в энергии ($\text{keV cm}^{-2}\text{s}^{-1}$) используя формулы и коэффициенты преобразования, полученные Zdziarski et al. (2002).

До начала выполнения данной работы было известно, что эмиссионный спектр Cyg X-1 и линия $H\alpha$, в том числе, имеют значительную переменность с фазой орбитального периода 5.6 дня (Gies и Bolton, 1986; Ninkov et al., 1987; Sowers et al., 1998). Однако, как было заподозрено нами (Волошина и др., 1997; Brocksopp et al., 1999a), эмиссия в линии $H\alpha$ имеет значительную, независимую от фазы орбитального периода переменность. Так как потеря массы оптическим компонентом является единственным источником аккреции вещества, то любая нестабильность звездного ветра должна приводить к переменной плотности и размеров аккреционного диска вокруг черной дыры, что и будет проявляться в переменной излучения в мягком рентгеновском диапазоне.

Такая комплексная переменность делает анализ профиля линии $H\alpha$ значительно более сложным в интерпретации, так как форма профиля и интенсивность эмиссии линии $H\alpha$ зависит от нескольких параметров:

- а) фазы орбитального периода (ветер заметно коллимирован в направлении вторичного компонента);
- б) переменной плотности звездного ветра вследствие переменной потери массы сверхгигантом;
- в) структурированности самого звездного ветра, формирующего, так называемые, дискретные абсорбционные компоненты (DAC);

г) переменная во времени и связанная с фазой орбитального периода фотоионизация звездного ветра мягким рентгеновским излучением от аккреционного диска вокруг релятивистского компонента.

Для того чтобы как-то разделить и попытаться проанализировать все эти эффекты, по возможности независимо, мы разделили полученные спектры на группы с шагом 0.05 фазы орбитального периода и проанализировали каждую из групп независимо. На рис. 4.5 и 4.6 представлены по три характерных профиля линии для каждого из фазовых интервалов орбитального периода. В каждую из групп были включены профили линий со значительной, умеренной и низкой интенсивностью эмиссии. Выделенные жирной линией профили были получены в периоды высокой рентгеновской активности. Как видно из рисунков, интенсивность профилей, на первый взгляд, никак не связана с рентгеновской активностью. В тоже время, переменность профиля линии, связанная с коллимированным звездным ветром, хорошо прослеживается. Профиль линии $H\alpha$ можно разделить на два компонента, один из которых имеет P Cyg структуру и формируется звездным ветром от сверхгиганта, другой эмиссионный компонент формируется между звездами в фокусированном ветре в направлении от сверхгиганта к невидимому в оптике вторичному компоненту. Последний компонент линии сдвинут в синюю область на фазах 0.10 – 0.60 и складывается с P Cyg компонентом на остальных фазах.

Значительная непериодическая составляющая переменности профиля и его интенсивности хорошо заметна на всех фазах. Данная переменность может быть связана как с переменностью коллимированного звездного ветра, так и с абсорбционной частью P Cyg профиля от звездного ветра сверхгиганта. Так как оба эмиссионных компонента отражают переменность потери массы оптической звездой, скорее всего, они связаны между собой.

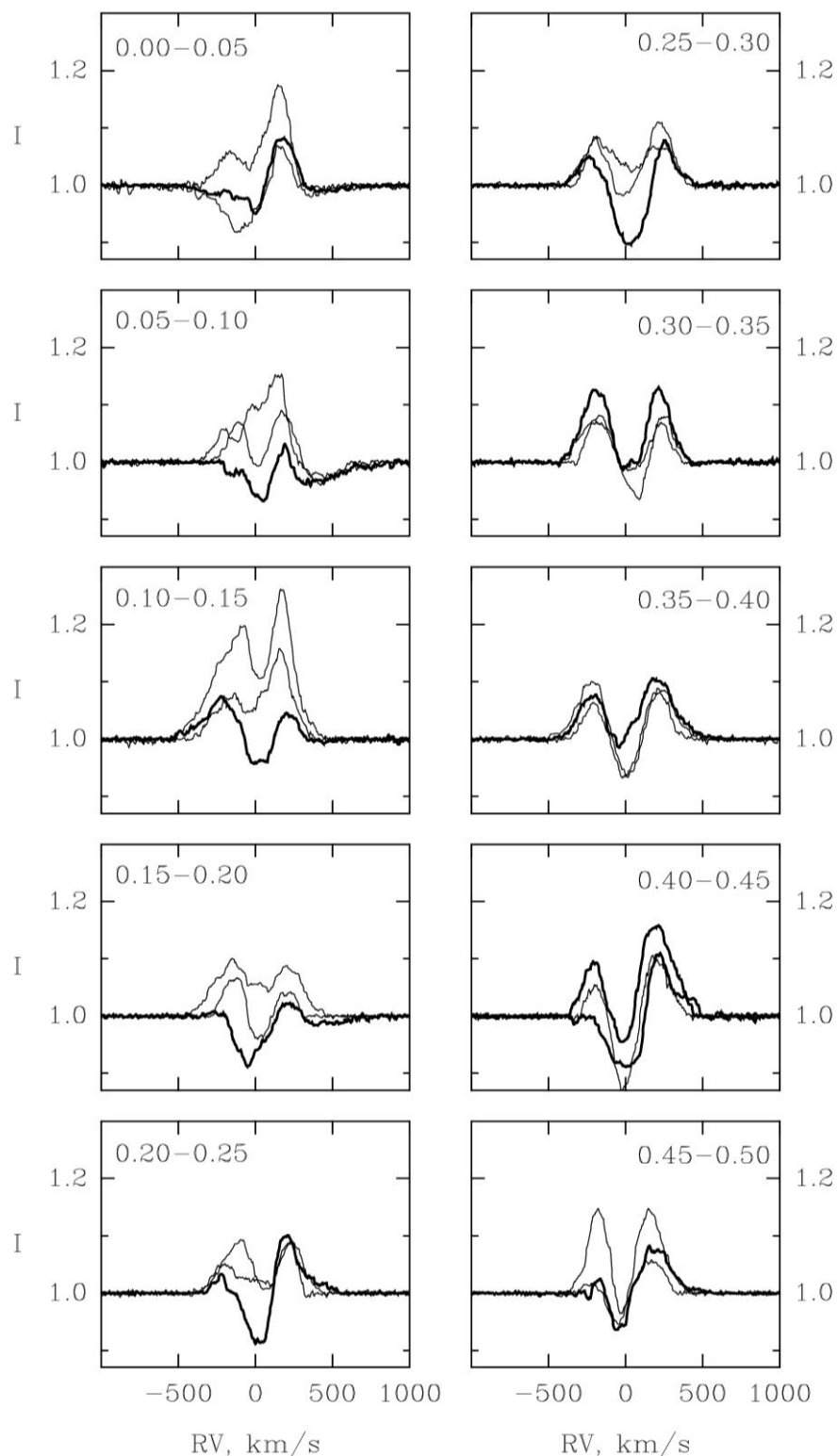


Рис. 4.5. Избранные профили линии Na для фаз орбитального периода 0.00 – 0.50, полученного по элементам орбиты Brocksopp et al. (1999a). На каждый из графиков представлено по 3 избранных профиля с низкой, умеренной и большой интенсивностями. Выделенные жирной линией профили получены в периоды высокой рентгеновской светимости объекта.

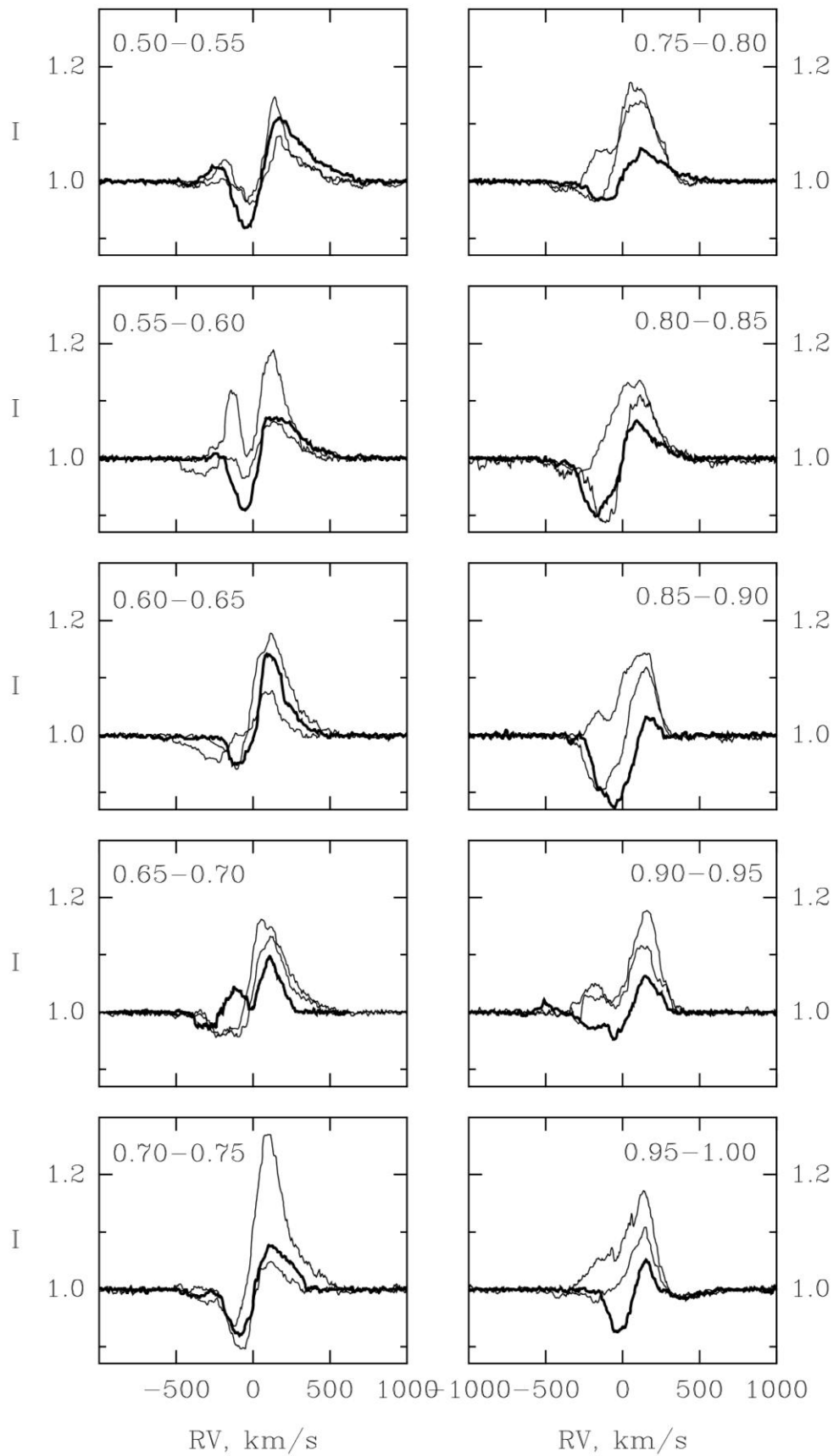


Рис. 4.6. Тоже, что и на рис. 4.5, но для фаз орбитального периода 0.50 – 1.00.

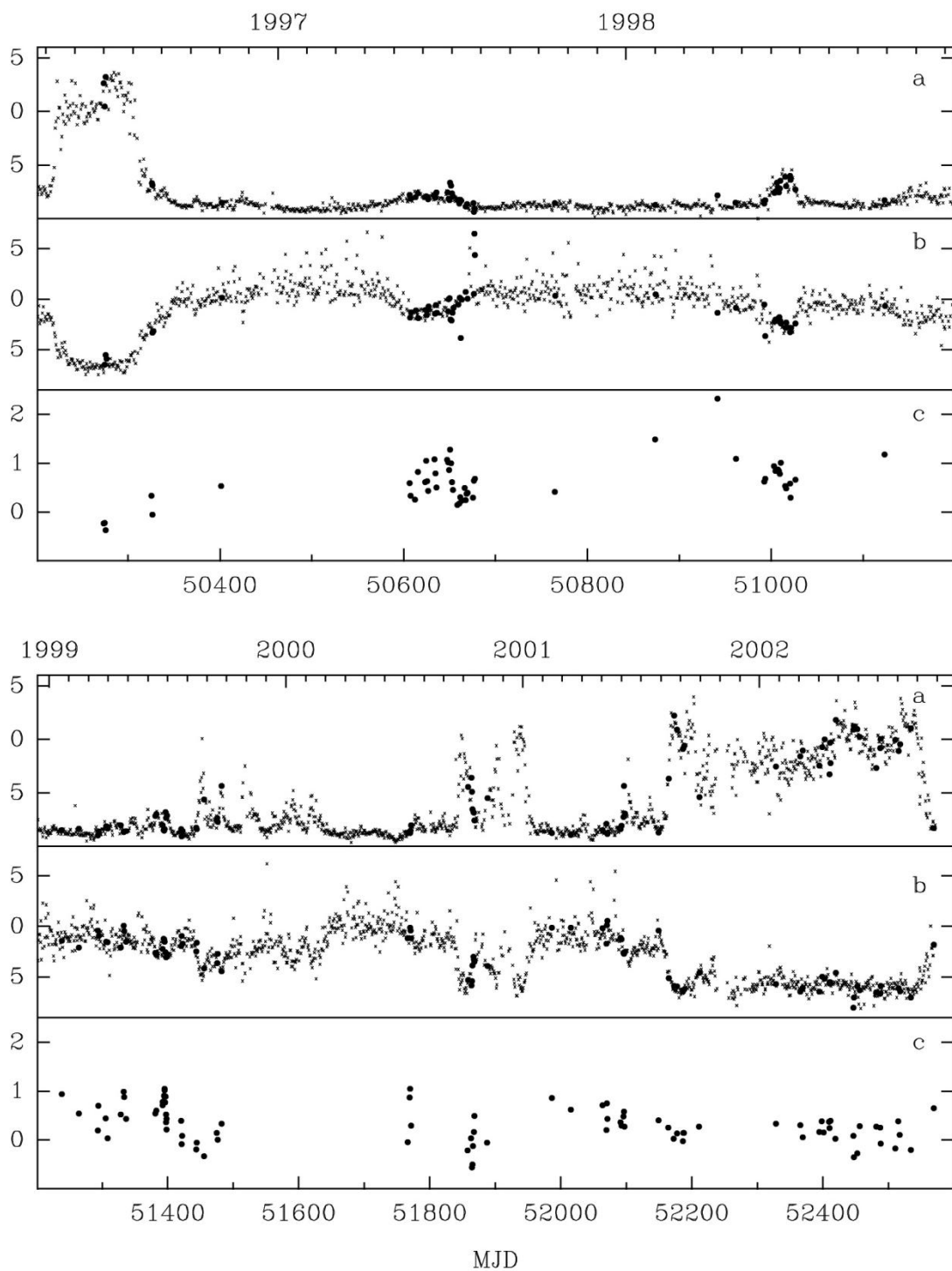


Рис.4.7. Долговременная переменность а) рентгеновского потока в полосе А (3 – 5 keV); б) жесткость рентгеновского излучения – $HR1 = (3-5 \text{ keV}) / (1.5 - 3 \text{ keV})$; в) $W_\lambda \text{ H}\alpha$ (Å). Заполненные кружки на рис. а и б отмечают измерения рентгеновского потока, полученные одновременно с наблюдениями в области линии $\text{H}\alpha$.

На рис. 4.7. представлена долговременная переменность рентгеновского излучения, полученная на спутнике RXTE в полосе А, жесткость (цвет) излучения ($HR1 = \text{полоса А/полоса В}$) и W_λ линии $H\alpha$. Так же как и на Рис. 4.5 и 4.6, видно, что переменность эквивалентной ширины линии имеет сложную структуру, как на коротких – дни (MJD 51392 – 51398), так и на длительных интервалах времени – недели (MJD 51980 – 52200). Очевидно, что данная переменность не связана с фазой орбитального периода и, вероятно, в ее основе лежат другие механизмы.

Данные, полученные при помощи инструмента ASM, представлены на рис. 4.7. Они показывают, что после значительного увеличения потока в мягком рентгеновском излучении в 1996 г (MJD 50100 – 50400) последующие вспышки постепенно усиливались, как по интенсивности, так и по продолжительности от года к году, достигнув очередного максимума в 2002 г. Рентгеновские вспышки имеют непериодический характер с характерным временем возникновения около 400 дней.

Переменность W_λ линии $H\alpha$ и потока рентгеновского излучения имеют слабую корреляцию. Так, например, в периоды активности рентгеновского излучения MJD 50200 – 50350, 51440 – 51480 наблюдалось уменьшение эквивалентной ширины линии $H\alpha$, аналогично и в периоды более коротких по продолжительности вспышек MJD 51850 – 51900, 51440 – 51480. Однако уменьшение W_λ было не пропорционально амплитуде рентгеновских вспышек и не всегда уменьшение W_λ линии $H\alpha$ было непосредственно связано с эпизодами рентгеновской активности. Более того, W_λ монотонно уменьшалось с -1.1 \AA в MJD 51397 до 0.3 \AA в MJD 51456 (рис. 4.7) перед рентгеновской вспышкой, достигнув минимального значения в момент небольшого рентгеновского пика.

Для того, чтобы найти какие-либо закономерности, были скомбинированы W_λ линии $H\alpha$ с тремя спектральными полосами рентгеновских потоков. Рис. 4.8 показывает, что связь между W_λ и потоком рентгеновского излучения не однозначна. Из рисунка следует, что рентгеновские вспышки возни-

кают только в том случае, если W_λ становится меньше -0.4 \AA . Наибольшую чувствительность к W_λ показывает наиболее мягкое рентгеновское излучение полосы А. Однако, зависимость между эквивалентной шириной линии и W_λ в мягком рентгеновском диапазоне носит статистический характер, т.е. уменьшение W_λ в момент вспышки возможно, но не обязательно. В тоже время, более жесткое рентгеновское излучение в полосе С никак не связано с интенсивностью линии $\text{Na}\alpha$.

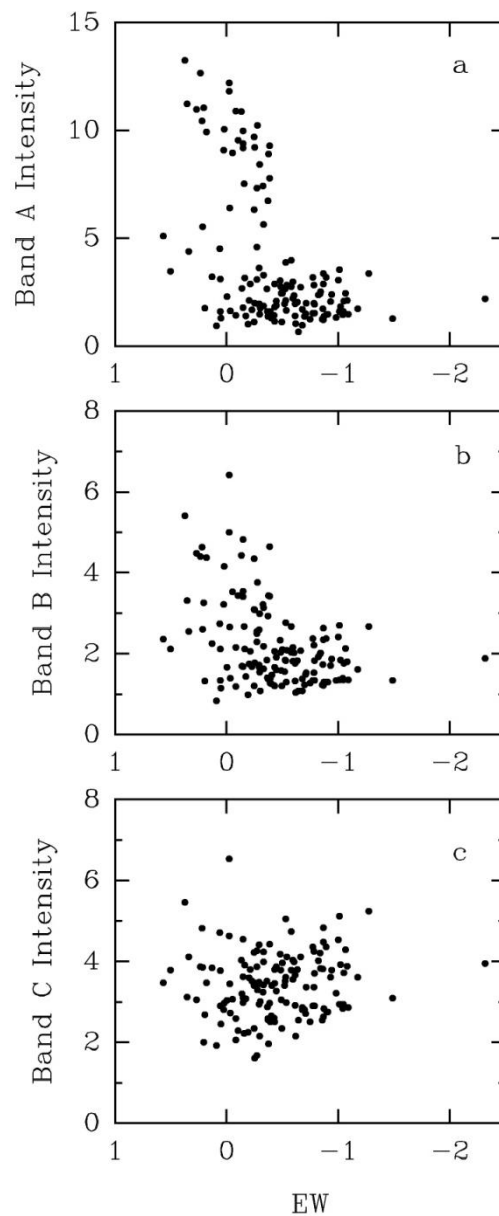


Рис. 4.8. Зависимость потока рентгеновского излучения от W_λ для каждой из трех полос рентгеновского излучения. Характерная корреляция видна между параметрами для полос А и В, но не для полосы С.

Жесткость (цвет) рентгеновского спектра оказался полезным параметром, характеризующим связь между рентгеновским излучением и эмиссией в линии $\text{H}\alpha$. Как видно из рис. 4.9, они хорошо коррелируют между собой. Как и следовало ожидать, показатель цвета для более мягкого рентгеновского излучения HR1 показывает явно выраженную корреляцию с W_λ линии $\text{H}\alpha$. Расстояние отдельных точек существенно превышает ошибки наблюдений обоих параметров. Данное обстоятельство указывает на неизвестные пока дополнительные факторы влияющие как на рентгеновское излучение, так и на эмиссию в линии $\text{H}\alpha$. Сравнивая рис. 4.8 и 4.9 можно сделать вывод, что не очень явно выраженная корреляция между $\text{H}\alpha$ и рентгеновским потоком в большей степени зависит от жесткости рентгеновского излучения, чем от его интенсивности.

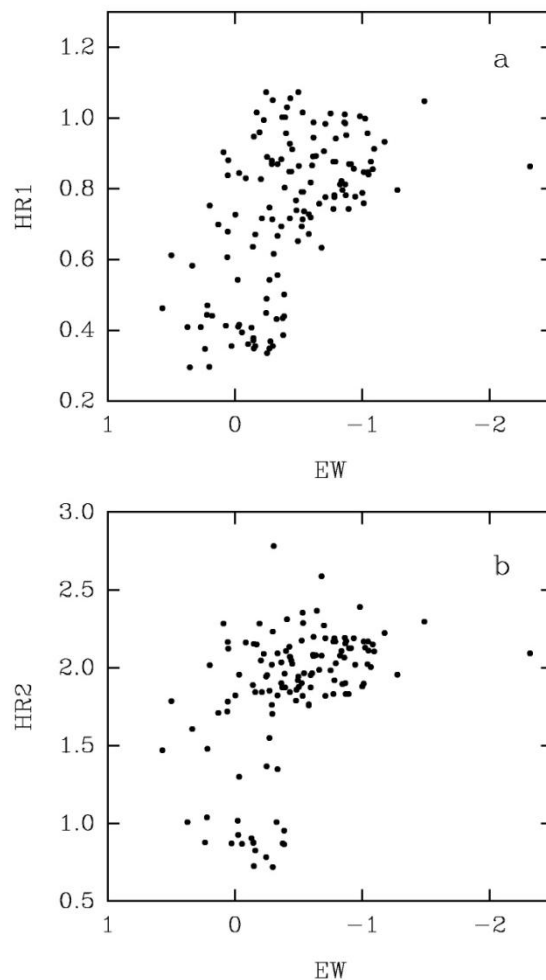


Рис. 4.9. Зависимость между жесткостью рентгеновского спектра и W_λ линии $\text{H}\alpha$; а) $\text{HR1} - (3 - 5 \text{ keV}) / (1.5 - 3)$; б) $\text{HR2} - (5 - 12 \text{ keV}) / (3 - 5 \text{ keV})$.

Можно предложить несколько механизмов, ответственных за связь между переменностью эквивалентной ширины линии $\text{H}\alpha$ и мягким рентгеновским излучением:

- а) фотоионизация нейтрального газа мягким рентгеновским излучением;
- б) рентгеновские вспышки связаны с изменением параметров аккреционного диска вследствие изменения величины обмена массой через звездный ветер и/или
- в) переменности рентгеновского излучения вследствие переменности плотности вещества в столбе нейтрального газа на луче зрения.

Рассмотрим каждую из возможных причин отдельно. В отличие от одиночных сверхгигантов, Cyg X-1 имеет дополнительный источник ионизации в виде рентгеновского излучения от аккреционного диска вторичного компонента. Вследствие орбитального движения этот источник может быть легко идентифицирован. На рис. 4.10 приведены все спектры, полученные в интервале фаз орбитального периода 0.95 – 1.10 (левый рисунок) и 0.45 – 0.55 (правый рисунок). В течение первого фазового интервала черная дыра расположена позади оптического компонента, так что красный компонент профиля линии $\text{H}\alpha$ формируется в той части оболочки, которая расположена в направлении рентгеновского источника и является суперпозицией оболочки вокруг сверхгиганта и коллимированного потока в полости Роша вторичного компонента. В течение второго фазового интервала, звезда расположена позади черной дыры, и красный компонент профиля линии больше не испытывает влияния рентгеновского источника.

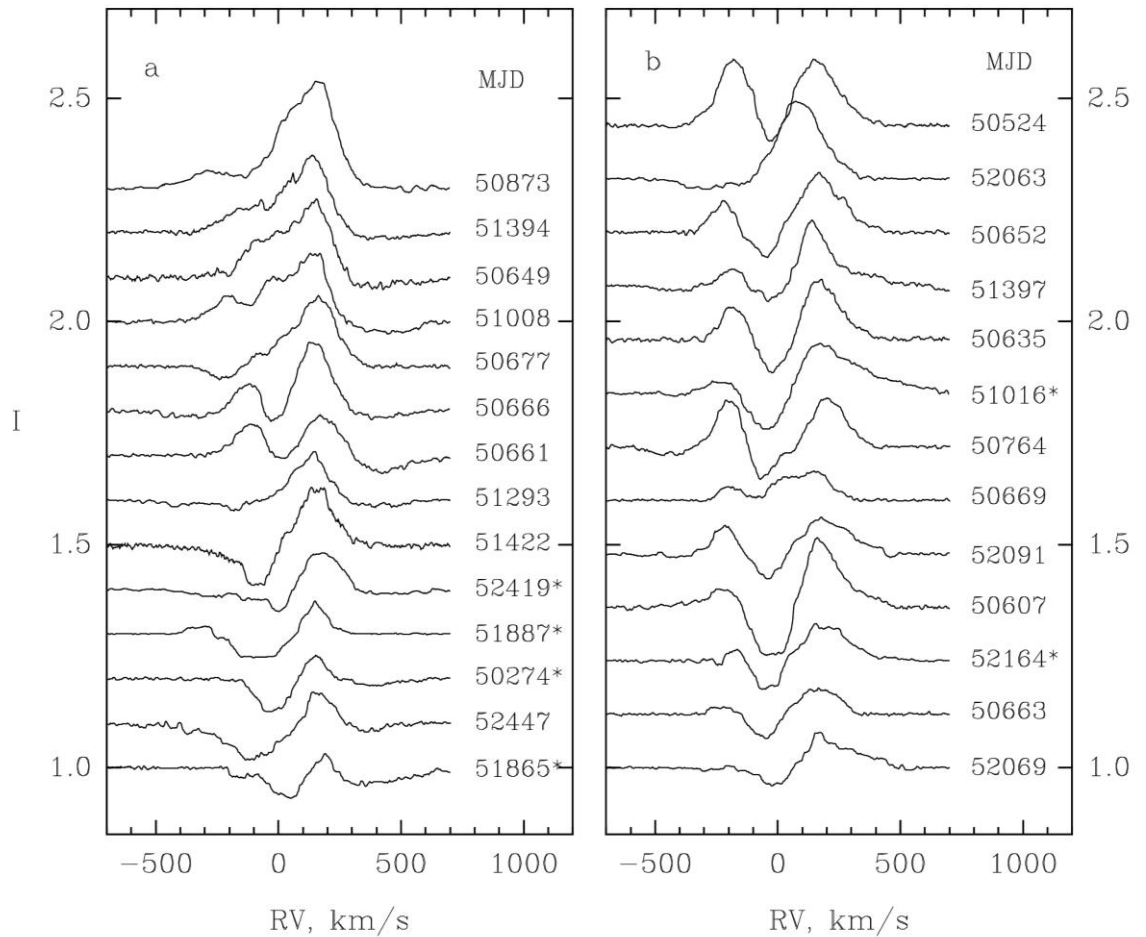


Рис. 4.10. Все профили линии $H\alpha$, полученные в интервалах фаз орбитального периода а) 0.95 – 1.10 и б) 0.45 – 0.55. Профили, отмеченные звездочкой, были получены в периоды рентгеновской активности.

Спектры, полученные в период высокой рентгеновской активности, отмечены звездочками на рис. 4.10. Как видно из рисунка, изменение потока в мягком рентгеновском диапазоне не является доминирующим в формировании профиля эмиссионной линии. Тем не менее, анализ красного крыла эмиссионного компонента на различных фазах показывает, что фотоионизация все же имеет некоторое влияние на профиль линии. На фазе 0.0 красное крыло линии демонстрирует незначительную протяженность так, что видно фотосферную часть профиля. Данный эффект, скорее всего, связан с тем, что вещество на данных скоростях все же ионизируется рентгеновским излучением, т.к. красное крыло линии формируется между звездой и черной дырой. На фазе 0.5 красное крыло линии формируется на противоположной от реля-

тивистского компонента стороне, и влияние рентгеновского излучения заметно ниже. Из рис. 4.10 видно, что на этих фазах красное крыло линии простирается до 700 км/с. В течение обоих промежутков фаз, представленных на рис. 4.10, непериодическая составляющая переменности звездного ветра играла важную роль в формировании профиля линии. Часто эти короткоживущие неоднородности в звездном ветре или долговременная переменность потери массы были настолько значительными, что доминировали над орбитальной переменностью профиля линии, контролируемой фокусированным звездным ветром. Данная непериодическая составляющая присутствовала на всех фазах орбитального периода и не зависела от состояния рентгеновского источника.

Уменьшение W_λ линии Na перед рентгеновской вспышкой MJD 21456 может указывать на уменьшение потери массы сверхгигантом, что, в свою очередь, может привести к вспышке рентгеновского излучения. Действительно, уменьшение потери массы должно приводить к увеличению размеров зоны Стремгрена (т.е. области фотоионизации), окружающей источник рентгеновского излучения (van Loon et al., 2001). Это, в свою очередь, может увеличить прогрев аккреционного диска и в результате привести к увеличению рентгеновского потока, что еще больше увеличит зону Стремгрена. В случае эпизодов активности системы в 2001 – 2002 гг, как только W_λ линии Na вернулось к величине $-1.5 - -2.0 \text{ \AA}$, зона Стремгрена сжалась к ее нормальным размерам, как и в случае после периода активности в 1996 г. К сожалению, предложенный механизм в состоянии объяснить лишь часть наблюдаемой рентгеновской активности объекта.

Теперь обсудим последний из возможных механизмов – переменность плотности газа в столбе по направлению на вторичный компонент. Хорошо известно, что у звезд ранних спектральных типов ветер возникает при рассеянии света на резонансных ультрафиолетовых линиях в околозвездных оболочках. Данный механизм, по определению - нестабилен. Малые неоднородности в однородном поле скоростей быстро разрастаются в области с

ударными волнами. В результате ветер у этого типа звезд является смесью относительно горячих разреженных областей и холодных и плотных структур. Эти области газа находятся в некотором динамическом равновесии. В литературе, обычно, говорят о холодных и более плотных облаках, помещенных в короны с гораздо более высокой температурой. Эти облака обычно связывают с наблюдаемыми в профилях линий абсорбционными структурами или DAC (discrete absorption components), видимых в оптических и ультрафиолетовых спектрах O звезд. Количественная оценка подобных образований в ветре одной звезды составляет $\sim 10^{-3}$ (Howk et al., 2000). Их иерархия по размерам сильно меняется и зависит от спектрального типа объекта, класса светимости и, возможно, от структуры локальных магнитных полей. Наиболее значительные по размерам DAC видны в профилях линий в течение нескольких дней, но не более чем нескольких периодов вращения звезды (Kaper et al., 1997).

Вся система Cyg X-1, включая вторичный компонент, погружена в относительно плотный звездный ветер. Его значительная амплитуда вариаций приводит к переменности в столбе нейтрального газа в направлении на вторичный компонент. Известно два типа переменности, которая может вызываться структурированностью звездного ветра. Это орбитальная, связанная с переменностью плотности газа в столбе вследствие орбитального движения вторичного компонента внутри оболочки первичного компонента (Brocksopp et al., 1999b; Wen et al., 1999), и облака, которые формируют переменность рентгеновского потока в интервалах времени минуты – 8 часов (Bałucińska-Church et al., 1997). Оба типа переменности видны в мягком рентгеновском излучении в периоды активности звезды. Провалы в потоке мягкого рентгеновского излучения - распространенное явление. В момент уменьшения яркости объекта в рентгеновском диапазоне спектр становится более жестким и возникает поглощение в крыле эмиссионной линии железа K вследствие фотоэлектронного поглощения (Kitamoto et al., 1984). Вне провалов рентгеновской яркости плотность в столбе газа в направлении вторичного компонента

составляет $\sim 6.21 \pm 0.22 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$ (Schulz et al., 2002), но может достигать величины $1 \times 10^{23} \text{ cm}^{-2}$ в моменты ослабления блеска (Bałucińska-Church et al., 1997). Размеры структур, ответственных за короткоживущие уплотнения, составляет $\sim 10^9 \text{ cm}$, т.е. относительно малы. Таким образом, подобные плотные структуры в звездном ветре могут приводить к значительному разбросу в наблюдаемых значениях рентгеновского потока и эквивалентной ширины линии $\text{He}\alpha$.

4.2. Физические характеристики, спектральная и фотометрическая переменность рентгеновской двойной системы X Per.

X Per – классический рентгеновский транзиентный рентгеновский источник, в состав которого входит Be звезда раннего спектрального типа и нейтронная звезда. Необычное поведение профилей эмиссионных линий было обнаружено в период перехода звезды в активное состояние в 1995 г. Начиная с 1993 г. блеск звезды постепенно увеличивался с минимального уровня 6.8^m в фильтре V , достигнув своего максимума 6.2^m в 1997 г. Увеличение блеска сопровождалось появлением, а затем и увеличением интенсивности эмиссионных линий. В момент локального уменьшения яркости звезды (JD 2449762.4) было обнаружено, как видно из рис. 4.11, появление дополнительных эмиссионных компонентов в синем и красном крыльях эмиссионного профиля линии $\text{HeI } 6678 \text{ \AA}$ на скоростях -308 km/s и $+258 \text{ km/s}$, соответственно, с интенсивностями эмиссионных компонентов в несколько процентов от интенсивности континуума. Столь необычно сложная структура эмиссионного профиля у Be звезд наблюдалась впервые, причем скорости дополнительных эмиссионных компонентов указывают на то, что они с большой вероятностью сформировались во внутренних областях диска оптического компонента. Поскольку X Per является двойной долгопериодической системой со вторым компонентом, являющимся нейтронным рентгеновским пульсаром, находящимся на вытянутой эллиптической орбите, можно предпола-

гать, что орбитальное движение компонентов и развитие сложных профилей эмиссионных линий связаны между собой. С целью поиска взаимосвязи между долговременным поведением эмиссионного спектра Ве компонента системы и активности пульсара были выполнены многолетние фотометрические и спектроскопические наблюдения данной массивной двойной системы.

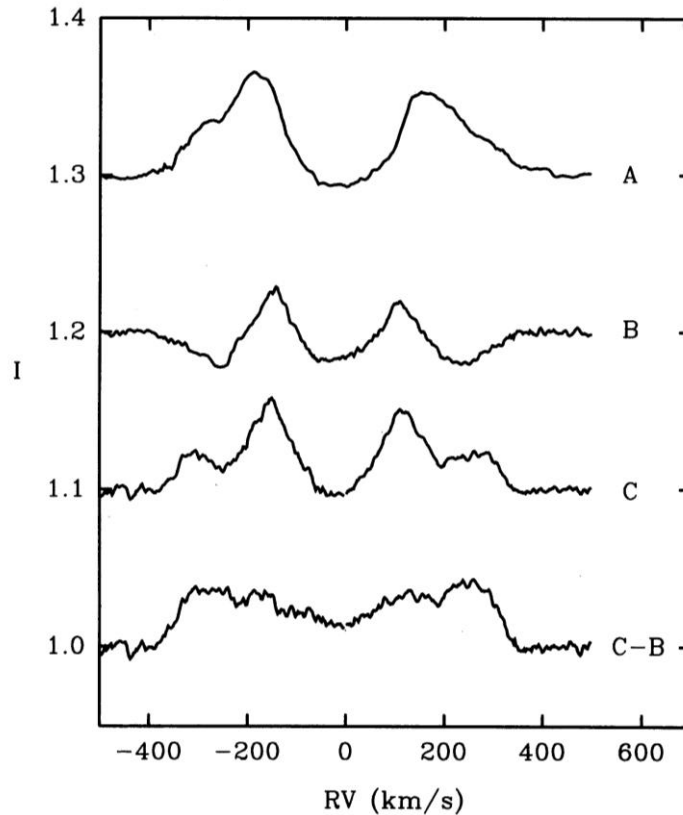


Рис. 4.11. Избранные профили линии HeI 6678 Å, демонстрирующие сложную, четырехкомпонентную структуру профиля. Нижний профиль является результатом вычитания профиля В из профиля С.

Определение основных физических характеристик оптического компонента. Отличительной характеристикой кривой блеска X Per является наличие двух состояний блеска системы: фазы повышенного и низкого состояний, причем амплитуда колебаний яркости объекта, обычно, не превышает 0.6^m (Roche et al., 1993). Анализ фотометрической переменности звезды указывает на аперiodичность, а попытки найти какой-либо период в изменении блеска (Hutchings et al., 1974; Kemp и Barbour, 1983) были позднее опровергнуты (Reynolds et al., 1992). Согласно Roche et al. (1993) блеск звезды

чаще всего находится в двух фазах: в состоянии повышенной или пониженной светимости. В некоторых случаях состояния пониженной светимости являются более продолжительными, звезда в низком состоянии может находиться несколько лет, как это было в 1974 – 1977 гг или в 1990 – 1992 гг. В последнем случае в спектре X Per отсутствовала эмиссия в линии H α (Norton et al., 1991).

Для понимания физических процессов, происходящих в атмосфере оптического компонента, формирования и исчезновения декреционного диска и эволюционного статуса двойной системы необходимо знать основные физические характеристики каждого из компонентов системы. Для выполнения поставленной задачи, в частности, необходимо было выполнить ряд спектроскопических и фотометрических наблюдений в видимой области спектра звезды в период отсутствия диска вокруг оптического компонента системы.

Два спектра были получены в 1990 г. на 2.5м телескопе Исаак Ньютон с умеренным разрешением 0.8 и 0.4 Å в диапазоне длин волн 3800 – 6790 Å и с отношением сигнал/шум больше 100. Дополнительно в 1993 и 1994 гг было получено 3 спектра в фокусе кудэ 2.6 м телескопа КрАО в области длин волн 4670 – 4701 Å, центрированных на линию HeII 4686 Å. Спектральное разрешение последних спектров составляло 25000 и отношение сигнал/шум ~ 100. Редукция спектрограмм производилась диссертантом по стандартной методике, описанной в главе 1. Моменты получения спектров отмечены на кривой блеска двойной системы (рис. 4.12). На рис. 4.13 – 4.15 представлены используемые в последующем анализе участки спектрограмм X Per в низком состоянии блеска.

Для определения T_{eff} и lgg нами использовались эквивалентные ширины W_{λ} Бальмеровских линий водорода H α и H δ . Для того, чтобы убедиться, что в линии H α отсутствуют какие-либо следы эмиссии, мы сравнили наблюдаемые профили с теоретическими, полученными путем интерполяции из моделей Kurucz (1993). Как видно из рис. 4.14, нижний спектр, полученный 27 декабря 1990 г., показывает заметные следы эмиссии, в то время как на

верхнем профиле, полученном ранее, эмиссия либо отсутствует, либо очень незначительна. Поэтому при дальнейшем анализе атмосферы оптического компонента использовалась только линия $H\alpha$, полученная 15 ноября 1990 г. Для последующего анализа химического состава атмосферы оптического компонента были измерены эквивалентные ширины ряда других линий: $H\alpha$ ($W_\lambda = 2.70 \text{ \AA}$), $H\delta$ ($W_\lambda = 4.02 \text{ \AA}$), $HeI 4026$ ($W_\lambda = 1.27 \text{ \AA}$), $HeI 6678$ ($W_\lambda = 1.31 \text{ \AA}$), $HeII 3995$ ($W_\lambda = 0.197 \text{ \AA}$).

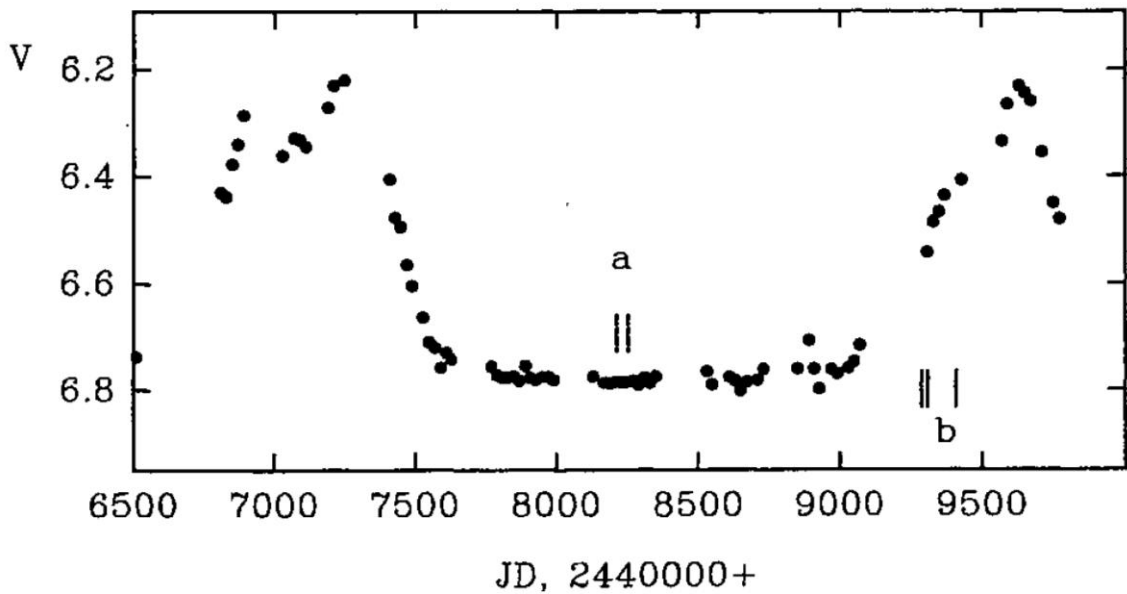


Рис. 4.12. Кривая изменения блеска X Per. Вертикальными линиями отмечены моменты получения спектров, используемых в данной части работы: а) спектры, полученные в области линий $H\alpha$, $H\delta$, $HeI 4016$ и 6678 \AA , $HeII 3995 \text{ \AA}$; б) $HeII 4686 \text{ \AA}$.

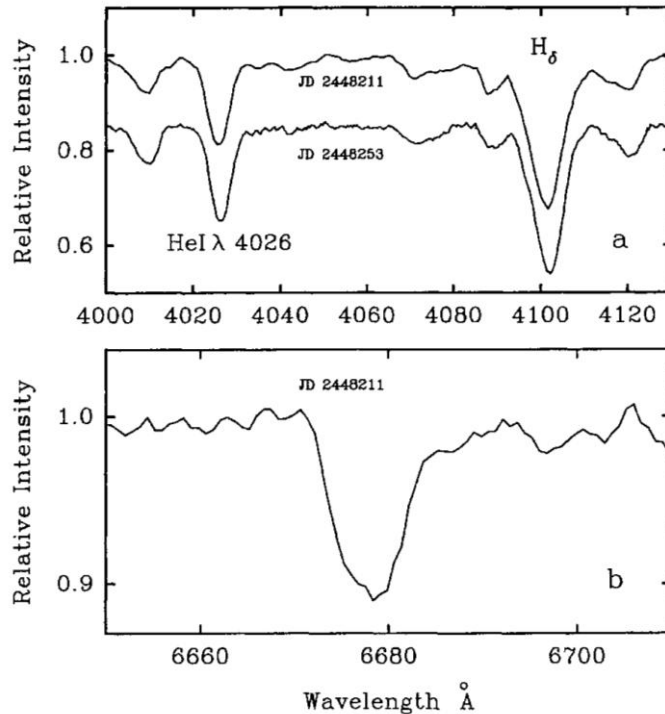


Рис. 4.13. Примеры спектров в области линий: а) H δ и HeI 4026 Å; б) HeI 6678 Å.

При определении параметров атмосферы и аккуратного учета межзвездного покраснения A_V было использовано несколько фотометрических индексов. Фотометрические данные для моментов получения спектров звезды были взяты из работы Roche et al. (1997) ($V = 6.778 \pm 0.009$; $B-V = 0.137 \pm 0.004$; $U-B = -0.790 \pm 0.006$; $V-J = 0.17 \pm 0.08$; $V-H = 0.16 \pm 0.16$; $V-K = 0.15 \pm 0.08$). Согласно Fabregat et al. (1992) избыток цвета для X Per составляет $E(B-V) = 0.39 \pm 0.02$, что соответствует $A_V = 1.26 \pm 0.06$. Данное определение является достаточно аккуратным, тем не менее, может быть еще улучшено нами в процессе самосогласованного определения A_V , T_{eff} и $\lg g$. В дополнение к оценкам блеска широкополосной фотометрии Джонсона мы использовали независящий от межзвездного покраснения индекс $[c_1] = -0.083 \pm 0.012$ и $\beta = 2.575 \pm 0.011$ системы Стремгрена (Fabregat et al., 1992).

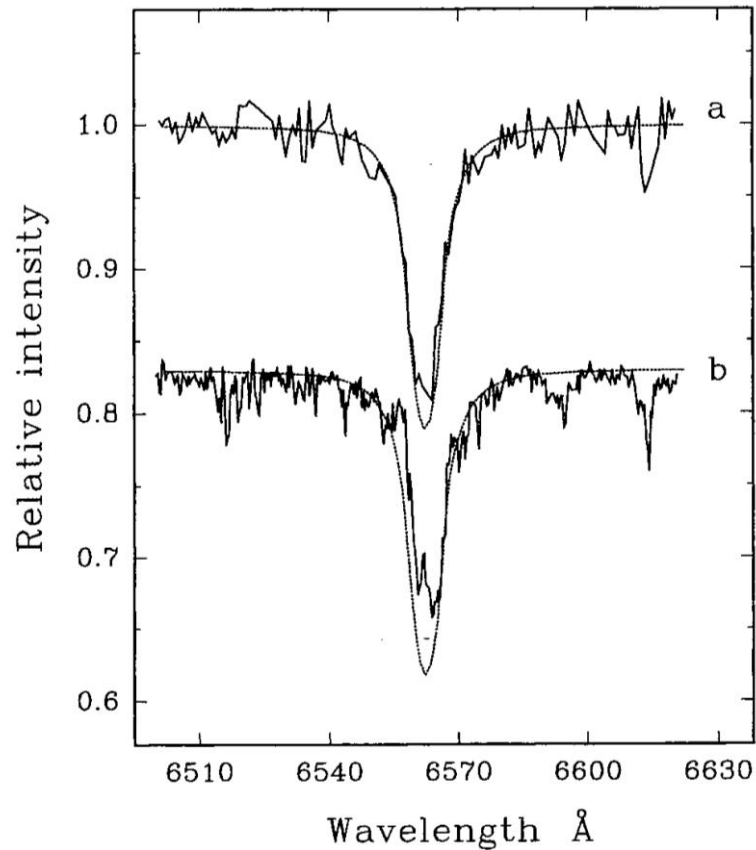


Рис. 4.14. Сравнение полученных из наблюдений (непрерывные линии) и вычисленных по моделям атмосфер профилей линии $\text{Na}\alpha$ для двух ночей наблюдений: а) 5 ноября 1990 г., б) 27 декабря 1990 г. Теоретические профили уширены вращением звезды со скоростью $v\sin i = 215$ км/с.

При определении T_{eff} и $\lg g$ использовалась стандартная методика, основанная на сравнении полученных из спектроскопических и фотометрических наблюдений параметров с их теоретическими значениями. Были проанализированы следующие величины: а) эквивалентные ширины линий $\text{Na}\alpha$ и $\text{H}\delta$; б) показатели цвета в системе Джонсона: $B-V$, $U-B$, $V-J$, $V-H$ и $V-K$; в) фотометрические индексы в системе Стремгрена: $[c_1]$ и β . Теоретические параметры были рассчитаны на основе стандартных моделей (Kurutz, 1993). При первом приближении сравнения теоретических и наблюдаемых величин использовалось значение $A_V = 1.0$, затем данное значение уточнялось вместе с вариацией других теоретических значений, что позволило нам определить величину $A_V = 1.05 \pm 0.02$ (средняя диаграмма на рис. 4.15). При данном значении меж-

звездного покраснения нами были определены параметры $T_{eff} = 29500 \pm 1500$ К и $lgg = 4.0 \pm 0.2$. Важно отметить, что наше определение параметров атмосферы оптического компонента очень близко к менее аккуратному определению Fabregat et al. (1992).

Оценку массы оптического компонента X Per можно выполнить исходя из эволюционных треков для одиночной звезды. На рис. 4.16 представлено положение звезды на диаграмме $T_{eff} - lgg$ вместе с эволюционными треками для звезд с массами $M = 12.8 M_{\odot}$ и $19.9 M_{\odot}$ (Claret, 1995). Данные модели соответствуют нормальной солнечной металличности. Интерполируя данные эволюционные треки, мы нашли, что положение звезды соответствует массе $M = 15.5 M_{\odot}$. Следует помнить, что оптический компонент X Per прошел фазу активного обмена массой, и принял от более массивного в прошлом рентгеновского пульсара часть массы и углового момента.

Фотометрическая и спектральная переменность X Per в период с 1913 по 1982 гг. Для того, чтобы понять состояние системы в период наблюдений, выполненных в данном исследовании, необходимо было иметь некоторое представление об активности системы в прошлом. Первые спектральные и фотометрические наблюдения звезды были выполнены в 1913 г. в Мичиганском университете. Неопубликованные данные указывают на то, что звезда в этот период была активна со значительной фотометрической и спектральной переменностью.

Обзор спектральной переменности звезды в период с 1913 по 1971 гг, выполненных Cowley et al. (1972) показал, что в период 1913 – 1941 гг Бальмеровские линии имели небольшую интенсивность. Интенсивность линий увеличилась к 1946 г. и вновь ослабела в 1947 г. Следующее усиление эмиссионного спектра наблюдалось в 1962 г. с последующим ослаблением. В последний отрезок времени иногда наблюдалась эмиссия в линиях HeI 4472, 4922 и 5015 Å и слабая эмиссия в линии HeII 4686 Å.

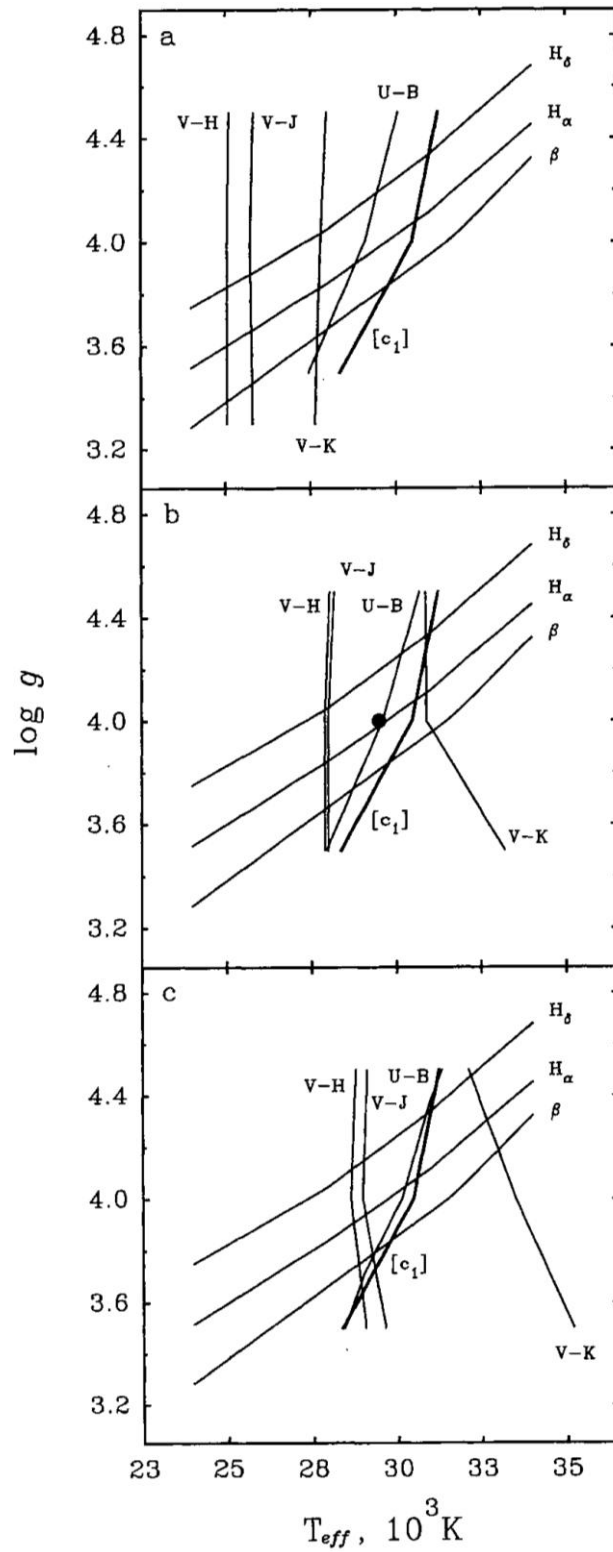


Рис. 4.15. Диаграмма $T_{eff} - \lg g$ для трех вариантов сравнения теоретических и наблюдаемых значений: а) $A_V = 1.00$, б) $A_V = 1.05$, в) $A_V = 1.07$. Крестиком для случая б) отмечены принятые параметры $T_{eff} = 29500 \pm 1500 \text{ K}$ и $\lg g = 4.0 \pm 0.2$.

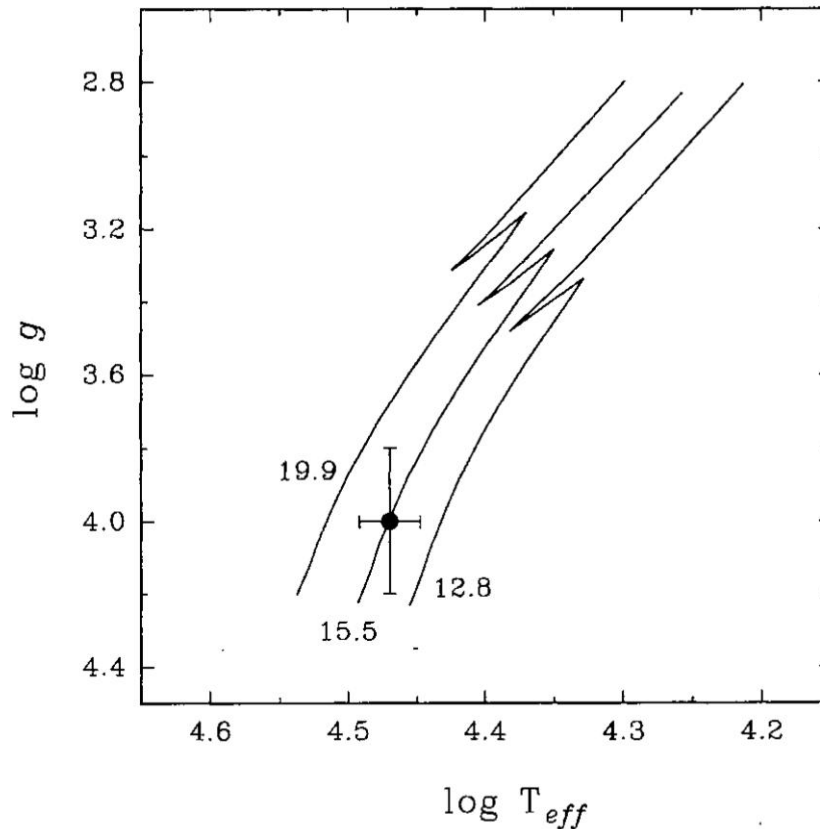


Рис. 4.16. Положение оптического компонента системы X Per на диаграмме $T_{eff} - \lg g$ в сравнении с теоретическими эволюционными треками звезд с массами $M = 12.8 M_{\odot}$ и $19.9 M_{\odot}$ (Claret, 1995). Трек, полученный из интерполяции двух предыдущих, соответствует X Per.

Значительная переменность синего V и красного R компонентов Бальмеровских и FeII эмиссионных линий были отмечены в 1929, 1934 и 1936 гг (Cowley et al., 1972). Кроме того, когда наблюдения звезды стали более систематическими, то в 1960 г. были отмечены циклические изменения отношения интенсивностей эмиссионных пиков V/R у линий H β и в эмиссионных линиях металлов. Наиболее длительные спектральные наблюдения звезды были выполнены Галкиной (1977, 1980, 1983, 1986аб) в период с 1974 по 1982 гг (JD 2442369 – 2445326). В этот отрезок времени система показывала значительную спектральную и фотометрическую переменность на фоне продолжительного ослабления блеска. Однако линия H α оставалась эмиссионной.

Таким образом, из анализа фотометрической и спектральной переменности X Per в период с 1913 по 1982 гг следует, что система показывала, как минимум два типа переменности. Первой является циклическая переменность отношения интенсивностей эмиссионных пиков линий H α , HeI и линий ионизированных металлов на временных шкалах $\sim 1 - 10$ лет. Вторым типом была фотометрическая и спектральная (интенсивность эмиссионных линий) переменность. Оба типа переменности характерны для многих Be звезд и обычно связываются с формированием и эволюцией волн плотности в диске, окружающем оптический компонент системы (Okazaki, 1997).

Наблюдательный материал. Фотометрические и спектральные наблюдения X Per выполнялись на нескольких инструментах. Часть результатов наблюдений взято из литературы. Подавляющая часть спектральных наблюдений получена в фокусе кудэ 2.6 м телескопа Крымской астрофизической обсерватории РАН со спектральным разрешением 25000 – 30000. Спектры получены в области линий H α и HeI 6678 Å. Фотометрические наблюдения получены с 0.6 м телескопом Южной станции ГАИШ.

Результаты спектральных наблюдений звезды представлены на рис. 4.17 – 4.19 в области линии H α и рис. 4.20 – 4.22 в области линии HeI 6678 Å. Для этих линий измерялось ряд параметров: эквивалентная ширина линии W_λ ; относительные интенсивности синего и красного эмиссионных компонентов линий; лучевые скорости отдельных эмиссионных и абсорбционных компонентов линий. Переменность данных параметров в период наших наблюдений представлена на рис. 4.23 и 4.24 для линии H α и HeI 6678 Å, соответственно.

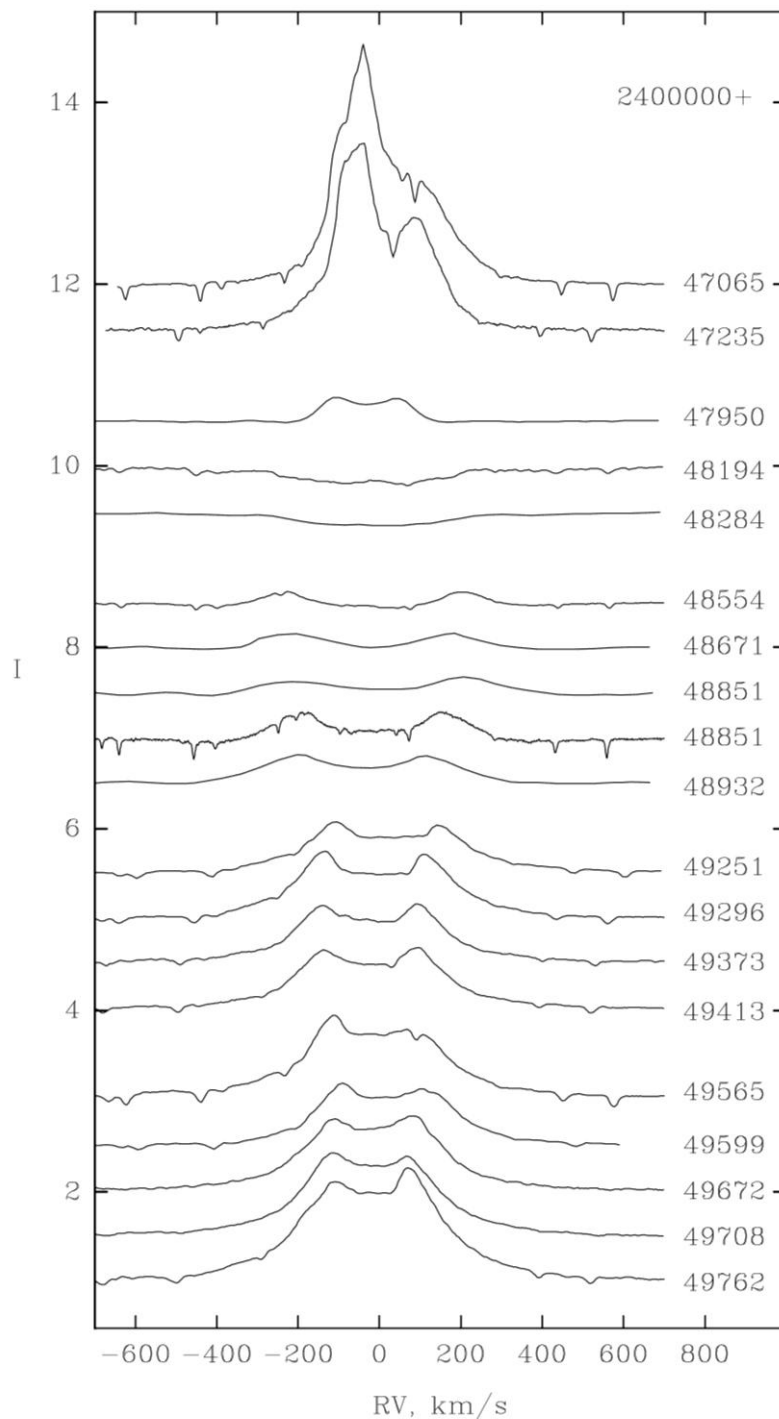


Рис. 4.17. Нормированные профили линии Na в спектре X Per в период с сентября 1987 г. по февраль 1995 г. Ось лучевых скоростей соответствует барицентрической длине волны линии Na. Спектры по шкале интенсивностей сдвинуты на постоянные величины (нижний спектр соответствует нормальному нормированию к континууму звезды).

Описание переменности профилей линий Na и HeI 6678 Å. Для более удобного описания характера спектральной переменности X Per и сопоставления ее с фотометрической переменностью звезды весь отрезок времени, в течение которого изучался объект, был разделен на 4 интервала. Данные интервалы были выбраны после анализа фотометрической и спектральной переменности звезды.

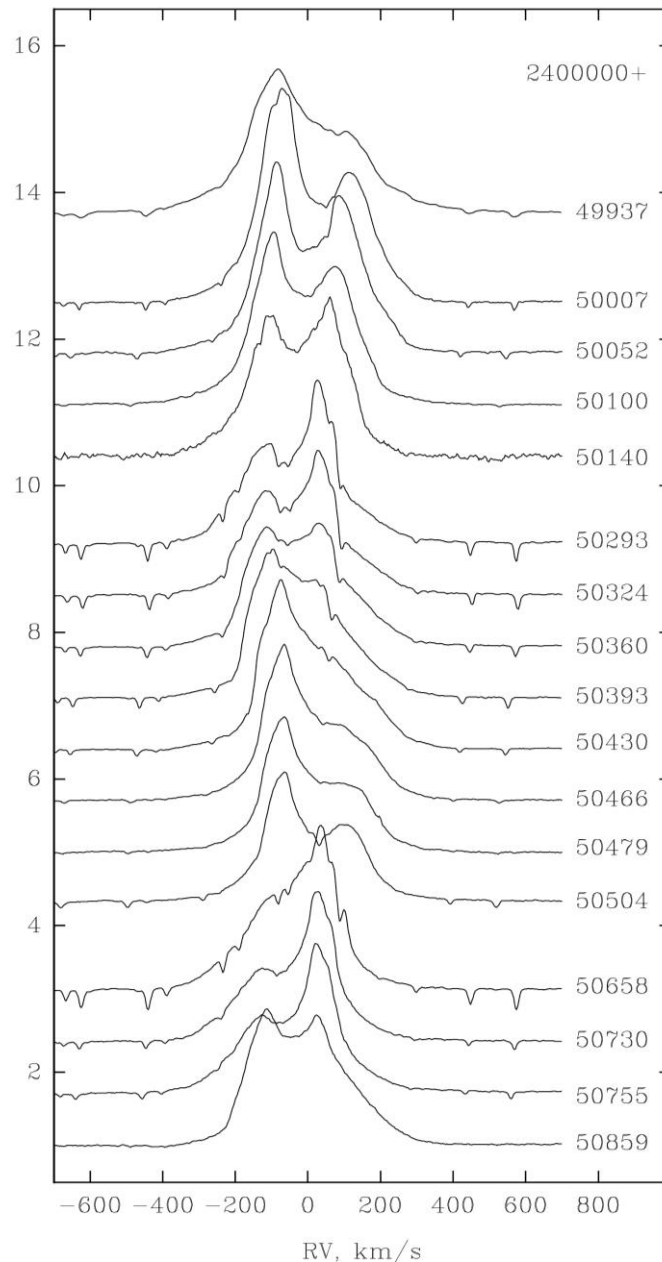


Рис. 4.18. Нормированные профили линии Na в спектре X Per в период с августа 1995 г. по февраль 1998 г. Оси графика представлены так же, как и на рис. 4.17.

Интервал 1. (JD ~2446500-2448100, рис. 4.17). В этот отрезок времени звезда вначале находилась в ярком состоянии, а затем происходило падение блеска ($\Delta V \sim 0.6^m$ за ~400 дней в период с JD ~2447300 – 2447700). Затем звезда перешла в фазу продолжительного минимума блеска.

Ha. Интервал 1 относительно бедно покрыт спектральными наблюдениями (полностью отсутствуют наблюдения в области линии HeI 6678 Å). Наши наблюдения показывают, что до JD 2444237 линия Ha была яркой ($W_\lambda \sim -10 \text{ \AA}$) и имела двухкомпонентный контур с возможной переменностью отношения интенсивностей эмиссионных пиков V/R. Расстояние между пиками относительно мало (~ 140 км/с). После JD 2447237 эквивалентная ширина линии быстро уменьшилась. Концом первой фазы переменности был избран момент, когда последний раз наблюдалась эмиссия в линии Ha.

Интервал 2. (JD ~2448100 – 2449937, рис. 4.17, 4.18, 4.20). В промежуток времени между JD ~2448100 – 2449100 X Per находилась в фазе продолжительного минимума блеска с очень малой фотометрической переменностью и возможным небольшим увеличением блеска к концу данного временного интервала (Percy 1992; Roche et al. 1997). В промежуток JD ~ 2449100 – 2449650 продолжительное минимальное состояние блеска закончилось быстрым возрастанием яркости звезды в полосе V на 0.6^m , достигнув значения 6.23^m . В отличие от интервала 1 в данном отрезке времени не наблюдалось стабильного состояния блеска в максимуме. Яркость звезды сразу начала падать, понизившись на 0.5^m за ~470 дней.

Ha. В начале данного интервала времени профиль линии был фотосферный, без следов эмиссии. Отсутствие следов оболочки в линии наблюдалось на очень непродолжительном временном отрезке, уже на JD 2448554 в профиле фотосферной линии появляются следы эмиссии (рис. 4.17, 4.23). Вначале эмиссионные компоненты выглядят в виде двух пиков с расстоянием между ними ~500 км/с. С течением времени интенсивность пиков и эквивалентная ширина линии увеличивается при уменьшении расстояния между

эмиссионными компонентами. Эмиссионные пики перестали сближаться в \sim JD 2449565 и начались небольшие колебания отношения V/R.

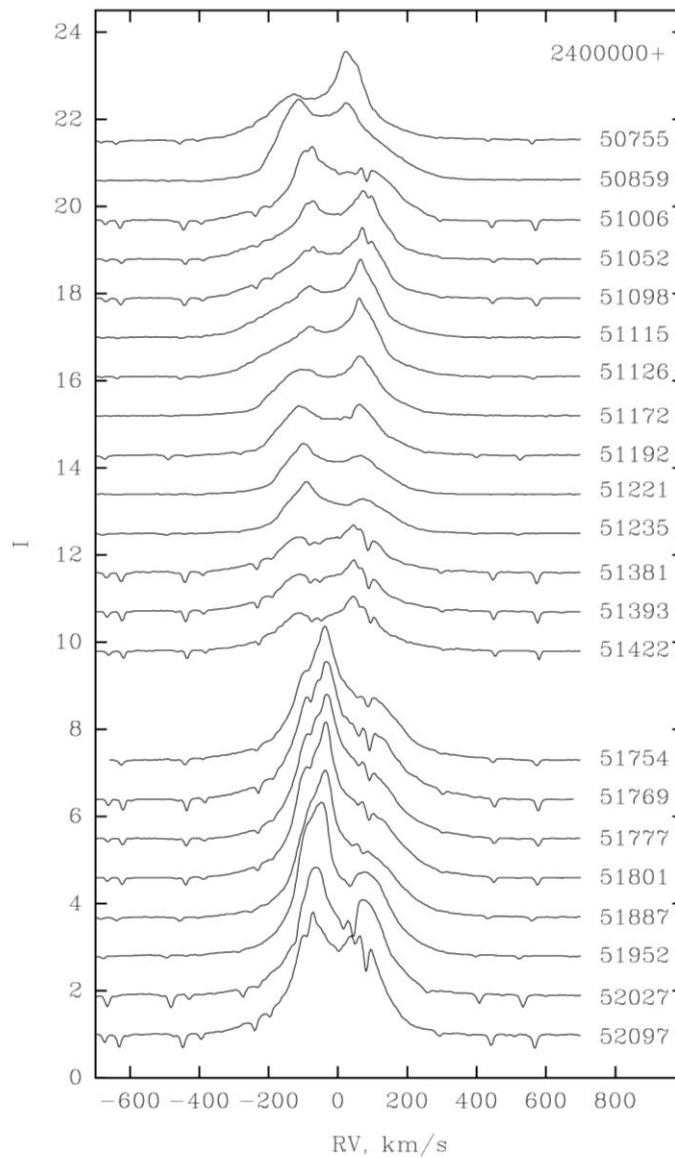


Рис. 4.19. Нормированные профили линии $H\alpha$ в спектре X Per в период с февраля 1998 г. по сентябрь 1998 г. Оси графика представлены так же, как и на рис. 4.17.

Линия HeI 6678 Å. Первые признаки эмиссии в линии были отмечены в JD 2448851, при этом расстояние между пиками было очень велико. Как и в случае с профилем линии $H\alpha$, расстояние между пиками постепенно уменьшалось, а их интенсивность увеличивалась (рис. 4.20). В этот промежуток времени переменность эквивалентной ширины линии HeI 6678 Å более вы-

ражена, чем для линии $\text{H}\alpha$. Она достигла локального минимума в период, когда яркость звезды была наибольшей (JD 2449630). Начиная с JD 2449762, как уже отмечалось ранее (рис. 4.20), в профиле линии наблюдаются четыре эмиссионных компонента. По мере падения яркости объекта в фильтре V к концу интервала 2 эквивалентная ширина линии увеличивается до $W_\lambda \sim -1.1 \text{ \AA}$.

Интервал 3. (JD $\sim 2449937 - 2451052$, рис. 4.17, 4.18, 4.20). Данный интервал имеет протяженность около трех лет и характеризуется незначительными ($\Delta V \sim 0.2^m$) вариациями блеска с характерным временем ~ 100 дней и

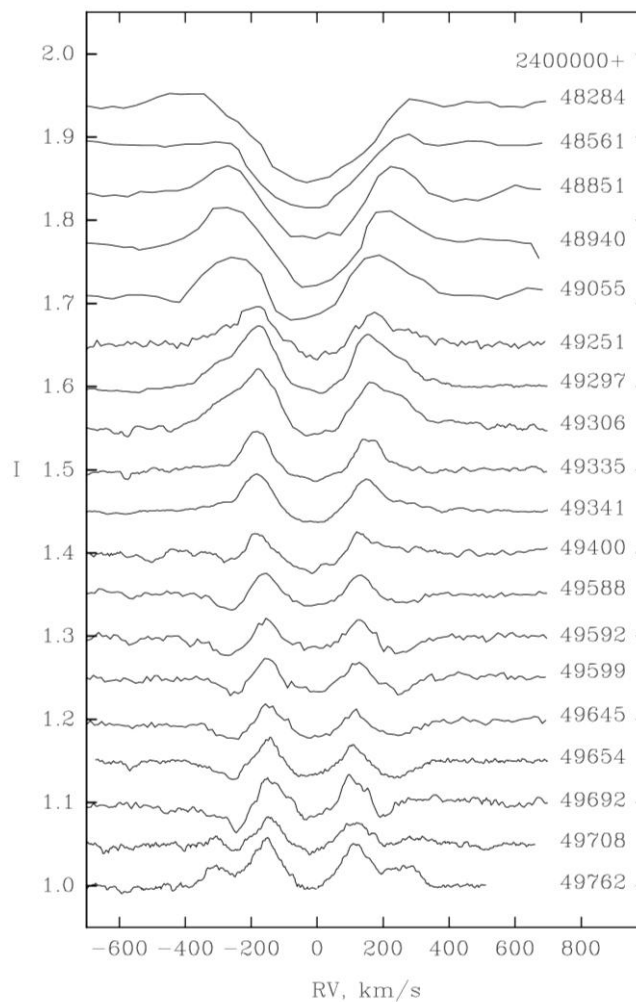


Рис. 4.20. Нормированные к континууму профили линии $\text{HeI } 6678 \text{ \AA}$ в спектре X Per, полученные в промежуток времени с января 1991 г. по февраль 1995 г. Описание осей такое же, как и на рис. 4.17.

оканчивается значительным увеличением блеска звезды. Спектральные наблюдения в этот отрезок времени показывают сильную переменность. Тем не менее, расстояние между эмиссионными пиками линии HeI остается примерно постоянным ($\text{JD} \sim 2450293 - 2451052$).

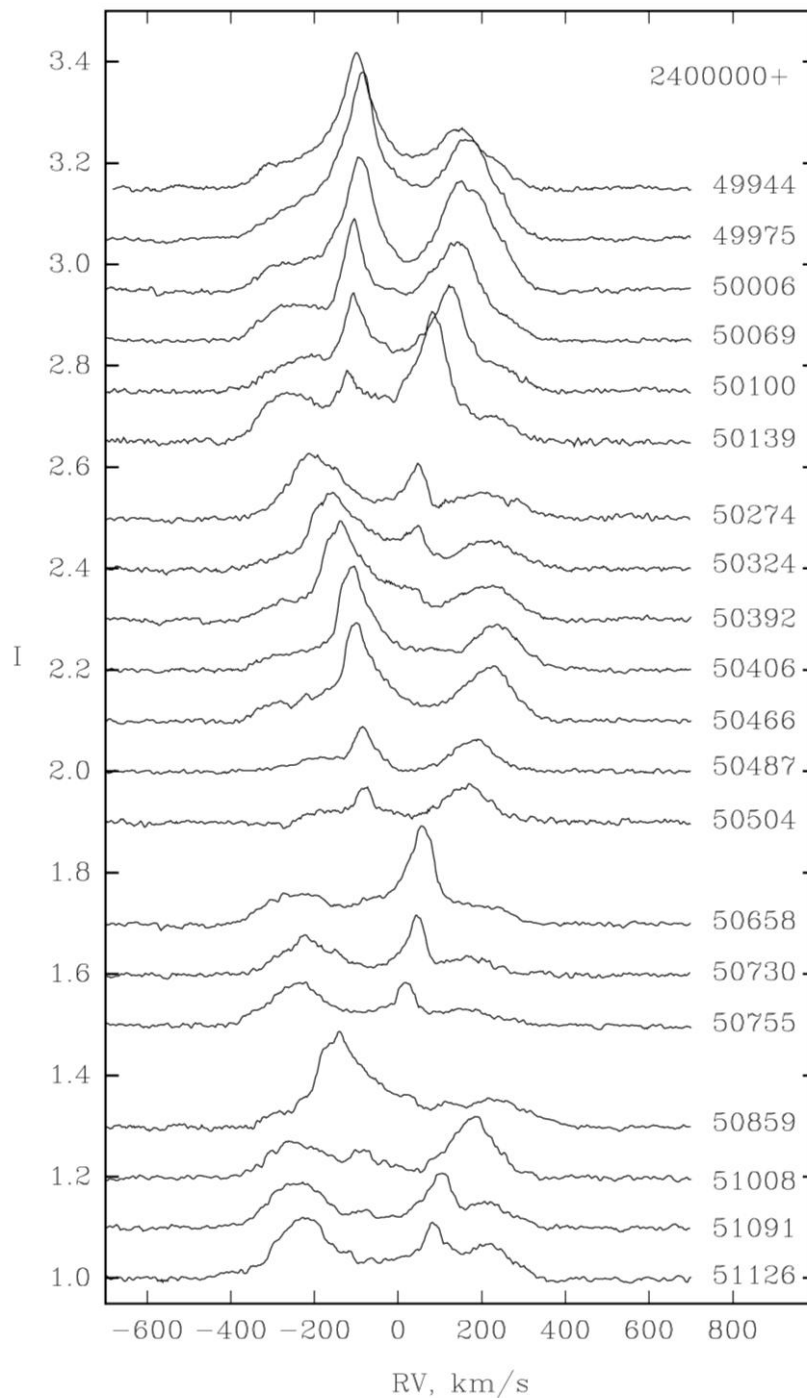


Рис. 4.21. Нормированные к континууму профили линии HeI 6678 Å в спектре X Per, полученные в промежуток времени с августа 1995 г. по ноябрь 1998 г. Описание осей такое же, как и на рис. 4.17.

Na. Линия демонстрирует ярко выраженные колебания V/R в течение всего интервала. Нами отмечено три волны в вариациях этого параметра с изменяющейся амплитудой и продолжительностью (365, 289 и 117 дней). Как видно из рис. 4.23, эквивалентная ширина линии показывала небольшие флуктуации $\sim 2 \text{ \AA}$ вокруг среднего уровня -10 \AA , а расстояние между эмиссионными пиками было постоянным и составляло $\sim 140 \text{ км/с}$.

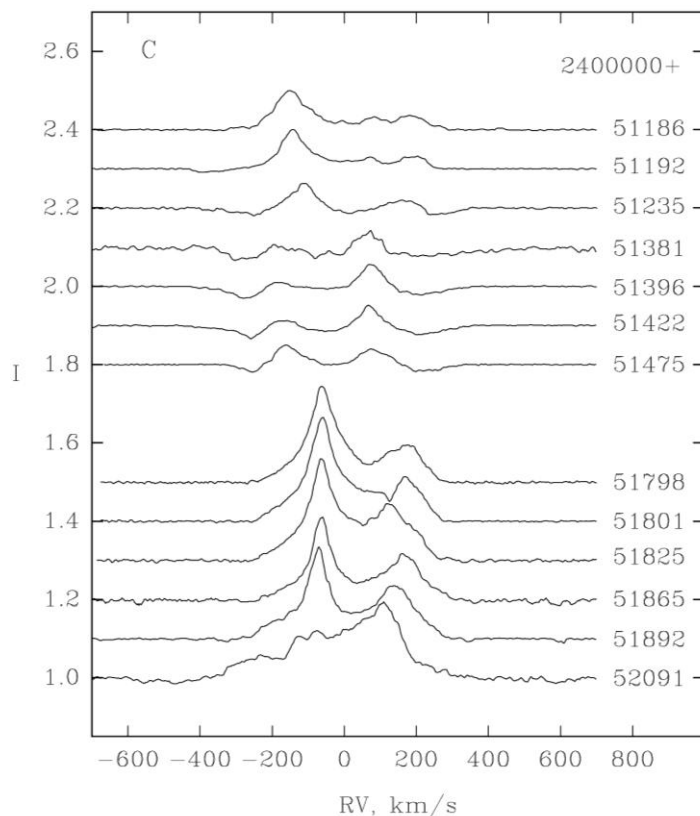


Рис. 4.22. Нормированные к континууму профили линии HeI 6678 Å в спектре X Per, полученные в промежуток времени с января 1999 г. по декабрь 2000 г. Описание осей такое же, как и на рис. 4.17.

Линия HeI 6678 Å. В течение всего третьего отрезка времени линия демонстрировала сложную переменность, эмиссионный профиль имел несколько компонентов, которые имели значительные циклические вариации интенсивностей и лучевых скоростей всех компонентов. В течение третьего отрезка времени эмиссионные компоненты, зарождаясь в крыльях линии, мигрировали к центру (см. рис. 4.24). Изначально более яркие эмиссионные пики показывали переменность интенсивностей, схожую с переменностью

эмиссионных пиков линии $\text{H}\alpha$, что указывает на то, что циклические вариации, регистрируемые в профиле линии $\text{H}\alpha$, также присутствуют и в линии $\text{HeI } 6678 \text{ \AA}$.

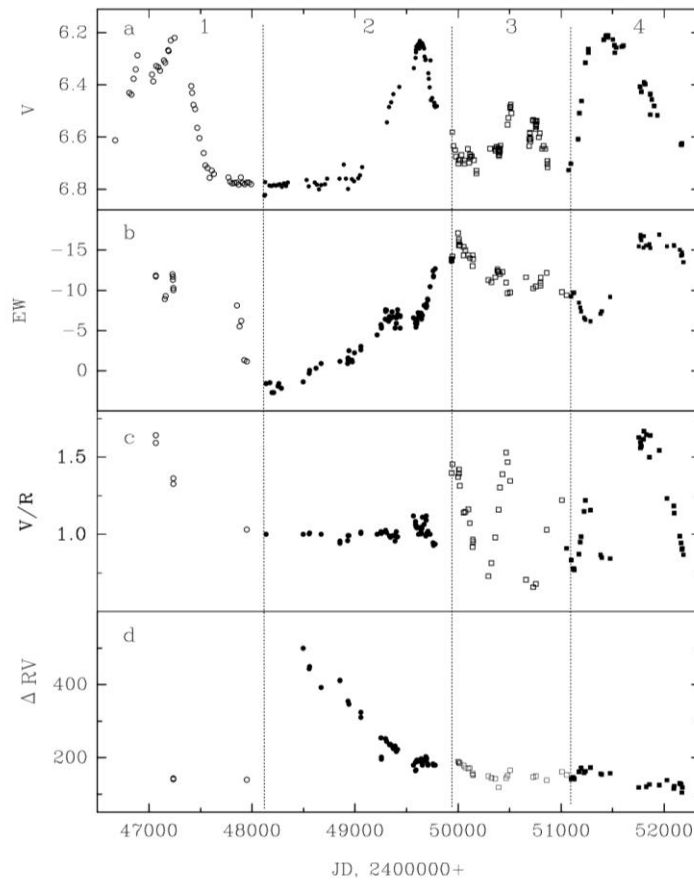


Рис. 4.23. Переменность основных параметров линии $\text{H}\alpha$ у X Per. Рис. а) показывает переменность блеска звезды в фильтре V; б) отражает переменность эквивалентной ширины линии W_λ (\AA); в) вариации отношения интенсивностей эмиссионных пиков V/R; д) расстояние между эмиссионными пиками, выраженное в км/с. Вертикальными линиями и цифрами вверху отмечены интервалы времени, описание переменности в которые представлены в тексте.

Интервал 4. (JD $\sim 2451052 - 2452187$, рис. 4.19, 4.21, 4.22). Последний интервал наблюдений отражает период большой фотометрической переменности, по амплитуде переменности блеска заметно больше, чем наблюдался в течение второго интервала. Начиная с JD 2451050 блеск звезды в фильтре V

быстро, в течение 190 дней (в отличие от интервала 2, в котором блеск звезды увеличивался в течение ~ 400 дней), увеличился на $\sim 0.5^m$. Звезда находилась в максимуме блеска около года, и затем блеск X Per начал медленно ослабевать. Данное увеличение блеска сходно с увеличением яркости звезды в течение первого интервала наших наблюдений.

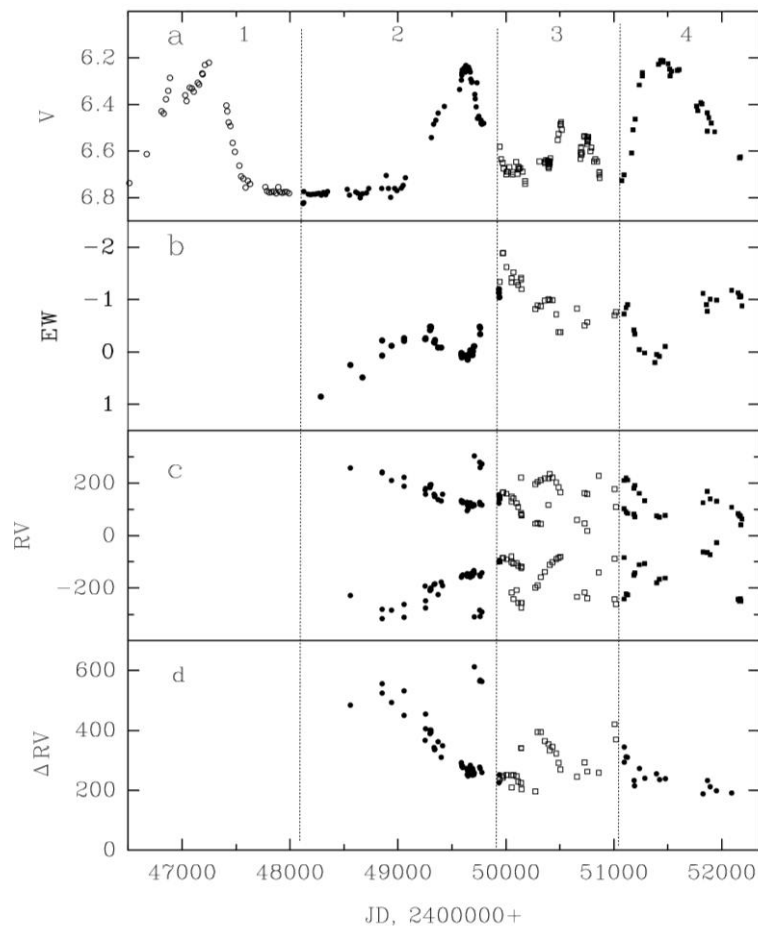


Рис. 4.24. Переменность основных параметров линии HeI 6678 Å у X Per. Рис. а) показывает переменность блеска звезды в фильтре V; б) отражает переменность эквивалентной ширины линии W_λ (Å); в) вариации лучевых скоростей эмиссионных пиков; д) расстояние между эмиссионными пиками, выраженное в км/с. Вертикальными линиями и цифрами вверху отмечены интервалы времени, описание переменности в которые, представлено в тексте.

На. Вариации отношения интенсивностей эмиссионных пиков продолжились в данный отрезок времени с характерным временем ~ 201 день.

Эквивалентная ширина линии W_λ , также показывала значительные вариации, достигнув -17 \AA с задержкой в 400 дней после достижения максимального блеска звезды. Подобные задержки наблюдались и ранее, в течение второго и третьего временных интервалов.

Линия HeI 6678 Å. Переменность профиля линии была близка к переменной H α . Как видно из рис. 4.22, в конце данного периода интенсивность эмиссионных линий значительно увеличилась, остатки фотосферного профиля исчезли из крыльев. Можно утверждать, что переменность эквивалентной ширины линии была схожа с переменностью линии H α .

Как видно из описания состояния звезды в течение относительно длительного времени, X Per находилась в активной фазе в период с 1987 по 2001 гг. Наблюдались как характерные для многих Be звезд циклические вариации параметра V/R, так и переходы фаз активности звезды Be – B – Be. Проанализируем данную переменность.

В данном обсуждении важно помнить, что X Per является двойной системой, вторым компонентом которой является нейтронная звезда. Орбитальный период системы составляет $P_{orb} = 250^d$, орбита имеет значительный эксцентриситет $e = 0.11$. Эти параметры орбиты определены по доплеровским сдвигам рентгеновских импульсов (Delgado-Martí et al., 2001). Приняв стандартную массу нейтронной звезды $1.4 M_\odot$, и угол наклона плоскости орбиты к наблюдателю $\sim 23 - 30^\circ$, получим размер большой полуоси $a = 60 - 77 R_\odot$.

Потеря диска с последующим его восстановлением наблюдается как у одиночных (напр. μ Cen, Hanuschik et al., 1993), так и у двойных систем с Be компонентами (напр. V635 Cas, Negueruela et al., 2001a,б). Конкретный механизм появления, развития и потери диска неизвестен. Так Hanuschik et al. (1993) считает, что механизмом ответственным за формирования диска является дискретная инжекция вещества с последующей его циркуляризацией. С другой стороны, Rivinius et al. (1998) в качестве источника поступления газа в диск предлагает суперпозицию нестабильных во времени нерадиальных пульсаций. В случае двойной системы присутствие вторичного компонента

может играть важную роль в эволюции вязкого околозвездного диска, ограничивать его размер и приводить к возникновению различного рода неустойчивостям, что ускоряет его потерю (Negueruela et al., 2001а,б; Negueruela и Okazaki, 2001).

Полученные нами наблюдательные данные позволяют исследовать эволюцию околозвездного газа у X Per по двум эмиссионным спектральным линиям и фотометрическим наблюдениям. Переменность в континууме в фильтре V , скорее всего, возникает во внутреннем околозвездном диске на расстоянии $2 - 3 R_{\odot}$ и позволяет определить плотность диска в этой области. Модельные расчеты Telting et al. (1998) наблюдаемой фотометрической переменности цвета $U-L$ для X Per в промежуток времени 1975 – 1995 гг, позволили установить изменение плотности диска в ~ 20 раз при изменении яркости звезды от минимального к максимальному значению ($\rho_0 = 1.5 \pm 0.3 \times 10^{-10} \text{ g/cm}^3$ для $V = 6.25$). Область формирования линии HeI 6678 Å определить сложнее. Согласно Stee (2000), эмиссия формируется во внутреннем диске Ве звезды на расстоянии нескольких солнечных радиусов. Сравнивая профили линии в течение отрезков времени 3 и 4, когда типичное расстояние между эмиссионными пиками в линии H α на 70% меньше, чем между эмиссионными пиками в линии HeI 6678 Å. Рассматривая квазикеплеровский диск, можно предположить, что эмиссия в линии HeI 6678 Å формируется в два раза глубже, чем в линии H α .

Анализ рис. 4.23 показывает, что поведение эмиссии в линии H α и излучение в континууме в фильтре V носит достаточно сложный характер при отсутствии простых корреляций эквивалентной ширины линии и блеска звезды. На рис. 4.25 представлено поведение W_{λ} линии H α в зависимости от блеска звезды в фильтре V для различных интервалов времени. Как видно из рисунка, в начале первого интервала (светлые кружки) с падением блеска звезды эквивалентная ширина W_{λ} также уменьшалась. Далее, на минимуме блеска, продолжала наблюдаться слабая эмиссия в линии H α , позднее достигнув полностью фотосферного профиля (рис. 4.17).

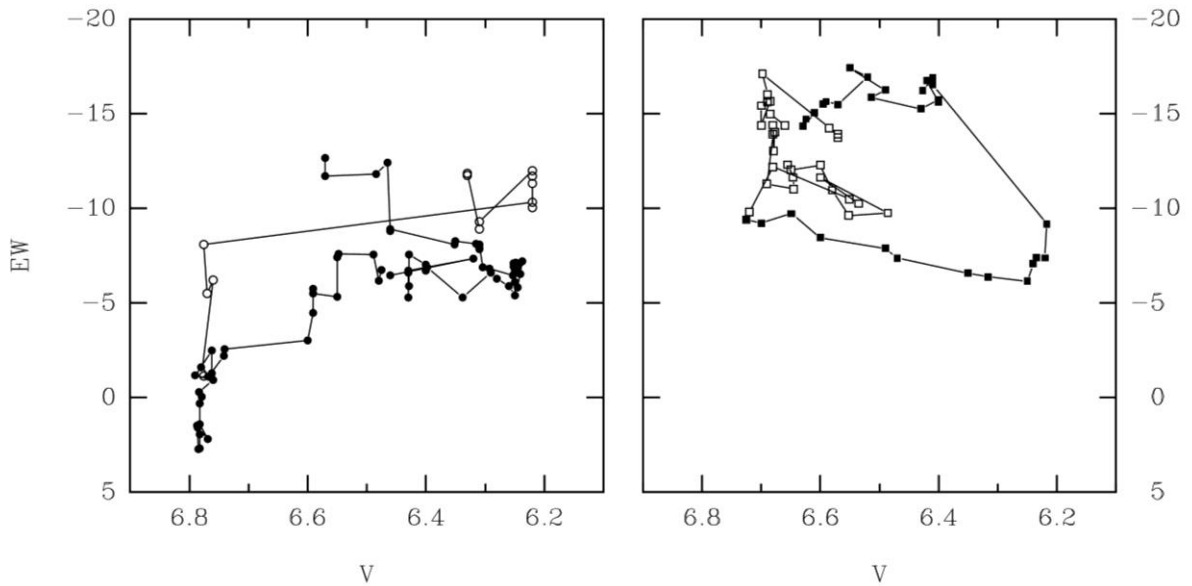


Рис. 4.25. Переменность эквивалентной ширины W_λ линии Na в зависимости от блеска звезды в фильтре V для четырех интервалов наблюдений. Левый график представляет первый и второй интервалы наблюдений, правый – третий и четвертый.

Начало второго интервала наблюдений зеркально повторило конец первой фазы наблюдений. Следуя Telting et al. (1998) в предположении угла наклона диска к наблюдателю $i = 30^\circ$ и квази-кеплеровского диска, можно получить, что начиная с JD 2448554 область формирования излучения в линии Na в течение ~ 2000 дней увеличивалась с 1.1 до $8.6 R_\odot$. Подтверждением этому является уменьшение расстояния между эмиссионными пиками линий Na и HeI 6678 \AA , указывающим на перенос углового момента диском. Отметим, что время развития диска в течение второго интервала наблюдений сравнимо со шкалой вязкости при $r \sim 10 R_\odot$. Временная шкала вязкости задавалась в виде $\tau_{vis} \sim [\alpha(H/r)^2\Omega]^{-1}$, где α , H и Ω – параметры вязкости Шакуры-Сюняева, шкала высот в диске и угловая частота вращения диска соответственно. Приняв стандартные величины массы и радиуса поздней O – ранней B звезды с $T_{eff} = 31000 \text{ K}$ (Telting et al., 1998) и предполагая изотермический диск с $T_d = 0.5T_{eff}$ получаем $\tau_{vis} \sim 1.3\alpha^{-1}(r/8.6 R_*)^{1/2}$ лет. Полученная нами

временная шкала для вязкого диска $r = 8.6R_*$ для $\alpha \sim 0.2$ дает очень близкие к наблюдаемым значения в скорости развития диска вокруг X Per в течение второго отрезка наших исследований.

По мере возрастания блеска звезды происходит увеличение эквивалентной ширины линии H α , что указывает на то, что плотность вещества в диске увеличивается. Увеличение W_λ продолжается даже тогда, когда блеск звезды начинает падать, что, вероятно говорит либо о формировании оптически толстого диска, либо о том, что в области формирования непрерывного излучения плотность вещества в оболочке уменьшается.

В течение этого интервала наблюдений профиль линии HeI демонстрировал значительную переменность. Нами отмечено появление четырех эмиссионных пиков. Новые эмиссионные детали возникали в крыльях фотосферного профиля на скоростях, превышающих скорость вращения звезды. Данные детали постепенно смещались к центру профиля (см. рис. 4.24), что указывает на перемещение излучающего вещества от звезды. Одно из объяснений данного явления может быть связано с переменным во времени распределением плотности вещества в диске. Причем время формирования такого распределения плотности газа в этом случае существенно меньше, чем время формирования газового диска.

Переменность блеска системы и переменность профиля эмиссионных линий продолжалось и в третьем временном интервале. Блеск звезды в фильтре V и W_λ H α показывал небольшие вариации. Блеск звезды незначительно увеличился, в то время как эквивалентная ширина линии H α несколько уменьшилась. На этом этапе развития оболочки у X Per профили эмиссионных линий показывали значительные колебания отношения V/R, что является указанием на формирование в диске вокруг звезды волны плотности с $m = 1$.

В четвертом временном интервале наблюдается следующее значительное увеличение яркости звезды, вероятно, связанное с дополнительным выбросом вещества в диск. Как и во время предыдущего поярчания, изменения

в W_λ линии $\text{H}\alpha$ связано с изменением уровня континуума звезды. Соответственно и последующее падение блеска звезды сопровождалось задержкой в уменьшении W_λ линии $\text{H}\alpha$, так же как и ранее описанное поведение звезды на втором интервале наблюдений. Тоже можно сказать и о переменности профиля линии $\text{HeI } 6678 \text{ \AA}$.

Так как у двойной системы X Per при достаточно продолжительном орбитальном периоде ($P_{orb} = 250^d$), умеренном эксцентриситете орбиты ($e = 0.11$) наблюдается малое отношение масс q , между нейтронной и Be звездой ($q = 0,09$), то в предыдущем части нами игнорировалась двойственность звезды и ее влияние на наблюдаемую переменность спектра. Тем не менее, нейтронная звезда может влиять на структуру внешних областей диска оптического компонента, в особенности, на возникновение волн плотности с $m = 1$. Так Negueruela и Okazaki (2001) и Okazaki и Negueruela (2001) исследовали влияние нейтронной звезды на диск вокруг Be звезды в рентгеновских двойных системах и нашли, что диски в таких системах обрезаны с внешней стороны вследствие резонансного взаимодействия и их размер зависит от величины орбитального периода и вязкости в диске. В случае небольшого эксцентриситета орбиты (как у X Per), он будет обрезан резонансным радиусом в соотношении 3:1 вследствие приливной нестабильности, аналогично дискам в двойных системах (Osaki, 1996).

4.3. Нестационарные процессы в массивной рентгеновской двойной системе A0535+262 (HDE 245770)

Одной из классических массивных двойных систем с Be компонентом и рентгеновским пульсаром в своем составе является система A0535+262. Как источник рентгеновского излучения система была обнаружена спутником *Ariel V* во время рентгеновской вспышки в 1975 г. (Coe et al., 1975; Rosenberg et al., 1975). Рентгеновский источник был идентифицирован с оптическим компонентом, звездой спектрального типа O9.7IIIe HDE 245770 (Liller

1975). Анализ данных рентгеновских наблюдений показал, что нейтронная звезда показывает переменность яркости с периодом 103 сек, а сами рентгеновские вспышки возникают с периодом 110.3 дня (Warwick et al., 1981; Nagase et al., 1982) и связаны с орбитальным периодом в этой массивной двойной системе. Интенсивность вспышек не постоянна, наблюдаются даже периоды, когда они полностью исчезают, либо имеют аномально высокую интенсивность.

Спектральные наблюдения A0535+262 выполнялись на нескольких телескопах с 1987 по 1996 гг., как часть долговременного мониторинга ряда массивных рентгеновских двойных систем. Большинство представленных в данной части диссертационной работы спектров было получено на 2.6 м телескопе Крымской астрофизической обсерватории РАН в фокусе куде в области спектральных линий Na и HeI 6678 Å. Спектральное разрешение составляло 25000. Ряд спектров был получен в фокусе Несмита в области длин волн 4200 – 5000 Å со спектральным разрешением 1000. Спектры обрабатывались по стандартной методике, подробно описанной в главе 1. Полученные спектры позволили детально проследить поведение данной двойной системы в период до, во время и после большой рентгеновской вспышки в феврале 1994 г.

Рассмотрим поведение эмиссии в линии Na перед вспышкой в 1994 г. Линия Na всегда показывала эмиссию в профиле в течение всего периода наших наблюдений. На рис. 4.26 представлен ряд характерных профилей линии для этого периода времени. Поскольку наблюдения производились эпизодически, то трудно судить о характерном времени переменности профиля линии, однако, можно говорить о вариациях с характерными временами дни – месяцы. В работе Giovannelli и Graziati (1992) показано, что профиль линии Na обычно наблюдался как однокомпонентный. Полученные нами спектры звезды в этой области показали, что в 80% случаев профиль линии имел значительную асимметрию, а в 50% случаев показывал два эмиссионных компонента. Асимметричность профиля, появление и исчезновение узкого

эмиссионного компонента менялось с течением времени. Эквивалентная ширина линии W_λ также претерпевала значительные вариации в диапазоне от -3.5 до -14.7 Å.

Поскольку у большинства Ве звезд наблюдается прямая или обратная корреляция между блеском (особенно в ближней инфракрасной области) и эквивалентной шириной эмиссии в линии H α , мы провели сравнение наших фотометрических (Clark et al. 1999) и спектральных наблюдений звезды. Для корректного сопоставления не всегда одновременных наблюдений для каждой оценки $W_\lambda(\text{H}\alpha)$ бралось среднее значение блеска в фильтре V в 8-ми суточном диапазоне (см. рис. 4.27). Найдено, что коэффициент корреляции между блеском звезды и эквивалентной шириной составляет 95%, что говорит о прямой корреляции между этими величинами.

Далее опишем поведение линии H α в течение гигантской рентгеновской вспышки, произошедшей в феврале – марте 1994 г. В этот период в КрАО было получено 20 спектров звезды с высоким спектральным разрешением, что позволило впервые выполнить исследование эволюции околозвездной оболочки и ее связь с рентгеновской активностью звезды. Как видно на рис. 4.28, профиль линии с момента вспышки претерпевал ряд существенных изменений в течение всего периода наблюдений данного эпизода, что указывает на значительное изменение физических параметров среды, окружающей оптический компонент системы. Полученные спектры легко разделяются на две временные группы: 1) февраль – март 1994 г. (рентгеновская вспышка); 2) сентябрь 1994г. – 1996 г. – после вспышечная переменность.

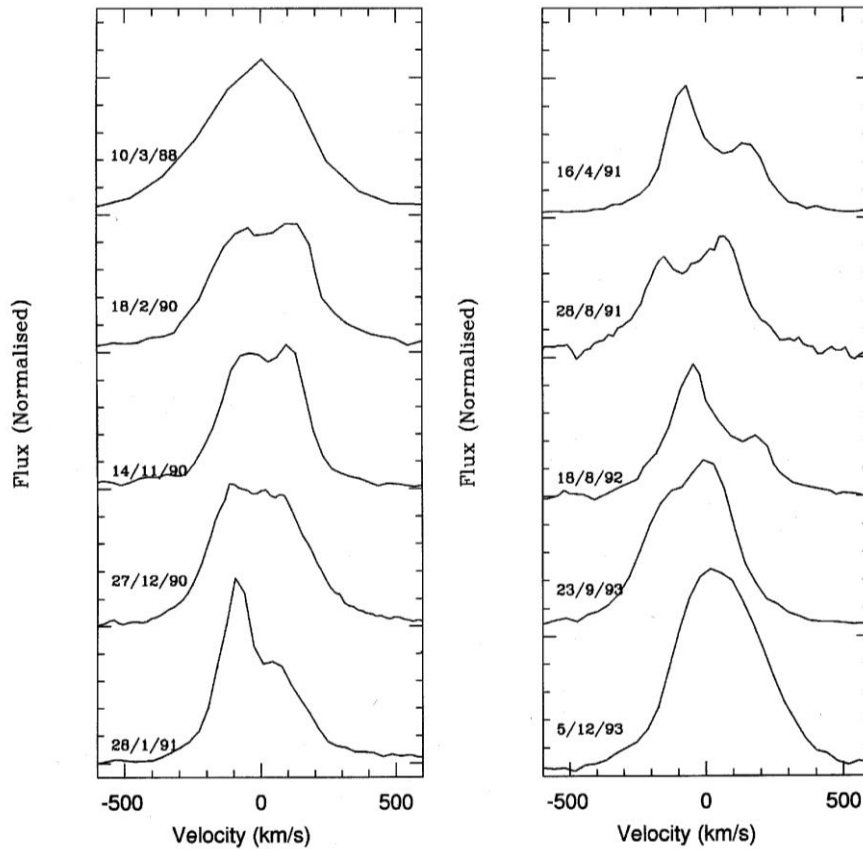


Рис.4.26. Избранные профили линии Na для A0535+262, полученные в период с 1988 по 1993 гг. Профили демонстрируют значительную переменность, как в интенсивностях, так и в форме.

Спектры звезды, полученные в начале 1994 г. имеют ярко выраженную ассиметричную структуру профиля. Интенсивность синего эмиссионного компонента V значительно сильнее красного компонента R. Профиль линии претерпевал быстрые изменения от ночи к ночи во второй половине февраля 1994 г., так что красное крыло быстро увеличивало свою интенсивность. Данная переменность однозначно свидетельствовала о перестройке структуры околозвездной оболочки вокруг оптического компонента.

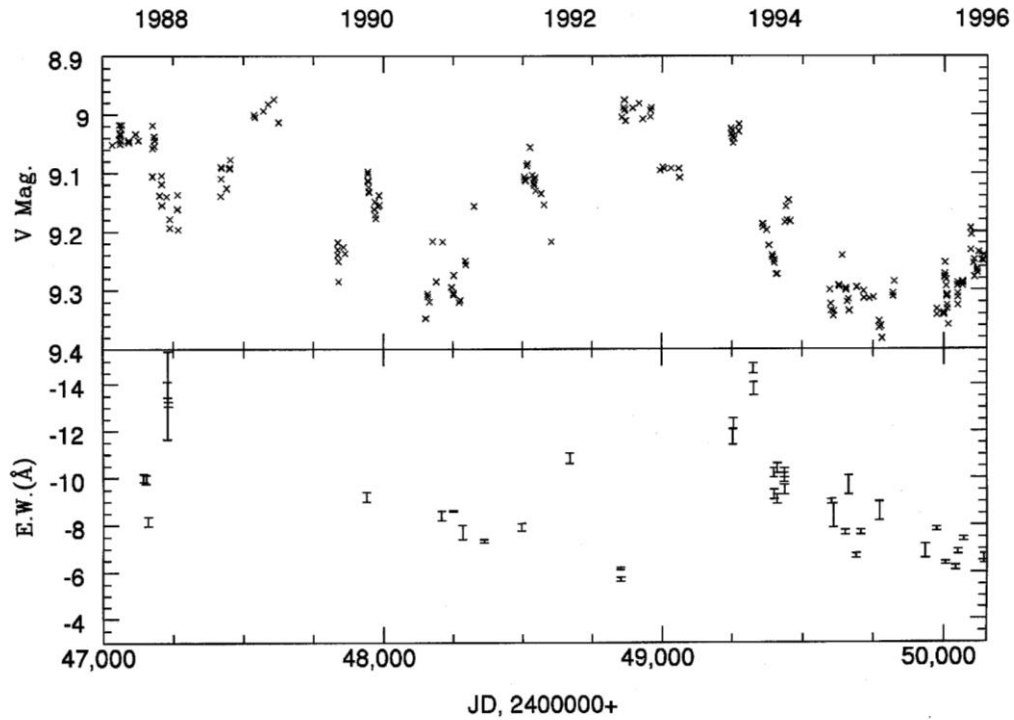


Рис. 4.27. Кривая блеска оптического компонента двойной системы A0535+262 (верхний рисунок) и переменности эквивалентной ширины линии $H\alpha$ (нижний рисунок). Оба параметра имеют синхронную переменность с коэффициентом корреляции $k = 0.95$.

Спектры звезды, полученные начиная с сентября 1994 г., показали значительные изменения. Профиль линии $H\alpha$ приобрел классическую для Ве звезд двухкомпонентную структуру и демонстрировал долгопериодические изменения интенсивностей эмиссионных компонент V/R с характерным временем вариаций около года.

В течение рентгеновской вспышки и в период после нее на 2.6 м телескопе КраО было получено несколько спектров звезды в области линии HeI 6678 Å. Полученные нами профили представлены на рис. 4.29. Как видно из рисунка, профили данной линии на протяжении всего периода наших наблюдений демонстрировали ярко выраженную переменность интенсивностей и лучевых скоростей эмиссионных компонентов. Переменность отношения их интенсивностей (V/R) была такой же, как и для компонентов профиля линии $H\alpha$.

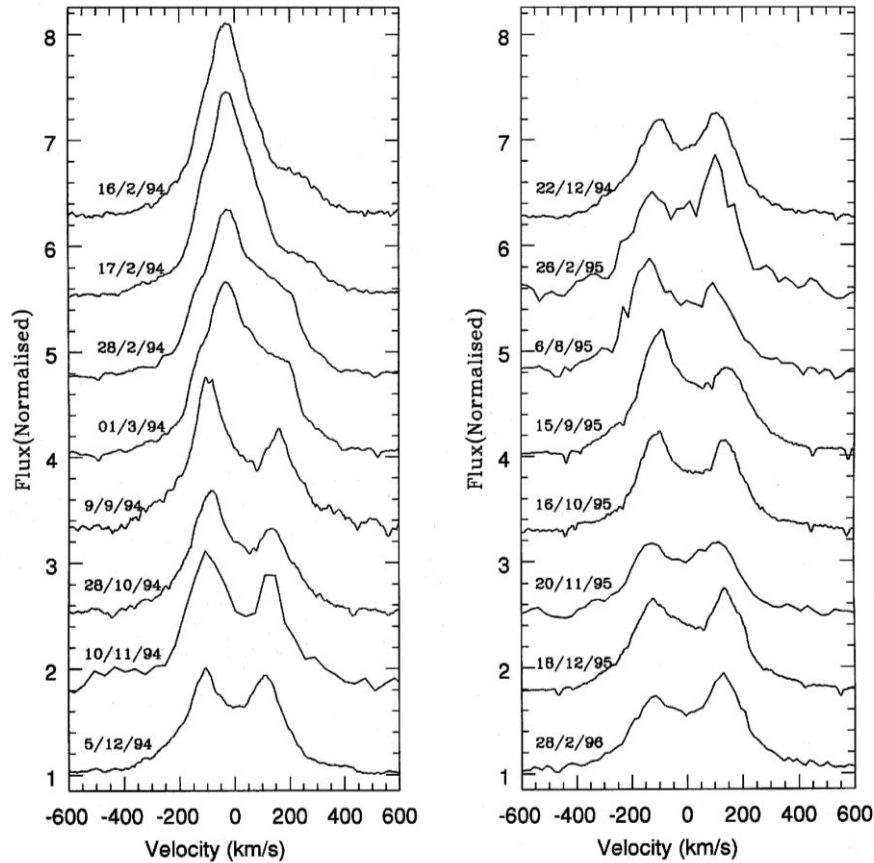


Рис. 4.28. Профили линии $H\alpha$ в спектре двойной системы A0535+262, полученные в период с 1994 по 1996 гг.

Долговременные колебания интенсивностей профилей эмиссионных линий у A0535+262 непосредственно не связаны с орбитальным периодом данной двойной системы. Действительно $P_{orb} = 111.3^d$, тогда как V/R колебания имеют характерное время около года. Наиболее вероятным объяснением этих вариаций являются, как и в случае X Per, волны плотности, возникающие в диске вокруг оптического компонента системы. Тот факт, что наибольшие деформации эмиссионных профилей в системе возникли в момент рентгеновской вспышки, указывает на взаимосвязь орбитальных движений компонентов и возникновения возмущений в оболочке. Действительно, согласно нашим спектральным наблюдениям, возмущение в оболочке возникло в промежуток времени после декабря 1993 г. и уже в феврале эквивалентная ширина линии $H\alpha$ достигла максимальных значений за весь период наших

наблюдений $W_\lambda = -14 \text{ \AA}$, а затем, концу февраля быстро уменьшилась до -10 \AA и постепенно уменьшалась до конца наших наблюдений.

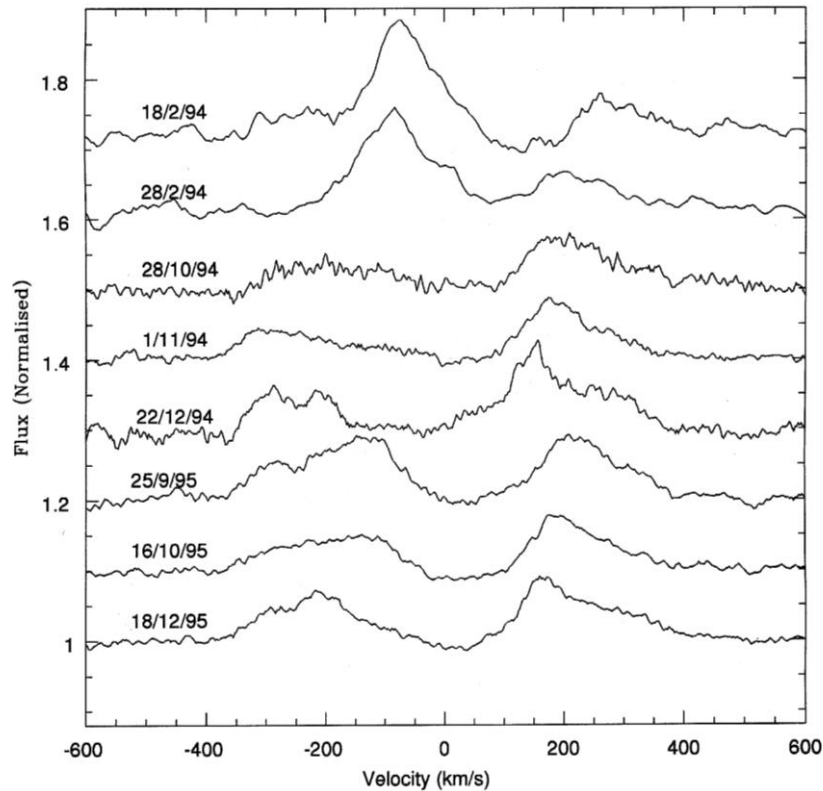


Рис. 4.29. Профили линии HeI 6678 \AA в спектре двойной системы A0535+262, полученные в период с 1994 по 1995 гг.

4.4. Периодические процессы в оболочке рентгеновской двойной системы LSI+61°303

Рентгеновская массивная двойная система с Ве звездой в качестве оптического компонента LSI+61°303 (V615 Cas) совпадает по месту положения с сильно переменным радиоисточником GT 0236+610. Данный источник уникален тем, что показывает увеличение светимости каждые 26.4917 ± 0.0025 дня. Эта периодичность, скорее всего, связана с орбитальным периодом системы (Taylor и Gregory, 1984; Gregory et al., 1999). Исследование лучевых скоростей системы, выполненное Hutchings и Crampton (1981), подтвердило наличие орбитальной переменности и значительный ($e = 0.6$) эксцентриситет орбиты. С этим же периодом найдена переменность блеска сис-

темы в полосах *UBVRI* (Mendelson и Mazeh, 1994), ближней инфракрасной (Parydes et al. 1994) и в мягком рентгеновском диапазоне (Paredes et al. 1997). Амплитуда фотометрической переменности не превосходит 0.2^m , а поток в мягком рентгеновском диапазоне часто варьируется в пределах $10^{33} - 6 \times 10^{34}$ эрг/сек (Paredes et al. 1997). Еще одной важной особенностью системы LSI+61°303 является то, что она идентифицируется с источником жесткого γ излучения 2CG 135+01 (Gregory и Taylor, 1978).

Радиоизлучение LSI+61°303 имеет синхротронный спектр. Интенсивности вспышек в радиодиапазоне зависит от частоты излучения. Задержки максимумов радиоизлучения и форма кривых радиояркости объекта указывает на постоянную инжекцию релятивистских частиц в адиабатически расширяющееся плазменное облако или плазмон (Paredes et al. 1991). Вспышки радиоизлучения периодичны и совпадают с орбитальным периодом двойной системы 26.5^d . Амплитуда этих вспышек заметно варьируется с характерным временем ~ 4 года (Paredes et al., 1997; Gregory et al., 1989). Для объяснения этих долговременных вариаций предложено два возможных сценария: а) прецессия релятивистских джетов; б) переменность темпа аккреции вещества на релятивистский компонент вследствие долговременных квазипериодических вариаций оболочки, окружающей Be звезду (Gregory et al., 1999).

Оптический спектр системы LSI+61°303 соответствует быстровращающейся звезде спектрального типа B0V. Вокруг звезды присутствует стабильный экваториальный диск, указывающий на потерю вещества оптическим компонентом (Hutchings и Crampton, 1981). Эмиссия в линиях Бальмеровской серии водорода имеет два пика, интенсивность которых меняется с орбитальным движением компонентов. Кроме того, крылья линии H α необычно протяженные и простираются до 3000 км/с.

Большая часть спектров получена нами на двух телескопах: 2м телескопе обсерватории Рожен (Болгария) с разрешением $0.2 \text{ \AA}/\text{pix}$ в области линии H α и 2.6 м телескопе КрАО РАН в фокусе куде с разрешением $0.066 \text{ \AA}/\text{pix}$. Последующая редукция спектрограмм производилась по стандартной

методике, описанной ранее в Главе 1. По эмиссионной линии $H\alpha$ были измерены эквивалентные ширины W_λ , лучевые скорости эмиссионных компонентов и центральной абсорбции в линии, ширины линий на середине интенсивностей.

Поскольку одной из основных целей данного исследования было выявление структуры газовой оболочки в двойной системе с релятивистским компонентом, мы предприняли поиск периодичностей в измеренных параметрах линии $H\alpha$. Для этого мы использовали стандартный набор непараметрических статистик. В результате нами найдено явное присутствие орбитального периода переменности всех параметров линии с $P_{orb} = 26.50^d$. Наиболее выраженной была переменность отношения полуширин эмиссионных компонентов линии ($FWHM(B)/FWHM(R)$), эквивалентных ширин эмиссионных компонентов ($EW(B)/EW(R)$) и отношении интенсивностей эмиссионных компонентов линии (B/R). На рис. 4.30 представлена переменность параметров линии $H\alpha$ с фазой орбитального периода, найденного по переменности яркости в радиодиапазоне излучения (Gregory et al., 1999). Таким образом, нами обнаружена прямая связь между неоднородной структурой относительно холодного и плотного диска вокруг оптического компонента и орбитальной переменностью радиоизлучения, формирующегося в области, связанной с релятивистским компонентом двойной системы LSI+61°303. Скорее всего, нейтронная звезда, вследствие значительного эксцентриситета орбиты ($e = 0.6$), существенно деформирует диск вокруг оптического компонента.

Как видно из исследований переменности профилей эмиссионной линии $H\alpha$ массивных двойных с рентгеновскими пульсарами, такими как X Per и A0535+262, для данной группы объектов характерна долговременная переменность линии, вызванная возникновением стабильных неоднородностей в диске. В этом смысле, система LSI+61°303 не является исключением. На рис. 4.31 представлены наши наблюдения долговременной переменности эквивалентной ширины линии $H\alpha$ в сравнении с интенсивностью вспышек в радиодиапазоне. Как видно из рисунка, эквивалентная ширина линии в период на-

ших наблюдений демонстрировала значительную переменность $8 - 20 \text{ \AA}$. Интересно, что столь значительная переменность в линии $\text{H}\alpha$ не сопровождалась заметной фотометрической переменностью в фильтре R, блеск звезды оставался постоянным в пределах $\pm 0.03^m$ (Mendelson и Mazeh, 1994). Схожая долговременная переменность отмечена нами также и в расстоянии между эмиссионными пиками линии $\text{H}\alpha$. Характерное время этой переменности составило 1584 дня, что достаточно близко к переменности амплитуды вспышек в радио-диапазоне ($\sim 1605^d$, Estalella et al., 1993).

Тот факт, что долговременная квазипериодическая переменность наблюдается как в радио, так и в оптическом диапазоне, исключает предложенную ранее гипотезу о прецессирующих джетах, и свидетельствует в пользу гипотезы нестабильности диска вокруг оптического компонента.

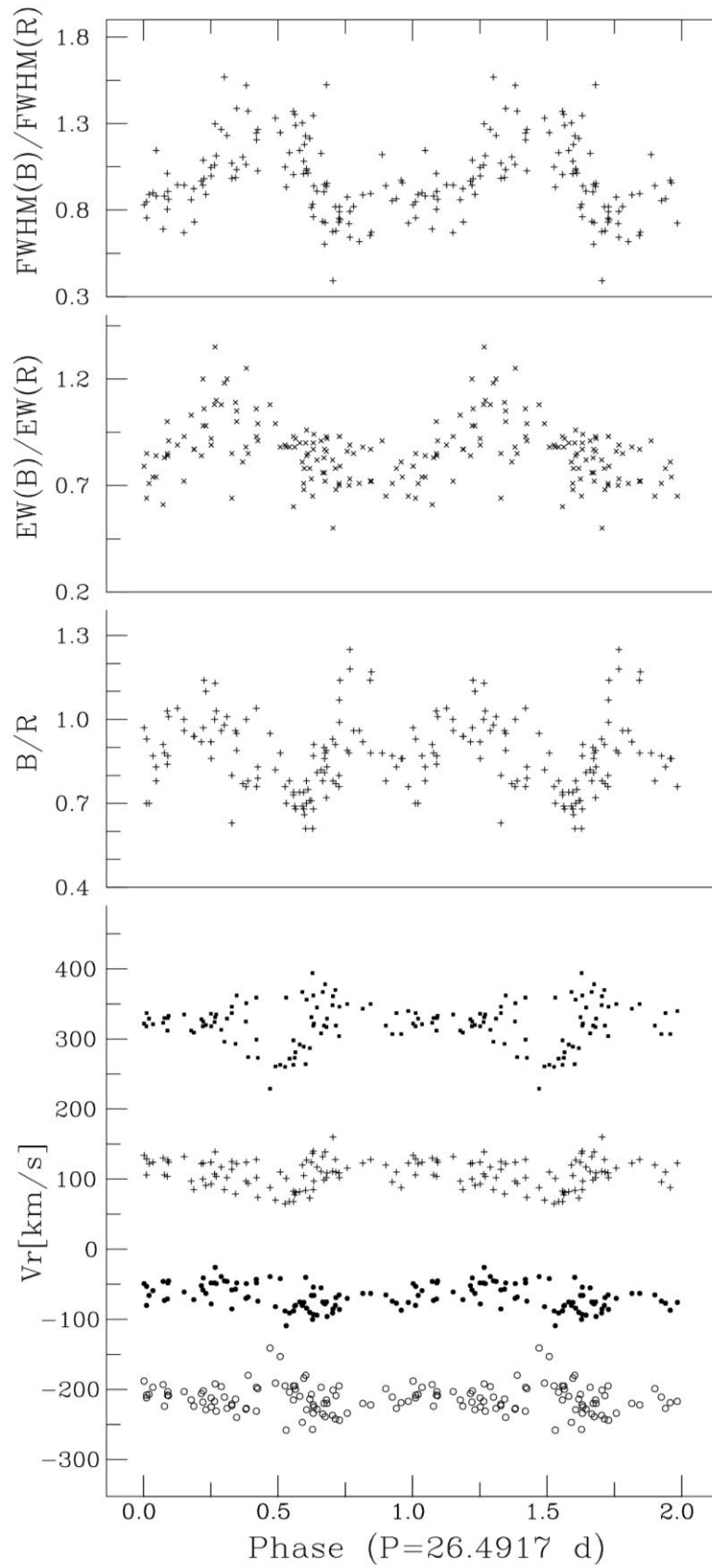


Рис. 4.30. Переменность измеренных параметров линии Na с фазой орбитального периода массивной двойной с рентгеновским пульсаром LSI+61°303.

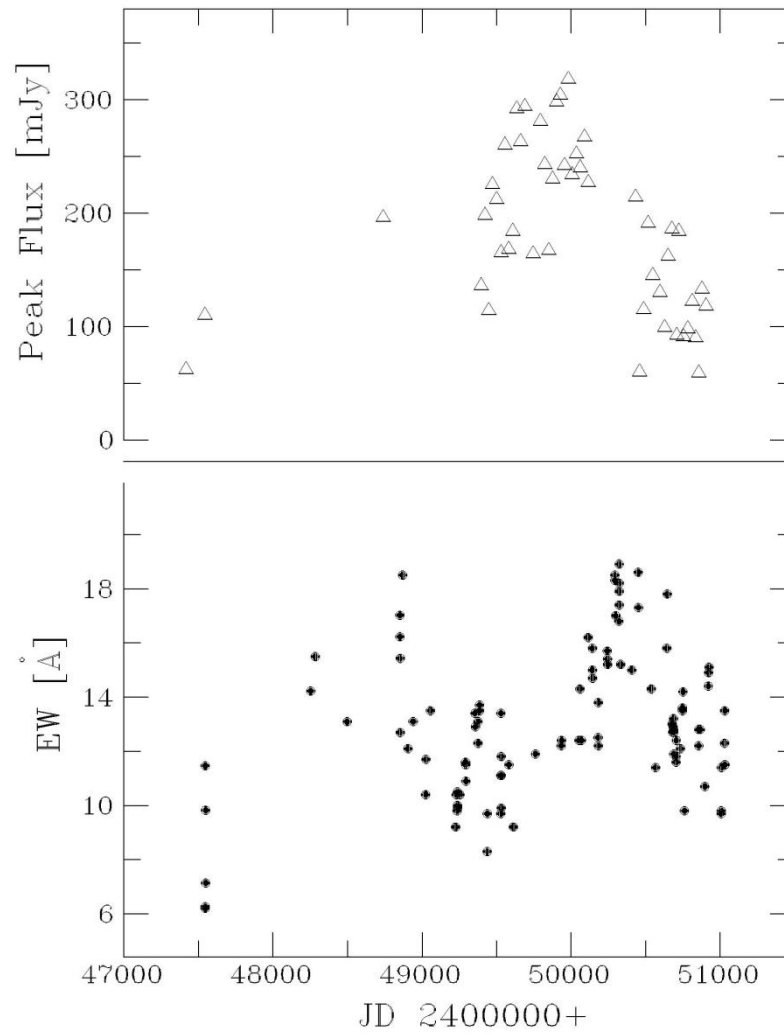


Рис. 4.31. Долговременная переменность эквивалентной ширины линии $H\alpha$ в сравнении с долговременной переменности амплитуды радио-вспышек (Gregory, 1999).

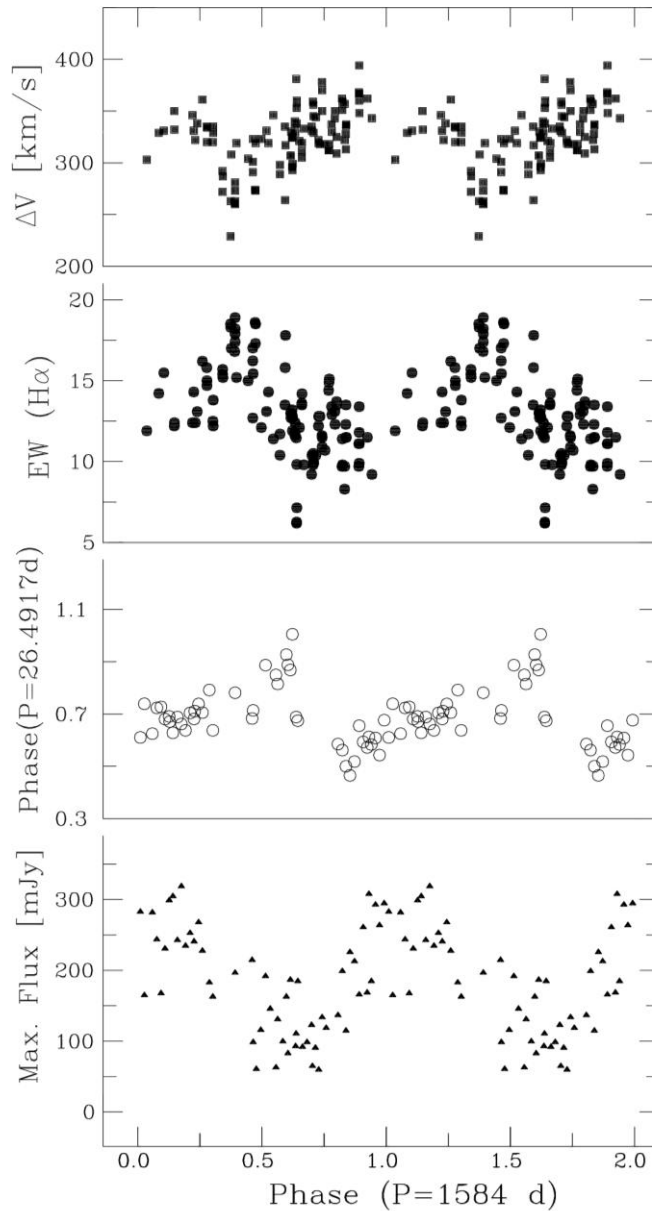


Рис. 4.32. Квазипериодическая ($P \sim 1584^d$) переменность параметров линии $H\alpha$ в сравнении с долговременной переменностью амплитуды радиовспышек (Gregory, 1999), связанной с орбитальным периодом системы.

4.5. Долговременная переменность в диске оптического компонента рентгеновской двойной системы LSI+61°235

В состав массивной двойной системы LSI+61°235 входит Be звезда раннего спектрального типа B1III-V ($V = 11.2$) и один из самых медленных рентгеновских пульсаров. Система расположена на расстоянии 2.3 ± 0.5 кпс

(Coe et al., 1993; Motch et al., 1997; Reig et al., 1997). В данном параграфе будут проанализированы оптические, инфракрасные, рентгеновские и спектральные наблюдения системы, выполненные в период с 1994 по 1999 гг.

LSI+61°235 относится к рентгеновским двойным малой светимости. Для данного типа систем характерны длинные периоды пульсаций рентгеновского излучения и малая амплитуда изменения их блеска ($L_{max}/L_{min} < 10$) и малая, но постоянная светимость в рентгене (Reig и Roche, 1999).

Спектральные наблюдения звезды были выполнены на ряде телескопов, включая 2.6 м телескоп КрАО РАН. Всего было получено 22 спектра в области линии H α . Крымские наблюдения были выполнены со спектральным разрешением 20000 и отношением сигнал/шум ~ 100 в профиле линии. Профиль линии H α оставался двухкомпонентным, с двумя эмиссионными пиками, чья интенсивность и положение значительно менялись в период наблюдений. Были измерены следующие параметры: эквивалентная ширина линии, интенсивность эмиссионных пиков и их отношение (V/R); лучевые скорости эмиссионных пиков и расстояние между ними (ΔV).

На рис. 4.33 представлены наиболее характерные профили линии H α , полученные в период с августа 1991 по сентябрь 1999 гг. Как видно из рисунка, профиль линии показывал существенные изменения как в интенсивности пиков, так и в расстоянии между ними. Более того, в отдельные временные периоды профиль показывал глубокую центральную абсорбцию, указывающую на значительную оптическую толщину газа на луче зрения (shell профиль). На рис. 4.34 представлены измеренные параметры профиля линии вместе с результатами фотометрических наблюдений. Как видно из рисунка, некоторые параметры линии H α , такие как отношение интенсивностей эмиссионных пиков (V/R) и расстояние между эмиссионными компонентами линии (ΔV) имеют циклическую переменность с характерным временем 1240 ± 30 дней (3.4 года) и изменяются синхронно с блеском звезды в ближней инфракрасной области. Другой интересной особенностью в переменности

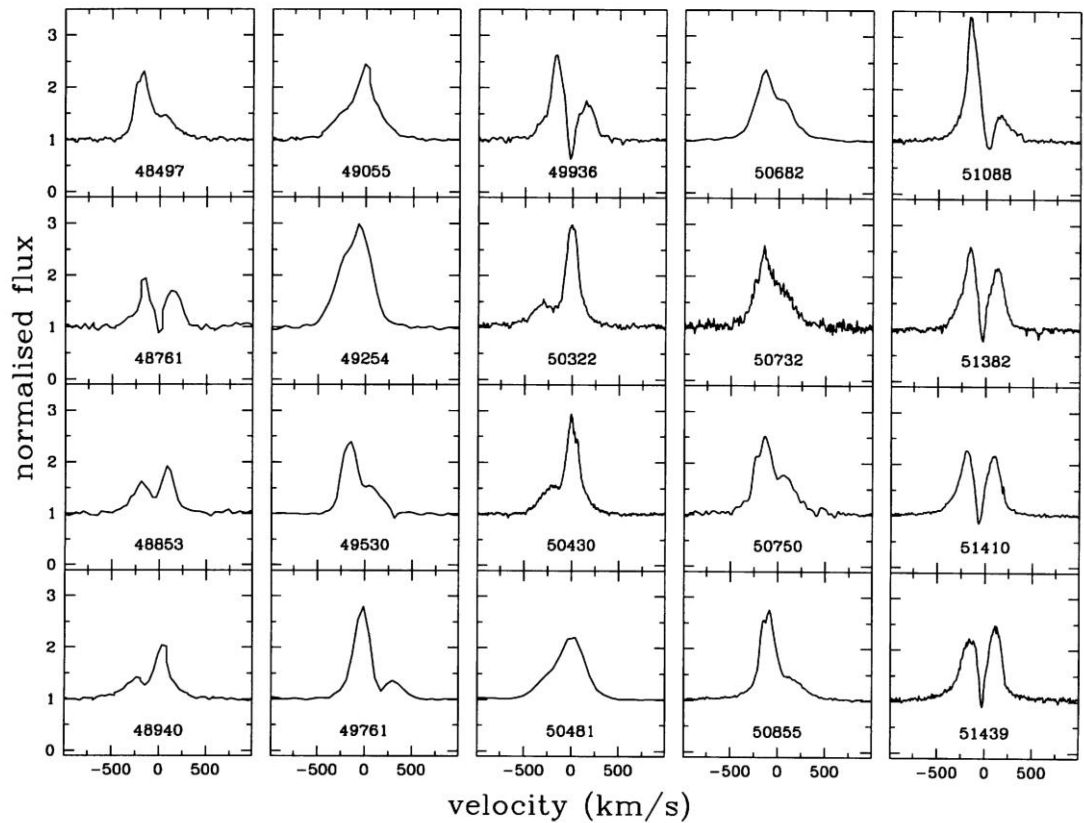


Рис. 4.33. Избранные профили линии Na у массивной двойной системы с рентгеновским компонентом LSI+61°235, полученные в период с 1991 по 1999 гг. Цифры под каждым индивидуальным профилем показывают Юлианскую дату наблюдений.

профиля линии является появления shell компонента только в моменты перехода с интенсивностями пиков $V > R$ к $V < R$, но не наоборот. Переменность, близкую к вариациям в линии Na, демонстрируют и ряд других линий H I и He I. Характерное время данной переменности (параметр V/R) составляет 1240 ± 30^d . Обращает на себя внимание относительно быстрое увеличение эквивалентной ширины линии (JD ~ 2449200), почти в два раза, не сопровождавшееся, однако, значительной активностью системы в рентгеновском диапазоне. Нами также измерялось расстояние между эмиссионными пиками линии Na. Эмиссионные компоненты при этом аппроксимировались профилями Гаусса. График переменности этого параметра представлен на

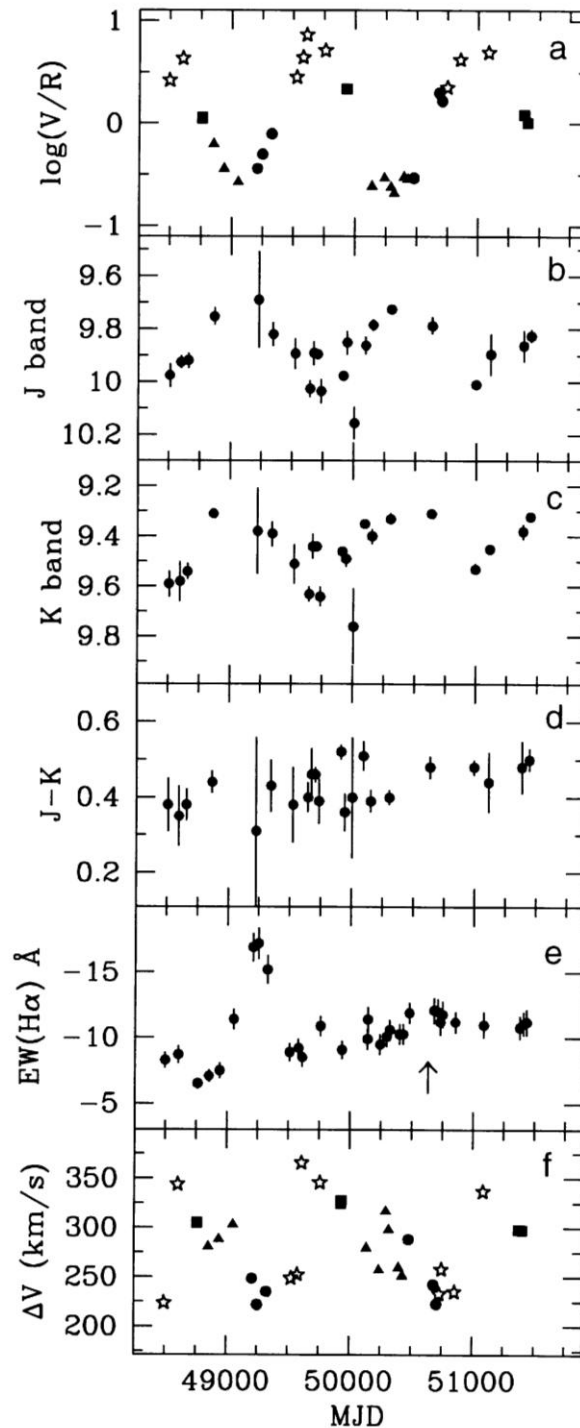


Рис. 4.34. Переменность измеренных параметров двойной системы LSI+61°235, где а) изменение отношения интенсивностей эмиссионных пиков V/R профиля линии H α ; б-с) переменность блеска звезды в фильтрах J и K соответственно; д) переменность показателя J-K; е) переменность эквивалентной ширины линии H α ; ф) расстояние между эмиссионными пиками линии H α . Стрелкой на рис. 4.34е отмечен момент небольшой рентгеновской вспышки.

рис. 4.34f. Данный параметр характеризует размер диска вокруг оптического компонента в области эффективного формирования профиля линии H α в предположении, что движение газа в диске близко к Кеплеровскому. В работах Dachs et al. (1986) и Hanuschik et al. (1988) показано, что эквивалентная ширина эмиссионной линии H α увеличивается с увеличением радиуса диска. Если при формировании профиля линии доминирует вращение, то по величине $\Delta V/(2v\sin i)$ можно измерить радиус диска в области формирования линии H α . Hanuschik et al. (1988) определил простую зависимость:

$$\log (\Delta V/(2v\sin i)) = a\log(W_\lambda) + b; \quad (4.2)$$

где $v\sin i$ скорость вращения звезды с учетом ее наклона к наблюдателю, ΔV – расстояние между эмиссионными пиками, W_λ – эквивалентная ширина эмиссионной линии. Параметры a и b характеризуют закон, по которому вращается диск вокруг звезды $a = -j/2$ ($j = 0.5$ в случае кеплеровского закона вращения диска и $j = 1$ при твердотельном вращении). Наше определение параметров a и b методом наименьших квадратов дает $a = -0.23 \pm 0.10$, т.е. $j \approx 0.5$ и $b = 0.1 \pm 0.1$. Сравнение полученных нами параметров диска вокруг оптического компонента LSI+61°235 с аналогичными параметрами для ряда классических Be звезд (Hanuschik et al., 1988) указывает на то, что из-за присутствия в двойной системе рентгеновского пульсара, диск вокруг оптического компонента является существенно менее протяженным и более плотным. Аналогичная картина наблюдается и у ряда других двойных систем с рентгеновскими компонентами (Reig et al., 1997).

4.6. Выводы

Исследование нестационарных процессов в массивных двойных системах, находящихся на стадии после окончания первого обмена массой, которая заканчивается вспышкой сверхновой звезды, без разрушения двойной системы, позволило получить новые данные, а также сделать ряд заключений.

1. Уточнен, с высокой точностью, орбитальный период и параметры орбиты массивной двойной системы V1357 Cyg (Лебедь X-1). Проведено комплексное исследование переменности и процессов аккреции вещества на маломассивную черную дыру в широком спектральном диапазоне: жестком и мягком рентгене, оптике (спектрально и фотометрически) и радио. Впервые рассмотрена орбитальная переменность системы во всех, перечисленных выше, спектральных полосах. Обнаружен прецессионный период нестабильного аккреционного диска вокруг релятивистского компонента, равный 142 дня. Выявлена и детально исследована рентгеновская активность источника в мягком рентгеновском диапазоне. Найдена связь между нестационарностью коллимированного звездного ветра от оптического компонента и рентгеновской активностью областей вблизи черной дыры. Данная связь существует только для наиболее мягкого рентгеновского излучения (1.5 – 5 keV) и носит статистический характер. Для объяснения данного явления предложена гипотеза “рваных облаков” или уплотнений, возникающих в звездном ветре от горячего сверхгиганта.
2. Впервые выполнены долговременные спектроскопические исследования нестационарности декреционного диска, формирующегося вокруг оптического компонента рентгеновской двойной системы X Per. Определены физические характеристики Be звезды и ее эволюционный статус. По спектроскопическим и фотометрическим наблюдениям впервые обнаружены и исследованы на протяжении длительного интервала

времени сложные структуры, возникающие в декреционном диске вокруг Ве компонента. Показано, что причиной такой сложной переменности может быть нейтронная звезда, находящаяся на удаленной орбите с высоким эксцентриситетом.

3. Впервые по спектрам высокого разрешения исследовано поведение декреционного диска вокруг оптического компонента известной рентгеновской двойной системы HDE 245770 (A0535+26). Одновременные рентгеновские и оптические (спектральные и фотометрические) наблюдения в течение гигантской рентгеновской вспышки позволили обнаружить нестационарность диска вокруг оптического компонента, вызванное влиянием орбитального движения (орбитальный период 111 дней) нейтронной звезды.
4. Исследована переменность декреционного диска вокруг оптического компонента массивной рентгеновской двойной системы с большим эксцентриситетом орбиты V615 Cas (LSI+61°303). Обнаружена переменность профиля линии H α с фазой орбитального периода 26.5 дня и долговременная переменность ее эквивалентной ширины с характерным временем 1584 дня.
5. Исследована долговременная переменность профиля линии H α у массивной двойной системы с Ве компонентом LSI+61°235. Показана, что данная переменность связана с волнами плотности, возникающими в диске в результате приливных сил со стороны релятивистского компонента.

ГЛАВА 5. Ве звезды в молодых рассеянных звездных скоплениях

5.1. Состояние проблемы

Исторически сложилось так, что Ве звезды из-за своей необычной, и часто драматической спектральной переменности, стали объектами, изучению которых посвящено огромное количество публикаций. Впервые эмиссионные линии в Бальмеровской серии водорода в спектре В звезд были обнаружены у γ Cas и β Lyr при помощи визуального спектроскопа 150 лет назад (Secchi, 1866). Число обнаруженных новых объектов с эмиссией в Бальмеровских линиях быстро росло, так, что к классу Ве звезд стали относить практически все В звезды, показывающие комбинацию фотосферных линий, характерных для В звезд, и эмиссионных линий H β (Merrill и Burwell, 1933).

Вскоре стало понятно, что к Ве звездам относят слишком разные между собой группы объектов. Поэтому Struve (1931) исключил из списка Ве обширную группу сверхгигантов с выраженными профилями типа P Cyg, а также двойные массивные системы, находящиеся в фазе активного обмена массой, такие, как β Lyr. Оставшиеся звезды он отнес к быстровращающимися объектам, с истечением (декрецией) вещества из экваториальных областей звезды. С прогрессом в понимании эволюции звезд из списка “классических” был исключен ряд других объектов, таких как Ве звезды Хербига (молодые звезды до главной последовательности с аккреционными газо-пылевыми дисками), горячие Алголи (двойные системы, находящиеся в состоянии сразу после первого активного обмена массой), [Ве] звезды (проэволюционировавшие сверхгиганты с запрещенными линиями в спектре) и ряд других объектов.

Окончательно определение “классические Ве звезды” было предложено Jaschek et al. (1981) как: “В звезда, не сверхгигант, чей спектр имеет, или когда-либо имел, одну или более Бальмеровских линий в эмиссии”. Данное оп-

ределение все еще остается весьма расплывчатым. Поэтому в зависимости от глубины исследования, либо качества спектрального материала многие классические Be звезды оказываются более сложными объектами, чем это предполагалось ранее, либо, наоборот, массовая классификация слабых объектов приводит к автоматическому зачислению объектов с эмиссионными линиями H β к классу Be. Необходимо помнить, что за редким исключением, каждый исследователь под термином классические Be звезды имеют ввиду свой, часто не до конца определенный, набор физических свойств того или иного объекта.

С развитием современных методов исследования звезд, вместе с прогрессом физики звездных атмосфер и теории эволюции вращающихся звезд накопленные знания по физическим характеристикам оболочек, фотосфер и внутреннего строения Be звезд лавинообразно нарастают, и описание полной картины Be феномена становится получить все более проблематично. Один из последних обзоров проблемы физики Be звезд представлен Rivinius et al. (2013).

Важнейшей особенностью рассеянных звездных скоплений при изучении эволюции B и Be звезд, безусловно, является достаточно легко и точно определяемый возраст группы звезд, сформировавшейся из одного молекулярного облака или его части. А анализ положения объекта на диаграмме температура – светимость или ее аналогах позволяет исследовать особенности эволюции этих звезд, а также влияние таких факторов, как вращение на выбор параметров эволюционных моделей звезд.

Schild и Romanishin (1976) были одними из первых, кто выполнил массовое исследование B и Be звезд в рассеянных звездных скоплениях, и сделали вывод, что звезды с высоким угловым моментом становятся Be звездами в конце их эволюции на главной последовательности. Похожий результат был получен Mermilliod (1982), где автор отметил, что Be звезды занимают всю область главной последовательности, но при этом наблюдается максимум доли Be звезд в скоплениях с точкой поворота в области спектральных клас-

сов В1-В2, а с увеличением возраста их содержание уменьшается. В последующих работах (Slettebak, 1985; Zorec и Briot, 1997) явной зависимости относительного количества Ве звезд от возраста скопления не выявлено.

Позднее Fabregat и Torrejon (2000) показали, что Ве феномен – это все таки этап эволюции, который наблюдается у В звезд во второй половине их жизни на главной последовательности. Используя данные фотометрических и спектральных наблюдений Ве звезд в рассеянных скоплениях, авторы пришли к заключению, что в скоплениях с возрастом менее 10 млн лет присутствуют эмиссионные объекты, но это в основном Ae/Ве звезды Хербига или другие объекты до главной последовательности. Тогда как классические Ве звезды появляются в скоплениях с возрастом 10 млн лет, и максимальное количество данных объектов наблюдается в скоплениях, чей возраст составляет 13-25 млн лет.

Обширное фотометрическое исследование В и Ве звезд в большой выборке рассеянных звездных скоплений различного возраста было выполнено McSwain и Gies (2005). Исследованная авторами связь между относительным содержанием Ве звезд и возрастом скоплений, явной зависимости не показало, хотя в скоплениях возрастом 25-100 млн лет содержится большее число Ве звезд. Согласно Mathew et al. (2008), наибольшее число Ве звезд содержится в скоплениях возрастом 10-40 млн лет. Авторы отмечают, что максимальная доля В звезд с эмиссией в спектрах наблюдается в скоплениях с возрастом 0-10 и 20-30 млн лет. Обширное спектроскопическое исследование с умеренным разрешением для В и Ве звезд было выполнено Huang и Gies (2006a,b). В их исследовании, основанном на спектрах, полученных для 496 звезд в 19 скоплениях с возрастом 6 – 73 млн лет, основное внимание было уделено определению скоростей вращения звезд, что потребовало определения физических параметров их атмосфер (в рамках ЛТР анализа). Отдельное внимание авторами было уделено Ве звездам и массивным двойным системам, попавшим в выборку. Авторы не обнаружили увеличение скорости вращения В звезд к концу их жизни на главной последовательности, более

того, значительная часть Be звезд оказалась расположена в середине главной последовательности. Wisniewski и Bjorkman (2006) при изучении популяции Be звезд исследовали объекты спектральных классов B0-B3 и отдельно B4-B5. Ими найдено, что увеличение доли Be звезд спектральных классов B0-B3 наблюдается в скоплениях Магеллановых Облаков с возрастом 10-25 млн лет.

Как видно, имеющихся данных пока недостаточно и они дают размытую и во многом противоречивую картину в населенности Be звездами разных спектральных классов в рассеянных скоплениях различного возраста. До конца не ясен и вопрос времени возникновения Be феномена в процессе жизни B звезды на главной последовательности. Из-за малого количества хорошо изученных скоплений в большинстве работ при изучении Be феномена анализировались Be звезды всех спектральных классов. А как известно, объекты более позднего спектрального класса (позднее B3) часто демонстрируют слабую эмиссию в линиях. Учитывая тот факт, что во многих работах эмиссия изучалась по данным узкополосной фотометрии в линии H α или спектроскопии низкого разрешения, то существует большая вероятность того, что не все поздние Be звезды были идентифицированы.

Таким образом, спектральных данных и, что важно, однородного изучения зависимости популяции Be звезд от возраста скоплений очень мало, к тому же вопрос о природе Be феномена на данный момент остается нерешенным (Ekström et al., 2008; Huang et al., 2010; Granada et al., 2013). Поэтому задача изучения Be звезд в молодых рассеянных звездных скоплениях по спектрам высокого и умеренного разрешения остается до настоящего времени, по-прежнему, актуальной.

5.2. Ве звезды в избранных молодых скоплениях

В течение ряда лет в Крымской астрофизической обсерватории РАН, на 2.6 м телескопе систематически проводятся спектральные наблюдения звезд ранних спектральных типов в ряде рассеянных звездных скоплениях Галактики. Необходимость в данных наблюдениях, прежде всего, связана с получением однородных спектроскопических наблюдений умеренного разрешения. Для подавляющего количества исследуемых объектов было получено несколько спектров в различные ночи, что позволило выявить вариации лучевых скоростей связанных со спектральной двойственностью. В большинстве ранее выполнявшихся исследований использовались либо спектры низкого разрешения, либо наблюдения выполнялись для небольшой части интересующих нас объектов. Практически во всех ранее выполненных спектральных исследованиях учитывались все Ве звезды независимо от их спектрального типа. Ограничение по светимости, как правило, определялось проникающей силой используемой аппаратуры. При выборе списка рассеянных звездных скоплений для исследования мы остановились на относительно молодых скоплениях с возрастом 3-40 млн лет с достаточным содержанием звезд спектральных классов В0-В3. Предметом исследования были следующие скопления: NGC 457, NGC 659, NGC 869, NGC 884, NGC 6871, NGC 6913, NGC 7419 и Berkley 86. С целью получения выборки, по возможности, полной и одинаковой для В и Ве звезд и исследования зависимости от возраста при исследовании популяции Ве звезд в молодых рассеянных скоплениях, мы ограничились изучением только объектов ранних спектральных классов В0-В3. Выбор скоплений, соответственно, также был ограничен возрастом до 40 млн лет, несмотря на то, что в относительно более старых скоплениях присутствует большое число Ве звезд (например, в Плеядах или α Per, возраст которых заметно больше 50 млн лет), но, как правило, это звезды более позднего спектрального класса (позднее В3). Нами исследовано не менее 60% Ве звезд в скоплениях NGC 869, NGC 884, NGC 6913, NGC 7419 и полу-

чены спектры всех Вe звезд в скоплениях NGC 457, NGC 659, NGC 6871 и Berkley 86.

Для того, чтобы иметь представление о популяции В и Ве звезд в рассеянных скоплениях, остановимся кратко на некоторых из них. Подробное описание свойств отдельных скоплений и характеристик В и Ве звезд в изученных нами скоплениях представлено в работах: Мальченко и Тарасов (2008, 2009, 2011), Malchenko (2008), Тарасов и Мальченко (2012).

5.2.1. Двойное рассеянное скопление h/χ Per

Двойное скопление h/χ Per (NGC 869 и NGC 884) является одним из наиболее населенных рассеянных звездных скоплений Галактики (Oosterhoff, 1937). Скопление расположено в рукаве Персея и расстояние до него составляет 2.3 кпк (Slesnick et al., 2002). В настоящее время для скопления выполнено ряд глубоких фотометрических и спектральных исследований (Bragg et al., 2002; Currie et al., 2010). Двойное скопление содержит исключительно высокую плотность проэволюционировавших красных гигантов, гигантов и сверхгигантов спектрального класса В, нормальных В карликов и тысячи звезд солнечных масс, большая часть которых еще не вышла на главную последовательность. В каждом из скоплений обнаружено около 20 нормальных карликов или гигантов с эмиссией в Бальмеровских линиях (Fabregat и Torrejon, 2000; Bragg et al., 2002), что составляет по разным оценкам от 25 до 50% от общего количества В звезд (Fabregat и Torrejon, 2000).

Нами выполнена обширная программа спектральных исследований Ве звезд по спектрам высокого и умеренного разрешения. На рис. 5.1 представлена диаграмма (В-В)-V для звезд скопления, построенная по фотометрическим наблюдениям Keller et al. (2001), где различными символами отмечены исследованные нами спектры В и Ве звезд, линия нулевого возраста и изохрона с возрастом $\log t = 7.1$ для различных оценок покраснения $E(B-V)$. Исследованы спектры более 60% В и Ве звезд спектральных классов В0-В3. На

рис. 5.2 представлены некоторые типичные профили линии $\text{H}\alpha$ у ряда Be звезд этого двойного скопления. У некоторых из них нами обнаружена характерная долговременная переменность профилей (рис 5.3), которая обычно объясняется образованием областей повышенной плотности, медленно прецессирующих в быстровращающемся диске вокруг B звезды Okazaki (1991). Нами выполнен подсчет Be звезд в двойном скоплении h/χ Per и получено, что в процентном отношении каждое из скоплений имеет приблизительно одинаковое количество Be звезд: 43% (NGC 869) и 46% (NGC 884). Данные величины относительного содержания Be звезд среди нормальных карликов и гигантов спектральных классов B0-B3 являются одними из самых высоких среди изученных скоплений. Поскольку возраст скоплений определен и близок к $t = 14 \pm 1$ млн лет по обширным фотометрическим наблюдениям (Currie et al., 2010), можно утверждать, что именно в близких к данному возрасту скоплениях должно наблюдаться максимальное количество Be звезд спектральных классов B0-B3 .

Дополнительно к спектральным наблюдениям в линии $\text{H}\alpha$, для ряда B и Be звезд двойного скопления h/χ Per были получены спектры с умеренным разрешением в области $4400 - 4960 \text{ \AA}$. Спектры избранных звезд в этой спектральной области представлены на рис. 5.4. В эту спектральную область попадает линия $\text{H}\beta$, которая наряду с линией $\text{H}\alpha$ показывает признаки эмиссии у большинства Be звезд. Поскольку для заметной части звезд из нашего списка определение параметров их атмосфер никогда прежде не проводилось, то мы сочли необходимым оценить эффективные температуры T_{eff} и $\log g$ без учета возможного вклада излучения HI в непрерывном спектре. Для определения этих параметров была построена сетка моделей атмосфер для температур $19000 - 35000 \text{ K}$ и $\log g = 3, 3,5, 4$ и солнечным химическим составом. Синтетические спектры рассчитывались по моделям Kurucz (1993) с помощью программы SyntV (Tsumbal, 1998). Далее, на основе исходной сетки при фиксированном значении величины $\log g$ интерполяцией определялись значения T_{eff} и $V \sin i$.

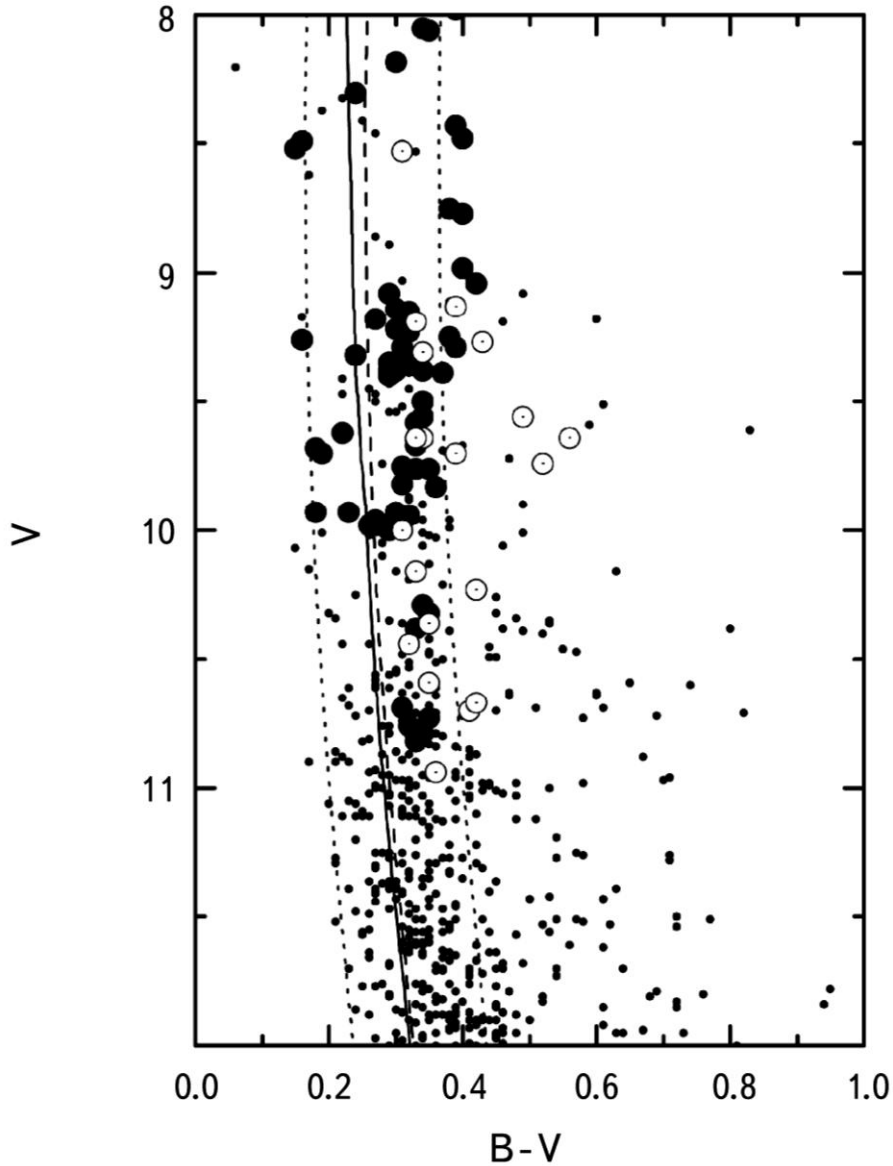


Рис. 5.1. Диаграмма $(B-V) - V$ для двойного рассеянного звездного скопления h/χ Per. Темными кружками отмечены В звезды, для которых были получены спектры в области $H\alpha$; светлые кружки соответствуют Be звездам, для которых были получены спектры в области $H\alpha$; точками отмечены звезды, для которых спектральные наблюдения не проводились. Сплошная линия – линия нулевого возраста (ZAMS); пунктирные линии – изохроны для возраста $\log t = 7.1$ с учетом различных величин межзвездного покраснения A_V : 4.5, 5.4 и 6.5 соответственно (первая и последняя показана более тонкими штриховыми линиями).

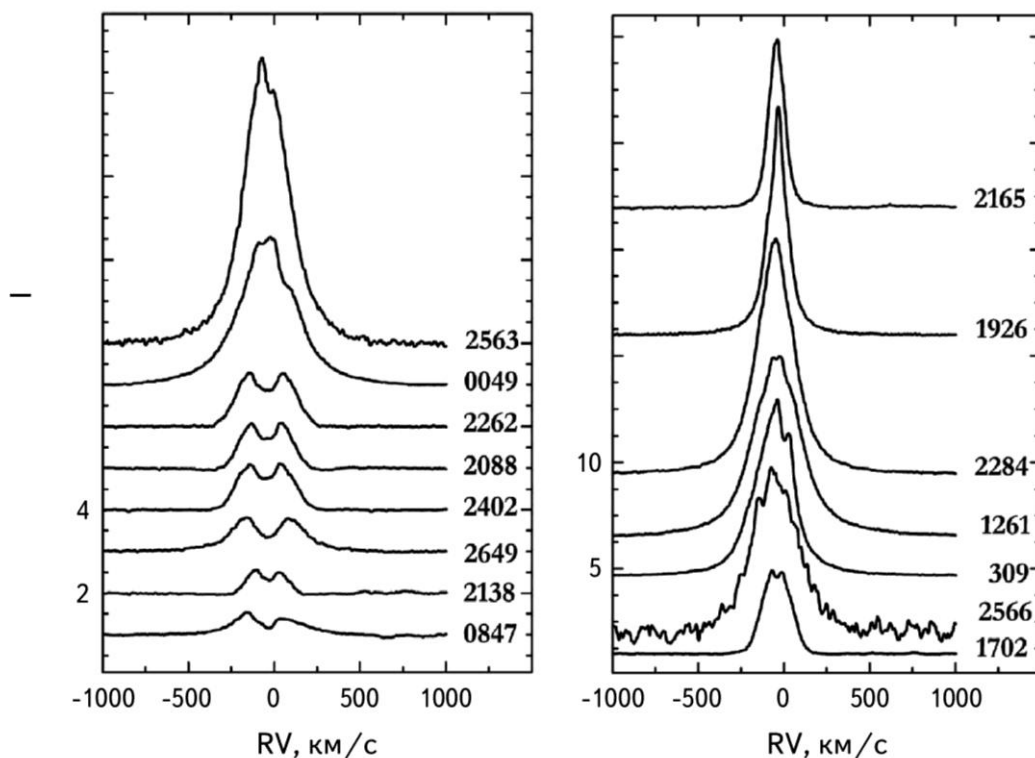


Рис. 5.2. Избранные профили линии Na у Ве звезд скопления h/χ Per. Интенсивность спектральных линий I соответствует нормированным к континууму спектрам. Номера звезд справа от каждого профиля указаны по каталогу Oosterhoff (1937).

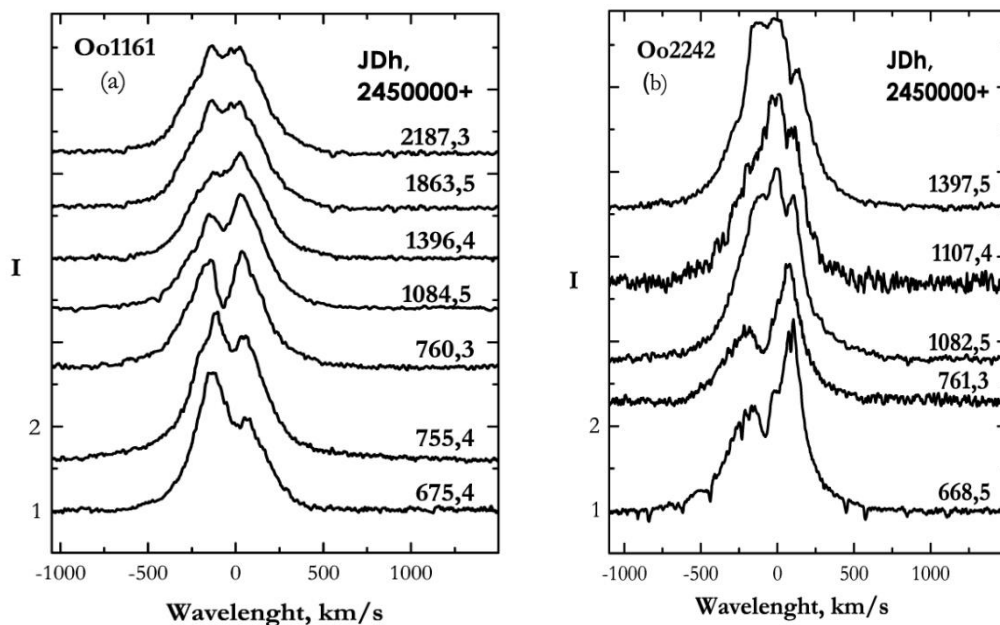


Рис.5.3. Пример долговременной переменности профилей линии Na у Ве звезд Oo 1161 (a) и Oo 2242 (b) скопления h/χ Per. Номера звезд указаны по каталогу Oosterhoff (1937).

При определении параметров атмосферы звезд во внимание брались линии MgII 4481 Å, HeI (4471, 4712, 4921 Å) и H β . Результаты определения параметров атмосфер звезд представлены в табл. 5.1. Как видно из таблицы, невысокое разрешение, эмиссия в линиях гелия и H β у некоторых звезд привели к заметным ошибкам при оценках T_{eff} , $\log g$ и $V\sin i$. Несмотря на это, определенные нами параметры для некоторых звезд находятся в хорошем согласии с данными работ Strom et al. (2005) и Huang и Gies (2006a,b).

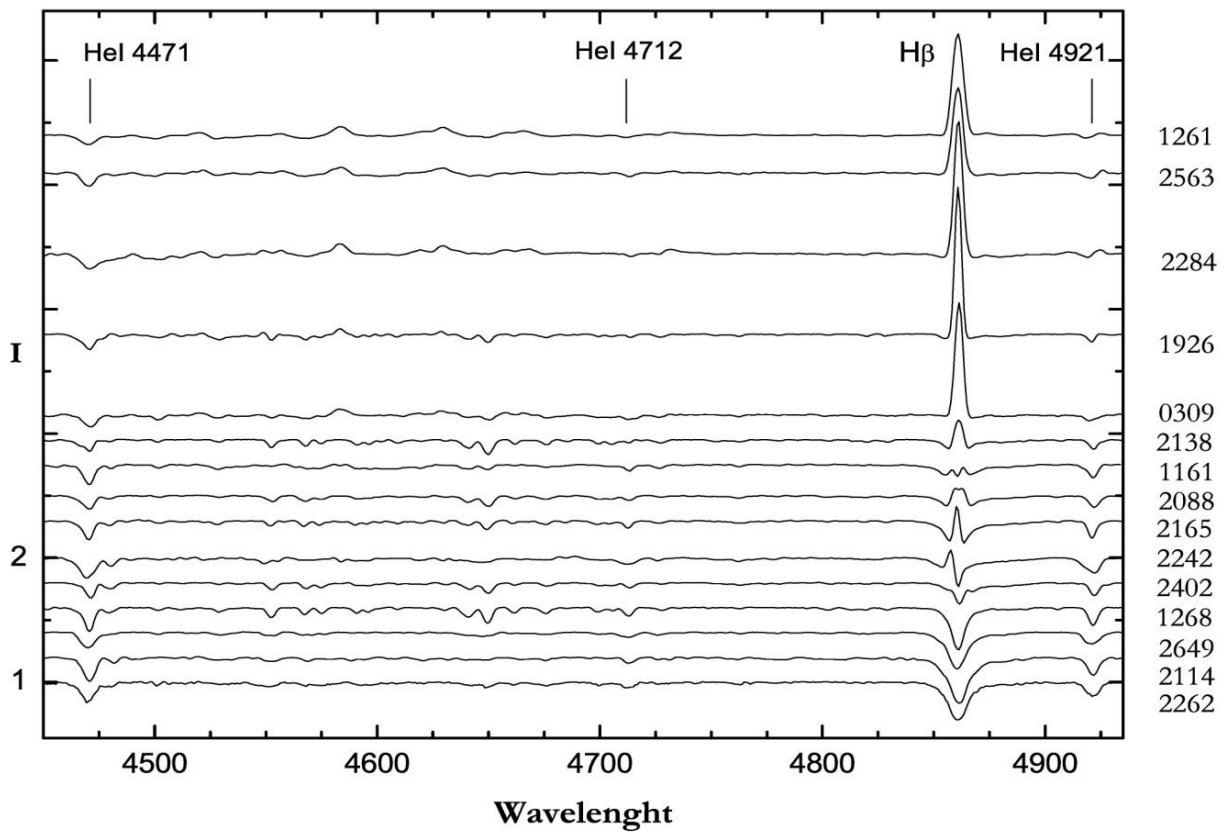


Рис. 5.4. Спектры В и Ве звезд скопления h/χ Per в области 4400 – 4960 Å. Номера звезд справа от каждого профиля указаны по каталогу Oosterhoff (1937).

Таблица 5.1. Основные параметры атмосфер для В и Ве звезд скопления h/χ Per, определенные по профилям линий в области длин волн 4400 – 4960 Å.

Номер звезды (Oosterhoff, 1937)	T_{eff} K	$\log g$	$V \sin i$ (км/с)
309	21000±2000	3.0±0.3	150±50
1161	22500±1500	3.5±0.2	175±50
1261	25000±2500	3.5±0.5	250±25
1268 (HD14162)	24000±1000	3.5±0.2	125±50
1926	31000±2000	3.5±0.5	150±50
2088	25000±1000	3.5±0.2	150±50
2114	22000±2000	4.0±0.2	150±50
2138 (HD14422)	26000±1500	3.5±0.2	100±20
2165	25000±1000	3.5±0.2	100±25
2242	21000±2000	3.5±0.5	200±50
2262	20000±1000	3.25±0.5	200±50
2284	20500±1500	3.0±0.2	100±25
	20000±1500	3.0±0.25	-
2371	24000±500	4.0±0.1	100±50
2402	27500±1500	3.5±0.2	150±25
2563	27500±1500	3.5±0.2	250±50
2566	23000±1500	3.5±0.2	200±50

5.2.2. Рассеянное звездное скопление NGC 7419

Данное рассеянное звездное скопление также имеет аномально большое относительное содержание Ве звезд ранних спектральных классов. Первые две Ве звезды в скоплении NGC 7419 были обнаружены González (1956). Kohoutek и Wehmeyer (1997) идентифицировали еще 12 Ве звезд. С помощью узкополосной $H\alpha$ фотометрии (Pigulski и Кораски, 2000) было найдено еще 17 новых Ве звезд. На данный момент в скоплении обнаружено 35 Ве звезд, что составляет 43% от общего количества В звезд ранних спектральных классов (Мальченко и Тарасов, 2011; Тарасов и Мальченко, 2012). Кроме того, скопление содержит аномально большое количество красных сверхгигантов – 5, один голубой гигант и углеродную звезду (Blanco et al., 1955; Beauchamp et

al., 1994). Скопление расположено в рукаве Персея на расстоянии 4.0 ± 0.4 кпк и имеет заметное межзвездное покраснение $E(B-V) = 1.71^m$ (Bhatt et al., 1993; Marco и Negueruela, 2013). Последние авторы оценивают возраст скопления $t = 14 \pm 2$ млн лет, что очень близко, в пределах ошибок определения, возрасту скопления h/χ Per.

На рис. 5.5 представлена диаграмма (B-V) – V, построенная по фотометрическим оценкам блеска звезд (Beauchamp et al., 1994). На рисунке различными символами отмечены B и Be звезды, исследованные нами по спектрам умеренного разрешения (Мальченко и Тарасов, 2011). Из рисунка видно, что изохрона с возрастом $t = 14$ млн лет лучше всего представляет возраст скопления NGC 7419.

Subramaniam et al. (2006) на основе построенных изохрон для звезд до главной последовательности (preMS звезд) по инфракрасной диаграмме (H-K)–(J-K) нашел, что некоторые члены скопления имеют возраст менее 3 млн лет. Кроме того, по данным этих авторов, большинство эмиссионных звезд скопления NGC 7419 на диаграмме (H-K)–(J-K) лежат в области Be-звезд Хербига. Авторами сделано предположение о наличии двух волн звездообразования, первый этап соответствует возрасту звезд 25 ± 5 млн лет, а вторая волна звездообразования произошла всего 0.3–3 млн лет назад.

Для того, что бы проверить присутствие двух волн звездообразования в скоплении мы построили диаграмму «цвет–цвет» (H-K)–(J-K) (рис. 5.6) для скоплений, богатых Be звездами со значительной эмиссией в линии H α : NGC 663, NGC 884, NGC 869, NGC 6781, NGC 6913 и NGC 7419, по данным каталога 2MASS (Skrutskie et al., 2006). При построении диаграммы для каждого скопления учитывалось значение межзвездного покраснения, которое рассчитывалось по формуле: $E(J-H) = 0.37E(B-V)$ и $E(H-K) = 0.19E(B-V)$ (Bessell и Brett, 1988). Как видно из рис. 5.6, все Be-звезды скоплений NGC 663, NGC 884 и NGC 869, NGC 6871, NGC 6913, так же как и NGC 7419 смещены в сторону большего покраснения и лежат в одной области.

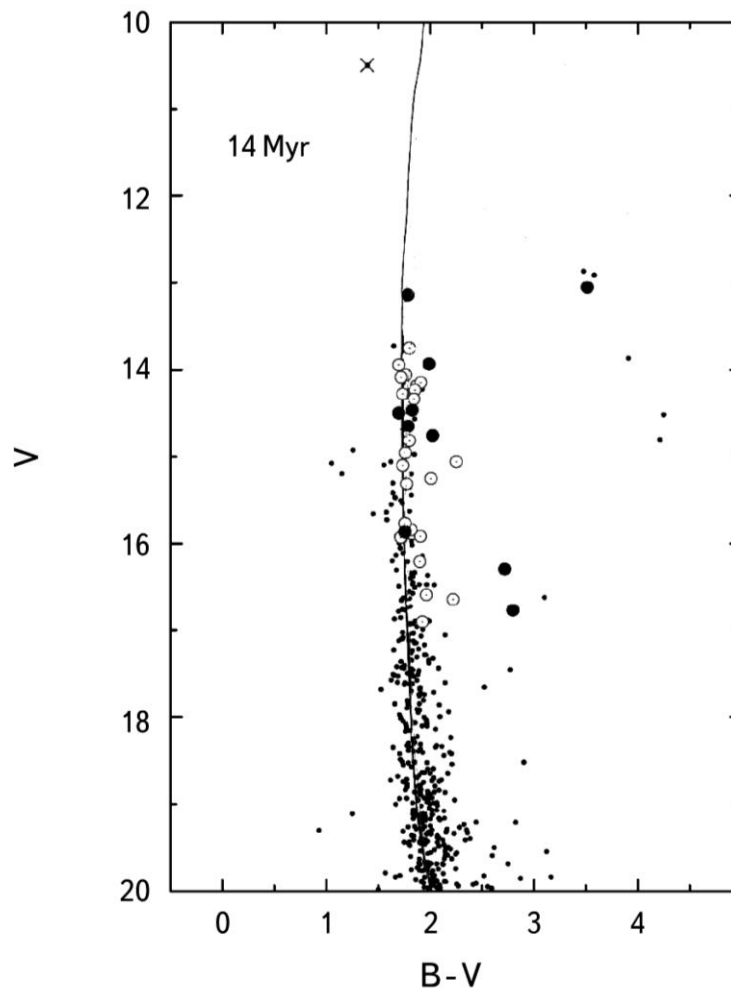


Рис. 5.5. Диаграмма $(B-V) - V$ для скопления NGC 7419. Светлыми кружками обозначены исследованные нами Be звезды, темные кружки – исследованные нами B звезды, крестик – звезда не член скопления. Изохрона проведена для возраста 14 млн лет с учетом покраснения $E(B-V) = 2.02$ и модулем расстояния $DM = 17.28$.

Избыточное покраснение Be-звезд хорошо известно и объясняется рассеянием света от звезды околозвездным диском, которое в свою очередь зависит от ориентации диска по отношению к наблюдателю. Совпадение положения Be-звезд в разных скоплениях с близкими возрастами на двухцветной ИК-диаграмме указывает на то, что все эмиссионные объекты скопления NGC 7419, скорее всего, являются классическими Be-звездами, а не Be звездами Хербига, как предполагалось Subramaniam et al. (2006). Молодые Be-звезды Хербига, обладая газопылевыми дисками, располагаются значительно

выше на ИК диаграмме (рис. 5.6). Следовательно, члены скопления, скорее всего, сформировались одновременно около 14 млн лет назад, а не в результате двух волн звездообразования с возрастом 25 и 0.3–3 млн лет.

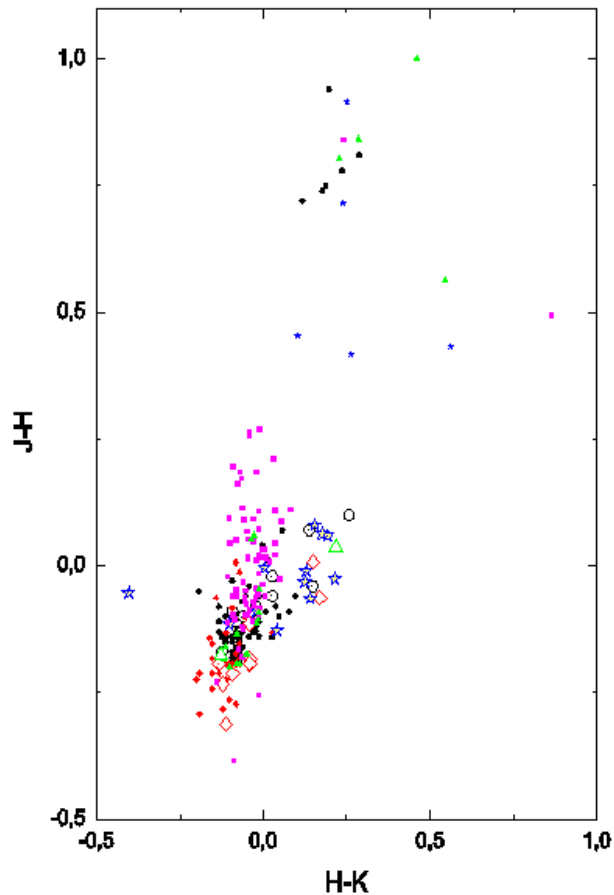


Рис. 5.6. Диаграмма «цвет – цвет» для скоплений NGC 663, NGC 884 и NGC 869, NGC 6871, NGC 6913 и NGC 7419, построенная по данным каталога 2MASS с учетом межзвездного покраснения для каждого скопления. Кружками обозначены звезды скопления NGC 884 и NGC 869, ромбами – объекты скопления NGC 663, треугольниками – члены скопления NGC 6871, квадратами – звезды скопления NGC 6913 и звездами – члены скопления NGC 7419. Открытыми символами обозначены Be звезды скоплений.

В период 2006–2007 гг. было получено 42 спектра в области линии $H\alpha$ для 34 звезд, членов скопления NGC 7419. У восьми членов скопления спектры получены таким образом, что можно изучить объект во всем оптическом

диапазоне. Эмиссия во всех линиях серии Бальмера, которые попадают в данную область длин волн, наблюдается у Ве звезд 781, 831 и 884 (тут и далее нумерация согласно Beauchamp et al., 1994). У звезд 417, 620 и 728 эмиссия присутствует только в линиях $H\alpha$ и $H\beta$. Таким образом, бальмеровский декремент близок к классическим Ве звездам.

В спектрах 14 объектов заметной эмиссии в линии $H\alpha$ не обнаружено. У десяти звезд эмиссия никогда ранее не наблюдалась. Некоторые объекты, которые ранее были идентифицированы как Ве, в период наших наблюдений не показали следов эмиссии в линии $H\alpha$. К таким объектам относятся 290, 318, 458 и 967. Звезда 318 отмечена как Ве только в каталоге Kohoutek и Wehmeyer (1997). По спектрам, полученным в синем диапазоне длин волн, данная звезда является более холодным объектом, чем другие члены скопления. Скорее всего, объект 318 – это звезда фона (на рис. 5.5 данный объект отмечен крестиком «х»).

Эмиссионные профили линии $H\alpha$ получены у 21 члена скопления NGC7419. С учетом тех Ве звезд, чей профиль был абсорбционный, нами исследованы спектры почти у 70% звезд от всей популяции Ве звезд. Новых Ве звезд с эмиссией не обнаружено. Профили линии $H\alpha$ у Ве звезд представлены на рис. 5.7, а измеренные параметры линии представлены в табл. 5.2.

В настоящей работе получены ярко выраженные эмиссионные однокомпонентные профили линии $H\alpha$ у таких Ве звезд, как 232, 239, 427, 504, 620, 692, 728, 745, 795, 831, 844 и 1076. Pigulski и Koracki (2000) для этих объектов получили низкое значение α , т. е. это звезды с сильной эмиссией в линии $H\alpha$. У звезд 232, 239, 728 и 1076 так же, как и в работе Subramaniam et al. (2006), наблюдаются эмиссионные профили линии $H\alpha$ высокой интенсивности.

Таблица 5.2. Основные параметры линии H α у звезд скопления NGC 7419

Номер звезды Beauchamp et al. (1994)	JDh 2450000+	$W_{\lambda}(\text{\AA})$	I_{λ}
Be-звезды			
232	3996.315	-28.7	4.26
239	3951.468	-44.6	6.34
290	3951.541	6.1	0.78
318	3951.541	2.8	0.80
	4011.256	3.5	0.82
351	3951.493	2.1	1.03
417	3878.450	-10.8	2.42
427	3951.442	-6.0	6.66
451	3975.306	-0.22	1.10 1.12
458	3975.262	9.6	0.74
504	3951.386	-47.3	5.61
585	3951.362	-17.1	2.45
620	3912.522	-35.2	4.22
	4011.467	-37.5	4.44
621	3951.386		1.06 1.06
692	3912.489	-50.8	5.69
702	3912.506	-26.5	3.25
728	3975.490	-40.9	5.87
	3996.590	-42.2	6.00
745	3975.370	-47.1	5.12
781	3912.320	3.9	1.15
	3996.346	3.3	1.40
795	3975.443	-28.9	4.33
831	3912.382	-49.5	5.84
	3951.386	-57.0	6.43
	3996.457	-53.6	6.24
884		-43.1	4.83
		-45.2	5.10
967	3912.434	7.41	0.79
1076	3912.471	-34.35	4.98
1129	3912.453		0.98 1.01
B-звезды			
162	3996.315	11.1	0.67
190	4011.417	4.2	0.80
350	3951.518	4.4	0.76
418	3951.417	7.3	0.74
489	3975.306	8.2	0.72
518	3975.262	10.9	0.70
615	3975.262	4.0	0.75
664	3975.262	7.3	0.78
687	3975.306	2.3	0.82
921	3975.443	4.2	0.72

Нами исследованы спектры около 70% популяции Ве звезд скопления. На рис. 5.7 представлены полученные профили Ве звезд, и как видно из рисунка, интенсивность эмиссионных линий имеет существенные вариации от звезды к звезде. Анализ собственных спектральных наблюдений, и взятых из литературных источников показал, что значительная доля Ве звезд скопления демонстрирует долговременную переменность эмиссионного спектра, типичную для Ве звезд и связанную с появлением и исчезновением диска вокруг В звезд (Marco и Negueruela, 2013).

NGC 7419 имеет очень близкие, по многим характеристикам, свойства с двойным рассеянным звездным скоплением h/χ Per: идентичный возраст, высокую плотность горячих звезд и сопоставимое по относительному содержанию количество Ве звезд 43% - для NGC 7419 и 43% и 47% для h и χ Per (Тарасов и Мальченко 2012).

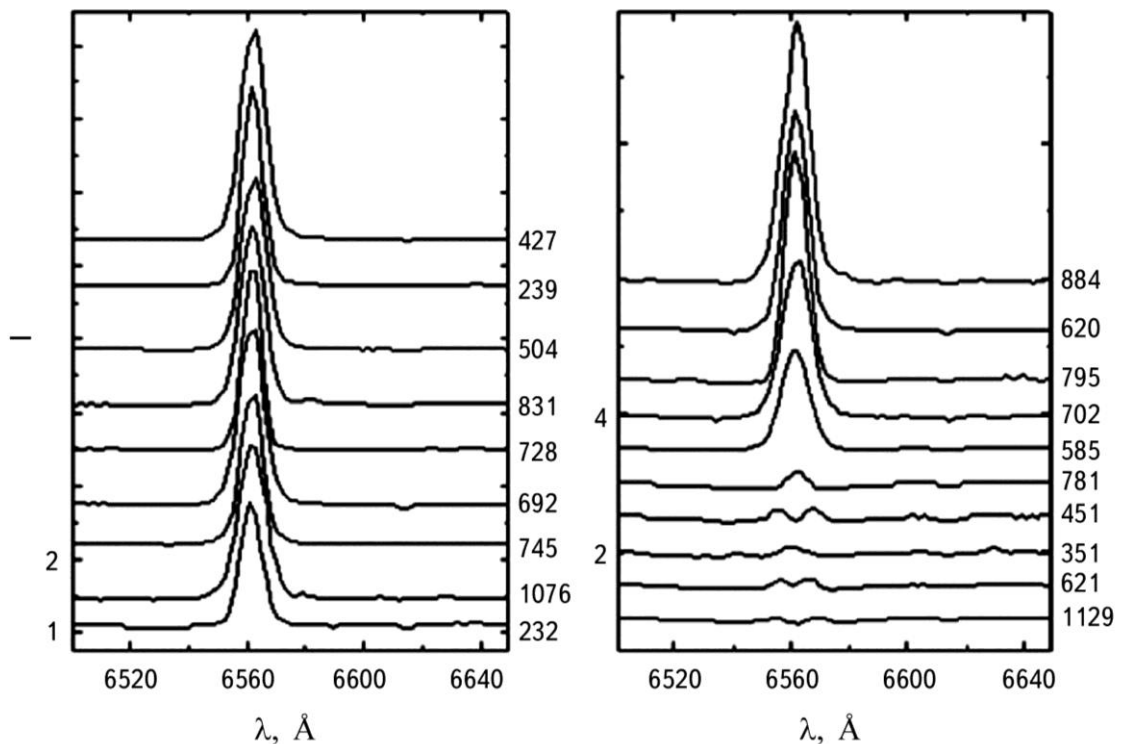


Рис.5.7. Эмиссионные профили линии $H\alpha$ избранных Ве звезд, членов скопления NGC 7419. Справа указаны номера звезд согласно Beauchamp et al., (1994).

5.2.3. Рассеянное звездное скопление NGC 659

Рассеянное звездное скопление NGC 659 идентифицировано еще в 1783г., однако до сих пор является слабо изученным. В скоплении порядка 1600 звезд, из них около 40 ярких звезд. Для скопления были выполнены ряд фотометрических исследований в различных цветовых системах, в том числе и UBV CCD фотометрия (Phelps и Janes, 1994). По фотометрическим данным этой работы нами построена диаграмма (B-V) – V, которая приведена на рис.5.8. Как видно из рисунка, в скоплении NGC 659 наблюдается значительное рассеяние положений объектов на диаграмме, что значительно усложняет определение расстояния и возраста скопления. На рисунке так же приведена изохрона для возраста $t = 12$ млн лет с учетом межзвездного покраснения $E(B-V) = 0.5^m$ и модуля расстояния $DM = 12.2^m$.

Pietrzyński et al. (2001) выполнили серию фотометрических наблюдений звезд в поле скопления в фильтре I с целью поиска и изучения переменных членов скопления. Авторами идентифицированы три Be звезды, три переменных объекта (кандидаты в звезды типа γ -Dor) и одна затменная система. Звезды 109, 111 и 193 (тут и далее нумерация членов скопления согласно каталогу WEBDA) демонстрировали свойственную Be звездам долговременную переменность блеска в фильтре I с амплитудой несколько десятых зв. вел. (0.24, 0.12 и 0.14, соответственно). В каталоге эмиссионных звезд (Kohoutek и Wehmeier, 1997) в изучаемом скоплении идентифицированы еще две Be-звезды. Таким образом, в скоплении NGC 659 на данный момент известно 5 Be звезд.

В период с августа по октябрь 2008 года нами получены 32 спектра у 21 члена скопления NGC 659 с умеренным разрешением в области длин волн 3800–5200 Å. В интервале 5660–7930 Å были изучены спектры восьми звезд с низким разрешением. Данные наблюдения позволяют исследовать линии серии Бальмера ($H\alpha$, $H\beta$, $H\gamma$ и $H\delta$) и некоторые линии металлов. Измерены

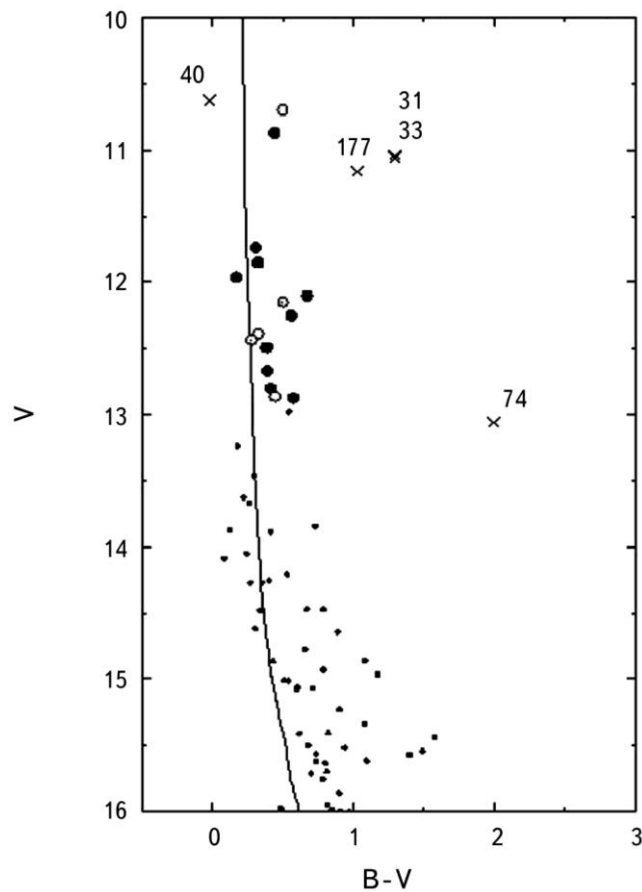


Рис. 5.8. Диаграмма $(B-V) - V$ для скопления NGC 659. Темными кружками обозначены исследованные В звезды скопления, светлыми кружками – Ве звезды, крестиками отмечены предполагаемые звезды фона. Сплошная линия – изохрона для возраста $\log t = 7.1$, с учетом покраснения $E(B-V) = 0.5$ и модуля расстояния $DM = 12.7$.

эквивалентная ширина и интенсивность линий $H\alpha$ и $H\beta$ у всех членов скопления. Для большинства членов скопления NGC 659, изучаемых в данной работе, определение основных параметров их атмосфер никогда прежде не выполнялось. Поэтому по спектрам в синей области произведена оценка эффективной температуры T_{eff} и логарифма ускорения свободного падения $\log g$ на поверхности звезды без учета возможного вклада излучения $H\text{I}$ в непрерывном спектре (методика определения описана в п. 5.2.1). Результаты оценок параметров атмосфер звезд представлены в табл. 5.3.

Таблица 5.3. Основные параметры профиля линии H β и оценка параметров атмосфер звезд скопления NGC 659

Номер звезды (WEBDA)	HDJ 2454000+	W_λ	I_λ	T_{eff}	$\log g$	$V \sin i$
5	699.550	2.09	0.67	21000 \pm 1500	3 \pm 0.5	150 \pm 50
31	699.334	7.83	0.46	—	—	—
33	697.361	5.57	0.51	—	—	—
	698.298	5.88	0.50			
40	697.282	4.92	0.51	—	—	—
53	700.519	4.73	0.56	—	3.5 \pm 0.25	150 \pm 50
80	697.500	2.92	0.67	22000 \pm 1500	4.0 \pm 0.25	200 \pm 50
	698.365	3.45	0.67			
100	695.474	4.08	0.63	21000 \pm 1000	4.0 \pm 0.25	150 \pm 50
	750.528	4.73	0.58			
103	695.474	4.08	0.63	21000 \pm 2000	3.5 \pm 0.5	50 \pm 50
107	693.465	2.70	0.65	22000 \pm 1000	4.0 \pm 0.5	100 \pm 50
109	693.394	1.18	0.89/ 0.91	21000 \pm 1000	3.5 \pm 0.25	200 \pm 50
	700.434	1.22	0.89/ 0.91			
111	693.321	1.66	0.79	21000 \pm 2000	3.5 \pm 0.25	250 \pm 100
	695.313	1.57	0.80			
113	695.393	2.50	0.68	21000 \pm 1000	3.5 \pm 0.25	150 \pm 50
128	700.387	3.87	0.62	21000 \pm 1000	4.0 \pm 0.25	200 \pm 100
129	693.531	-0.79	1.27	21000 \pm 1000	3.5 \pm 0.25	200 \pm 100
	700.333	-1.04	1.31			
149	696.525	3.53	0.66	21000 \pm 2000	4.0 \pm 0.25	200 \pm 50
150	696.417	3.07	0.65	22000 \pm 2000	4.0 \pm 0.5	200 \pm 100
191	749.410	4.59	0.58	—	—	—
177	700.485	7.62	0.46	—	—	—
	749.297	8.37	0.45			
183	696.379	2.55	0.67	22000 \pm 2000	3.5 \pm 0.5	150 \pm 50
193	699.507	1.17	1.29	23000 \pm 1000	3.5 \pm 0.5	—
	750.455	0.53	1.24			

Спектры объекта 74, полученные в синей области, соответствуют спектру холодной звезды. На диаграмме «цвет – звездная величина» объект находится в области гигантов (на рис. 5.8 звезда обозначена символом \times). Скорее всего, это звезда поля, и она не является членом скопления.

В данной работе получены спектры всех известных (их пять) Ве звезд в области $H\alpha$ (рис. 5.9) и $3800\text{--}5200 \text{ \AA}$ (рис. 5.10). Только в спектрах трех звезд наблюдается эмиссия в линиях $H\alpha$ и $H\beta$, и в одном случае (звезда 111) эмиссия присутствует только в линии $H\alpha$.

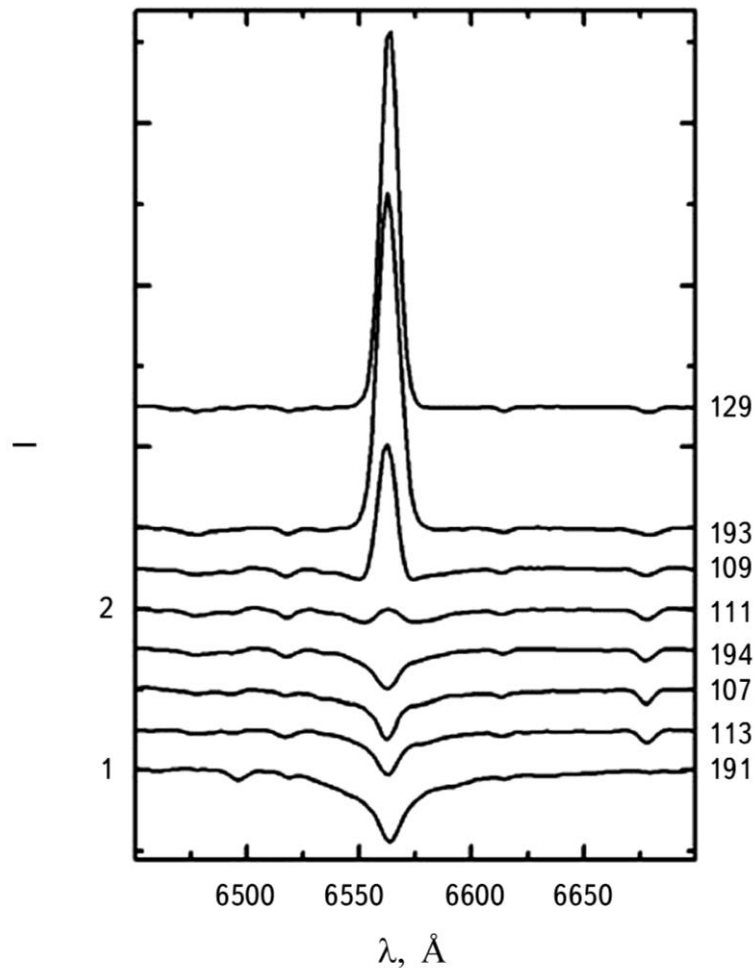


Рис. 5.9. Профили линии $H\alpha$ и $HeI 6678 \text{ \AA}$ у звезд скопления NGC 659. Справа указаны номера звезд согласно каталогу WEBDA.

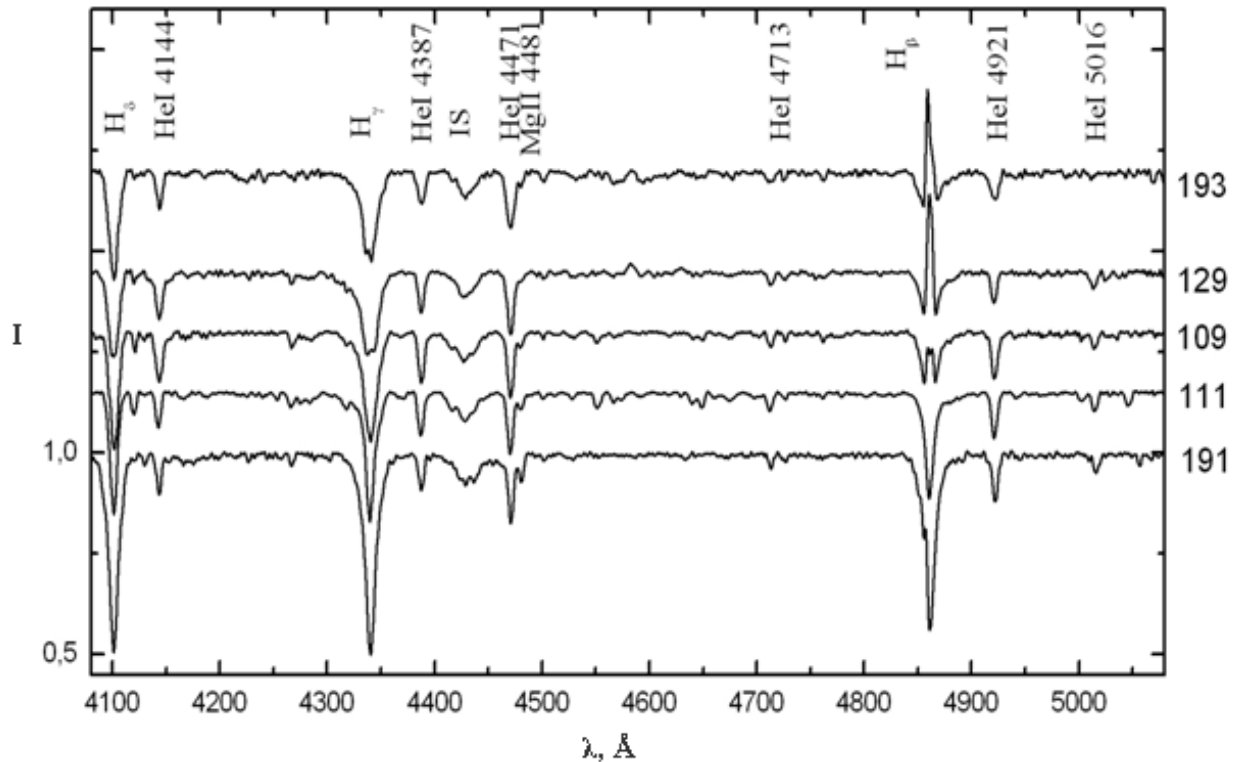


Рис. 5.10. Спектры Be звезд скопления NGC 659 в области длин волн 4050–5100 Å. На рисунке также отмечены водородные линии и некоторые линии металлов. Справа указаны номера звезд.

Таким образом, скопление NGC 659, сопоставимое по возрасту с рассеянными звездными скоплениями h/χ Per и NGC 7419, имеет заметно более низкое относительное содержание Be звезд спектральных классов V0-V3 – 25%.

5.3. Зависимость доли Be звезд от возраста в молодых скоплениях

При исследовании относительного содержания Be звезд от возраста скопления мы учитывали только звезды спектральных классов V0-V3. Однако для некоторых членов скоплений спектральная классификация отсутствует. Поэтому для всех наблюдаемых нами объектов по спектрам в области длин волн 4050-5200 Å выполнена оценка параметров атмосферы или спектральная классификация. Доля Be звезд в скоплениях находилась из отношения числа

Be звезд к количеству всех объектов спектральных классов B0-B3 (включая Be звезды). При построении зависимости учтена также неопределенность данных об относительном количестве Be звезд и в оценках возраста скоплений. Верхняя граница оценок доли Be звезд рассчитывалась с учетом классифицированных Be звезд спектральных классов B0-B3 и кандидатов в Be звезды этого же спектрального класса. Кандидатами считались объекты, у которых нет четко определенного спектрального класса, но есть вероятность того, что эта звезда спектрального класса B0-B3 (например, по положению звезды на диаграмме цвет – звездная величина); или объекты, которые по спектроскопии низкого разрешения показали какие-либо особенности, нечетко обозначенные авторами работ. Результаты подсчета относительного содержания Be звезд в исследуемых нами скоплениях представлены в табл. 5.4. В третьей колонке $N(Be)$ таблицы указано число Be звезд, а в скобках приведено вероятное максимальное число Be звезд в скоплениях, т.е. сумма идентифицированных Be звезд и кандидатов в Be звезды.

Кроме отсутствия спектральной классификации возникла и проблема определения возраста скоплений, так как оценки, полученные разными методами, часто существенно отличаются. Кроме того, присутствуют и большие расхождения в определении возраста при использовании одного и того же метода, но с различной выборкой объектов исследования. Нами сделана попытка критически оценить значения возраста скоплений. Для всех восьми скоплений построена диаграмма цвет – звездная величина с набором изохрон (построенных по расчетам эволюционных треков Lejeune и Schaerer, 2001). Изохроны строились для каждого скопления с учетом уже имеющихся определений покраснения и модуля расстояния, далее подбирались наиболее удовлетворительные параметры покраснения и модуля расстояния. Это позволило нам оценить возраст более однородным способом. Результаты

Таблица 5.4. Содержание В звезд спектральных классов В0-В3 в хорошо исследованных рассеянных звездных скоплениях

Название скопления	Возраст млн лет	N(Be)	N(B+Be)	N(Be)/ N(B+Be)	Источник
Berkley 86	6-8	1(3)	15	0.067	Malchenko, 2008
NGC 457	11-20	4(5)	15	0.27	Malchenko, 2008
NGC 659	12-20	4(5)	16	0.25	Malchenko, 2008
NGC 663	18-25	16(20)	50	0.32	Тарасов и Мальченко, 2012
NGC 869	13-15	20	47	0.43	Мальченко и Тарасов, 2008
NGC 884	13-15	18	39	0.46	Мальченко и Тарасов, 2008
NGC 7419	12-16	35(37)	80	0.43	Мальченко и Тарасов, 2011
NGC 6871	6-12	2(3)	14	0.14	Мальченко и Тарасов, 2009
NGC 6913	3-6	3	43	0.07	Тарасов и Мальченко, 2012

полученных оценок значений возраста, количества В и Ве звезд, а также доли Ве звезд в каждом из скоплений приведены в табл. 5.4.

На рис.5.11 построена зависимость относительного содержания Ве звезд в исследуемых скоплениях от возраста (темные кружки). Полученные данные имеют достаточную статистическую достоверность, так как практически все объекты спектрального класса В0-В3 исследованы на предмет принадлежности к Ве звездам и при уточнении возраста нами использовалась одна и та же методика. Как видно из рисунка, наблюдается заметное увеличение доли Ве звезд в скоплениях с возрастом более 10 млн лет. Это указыва-

ет на то, что Ве феномен с высокой вероятностью является эволюционным эффектом.

Для увеличения статистической значимости полученного результата было дополнительно исследовано более 300 рассеянных звездных скоплений из каталога WEBDA (базы данных Института астрономии Венского университета). Из них более чем 100 скоплений содержат хотя бы одну Ве звезду. По имеющимся данным для выбранных скоплений проанализировано наличие объектов спектральных классов В0-В3 и возраст скоплений. Ранние Ве звезды идентифицированы у более, чем 40 скоплений Галактики, включая восемь скоплений, которые и были детально изучены (см. табл. 5.4). Такое сравнительно малое количество оставшихся скоплений (всего 34) связано с тем, что многие относительно слабые по светимости рассеянные скопления недостаточно исследованы на предмет присутствия в них Ве звезд и для большинства звезд этих скоплений спектральная классификация не выполнена. Далее анализировалось относительное количество Ве звезд таким образом, как и для скоплений, которые нами были исследованы более детально. Полученные данные (см. рис. 5.11, светлые кружки) носят иллюстративный характер, так как результаты обзора скоплений сильно отягощены эффектами селекции, такими как отсутствие спектральной классификации большинства объектов (как В, так и Ве звезд) в бедных по населенности и слабых по светимости звездных скоплениях; и часто далекими от полноты исследованиями на предмет выявления эмиссии в спектрах звезд, а также значительными различиями в оценках возраста отдельных скоплений. Для большинства скоплений сделаны оценки точности определения возраста и учтена возможная неопределенность доли Ве звезд в скоплениях. При этом не учитывались члены скоплений, для которых не выполнена спектральная классификация. Таким образом, оценки точности могут быть и хуже. При определении возраста скоплений основными были избраны три критерия: во-первых, параметрам скопления, полученным по данным *uvby*- фотометрии, придавался

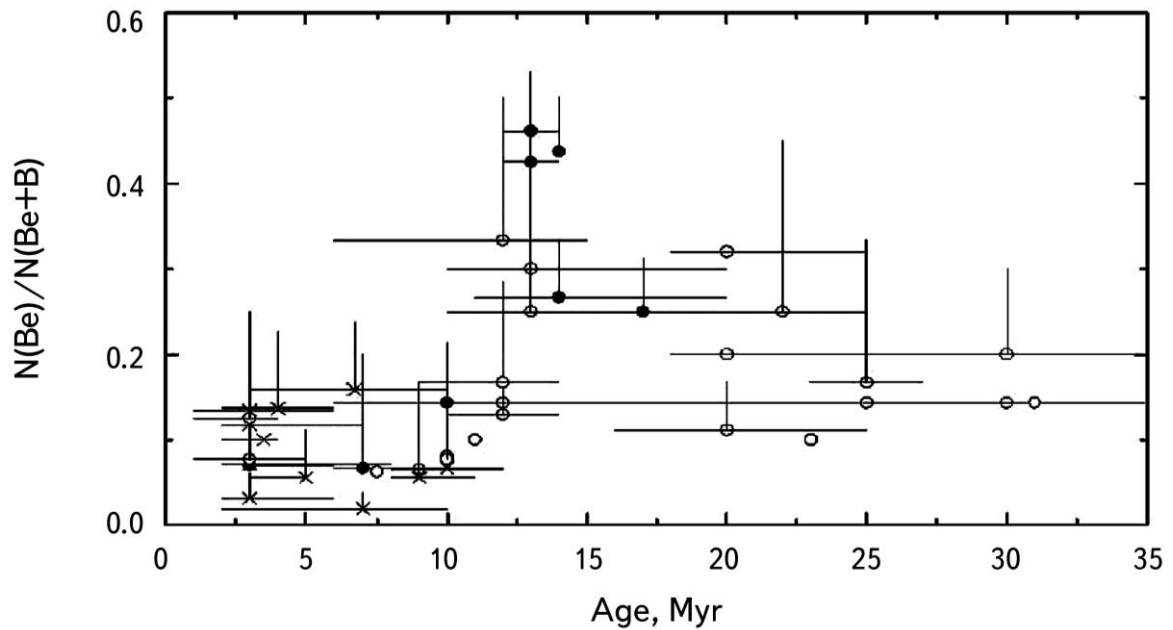


Рис. 5.11. Зависимость относительного числа Be звезд от возраста скопления по данным табл. 5.4 (темные кружки), и по литературным источникам (светлые кружки).

большой вес; во-вторых, учитывались значения, определенные в большем числе работ; и в третьих, принималось во внимание то значение, при определении которого учитывалось большее количество членов скопления.

Результаты анализа относительного содержания Be звезд спектральных классов V0-V3 в скоплениях представлены на рис. 5.11, на котором нанесены данные более изученных скоплений (заполненные кружки) и данные, полученные из анализа литературных данных (обозначены незаполненными кружками). В обзор попали скопления возрастом менее 8 млн лет, находящиеся внутри газопылевых туманностей или в областях активного звездообразования. Есть большая вероятность того, что эмиссия у звезд в этих скоплениях вызвана наличием аккреционных дисков, т.е. это Be звезды Хербига. Эти скопления на рисунке отмечены крестиками.

На рис. 5.11 видна явная зависимость относительного количества Be звезд от возраста скоплений. Концентрация этих звезд достигает максимума в скоплениях возрастом 13-25 млн лет, с увеличением возраста количество Be звезд уменьшается. Это вполне понятно и связано с тем, что эти объекты

покидают главную последовательность. Важным является тот факт, что заметно меньшее число Be звезд наблюдается в более молодых скоплениях возрастом 1 – 7 млн лет.

Полученная зависимость подтверждает предположение о том, что Be феномен свойственен быстро вращающимся звездам не с момента выхода на главную последовательность, а может возникать в результате эволюции объекта на главной последовательности. Однако причина увеличения популяции Be звезд остается не до конца ясной, это может быть как результатом эволюции отношения скорости вращения к критической скорости вращения одиночной звезды в течение ее жизни на главной последовательности (Ekström, 2008), так и вследствие обмена массой и угловым моментом в тесных двойных системах (Pols и др., 1991).

Наконец, важно подчеркнуть, что при подсчете относительного содержания Be звезд, под термином Be звезда подразумевался объект, расположенный в области нормальных карликов или гигантов, у которого хотя бы один раз наблюдалась эмиссия в линиях Бальмеровской серии водорода. В эту группу объектов попадают также и двойные системы в фазе активного обмена массой.

5.4. Эволюция Be феномена, теоретические обоснования

Теоретические обоснования увеличения количества Be звезд в определенном диапазоне спектральных классов с ростом возраста скоплений посвящено ряд работ, подкрепленных эволюционными расчетами. Сам Be феномен, естественно, тесно связывается с эволюцией углового момента в процессе жизни звезды на главной последовательности. Согласно Pols et al. (1991) возможны три эволюционных сценария, приводящих к формированию дисков вокруг Be звезд: а) Be звезды родились как быстровращающиеся B звезды и эмиссия в линиях H β наблюдается в течении всей жизни звезды на главной последовательности; б) Be феномен возникает у одиночной, доста-

точно быстро вращающейся В звезды в процессе изменения отношения V_{eq}/V_{crit} (V_{eq} – скорость вращения звезды на экваторе, V_{crit} – критическая скорость вращения на экваторе звезды) по мере движения звезды от начала главной последовательности (ZAMS) к ее концу (TAMS) (Ekström et al., 2008); в) Ве звезды являются двойными системами, находящимися на стадии активного обмена массой или сразу после него.

5.4.1. Ве звезды как изначально быстровращающиеся объекты

Если предположить, что при выходе одиночных массивных звезд на линию нулевого возраста они вращались со скоростями, близкими к критическим, то можно ожидать, что часть Ве звезд будет наблюдаться в очень молодых скоплениях с возрастом менее 8 млн лет. По Pols et al. (1991) это случай а). По нашим и наблюдениям других авторов Ве звезды в очень молодых скоплениях практически отсутствуют. Как видно из рис. 5.11, в очень молодых скоплениях классические Ве звезды наблюдаются крайне редко и с большой вероятностью они могут быть Ве звездами Хербига или объектами еще не вышедшими на главную последовательность.

Отсутствие Ве звезд в очень молодых звездных скоплениях подтверждают и исследования скоростей вращения В звезд вблизи линии нулевого возраста, так же, как и современная теория эволюции вращающихся звезд умеренно больших масс. Изучению скоростей вращения молодых звезд главной последовательности было уделено особое внимание в работе Huang et al. (2010). Авторы выделили статистически значимую группу очень молодых В звезд, членов рассеянных звездных скоплений (220 объектов), и исследовали параметр V_{eq}/V_{crit} среди В-звезд ранних и поздних субклассов. Ими показано, что среди всех молодых В звезд, быстровращающиеся (с $V_{eq}/V_{crit} > 0.9$) составляют лишь 1.3%, количество медленно вращающихся звезд (с $V_{eq}/V_{crit} < 0.1$) также незначительно – 6%, тогда как умеренные скорости вращения с V_{eq}/V_{crit} между 0.4 и 0.8) демонстрируют 52% объектов. Поскольку физиче-

ские характеристики атмосфер В звезд сильно зависят от температуры их атмосфер, эту однородную по эволюционному статусу группу объектов Huang et al. (2010) разделили на три подгруппы: маломассивные ($2 < M/M_{\odot} < 4$), умеренных масс ($4 < M/M_{\odot} < 8$) и массивные ($M/M_{\odot} > 8$). Независимый анализ каждой из групп показал, что в среднем, наибольшее число звезд с небольшим вращением наблюдается среди массивных звезд, тогда как звезды малых масс, в среднем, вращаются быстрее. По мнению авторов, одной из причин подобного распределения скоростей вращения может быть большая распространенность двойных систем среди более массивных звезд. В этом случае основной угловой момент перераспределен в орбитальное движение компонентов, а скорости вращения звезд синхронизированы с орбитальными скоростями. Наши исследования массивных двойных систем с компонентами, находящимися на главной последовательности (глава 2 данной диссертационной работы), подтверждают выводы Huang et al. (2010).

Современные модели внутреннего строения и эволюции массивных вращающихся звезд предсказывают быстрое падение скорости вращения массивной звезды сразу после ее ухода с линии нулевого возраста. Расчеты, выполненные Ekström et al. (2008) и Granada et al. (2013), показывают, что данный эффект связан с перестройкой внутренних слоев звезды при выходе на главную последовательность с полностью конвективных в слои с лучистым переносом излучения и меридиональной циркуляции вещества внутри объекта при уходе звезды с линии нулевого возраста. Согласно расчетам данных авторов время перестройки структуры звезды занимает небольшой промежуток времени, менее 0.5 млн лет.

Таким образом, результаты анализа спектральных наблюдений вместе с расчетами эволюции вращающихся звезд умеренно-больших масс практически исключают возможность рождения и существования Ве звезды в течение всей жизни на главной последовательности в качестве быстровращающейся В звезды.

5.4.2. Эволюция скоростей вращения В звезд в течение их жизни на главной последовательности

Случай б) – увеличение отношения V_{eq}/V_{crit} во второй половине нахождения быстровращающейся В звезды на ГП детально исследовалось Ekström et al. (2008) и Granada et al. (2013). Авторами показано, что в период нахождения звезды на главной последовательности критическая скорость вращения постепенно уменьшается почти вдвое, в то время как скорость вращения звезды на экваторе существенно уменьшается в самом конце ее жизни на главной последовательности. Так что важнейшим параметром становится отношение V_{eq}/V_{crit} . Если принять, что для Ве звезд $V_{eq}/V_{crit} > 0.7$ и металличность солнечная, то любая нестационарность внешних слоев В звезд, например, такая как нерадиальные колебания, может способствовать истечению вещества из фотосферы звезды. Согласно этим авторам, заметная доля – 10-20%, а в более оптимистическом случае, вплоть до 35% Ве звезд образуются из одиночных быстровращающихся В звезд в период их жизни на главной последовательности.

Для проверки расчетов эволюции скоростей вращения В звезд в течение их жизни необходимо исследовать скорости вращения В и Ве звезд в скоплениях различного возраста. Наиболее полное исследование скоростей вращения в рассеянных звездных скоплениях с возрастом 6-73 млн лет выполнено Huang и Gies (2006a) и Huang et al. (2010). Авторами были определены $V \sin i$ по спектрам умеренного разрешения для 496 OB звезд (включая Ве звезды) в 19 скоплениях. Полученные результаты исследования указывают на то, что Ве звезды достаточно равномерно распределены по ГП и в этом смысле их распределение аналогично звездам поля. Авторами найдены признаки того, что В звезды с массами большими чем $9 M_{\odot}$ замедляются в течение их жизни на ГП. Однако ими также найдено, что в скоплениях с возрастом 10 и более млн лет количество звезд с большой скоростью вращения увеличивается.

Таким образом, несмотря на то, что теоретические предпосылки для появления Ве феномена у одиночной В звезды во второй половине ее жизни на ГП, безусловно, присутствуют, объяснить аномально большое количество (более 40%) Ве звезд в ряде скоплений (NGC 869, NGC 884, NGC 7419) в рамках эволюции скоростей вращения В звезд затруднительно, если не предполагать аномально высокие скорости вращения протозвезд данных скоплений при их выходе на главную последовательность.

5.4.2. Массивные двойные в молодых рассеянных звездных скоплениях

Прежде чем переходить к рассмотрению случая в) – возникновению Ве звезд вследствие обмена массой и угловым моментом в результате эволюции тесной двойной системы, необходимо отметить широкое распространение массивных двойных систем среди ярких В звезд. Из спектральных исследований В звезд на предмет их двойственности, выполненных Chini et al. (2012), следует, что среди В0-В3 звезд, доля двойных систем составляет более 60%. Более детально результаты этих авторов представлены на рис. 5.12. У значительной их части видны спектральные линии обоих компонентов. Подавляющее большинство этих систем еще не вступили в фазу первого активного обмена массой, которая обычно наступает, когда более массивный компонент покидает ГП. Нет оснований утверждать, что процент спектрально двойных систем в скоплениях будет заметно отличаться от звезд поля.

При исследовании Ве звезд в рассеянных звездных скоплениях, как правило, под термином Ве звезда подразумевают любой объект с эмиссией в линиях Бальмеровской серии, попадающий на диаграмму цвет – звездная величина в область нормальных карликов или гигантов. Слабая изученность данной группы объектов не позволяет определить являются ли диски вокруг В звезд декреционными – типичными для классических Ве звезд, либо аккреционными – в случае обмена массой в двойной системе. Кроме того, в категорию классических Ве звезд попадают двойные системы с рентгеновскими

пульсарами в качестве вторичных компонентов – системы, которые можно с уверенностью отнести к группе проэволюционировавших двойных систем. Переменность их эмиссионного спектра очень схожа с переменностью многих ярких Вe звезд (Clark et al. 1998, 2001; Reig et al. 2000) и при отсутствии рентгеновского излучения от таких объектов отличить их от одиночных Вe звезд достаточно затруднительно.

Систематический поиск спектрально-двойных систем в рассеянных звездных скоплениях практически не проводился. Обычно двойственность В звезд обнаруживалась при спектральных, либо фотометрических исследованиях скопления. Так при поиске пульсирующих звезд типа β Сер у ряда молодых рассеянных звездных скоплений были обнаружены двойные затменные, либо эллипсоидальные переменные. В некоторых случаях определялись величины орбитального периода. Исключением является исследование Huang и Gies (2006a), в котором авторы указывают на заметную долю массивных двойных систем в молодых скоплениях, около 25% от общего количества В звезд. Более того, поскольку ими выполнялись только 2-3 эпизодических наблюдений, близко расположенных по датам, можно ожидать, что были выявлены только относительно короткопериодические ($P_{orb} < 10$ суток) массивные двойные системы и не было обнаружена заметная доля систем с типичными для В звезд периодами 20 – 1000 дней и отношением масс значительно отличающимся от 1. В табл. 5.5 приведено количество обнаруженных двойных систем для ряда скоплений, полученное по результатам наблюдений Huang и Gies (2006a). Данные этих авторов можно считать нижней границей оценки количества двойных систем с В компонентами в молодых рассеянных звездных скоплениях.

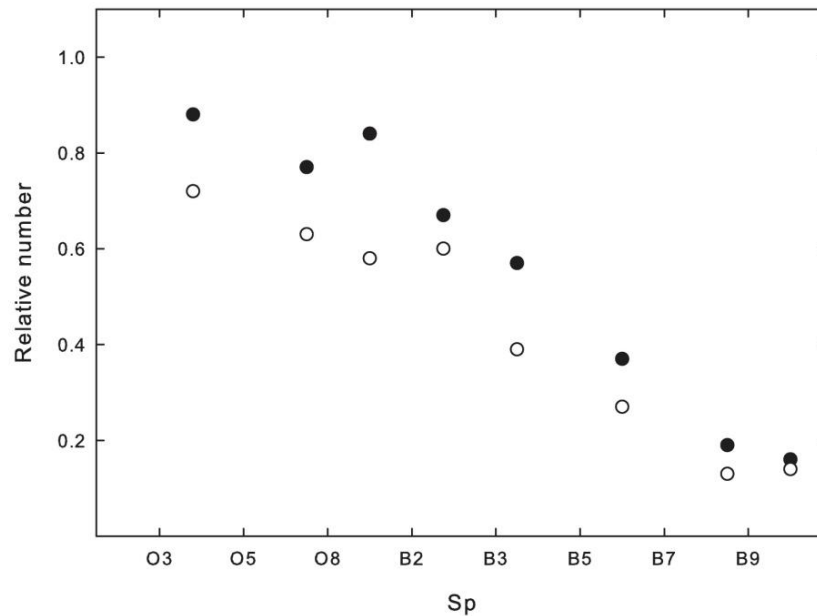


Рис. 5.12. Относительное содержание спектрально-двойных систем среди О-В звезд. Темные кружки – обнаруженные по переменности лучевых скоростей двойные системы; светлые кружки – относительное содержание спектрально-двойных систем, в спектре которых видны линии обоих компонентов. График построен по данным Chini et al. (2012).

Ясно, что все обнаруженные двойные системы вступят в фазу быстрого обмена массой, как только более массивный компонент покинет ГП. При этом более массивный компонент будет недоступен для оптических наблюдений, так как станет гелиевой звездой, белым карликом, либо, в наиболее массивных системах – рентгеновской двойной системой (Pols et al., 1991).

Нами при спектральных исследованиях В и Ве звезд в молодых звездных скоплениях двойным системам уделялось повышенное внимание, и в случае обнаружения сложной структуры фотосферных линий для данного объекта были получены дополнительные спектры, подтверждающие его двойственность.

Рассмотрим, в качестве примера, массивные двойные системы в очень молодом рассеянном звездном скоплении Berkeley 86. Это скопление нами выбрано по причине его малого возраста 6-8 млн лет (см. табл. 5.4). При та-

ком возрасте скопления компоненты массивных двойных систем еще должны находиться на главной последовательности далеко от первой фазы активного обмена массой, и следовательно, не имеют эмиссионного спектра. Huang и Gies (2006a) обнаружили три возможные спектрально-двойные В звезды раннего спектрального класса, что согласно табл. 5.5 составляет 35% от общего количества В звезд ранних спектральных типов. Наши спектральные наблюдения подтвердили их двойственность. На рис. 5.13 представлены спектры этих трех систем. Предварительный анализ величин орбитальных периодов показывают, что все три системы являются короткопериодическими. Система Ber 86-3 (номер звезды соответствует номеру в базе данных WEBDA) имеет орбитальный период P_{orb} около 3 дней, P_{orb} системы Ber 86-4 близок к 2 дням и P_{orb} системы Ber 86-14 составляет менее 4 дней. Эволюция подобных массивных короткопериодических систем являлась предметом исследования в ряде работ (Nelson и Eggleton, 2001; Wellstein et al., 2001; deMink et al., 2007). Как показывают расчеты, в зависимости от величины орбитального периода и степени консервативности обмена массой в системе наступление фазы активного обмена массой происходит, как правило, в момент, когда более массивный компонент находится либо в конце своей жизни на главной последовательности, либо сразу после ухода с главной последовательности. Кроме обмена массой наблюдается значительное перераспределение угловых моментов осевого вращения компонентов так, что на отдельных фазах эволюции системы скорости вращения звезды донора становятся критическими, и мы можем наблюдать спектр обычной Вe звезды. Поскольку в скоплении Berkley 86 доля двойных систем составляет, как минимум 35%, то в определенный момент времени, близкий к 14 млн лет, мы сможем наблюдать типичное увеличение доли Вe звезд в данном скоплении.

Таблица 5.5. Содержание спектрально-двойных систем в некоторых рассеянных скоплениях по данным Huang и Gies (2006)

Скопление	Все В звезды	Возможные двойные	Относительное содержание
Ber 86	17	6	0.35
IC 1805	32	10	0.32
IC 2395	16	2	0.12
IC 2944	38	5	0.13
NGC 457	19	8	0.42
NGC 869	55	15	0.27
NGC 884	57	16	0.28
NGC 1502	18	6	0.33
NGC 2244	41	16	0.39
NGC 2362	28	3	0.11
NGC 2384	15	1	0.07
NGC 2422	15	2	0.13
NGC 2467	14	2	0.09
NGC 3293	23	2	0.09
NGC 4755	33	3	0.09
NGC 6193	20	4	0.20
NGC 7160	16	4	0.25

Другим примером хорошо изученной спектрально-двойной системы с компонентами находящимися на главной последовательности является V497 Ser, являющейся подтвержденным членом рассеянного звездного скопления NGC 7160. Исследование орбиты данной системы выполнены Yakut et al. (2007) (гл. 2.3) Авторы, основываясь на спектральных и фотометрических

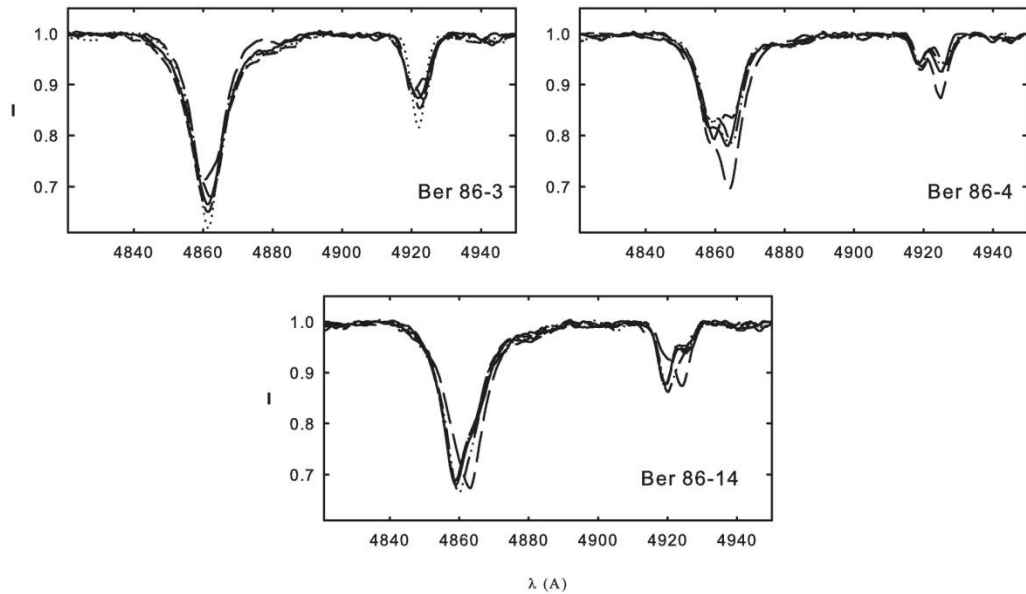


Рис. 5.13. Переменность профилей линий у трех спектрально-двойных систем, членов рассеянного звездного скопления Berkley 86.

наблюдениях, показали, что V497 Ser, имея короткий орбитальный период $P_{orb} = 1.2^d$, состоит из двух компонентов спектрального класса V3V с массами $M_1 = 6.9 M_{\odot}$ и $M_2 = 5.4 M_{\odot}$, которые расположены на диаграмме $T_{eff} - L$ вблизи линии нулевого возраста. Возраст данного, относительно бедного на ранние В звезды, скопления NGC 7160 составляет 7 млн лет (Harris и Harris, 2000). Скопление имеет в своем составе единственную пекулярную Ве звезду EM Ser, что составляет 10% от общего количества звезд спектрального класса V0-V3 (табл. 5.4; Тарасов и Мальченко, 2012).

Как только один из компонентов заполняет свою полость Роша, двойная система вступает в фазу активного обмена массой. В случае если орбитальный период двойной системы достаточно велик, более 10 дней, то такие системы относят к классу звезд типа W Ser (Серпентиды). Данная фаза эволюции массивной двойной системы скоротечна, длится менее 0.1 млн лет. К этой группе объектов относятся известные своими пекулярными спектрами двойные системы, такие как: β Lyr, RY Sct, W Ser, AX Mon и др. Они характеризуются быстрой потерей вещества первичным компонентом системы, достигающим в отдельных случаях $\dot{M} \sim 10^{-4} M_{\odot}$ и значительным, быстро дос-

тигающим критической величины, увеличением скорости вращения вторичного компонента. Для наблюдателя такие системы, как правило, выглядят как пекулярные холодные или горячие сверхгиганты, часто без явных следов фотосферных линий. Обзор характеристик звезд типа W Ser приведен в гл. 3 и Tarasov (2000). Серпентиды чрезвычайно важны для понимания последующей эволюции массивных двойных систем. Наблюдения указывают на значительную неконсервативность обмена массой в системах на этом этапе эволюции. Скорее всего, именно в этот момент вторичные компоненты аккрецирующие вещество приобретают максимальный угловой момент и имеют критические скорости вращения. Эволюцию углового момента у этой группы двойных звезд исследованы deMink et al. (2013).

В силу скоротечности фазы первого обмена массой в массивных двойных системах и сложностью идентификации данной группы объектов, ни одной двойной системы этого типа до сих пор не обнаружено в молодых рассеянных звездных скоплениях. Анализ переменности и физические характеристики исследованных звезд типа W Ser указывают на то, что их следует искать в скоплениях с возрастом 12-20 млн лет среди горячих, либо холодных сверхгигантов с яркой эмиссией в линии H α и среди звезд, имеющих псевдофотосферные линии, лучевые скорости которых имеют значительные, на десятки км/с, смещения в синюю область (гл. 3 и Tarasov, 2000).

Другой группой массивных двойных систем с эмиссией в линиях Бальмеровской серии водорода являются короткопериодические массивные Алголи. Как правило, данная группа объектов становится доступной для исследования их двойственности сразу после фазы активного обмена массой. Орбитальные периоды этих систем, обычно, короче 5-8 дней. Как следует из расчетов эволюции этой группы двойных звезд, обмен веществом и угловым моментом между компонентами может начаться, когда более массивный компонент еще находится в конце жизни на главной последовательности (Nelson и Eggleton, 2001; Wellstein et al., 2001; deMink et al., 2007). В силу коротких орбитальных периодов и значительной амплитуды переменности лу-

чевых скоростей компонентов данную группу объектов достаточно легко обнаружить при спектральном и фотометрическом мониторинге горячих звезд в рассеянных звездных скоплениях.

В гл. 3.2 мы исследовали один из таких массивных горячих Алголей – V622 Per, звезда является подтвержденным членом скопления χ Per. Двойная система имеет орбитальный период $P_{orb} = 5.2^d$. Согласно авторам, система имеет в видимой области спектра единственную эмиссионную линию Na небольшой интенсивности. Ее профиль демонстрирует сильную переменность с фазой орбитального периода. В спектре звезды видны фотосферные линии обоих компонентов. Кривая переменности лучевых скоростей с фазой орбитального периода представлена на рис. 3.18. Как видно из рисунка, более яркий компонент является менее массивным, что является отличительным признаком звезд типа Алголя. Система имеет фотометрическую переменность $\sim 0.05^m$ в фильтре V, связанную с эллипсоидальностью более яркого компонента, который заполняет свою полость Роша, т.е. система является полуразделенной. Массы компонентов оценены в $M_1 = 9.1 M_{\odot}$ и $M_2 = 13.0 M_{\odot}$. Подтверждением значительной величины потери массы первичного компонента является существенный избыток элементов CNO цикла в атмосфере первичного компонента. Важной особенностью данной системы является почти полная синхронизация орбитального движения компонентов и их скоростей вращения, что в отличие от долгопериодических взаимодействующих систем является отличительной особенностью короткопериодических Алголей. На рис. 3.22 представлено положение компонентов системы V622 Per на диаграмме $\log T_{eff} - \log g$. Как видно из рисунка, первичный компонент покинул главную последовательность, а обмен массой в системе незначительно повлиял на его положение относительно изохроны скопления. Задержка в эволюции яркого компонента системы составила менее 1 млн. лет. На этом же графике, в качестве сравнения приведены положения других Be звезд скопления h/ χ Per (Marsh et al., 2009).

Важными для понимания эволюции массивных двойных систем, возникновения Ве феномена и увеличения доли Ве звезд в рассеянных звездных скоплениях с возрастом более 10 млн. лет являются системы, находящиеся на стадии после активного обмена массой (т.е. после стадии звезд типа W Ser). Вероятно, данная группа двойных систем является весьма многочисленной. Ее отличительной особенностью является большое отношение масс и значительная, часто близкая к критической скорость вращения Ве компонента. Важно отметить, что в отличие от ранее рассматриваемых двойных систем, диски вокруг Ве компонентов являются декреционными, т.е. данные системы можно отнести к группе “классических” Ве звезд. Большое отношение масс и светимостей компонентов, так же как и близкие к критическим скорости вращения яркого компонента приводят к большим трудностям в измерении лучевых скоростей. По этой причине, известно всего несколько двойных систем данного типа. Все они являются яркими звездами, а успехи в нахождении параметров орбиты часто связаны с эффектами отражения излучения горячего субкарлика частью обращенного к нему газового диска Ве компонента. Достаточно полный обзор систем этого типа выполнен Gies (2000). В настоящее время параметры орбиты и массы компонентов в достаточной степени исследованы только у нескольких систем этого типа: ϕ Per, 59 Cyg, FY Sca и, возможно, HD 161306 (Koubský et al., 2014).

К еще одной группе двойных, в состав которых входят Ве звезды с декреционными дисками, следует отнести системы, у которых в качестве вторичных компонентов выступают рентгеновские пульсары. Эта группа двойных систем легко обнаруживается по характерному излучению в мягком рентгеновском диапазоне. Данное излучение носит ярко выраженную переменность, связанную с орбитальным движением релятивистского компонента, либо с фазами развития декреционного диска вокруг Ве звезды (Walter et al., 2015). Данные двойные, безусловно, являются проэволюционировавшими системами у которых ранее более массивный компонент передал часть массы и углового момента вторичному компоненту, и вспыхнул как сверхновая

звезда. Часто орбиты данного типа двойных систем имеют большие периоды (до сотен дней) и значительный эксцентриситет. Это может указывать на то, что в процессе вспышки сверхновой, значительная часть систем разрушается, и как результат, мы можем наблюдать одиночную “классическую” Ве звезду. При разрушении систем данного типа оптический компонент приобретает значительный импульс и может быстро покинуть область своего формирования, например, рассеянное звездное скопление (Reig, 2011). Многие из рентгеновских двойных систем с Ве компонентами имеют большие орбитальные периоды, так что значительная рентгеновская светимость некоторых систем наблюдается только при развитии протяженных декреционных дисков вокруг Ве звезды. Подобные системы относят к рентгеновским транзиентным источникам (Coe 2000).

Подводя итог краткому обзору встречаемости различных типов массивных двойных систем в скоплениях, можно ожидать, что при выполнении более систематических спектроскопических и фотометрических исследований, следует ожидать обнаружение достаточно большого количества систем, находящихся на различных стадиях эволюции. Выполнение данной задачи даст возможность не только прояснить эволюционный статус Ве звезд, но и позволит прояснить многие вопросы теории эволюции двойных систем на известный момент времени.

5.5. Выводы

Исследования распространенности Ве звезд в рассеянных звездных скоплениях выявили увеличение их относительного содержания с увеличением возраста скоплений. Наибольшее количество Ве звезд ранних спектральных типов В0-В3 наблюдается в скоплениях с возрастом 12-20 млн лет. Нами показано, что, как минимум, в трех богатых на В звезды скоплениях относительное содержание Ве звезд может превосходить 40%. Спектральные исследования молодых звездных скоплений практически не выявили присутствия заметного количества Ве звезд. Рассмотрены причины, которые могут

приводить к такому распределению содержания Be звезд. Показано, что ключевым фактором в появлении дисков вокруг B звезд является эволюция их углового момента как у одиночных звезд, так и у компонентов двойных систем. Приведены примеры ряда групп массивных двойных систем, в состав которых входят Be звезды. Кратко рассмотрены конкретные примеры массивных двойных систем, членов молодых рассеянных звездных скоплений.

ЗАКЛЮЧЕНИЕ

В диссертационной работе исследованы параметры орбит массивных двойных систем с компонентами, находящимися на главной последовательности, в фазе быстрого обмена массой и после него, а так же физические характеристики и эволюционный статус их компонентов. Детально анализируются кинематические и физические характеристики массивных двойных систем, с компонентами на главной последовательности, в фазе активного обмена массой и сразу после нее. Исследованы процессы долговременной неустойчивости декреционных дисков у Be компонентов массивных двойных систем с релятивистскими компонентами: маломассивной черной дырой или рентгеновскими пульсарами. Исследованы процессы, приводящие к рентгеновской активности в системах данного типа. В заключительной главе исследовано содержание Be звезд в молодых Галактических рассеянных звездных скоплениях различного возраста. Показано, что Be феномен является результатом эволюции B звезд в процессе их жизни на главной последовательности. Показано, что наиболее вероятным сценарием увеличения относительного содержания Be звезд с возрастом скопления являются процессы обмена массой в массивных двойных системах, остальные вероятные процессы играют менее заметную роль.

Таким образом, основные результаты диссертационной работы можно представить как:

1. В результате многочисленных спектральных исследований были определены, либо существенно уточнены параметры орбиты массивных двойных систем: α Vir, V380 Cyg, o Per, V373 Cas, V497 Cep, 103 Tau, KX And, V367 Cyg, V622 Per, Cyg X-1. В работе использованы все доступные измерения лучевых скоростей, взятые из литературных источников.
2. Используя современные модели атмосфер и результаты современных расчетов внутреннего строения массивных вращающихся звезд и их

- эволюции, определены физические параметры и эволюционный статус видимых компонентов массивных двойных систем: α Vir, V380 Cyg, oPer, V373 Cas, V497 Cep, 103 Tau, KX And, V622 Per, X Per.
3. Детальный анализ профилей эмиссионных и пекулярных абсорбционных линий в спектрах массивных двойных систем позволил обнаружить, либо исследовать процессы обмена массой в двойных системах, находящихся сразу перед началом обмена массой, в процессе активного обмена массой и сразу после него. Результаты исследования представлены для известных и обнаруженных двойных систем: 103 Tau, KX And, V373 Cyg, HD 187399, XX Oph, V622 Per, Cyg X-1, X Per, HDE245770, LSI+61°303.
 4. В результате комплексных наблюдений в широком спектральном диапазоне от жесткого рентгена до радио, в диссертационной работе детально исследована долговременная переменность массивных двойных систем с вырожденными релятивистскими компонентами. Изучена нестационарность декреционных дисков вокруг оптических Ве компонентов, обнаружена нестационарность звездного ветра от них, рассмотрены процессы, приводящие к рентгеновской активности в аккреционных дисках вокруг релятивистских компонентов. Данное исследование выполнено для двойных систем: Cyg X-1, X Per, HDE245770, LSI+61°303, LSI+61°235.
 5. На основе выполнения многочисленных спектральных наблюдений нескольких сотен В и Ве звезд в ряде молодых рассеянных Галактических звездных скоплениях проведена спектральная классификация данных объектов, определены их основные физические характеристики. Выполнен поиск Ве звезд в молодых скоплениях различного возраста. Найдена уверенная зависимость увеличения относительного содержания Ве звезд с увеличением возраста скоплений. Показано, что полученная зависимость является результатом эволюции В звезд. Анализируются причины данной зависимости, из которой следует, что вклад

эволюции скоростей вращения одиночных В звезд, приводящей к формированию Ве звезд, незначителен, тогда как вклад эволюционирующих массивных двойных систем, может быть определяющим.

Благодарности.

Хочу, прежде всего, поблагодарить моих учителей: Александра Григорьевича Щербакова и Петра Гарманца, приложивших огромные усилия, а порой и незаурядное терпение при формировании моего научного мировоззрения. Я благодарен моим коллегам с которыми я работал и просто общался на протяжении многих лет над проблемами, изложенными в данной работе: В.М. Лютому, Полу Рошу, Катерине Броксопп, Саймону Кларку, Хуану Фабрегату, Л.С. Мальченко и многим другим. Благодарю моих многочисленных соавторов, с которыми мне удалось плодотворно поработать и существенно повысить свой научный багаж. Наконец, я безмерно благодарен моей супруге, которая собственно и является источником моего вдохновения.

Литература

- Ааб О.Е.: Эмиссионная линия HeII 4686 и масса релятивистского компонента в двойной системе Лебедь X-1 // Письма Астрон. Ж. — 1983. — Т. 9. — С.606.
- Бердюгин А.В., Тарасов А.Е.: Результаты новых поляриметрических наблюдений V367 Cyg // Астрон. Ж. — 1997. — Т. 74. — С. 230.
- Бердюгин А.В.: UVVI фотометрия и поляриметрия V373 Cas // Письма Астрон. Ж. — 1998. — Т. 24. — С. 109.
- Бердюгин А.В., Тарасов А.Е.: HD187399 – массивная взаимодействующая двойная система с эксцентричной орбитой и активным обменом масс. Результаты поляриметрических наблюдений // Письма Астрон. Ж. — 1998. — Т. 24. — С. 139.
- Бердюгин А.В., Бердюгина С.В., Тарасов А.Е.: Новые фотометрические и поляриметрические наблюдения массивной взаимодействующей двойной системы KX And // Письма Астрон. Ж. — 1998. — Т. 24. — С. 367.
- Бруевич В.В., Кильячков Н.Н., Сюняев Р.А., Шевченко В.С.: U, B, V, R фотометрия V1357 Cygni /Cygnus X-1/ - Поиск оптического излучения от аккреционного диска // Письма Астрон. Ж. — 1978. — Т. 4. — С. 292.
- Волошина И.В., Глушнева И.Н., Дорошенко В.Т. и др.: Спектрофотометрия ярких звезд // М.: Наука — 1982.
- Волошина И.В., Лютый В.М, Тарасов А.Е.: Оптическое поведение Лебедь X-1/ V1357 Cyg в период рентгеновской вспышки 1996 г // Письма Астрон. Ж. — 1997. — Т. 23. — С. 293.
- Галкина Т.С.: Тесные двойные системы ранних спектральных типов как кандидаты рентгеновских двойных систем. I. Спектральные наблюдения X Персея // Изв. Крымск. Астрофиз. Обс. — 1977. — Т. 57. — С. 45.
- Галкина Т.С.: Периодические вариации в спектре X Персея, идентифицированного с рентгеновским источником 3U 0352+30 // Изв. Крымск. Астрофиз. Обс. — 1980. — Т. 61. — С. 77.

- Галкина Т.С.: Периодические вариации в спектре X Персея связанного с рентгеновским источником 3U 0352+30 - II // Изв. Крымск. Астрофиз. Обс. — 1983. — Т. 66. — С. 149.
- Галкина Т.С.: Сравнительные характеристики трех Ве звезд: ϕ Per, θ Coronae Borealis и X Persei // Изв. Крымск. Астрофиз. Обс. — 1986а. — Т. 74. — С.23.
- Галкина Т.С.: Переменность относительной интенсивности V и R компонентов эмиссионной линии H α и лучевых скоростей, определенных для X Персея // Изв. Крымск. Астрофиз. Обс. — 1986б. — Т. 75. — С. 151.
- Глазунова Л.В., Менченкова Е.В.: Орбитальные компоненты и массы компонентов в тесной двойной системе V367 Лебеда // Письма Астрон. Ж. — 1986. — Т. 15. — С. 247.
- Любимков Л.С.: Моделирование спектров двойных звезд. I. Воспроизведение химических аномалий Am звезд // Изв. Крымск. астрофиз. обс. — 1992. — Т. 84. — С. 3.
- Любимков Л.С.: Химический состав звезд: метод и результаты анализа // Одесса: Астропринт — 1995.
- Любимков Л.С., Самедов З.А.: Исследование химического состава и других параметров двойной системы π Sgr // Изв. Крымск. астрофиз. обс. — 1987. — Т. 77. — С. 97.
- Любимков Л.С., Полосухина Н.С., Ростопчин С.И.: Химический состав компонентов двойной литиевой звезды ι Per // Астрофизика — 1991. — Т. 34. — С. 149.
- Любимков Л.С., Рачковская Т.М., Ростопчин С.И., Тарасов А.Е.: Двойная система α Vir (Спика): фундаментальные параметры компонентов и различие в содержании гелия между ними // Астрон. Ж. — 1995. — Т. 72. — С. 212 - 221.
- Любимков Л.С., Рачковская Т.М., Ростопчин С.И., Тарасов А.Е.: Двойная система V380 Cyg: элементы орбиты, параметры компонентов и содержание гелия // Астрон. Ж. — 1996. — Т. 73. — С. 55 - 66.

Любимков Л.С., Рачковская Т.М., Ростопчин С.И., Тарасов А.Е.: о Per: элементы орбиты, параметры компонентов и содержание гелия // *Астрон. Ж.* — 1997. — Т. 74. — С. 710 - 719.

Любимков Л.С., Рачковская Т.М., Ростопчин С.И., Тарасов А.Е.: Двойная система V373 Cas: элементы орбиты, параметры компонентов и содержание гелия // *Астрон. Ж.* — 1998. — Т. 75. — С. 355 - 366.

Лютый В.М.: Фотоэлектрические U, В, V наблюдения рентгеновских источников. I. Cyg X-1 = V1357 Cyg, Her X-1 = HZ Her, Sco X-1 = V818 Sco // *Переменные звезды* — 1972. — Т. 18. — С. 417.

Мальченко С.Л., Тарасов А.Е.: Профили линий H α и H β в спектрах В и Ве звезд рассеянного звездного скопления h/χ Персея // *Астрофизика* — 2008. — Т. 51. — С. 250.

Мальченко С.Л., Тарасов А.Е.: Спектроскопия В и Ве-звезд в рассеянных звездных скоплениях NGC 6871 и NGC 6913 // *Астрофизика* — 2009. — Т. 52. — С. 257.

Мальченко С.Л., Тарасов А.Е.: В и Ве-звезды в молодых рассеянных звездных скоплениях NGC 659 и NGC 7419 // *Астрофизика* — 2011. — Т. 54. — С. 63.

Тарасов А.Е., Мальченко С.Л.: Относительное содержание В и Ве звезд в молодых рассеянных звездных скоплениях // *Письма Астрон. Ж.* — 2012. — Т.38. — С. 428.

Памятных А.А.: Неустойчивые процессы во Вселенной // Ред. Масевич А.Г. М.: Космосинформ — 1994. — С. 8.

Харитонов А.В., Терещенко В.М., Князева Л.Н.: Спектрофотометрический каталог звезд // *Алма-Ата: Наука.* — 1988.

Abt H.A., V 367 Cygni : an Eclipsing Binary with a Shell Spectrum // *Publ. Astron. Soc. Pac.* — 1954. — V. 66. — P. 171.

Abt H.A., Levy S.G., Hintzen P.: A search for a third star in the Cygnus X-1 system // *Astrophys. J.* — 1977. — V. 213. — P. 815.

- Abt H.A., Gomes A.E., Levy S.G.: The frequency and formation mechanism of B2-B5 main-sequence binaries // *Astrophys. J. Suppl. Ser.*— 1990. — V. 74. — P.551.
- Abt H.A., Levato H., Grosso M.: Rotational Velocities of B Stars // *Astrophys. J.* — 2002. — V. 573. — P. 359.
- Adams W.S.: Some results with the Bruce spectrograph // *Astrophys. J.*— 1902. — V. 15. — P. 214.
- Adams W.S.: The three-prism stellar spectrograph of the Mount Wilson Solar Observatory // *Astrophys. J.*— 1912. — V. 35. — P. 163.
- Adams W.S., Joy A.H., Sanford R.F.: Ninety-seven Stars with Variable Velocity // *Publ. Astron. Soc. Pac.*— 1924. — V. 36. — P. 137.
- Akan M.: Light curve variations of the eclipsing binary V367 Cygni // *Astrophys. Space Sci.*— 1987. — V. 135. — P. 157.
- Andersen J.: Accurate masses and radii of normal stars // *Astron. Astrophys. Rew.* — 1991. — V. 3. — P. 91.
- Aydin C., Yilmaz N., Hack M.: Spectroscopic study of the eclipsing binary V 367 Cygni // *Astrophys. Space Sci.* — 1978. — V. 53. — P. 345.
- Balona L.A.: Effective Temperature Bolometric Correction and Mass Calibration of O-F // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*— 1994. — V. 268. — P. 119.
- Bałucińska-Church M., Church M.J., Charles P.A., Nagase F., LaSala J., Barnard R.: The distribution of X-ray dips with orbital phase in Cygnus X-1 // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*— 1994. — V. 268. — P. 119.
- Bałucińska-Church M., Takahashi T., Ueda Y., Church M.J., Dotani T., Mitsuda K.: The Cessation of Flickering during Dips in Cygnus X-1 // *Astrophys. J.*— 1997. — V. 480. — P. 115.
- Batten A.H.: A study of the binary system V380 Cygni (Boss 5070) // *Publ. Dominion Astrophys. Obs.* — 1962. — V. 12. — P. 91.
- Batten A.H., Fletcher J.M., McCarthy D.J.: Catalogue of the orbital elements of spectroscopic binary systems // *Publ. Dominion Astrophys. Obs.* — 1989. — V. 17. — P. 1.

- Beauchamp A., Moffat A.F.J., Drissen L.: The galactic open cluster NGC 7419 and its five red supergiants // *Astrophys. J. Suppl. Ser.* — 1994. — V. 93. — P. 187.
- Bell R.A., Eriksson K., Gustafsson B., Nordlund A.: A grid of model atmospheres for metal-deficient giant stars. II // *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* — 1976. — V.23. — P. 37.
- Berdyugin A.V., Rachkovskaja T.M., Rostopchin S.I., Tarasov A.E.: The Discovery of H α Emission in V373 Cas // *Inf. Bull. Var. Stars*— 1995. — V. 4158.
- Bessell M.S., Brett J.M.: JHKLM photometry - Standard systems, passbands, and intrinsic colors// *Publ. Astron. Soc. Pacific.* — 1988. — V. 100. — P. 1134.
- Bhatt B.C., Pandey A.K., Mohan V., Mahra H.S., Paliwal D.C.: CCD photometry of galactic open star clusters -- 2: NGC 7419 // *Bull. Astron. Soc. India* — 1993. — V. 21. — P. 33.
- Blaauw A., van Albada T.S.: Radial Velocities of B-Type Stars in the Nearest Associations // *Astrophys. J.* — 1963. — V. 137. — P. 791.
- Blanco V., Nassau J.J., Stock J., Wehlau W.: M-Type Stars in NGC 7419 // *Astrophys. J.* — 1955. — V. 121. — P. 637.
- Bolton C.T.: Identification of Cygnus X-1 with HDE 226868 // *Nature* — 1972. — V. 235. — P. 271.
- Boulon O., Doazan V., Letourneur N.: Five new B emission-line stars // *Astron. Astrophys.* — 1975. — V. 70. — P. 203.
- Bowyer S., Byram E.T., Chubb T.A., Friedman H.: Cosmic X-ray Sources // *Science* — 1965. — V. 147. — P. 394.
- Bragg A.E., Kenyon S.J.: H II Emission from a Complete Spectroscopic Survey of Be Stars in η and γ Persei // *Astron. J.* — 2002. — V. 124. — P. 3289.
- Brocksopp C., Tarasov A.E., Lyuty V.M., Roche P.: An improved orbital ephemeris for Cygnus X-1// *Astron. Astrophys.* — 1999a. — V. 343. — P. 861.
- Brocksopp C., Fender R.P., Larionov V., Lyuty V.M., Tarasov A.E., Pooley G.G., Paciesas W.S., Roche P.: Orbital, precessional and flaring variability of Cygnus X-1 // *Monthly Not. Roy. Astron. Soc.* — 1999b. — V. 309. — P. 1063.

- Brucato R., Kristian J.: Spectroscopic Observations of the Optical Candidate for Cygnus X-1 // *Astrophys. J.* — 1973. — V. 179. — P. 129.
- Brucato R., Zappala R.R.: Observations of H α in HDE 226868 // *Astrophys. J.* — 1974. — V. 189. — P. 71.
- Canalizo G., Koenigsberger G., Peña D., Ruiz E.: Spectral variations and a classical curve-of-growth analysis of HDE 226868 (Cyg X-1) // *Rev. Mex. Astron. Astrophys.* — 1995. — V. 31. — P. 63.
- Capilla G., Fabregat J.: CCD uvbybeta photometry of young open clusters. I. The double cluster h and χ Persei // *Astron. Astrophys.* — 2002. — V. 394. — P. 479.
- Cassatella A., Fernandez-Castro T., Gonzalez-Riestra R., Fuensalida J.J.: The active phase of the symbiotic star BF Cygni // *Astron. Astrophys.* — 1992. — V.258. — P. 368.
- Chini R., Hoffmeister V.H., Nasser, A., Stahl O., Zinnecker H.: A spectroscopic survey on the multiplicity of high-mass stars // *Monthly Not. Roy. Astron. Soc.* — 2012. — V. 424. — P. 1925.
- Christie W.H.: Preliminary Report on the Investigation of the System of HD198287-8 // *Astrophys. J.* — 1933. — V. 78. — P. 200.
- Claret A., Gimenez A.: Evolutionary stellar models using Rogers and Iglesias opacities, with particular attention to internal structure constants // *Astron. Astrophys.* — 1992. — V. 96. — P. 255.
- Claret A.: Stellar models for a wide range of initial chemical compositions until helium burning. I. From X=0.60 to X=0.80 for Z=0.02 // *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* — 1995. — V. 109. — P. 441.
- Clark J. S., Tarasov A.E., Steele I.A., Coe M.J., Roche P., Shrader C., Buckley D.A.H., Larionov V., Larionova L., Lyuty V.M.: Long-term variability of the Be/X-ray binary A0535+26. I - Optical and UV spectroscopy // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* — 1998. — V. 294. — P. 165.
- Clark J.S., Lyuty V.M., Zaitseva G.V., Larionov V.M., Larionova L.V., Finger M., Tarasov A.E., Roche P., Coe M.J.: Long-term variability of the Be/X-ray binary

- A0535+26 - III. Photometry // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* — 1999. — V.302. — P. 167.
- Clark, J. S.; Tarasov, A. E.; Okazaki, A. T.; Roche, P.; Lyuty, V. M.: Phase changes of the Be/X-ray binary X Persei // *Astron. Astrophys.* — 2001. — V. 380. — P.615.
- Coe M.J., Carpenter G.F., Engel A.R., Quenby J.J.: Hard X-ray measurements of nova A0535+26 in Taurus // *Nature* — 1975. — V. 256. — P. 630
- Coe M.J., Everall C., Norton A.J., Roche P., Unger S.J., Fabregat J., Reglero V., Grunsfeld J.M.: Infrared and optical observations of the newly identified Be/X-ray binary LSI + 61° 235 // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* — 1993. — V. 261. — P. 599.
- Coe M.J.: Be stars in X-ray binary system // *IAU Col. 175, ASP Conf. Proc.*, 214, ed. M. A. Smith, H.F. Henrichs., *Astron. Soc. Pacific* — 2000. — V. 214. — P. 656.
- Conti P.S., van den Heuvel E.P.J.: On the Presence of Metallic Line Stars in Young Clusters: M 7 and NGC7160 // *Astron. Astrophys.* — 1970. — V. 9. — P. 466.
- Cool R.J., Howell S.B., Peña M., Adamson A.J., Thompson R.R.: Lifting the Iron Curtain: Toward an Understanding of the Iron Stars XX Oph and AS 325 // *Publ. Astron. Soc. Pacific* — 2005. — V. 117. — P. 462.
- Cowley A.P., McLaughlin D.B., Toney J., MacConnell D.J.: Spectroscopic Changes in the Suspected X-Ray Source X Persei // *Publ. Astron. Soc. Pac.* — 1972. — V. 84. — P. 834.
- Currie T., Hernandez J., Irwin J., Kenyon S.J., Balog Z., Bragg A., Berlind P., Calkins M.: The Stellar Population of η and χ Persei: Cluster Properties, Membership, and the Intrinsic Colors and Temperatures of Stars // *Astrophys. J. Suppl. Ser.* — 2010. — V. 186. — P. 191.
- Dachs J., Hanuschik R., Kaiser D., Ballereau D., Bouchet P.: Measurements of Balmer emission line profiles for southern Be stars. III - New data and radial velocities // *Astron. Astrophys.* — 1986. — V. 159. — P. 276.

- Delgado-Martí H., Levine A.M., Pfahl E., Rappaport S.A.: The Orbit of X Persei and Its Neutron Star Companion // *Astrophys. J.* — 2001. — V. 546. — P. 455.
- Drilling J.C., Landolt U.A.: *Allen Astrophysical Quantities* // Ed. Cox A.N.: Springer— 2000. — P. 388.
- Ekström S., Meynet G., Maeder A., Barblan F.: Evolution towards the critical limit and the origin of Be stars // *Astron. Astrophys.* — 2008.— V. 478.— P. 467.
- Estalella R., Paredes J.M., Rius A., Martí J., Peracaula M.: Radio emission from RSCVn stars, Algol, and LSI+61° 303 // *Astron. Astrophys.* — 1993.— V. 268.— P. 178.
- Evans E.: PAH emission in XX Ophiuchi // *Astron. Astrophys.* — 1994.— V.288.— P. L37.
- Fabregat J., Reglero V., Coe M.J., Clement R., Gorrod M.J., Norton A.J., Roche P.D., Suso J., Unger S.J.: Astrophysical parameters of X Persei // *Astron. Astrophys.*— 1992.— V. 259.— P. 522.
- Fabregat J., Torrejon J.M., Reig P., Bernabeu G., Busquest J., Marco A., Reglego V.: Be stars in open clusters I. uvby β photometry // *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*— 1996.— V. 119.— P. 271.
- Fabregat J., Torrejon J.M.: Be stars in open clusters. III. A UVBY beta calibration for the astrophysical parameters of Be stars // *Astron. Astrophys.*— 1998.— V.332.— P. 643.
- Fabregat J., Torrejon J.M.: On the evolutionary status of Be stars // *Astron. Astrophys.*— 2000.— V. 357.— P. 451.
- Floquet M., Hubert A.M., Hubert H., Maillard J.P., Chauville J.: Binary Systems with a Cool Companion : are they Interacting? // *Physics of Be Stars. IAU Coll. 92.* Cambridge Univ. Press— 1986.— P. 448.
- Floquet M., Hubert A.M., Chauville J., Chatzichristou H., Maillard J.P.: Search for cool giant companions of the Be stars Zeta Tau and KX And // *Astron. Astrophys.*— 1989.— V. 214.— P. 295.
- Floquet M., Hubert A.M., Hubert H., Ballereau D., Chauville J.: The binary system of the Be star KX Andromedae // *Astron. Astrophys.*— 1995.— V. 294.— P. 227.

- Foy E.C.: Spectroscopic study of omicron Per // *Astron. Astrophys.* — 1972.— V.16.— P. 108.
- Gies D. R., Bolton C.T.: The optical spectrum of HDE 226868 = Cygnus X-1. I – Radial velocities and orbital elements // *Astrophys. J.* — 1982. — V. 260.— P. 240.
- Gies D. R., Bolton C.T.: The optical spectrum of HDE 226868 = Cygnus X-1. II Spectrophotometry and mass estimates // *Astrophys. J.* — 1986. — V. 371.— P. 417.
- Gies D. R.: Glimpses of Be Binary Evolution // *IAU Col. 175, ASP Conf. Proc.*, ed. M. A. Smith, H.F. Henrichs., *Astron. Soc. Pacific* — 2000. — V. 214.— P. 668.
- Gimenez A., Claret A., Guinan E.F.: Binaries as Accurate Distance Indicators to Nearby Galaxies // *Cont. 22-nd General Assembly of IAU (Joint Discussion 12)*, The Hague. — 1994.
- Giovannelli F., Graziati L.S.: A 0535 + 26/HDE 245770 - A typical X-ray/Be system // *Space Sci. Rev.* — 1992. — V. 59.— P. 1.
- González, G.: Estrellas con H α en emision en las longitudes galacticas de 59° a 90° // *Obs. Tonantz. Tacub.* — 1956. — V. 2. — P. 16.
- Gomez A.E., Abt H.A.: A search for secondary lines in the visual spectra of 55 binaries // *Publ. Astron. Soc. Pac.*— 1982. — V. 94. — P. 650.
- Goswami A., Rao H.K., Lambert D.L.: Emission-line spectra of XX Ophiuchi in 1996 and 1997 // *The Observatory* — 2001. — V. 121. — P. 97.
- Granada A., Ekström S., Georgy C., Krtićka J., Owocki S., Meynet G., Maeder A.: Populations of rotating stars. II. Rapid rotators and their link to Be-type stars // *Astron. Astrophys.* — 2013. — V. 553. — P. A25.
- Gregory P.C., Taylor A.R.: New highly variable radio source, possible counterpart of gamma-ray source CG135+1 // *Nature* — 1978. — V. 272. — P. 704.
- Gregory P.C., Xu Huang-Jian, Backhouse C.J., Reid A.: Four-year modulation of periodic radio outbursts from LSI + 61°303// *Astrophys. J.* — 1989. — V. 339. — P. 1054.

- Gregory P.C., Peracaula M., Taylor A.R.: Bayesian Periodic Signal Detection. II. Discovery of Periodic Phase Modulation in LS I +61°303 Radio Outbursts // *Astrophys. J.* — 1999. — V. 520. — P. 376.
- Guinan E.F.: New Directions in Eclipsing Binary Research // *Astron. Soc. Pacific Cont. Ser.* — 1993. — V. 38. — P. 18.
- Gulati R.K., Malagnini M.L., Morossi C.: Empirical temperature calibrations for early-type stars // *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* — 1989. — V. 80. — P. 73.
- Hack M., Engin S., Yilmaz N.: Visual and ultraviolet spectrum of the eclipsing binary V367 Cygni // *Astron. Astrophys.* — 1984. — V. 131. — P. 147.
- Hadrava P.: FOTEL – User's guide // *Prep. Astron. Inst. Acad. Sci., Ondrejov, Czech Rep.* — 1993.
- Hadrava P.: Relative line photometry of eclipsing binaries // *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* — 1997. — V. 122. — P. 581.
- van Hamee W.: Physical properties of eclipsing binaries light curves // *Astron. J.* — 1993. — V. 106. — P. 2096.
- Hanuschik R.W., Kozok J.R., Kaiser D.: High-resolution emission-line spectroscopy of Be stars. III - Balmer line profiles // *Astron. Astrophys.* — 1988. — V.189. — P. 147.
- Hanuschik R.W., Dachs J., Baudzus M., Thimm G.: H α Outbursts of Mu-Centauri - a Clue to the Be Phenomenon // *Astron. Astrophys.* — 1993. — V. 274. — P.569.
- Harmanec P.: Emission-line stars as interacting binaries // *IAU Coll. No 92, Cambridge Univ. Press* — 1986. — P. 339.
- Harmanec P., Horn J., Juza K. M.: Reliable photometric reductions to the standard UBV (or uvby) system and accurate UBV magnitudes of bright standard stars from the northern part of the international Be program // *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* — 1994. — V. 104. — P. 121.
- Harmanec P., Božoć H., Eenens P. Zišnovský J.: BD+61°2213: an interesting ellipsoidal or eclipsing variable in the open cluster NGC 7160 // *Astron. Astrophys.* — 1999. — V. 346. — P. 87.

Harris H.C., Harris W.E.: Allen's astrophysical quantities, 4th ed. Edited by Arthur N. Cox. ISBN: 0-387-98746-0. Publ.: New York: AIP Press; Springer — 2000. — V. 346. — P. 545.

Hauck B., Mermilliod M.: Uvbybeta photoelectric photometric catalogue // *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* — 1980. — V. 40. — P. 1.

Herrero A., Kudritzki R.P., Gabler R., Vilchez J.M., Gabler A.: Fundamental parameters of galactic luminous OB stars. II. A spectroscopic analysis of HDE 226868 and the mass of Cygnus X-1 // *Astron. Astrophys.* — 1995. — V. 297. — P. 556.

Hayford P.: A study of galactic rotation with special reference to the radial velocities of the galactic star clusters // *Lick Obs. Bull.* — 1932. — V. 16. — P.53.

Heiser A.M.: Spectroscopic Observations of the Eclipsing Binary V367 Cygni // *Astrophys. J.* — 1961. — V. 134. — P.568.

Herbig G.H.: The diffuse interstellar bands. IV - The region 4400-6850 Å // *Astrophys. J.*— 1975. — V. 196. — P. 129.

Herbison-Evans D., Hanbury Brown R., Davis J., Allen L.R.: A study of α Virginis with an intensity interferometer // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* — 1971. — V. 151. — P. 191.

Herrero A., Kudritzki R.P., Vilches J.M., Kunze D., Butler K., Haser S.: Intrinsic parameters of galactic luminous OB stars // *Astron. Astrophys.* — 1992. — V. 261. — P. 209.

Herrero A., Kudritzki R.P., Gabler, R., Vilchez J.M., Gabler A.: Fundamental parameters of galactic luminous OB stars. II. A spectroscopic analysis of HDE 226868 and the mass of Cygnus X-1 // *Astron. Astrophys.* — 1995. — V. 297. — P. 556.

Hill S.N.: The orbit of HD 32990 (103 Tauri, Boss 1216) // *Publ. Dominion Astrophys. Obs.* — 1929. — V. 4. — P. 261.

Hill G.: On Beta Cephei stars: a search for Beta Cephei stars // *Astrophys. J. Suppl. Ser.*— 1967a. — V. 14. — P. 263.

- Hill G.: Some New Variables in Nearby Associations and Galactic Clusters // *Astrophys. J. Suppl. Ser.*— 1967b. — V. 14. — P. 301.
- Hill G. Hildich R.W., Pfannenschmidt E.L.: Photoelectric measures of variable stars observed at Mt. Kobau (1970 - 73) // *Publ. Dom. Astrophys. Obs.*— 1976. — V. 15. — P.1.
- Hill G., Batten A.H.: Studies of early-type variable stars. III - The orbit and physical dimensions for V 380 Cygni // *Astron. Astrophys.* — 1984. — V. 141. — P. 39.
- Hill G., Fisher W.A.: Studies of early-type variable stars. IV - The orbit and physical dimensions for V 373 Cas // *Astron. Astrophys.* — 1987. — V. 171. — P. 123.
- Hoffleit D.: The Bright Star Catalogue // New Haven: Yale Univer. Obs. — 1982.
- Hog E., Fabricius C., Makarov V.V., Urban S., Corbin T., Wycoff G., Bastian U.: The Tycho-2 catalogue of the 2.5 million brightest stars // *Astron. Astrophys.* — 2000. — V. 355. — P. L27.
- Hohle M.M., Neuhdauser R., Schutz B.F.: Masses and luminosities of O- and B-type stars and red supergiants // *Astron. Nachr.* — 2010. — V. 331. — P. 349.
- Howk J.C., Cassinelli J.P., Bjorkman J.E., Lamers H.J.G.L.M.: Stagnation and Infall of Dense Clumps in the Stellar Wind of τ Scorpii // *Astrophys. J.* — 2000. — V. 534. — P. 348.
- Huang W., Gies D.R.: Stellar Rotation in Young Clusters. I. Evolution of Projected Rotational Velocity Distributions // *Astrophys. J.* — 2006a. — V. 648. — P. 580.
- Huang W., Gies D.R.: Stellar Rotation in Young Clusters. II. Evolution of Stellar Rotation and Surface Helium Abundance // *Astrophys. J.* — 2006b. — V. 648. — P. 591.
- Huang W., Gies D.R., McSwain M.V.: A Stellar Rotation Census of B Stars: From ZAMS to TAMS // *Astrophys. J.* — 2010. — V. 722. — P. 605.
- Humphreys R.M., Gallagher J.S.: The near-infrared spectrum of XX Ophiuchi // *Publ. Astron. Soc. Pacific* — 1977. — V. 89. — P. 182.
- Hutchings J.B., Redman R.O.: HD 187399: a binary with case B mass-exchange? // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* — 1973. — V. 182. — P. 209.

Hutchings J.B., Cowley A.P., Crampton D., Redman R.O.: Evidence for the Existence of a Massive Companion to X Persei (=2U 0352+30?) // *Astrophys. J.* — 1974. — V. 191. — P. L101.

Hutchings J.B., Crampton D.: Spectroscopy of the unique degenerate binary star LSI + 61° 303 // *Publ. Astron. Soc. Pacific* — 1981. — V. 93. — P. 486.

de Jager C., Nieuwenhuijzen H.: A new determination of the statistical relations between stellar spectral and luminosity classes and stellar effective temperature and luminosity // *Astron. Astrophys.* — 1987. — V. 177. — P. 217.

Jaschek M., Slettebak A., Jaschek C.: Be star terminology // *Be Stars News Letter* — 1981. — V. 4. — P. 9.

Jones D.H.P.: The radial velocities of five stars in the ζ Persei aggregate // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* — 1960. — V. 120. — P. 43.

Jordan F.C.: The orbit of omicron Persei // *Publ. Allegheny Obs.* — 1910. — V. 2. — P. 63.

Kaper L., Henrichs H.F., Fullerton A.W., Ando H., Bjorkman K.S., Gies D.R., Hirata R., Kambe E., McDavid D., Nichols J.S.: Coordinated ultraviolet and H α spectroscopy of bright O-type stars // *Astron. Astrophys.* — 1997. — V. 327. — P.281.

Kaufer A., Stahl O., Wolf B., Gaeng T., Gummersbach C.A., Jankovics I., Kovacs J., Mandel H., Peitz J., Rivinius T., Szeifert T.: Long-term spectroscopic monitoring of BA-type supergiants. II. High-velocity absorptions in β Ori and HD 96919 // *Astron. Astrophys.* — 1996. — V. 314. — P. 599.

Keller S.C., Grebel E.K., Miller G.J., Yoss, K.M.: UBVI and H α Photometry of the η and χ Persei Cluster // *Astron. J.* — 2001. — V. 122. — P. 248.

Kemp J.C., Barbour M.S.: X Persei - Optical polarization variation on the 580 day binary-like period // *Astrophys. J.* — 1983. — V. 264. — P. 237.

Kitamoto S., Miyamoto S., Tanaka Y., Ohashi T., Kondo Y., Tawara Y., Nakagawa M.: Transient dips of Cygnus X-1 observed from TENMA // *Publ. Astron. Soc. Jap.* — 1984. — V. 36. — P. 731.

- Kohoutek L., Wehmeyer R.: Catalogue of stars in the Northern Milky Way having H-alpha in emission // *Abhandlungen Hamburger Sternwarte* — 1997. — V. 11. — Teil 1+2.
- Koubský P., Kotková L., Kraus M., Yang S., Šlechta M., Harmanec P., Wolf M., Votruba V., Kubát J., Kubátová B.: HD 161306: a radiatively interacting Be binary? // *Astron. Astrophys.* — 2014. — V. 576. — P. A57.
- Kreiner J.M., Ziolkowski J.: Period changes and evolutionary status of 18 Algol-type systems // *Acta Astron.* — 1978. — V. 28. — P. 497.
- Kron G.E.: Photometric Elements of Boss 5070 // *Astrophys. J.* — 1935. — V. 82. — P. 225.
- Krziesinski J., Pigulski A.: B-type pulsators in the open cluster NGC 884 (χ Persei) // *Astron. Astrophys.* — 1997. — V. 325. — P. 987.
- Kupka J., Piskunov N.E., Ryabchikova T.A., Stempels H.C., Weiss W.W.: VALD-2: Progress of the Vienna Atomic Line Data Base // *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* — 1999. — V. 138. — P. 119.
- Kurucz R.L., Peytremann E.: A table of semiempirical gf values. Part 1: Wavelengths: 5.2682 NM to 272.3380 NM // *Smithson. Astrophys. Obs. Space Rep.* — 1975. — N 362. — P. 1.
- Kurucz R.L.: Model atmospheres for G, F, A, B, and O stars // *Astrophys. J. Suppl. Ser.* — 1979. — V. 40. — P. 1.
- Kurucz R.L.: Solar abundance model atmospheres // Kurucz CD-ROM N19.— 1993.
- Langer N.: Helium enrichment in massive early type stars // *Astron. Astrophys.* — 1992. — V. 265. — P. L17.
- Larwood J.: On the precession of accretion discs in X-ray binaries // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* — 1998. — V. 299. — P. L32.
- LaSala J., Charles P.A., Smith R.A.D., Balucinska-Church M., Church M.J.: The orbital period of HDE 226868/Cyg X-1 // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* — 1998. — V. 301. — P. 285.

- Lejeune T., Schaerer D.: Database of Geneva stellar evolution tracks and isochrones for (UBV)_J(RI)_C JHKLL'M, HST-WFPC2, Geneva and Washington photometric systems // *Astron. Astrophys. J.* — 2001. — V. 366. — P. 540.
- Levine A.M., Bradt H., Cui W., Jernigan J. G., Morgan E.H., Remillard R., Shirey R.E., Smith D.A.: First Results from the All-Sky Monitor on the Rossi X-Ray Timing Explorer // *Astrophys. J.* — 1996. — V. 469. — P. L33.
- Liller W.: Prime candidate for the transient X-ray source A0535+26 // *IAU Circ.* — 1975. — V. 2784. — P. 1.
- Liu T., Janes K.A., Bania T.M.: Radial-velocity measurements in 20 young open clusters Helium enrichment in massive early type stars // *Astron. J.*— 1989. — V.98. — P. 626.
- Liu T., Janes K.A., Bania T.M.: More radial-velocity measurements in young open clusters // *Astron. J.*— 1991. — V. 102. — P. 1103.
- van Loon J.Th., Kaper L., Hammerschlag-Hensberge G.: Modelling the orbital modulation of ultraviolet resonance lines in high-mass X-ray binaries // *Astron. Astrophys.* — 2001. V. 375. — P. 498.
- Lynds C.R.: The Light-Variation of HD 224151 // *Astrophys. J.*— 1959. — V.130. — P. 599.
- Lynds C.R.: Photoelectric and Spectroscopic Observations of Omicron Persei // *Astrophys. J.*— 1960. — V. 131. — P. 122.
- Lynga G.: Catalogue of open clusters data, 5th ed. // A computer based catalogue distributed by NASA Data Center— 1987.
- Lyubimkov L.S.: Observational manifestations of early mixing in B- and O-type stars // *Astrophys. Space Sci.*— 1996. — V. 243. — P. 329.
- Lyubimkov L.S., Lambert D.L., Rachkovskaya T.M., Rostophcin S.I., Tarasov A.E., Poklad D.B., Larionov V.M., Larionova L.V.: Surface abundances of light elements for a large sample of early B-type stars - I. Spectral observations of 123 stars; measurements of hydrogen and helium lines; infrared photometry // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* — 2000. — V. 316. — P. 19.

- Lyubimkov L.S., Rostopchin S.I., Lambert D.L.: Surface abundances of light elements for a large sample of early B-type stars - III. An analysis of helium lines in spectra of 102 stars // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* — 2004. — V. 351. — P. 745.
- Malchenko S.L.: Population of the Be Stars in the Young Open Clusters // *Odessa Astron. Publ.* — 2008. — V. 21. — P. 60.
- Marco A., Negueruela I.: NGC 7419 as a template for red supergiant clusters // *Astron. Astrophys.* — 2013. — V. 552. — P. 92.
- Marigo P., Girardi L., Bressan A., Groenewegen M.A.T., Silva L., Granato G.L.: Evolution of asymptotic giant branch stars. II. Optical to far-infrared isochrones with improved TP-AGB models // *Astron. Astrophys.* — 2008. — V. 482. — P.883.
- Marsh A.N., Ou-Yang B., Danly C., McSwain M.V., Currie T.: Analysis of B and Be Star Populations of the Double Cluster η and χ Persei // *Bull. Amer. Astron. Soc.* — 2009. — V. 41. — P. 202.
- Marshall R.K., Mohler O.: New stars with emission spectrum // *Publ. Amer. Astron. Soc.* — 1941. — V. 10. — P. 141.
- de Martino D., Vittone A.A., Rossi C., Giovannelli F.: High Resolution Spectroscopic Observations of the Massive Binary RY Scuti // *Astron. Astrophys.* — 1992. — V. 254. — P. 266.
- Mason K.O., Hawkins F.J., Sanford P.W., Murdin P., Savage A.: X-Ray Absorption Events in Cygnus X-1 Observed with Copernicus // *Astrophys. J.* — 1974. — V. 192. — P. 65.
- Mathew B., Subramaniam A., Bhatt B.C.: Be phenomenon in open clusters: results from a survey of emission-line stars in young open clusters // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* — 2008. — V. 388. — P. 1879.
- Mendelson H., Mazeh T.: Further Photometry of LSI:+61° 303 // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* — 1994. — V. 267. — P. 1.
- Mermilliod J.C.: Stellar Content of Young Open Clusters - Part Two - Be-Stars // *Astron. Astrophys.* — 1982. — V. 109. — P. 48.

- Merrill P.W.: Notes from Pacific Coast Observatories: The Iron Star HD 161114 // *Publ. Astron. Soc. Pacific* — 1924. — V. 36. — P. 225.
- Merrill P.W., Burwell C.G.: Catalogue and Bibliography of Stars of Classes B and a whose Spectra have Bright Hydrogen Lines // *Astrophys. J.* — 1933. — V. 78. — P. 87.
- Merrill P.W.: The Spectrum of HD 187399 // *Astrophys. J.* — 1949. — V. 110. — P. 59.
- Merrill P.W.: Measurements in the Spectrum of the Shell Star HD 218393 // *Astrophys. J.* — 1949. — V. 110. — P. 240.
- Merrill P.W.: The Spectrum of XX Ophiuchi in 1949 and 1950 // *Astrophys. J.* — 1951. — V. 114. — P. 37.
- de Mink S.E., Pols O.R., Hilditch R.W.: Efficiency of mass transfer in massive close binaries. Tests from double-lined eclipsing binaries in the SMC // *Astron. Astrophys.* — 2007. — V. 467. — P. 1181.
- de Mink S.E., Langer, N., Izzard R.G., Sana H., de Koter A.: The Rotation Rates of Massive Stars: The Role of Binary Interaction through Tides, Mass Transfer, and Mergers // *Astrophys. J.*— 2013. — V. 764. — P. 166.
- Miura N., Ni-Ino M., Baba N., Iribe T., Isobe S.: Speckle observations of visual and spectroscopic binaries. V // *Publ. Nat. Astron. Obs. Japan* — 1993. — V. 3. — P. 153.
- Morris S.L.: The ellipsoidal variable stars // *Astrophys. J.* — 1985. — V. 295. — P.143.
- Motch C., Haberl F., Dennerl K., Pakull M., Janot-Pacheco E.: New massive X-ray binary candidates from the ROSAT Galactic Plane Survey. I. Results from a cross-correlation with OB star catalogues // *Astron. Astrophys.* — 1997. — V. 323. — P.853.
- Muller A.B., Walraven T., Woltjer L.: Radial velocities of θ Persei and ζ Persei // *Bull. Astron. Inst. Neth.* — 1956. — V. 13. — P. 26.

- Nagase F., Hayakawa S., Kunieda H., Makino F., Masai K., Tawara Y., Inoue H., Kawai N., Koyama K., Makishima, K.: Observation of an outburst of the transient X-ray pulsar A0535+26 in 1980 // *Astrophys. J.* — 1982. — V. 263. — P. 814.
- Negueruela I., Okazaki A.T.: The Be/X-ray transient 4U 0115+63/V635 Cassiopeiae. I. A consistent model // *Astron. Astrophys.* — 2001a. — V. 369. — P. 108.
- Negueruela I., Okazaki A.T., Fabregat J., Coe M.J., Munari U., Tomov T.: The Be/X-ray transient 4U 0115+63/V635 Cassiopeiae. II. Outburst mechanisms // *Astron. Astrophys.* — 2001b. — V. 369. — P. 117.
- Nelson C.A., Eggleton P.P.: A complete survey of case A binary evolution with comparison to observed Algol-type systems // *Astrophys. J.* — 2001. — V. 552. — P. 664.
- Ninkov Z., Walker G.A.H., Yang S.: The He II 4686Å and H α emission lines of Cygnus X-1 // *Astrophys. J.* — 1987. — V. 321. — P. 438.
- Norton A.J., Coe M.J., Estela A., Fabregat J., Gorrod M.J., Kastner J., Payne B.J., Reglero V., Roche P., Unger S.J.: A phase change in X Persei // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* — 1991. — V. 253. — P. 579.
- O'Dell S.L., Puschell J.J., Stein W.A., Owen F., Porcas R.W., Mufson S., Moffett T.J., Ulrich M.-H.: Coordinated photometric and spectroscopic observations of strong extragalactic 90 GHz sources // *Astrophys. J.* — 1978. — V. 224. — P. 22.
- Olson E.C.: Spectral Classification and Surface Gravities for Some Bright Eclipsing Binaries // *Astrophys. J.* — 1968. — V. 153. — P. 187.
- Okazaki A.T.: Long-term V/R variations of Be stars due to global one-armed oscillations of equatorial disks // *Publ. Astron. Soc. Japan* — 1991. — V. 43. — P. 75.
- Okazaki A.T.: On the confinement of one-armed oscillations in discs of Be stars // *Astron. Astrophys.* — 1997. — V. 318. — P. 548.
- Okazaki A.T., Negueruela I.: A natural explanation for periodic X-ray outbursts in Be/X-ray binaries // *Astron. Astrophys.* — 2001. — V. 377. — P. 161.
- Oosterhoff P.T.: A study of the double cluster in Perseus, based on photographic magnitudes and effective wavelengths derived from plates taken by E. Hertzsprung

- at the Potsdam and Mount Wilson observatories // *Ann. Sterrewacht Leiden*—1937. — V. 17. — P. 1
- Osaki Y.: Dwarf-Nova Outbursts // *Publ. Astron. Soc. Pac.* — 1996. — V. 108. — P. 39.
- Paciesas W.S., Robinson C.R., McCollough M.L., Zhang S.N., Harmon B.A., Wilson C.A.: Five years in the life of Cygnus X-1: BATSE long-term monitoring // *The fourth compton symposium. AIP Conf. Proc.* — 1997. — V. 410. — P. 834.
- Paczynski B.: A model of accretion disks in close binaries // *Astrophys. J.* — 1977. — V. 216. — P. 822.
- Paredes J.M., Marti J., Estalella R., Sarrate J.: Particle injection in the LSI + 61°303 radio outbursts // *Astron. Astrophys.* — 1991. — V. 248. — P. 124.
- Paredes J.M., Marti J., Peracaula, M., Ribo M.: Evidence of X-ray periodicity in LSI +61° 303 // *Astron. Astrophys.* — 1997. — V. 320. — P. 25.
- Percy J.R.: Photoelectric and Visual Observations of X Persei // *J. Amer. Assoc. Var. Star Obs.* — 1992. — V. 21. — P. 29.
- Phelps R.L., Janes K.A.: Young open clusters as probes of the star formation process. 1: an atlas of open cluster photometry // *Astrophys. J. Suppl. Ser.* — 1994. — V. 90. — P. 31.
- Pietrzynski G., Wyrzykowski L., Szewczyk O., Bielewicz M.: Variable Stars in the Field of Young Open Cluster NGC 659 // *Acta Astronomica* — 2001. — V. 51. — P. 65.
- Pigulski A., Kopacki G.: NGC 7419: An open cluster rich in Be stars // *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* — 2000. — V. 146. — P. 465.
- Plavec M.J.: *Accretion in Binary Stars* // *IAU Symposium No. 88, Dordrecht: Reidel* — 1980. — P. 251.
- Pojmanski J.: The All Sky Automated Survey // *Acta Astronomica* — 1997. — V. 47. — P. 467.
- Polidan R.S.: On the Detection of Binary be Stars // *Be and Shell Stars. IAU Symp. No. 70, Dordrecht: D. Reidel Publ. Com.* — 1976. — P. 401.

- Pols O.R., Cote J., Waters L.B.F.M., Heise J.: The formation of Be stars through close binary evolution // *Astron. Astrophys.* — 1991. — V. 241. — P. 437.
- Pols O.R., Tout C.A., Eggleton P.P., Han Z.: Approximate input physics for stellar modelling // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* — 1995. — V. 274. — P. 964.
- Pooley G.G., Fender R.P.: The variable radio emission from GRS 1915+105// *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* — 1997. — V. 292. — P. 925.
- Pooley G.G., Fender R.P., Brocksopp C.: Orbital modulation and longer term variability in the radio emission from Cygnus X-1 // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* — 1999. — V. 302. — P. L1.
- Popper D.M.: Radial-Velocity Observations with the Bruce Spectrograph // *Astrophys. J.*— 1949. — V. 109. — P. 100.
- Popper D.M.: Stellar masses // *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*— 1980. — V. 18. — P. 115.
- Popper D.M.: Rediscussion of eclipsing binaries. XVIII - Faint secondaries in the spectra of early B-type systems // *Publ. Astron. Soc. Pacific* — 1993. — V. 105. — P. 721.
- Prager R.: XX Ophiuchi // *Harvard College Obs. Bull.* — 1940. — No 912. — P. 17.
- Reig P., Fabregat J., Coe M.J., Roche P., Chakrabarty D., Negueruela I., Steele I.: The Be/X-ray binary LS I +61 235/RX J0146.9+6121: physical parameters and V/R variability // *Astron. Astrophys.* — 1997. — V. 322. — P. 183.
- Reig P., Roche P.: Discovery of two new persistent Be/X-ray pulsar systems // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* — 1999. — V. 306. — P. 100.
- Reig P., Negueruela I., Coe, M. J., Fabregat J., Tarasov A.E., Zamanov R. K.: Correlated V/R and infrared photometric variations in the Be/X-ray binary LS I +61° 235/RX J0146.9+6121 // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* — 2000. — V. 317. — P. 205.
- Reig P.: Be/X-ray binaries // *Astrophys. Space Sci.* — 2011. — V. 332. — P. 1.

- Reynolds A.P., Hilditch R.W., Bell S.A., Pollacco D.L., Edwin R.P.: A long-term spectroscopic study of the Be/X-ray binary X Per (4U 0352 + 30) // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* — 1992. — V. 258. — P. 439.
- Rivinius Th., Stahl O., Wolf B., Kaufer A., Gaeng T., Gummersbach C.A., Jankovics I., Kovacs J., Mandel H., Peitz J.: Variations of the stellar wind in early-B hypergiants // *Astron. Astrophys.* — 1997. — V. 318. — P. 819
- Rivinius Th., Baade D., Stefl S., Stahl O., Wolf B., Kaufer A.: Stellar and circumstellar activity of the Be star MU Centauri. II. Multiperiodic low-order line-profile variability // *Astron. Astrophys.* — 1998. — V. 336. — P. 177
- Rivinius Th., Carciofi A.C., Martayan C.: Classical Be stars. Rapidly rotating B stars with viscous Keplerian decretion disks // *Astron. Astrophys. Rev.* — 2013. — V. 21. — P. 69
- Roche P., Coe M.J., Fabregat J., McHardy I.M., Norton A.J., Percy J.R., Reglero V., Reynolds A., Unger S.J.: Multi-wavelength observations of phase changes in X Persei // *Astron. Astrophys.* — 1993. — V. 270. — P. 122
- Roche P., Larionov V., Tarasov A.E., Fabregat J., Clark J.S., Coe M.J., Kalv P., Larionova L., Negueruela I., Norton A.J., Reig P.: Observations of the recent disc loss in X Persei: photometry and polarimetry // *Astron. Astrophys.* — 1997. — V.322. — P. 139
- Rosenberg F.D., Eyles C.J., Skinner G.K., Willmore A.P.: Observations of a transient X-ray source with a period of 104 s // *Nature* — 1975. — V. 256. — P. 628
- Sanford R.F.: Velocity Variation from λ 4481 of Mg II in V367 Cygni // *Publ. Astron. Soc. Pacific* — 1950. — V. 62. — P. 21.
- Schaller G., Schaerer D., Meynet G., Maeder A.: New grids of stellar models from 0.8 to 120 solar masses at $Z = 0.020$ and $Z = 0.001$ // *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* — 1992. — V. 96. — P. 269.
- Schild R.E.: Spectral classification in h and χ Persei // *Astrophys. J.*— 1965. — V. 142. — P. 979.
- Schild R., Romanishin W.: A study of Be stars in clusters // *Astrophys. J.*— 1976. — V. 204. — P. 493.

- Schneider H., Pavlovski K., Planinic M., Ivezić Z.: In Quest of the Secondary in the Optical Spectrum of the Interacting Binary V367 Cygni // *Astron. Astrophys.* — 1993. — V. 277. — P. 480.
- Schönberner D., Harmanec P.: On the absolute brightness and masses of early-type stars // *Astron. Astrophys.* — 1995. — V. 294. — P. 509.
- Schulz N.S., Cui W., Canizares C.R., Marshall H.L., Lee J.C., Miller J.M., Lewin W.H.G.: The First High-Resolution X-Ray Spectrum of Cygnus X-1: Soft X-Ray Ionization and Absorption // *Astrophys. J.* — 2002. — V. 565. — P. 1141.
- Seyfert C.K., Popper D.M., Studies of Faint B-Type Stars // *Astrophys. J.* — 1941. — V. 93. — P. 461.
- Secchi A.: Schreiben des Herrn Prof. Secchi, Directors der Sternwarte des Collegio Romano, an den Herausgeber // *Astron. Nachrichten* — 1866. — V. 65. — P. 63.
- Shobbrook R.R., Lomb N.R., Herbison-Evans D.: The short period light and velocity variations in Alpha Virginis // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* — 1972. — V. 156. — P. 165.
- Sinnerstad U.: The fundamental physical parameters of main-sequence and near main-sequence B type stars as derived from uvby β photometry // *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* — 1980. — V. 40. — P. 395.
- Skrutskie M.F., Cutri R.M., Stiening R., Weinberg M.D., Schneider S., Carpenter J.M., Beichman C., Capps R., Chester T., Elias J.: The Two Micron All Sky Survey (2MASS) // *Astron. J.* — 2006. — V. 131. — P. 1163.
- Slesnick C.L., Hillenbrand L.A., Massey Ph.: The Star Formation History and Mass Function of the Double Cluster η and χ Persei // *Astrophys. J.* — 2002. — V. 576. — P. 880.
- Skopal A., Vittone A., Errico L., Bode M.F., Lloyd H.M., Tamura S.: A photometric and spectroscopic study of the symbiotic binary BF Cyg // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* — 1997. — V. 292. — P. 703.
- Slettebak A.: Line Broadening in the Spectra of O- and Early B-Type Stars // *Astrophys. J.* — 1956. — V. 124. — P. 173.

- Slettebak A.: Be stars in open clusters // *Astrophys. J. Suppl. Ser.* — 1985. — V. 59. — P. 769.
- Smith H.E., Margon B., Conti P.S.: Spectroscopic Observations of the Cygnus X-1 Optical Candidate // *Astrophys. J.* — 1973. — V. 179. — P. 125.
- Smith M.A.: The nonradial oscillations of Spica. I - Two commensurable modes. II - A 'quasi-toroidal' mode // *Astrophys. J.* — 1985. — V. 297. — P. 206.
- Sobotka P.: XX Ophiuchi in Deep Minimum after 37 Years // *Inf. Bull. Var. Stars.* — 2004. — No 5571. — P. 1.
- Sowers J.W., Gies D.R., Bagnuolo W.G., Shafter A.W., Wiemker R., Wiggs M.S.: Tomographic Analysis of H α Profiles in HDE 226868/Cygnus X-1 // *Astrophys. J.* — 1998. — V. 506. — P. 424.
- Stee P.: Direct Optical Imaging of Be Disks // in *The Be Phenomenon in Early-Type Stars*, IAU Col. 175, ASP Conf. Proc., ed. Myron A. S. and H.F. Henrichs. — 2000. — V. 214. — P. 129.
- Stefl S., Harmanec P., Horn J., Koubsky P., Kriz S., Hadrava P., Bozic H., Pavlovski K.: Properties and nature of Be stars. XIV - Is KX And a strongly interacting binary? // *Bull. Astron. Inst. Czech.* — 1990. — V. 41. — P. 29.
- Strom S.E., Strom K.M., Carrasco L.: A study of the young cluster IC 348 // *Pub. Astron. Soc. Pacific*— 1974. — V. 86. — P. 798.
- Strom S.E., Wolff S.C., Dror D.H.A.: B Star Rotational Velocities in η and χ Persei: A Probe of Initial Conditions during the Star Formation Epoch? // *Astron. J.*— 2005. — V. 129. — P. 809.
- Struve O.: On the Origin of Bright Lines in Spectra of Stars of Class B // *Astrophys. J.* — 1931. — V. 73. — P. 94.
- Subramaniam A., Mathew B., Bhatt B.C., Ramya S.: NGC 7419: a young open cluster with a number of very young intermediate mass pre-MS stars // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* — 2006. — V. 370. — P. 743.
- McSwain, M.V., Gies D.R.: A Photometric Method to Search for Be Stars in Open Clusters // *Astrophys. J.* — 2005. — V. 622. — P. 1052.

- Tarasov A.E.: Be Stars in Roche-Lobe Interacting Binaries // The Be Phenomenon in Early-Type Stars, IAU Col. 175, ASP Conf. Proc. — 2000. — V. 214. — P. 644.
- Taylor A.R., Gregory P.C.: Two-frequency radio spectra during an outburst of the periodic radio star LSI +61°303 // *Astrophys. J.* — 1984. — V. 283. — P. 273.
- Telting J.H., Waters L.B.F.M., Roche P., Boogert A.C.A., Clark J.S., de Martino D., Persi P.: The equatorial disc of the Be star X Persei // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* — 1998. — V. 296. — P. 785.
- Torrejon J.M., Fabregat J., Bernabeu G., Alba S.: Be stars in open clusters. II. Balmer line spectroscopy // *Astron. Astrophys.* — 1997. — V. 124. — P. 329.
- Tsimbal V.V.: Kurucz adopted model atmospheres // *ASP Conf. Ser.* — 1998. — V. 108. — P. 198.
- Tur N.S., Goraya P.S., Sharma S.D.: Continuum Energy Distribution of Be Stars in the Optical Region // *Publ. Astron. Soc. Pacific* — 1995. — V. 107. — P. 730.
- Vogel H.C.: The spectroscopic binary omicron Persei // *Astrophys. J.* — 1903. — V. 17. — P. 212.
- Vrancken M., Lennon D.J., Dufton P.L., Lambert D.L.: The atmospheric parameters and chemical composition of early B-type giants in η and χ Persei // *Astron. Astrophys.* — 2000. — V. 358. — P. 629.
- Walker G.A.H., Yang S., Glaspey J.W.: He II λ 4686 emission in the spectrum of HDE 226868 /Cygnus X-1/ // *Astrophys. J.* — 1978. — V. 226. — P. 976.
- Walter R., Lutovinov A.A., Bozzo E., Tsygankov S.S.: High-mass X-ray binaries in the Milky Way. A closer look with INTEGRAL // *Astron. Astrophys. Rev.* — 2015. — V. 23. — P. 99.
- Warwick R.S., Watson M.G., Sims M.R.: Periodic X-ray outbursts from A0535+26, 2S1145-619 and GX301-2 // *Space Sci. Rev.* — 1981. — V. 30. — P. 461.
- Webster B.L., Murdin P.: Cygnus X-1-a Spectroscopic Binary with a Heavy Companion? // *Nature* — 1972. — V. 235. — P. 37.

- Wellstein S., Langer N., Braun H.: Formation of contact in massive close binaries // *Astron. Astrophys.* — 2001. — V. 369. — P. 939.
- Wen L., Cui W., Levine A.M., Bradt H.V.: Orbital Modulation of X-Rays from Cygnus X-1 in its Hard and Soft States // *Astrophys. J.* — 1999. — V. 525. — P. 968.
- Wijers R.A.M.J., Pringle J.E.: Warped accretion discs and the long periods in X-ray binaries // *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* — 1999. — V. 308. — P. 207.
- Wilson R.E.: Binary-star light curve models // *Publ. Astron. Soc. Pac.* — 1994. — V. 106. — P. 921.
- de Winter D., The P.S.: The physical properties of the H α -emission line stars - CD-42° 11721, KK Oph and XX Oph // *Astrophys. J. Suppl. Ser.* — 1990. — V. 90. — P. 166.
- Wisniewski J.P., Bjorkman K.S.: The Role of Evolutionary Age and Metallicity in the Formation of Classical Be Circumstellar Disks. I. New Candidate Be Stars in the LMC, SMC, and Milky Way // *Astrophys. J.* — 2006. — V. 652. — P. 458.
- Yakut K., Aerts C., Morel T.: The early-type close binary CV Velorum revisited // *Astron. Astrophys.* — 2007 — V. 467. — P. 647.
- Young R.K.: Orbit of the Spectroscopic Binary Boss 6142 // *Journal Royal Astron. Soc. Canada.* — 1916. — V. 10. — P. 297.
- Zdziarski A.A., Poutanen J., Paciesas W.S., Wen L.: Understanding the Long-Term Spectral Variability of Cygnus X-1 with Burst and Transient Source Experiment and All-Sky Monitor Observations // *Astrophys. J.* — 2002. — V. 578. — P. 357.
- Zorec J., Briot D.: Critical study of the frequency of Be stars taking into account their outstanding characteristics // *Astron. Astrophys.* — 1997. — V. 318. — P. 443.