

МОСКОВСКИЙ ГОСУДАРСТВЕННЫЙ УНИВЕРСИТЕТ
имени М.В.ЛОМОНОСОВА
ГОСУДАРСТВЕННЫЙ АСТРОНОМИЧЕСКИЙ ИНСТИТУТ
имени П. К. ШТЕРНБЕРГА

На правах рукописи

Волков Игорь Михайлович

**Исследование затменных систем
с эллиптическими орбитами**

Специальность 1.3.1. — «Физика космоса, астрономия»

ДИССЕРТАЦИЯ

на соискание ученой степени
доктора физико-математических наук

Москва — 2024

Содержание

Введение.....	6
Актуальность темы исследования.....	6
Цели и задачи диссертационной работы.....	9
Объект и предмет исследования.....	11
Методология и методы исследования.....	12
Положения, выносимые на защиту.....	13
Научная новизна.....	15
Теоретическая и практическая значимость работы.....	16
Степень достоверности результатов.....	18
Апробация результатов.....	20
Личный вклад автора.....	23
Краткое содержание, структура и объем диссертации.....	25
Публикации по теме диссертации.....	31
Глава 1. История исследований затменных звезд	40
1.1 Исторический экскурс.....	40
1.2 Постановка задачи.....	42
Глава 2. Методы наблюдений.....	44
2.1 Учет влияния атмосферы.....	44
2.2 Калибровка наблюдений.....	46
2.3 Наблюдения в ТШВЭ ГАИШ.....	53
2.4 Наблюдения с <i>UBV</i> фотометром собственной конструкции.....	59
2.4.1 Конструкция фотометра и исследование инструментальной системы.....	59
2.4.2 Редукция ультрафиолетовых инструментальных	

величин в стандартные системы U и W	62
2.4.3 Линейность аппаратуры.....	67
2.5 Наблюдения с помощью ПЗС матриц.....	70
2.6 К вопросу о природе ночных поправок.....	75
Глава 3. Математический аппарат.....	82
3.1 Теоретическое обоснование.....	82
3.2 Метод решения кривых блеска.....	91
3.3 Формулы для расчета апсидального движения.....	98
3.4 Расчет орбиты третьего тела.....	100
3.5 Косвенный метод определения абсолютных характеристик звезд.....	101
Глава 4. Физические характеристики звезд	104
4.1 Параметры звезд.....	104
4.2 Системы представляющие особый интерес.....	117
4.2.1 Системы, пригодные для исследования внутреннего строения звезд.....	119
4.2.2 Релятивистское апсидальное движение.....	121
4.2.3 Двойные орбиты обладающие значительным эксцентриситетом....	123
4.2.4 Системы с компонентами типа δ Щита.....	124
4.2.5 Системы с компонентами типа β Цефея.....	129
4.2.6 Тройные и четверные системы.....	129
4.2.7 Системы - компоненты визуально-двойных систем.....	131
4.2.8 Возможные связанные четверные системы.....	140
4.2.9 Системы с избыточным межзвездным поглощением.....	141
4.2.10 Быстрое апсидальное вращение.....	144
4.2.11 Конфликтные системы.....	144
Глава 5. Решение проблемы апсидального вращения в системе AS Жирафа(AS Cam).....	145

5.1	Предыстория вопроса.....	145
5.2	Звездные величины и межзвездное поглощение.....	150
5.3	Фотометрические наблюдения разных авторов.....	152
5.3.1	Фотометрические наблюдения Хилдитча.....	152
5.3.2	Наблюдения Падалья и Шривастава, 1975г.....	155
5.3.3	Наблюдения Халиуллина и Козыревой, 1983г.....	155
5.3.4	Лайнс и др.....	157
5.3.5	Наблюдения Козыревой, 2006г.....	158
5.3.6	Наблюдения Козыревой и др., 2017г.....	159
5.3.7	Ранние спутниковые наблюдения TESS.....	160
5.3.8	Наблюдения автора.....	167
5.3.9	Последние спутниковые наблюдения TESS.....	169
5.4	Спектральные наблюдения.....	170
5.4.1	Наблюдения Хилдитча.....	170
5.4.2	Наблюдения Павловского и др.....	171
5.5	Абсолютные параметры, сравнение с теорией.....	173
5.6	Вращение линии апсид.....	177
5.7	Новое определение скорости апсидального вращения, сравнение со старыми измерениями.....	179
5.8	Параметры орбиты третьего тела.....	186
5.9	Выводы.....	186
Глава 6. α Северной Короны(α CrB).....		188
6.1	История вопроса.....	188
6.2	Наблюдения в Тянь-Шаньской высокогорной экспедиции ГАИШ МГУ.....	190
6.3	Наблюдения Крон и Гордон.....	192
6.4	Современные наблюдения.....	194
6.5	Вращение линии апсид.....	200

6.6 Выводы.....	203
Глава 7. Четверная система ВU Малого Пса(BU CMi)	205
7.1 Данные о звезде до начала исследования.....	205
7.2 Кривые блеска и их анализ.....	207
7.3 Спектральные наблюдения.....	211
7.4 Движение линии апсид.....	212
7.5 Внешняя орбита звезды и нутация.....	217
7.6 Выводы.....	221
Заключение.....	222
Список литературы.....	224

Введение

Актуальность, история и степень разработанности темы исследования

История исследования затменных звезд насчитывает уже несколько столетий. Вероятно, о переменности звезды Алголя (β Персея), было известно с древних времен. Иначе сложно объяснить, почему эта визуально не слишком яркая звезда вызывала у арабов IX-X веков зловещие ассоциации с головой демона, а Птолемей ассоциировал ее с головой медузы Горгоны. Возможно также, что еще древние египтяне сумели верно определить период обращения этой затменной звезды, так как в древнеегипетском календаре, составленном 3200 лет тому назад, период счастливых и неудачных дней был определен в 2.85 дня, что удивительно точно совпадает с современным значением периода обращения Алголя равным 2.86 суток. Джон Гудрик, английский любитель астрономии, в 1783г. предложил в качестве одной из причин переменности затмения в тесной двойной системе [1]. Гипотеза двойственности была подтверждена Фогелем в 1890г [2], когда в спектре Алголя было обнаружено периодическое смещение спектральных линий. В начале XX века развитие математических методов моделирования затмений произвело настоящую революцию в исследовании звезд Расселл, 1912 [3]. Впервые стало возможно с хорошей точностью измерить размеры звезд в относительных единицах. Если же удастся получить из спектральных наблюдений кри-

вую лучевых скоростей, то становится возможным из третьего закона Кеплера измерить массы звезд-компонентов и прокалибровать размеры звезд в абсолютных единицах, например, в радиусах Солнца. Тот факт, что в двойные затменные системы входят звезды практически всех известных типов, делает метод универсальным. Например, именно исследование затменных систем с компонентом в виде звезды Вольфа-Райе (WR) позволило установить природу этих объектов: они представляют собой гелиевые остатки проэволюционировавших массивных звезд (Черепашук, 1975), [4]. А исследования изменения периодов таких звезд позволило впервые измерить темп истечения вещества с поверхности этих горячих объектов (Халиуллин, 1974), [5]. Эволюция звезд в разделенных двойных системах до определенной степени не отличается от эволюции одиночных звезд. Таким образом, наблюдения затменных звезд дают нам мощный метод исследования всех типов звездного населения Галактики. В настоящее время в нашей Галактике насчитывается уже порядка 40тыс. затменных переменных звезд, и число это постоянно растет. Каждый из этих объектов требует наблюдений. На сегодняшний день хорошо исследован удивительно малый процент от общего количества. Связано это с трудоемкостью получения подробной кривой блеска. Нужны хорошие атмосферные условия, и не всегда затмения приходятся на темное время суток. В связи с этим возникает разумное желание сделать наблюдения наиболее эффективными. В этом ключе особое внимание при-

влекают затменные звезды с эллиптическими орбитами. Теоретические расчеты показывают, что по скорости прецессии орбитального эллипса можно определить параметры внутреннего строения звезд – распределение плотности вещества звезды по ее радиусу. Это является ценнейшим материалом для построения общей теории происхождения и эволюции звезд. Наблюдения таких объектов дают не только абсолютные характеристики, обычные для наблюдений затменных звезд, но и позволяет заглянуть внутрь звезд различных спектральных классов, т.е. эффективность наблюдений подобных объектов гораздо выше, а затраты те же. В пятидесятые года XX века из наблюдений относительно небольшого числа массивных двойных звезд ранних спектральных классов, периоды прецессии которых небольшие, выяснилось, что звезды являются гораздо более концентрированными объектами, чем считалось ранее. Плотность вещества в центре звезды на два порядка превышает среднее значение. Задача определения данного параметра для звезд других спектральных классов актуальна до сих пор, так как периоды прецессии звезд меньшей массы, а значит и более поздних спектральных классов, составляют десятки тысяч лет. По мере накопления наблюдательного материала стало понятно, что полного совпадения теории с наблюдениями нет. В общих чертах наблюдения не противоречат теории. Но остающийся разброс в 10-15% устранить пока не удастся. Кроме того, некоторые системы, такие как DI Her, AS Cam, V541 Cyg, показывали на момент начала нашей

работы значительное отклонение от теории. Таким образом, исследование затменных звезд с эллиптическими орбитами представляет большой и особый интерес для современной астрофизики.

Цели и задачи диссертационной работы

В диссертационной работе были поставлены следующие цели:

- Включение в программу наблюдений совершенно неисследованных звезд должно значительно увеличить количество затменных систем с эллиптическими орбитами, для которых известны все физические параметры. В числе важных параметров должны быть определены межзвездное поглощение, размеры и температуры, и из них на основании косвенного метода будут получены массы и эволюционный статус. Что особенно важно, будут определены параметры внутреннего строения звезд.
- Разрешить противоречия, которые наблюдаются на протяжении десятков лет в ряде хорошо исследованных систем. Такими объектами являются три системы со значительно замедленным относительно теоретических предсказаний апсидальным вращением: DI Her, AS Cam, V541 Cyg.
- Исследовать системы на наличие невидимых спутников. Построить орбиты и определить физические параметры спутников.

Для достижения этих целей были решены следующие задачи:

- Создана необходимая фотометрическая аппаратура для наблюдений в системе $UBVRIRcIc$ Джонсона-Казинса.
- Проведены исследования всех применявшихся фотометров с целью установить уравнения перехода из инструментальных систем в стандартную. По ходу работы такие калибровочные исследования повторялись, чем поддерживалась стабильность и однородность получаемых наблюдений. Исследованы линейность и температурные зависимости аппаратуры.
- Созданы специальные программы обработки наблюдений с учетом влияния селективности земной атмосферы на измерения.
- Проведен выбор объектов, перспективных для исследования внутреннего строения звезд и определения их интегральных характеристик, всего 124 объекта.
- Создан алгоритм обработки наблюдений и создан пакет программ, реализующий разработанный метод.
- Проведены фотометрические наблюдения звезд, 1592 наблюдательных ночи, около 100 тыс индивидуальных измерений. Для ряда звезд получены спектральные наблюдения по заказу автора на сторонних обсерваториях.

- В соответствие с принятым алгоритмом обработаны данные по 61 объекту и составлены однородные массивы наблюдений во всех фотометрических полосах.
- Для каждого из 61 объекта получены решения кривых блеска, относительно-абсолютные звездные величины и определены физические характеристики. Проведен поиск невидимых тел. Установлен эволюционный статус.

Объект и предмет исследования

Объектом исследования являются двойные звезды, их физические характеристики, теория эволюции.

Предметом исследования являются:

- (1) Тесные двойные системы, состоящие из звезд различных спектральных классов, от *B* до *K*.
- (2) Внутреннее строение звезд на примере разделенных двойных систем, не оказывающих влияния на эволюцию каждого из компонентов в отдельности.
- (3) Кратность выбранных затменных двойных звезд.
- (4) Физическая переменность отдельных компонентов затменных двойных систем.

Методология и методы исследования

- Самостоятельные фотометрические наблюдения в полосах $UBVRIRcIc$ как на разработанных автором приборах, так и с привлечением штатного оборудования различных обсерваторий.
- Расшифровка и решение кривых блеска с помощью самостоятельно разработанных программ.
- Спектральные наблюдения по заказу автора на сторонних обсерваториях.
- Обработка спектральных наблюдений с помощью самостоятельно разработанных программ до конечного результата – определения масс избранных объектов.
- Продолжительные (десятки лет) наблюдения объектов списка для определения скорости апсидального вращения и на этой основе констант концентрации к центру звезд.
- Привлечение появившихся в свободном доступе высокоточных спутниковых наблюдений для решения кривых блеска и уточнения параметров звезд.
- Использование имеющихся в литературе фотометрических и спектральных данных для небольшого числа объектов. Обработка их по единой с остальными наблюдениями методике.

Положения выносимые на защиту

1. Фотометрическая точность, достигнутая для 100 тыс измерений блеска 61-го объекта в системе $UBVRIRcIc$, составляет в среднем ± 0.01 звездных величин и лучше, кроме ультрафиолетовой фотометрической полосы U , где точность составляет $\pm(0.02-0.04)$ звездных величин.
2. Абсолютные физические характеристики шестидесяти одной исследованной в данной работе звезды, такие как размеры, массы, температуры соответствуют точности, необходимой для проверок выводов теории эволюции звезд.
3. Причиной замедленного вращения линии апсид в системе α CrB является несовпадение направлений орбитального и осевого вращательного момента главного компонента.
4. В системах V490 Sct, V645 Aur, EQ Boo, V1103 Cas, V957 Ser отсутствует синхронизация между орбитальными и вращательными моментами.
5. Орбитальный и осевой моменты в системе AS Cam синхронизированы и удовлетворяют теоретическим предсказаниям. Скорость апсидального движения AS Cam соответствует теоретическому значению:

$$\dot{\omega}_{obs} = 0.38^\circ \pm 0.02^\circ/\text{год}, \dot{\omega}_{theor} = 0.44^\circ \pm 0.01^\circ/\text{год}.$$

6. В открытой автором диссертации четверной двузатменной системе BU CMi существуют нутация и резонансы. Нутация происходит с периодом около 2 месяцев и амплитудой в 1 минуту, отнесенной к поправкам в точные моменты минимумов.

Отношение орбитальных периодов двух затменных пар $P_A/P_B = 0.9$, периоды нутации обеих систем равны, апсидальные периоды двух систем равны и в четыре раза превышают период обращения двух двойных звезд вокруг центра масс кратной системы, эксцентриситеты орбит обеих двойных звезд также равны.

7. Период пульсаций типа δ Щита в компонентах затменных систем V577 Oph и V961 Ser составляет 0.06949088 и 0.04826044 суток соответственно. Точность измерения этих величин лучше 0.002 секунд. Данные периоды стабильны на протяжении 36.5 лет и 13 лет соответственно.

8. Избыточное межзвездное поглощение для систем V2544 Cyg и V839 Ser составляет 2.95 ± 0.05 и 1.45 ± 0.05 звездных величин соответственно.

9. Скорость апсидального движения V541 Cyg соответствует теоретической: $\dot{\omega}_{obs} = 0.0085^\circ \pm 0.0002^\circ/\text{год}$, $\dot{\omega}_{theor} = 0.00844^\circ \pm 0.00007^\circ/\text{год}$.

Научная новизна

В работе впервые:

- * Была детально исследована 61 недавно открытая или плохо изученная затменная система с эллиптическими орбитами.
- * В 28 системах было впервые открыто и измерено с хорошей точностью апсидальное движение, что дало ценную информацию о внутреннем строении звезд.
- * В ходе наблюдений была разработана единая методика фотометрических наблюдений и их обработки применительно к исследованию затменных звезд.
- * Был открыт и подробно исследован ряд систем с пульсирующими компонентами типа δ Цефея и β Цефея.
- * Были вскрыты причины наблюдавшихся до сего времени расхождений наблюдений и теоретических расчетов в апсидальном движении V541 Cyg и AS Cam.
- * У ряда наблюдавшихся звезд на основе предложенных автором косвенных признаков открыты невидимые спутники, определены их физические характеристики и параметры орбиты.

- * Обнаружены и подробно исследованы двузатменные системы, состоящие из двух затменных систем с эллиптическими или круговыми орбитами, VU CMi и V839 Ser. Открытие оказалось пионерским и совпало по времени с зарубежными подобными работами.
- * Выявлено отсутствие синхронизации между орбитальным и вращательными моментами в большом количестве затменных систем с эллиптическими орбитами, что является важнейшим фактором для определения констант внутреннего строения звезд.

Теоретическая и практическая значимость работы

определяется тем, что примерно для половины звезд, выбранных для наблюдений, построены высокоточные многоцветные кривые блеска, из которых уже получены относительные и абсолютные параметры звезд, определен их возраст и, в ряде случаев, химический состав. Впервые определена скорость апсидального движения для трети исследованных звезд. Из исследования апсидального вращения столь значительного количества объектов удалось выделить системы, состоящие из звезд - близнецов, в которых есть возможность реально определить константы концентрации вещества к центру звезды. Эти константы не могут быть определены из наблюдений для каждого из компонентов по отдельности, так как входят в уравнение Радо симметрично. Но если компоненты

идентичны, то и константы концентрации должны быть одинаковыми и уравнение Радо разрешается относительно одной неизвестной величины. Удалось найти несколько систем с очень близкими по своим параметрам компонентами. Теория в пределах точности наблюдений подтверждается.

Полученные автором первичные эпохи моментов минимумов послужат в дальнейшем как опорные вехи для более точного исследования апсидального движения, а значит и внутреннего строения звезд.

Также в ближайших окрестностях ряда исследуемых звезд были открыты новые короткопериодические переменные звезды. Звезды PS UMa, V880 Cep, V434 Hya имеют в 3-6 угловых минутах новые затменные системы типа W Большой Медведицы с периодами 0.4011571 0.26644 0.2672351 суток соответственно. Проверка наших наблюдений с помощью фотометрических каталогов ROTSE и ASAS позволила полностью подтвердить и уточнить найденные нами периоды. Три других исследуемых системы имеют в окрестностях 3-7' уже известные затменные звезды типа W Большой Медведицы, V490 Sct, GG Ori, V921 Cep. Этот факт, а также открытая нами система BU CMi, наталкивают на мысль поискать физическую связь исследуемых систем со вновь открытыми. Возможно, мы наблюдаем сверхширокие четверные пары, или же у вскрытых парных систем имеется общность происхождения.

Степень достоверности результатов

Достоверность полученных результатов была проверена следующим образом:

1. Применение предлагаемого метода наблюдений и обработки к нескольким звездным системам, хорошо изученным ранее спектральными и фотометрическими методами, позволило сравнить полученные мною результаты с данными, хорошо измеренными другими способами. Это сравнение помогло также определить реальные ошибки косвенного метода.
2. Некоторые параметры, получаемые из решений кривых блеска, могут быть получены другими способами. В частности, проведенное сравнение фотометрических параллаксов в пределах ошибок совпало с тригонометрическими параллаксами GAIA. В некоторых случаях наше значение оказалось более точным, чем данные GAIA. Более того, опубликованные данные GAIA DR3 для некоторых объектов приблизились к нашим фотометрическим значениям. В то же время, для части объектов обнаружено значительное расхождение. В ряде случаев это связано с оптической двойственностью объекта, что принципиально ухудшает точность GAIA.
3. Полученные из многоцветной фотометрии значения межзвездного поглощения сравнивались с данными обзоров. В основном, противо-

речий не обнаружено, за исключением того, что некоторые системы показали значительные избытки поглощения. Общим для систем, продемонстрировавших аномалии, является их небольшой возраст и ранний спектральный класс. Возможно, мы наблюдаем остатки протозвездных пылевых облаков.

4. Определяемые из фотометрии спектральные классы звезд наблюдательного списка сравнивались со спектральными классами, полученными из спектральных наблюдений. Получено хорошее согласие результатов. В ряде случаев спектры, определяемые из многоцветной фотометрии, лучше соответствуют температурным калибровкам, чем те, что были определены непосредственно из спектральных наблюдений, например, V541 Cep.
5. Для всех наблюдавшихся звезд были построены всевозможные диаграммы, такие как масса-светимость, ускорение свободного падения - температура, радиус - масса и прочие. Противоречий с такими же диаграммами, но полученными из спектральных наблюдений, не обнаружено.
6. Предположение о наличии третьих тел в ряде затменных систем получило подтверждение из независимых спектральных наблюдений сторонних наблюдателей: V577 Oph, BD -20 4369.
7. Заявленная высокая точность наблюдений подтверждается также

тем, что в ряде систем были обнаружены малоамплитудные, на уровне процентов и даже долей процентов, пульсации компонентов: V577 Oph, V961 Ser – типа δ Щита; V957 Ser, V839 Ser – типа медленной β Цефея(SBC).

Все вышеперечисленное убеждает нас, что наблюдения и обработка проведены качественно, и полученные результаты достоверны.

Апробация результатов

Результаты данной диссертационной работы неоднократно докладывались автором на астрофизических семинарах ИНАСАН, ГАИШ МГУ, а также на следующих международных конференциях:

1. The Unique Binary Star α Coronae Borealis. Автор: Volkov I.M. Zdenek Kopal's Binary Star Legacy., Litomysl, Chechia, Чехия, 31 марта 15 - 3 апреля 2004. (*Устный доклад*)
2. Search for a Third Body in the DI Her System by means of the Light-Time Effect in O-C. Автор: Volkov I.M. The Light-Time Effect in Astrophysics, Brussels, Belgium, Бельгия, 19-22 июля 2004 (*Устный доклад*)
3. Apsidal motion in high eccentric binary V541 Cyg (Устный) Авторы: Volkov I.M., Volkova N.S. Dmitry Yakovlevich Martynov (1906-

- 1989) Close binary stars in modern astrophysics, Sternberg Astronomical Institute, Moscow Lomonosov University, Moscow, Russia, Россия, 2006. (*Устный доклад*)
4. The Unique Triple System V577 Oph. 20 years of observations. Авторы: Volkova N., Volkov I. Binaries – Key to Comprehension of the Universe, Brno, Chechia, Чехия, 2009. (*Устный доклад*)
 5. Is EQ Boo a quadruple system? Авторы: Volkov Igor M., Nikolenko Igor V., Volkova Natalia S., Drahomir Chochol IAU Symposium No. 282: "From Interacting Binaries to Exoplanets: Essential Modeling Tools, Astronomical Institute of the Slovak Academy of Sciences, Tatranska Lomnica, Slovakia, Словакия, 2011. (*Устный доклад*)
 6. Apsidal motion in BW Aqr. Авторы: Chochol D., Volkov I.M. Observational techniques, instrumentation and science for meter-class telescopes, Tatranska Lomnica, Slovakia, Словакия, 2013. (*Стендовый доклад*)
 7. Observational manifestations of changes in the orbits of some triple systems Автор: Volkov I.M. Living Together: Planets, Host Stars and Binaries, Litomysl, Czech Republic, September 8 - 12, 2014., Litomysl, Czech Republic, Чехия, 2014. (*Устный доклад*)
 8. Fast apsidal motion in GSC 4292 0745. Авторы: Volkov I.M., Chochol D., Bagaev L.A. Living Together: Planets, Host Stars and Binaries,

- Litomysl, Czech Republic, September 8 - 12, 2014., Litomysl, Czech Republic, Чехия. (*Стендовый доклад*)
9. Southern Algol-type binaries RW CrA and DX Vel as multiple systems. Авторы: Chochol D., Volkov I., Grygar J., Masek M. The Impact of Binaries on Stellar Evolution, ESO Garching, July 3 - 7, 2017., Гархинг, Германия, 3-7 июля 2017. (*Устный доклад*)
 10. GSC 3152-1202 - massive eccentric eclipsing binary with a fast apsidal motion Авторы: Volkov I., Bagaev L., Chochol D. The Impact of Binaries on Stellar Evolution, ESO Garching, July 3 - 7, 2017., Гархинг, Германия, 3-7 июля 2017. (*Устный доклад*)
 11. V839 Cep - a new massive eclipsing variable with apsidal motion in the field of Trumpler 37. Авторы: Volkov I.M., Chochol D., Kravtsova A.S., Bagaev L.A. Observing techniques, instrumentation and science for metre-class telescopes II, Tatranska Lomnica, Словакия, 24-28 сентября 2018. (*Стендовый доклад*)
 12. Search for invisible satellites in binary eclipse systems using photometric methods Автор: Volkov I.M. Universe of Binaries, Binaries in the Universe, Телч, Чехия, 6-11 сентября 2019. (*Устный доклад*)
 13. New orbit of spectral and eclipsing double star BD-20 4369. Авторы: Volkov I.M., Pribulla T., Kravtsova A.S. Universe of Binaries, Binaries

- in the Universe, Телч, Чехия, 6-11 сентября 2019. (*Стендовый доклад*)
14. Apsidal motion in Alpha CrB. Автор: Volkov I.M. Universe of Binaries, Binaries in the Universe, Телч, Чехия, 6-11 сентября 2019 . (*Стендовый доклад*)
 15. Search for invisible bodies in eclipsing elliptical systems. Авторы: Volkov I.M., Kravtsova A.S., Chochol D. Kolos conference. The international meeting about variable stars research, Hotel Kamei in Snina, Словакия, 26-28 октября 2022. (*Устный доклад*)
 16. Apsidal motion in AS Cam, no discrepancy with theory. Автор: Volkov I.M. Kolos conference. The international meeting about variable stars research, Hotel Kamei in Snina, Словакия, 26-28 октября. (*Устный доклад*)

Личный вклад автора диссертации

Автором были разработаны и изготовлены фотоэлектрический и ПЗС-фотометры, на которых было получено примерно 80 % всех наблюдений. Остальные наблюдения получены с использованием стандартной приемной аппаратуры на различных обсерваториях: телескоп Цейсс-1000 Симеизской обсерватории ИНАСАН с ПЗС-матрицей FLI; телескопы обсерватории в Старой Лесне, Словакия, с ПЗС-матрицей ST-10XME,

а также двухканальным электрофотометром на базе фотоумножителя R 2949S производства фирмы Хамамацу. Также на обсерватории в Старой Лесне автором в течение сезона наблюдений 2012 года был использован *UBVRIRc* – фотометр собственного изготовления на базе ПЗС-матрицы VersArray 512UV.

Все фотометрические наблюдения были проведены лично автором. Небольшое количество спектральных наблюдений было получено по заказу автора на обсерватории Скальнате Плесо (Словацкая академия наук), телескоп $D=1.35\text{м}$ оборудованный спектрографом высокого разрешения, $R=35000$.

Обработка наблюдений также была проведена лично автором с помощью программ, написанным им на языке Паскаль. Ряд систем, кривые блеска которых показывают эффекты близости, был обработан с помощью алгоритма Вильсона-Девиней, реализованного в пакете Phoebe.

В работах из списка публикаций по теме диссертации автор сделал следующий вклад:

- Одиннадцать работ опубликованы без соавторов (статьи 1, 2, 4, 5, 10, 11, 26, 29, 33, 35, 36). Все представленные в них результаты получены лично автором.
- В статьях 3, 6, 7, 8, 12, 13, 18, 19, 20, 22, 23, 25, 27, 28, 30, 31, 32, 34 где автор стоит первым, его вклад был определяющим, от 80 до 90 процентов всей работы.

- В работах 14, 15 вклад автора 60 процентов всей работы.
- В работе 9 автору принадлежит доказательство кратности двойной затменной системы и получен фотометрический наблюдательный материал, личный вклад автора 80 процентов.
- В работах 16, 21, 37 вклад автора составляет 60 процентов.
- В работе 17 автор на основании предоставленного наблюдательного материала решил методом Вильсона-Девинья кривые блеска всех трех затменных звезд, определил точные показатели цвета, из которых, на основании предложенного автором метода выявления кратных систем, была предположена кратность двух из трех систем. Автором по своему методу были определены точные моменты минимумов и построены диаграммы $O - C$ для этих систем, которые подтвердили гипотезу кратности. Также автор произвел расчет температур, масс и размеров невидимых тел, поэтому, хотя были использованы чужие наблюдения, вклад автора составляет 80%.
- В работе 24 вклад автора 25 процентов.

Краткое содержание, структура и объем диссертации

Диссертация состоит из Введения, 7 глав, Заключения и списка цитируемой литературы. Общий объем диссертации составляет 229 страниц,

включая 55 рисунков и 26 таблиц. Список литературы включает 161 наименование на 8 страницах.

Во **Введении** обоснована актуальность работы, обозначены предметы и объекты, цели и задачи исследования, научная новизна, научная и практическая значимость полученных результатов. Также **Введение** содержит список тезисов, выносимых на защиту, список работ, в которых автором диссертации опубликованы защищаемые положения, список конференций, на которых автор представил устные или стендовые доклады по теме диссертации, а также описывает научную новизну, практическую ценность полученных результатов и личный вклад автора в работу по получению этих результатов.

В **Главе 1** рассмотрена история исследований затменных звезд. Обозначено современное состояние данного направления исследований, выделены наиболее интересные результаты, полученные в предыдущие годы, и нерешенные проблемы.

Глава 2 посвящена методу исследования поставленных проблем. Раздел 2.1 посвящен важному вопросу калибровки наблюдений. Широкополосная фотометрия при правильном использовании становится мощным инструментом. Здесь очень важно величины, измеренные в инструментальной системе, корректно переводить в стандартную *UBV* систему Джонсона-Моргана. Так что, кроме непосредственно измерения интересных звезд, много сил и времени было потрачено на исследование

аппаратуры и ее калибровки.

В разделе 2.2 рассказано о наблюдениях в высокогорной обсерватории на Тянь-Шане, где была начата работа по программе наблюдений затменных переменных. Огромный плюс этих наблюдений – стабильная атмосферная прозрачность. Однако после 1991 года эта обсерватория перешла под юрисдикцию Казахстана, и наши наблюдения на ней прекратились, а оборудование было утрачено.

Раздел 2.3 показывает разработку своего фотометра и его использование на других обсерваториях в России. Показаны калибровочные графики, исследована линейность ФЭУ.

В разделе 2.4 описаны используемые ПЗС матрицы в качестве приемной аппаратуры и их калибровочные коэффициенты. В качестве звездных стандартов для калибровок берутся звезды из WBVR каталога ГАИШ (Корнилов и др., 1991) [6], экваториальные стандарты из работ (Landolt, 1983, 2009) [7], [8], каталог (Mermilliod, 1997) [9], а также звезды скопления М67, например, из работ (Johnson, Sandage, 1955) [10] и (Moffett, Barnes, 1979) [11].

В **Главе 3** представлен математический аппарат, использованный в данном исследовании. В разделе 3.1 представлено теоретическое обоснование поворота линии апсид в пространстве, скорость этого поворота определяется отклонением формы звезды от идеальной сферы. Рассел первым описал этот эффект, так называемый классический вклад в апси-

дальное вращение (Russell, 1928) [12]. Есть еще и релятивистский вклад, связанный с искажением пространства-времени вблизи массивных тел (Levi-Civita, 1937) [13]. В разделе 3.2 приведена основная формула для расчета апсидального движения из наблюдений. Раздел 3.3 представляет формулы для расчета орбиты третьего тела. Раздел 3.4 посвящен исследованию точности косвенного метода определения абсолютных характеристик звезд. Детально его описание можно прочитать например, в работе (Volkov et al., 2017) [14]. В диссертации проводится сравнение масс звезд измеренных косвенным методом и определенных по кривым лучевых скоростей, для чего был взят каталог (Eker et al., 2014) [15]. Надо отметить, что для такого исследования необходимы и температурные калибровки, используются работы (Flower, 1996) cite1996ApJ...469..355F и (Popper, 1980) [16].

В **Главе 4** представлены полученные в работе физические характеристики исследованных звезд. Обсуждаются различные типы объектов:

- Системы, пригодные для исследования внутреннего строения звезд. К таким относятся системы, состоящие из двух идентичных компонентов с удачной ориентацией орбиты.
- Системы с преобладающим релятивистским вкладом в апсидальное вращение.
- Системы с орбитой, имеющей значительный эксцентриситет. Наи-

высшее значение эксцентриситета из исследуемых затменных имеет система V680 Mon ($e=0.614$).

- Системы с пульсирующими компонентами типа δ Щита. Пульсации изменяют форму кривой блеска, разработан алгоритм для построения моделей таких звезд.
- Системы с физически переменными компонентами типа β Цефея.
- Тройные и четверные системы. Доказательством наличия в системе невидимого компонента, физически связанного с ней, является световой эффект в ходе остатков уклонений моментов минимумов О-С (Волков, 2020) [17]. Конечно, наличие третьего тела можно подтвердить по изменению гамма-скорости, измеренной по спектрам, однако это требует гораздо больших затрат на приемную аппаратуру и большую входную апертуру. Фотометрическим методом мы обнаружили наличие невидимого спутника в 8 системах.
- Возможные связанные четверные системы. Семь объектов из нашего списка, возможно, представляют собой сверхширокие визуально-двойные пары. Точно сказать можно будет по мере накопления и улучшения точности измерений.
- Системы с избыточным межзвездным поглощением. Многоцветная фотометрия позволяет независимо оценить величину межзвездного поглощения и сравнить с данными обзоров в нужном направлении

(Green et al., 2015), [18], или (Schlafly and Finkbeiner, 2011), [19]. Две системы из изученных показывают реальное поглощение, превышающее в несколько раз данные обзоров. Возможно, эти системы погружены в остатки протозвездных облаков.

- Системы с быстрым апсидальным вращением.
- Конфликтные системы – системы с принципиальным противоречием, которое удалось разрешить.

В **Главе 5** решена проблема замедленного апсидального вращения системы AS Cam.

Глава 6 посвящена многолетнему фотометрическому исследованию системы α CrB. Доказывается полученное ранее замедленное апсидальное вращение и приводится доказательство ускоренного несинхронного вращения главного компонента наклоненного к плоскости орбиты. Система является первой, в которой реализована гипотеза Н.И.Шакуры о замедлении апсидального вращения при наклонном вращении компонентов.

Глава 7 посвящена открытию и исследованию автором яркой четверной двузатменной системы BU CMi. Приводятся полученные из собственной фотометрии и спектральных наблюдений точные физические характеристики всех компонентов, элементы взаимной орбиты, периоды апсидального вращения каждой из затменных систем, найденные син-

хронизации в системе. Впервые обнаружена нутация в затменных двойных.

Заключение посвящено краткому обзору итогов проведенной работы и выводов для будущих исследований.

Публикации по теме диссертации

Основные результаты по теме диссертации изложены в 37 печатных изданиях, 27 из которых опубликованы в рецензируемых научных изданиях, индексируемых в базе данных Web of Science/Scopus, рекомендованных для защиты в диссертационном совете МГУ по специальности.

Публикации в журналах Web of Science/Scopus:

1. Volkov Igor, Unexplored Eclipsing Stars with Elliptical Orbits, *Peremennye zvezdy (Variable stars)*, 2024, vol. 44, No. 4, с. 42-49. Scopus SJR2022=0.04. Личный вклад 100%. Объем 0.96 печатных листа
2. Волков И.М., Новое значение скорости апсидального вращения и физические параметры тройной затменной системы AS Cam, *Астрономический журнал*, 2023, т. 100, No. 4, с. 319-335. Переводная версия: *Astronomy Reports*, 2023, vol. 67, No. 4, pp. 320-335. Web of Science JIF2022=1.0. Личный вклад 100%. Объем 1.92 печатных листа

3. Volkov Igor M., Kravtsova Alexandra S., Apsidal Motion and Physical Parameters in the Eclipsing System V490 Sct, *Astronomical Journal*, 2022, vol. 164, No. 194, pp. 1-7. Web of Science JIF2022=5.491. Личный вклад 80%. Объем 0.84 печатных листа
4. Volkov Igor, Third Body in GSC 3937 2349, a New W UMa Variable, *Peremennye zvezdy (Variable stars)*, 2022, vol. 42, No. 6, с. 35-37. Scopus SJR2022=0.04. Личный вклад 100%. Объем 0.36 печатных листа
5. Volkov I.M., V961 Cep: A New Eclipsing Variable with a delta Sct Component, *Peremennye zvezdy (Variable stars)*, 2022, т. 42, No. 1, с. 1-7. Scopus SJR2022=0.04. Личный вклад 100%. Объем 0.84 печатных листа
6. Волков И.М., Кравцова А.С., Быстрое апсидальное вращение и физические параметры V1103 CAS, *Астрономический журнал*, 2022, т. 99, No. 6, с. 470-485. Переводная версия: *Astronomy Reports*, 2023, vol. 66, No. 6, pp. 466-480. Web of Science JIF2022=1.0. Личный вклад 90%. Объем 1.92 печатных листа
7. Волков И.М., Кравцова А.С., Хохол Д., Физические параметры V680 Mon – затменной звезды с наивысшим известным эксцентриситетом, *Астрономический журнал*, 2021, т. 98, No. 3, с. 212-231. Переводная версия: *Astronomy Reports*, 2021, vol. 65, No. 3, pp. 184-202.

- Web of Science JIF2022=1.0. Личный вклад 80%. Объем 2.4 печатных листа
8. Волков И.М., Кравцова А.С., Хохол Д., Четверная двузатменная система BU CMi, *Астрономический журнал*, 2021, т. 98, No. 9, с. 115-128. Переводная версия: *Astronomy Reports*, 2021, vol. 65, No. 9, pp. 826-838. Web of Science JIF2022=1.0. Личный вклад 80%. Объем 1.68 печатных листа
 9. Kravtsova A.S., Volkov I.M., Pribulla T., A new spectroscopic and eclipsing binary BD-20 4369, *Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso*, 2020, vol. 50, pp. 615-617. Web of Science JIF2022=0.5. Личный вклад 80%. Объем 0.36 печатных листа
 10. Volkov I.M., Apsidal motion in alpha CrB, *Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso*, 2020, vol. 50, pp. 635-636. Web of Science JIF2022=0.5. Личный вклад 100%. Объем 0.24 печатных листа
 11. Volkov I.M., Search for invisible satellites in eclipsing binary systems using photometric methods, *Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso*, 2020, vol. 50, pp. 601-606. Web of Science JIF2022=0.5. Личный вклад 100%. Объем 0.72 печатных листа
 12. Волков И.М., Кравцова А.С., Затменная система PS UMa: эволюционный статус и физические параметры компонентов, *Астрономи-*

- ческий журнал, 2020, т. 97, No. 3, с. 190-205. Переводная версия: *Astronomy Reports*, 2020, vol. 64, No. 3, pp. 211-225. Web of Science JIF2022=1.0. Личный вклад 80%. Объем 1.92 печатных листа
13. Volkov I.M., Bagaev L.A., Kravtsova A.S., Chochol D., V839 Cep - a new massive eclipsing variable with apsidal motion in the field of Trumpler 37, *Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso*, 2019, vol. 49, pp. 434-438. Web of Science JIF2022=0.5. Личный вклад 80%. Объем 0.6 печатных листа
14. Кравцова А.С., Волков И.М., Хохол Д., Физические параметры затменной системы V2647 Cyg, *Астрономический журнал*, 2019, т. 96, No. 6, с. 508-522. Переводная версия: *Astronomy Reports*, 2019, vol. 63, No. 6, pp. 495-507. Web of Science JIF2022=1.0. Личный вклад 60%. Объем 1.8 печатных листа
15. Burlak M.A., Volkov I.M., Ikonnikova N.P., Absolute parameters and period variation in a semidetached eclipsing variable V2247 Cyg, *Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso*, 2018, vol. 48, No. 4, pp. 536-553. Web of Science JIF2022=0.5. Личный вклад 60%. Объем 2.16 печатных листа
16. Багаев Л.А., Волков И.М., Николенко И.В., Физические параметры затменной системы V1176 Cas, *Астрономический журнал*, 2018, т. 95, No. 10, с. 702-715. Переводная версия: *Astronomy Reports*, 2018,

- vol. 62, No. 10, pp. 664-676. Web of Science JIF2022=1.0. Личный вклад 60%. Объем 1.68 печатных листа
17. Volkov I.M., Chochol D., Grygar J., Masek M., Jurysek J., Orbital period changes in RW CrA, DX Vel and V0646 Cen, Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso, 2017, vol. 47, No. 1, pp. 29-52. Web of Science JIF2022=0.5. Личный вклад 80%. Объем 2.88 печатных листа
18. Волков И.М., Хохол Д., Кравцова А.С., Физические параметры затменной системы V798 Cep, Астрономический журнал, 2017, т. 94, No. 5, с. 436-446. Переводная версия: Astronomy Reports, 2017, vol. 61, No. 5, pp. 440-449. Web of Science JIF2022=1.0. Личный вклад 85%. Объем 1.32 печатных листа
19. Volkov I.M., Chochol D., Apsidal motion in BW Aqr, Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso, 2014, vol. 43, No. 3, pp. 419-421. Web of Science JIF2022=0.5. Личный вклад 90%. Объем 0.36 печатных листа
20. Volkov I.M., Chochol D., Grygar J., Jelinek M., Kubanek P., Masek M., Prouza M., Ribeiro T., Sebastian D., Van Houten C.J., Period changes in the eclipsing binary DX Vel, Information Bulletin on Variable Stars, 2013, No. 6066, pp. 1-5. Scopus SJR2022=0.128. Личный вклад 70%. Объем 0.6 печатных листа

21. Volkova N., Volkov I., V974 Cyg - A Triple System with Apsidal Motion, Information Bulletin on Variable Stars, 2011, No. 5976, pp. 1-4. Scopus SJR2022=0.128. Личный вклад 90%. Объем 0.48 печатных листа
22. Волков И.М., Волкова Н.С., Николенко И.В., Хохол Д., Проблема кратности и апсидального вращения в затменной переменной EQ Boo, Астрономический журнал, 2011, т. 88, No. 9, с. 894-911. Переводная версия: Astronomy Reports, 2011, vol. 55, No. 9, pp. 824-840. Web of Science JIF2022=1.0. Личный вклад 85%. Объем 2.04 печатных листа
23. Волков И.М., Волкова Н.С., Хохол Д., Физические параметры и орбита затменной двойной системы BD +66 1663 = GSC 4479 412, Астрономический журнал, 2010, т. 87, No. 5, с. 462-477. Переводная версия: Astronomy Reports, 2010, vol. 54, No. 5, pp. 418-432. Web of Science JIF2022=1.0. Личный вклад 90%. Объем 1.92 печатных листа
24. Wilson R.E., Chochol D., Komzik R., Van Hamme W., Pribulla T., Volkov I., Ellipsoidal Variable V1197 Orionis: Absolute Light-Velocity Analysis for Known Distance, Astrophysical Journal, 2009, vol. 702, No. 1, pp. 403-413. Web of Science JIF2022=5.521. Личный вклад 25%. Объем 1.32 печатных листа
25. Волков И.М., Волкова Н.С., Физические параметры и орбита за-

тменной двойной системы GSC 4596 1254 = SAO 3282, *Астрономический журнал*, 2009, т. 86, No. 2, с. 158-169. Переводная версия: *Astronomy Reports*, 2009, vol. 53, No. 2, pp. 136-147. Web of Science JIF2022=1.0. Личный вклад 90%. Объем 1.44 печатных листа

26. Volkov, Igor M., The Unique Binary Star α Coronae Borealis, *Astrophysics and Space Science*, 2005, т. 296, No. 1-4, pp. 105-108. Web of Science JIF2022=1.9. Личный вклад 100%. Объем 0.48 печатных листа

27. Волков И.М., Халиуллин Х.Ф., Вращение линии апсид в затменной двойной системе GG Ориона, *Астрономический журнал*, 2002, т. 79, No. 9, с. 1-14. Переводная версия: *Astronomy Reports*, 2002, vol. 46, No. 9, pp. 747-759. Web of Science JIF2022=1.0. Личный вклад 90%. Объем 1.68 печатных листа

Иные публикации:

28. Volkov I.M., Bagaev L.A., Chochol D., Fast Apsidal Motion in GSC4292-0745, в сборнике *Living Together: Planets, Host Stars, and Binaries*, ASP Conference Series, 2015, vol. 496, pp. 266-268. Личный вклад 80%. Объем 0.36 печатных листа

29. Volkov I.M., Observational Manifestations of Changes in the Orbits of Some Triple Systems, в сборнике *Living Together: Planets, Host Stars, and Binaries*, ASP Conference Series, 2015, vol. 496, pp. 109-111. Личный вклад 100%. Объем 0.36 печатных листа

30. Volkov Igor M., Chochol Drahomir, Volkova Natalia S., Nikolenko Igor V., Is EQ Boo a Quadruple System? в сборнике From Interacting Binaries to Exoplanets: Essential Modeling Tools, Proceedings of the IAU Symposium, 2012, Cambridge, UK, vol. 282, pp. 89-90. Личный вклад 80%. Объем 0.24 печатных листа
31. Volkov I.M., Volkova N.S., The Unique Triple System V577 Oph. 20 Years of Observations, в сборнике Binaries - Key to Comprehension of the Universe, ASP Conference Series, 2010, vol. 435, pp. 323-326. Личный вклад 90%. Объем 0.48 печатных листа
32. Volkov I.M., Volkova N.S., Photometry of the highly eccentric binary V541 Cyg, Astronomical and Astrophysical Transactions, 2007, Cambridge Scientific Publishers, vol. 26, No. 1, pp. 129-132. Личный вклад 90%. Объем 0.48 печатных листа
33. Volkov I.M., Search for a Third Body in the DI Her System by means of the Light-Time Effect in O-C, ASP Conference Series, 2005, vol. 335, pp. 351-354. Личный вклад 100%. Объем 0.48 печатных листа
34. Volkov I.M., Khaliullin Kh. F., The Revision of Apsidal Motion in V541 Cyg: no discrepancy with theory, Information Bulletin on Variable Stars, 1999, издательство Konkoly Observatory (Hungary), No. 4680, pp. 1-4. Личный вклад 90%. Объем 0.48 печатных листа
35. Volkov I.M., The Discovery of Apsidal Motion in the Binary System

- alpha CrB, Information Bulletin on Variable Stars, 1993, издательство Konkoly Observatory (Hungary), No. 3876, pp. 1-2. Личный вклад 100%. Объем 0.24 печатных листа
36. Volkov I., V577 Oph - an Eclipsing Binary with a delta Sct Type Primary Component, Information Bulletin on Variable Stars, 1990, издательство Konkoly Observatory (Hungary), No. 3493, pp. 1-4. Личный вклад 100%. Объем 0.48 печатных листа
37. Khodykin S.A., Volkov I.M., WBVR Photometry of DI Herculis, Information Bulletin on Variable Stars, 1989, издательство Konkoly Observatory (Hungary), No. 3293, pp. 1-3. Личный вклад 60%. Объем 0.36 печатных листа

Глава 1. История исследований затменных звезд

1.1 Исторический экскурс

Данная тема исследований была определена Д.Я.Мартыновым еще в начале XX века пионерскими исследованиями затменной системы RU Mon визуальным и фотографическим методами, [20]. Но даже таких, относительно неточных наблюдений оказалось достаточно, чтобы определить тип переменности и понять важность подобных исследований для выяснения внутренней структуры звезд. После осознания важности наблюдений звезд найденного типа список объектов был расширен, а исследования были продолжены самим Д.Я. Мартыновым и его учениками, из которых наиболее заметный вклад принадлежит Х.Ф.Халиуллину. В 50-е годы прошлого века из наблюдений апсидального вращения было доказано, что звезды являются гораздо более концентрированными объектами, чем считалось ранее, и это, пожалуй, явилось самым значимым результатом предпринятых усилий до внедрения массовых ПЗС наблюдений. Позже Мартынов и Халиуллин [21] обнаружили замедленное апсидальное вращение в системе DI Her, а Халиуллин и Козырева [22] – в системе AS Cam, что привлекло особое внимание к эллиптическим системам. В системе DI Her как бы не оставалось места для релятивистского вращения. Это привело к развитию теорий гравитации альтернативных Эйнштейновской. Одновременно для объяснения

этой аномалии Н.И.Шакура предложил несинхронное вращение звезд-компонентов. Эта гипотеза вначале не получила большой поддержки, но в конце концов оказалась единственно верной в случае DI Her и основной для AS Cam, пока недавно автору не удалось показать, что замедленное вращение AS Cam является кажущимся, и в действительности оно довольно близко к теоретическому значению. В результате предпринятых усилий стало понятно, что применявшиеся до сего времени априорные предположения о параметрах систем для расчетов апсидального вращения недостаточны. Оказалось, что во многих системах синхронизация вращательных и орбитальных моментов еще не наступила, и необходимо иметь полную информацию об осевом вращении звезд, включая угол наклона вращательных моментов к плоскости орбиты. Судить о скорости вращения $v \sin i$ можно по уширению спектральных линий, которое сейчас автоматически измеряется при наблюдениях кривых лучевых скоростей. Для получения информации о наклоне осей вращения компонентов необходимо проводить спектральные наблюдения эффекта Росситера-МакЛафлина во время затмений.

Неожиданно, исследования затменных эллиптических систем привели к обнаружению большого количества кратных систем, подчас среди хорошо исследованных объектов. Некоторые такие системы не могли быть обнаружены спектральными методами. Это в очередной раз привлекло внимание к затменным переменным, теперь уже с точки зрения эволю-

ции и образования звезд вообще, не только кратных. Последние данные указывают на то, что, помимо кратных систем, существуют и очень широкие пары, тоже, в свою очередь, состоящие из кратных систем. Провести четкую грань между двойной, кратной, широкой системой и даже рассеянным скоплением сложно.

1.2 Постановка задачи

Наблюдениям по программе эллиптических затменных были начаты Д.Я. Мартыновым в 20-е годы XX века фотографическими и визуальными методами. В 60-70-е годы был осуществлен постепенный переход к фотоэлектрическим наблюдениям благодаря усилиями Д.Я.Мартынова и его учениками - Черепашука, Лютого, Халиуллина. В конце 80-х годов я тоже подключился к данной программе наблюдений на Тянь-Шаньской обсерватории ГАИШ. Отличные фотометрические условия позволяли получать кривые блеска наивысшей на то время точности. Проводимая на обсерватории многоцветная фотометрия всего северного неба обеспечивала наблюдения однородной системой фотометрических стандартов, что позволяло надежно определять температуры избранных объектов, а это, в свою очередь, позволило заниматься проблемой, не имея в своем распоряжении спектральной аппаратуры высокого разрешения. Программа была прервана уходом обсерватории под юрисдикцию Казахстана и возобновлена только после 2003 года с появлением в ГАИШ ПЗС-

матриц удовлетворительного качества, которые позволили начать высокоточные наблюдения при средних фотометрических условиях Крымской наблюдательной станции ГАИШ и Симеизской обсерватории ИНАСАН. В это же время были проведены фотометрические обзоры неба Hipparcos [23], ASAS [24] и NSVS(ROTSE) [25], которые привели к открытию большого количества объектов интересующего нас типа. Большой список эллиптических систем, открытых на основании данных, полученных в упомянутых обзорах, приведен в [26]. Этот новый список, а также ряд давно известных, но плохо исследованных объектов, легли в основу программы наблюдений. Параллельно наблюдениям постоянно проводится поиск новых объектов данного типа по литературным данным. Только качественные и однородные фотометрические измерения на протяжении длительного интервала времени являются ключом для решения проблемы.

В ходе выполнения наблюдательной программы ожидалось, что будет объяснено аномальное апсидальное движение в хорошо исследованных системах, таких как DI Her, α CrB, AS Cam, V541 Cyg. Ожидания оправдались. Для каждой из указанных систем получен обширный фотометрический материал высокого качества, что, вкупе с новым подходом к обработке наблюдений, позволил объяснить наблюдаемые противоречия, не выходя за рамки классической и релятивистской теорий гравитации.

Глава 2. Методы наблюдений

Результаты изложенные в данной главе частично изложены в следующих работах с участием автора [27], [28], [29].

2.1 Учет влияния атмосферы

Наиболее сильное влияние на качество фотометрических наблюдений при наземных наблюдениях оказывает атмосфера. Ее влияние можно условно разбить на две составляющие, а именно: 1. Влияние селективности атмосферы связанное с рэлеевским рассеянием света – эффект Форбса. 2. Случайные флуктуации прозрачности. Первый эффект создает наибольшие сложности при относительно-абсолютных фотометрических наблюдениях, то есть при привязках наблюдаемых звезд к стандартным. Он проявляется при широкополосных наблюдениях, спектры измеряемых объектов и бугеровские коэффициенты поглощения в атмосфере заметно меняются внутри полосы пропускания. Простейший учет этого эффекта – это использование бугеровских коэффициентов поглощения в атмосфере. Они считаются одинаковыми для каждой фотометрической полосы для всех звезд. Если спектры стандартной и измеряемой звезды близки, то такой коррекции достаточно. Хуже обстоит дело, а обычно так оно и бывает, если спектры отличаются. При этом даже на одной и той же воздушной массе наблюдаемые величины стандартной и измеряемой звезды будут меняться при изменении воздушной массы. Ранее для учета

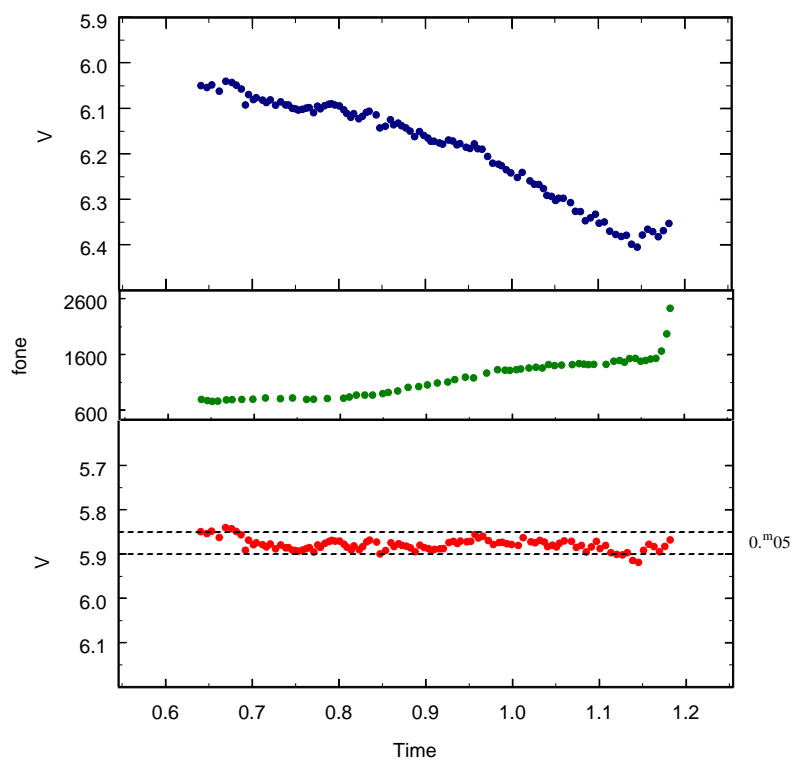


Рисунок 1: Наблюдения звезды списка V1103 Cas на Звенигородской обсерватории ИНАСАН в январе 2008 года.

данного эффекта применялись различные косвенные методы, но по мере прогресса в вычислениях стало возможным вычислять необходимые поправки прямым интегрированием. Для этого необходимо только иметь в своем распоряжении кривую поглощения атмосферы и знать распределение энергии в спектре наблюдаемых объектов. Примеры работы метода приведены на Рисунке 1. На этом рисунке на верхней панели показаны отсчеты фотометра на стандартную звезду в полосе V , ниже показана

но, как менялся фон в наблюдаемой окрестности, а на нижней панели показаны отсчеты на стандарт, исправленные за влияние атмосферы с помощью коэффициентов прозрачности, определенные для данной ночи с помощью этого же фотометра. Видно, что шумовая полоска отсчетов на стандарт укладывается в $\pm 0.025^m$. Этот же рисунок одновременно показывает влияние относительно быстрых изменений прозрачности. Для их учета достаточно было наводиться на стандартную звезду один раз в 5-15 минут. Наблюдения продолжались непрерывно 13 часов, воздушная масса менялась от 1.005 при начале наблюдений, до 2.4 в конце. Из данного графика видно, что прозрачность всю ночь оставалась в среднем стабильной. Рост фонов в середине ночи обусловлен вхождением области в светящийся сегмент рассеянного света над Москвой. В конце заметен резкий рост фонов на рассвете. Конечный результат обработки данных наблюдений представлен на Рис. 2. Необходимо отметить, что даже в такую стабильную ночь с трудом удалось добиться приемлемой точности для наблюдений во всех полосах UBV . Наибольшую помеху создавали фоны и, в меньшей степени, быстрые изменения прозрачности.

2.2 Калибровка наблюдений

Метод многоцветной фотометрии является наиболее грубым методом спектральных наблюдений. Измерение непрерывного спектра объекта заменяется измерениями в избранных участках спектра. И при наблюде-

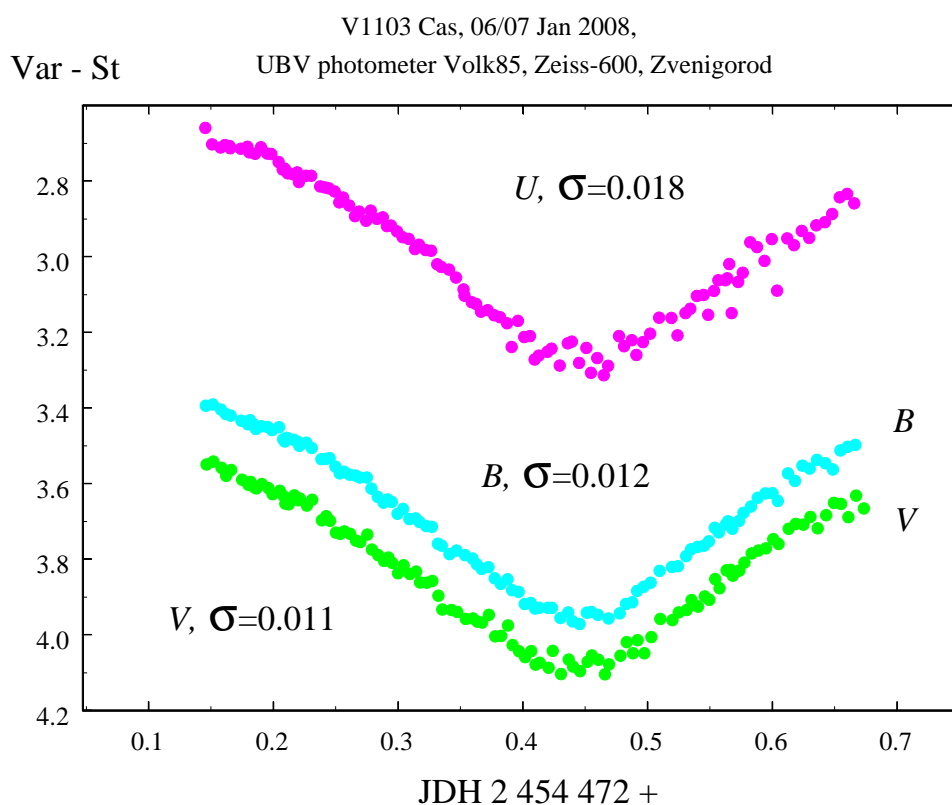


Рисунок 2: Наблюдения V1103 Cas, исправленные за изменения фона, мгновенных изменений прозрачности, и вынесенные за атмосферу. Точность измерений определена среднеквадратическим уклонением измерений в эту ночь от модельных кривых блеска, полученных решением всех наблюдательных точек за все время наблюдений звезды.

ниях спектров, и при фотометрических наблюдениях производится измерение излучения от исследуемого объекта относительно стандартной звезды. Необходимая область спектра выделяется из общего спектра объекта тем или иным способом. Можно получить грубый спектр, например, с помощью призмы и вырезать щелью нужную область, можно использовать интерференционные фильтры. Но проще всего воспользоваться

стеклянными светофильтрами. Чем шире выделяемая область спектра, тем бóльшую проникающую силу имеет данный прибор, но тем меньше контраст наблюдений. Как и всегда, выигрывая в одном, проигрываем в другом. Опытным путем, начав со спектральных градиентов, перепробовав за десятки лет разные фотометрические системы, наблюдатели сумели стандартизировать свои наблюдения, придя к широкополосной фотометрической системе UBV . Более подробно фотометрические системы описаны в [30]. По соотношению сигнала в этих трех полосах, сравнивая с тем же соотношением в спектре черного тела, можно судить о температуре звезды и ее межзвездном поглощении. Ограничившись измерениями в одной полосе, можно составить суждение о переменности объекта. Для калибровки по температуре и поглощению строится стандартная двуцветная диаграмма $U - B, B - V$ на которой отмечается положение исследуемого объекта. Пример такой диаграммы по данным каталога Мермиллио и др. приведен на Рис. 3. На этом рисунке стрелками указаны линии межзвездного покраснения для разных спектральных классов, указаны некоторые спектральные классы. Данные каталога Мермиллио и др. сливаются в серый фон, на котором заметны сгущения для звезд разных классов светимости. Выделяется область звезд с низким содержанием металлов в районе спектральных классов F. Линиями показаны последовательности пятого и третьего классов светимости. Видно, что последовательность гигантов требует улучшения, на ней наблюдаются

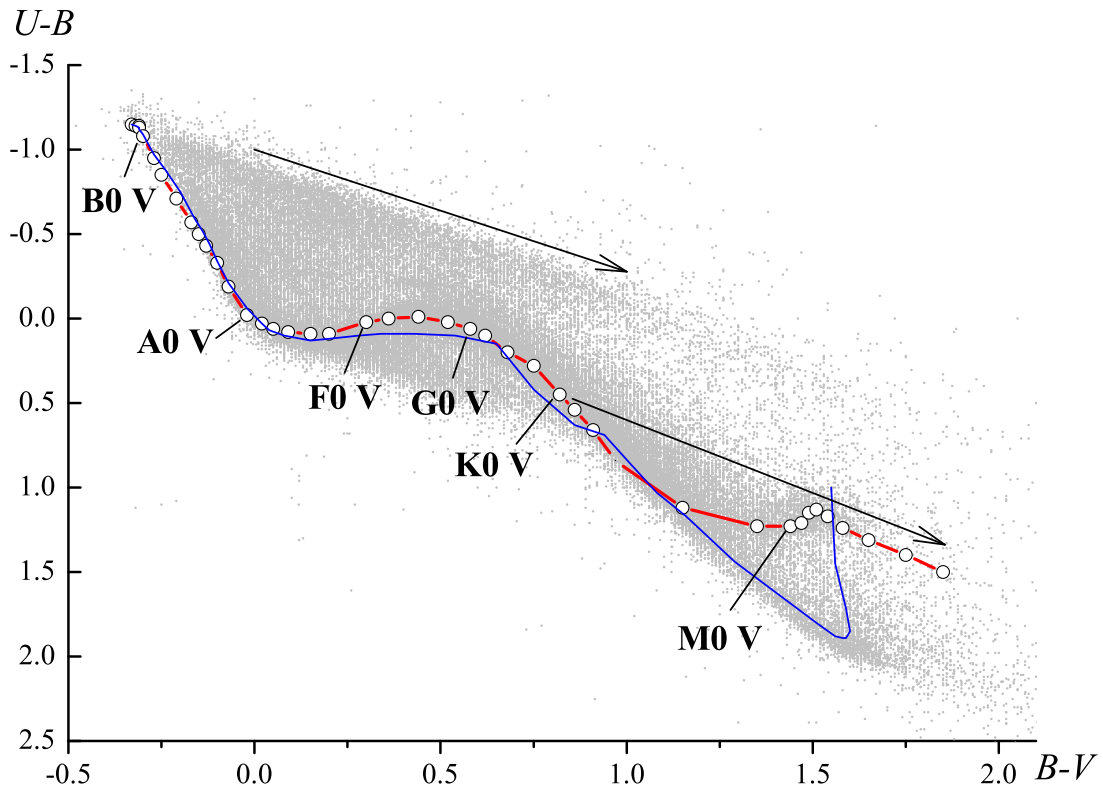


Рисунок 3: Двухцветная диаграмма $U - B, B - V$, построенная по данным каталога Мермиллио и др. [9]. Красная линия - пятый класс светимости, синяя - третий, построенные по данным [31].

изломы, которых, вероятно, быть не должно.

Если нанести на Рис. 3 наблюдения, полученные привязкой к любой из звезд каталога, то, скорее всего, ее положение будет иметь ошибку, связанную с отличием инструментальной фотометрической системы от стандартной. Хотя наблюдения каталога Мермиллио и др. являются компиляцией многих авторов, на приведенном графике содержится 79361 точка, за стандартную систему UBV , в среднем, видимо, следует считать именно эти измерения вследствие их большого количества. Для

определения своей инструментальной системы следует провести наблюдения некоторого количества звезд каталога. При небольших отличиях инструментальной системы от стандартной можно ограничиться линейной аппроксимацией для перехода в стандартную систему. Для каждой фотометрической полосы ищутся уравнения вида:

$$Mag_{stand} = Mag_{inst} + K((B - V)_{inst} - (B - V)_{stand}) \quad (1)$$

Здесь Mag_{inst} – это звездная величина в инструментальной фотометрической полосе, полученная привязкой к стандартной звезде, имеющей звездную величину Mag_{st} . $(B - V)_{st}$ – показатель цвета стандартной звезды, $(B - V)_{inst}$ – показатель цвета измеряемой звезды, K – линейный коэффициент перехода в стандартную систему. Сдвигу инструментальной системы в красную область соответствует положительное значение коэффициента, в синюю – отрицательное. Попытки использовать более сложные формулы заметного улучшения не дают, разницы систем в пределах точности измерений линейны. Лучше использовать для привязок стандартные звезды, максимально близкие к исследуемой звезде по показателям цвета. В качестве аргумента уравнения перехода в стандартную систему был выбран показатель цвета $B - V$. Многие наблюдатели предпочитают использовать для конкретной полосы показатель цвета, в который входит пересчитываемая полоса. Это условие не является обязательным и никаких преимуществ не дает. Формула пересчета остается

Таблица I: Коэффициенты K из уравнения линейной трансформации в стандартную систему 1 для разных приборов, использовавшихся в настоящем исследовании.

Фотометр	W	U	B	V	R	I	R_c	I_c
EMI 9863	-0.072	-	0.113	-0.041	-0.111	-	-	-
EMI 9789	*	*	-0.055	-0.028	-	-	-	-
VersArray 512UV	-	0.026	0.170	0.094	0.038	-0.005	0.030	-
VersArray 1300x1340	-	0.040	0.055	0.014	0.030	-0.075	-	-
Ap-47p	-	*	0.189	0.015	-0.123	-0.106	-	-
ST-10XME	-	*	-0.190	-0.009	-	-	-0.024	0.0
FLI PL09000	-	*	0.148	-0.094	-	-	-0.109	-0.015
Hamamatsu R 2949S	-	*	0.068	0.005	-	-	-0.059	-

линейной, меняется только масштабный коэффициент K . К тому же, показатель цвета $B - V$ менее всего зависим от индивидуальных особенностей спектра конкретной звезды, которые при использовании других показателей цвета, могут внести ошибку при пересчете. Указанные ошибки хорошо прослеживаются на графике на Рис. 4. В полосах B и V разброс в области красных звезд, где в спектрах появляется большое количество отличий вследствие разного химического состава, наименьший.

В следующих разделах данного параграфа будут более подробно рассмотрены конкретные инструментальные системы применявшихся в настоящем исследовании фотометров. Сложнее обстоит дело с ультрафиолетовыми фотометрическими полосами. Линейный переход из инструментальной системы в стандартную возможен только в случае, если эти

системы очень близки друг другу. Таких случаев в Таблице I всего два - ПЗС-матрицы VersArray 512UV и VersArray 1300x1340. Формально для фотоумножителя ЕМІ 9863 представлен линейный коэффициент перехода, но на графике на Рис. 4 уже заметны и нелинейность, и многозначность, вызванные межзвездным поглощением. Для тех приборов, у которых в графах W, U стоит звездочка, перевод величины в стандартную систему для каждого объекта должен проводиться индивидуально, учитывая показатель цвета $B - V$ и точное значение межзвездного поглощения. В принципе, возможно построить некий переходный многочлен, учитывающий оба инструментальных показателя цвета $U - B$ и $B - V$, но для этого необходимо измерить достаточно большое количество звезд, отличающихся как по спектральным классам, так и по межзвездному поглощению. Для работ по созданию фотометрического каталога такое условие обязательно, но в случае прибора, предназначенного для относительно небольшого количества измеряемых объектов, столь значительные усилия не обязательны. Затратив немного больше времени на индивидуальный пересчет инструментальной ультрафиолетовой величины в стандартную, можно прийти к хорошему результату. Инструментальные полосы, которые требуют индивидуального подхода, отмечены в Таблице I звездочками *. Во всех деталях наш метод пересчета описан в разделе 2.3.2.

2.3 Наблюдения в ТШВЭ ГАИШ

Первые наблюдения по программе были получены еще в ТШВЭ ГАИШ. Они проводились в условиях стабильной атмосферной прозрачности Тянь-Шаньской высокогорной экспедиции ГАИШ. В качестве приемной аппаратуры выступал одноканальный *WBVR* фотометр, ранее использовавшийся для наблюдений по программам хоздоговорных работ. Этот прибор был усовершенствован автором. Фотоумножитель ФЭУ-79 был заменен на ЕМІ-9863 с фотокатодом того же типа, S-20, чувствительным к излучению вплоть до длин волн 9000Å . Был также изготовлен новый усилитель импульсов для счета фотонов, обладавший улучшенным быстродействием, $\tau=37\text{нс}$. Для этого была использована схема Колпакова и Магницкого [32], в которой для устранения самовозбуждения был исключен один из каскадов усиления. Впоследствии этот усилитель был заменен на более быстродействующий, $\tau=25\text{нс}$, разработанный по схеме Корнилова [33]. Фотометр был установлен на телескопе АЗТ-14А, $D=48\text{см}$, $F=7500\text{мм}$. Для телескопа автором было самостоятельно изготовлено улучшенное часовое ведение на основе термостатированного кварцевого генератора от частотомера ЧЗ-54, синхронный мотор, вращающий полярную ось, был заменен на синхронный мотор меньшей мощности от серийного самописца. Стабилизированная частота переменного тока, выдаваемая блоком часового движения, была подобрана для передаточного числа редуктора нового мотора. Вместо 50 Гц пришлось пода-

вать на мотор 45.5 Гц. Также была предусмотрена возможность изменять скорость вращения в небольших пределах для компенсации погрешностей механики телескопа. После юстировки механики с новым часовым ведением звезда в меридиане могла оставаться в диафрагме 29" не менее 40 минут, что было более чем достаточно для наших наблюдений. Также самостоятельно по схеме Колпакова и Магницкого [34] был изготовлен блок высокого напряжения, обеспечивший высокую стабильность выходного напряжения, в том числе температурную.

Прошедший модернизацию фотометр был тщательно исследован. Для этого были проведены наблюдения 125 звезд из каталога ГАИШ и построены соответствующие калибровочные кривые, см. Рис. 4.

Из данного рисунка видно, что полосы W , V и R смещены относительно фотометрических полос каталога в синюю область. Полоса B при этом смещена в красную область, что представлялось странным, ведь ответственность за смещение инструментальных полос несла кривая спектральной чувствительности фотоумножителя ЕМІ 9863, которая имела не такой длинный красный хвост, как ФЭУ-79, с которыми проводились все наблюдения каталога, и ожидалось, что все полосы окажутся смещенными в синюю область. Причину удалось выяснить при дальнейшем исследовании фотоумножителя ЕМІ 9863. Оказалось, что имеется заметный локальный горб на кривой чувствительности в районе 4400Å , который и смещает полосу B в красную область. Для практического приме-

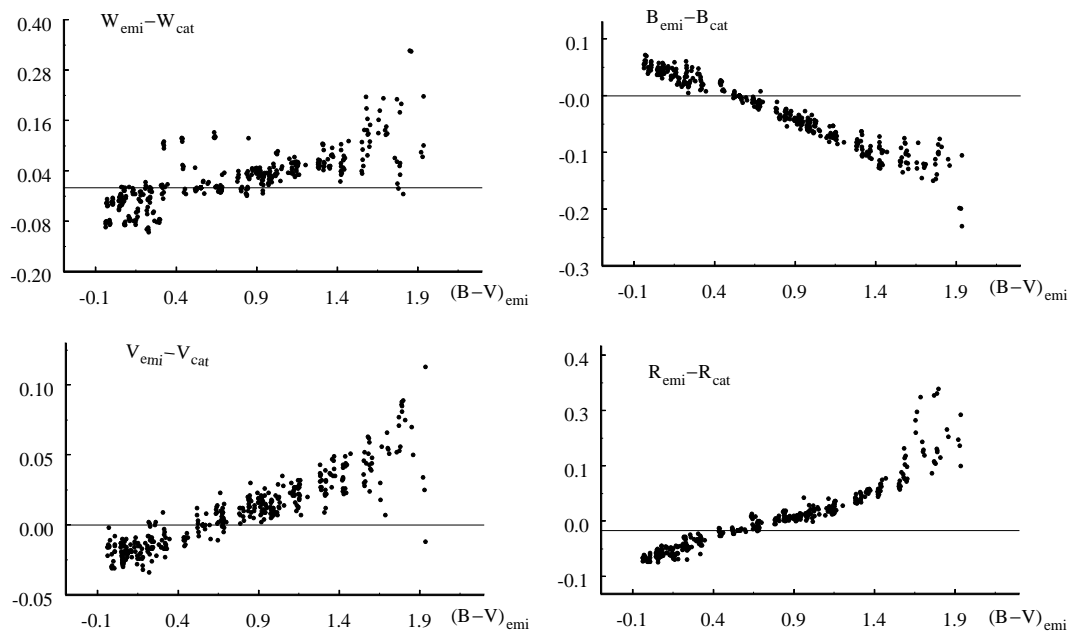


Рисунок 4: Калибровочные кривые для перехода из инструментальной системы одноканального $WBVR$ фотометра в систему каталога ГАИШ. Инструментальная система обозначена как emi , каталог ГАИШ - cat .

нения достаточно использовать линейную аппроксимацию полученных калибровочных кривых, за исключением полосы W . На Рис. 4 хорошо заметно расслоение графика, особенно в районе голубых звезд. Это связано с тем, что некоторые звезды испытывают межзвездное покраснение. Поэтому для правильного перехода из инструментальной системы в стандартную, необходимо сначала установить величину покраснения.

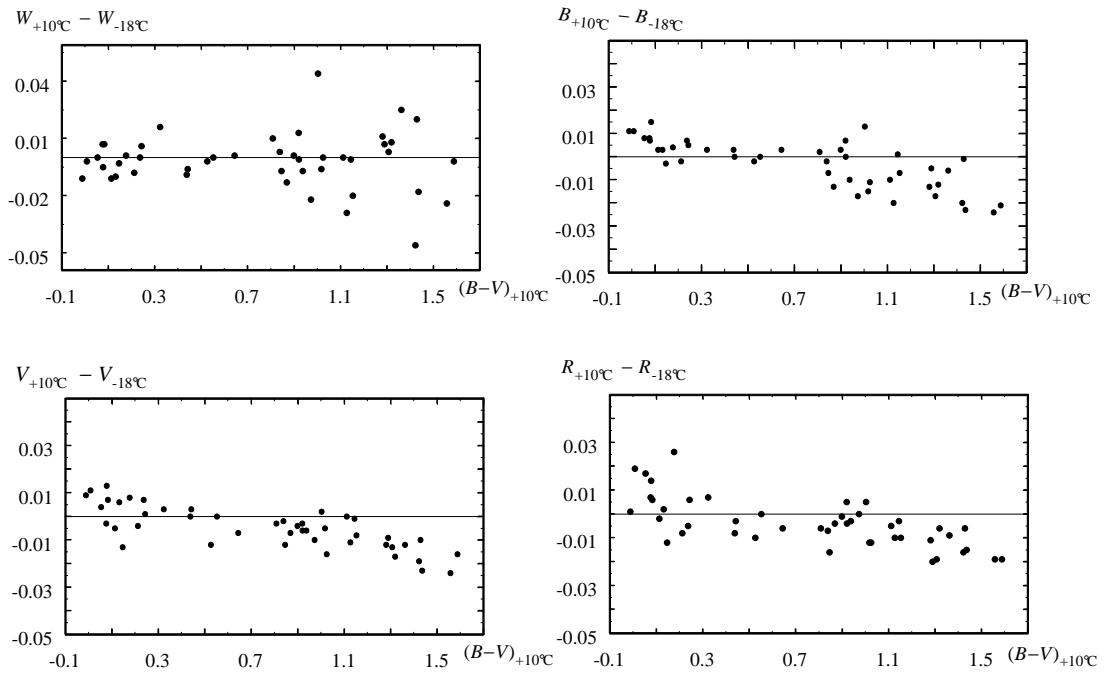


Рисунок 5: Температурная зависимость $WBVR$ фотометра.

Так как наблюдения проводятся круглогодично, при разных температурах окружающей среды, то была проведена проверка температурной стабильности аппаратуры. Известно, что пропускание стеклянных фильтров смещается в красную область при повышении температуры. Но и чувствительность фотоумножителя тоже зависит от температуры. Отдельно измерить оба эффекта затруднительно. Поэтому было решено проверить влияние температуры на инструментальную систему непо-

средственно по звездам. Для этого были выбраны звезды вокруг северного полюса, которые возможно наблюдать круглогодично. Температура летних наблюдений была $+10^{\circ}\text{C}$, зимних: -18°C . На Рис. 5 представлен результат проверки. Видно, что все полосы, кроме W , действительно смещаются в сторону более длинных волн с повышением температуры. Для W смещение практически незаметно, возможно только, что средняя длина волны немного уменьшается. Вероятно, это связано с тем, что в данном светофильтре использован кристалл медного купороса, пропускание которого с температурой меняется слабо.

Полученные калибровки были использованы в относительно-абсолютных фотометрических привязках ряда исследуемых звезд. С данным фотометром были получены новые данные по системам DI Her, SS Lac, BW Aqr, GG Ori, V577 Oph, α CrB, V541 Cyg, QX Cas. В системах SS Lac и QX Cas обнаружено, что затмения исчезли. Это стимулировало научного сотрудника лаборатории астрофотометрии ГАИШ Л.В. Моссаковскую провести исследование звезды SS Lac по фототеке ГАИШ, которое подтвердило наш вывод [35].

С дальнейшим развитием ТШВЭ планировалось значительно расширить программу исследований, для чего на фирме Карл-Цейсс Йена было закуплено два автоматических телескопа с диаметром зеркала 80см. На одном из них предполагалось начать программу по мониторингу всех известных переменных звезд. В качестве приемной аппаратуры пред-

полагалось использование автоматического четырехканального *WBVR* фотометра на дихроичных цветоделителях конструкции Корнилова [36]. Данный прибор аналогичен описанному в [33], но цветоделительный блок на полупрозрачных зеркалах заменен на цветоделительный с использованием многослойных диэлектрических покрытий. Пробные наблюдения были проведены автором в ТШВЭ на телескопе АЗТ-14, спектральное пропускание прибора было исследовано на спектрофотометрической установке, собранной автором в оптической лаборатории ТШВЭ. Основой данного прибора был монохроматор МДР-23 производства ЛОМО, а серым приемником излучения, с помощью которого в абсолютных единицах измерялось излучение за выходной щелью монохроматора, пироэлектрический радиометр PR-200. В ходе выполнения программы планировалось получать порядка 4000 *WBVR* измерений точностью ± 0.0006 за ночь. Пробные наблюдения показали, что такая точность при массовых наблюдениях в условиях высокогорья вполне достижима. Программа наблюдений планировалась как перманентная, в нее должны были включаться вновь открываемые переменные звезды, а для остальных были бы получены непрерывные длительные ряды наблюдений. Таким образом, многие из уже известных затменных переменных звезд были бы проверены на наличие невидимых спутников, а в системах с эллиптическими орбитами можно было подробно исследовать апсидальное движение.

К сожалению, с распадом СССР, ТШВЭ перешла под юрисдикцию

Казахстана, и систематические наблюдения прекратились, а новые телескопы, доставленные в ТШВЭ невероятными усилиями сотрудников лаборатории астрофотометрии ГАИШ во время объединения двух Германий, так и не были введены в эксплуатацию. Интересно, что подобные обзоры получили в настоящее время широкое распространение, например ASAS, ROTSE, спутниковые WASP, Hipparcos. Но только в недавнем обзоре TESS превышена заявленная для ТШВЭ точность. При этом до сих пор не существует многоцветных обзоров, включающих ультрафиолетовые полосы. А ведь без наблюдений в ультрафиолете невозможно определить межзвездное поглощение для конкретной исследуемой звезды.

2.4 Наблюдения с *UBV* фотометром собственной конструкции

2.4.1 Конструкция фотометра и исследование инструментальной системы

После прекращения работы в ТШВЭ встал вопрос о новой инструментальной базе для продолжения наблюдений. В качестве основных наблюдательных пунктов предполагались Южная станция ГАИШ, обсерватории ИНАСАН в Симеизе и Звенигороде. На всех обсерваториях в качестве питающей оптики должны были быть использованы телескопы Цейсс-600. В начале было решено использовать одноканальный фотоэлектрический *UBV* фотометр своей конструкции и изготовления. Прибор получился легким и удобным для наблюдений. Был использо-

ван фотоумножитель ЕМІ 9789В с биалкальным фотокатодом, имеющим красную границу чувствительности в районе $\lambda=7000\text{\AA}$, поэтому полоса R из наблюдений исключалась. Пробные наблюдения на данном приборе были выполнены в Москве на телескопе АЗТ-2, $D=70\text{см}$. Были получены наблюдения DI Her [37] и V541 Cyg [38]. Интересно, что наблюдения DI Her в Москве были синхронными с наблюдениями в ТШВЭ и оказались одинаковой с ними точности: $\pm 0.^m006$. Высокая точность, достигнутая в Москве, позволила, благодаря разности в три часа времени между обсерваториями, совместить наблюдения и получить один полный минимум.

Фотометрическая система прибора была тщательно исследована наблюдениями звезд, имеющих измерения в каталоге ГАИШ. Данные наблюдения были проведены на Южной станции ГАИШ. Всего была измерена 81 звезда, 59 из них имели также величины в каталоге Мермиллио и др. [9]. Это позволило сравнить инструментальную систему нового фотометра с обоими каталогами. Оказалось, что ультрафиолетовая полоса фотометра ближе к W , чем к стандартной U . Последующие наблюдения, в том числе звезд, имеющих измерения в обеих полосах, показали, что переход в любую из стандартных ультрафиолетовых систем возможен с точностью $\pm 0.^m01$. Такая точность более чем достаточна для уверенного измерения межзвездного покраснения и температурной калибровки исследуемых звезд. Для практического применения система W оказалась

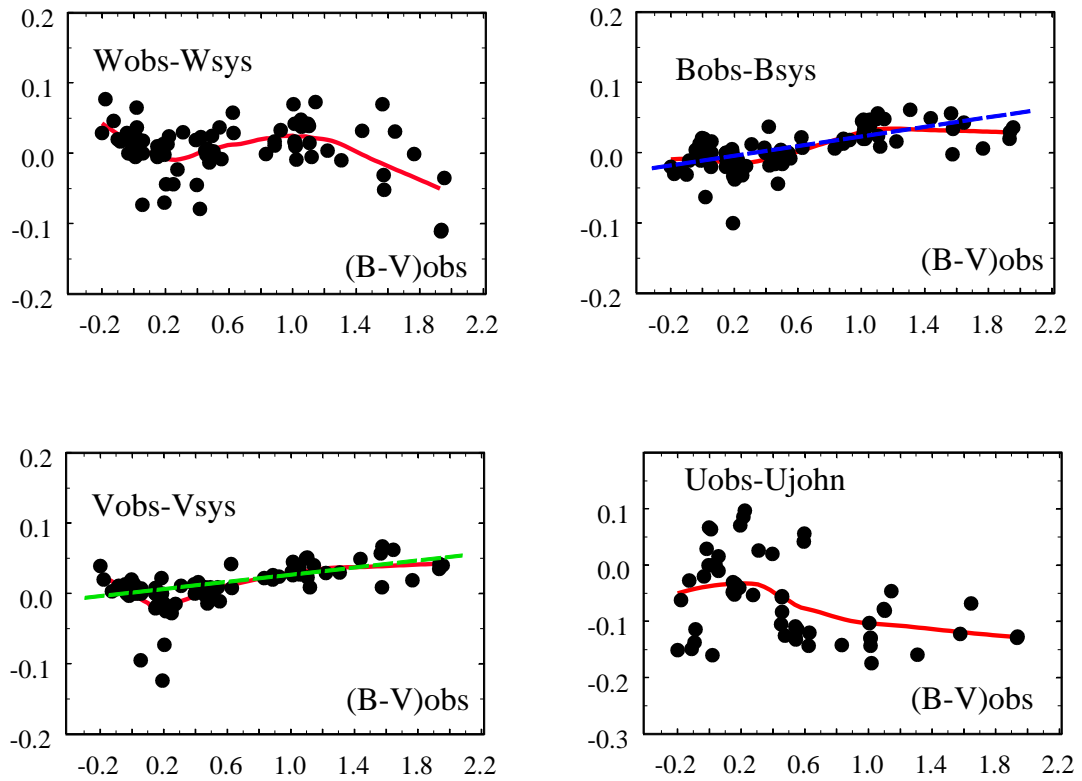


Рисунок 6: Калибровочные кривые UBV фотометра.

удобнее, разброс в ней меньше, см. Рис. 6. К тому же, поблизости от измеряемой области всегда можно найти подходящие звезды 6-7 величины, измеренные в каталоге ГАИШ. При обработке таких наблюдений, взяв одну из этих звезд в качестве вторичного стандарта, можно определить величины всех других звезд. Сравнив пересчитанные в стандартную систему величины со значениями из каталога, мы можем не только оценить точность привязки, но и быстро проверить вторичный стандарт на пе-

ременность, ведь точность данных в каталоге порядка ± 0.01 зв.вел., и бóльший отброс сразу вызовет подозрение. Если одна из звезд имела величины в каталоге Мермиллио и др., то это служило дополнительной проверкой полученных величин и показателей цвета.

Из графиков на Рис. 6 хорошо видно, что для перевода в стандартную систему наблюдений в фильтрах B и V достаточно простой линейной формулы, коэффициенты перехода небольшие.

Для более полной уверенности в пригодности фотометра для точных калибровок было также проведено измерение некоторого количества экваториальных стандартов Ландольта [8]. Результат этих наблюдений подтвердил полученные ранее значения коэффициентов перехода в стандартную UBV систему, см. Таблицу I.

2.4.2 Редукция ультрафиолетовых инструментальных величин в стандартные системы U и W

Остановимся более подробно на методе перевода инструментальных ультрафиолетовых величин в стандартные полосы W и U . Как уже упоминалось ранее, полоса пропускания нашего фотометра с фотоумножителем ЕМІ 9789 ближе к полосе W каталога ГАИШ. Здесь мы говорим именно о системе каталога ГАИШ, которая отличается от системы W , предложенной Страйжисом [39]. В дальнейшем под W *stand* будем понимать именно полосу чувствительности каталога ГАИШ. Подробности об

этой фотометрической полосе можно найти в работе Корнилова, Мирнова и Захарова [40].

При внимательном рассмотрении Рисунка 6 видно, что и зависимость $W_{inst} - W_{stand}$ и $U_{inst} - U_{stand}$ от $B - V$ представляют из себя двуцветные диаграммы. Только в одном случае в качестве более голубого фильтра выступает W_{stand} , а в другом U_{inst} . В остальном графики примерно одинаковые, что говорит о том, что наша ультрафиолетовая полоса должна лежать примерно посередине между стандартными полосами W и U . Поэтому и пересчитывать ее можно примерно с одинаковой точностью в любую из этих фотометрических полос. Так как в своей работе с UBV фотометром я опирался на величины каталога ГАИШ, которые представляются более однородными и точными, чем данные о полосе U из каталога Мермиллио и др., то за основу брались именно величины W . Но наблюдений в полосе U из каталога Мермиллио и др. на порядок больше, поэтому показатели цвета $U - B$ гораздо лучше прокалиброваны по коэффициентам межзвездного поглощения и по спектральным классам. К тому же, наблюдать в системе W на равнинных обсерваториях сложнее из-за более слабого сигнала, чем в полосе U . По этим причинам данная полоса не получила широкого распространения. Было решено вести работу в полосе U .

Для получения U величин исследуемой звезды можно пойти двумя путями. Первый - можно пересчитать величину W из каталога ГАИШ

в величину U , использовать это значение в привязке, получить U_{inst} и потом перевести в U_{stand} . Другой способ это получить W_{inst} объекта, пересчитать ее в W_{stand} и уже потом пересчитать W_{stand} в U_{stand} . При наблюдениях никакой разницы нет, допускается как тот, так и другой подход. Но при обработке оказался более удобным второй подход. При этом для исследуемой звезды мы получим W_{stand} и U_{stand} . Это удобнее. Можно нанести положение исследуемой звезды сразу на две диаграммы, и сравнить оба получающихся значения межзвездного поглощения. Эти данные, хоть обычно и близки, но немного отличаются. Кроме того, при таком подходе при получении величины в полосе W получается на один пересчет меньше, что гарантирует большую точность, чем одна только величина U .

График зависимости разности величины $W_{stand} - U_{stand}$ от $B - V$ представлен на Рисунке 7. Из этого графика следует, что однозначного перехода из одной системы в другую не существует, необходимо учитывать межзвездное покраснение. Для одного и того же значения $B - V$ можно получить величину U , отличающуюся от реальной до 0.2 звездной величины!

Весьма популярным способом трансформации инструментальной системы U в стандартную является построение зависимости разности инструментальной и стандартной величины от показателя цвета $U - B$. Почему-то бытует мнение, что данная зависимость более точная, чем от

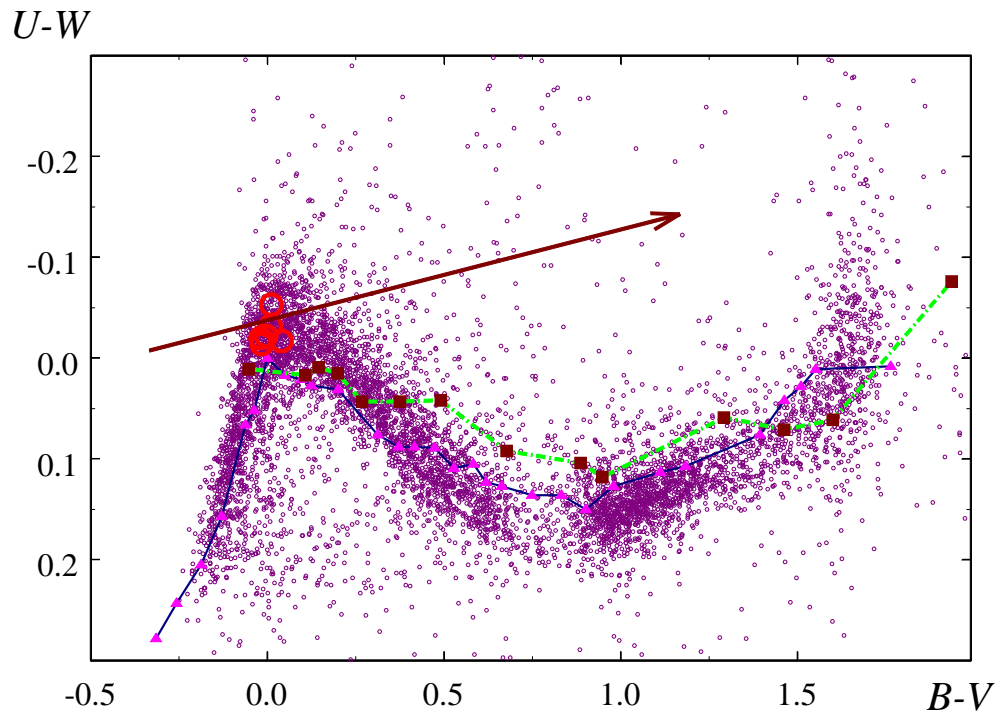


Рисунок 7: Связь двух ультрафиолетовых величин в зависимости от показателя цвета $B - V$. Стрелкой указано направление линии межзвездного поглощения. Кружки в районе $B - V = 0.0$ соответствуют положению семи стандартных звезд A0 Джонсона. Штриховая линия - теоретическое положение непокрашенных звезд III класса светимости, сплошная - V класс светимости.

$B - V$, и обеспечивает безошибочный пересчет. На деле это не так. На Рисунке 8 показан случай, когда в качестве инструментальной и более голубой системы взята стандартная полоса W . На графике видно, что звезды спектральных классов от A0 до G0 попадают примерно в одну и ту же область. Обычно у наблюдателя нет в распоряжении большого

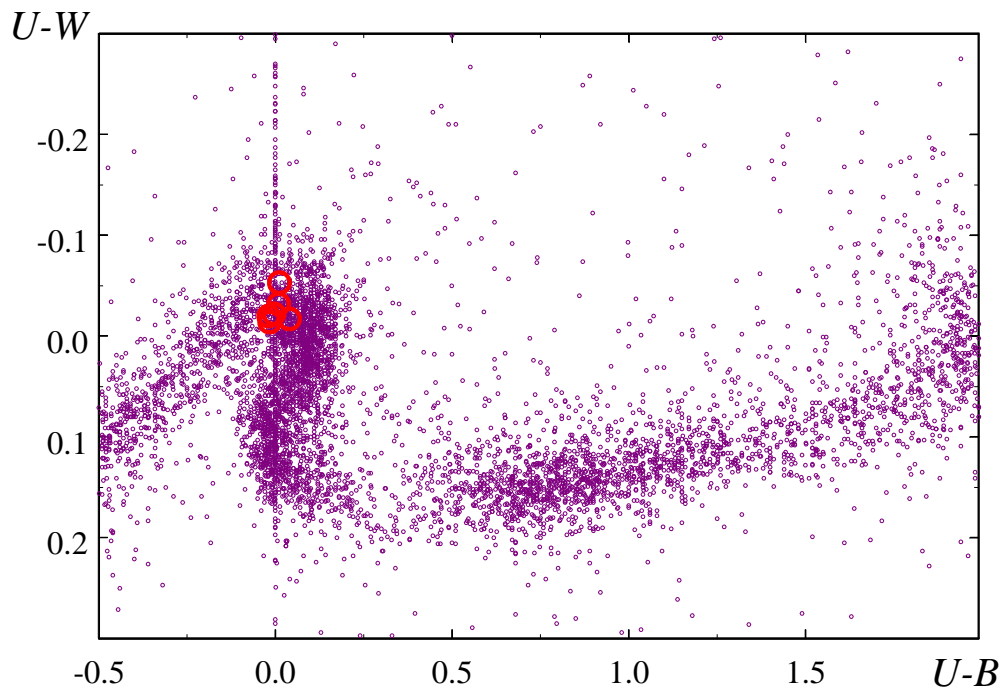


Рисунок 8: Связь двух ультрафиолетовых величин в зависимости от показателя цвета $U - B$. Кружки в районе $U - B = 0.0$ соответствуют положению семи стандартных звезд спектрального класса A0, выбранных Джонсоном для калибровки своей системы.

количества наблюдений. На представленных графиках имеется порядка 5 тысяч индивидуальных точек. Обычно для калибровки измеряется максимально несколько десятков звезд, которые на подобном графике создают облако точек с большим разбросом. Разброс обычно приписывают ошибкам измерения в ультрафиолетовом фильтре и проводят через облако прямую линию. Полученные таким образом значения могут иметь

ошибку до 0.2 звездных величин.

Также из графиков на Рисунках 7, 8 хорошо видно, что условие равенства нулю суммы показателей семи звезд A0, использованных Джонсоном для калибровки своей системы, для каталога ГАИШ не выполняется, их среднее значение $W - B = +0.028$.

2.4.3 Линейность аппаратуры

Несколько слов о линейности аппаратуры. Для регистрации светового потока от исследуемой звезды применяется метод счета фотонов. Каждый регистрируемый фотон вызывает на выходе фотометра импульс тока, который учитывается специальным счетчиком. Естественно, регистрируются не все фотоны, квантовый выход приемника всегда меньше единицы. Но это не главное. Импульсы имеют определенную продолжительность и распределены по времени прихода случайным образом. Поток фотонов имеет Пуассоновское распределение, т.е. время прихода отдельного фотона не связано с приходом других фотонов. Поглощенный фотокатодом фотон выбивает фотоэлектрон, который попадает в фотоумножителе в систему динодов, и за счет вторичной эмиссии из динодов образует облако электронов количеством до 10^6 единиц на выходе из прибора. Это эквивалентно импульсу тока, который выделяется на выходном сопротивлении. Если это сопротивление имеет небольшое значение, обычно 50 Ом, то на выходе регистрируется импульс, имеющий

некоторую ненулевую длительность. При значительном регистрируемом потоке света возможно наложение отдельных импульсов, что приводит к просчетам - два импульса учитываются как один. Особенно это заметно для ярких объектов. Процент таких просчетов возможно учесть по простой формуле:

$$N = \frac{N_{obs}}{1 - \tau N_{obs}} \quad (2)$$

где N - количество фотонов, поглощенное фотокатодом, N_{obs} - зарегистрированное приемной аппаратурой количество импульсов, τ - мертвое время приемной аппаратуры. Мертвое время характеризует минимальное расстояние между пришедшими импульсами, при котором они еще регистрируются по отдельности. Оно складывается из суммарного мертвого времени фотоумножителя, усилителя импульсов, и счетчика импульсов. В данном фотометре усилитель импульсов был собран по схеме Корнилова, см. [33] и имел собственное мертвое время порядка $\tau \approx 5$ нс. Примерно столько же добавлял счетчик импульсов. Это небольшие величины. Основной вклад вносили сами фотоумножители. Мертвое время с биалкальным фотоумножителем ЕМІ 9789 $\tau=0.31-0.37$ нс оказалось больше, чем в случае ЕМІ 9863 или ФЭУ-79, $\tau=0.25$ нс. Это связано с жалюзийной системой динодов фотоумножителя ЕМІ 9789. В фотоумножителях ЕМІ 9863 и ФЭУ-79 используется корытообразная система динодов с фокусировкой пучка электронов, при которой импульс прохо-

дит через ФЭУ быстрее и не так размывается, как в случае жалюзийной системы. При привязках к ярким звездам из каталога ГАИШ учет нелинейности был особенно важен. Также принципиальным моментом было слежение за стабильностью этой величины. Хорошо известно, что со временем стеклянные колбы фотоумножителей пропускают некоторое количество содержащегося в обычном воздухе гелия. После этого в колбе при прохождении электронного облака возникает разряд, вспышка от которого может повторно фиксироваться фотокатодом. При этом измеренное мертвое время может либо уменьшиться, на начальных стадиях поражения фотоумножителя, либо вообще перестать определяться. Это хорошо показала попытка использовать в фотометре старые (а других уже и нет) фотумножители ФЭУ-79 при наблюдениях в ближнем инфракрасном диапазоне звезды α CrB в 2008-м году на обсерватории ИНАСАН в Звенигороде. Сигнал при наблюдениях менялся скачками, статистическая точность отдельного измерения ухудшилась многократно, с 0.5 примерно до 3 процентов. При включении ФЭУ обычным способом, с помощью усилителя тока, данный эффект проявляется в виде увеличения коэффициента усиления, что было замечено Н.А. Абраменко в КраО при исследовании ФЭУ-79 из последней полученной ГАИШ в начале 90-х годов партии фотоумножителей. Стабильность при этом теряется, и для наблюдений такой фотоумножитель непригоден.

Для определения мертвого времени аппаратуры был использован ме-

тод измерения растущих на рассвете фонов в двух диафрагмах разного диаметра. Необходимо, чтобы размеры диафрагм отличались не менее, чем в два раза. Проверки проводились регулярно, обычно несколько раз за сезон. Так как уровень дискриминации усилителя конструкции В.Г.Корнилова зависит от температуры, то его приходилось менять при значительных, более чем на 5 градусов, изменениях ночных температур. В усилителе предусмотрена такая регулировка. В связи с этим немного изменялось и мертвое время приемной аппаратуры. Если в данную ночь проводились наблюдения ярких звезд, сигнал от которых превышал 200000сек^{-1} , мертвое время на рассвете измерялось обязательно. Весь процесс не очень утомителен и занимает порядка 5 минут. Тут важно не упустить момент быстрого роста фонов, который наступает внезапно.

Таким образом, можно констатировать, что нелинейность аппаратуры учитывалась правильно и никакой погрешности в наши измерения не вносила.

2.5 Наблюдения с помощью ПЗС-матриц

При наблюдениях с фотумножителями принципиально невозможно обеспечить одновременное измерение одним и тем же прибором звезды сравнения, исследуемой звезды, и фона неба. Поэтому измерения идут по схеме стандарт-звезда-стандарт и иногда измеряется фон. В случае если фон меняется быстро, например при восходе или заходе Луны, или

наличии небольших перистых облаков, то фон записывается после каждого измерения исследуемой звезды и звезды сравнения. Таким образом, для достижения максимальной точности измерений необходима стабильность атмосферной прозрачности. При нестабильных условиях можно попытаться наблюдать в одной фотометрической полосе с максимально быстрым переводом телескопа со звезды на стандарт и обратно. В нашем конкретном случае удавалось добиваться времени между двумя последовательными измерениями чуть меньше минуты. В ручном режиме такие наблюдения весьма утомительны, но возможны. Автором были проведены соответствующие эксперименты, которые дали неплохие результаты даже при наличии небольших перьевых облаков. После отбрасывания явных отскоков и усреднения оставшихся измерений, достигалась точность лучше $\pm 0.^m01$, но только для достаточно ярких звезд. Так при наблюдениях α CrB в крайне сомнительных условиях высоких перистых облаков был удачно записан вторичный минимум, глубина которого всего 2%. Пожалуй даже, это были самые удачные наблюдения данной звезды, превзошедшие наблюдения в ТШВЭ, где условия были почти идеальными. Конечно же, успеху помог накопленный опыт, запись велась максимально быстро, не обращалось внимание на отскакивающие отсчеты, ставка делалась на последующую обработку. Обычно в таких условиях наблюдения просто прекращаются, тем более, что Цейсс-600 в Крыму, на котором велись наблюдения, уступает по удобству и ско-

рости наведения телескопу АЗТ-14 в ТШВЭ. При наблюдениях более слабых объектов такая методика не спасает, основную ошибку вносит переменный фон, поэтому скорость перевода с объекта на объект необходимо еще более увеличить, а это уже невозможно. В условиях Крыма и Подмосковья мало ночей даже с переменной прозрачностью, не говоря уже об исключительно стабильных условиях. Поэтому получить продолжительные серии наблюдений для достаточно большого числа объектов представлялось невыполнимой задачей.

Настоящий прорыв в фотометрических наблюдениях произошел с приобретением ГАИШ МГУ первых ПЗС матриц. Приборы с зарядовой связью обеспечивают автоматическое измерение одновременно и звезды сравнения, и фона, и самого объекта. Пробные наблюдения показали, что количество пригодных для наблюдений ночей увеличивается в несколько раз. После поступления в ГАИШ двух матриц VersArray 1300x1340 и VersArray 512UV автором был изготовлен блок перевода фильтров на 6 позиций и комплект стеклянных светофильтров. За основу была взята система *UBVRI* Джонсона с добавлением, по просьбе Д.Ю. Цветкова, фильтра *Rc* Казинса. Было бы полезно добавить еще и фильтр *Ic* Казинса, но для него уже просто не было места в колесе светофильтров.

В случае ПЗС-матриц калибровка инструментальной фотометрической системы по отдельным звездам достаточно трудоемка. Есть более простой и быстрый способ. Достаточно сделать несколько снимков ком-

пактного скопления, содержащего максимально разнесенные по показателям цвета звезды. Наиболее удобным скоплением для северного неба является М67. Для перехода в стандартную систему были использованы величины звезд скопления, опубликованные в работах Джонсона и Сэндиджа [10], Мендозы [41], Эггена и Сэндиджа [42]. Звездные величины в системе Казинса R_c были взяты из работы Джонера и Тейлора [43]. Так как в скоплении М67 не так уж много голубых звезд и, к тому же, блеск их, возможно, меняется, то была осуществлена дополнительная проверка фотометрической системы непосредственно по экваториальным стандартным звездам из работы Ландольта [8]. Ландольт использовал систему Казинса, поэтому для фотометрических полос Джонсона R , I эти стандарты были адаптированы Моффетом и Барнсом [11]. Результаты калибровочных наблюдений представлены на Рис. 9. Недостаток голубых звезд в скоплении М67 и довольно значительный разброс величин для оставшихся звезд приводит к некоторой неопределенности коэффициентов, определяемых для перехода в стандартную систему. Для большей надежности в несколько ночей в 2017-м году было измерено несколько стандартов из списка Моффета и Барнса (Ландольта). Эти измерения показаны на тех же рисунках большими заполненными кружками. Такая взаимная проверка не только уточнила переводные коэффициенты и придала им дополнительной надежности, но и выявила ошибки в звездных величинах экваториальных стандартов. Например, звезда, обозна-

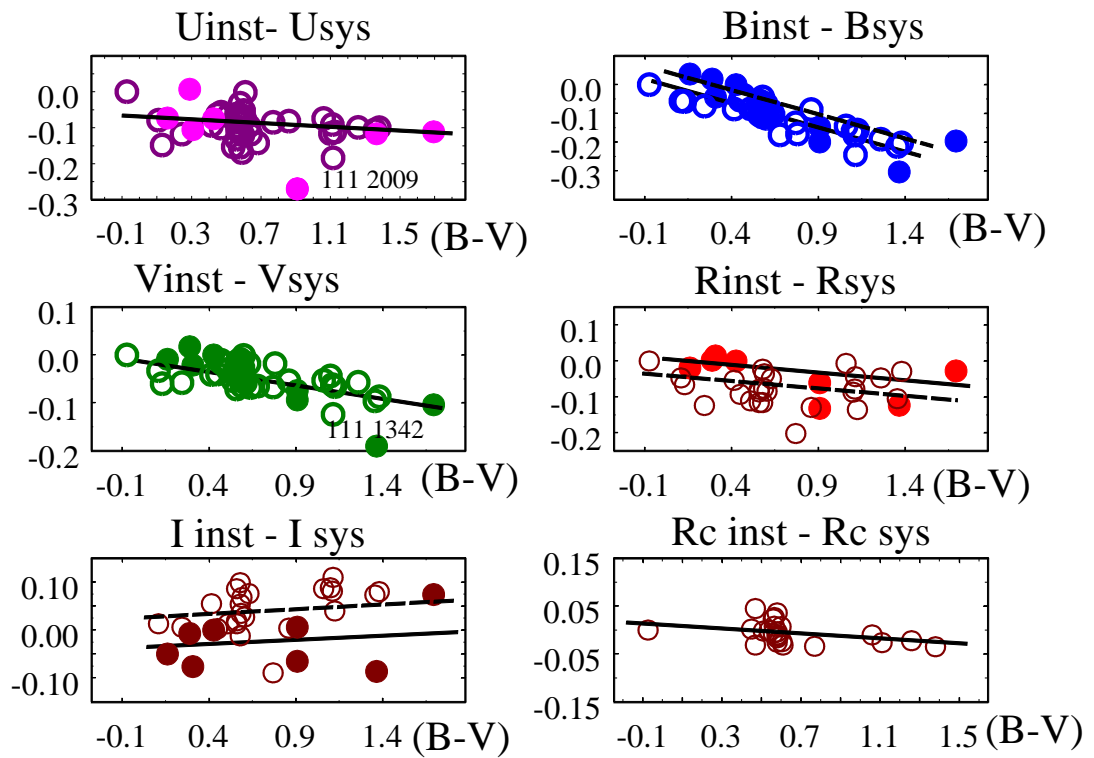


Рисунок 9: Калибровочные кривые $UBVRIRc$ фотометра, построенного на основе ПЗС матрицы VersArray 512UV. Кружки – данные по скоплению М67, заполненные кружки – экваториальные стандарты Ландольта. Указаны номера стандартов, имеющих ошибочные значения. В полосах B , R , I наблюдается заметное отличие нуль-пунктов звездных величин экваториального каталога Ландольта и принятого Джонсоном для скопления М67.

ченая в [11] номером 111 2009, показывает значительные отклонения от опубликованных значений. Возможно, это связано с переменностью звезды, но, может быть, обусловлено изначально плохими измерениями. Эта звезда присутствует в каталогах Ландольта вплоть до 1982 года, [7] и включена в работу Мензеса и др. 1991 г [44], когда была проведена

проверка величин стандартных звезд из работ Ландольта. Принципиальных уклонений найдено не было, но в работе Ландольта 2009 года [8] этой звезды уже нет. Вероятно, это подтверждает наш вывод о непригодности данного стандарта.

На Рис. 9 также видно, что, хотя угол наклона калибровочных прямых, определяемый по скоплению М67 и экваториальным стандартам, одинаков, но абсолютный уровень для некоторых фотометрических полос отличается. Это говорит о систематических разностях нуль-пункта шкалы абсолютно-относительных звездных величин для разных участков неба. В полосе B отличие составляет $0.^m05$, что довольно много, ведь в полосе V такой разности нет, и получается, что показатели цвета $B - V$ в скоплении и на экваторе тоже отличаются на константу.

Таким образом, мы постарались максимально использовать в работе все преимущества многоцветной фотометрии. Если ранее Д.Я.Мартыновым и Х.Ф.Халиуллиным практиковались наблюдения в одной только полосе V , а наблюдения в остальных спектральных полосах проводились только на плато и на дне минимумов, то сейчас мы стараемся получать полные кривые блеска во всех полосах.

2.6 К вопросу о природе ночных поправок

В самом начале своей работы, еще при использовании фотоумножителей, когда опыт наблюдений только накапливался, было обнаружено, что

разности величин двух постоянных звезд, например, звезды сравнения и контроля, от ночи к ночи систематически отличаются. Это происходило даже тогда, когда звезды находились близко друг от друга на небесной сфере и были примерно одинакового спектрального класса. В условиях отличной прозрачности Тянь-Шаньской высокогорной обсерватории такие несоответствия списывались на микропеременность звезд, считавшихся ранее постоянными. Точно таким же образом менялся обычно и внезатменный уровень исследуемой затменной звезды. Поправки составляли несколько тысячных звездной величины.

Кроме того, в более ранних исследованиях некоторых звезд было обнаружено, что и другие исследователи столкнулись с похожим эффектом и даже значительно бóльшей амплитуды. Так, например, Поппер в своей работе по DI Her, [45], использовал наблюдения Мартынова и Халиуллина [21] и счел нужным отметить, что внезатменные уровни в две даты JD 2442233 и JD 2442655 отличаются на 0.009^m , см. Рис. 5 из работы Поппера, 1982 [45]. При этом Поппер высоко отзывается о качестве фотометрических наблюдений Мартынова и Халиуллина и приводит данное расхождение, как пример часто встречающегося эффекта даже в наблюдениях чрезвычайно высокого качества. Неучет указанной разности оказывает влияние на определение точного момента минимума. Когда на ранних этапах работы я не учитывал ночные поправки, момент минимума JD 2442655 уклонился от эфемериды на 1.5 минуты, что бы-

ло совершенно неприемлемо, и долгое время оставалось необъясненным случаем.

Другим наглядным примером послужили мои собственные наблюдения α CrV и сравнение их с данными Крон и Гордон [46]. На Рис. 4 из работы Томкина и Поппера 1986г. [47] представлены оригинальные наблюдений Крон и Гордон. Хорошо видно, что различные ночи наблюдений совпадают между собой крайне плохо. Крон и Гордон при обработке данного материала просто усреднили все точки чтобы получить нормальную кривую. Томкин и Поппер [47] просто отбросили сильно отклоняющиеся целые ночи наблюдений. Результаты обоих исследований оказались примерно одинаковыми, среднее уклонение составило для одной точки $\pm 0.006^m$. Точно с таким же разбросом от ночи к ночи столкнулся при наблюдениях данной звезды и я сам. Использувавшаяся аппаратура была гораздо более точной, фотоэлектрический фотометр на счете фотонов с интерференционными фильтрами в условиях высокогорной обсерватории против фотоэлемента с широким красным фильтром в условиях равнинной обсерватории. Тем не менее, характер разброса наблюдений в ТШВЭ был примерно таким же, как у Крона и Гордона. Никакие эффекты атмосферы объяснить данное явление не могли. Оставалось только принять за факт небольшую физическую переменность самой α CrV.

После того, как была установлена необходимость введения ночных поправок, оба наблюдательных ряда были обработаны одинаковым спо-

собом. Сначала была решена кривая блеска как она есть, затем методом последовательных итераций были определены ночные поправки для каждой наблюдательной ночи, по ходу итераций кривая блеска решалась заново и параметры модели уточнялись. В результате была достигнута точность $O - C \pm 0.0048^m$ для наблюдения Крона и Гордона, и $\pm 0.0034^m$ для узкополосных наблюдений ТШВЭ. При этом обе кривые блеска идеально совпали между собой и позволили впервые определить скорость апсидального вращения.

В дальнейшем поиск ночных поправок стал рутинной операцией при обработке всех наблюдений затменных переменных. Наблюдения с помощью ПЗС ничем в данном случае не выделялись. В качестве примера, объясняющего эффект, рассмотрим космические наблюдения наивысшей точности TESS. Нами исследована V839 Cep, была достигнута точность наземных наблюдений $\pm 0.006^m$ и при решении кривых блеска учтены ночные поправки, которые доходили до $\pm 0.008^m$. Затем были взяты для решения наблюдения TESS. Звезда оказалась двузатменной, того же типа, что и подробно исследованная в данной работе BU CMi. На Рис. 10 представлен график изменений блеска более слабого оптического спутника "B" с периодом 4.075 суток. Хорошо виден остаточный разброс на плато и в минимумах.

Когда при решении кривой блеска был применен тот же метод ночных поправок, точность решения улучшилась до $\pm 0.00135^m$, см. Рис. 11.

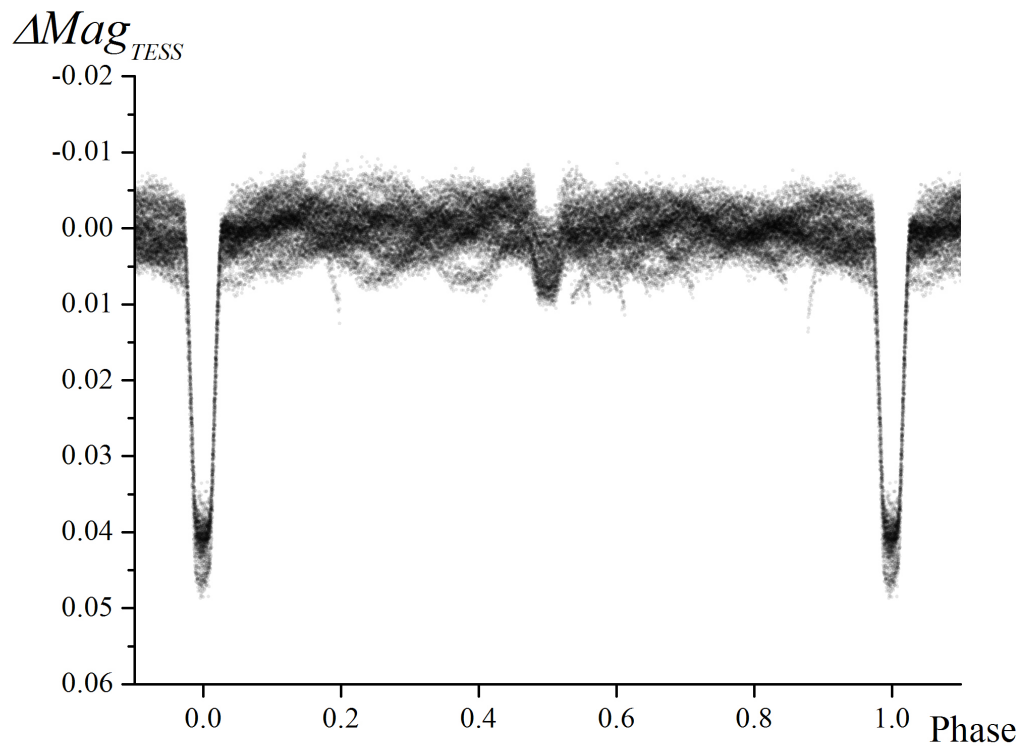


Рисунок 10: Кривая блеска оптического компонента "В" звезды V839 Ser по наблюдениям TESS. Разброс $\pm 0.0028^m$

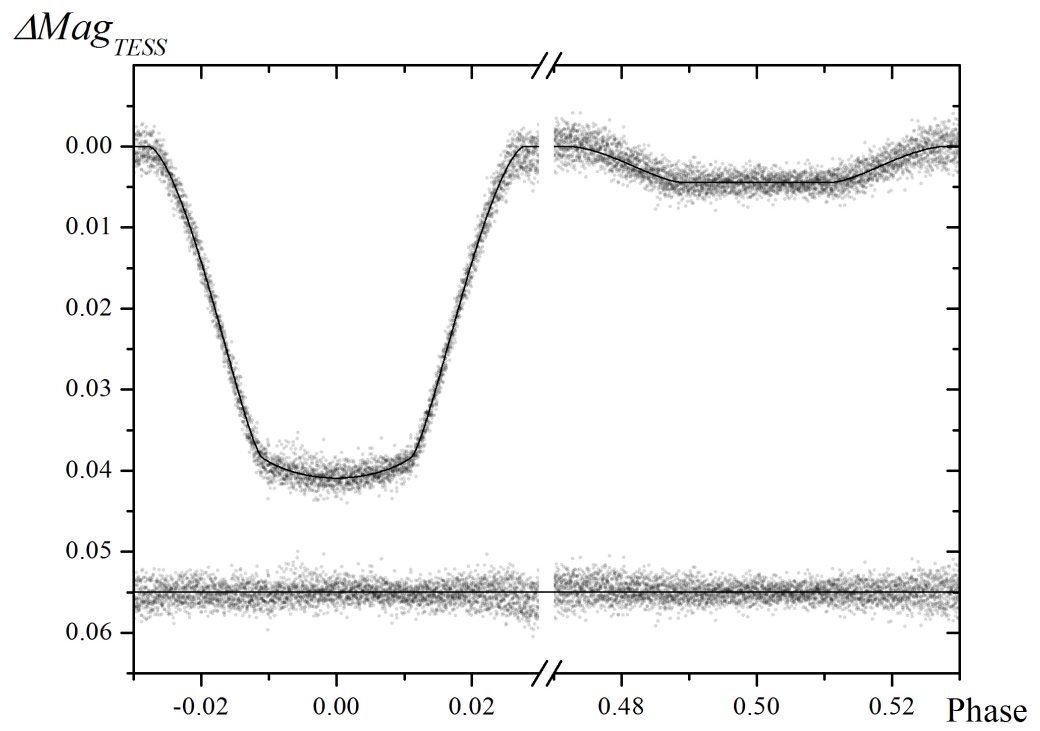


Рисунок 11: Решение кривой блеска оптического компонента "В" звезды V839 Сер по наблюдениям TESS с учетом ночных поправок. Разброс $\pm 0.00135^m$

Ночные поправки при этом оказались того же порядка, что и для других звезд - $\pm 0.006^m$. Таким образом, в данном конкретном случае причиной возникновения поправок оказалась физическая переменность компонентов. Периоды пульсаций близки к суткам, поэтому в течение наблюдательной ночи простое изменение уровня практически устраняет влияние колебаний.

Таким образом, при повышении точности наблюдений лучше 0.01^m мы подходим к такому факту, что практически любая звезда обнаруживает в этих пределах переменность. Если не удастся найти закона изменения внезатменного блеска, то можно использовать термин "шум звезды" для обозначения появления ночных поправок.

Глава 3. Математический аппарат

3.1 Теоретическое обоснование

Среди всего многообразия двойных звезд особое место занимают затменные системы, обладающие значительным эксцентриситетом. Оставив в стороне вопрос о происхождении двойных систем (детальной общепринятой теории пока нет), остановимся на тех возможностях, которые предоставляют сравнительно простые фотометрические наблюдения данных объектов. Известно, что двойные звезды не являются идеальными сферами. Форма компонент даже в хорошо разделенных парах чувствительна к взаимному притяжению, компоненты слегка вытянуты по направлению друг к другу. Трехосный эллипсоид вращения является хорошим приближением даже при сильной деформации. Кроме того, звезды вращаются, а, значит, испытывают действие центробежных сил, которые сплющивают их у полюсов вращения. В результате, силы, которые действуют на центр масс каждой из звезд, немного отличаются от закона обратных квадратов. В случае эксцентричных орбит это приводит к тому, что орбиты компонентов вокруг общего центра масс оказываются незамкнутыми. Иными словами, можно представить дело так, что большая ось эллипса (линия апсид) поворачивается в пространстве. Направление поворота при этом совпадает с направлением орбитального вращения. Скорость вращения пропорциональна степени отклонения

формы звезды от идеальной сферы. Рассел [12] первым провел теоретические исследования этого эффекта. В последовавших за этим работах Чандрасекара [48], Коулинга [49] и Стерна [50] авторы определили, что задача определения теоретически ожидаемой угловой скорости вращения линии апсид сводится к определению неких параметров k_j , характеризующих степень концентрации вещества звезды к ее центру. Эти параметры имеют эволюционный статус, уменьшаясь при сжатии звезды и увеличиваясь при ее расширении. Параметры задаются следующими соотношениями (см., например, Халиуллин, [51]):

$$k_j = \frac{j + 1 - \eta_j(R)}{2(j + \eta_j(R))} \quad (3)$$

где функции $\eta_j(r)$ принимают нулевые значения в центре звезды ($r = 0$) и задаются следующими дифференциальными уравнениями первого порядка:

$$r \frac{d\eta_j}{dr} + 6 \frac{\rho(r)}{\bar{\rho}(r)} (\eta_j + 1) + \eta_j (\eta_j - 1) = j(j + 1), j = 2, 3, 4. \quad (4)$$

Индекс j определяет порядок параметра, r – расстояние от центра звезды до данного слоя, $\rho(r)$ – плотность на расстоянии r от центра звезды, $\bar{\rho}(r)$ – средняя плотность внутри сферы с радиусом r , R – радиус звезды. Уравнение 4, называемое уравнением Радо, решается одним из численных методов решения дифференциальных уравнений при заданном модельном распределении плотности $\rho(r)$ по радиусу звезды. Величины

k_j называются параметрами внутренней структуры звезды. Для нашей работы практическую ценность имеют только параметры второго порядка k_2 . Параметры более высоких порядков дают пренебрежимо малый вклад в апсидальное движение. С использованием параметров k_2 теория вращения линии апсид за счет приливной и вращательной деформации компонент приводит к следующему соотношению:

$$\frac{P}{U_{class}} = C_1 k_{2,1} + C_2 k_{2,2} \quad (5)$$

Здесь P – аномалистический орбитальный период, U_{class} – период вращения линии апсид за счет приливной и вращательной деформации компонент. Очевидно, что скорость вращения линии апсид выражается формулой:

$$\dot{\omega} = \frac{2\pi}{U_{class}} \quad (6)$$

Индексы у констант C_i и вторые индексы у параметра $k_{2,i}$ обозначают принадлежность к главному ($i = 1$) или вторичному ($i = 2$) компоненту. Константы C_i следующим образом зависят от геометрических и физических характеристик компонентов:

$$C_i = \left(\frac{R_i}{a}\right)^5 \left\{ \frac{m_{3-i}}{m_i} 15f(e) + \left(\frac{\omega_{r,i}}{\omega_k}\right)^2 \left(1 + \frac{m_{3-i}}{m_i}\right) q(e) \right\} \quad (7)$$

где

$$f(e) = \left(1 + \frac{3}{2}e^2 + \frac{1}{8}e^4\right) \frac{1}{(1 - e^2)^5} \quad (8)$$

и

$$q(e) = (1 - e^2)^{-2} \quad (9)$$

Здесь R_i , m_i , и $\omega_{r,i}$ – соответственно радиусы, массы и угловые скорости осевого вращения компонентов, a – большая полуось относительной орбиты, e – эксцентриситет, ω_k – средняя угловая скорость орбитального вращения. Обычно принимается $i = 1$ и обозначение "главный" для более массивного компонента. Но возможны и отклонения: в затменных звездах главным компонентом считается звезда, затмеваемая в более глубоком минимуме. При наличии значительного эксцентриситета орбиты системы эта звезда не всегда имеет большую поверхностную яркость и массу. Предполагается, что векторы осевого и орбитального моментов компланарны. Формулы, учитывающие эффекты непараллельности осевых и орбитального моментов, приводятся далее. Измерив все величины, входящие в 5 и 7, можно найти наблюдаемое значение k_2^{obs} . Из модельных расчетов определяют распределение плотности по радиусу звезды $\rho(r)$, после чего из решения уравнения Радо можно получить значение k_2^{theor} . Но, к сожалению, из одного уравнения невозможно определить два неизвестных параметра. Облегчает положение то, что большинство исследуемых затменных систем со значительным эксцентриситетом состоят из близких по параметрам звезд. Поэтому можно либо просто принять равенство констант k_{2i} , либо проводить вычисления ожидаемой скорости

апсидального движения $\dot{\omega}_{class}$, используя средневзвешенное значение:

$$k_2^{theor} = \frac{C_1 k_{2,1}^{theor} + C_2 k_{2,2}^{theor}}{C_1 + C_2} \quad (10)$$

где веса C_i определяются из соотношения 7.

Надо отметить еще один немаловажный момент. Данные об осевом вращении компонентов обычно скудны и ненадежны. Теоретические оценки показывают, что приливное трение должно приводить к быстрой синхронизации орбитального и осевого вращения в тесной двойной системе (ТДС). При наличии ненулевого эксцентриситета не совсем ясно, какую именно скорость принять для выполнения условия синхронизации. Свингс [52] на основе статистических исследований предложил считать таковой угловую орбитальную скорость в периастре. Современные исследования, например, Кларет и Гименез [53], это подтверждают. Поэтому при отсутствии наблюдательных данных о скорости осевого вращения компонент принимают:

$$\left(\frac{\omega_{r,1}}{\omega_k} \right) = \left(\frac{\omega_{r,2}}{\omega_k} \right) = \frac{1 + e}{(1 - e)^3} \quad (11)$$

Уравнение 7 было получено в предположении, что орбитальный период двойной системы значительно превышает периоды собственных свободных колебаний компонентов, см., например, работы Коулинга [49] и Стерна [50]. При достаточно коротких орбитальных периодах возникает необходимость в учете динамической поправки к формуле 7, возникаю-

щей в результате эффектов, зависящих от способности звезды сжиматься, и вследствие резонансов между динамическими приливами и модами свободных колебаний звезд. Эффект может проявиться как в сторону увеличения, так и в сторону уменьшения классического апсидального вращения, в зависимости от степени синхронизации осевого и орбитального вращения звезд в периастре, Кларет и Виллемс, [54]. Этот эффект для рассматриваемых в данном исследовании звезд оказался незначительным. Кроме того, существует еще релятивистский вклад во вращение линии апсид, связанный с искажением пространства-времени вблизи массивных тел, Леви-Чивита, [13]. Релятивистский эффект действует в том же направлении, что и классический, зависит от массы звезд, эксцентриситета орбиты, и расстояния между компонентами двойной. Для массивных звезд ранних спектральных классов, а таких известно немало среди затменных переменных благодаря наблюдательной селекции, релятивистский вклад может превышать классический в несколько раз. Учитывать релятивистский вклад во вращение линии апсид удобно по формуле из [51]:

$$U_{rel} = 1.81 \cdot 10^3 \cdot \frac{P^{5/3}(1 - e^2)}{(m_1 + m_2)^{2/3}} \quad (12)$$

где орбитальный период следует выражать в сутках, массы компонентов в солнечных массах, численный коэффициент при этом подобран так, что период релятивистского обращения линии апсид U_{rel} выразится в годах. Подобный эффект, но в значительно меньшем масштабе, наблюдается

в Солнечной системе у Меркурия. До недавнего времени, являясь одним из самых значительных по величине наблюдаемых релятивистских эффектов, он служил неким тестом теории гравитации Эйнштейна и сослужил хорошую службу, т.к. вновь привлек внимание к такой рутинной области практической астрофизики, как фотометрия затменных звезд, см. работы Рудкьобинг, [55]; Мартынов и Халиуллин, [21]; Кох, [56]. Но относительно недавно были обнаружены двойные пульсары на эллиптических орбитах, где релятивистские эффекты в сотни раз больше, Халз и Тейлор [57], и наблюдения затменных потеряли свое значение в качестве теста теории относительности. На первое место опять выдвинулась задача определения констант внутреннего строения звезды для проверки существующих эволюционных расчетов. Надо отметить, что именно первые определения данных параметров из наблюдений нескольких таких систем в середине прошлого века привели к пониманию того, что вещество звезд гораздо более сконцентрировано к их центру, чем это считалось в начале становления теории внутреннего строения звезд, см. Шварцшильд, [58]; Матис, [59]; Семенюк и Пачиньский, [60].

Совокупное действие классического и релятивистского эффектов равно простой сумме: $\dot{\omega}_{theor} = \dot{\omega}_{class} + \dot{\omega}_{rel}$. После надлежащего учета релятивистского эффекта мы можем определить константы k_2 и сравнить теорию с наблюдениями. Очевидно, что при таком сравнении мы должны получить согласие масс, радиусов, и температур каждой из компонент с

принятой теоретической моделью звезд при одном химическом составе и возрасте. К сожалению, химический состав из одних лишь фотометрических наблюдений определяется плохо, что вносит дополнительные трудности при выборе адекватной модели. Полного согласия между теорией и наблюдениями в каждом конкретном случае до последнего времени не было. Но наблюдающееся уменьшение расхождений (за счет уточнения теории и накопления наблюдательных данных) говорит о том, что мы находимся на верном пути. Количество параметров, которые необходимо учитывать при решении задачи, довольно велико, и не все поддаются точному учету. Например, появившиеся в начале 90-х годов новые данные о коэффициентах непрозрачности, Роджерс и Иглесиас, [61] и, соответственно, измененные параметры k_2 , Кларет и Гименес, [53] привели для некоторых систем либо к совпадению теоретических расчетов с наблюдениями, либо значительно уменьшили расхождение. Самым сложным параметром для наблюдений является на данный момент осевое вращение звезд. Имеются данные о том, что не всегда компоненты в двойной системе вращаются вокруг оси синхронно с движением по орбите; также могут быть не компланарны осевые и орбитальный моменты вращения. Все это может приводить как к замедлению, так и к ускорению апсидального вращения. Отсюда видно, что каждая отдельно взятая система должна подвергаться всестороннему исследованию, и всегда надо помнить о том, что реальная картина может отличаться от модели, которой

мы на данный момент пользуемся.

Подводя итог, резюмируем, что в последнее время исследования релятивистских эффектов отошли на второй план, и тот ажиотаж вокруг нескольких систем (DI Her, AS Cam), который привел даже к возникновению отличных от Эйнштейновской теорий гравитации (Моффат, [62], [63]), прошел. Каждый конкретный случай нашел свое объяснение в рамках классической теории: Волков и Халиуллин [38], Волков [64], Альбрехт и др. [65]. Мы уже говорили, что согласие теории с наблюдениями существует статистически, и каждая вновь исследованная система несет в себе новую информацию. Общее количество исследованных звезд не превышает 200, а исследованных с точностью, пригодной для расчетов, и того меньше - порядка 60. Поэтому для наблюдателей, обладающих скромными аппаратными возможностями, данная область представляется одной из наиболее перспективных для выполнения действительно качественного исследования, ценность которого со временем только возрастет.

Были развиты методы решения кривых блеска, в поиск решения введены не только геометрические параметры, но и физические, что позволило в некоторых случаях не только уточнить получаемые параметры, но и впервые их измерить. Для определения температур, помимо существующих калибровок по показателям цвета, использовались параллаксы GAIA. Наши измерения фотометрических параллаксов показа-

ли хорошее совпадение с геометрическими измерениями GAIA и в ряде случаев были точнее. Зачастую обнаруженное сильное расхождение впоследствии устранялось следующей обработкой GAIA, как это было, например, в случае с V966 Per.

Важное значение имела повторяемость результатов. На начальном этапе работы с ПЗС-матрицами результаты были не вполне удовлетворительными. На полученных кривых блеска наблюдались ступеньки, уровни разных ночей могли сильно отличаться. Казалось даже, что ничего не получится. Но по мере накопления наблюдательного материала выяснилось, что проблема точного определения момента минимума и построения кривой блеска, пригодной для решения, выполнима. Значительно помогло введение ночных поправок, точная причина появления которых была вначале не совсем ясна. Ведь звезда сравнения обычно располагалась на одном кадре с переменной, и обе звезды физической переменности не показывали. Но уровни разных ночей могли разойтись до 0.04 зв.вел. Нельзя сказать, что от указанных дефектов удалось избавиться, но найден эффективный способ с ними бороться.

3.2 Метод решения кривых блеска

При выборе подходящей модели, в рамках которой предполагалось определять относительные геометрические параметры исследуемых звезд, мы в первую очередь руководствовались тем, что выбранные для

исследования двойные системы являются разделенными, относительные размеры компонентов составляют $r_{2,1} < 0.1$ большой полуоси орбиты. В таком случае вполне можно вести анализ в предположении шаровой симметрии звезд-компонентов. Даже при таком упрощении необходимо найти одиннадцать основных параметров: $R_{1,2}$ – радиусы главного и вторичного компонентов, в долях большой полуоси орбиты, $L_{1,2}$ – светимости компонентов в долях общего блеска системы, который обычно принимается за единицу, i – угол наклона плоскости орбиты к лучу зрения, e – эксцентриситет орбиты, ω – долгота периастра главного компонента, вторичный компонент помещается в фокусе орбитального эллипса и считается неподвижным, E_1 – гелиоцентрическая Юлианская дата главного минимума. Опыт показывает, что более точное, барицентрическое приближение, не дает улучшения точности, m_0 – яркость системы в звездных величинах между минимумами.

За основу был взят модифицированный метод дифференциальных поправок, предложенный Халиуллиным и Халиуллиной, [66]. В данной модели наблюдаемые диски компонентов разбиваются на концентрические зоны, внутри которых яркость диска считается постоянной, а от зоны к

зоне меняется в соответствии с линейным законом потемнения к краю,

$$I_n = I_0(1 - u + u\mu) \quad (13)$$

Здесь $\mu = \sqrt{1 - r^2/R^2}$, где R – радиус диска звезды, r отсчитывается от центра диска к краю, u – линейный коэффициент потемнения к краю.

Центральная яркость диска должна быть нормализована из условия:

$$\iint_{S_{1,2}} I_{1,2} dS = L_{1,2} \quad (14)$$

где $L_{1,2}$ – относительная яркость главного и вторичного компонентов.

Для удобства и единообразия вычислений работать предлагается непосредственно в звездных величинах. Теоретическое значение яркости двойной системы в любой момент времени JD_{hel} может быть представлено выражением:

$$m(JD_{hel}) = -2.5 \log \left(1 - \iint_{S_{1,2}} I_{1,2} dS \right) + m_0 \quad (15)$$

Вычисление данного интеграла аналитически представляет наибольшую сложность. Халиуллина и Халиуллин предложили упростить задачу разбив диск звезды на концентрические кольца постоянной яркости, убывающей от центра с одинаковым шагом. Тогда внешний радиус кольца r_i

интенсивности I_i будет равен:

$$r_i = \frac{R}{N} \sqrt{N^2 - i^2}$$

$$I_i = I_0 \left(1 - u + \frac{u}{N} i + \frac{1}{2} \frac{u}{N} \right), i = 0, 1, 2 \dots N - 1. \quad (16)$$

Теперь неизвестный интеграл 15, в случае затмения главного компонента, можно заменить суммой:

$$\iint_S I_1 dS = \sum_{i=0}^{N-1} I_i (S_i - S_{i+1}), \quad (17)$$

где

$$S_i = r_i^2 \arccos \frac{x_i}{r_i} + R_2 \arccos \frac{\Delta - x_i}{R_2} - \Delta \sqrt{r_i^2 - x_i^2}. \quad (18)$$

Здесь Δ – это расстояние между центрами компонентов, в то время как $x_i = \frac{\Delta}{2} + \frac{1}{2} \frac{r_i^2 - R_2^2}{\Delta}$.

Расстояние между центрами компонентов, обращающихся по эллиптической орбите определяется как, см., например, Мартынов, [67]:

$$\Delta = \frac{1 - e^2}{1 + e \cos \nu} \sqrt{1 - \sin^2 i \sin^2 (\nu + \omega)}, \quad (19)$$

где ν это истинная аномалия орбиты, связанная с эксцентрической аномалией E выражением:

$$\operatorname{tg} \frac{\nu}{2} = \sqrt{\frac{1+e}{1-e}} \operatorname{tg} \frac{E}{2}. \quad (20)$$

Эксцентрическая аномалия определяется из средней аномалии решением уравнения Кеплера:

$$M = E - e \sin E. \quad (21)$$

Данное уравнение приходится решать методом последовательных приближений. Средняя аномалия легко определяется из соотношения:

$$M = 2\pi\phi + M_{min}, \quad (22)$$

где ϕ это фаза конкретного наблюдения, а M_{min} это средняя аномалия на момент минимума блеска. Фаза наблюдения ϕ берется как дробная часть от

$$\phi = \frac{JD_{hel} - E_1}{P_1}, \quad (23)$$

P_1 это период следования главных минимумов. Напомним, что вычисления представлены для затмения главного компонента, при расчете затмения вторичного компонента индексы 1 и 2 нужно поменять местами. Обычно P_1 и P_2 отличаются, и таким образом удается при решении кривой блеска учесть и апсидальное движение, период которого обычно составляет сотни или тысячи лет. Параметр M_{min} из уравнения 22 вычисляется на основе хорошо известного уравнения:

$$\nu_{min} = \frac{\pi}{2} - \frac{e \cos \omega}{\operatorname{tg}^2 i} \left(1 - \frac{e \sin \omega}{\sin^2 i} \right) - \omega, \quad (24)$$

а затем подставляем полученное в формулы 20 и 21.

Таким образом, мы привели все необходимые уравнения для вычисления модельной кривой блеска для некоего фиксированного набора параметров. Решить же предстоит обратную задачу, подобрать такой набор исходных параметров, который бы наилучшим способом удовлетворял наблюдаемой кривой блеска. Для этого Халиуллин и Халиуллина предложили воспользоваться методом дифференциальных поправок. Обычно этот метод используется только на последнем этапе решения, для уточнения найденных параметров модели и вычисления ошибок. Ими был предложен оригинальный метод, позволяющий найти искомое решение даже при произвольном исходном наборе параметров. Метод был сделан итерационным. Вследствие нелинейности задачи, при первичном решении условных уравнений и нахождении поправок к элементам, точный минимум невязок не определялся. Полученные поправки использовались для уточнения параметров, и процесс поиска решения запускался снова. Но при далеких от искомым начальных значениях параметров решение начинало расходиться. Тогда авторами было предложено в случае, если новое значение ухудшало решение, делить найденные поправки пополам. Деление продолжается до тех пор, пока не будет достигнуто уменьшение остаточных уклонений $O - C$. Для k -ой аппроксимации система выгля-

длит:

$$\sum_{j=1}^l \left(\frac{\partial m_i}{\partial x_j} \right)_k \Delta x_{j,k+1} = m_i^{obs} - m_{ik}^{calc}, i = 1, 2 \dots n; j = 1, 2 \dots l; k = 1, 2 \dots \quad (25)$$

где n – количество индивидуальных измерений в решаемой кривой блеска, l – число неизвестных параметров, m_{ik}^{calc} – теоретическое значение блеска системы, вычисленное с параметрами x_{jk} найденными на предыдущем шаге, и m_i^{obs} – наблюдаемое значение. Частные производные определяются численным способом, система условных уравнений решается методом наименьших квадратов. В результате на $(k + 1)$ -ом шаге аппроксимации находятся искомые параметры: $x_{j,k+1} = x_{jk} + \Delta x_{j,k+1}$.

Наш опыт показал, что предложенный Халиуллиной и Халиуллиным алгоритм вполне удовлетворяет точности наших наблюдений и точности использованных в некоторых наших работах наблюдений TESS. Как правило, линейные коэффициенты потемнения к краю при свободном поиске всех неизвестных параметров либо не определялись, либо находились с недопустимо большой ошибкой. Поэтому их приходилось определять из теоретических расчетов. Именно это, в частности, стимулировало нас наблюдать не в одной фотометрической полосе V , а, по возможности, получать наблюдения во всех фотометрических полосах видимого света. Это позволяет более надежно определить температуру компонентов

и соответствующие этим температурам значения коэффициентов потемнения.

Попытки использовать более точные, квадратичные формулы для коэффициентов потемнения не приводили к заметному улучшению решений. Пока что можно считать, что достигнутой точности наблюдений недостаточно для использования более точной модели. Но отказываться от этой работы нельзя, и в будущем, по мере накопления наблюдений и достижения бóльшей точности средних кривых блеска, мы попытаемся улучшить модель в смысле более точного учета коэффициентов потемнения.

3.3 Формулы для расчета апсидального движения

Основной наблюдательный параметр, с помощью которого можно измерить скорость вращения орбитального эллипса двойной затменной системы, это момент соединения компонентов при их движении по общей орбите. После получения высокоточной кривой блеска и ее решения этот момент можно определить с очень высокой точностью, вплоть до нескольких секунд. Для того, чтобы связать эти данные с параметрами орбиты затменной системы, можно воспользоваться формулами, приводимыми в работах Гименез и Гарсия-Пелайо [68] и Гименез и Бастеро [69]. Лэси [70] продемонстрировал реальное применение указанных формул при анализе наблюдений.

Уклонение фазы вторичного минимума от середины периода выражается следующей формулой, [71]:

$$\frac{T_2 - T_1}{P} - 0.5 = \frac{2}{\pi} e \cos \omega - \frac{2}{3} \frac{e^3}{\pi} \frac{1 + 3\sqrt{1 - e^2}}{(1 + \sqrt{1 - e^2})^3} \cos 3\omega. \quad (26)$$

Дифференцируя 26 можно получить уравнение для вычисления скорости изменения долготы периастра:

$$\dot{\omega} = \frac{\Delta P}{P^2} \frac{\pi}{2e [f(e) \sin 3\omega - \sin \omega]}, \quad (27)$$

где

$$f(e) = \frac{e^2 (1 + 3\sqrt{1 - e^2})}{(1 + \sqrt{1 - e^2})^3}, \quad (28)$$

и

$$\Delta P = P_2 - P_1. \quad (29)$$

Формула для вычисления моментов минимумов при эллиптических орбитах при условии близости угла наклона i к 90° :

$$T_{min} = M_0 + P \cdot E \mp 2 \frac{P}{2\pi} e \cos \omega + \frac{P}{2\pi} e^2 \frac{1 + 2\sqrt{1 - e^2}}{(1 + \sqrt{1 - e^2})^2} \sin 2\omega \pm \frac{2}{3} \frac{P}{2\pi} e^3 \frac{1 + 3\sqrt{1 - e^2}}{(1 + \sqrt{1 - e^2})^3} \cos 3\omega \quad (30)$$

3.4 Расчет орбиты третьего тела

При отсутствии в затменной системе невидимых тел, формула для вычисления моментов минимумов следующая:

$$T = T_0 + P \cdot E, \quad (31)$$

где T_0 это начальная эпоха, E – номер цикла идущего от начальной эпохи и P – период затменной системы. В случае эллиптической орбиты под P понимается сидерический период обращения P_S . В случае наличия светового уравнения минимумы наступают раньше или позже на величину времени, определяемую формулой:

$$\tau = \frac{a_{12} \sin i_3}{c} \left[\frac{1 - e_3^2}{1 + e_3 \cos \nu_3} \sin(\omega_3 + \nu_3) + e_3 \sin \omega_3 \right], \quad (32)$$

[72], [73]. Здесь a_{12} , e_3 , i_3 и ω_3 являются соответственно большой полуосью, эксцентриситетом, наклоном, и долготой периастра орбиты затменной пары вокруг третьего тела, в то время как ν_3 – это действительная аномалия положения центра масс затменной пары на орбите и c – скорость света. Время прохождения периастра T_3 центра масс затменной пары и орбитальный период P_3 являются дополнительной парой параметров уравнения 32, проистекающих из определения ν_3 .

3.5 Косвенный метод определения абсолютных характеристик звезд

Данный метод был предложен, по-видимому, Д.Я. Мартыновым, детализирован в работе Х.Ф. Халиуллина [74], и более детально приведен в [14]. Для того, чтобы оценить ошибки данного метода и границы его применения, было проведено сравнение результатов между определением масс косвенным методом и прямыми измерениями масс по кривой лучевых скоростей.

За основу был взят каталог Экера и др. [15], в котором приводятся все необходимые для косвенного метода данные - температуры и относительные размеры компонентов.

Результаты представлены на Рисунках 12, 13. Видно, что хотя метод хорошо работает, все же, имеются небольшие систематические отклонения для звезд в диапазоне $1.2 - 3.0 M_{\odot}$, а также значительные отскоки для масс $> 2M_{\odot}$. Отбросы связаны с тем, что часть этих звезд являются гигантами, прошедшими стадию первичного обмена масс. Систематику можно также объяснить тем, что при определении температур звезд в каталоге Экера и др. могли быть использованы не те температурные калибровки, которые использовались мною. Обычно я использовал данные Флауэра [75], которые дают хорошее совпадение с лучевыми скоростями. Для примера на рисунке 12 цветными кружками большого размера нанесены массы звезд, измеренные косвенным методом с использованием калибровки Флауэра, для которых имеются кривые лучевых скоростей.

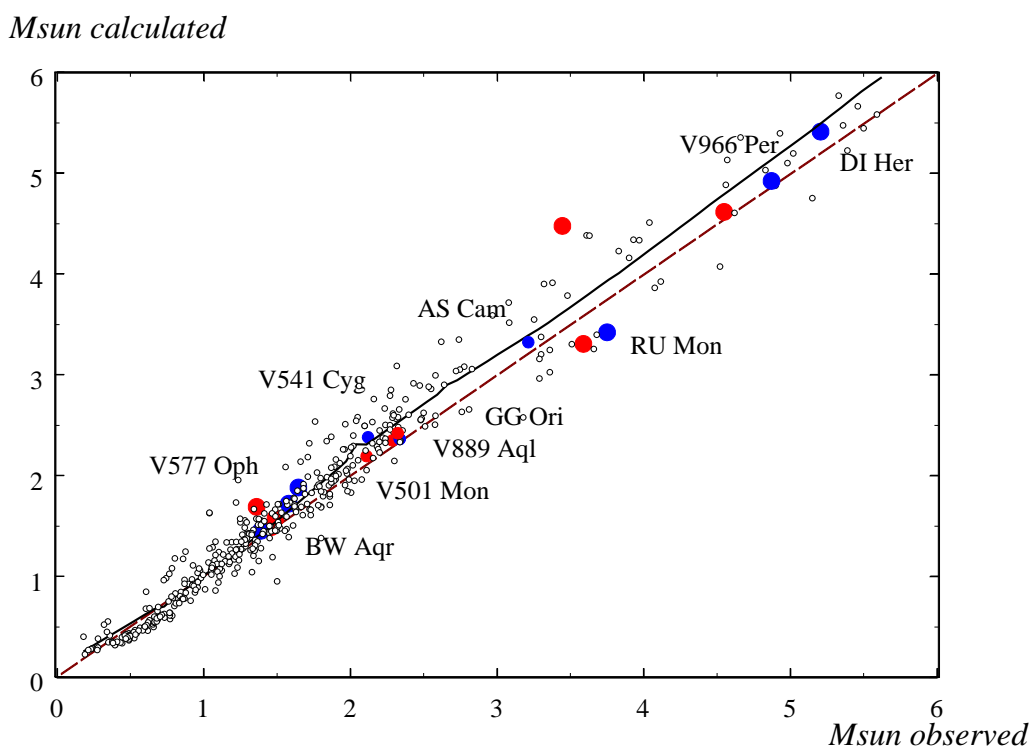


Рисунок 12: Результат сравнения масс исследуемых звезд, вычисленных косвенным методом, с массами, полученными из анализа кривых лучевых скоростей. Компоненты некоторых хорошо исследованных систем выделены: голубым цветом – главные компоненты и красным – вторичные.

Видно, что массы совпадают хорошо. В то же время, известно, что другие калибровки могут давать другие значения температур. Например, в работе [76] показано, что калибровка Поппера [16] дает температуры для В-звезд на 2000К выше чем у Флауэра. Соответственно, и массы В-звезд, согласно косвенному методу, будут получены выше.

Графиками на Рисунках 12, 13 можно воспользоваться для коррекции

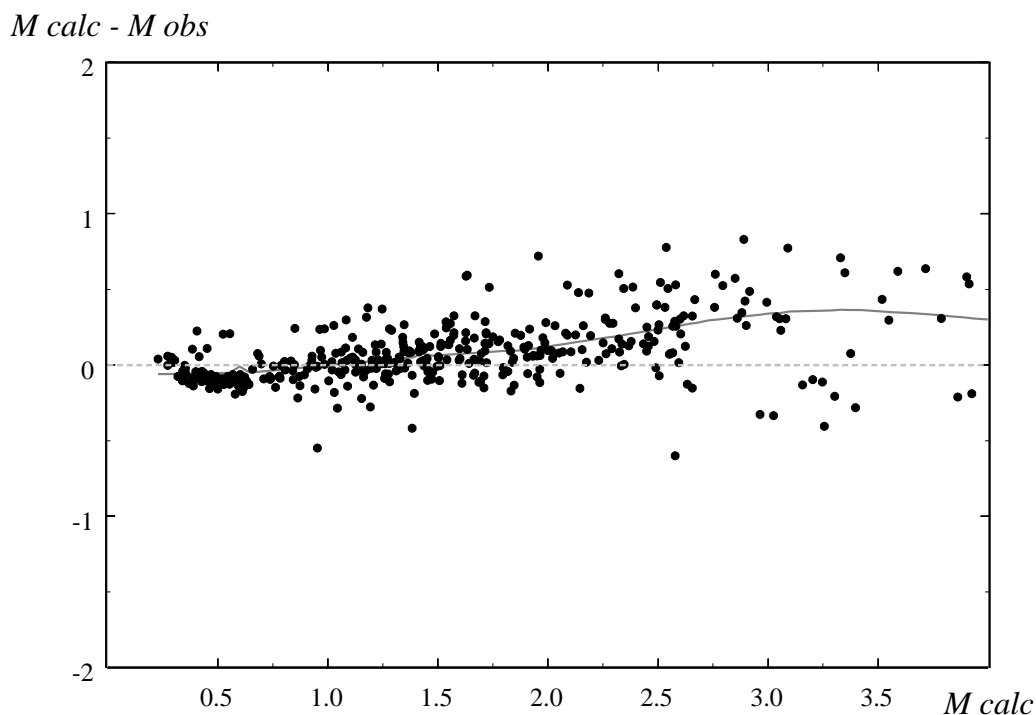


Рисунок 13: Зависимость остаточных уклонений вычисленных значений масс от наблюдаемых. Наблюдаются систематические уклонения.

значений масс, получаемых косвенным способом, учтя систематические поправки, которые мы наблюдаем на этих графиках. Иногда, если исследуемая звезда близка по своим показателям цвета к объектам с измеренными лучевыми скоростями, можно воспользоваться уже измеренными массами для внесения поправок в массы исследуемого объекта. Так, например, было сделано нами в работе [77].

Глава 4. Физические характеристики звезд

Результаты представленные в данной главе основаны на работах [78], [79], [80], [81], [82], [83], [76]. [77], [84], [85], [86] основной вклад в которые сделан автором.

4.1 Параметры звезд

На сегодняшний день получено более 1 млн индивидуальных измерений в системе Джонсона-Казинса *UBVRIRcIc*. Из этого массива на сегодняшний день обработано примерно 100 тыс измерений. Для них построены кривые блеска, получены решения, обработаны *UBVRI* привязки к стандартным звездам, и получены абсолютные физические параметры. Для некоторых звезд измерено апсидальное вращение, у некоторых в ходе остатков уклонений моментов минимумов от линейной формулы найдены световые уравнения, что говорит о наличии в этих системах третьих тел. Исследованы орбиты и физические параметры найденных спутников. Впервые получены высокоточные многоцветные кривые блеска и на их основе физические характеристики следующих систем: V1103 Cas, V490 Sct, V961 Cep, EQ Boo, V577 Oph, BU CMi.

Была впервые измерена скорость апсидального вращения в системах GG Ori, α CrB, V1103 Cas, V490 Sct, V491 Vul, V340 Lac, V498 Cam, V897 Cep, V347 Cam, V361 Cam, V409 Cam, NS Dra, V680 Mon, V966 Per, BU CMi, V432 Dra, V501 Mon, V521 Mon, CR Sct, V1162 Cas, OO Cam,

V1141 Cas, DR CMi, V645 Aur, V2544 Cyg, V751 Per, V1066 Cas, V750 Cep, V577 Oph.

Новые значения скорости апсидального вращения для AS Cam и V541 Cyg устранили наблюдавшееся противоречие между теорией и наблюдениями. Похожая ситуация наблюдалась и в случае α CrB, хотя противоречие было меньше по величине и почти исчезло после определения более точного значения эксцентриситета в системе, $e = 0.35$, вместо принятого ранее значения $e = 0.37$. Для данной системы впервые было установлено и доказано наклонное вращение главного компонента на основании исследования эффекта Росситера-Маклафлина.

Примечания к Таблицам II, III, IV, 1592 наблюдательных ночей:

V889 Aql. Присутствует третий свет, световое уравнение, построена орбита третьего тела с периодом 63.0 года. Третий свет $L_3=0.15$, световое уравнение в моментах минимумов, $P_3=63.0$ года, $e_3=0.37$, $\omega_3=94^\circ$.

BW Aqr. Поведение $O - C$ в моментах минимумов подобно EQ Boo,

Таблица II: Основные наблюдательные параметры звезд исследуемого списка.

№	Звезда	V	$B - V$	$E(B - V)$	Спектр	Начальная эпоха главных	Период главных	Начальная эпоха вторичных	Период вторичных	Набл. почи
1	V871 Aql	12.51	1.06	1.19	B6V+B6V	52500.0229	2.952641	59041.5432	2.9526894	14
2	V889 Aql	8.575	0.210	0.202	B9.5V+A0V	59060.3949	11.120760	59064.3294	11.120745	2
3	BW Aqr	10.34	0.557	0.01	F8V+F9V	47408.1768(2)	6.7196986(2)	47411.3845(3)	6.7196843(2)	22
4	V645 Aur	9.72	0.01	0.11	B8V+B8V	52977.7382	10.8925082	58563.3088	10.8925285	14
5	EQ Boo	8.81	0.58	0.0	F8V+G0V	54204.1964(2)	5.4353507(3)	54206.3685(4)	5.4353511(7)	44
6	AS Cam	8.587	-0.015	0.09	B7.5V+ B9V	59558.5795	3.43093666	59690.4958	3.430951515	6
7	OO Cam	10.48	0.21	0.30*	B8V+A0V?	55873.6017	8.1190455	55463.5034	8.1190471	25
8	V347 Cam	10.96	0.26	0.09	A6IV+A6V	55314.4168	9.4545582	54375.5264	9.4545614	16
9	V361 Cam	10.81	-0.06	0.10	B3IV+B9.5V	58561.2574	8.6386183	58565.3409	8.6386150	20
10	V409 Cam	10.71	0.47	0.13	F0V+A9IV	57800.4846	6.676482	57803.9765	6.676477	18
11	V422 Cam	11.10	0.62	0.11	G0V+G1V	57803.30080	17.8705606	58562.63206	17.870692	9
12	V498 Cam	11.64	0.57	0.04	F7V+F7V	57795.3229	12.1102647	57063.4391	12.1102425	30
13	KX Cnc	7.20	0.585	0.00	F9V+G0V	54162.7372	31.2198585	54182.8165	31.2197874	1
14a	BU CMi A	6.419	-0.035	0.0	A0V+A0V	58921.3241	2.939484	58934.3423	2.93898	19
14b	BU CMi B	6.419	-0.035	0.0	A0V+A0V	59334.2750	3.261622	58967.1771	3.2612	12
15	DR CMi	11.06	0.13	0.0	A5IV	56644.5759	23.7701	54475.8037	23.7700	8
16	V1066 Cas	10.81	0.28	0.29	A3IV+A0V	58896.2407	8.4649475	58875.5579	8.4648940	12
17	V1103 Cas	11.16	0.42	0.61	B3V+B3V	54472.4393(2)	6.1776274(3)	2454 475.8052(1)	6.1777612(1)	23
18	V1110 Cas	10.33	0.69	0.24	F5+F5:	58958.34515	24.849451	58951.0441	24.849386	13
19	V1141 Cas	11.93	0.19	0.49	B2V+B3V	59129.2382	6.9094135	59139.2913	6.9094772	15
20	V1162 Cas	10.72	0.43	0.2?	A0+A2:	59159.5961	29.0674505	59166.2773	29.0674475	7
21	V1176 Cas	11.13	0.76	0.09	G4V+G5V	54369.3701(1)	6.3344143	54372.5705(1)	6.3344148	15
22	V750 Cep	11.26	0.68	0.76	B9V+A5V	58886.3278	18.882345	59574.3600	18.88237	10
23	V798 Cep	11.76	0.63	0.19	F6V+F7V	56222.6113(1)	16.0801346(5)	56226.3416(1)	16.0801355(8)	17
24a	V839 Cep A	9.64	0.47	0.61	B6V+B7V	58721.9011(1)	9.9633614(15)	58727.0000(1)	9.9633558(11)	15
24b	V839 Cep B	9.64	0.49	0.61	B9V+G8V	59870.5119(4)	4.075003(2)	59872.5489(4)	4.075003(2)	15
25	V850 Cep	9.98	0.38	0.23*	A0	51475.7273	12.914975	56226.3415	12.914950	19
26	V880 Cep	10.27	0.28	0.32	A0V+A1V	58655.4035	27.330125	58916.1090	27.330680	7
27	V897 Cep	11.44	0.71	0.3?	KIII?	56235.5138	4.4871945	56237.8094	4.4871991	14
28	V898 Cep	12.14	0.78	0.88	B9V+B9V?	55481.3576	2.8747704	55483.2887	2.8747751	19
29	V921 Cep	11.69	0.87	0.61	F0IV+A8IV	58347.5032	13.714664	58353.4176	13.714749	22
30	V922 Cep	11.41	0.42	0.5	B7V+B7V	55878.7002	3.57497303	58347.5199	3.57497385	18
31	V944 Cep	10.92	0.95	1.03	B8V+B9V	58773.3610	6.5600528	55877.1928	6.5599498	41
32	V957 Cep	11.18	0.36	0.505	B5V+B7V	58958.42385(7)	1.9887394(3)	58957.5879(1)	1.9887256(4)	35
33	V961 Cep	10.14	0.50	0.15	A9V+F2V	54687.4575(1)	7.038480	54782.3495(3)	7.038480	35
34	α CrB	2.19	-0.019	0.03	A1IV+G5V	47346.1151(4)	17.3598945(5)	47010.3982(14)	17.3599343(24)	235
35	V541 Cyg	10.33	0.040	0.065	B9.5V+B9.5V	44882.2134(1)	15.3378796(7)	44889.2185(1)	15.3379105(4)	21
36	V974 Cyg	12.12	0.23	0.14	A2V+A2V	59020.4553	3.20441160	56788.5052	3.20441500	31
37	V1326 Cyg	11.44	0.22	0.23	B8V+B8V	55073.5062(7)	16.681729(5)	56116.620(4)	16.68178(2)	9
38	V2544 Cyg	12.76	1.49	1.73	B2V+B2V	57927.3549(4)	2.09381	57926.3789	2.093726	39
39	V2647 Cyg	11.08	0.51	0.09	F4V+F6V	58275.4695(1)	3.9035250(1)	-	-	15
40	NS Dra	11.34	0.95	0.00	G5IV+K1III	58942.4806	50.54440	59176.6278	50.54545	15
41	V425 Dra	10.54	0.50	0.00	F6V+F9V	54366.3292(6)	9.335414(2)	54371.4419(3)	9.3354111(8)	16
42	V432 Dra	12.23	0.60	0.16	F5V+F5V	53278.3192(1)	11.6281562	53263.1844(1)	11.6281767	20
43	DI Her	8.42	0.015	0.21	B4V+B4V	47371.2793(1)	10.5501681(3)	47379.3955(1)	10.5501748(2)	44
44	UW Hya	13.19	0.53	0.0	F8V+F8V	47952.2502(1)	2.11087916(2)	47953.3056(1)	2.11087916(2)	36
45	IL Lac	12.47	0.26	0.35	B8V+B9V	55482.3025(7)	7.395662(5)	54324.4056(6)	7.395659(3)	14
46	V340 Lac	11.91	0.32	0.38	B9.5V+B9.5V	58350.5181(2)	19.943091(4)	59143.5007(1)	19.9430947(8)	27
47	RU Mon	10.50	0.078	0.19	B8V+B9V	58921.1627(1)	3.584690	58922.3630(1)	3.584555	13
48	V501 Mon	12.31	0.501	0.22	A9V+F2V	52502.9358(4)	7.0212043(7)	52506.0792(3)	7.0212077(6)	47
49	V521 Mon	10.055	0.135	0.249	B8V+B8V	59518.5547	2.9706904	58780.6052	2.9706517	3
50	V680 Mon	10.01	0.02	0.08	B7V+A2V	55270.3459(4)	8.5379770	55465.5624(5)	8.5379783	22
51	V577 Oph	10.99	0.497	0.18	F0V+F1V	47406.1885(1)	6.0790946(2)	47409.7005(5)	6.0790918(5)	110
52	GG Ori	10.37	0.498	0.53	B9.5V+B9.5V	47814.4238(1)	6.6314949(1)	47943.2267(2)	6.6314853(2)	55
53	V2778 Ori	10.15	0.25	0.39	B6V+B8V	59197.5290(3)	14.387558(1)	59261.282(3)	14.38745(1)	20
54	V751 Per	11.15	0.19	0.28	B8+B9	51508.6200	5.9613479	51511.2944	5.9613443	15
55	V966 Per	13.08	0.06	0.24	B4V	54158.3045	4.3088431	54159.7344	4.3088890	19
56	CR Sct	10.96	0.21	0.37	B4.5V+B4.5V	59365.5286	4.19235295	59363.4784	4.19234082	28
57	V490 Sct	13.13	0.611	0.63	B9.5V+A0V	55073.3909(1)	12.04395915(9)	55069.3929(2)	12.0439480(7)	57
58	V370 Sge	12.46	0.57	0.247	F0V+F2V	52734.9374	8.32628726	52738.0928	8.32628294	26
59	PS UMa	12.42	0.58	0.04	F7V+G1IV	56389.3224(2)	9.271657	56023.4156(5)	9.271653	20
60	EQ Vul	11.01	0.73	0.94	B3V+B3V	60493.447(1)	9.297080(1)	60115.398(2)	9.297202(2)	22
61	V491 Vul	9.95	0.74	1.09	B0.5V(B2e)	54648.4446	7.6697718	54643.3435	7.6698952	30

Таблица III: Относительные параметры звезд исследуемого списка, полученные из решений кривых блеска.

№	Звезда	e	ω	i°	r_1	r_2	$\dot{\omega}_{obs}$	$\dot{\omega}_{theor}$	U_{obs} лет
1	V871 Aql	0.156(4)	236.90(2)	89.80(1)	0.172(1)	0.180(1)	1.37(9)	-	263(25)
2	V889 Aql	0.368(4)	127.01(1)	89.21(1)	0.056(3)	0.052(3)	0.014(1)	0.016	25660(1800)
3	BW Aqr	0.188(2)	100.67(1)	88.65(1)	0.0834(4)	0.0996(3)	0.056(2)	0.049(2)	6400(200)
4	V645 Aur	0.5733(8)	320.04(1)	89.71(1)	0.0612(1)	0.0582(2)	0.020(5)	0.047	17600(4400)
5	EQ Boo	0.1637(4)	195.21(1)	89.46(1)	0.0700(2)	0.0623(3)	0.013(13)	0.037	28000(28000)
6	AS Cam	0.1739(6)	243.7(1)	89.1(1)	0.1447(6)	0.1083(5)	0.38(2)	0.44	947(50)
7	OO Cam	0.103(3)	260.62(1)	87.52(1)	0.0606(35)	0.0716(31)	0.008(2)	-	45900(8000)
8	V347 Cam	0.3110(1)	4.28(1)	87.59(1)	0.0728(1)	0.0441(5)	-	-	-
9	V361 Cam	0.128(3)	251.23(1)	89.49(1)	0.1339(7)	0.0544(3)	0.185	0.052	1941
10	V409 Cam	0.043(2)	32.39(7)	84.92(1)	0.084(9)	0.105(6)	0.16(6)	-	2224(800)
11	V422 Cam	0.035(3)	243.86(4)	89.57(1)	0.0324(1)	0.0244(1)	-	-	-
12	V498 Cam	0.259(9)	67.47(2)	87.54(1)	0.063(5)	0.050(7)	0.020(3)	-	18000(2700)
13	KX Cnc	0.4666	63.80(1)	89.83(1)	0.0193	0.0190	0.0056(5)	-	64500(6000)
14a	BU CMi A	0.204(7)	121.4(1)	83.89(5)	0.171(5)	0.123(5)	14.2(5)	0.76	25.4(1)
14b	BU CMi B	0.218(7)	96.1(1)	83.40(5)	0.146(5)	0.129(5)	13.7(5)	0.85	26.3(1)
15	DR CMi	0.562(3)	65.85(1)	88.32(1)	0.0492(6)	0.0548(5)	0.011(7)	-	33000(16000)
16	V1066 Cas	0.155(3)	55.34(1)	86.35(1)	0.1604(7)	0.0707(4)	0.193(4)	-	18660(40)
17	V1103 Cas	0.2728(8)	284.42(1)	88.29(1)	0.1389(2)	0.1188(3)	0.423(3)	0.31(2)	851(7)
18	V1110 Cas	0.512(20)	54.10(4)	87.68(1)	0.040(14)	0.036(17)	0.0088	0.0036?	41000
19	V1141 Cas	0.365(2)	259.58(1)	89.14(1)	0.1135(3)	0.0919(2)	0.148(33)	0.235	2440
20	V1162 Cas	0.522(2)	142.94(1)	89.71(1)	0.0268(6)	0.0263(6)	0.00043:	0.0028	830000:
21	V1176 Cas	0.0086(9)	17(8)	89.06(2)	0.0489(10)	0.0470(9)	< 0.09	0.018(1)	> 4000
22	V750 Cep	0.278(2)	109.86(1)	89.99(4)	0.0501(2)	0.0306(1)	-	0.0050	-
23	V798 Cep	0.4370(1)	174.1(1)	89.23(2)	0.0333(3)	0.0315(4)	не опр.	0.005	-
24a	V839 Cep A	0.0707(3)	74.89(5)	87.14(2)	0.0694(7)	0.0654(7)	0.027(10)	0.021(1)	13500(4900)
24b	V839 Cep B	0.0	-	89.99(5)	0.1212(2)	0.0519(1)	-	-	-
25	V850 Cep	0.465(2)	74.20(1)	88.44(1)	0.0693(7)	0.0586(10)	0.010(3)	-	35400(10000)
26	V880 Cep	0.320(6)	79.55(1)	88.34(1)	0.0393(6)	0.0272(9)	мало набл.	-	-
27	V897 Cep	0.034(8)	57.8(2)	82.15(1)	0.12(4)	0.14(4)	не опр.	-	-
28	V898 Cep	0.2670(1)	359.02(1)	85.15(1)	0.140(9)	0.149(9)	4.6(10)	-	79(17)
29	V921 Cep	0.469(2)	258.14(1)	89.68(1)	0.0868(2)	0.0699(2)	0.030(2)	-	12100(800)
30	V922 Cep	0.1325(1)	3.56(1)	89.64(1)	0.1000(7)	0.0984(8)	отриц.зн.	-	-
31	V944 Cep	0.179(2)	86.33(1)	84.62(1)	0.1931(4)	0.1049(3)	0.44(3)	0.70	820(60)
32	V957 Cep	0.1268(4)	16.6(1)	86.34(1)	0.1912(9)	0.1465(15)	3.07	2.69	117.3
33	V961 Cep	0.034(1)	212.73(6)	89.03(1)	0.0765(2)	0.0582(2)	0.064(20)	0.020	5600(2000)
34	α CrB	0.3513(12)	315.50(1)	88.06(1)	0.0708(2)	0.0210(1)	0.0193(5)	0.034	18700(1000)
35	V541 Cyg	0.4628(5)	262.83(1)	89.86(1)	0.0436(2)	0.0427(2)	0.00847(8)	0.00844(7)	42500(300)
36	V974 Cyg	0.057(2)	223.03(3)	88.26(1)	0.118(2)	0.121(2)	0.27(3)	0.22	1310(150)
37	V1326 Cyg	0.396(9)	276.3(1)	89.12(1)	0.0403(2)	0.0502(1)	0.014(7)	-	25400(8400)
38	V2544 Cyg	0.0827(9)	338.53(3)	85.97(1)	0.236(2)	0.190(3)	8.5(1)	8.9	42.34(5)
39	V2647 Cyg	0.0	-	89.68(3)	0.0893(4)	0.0768(4)	-	-	-
40	NS Dra	0.349(9)	305.58(2)	88.09(1)	0.0245(3)	0.0674(8)	0.009(4)	0.0086	40854(18500)
41	V425 Dra	0.0755(2)	353.33(2)	89.10(1)	0.0547(1)	0.0427(2)	не опр.	0.0097	-
42	V432 Dra	0.377(1)	325.12(1)	89.19(1)	0.0389(4)	0.0388(4)	0.0265(10)	0.0082	13600(500)
43	DI Her	0.4895(3)	330.05(1)	89.38(1)	0.0620(1)	0.0555(1)	0.0142(3)	0.043(1)	25400(500)
44	UW Hya	0.0	-	87.01(1)	0.196(3)	0.197(2)	-	-	-
45	IL Lac	0.1089(8)	158.83(2)	89.81(1)	0.0734(2)	0.0668(2)	0.047(20)	0.032	7700(3300)
46	V340 Lac	0.4261(1)	4.35(1)	89.62(1)	0.0333(3)	0.0352(2)	-	-	-
47	RU Mon	0.398(2)	128.87(1)	89.10(1)	0.129(2)	0.129(2)	1.00(2)	0.86(3)	361(3)
48	V501 Mon	0.137(2)	233.22(1)	88.27(1)	0.0854(4)	0.0678(6)	0.021(6)	0.024	17300(4000)
49	V521 Mon	0.192(5)	45.15(3)	86.82(1)	0.2075(12)	0.1255(9)	1.85(7)	1.60	194.4
50	V680 Mon	0.6137(1)	357.40(2)	87.33(1)	0.0783(1)	0.0509(1)	0.061(10)	0.092	5900(1300)
51	V577 Oph	0.1760(9)	46.52(1)	88.97(1)	0.0992(3)	0.0855(5)	0.025(3)	0.046(2)	14150(1700)
52	GG Ori	0.2175(8)	123.28(1)	89.59(1)	0.0767(1)	0.0699(1)	0.0335(5)	0.036(1)	10733(250)
53	V2778 Ori	0.160(2)	132.38(1)	89.38(1)	0.0679(2)	0.0480(1)	0.14(2)	0.011(1)	2500(300)
54	V751 Per	0.0809(1)	176.77(2)	88.72(1)	0.0942(2)	0.0761(4)	0.734?	0.049(2)	490?
55	V966 Per	0.2961(6)	206.52(1)	89.16(1)	0.1475(2)	0.1223(2)	0.68(2)	0.575	530(20)
56	CR Sct	0.042(1)	65.7(1)	88.40(1)	0.1492(9)	0.1311(12)	0.57(1)	0.48	627(5)
57	V490 Sct	0.4008(4)	50.71(9)	88.10(3)	0.0520(2)	0.0507(2)	0.0086(6)	0.0125(2)	41890(2700)
58	V370 Sge	0.2189(4)	150.32(1)	89.02(1)	0.0945(1)	0.0756(1)	0.020(2)	0.025	18100(1800)
59	PS UMa	0.074(2)	317.7(4)	86.78(3)	0.0575(4)	0.0908(2)	-	0.017	-
60	EQ Vul	0.3127(7)	215.60(1)	89.67(1)	0.1707(2)	0.1478(2)	0.28(1)	0.49	1300(35)
61	V491 Vul	0.3372(9)	220.63(1)	89.99(1)	0.1115(2)	0.1018(2)	0.340(5)	0.31	1060(20)

Таблица IV: Абсолютные параметры звезд исследуемого списка, полученные из решений многоцветных кривых блеска.

№	Звезда	T_1	T_2	$B.C._1$	$B.C._2$	M_1	M_2	R_1	R_2	lgL_1	lgL_2	l_{g_1}	l_{g_2}	a R_\odot	π'' фотом.	π'' GAIA
1	V871 Aql	15500	15500	-1.44	-1.44	4.80	4.90	3.18	3.32	2.72	2.76	4.114	4.085	18.5	0.00093	0.00071(1)
2	V889 Aql	10500	10120	-0.358	-0.275	2.49	2.42	1.97	1.84	1.58	1.46	4.245	4.275	35.4	0.00293	0.00296(3)
3	BW Aqr	6240	6138	-0.016	-0.0275	1.36	1.48	1.77	2.11	0.63	0.75	4.076	3.958	21.18	0.00244	0.00244(3)
4	V645 Aur	12000	11400	-0.684	-0.549	3.17	2.92	2.31	2.19	2.00	1.86	4.211	4.221	37.7	0.00124	0.00114(3)
5	EQ Boo	6120	5980	-0.031	-0.046	1.16	1.06	1.19	1.05	0.16	0.017	4.349	4.420	16.9	0.0070	0.0095(16)
6	AS Cam	12980	10850	-0.826	-0.396	3.21	2.32	2.45	1.84	2.15	1.60	4.164	4.274	16.92	0.00194	0.00194(5)
7	OO Cam	12000	9530	-0.649	-0.155	2.74	2.39	1.77	2.10	1.74	1.51	4.377	4.173	29.3	0.00142	0.00142(3)
8	V347 Cam	7886	7950	0.028	0.029	1.97	1.55	2.08	1.26	1.18	0.75	4.095	4.426	28.6	0.00141	0.00138(1)
9	V361 Cam	14852	11099	-1.215	-0.488	5.66	2.69	4.81	1.95	3.00	1.75	3.826	4.286	35.9	0.00036	0.00035(3)
10	V409 Cam	7216	7399	0.034	0.035	1.74	2.00	1.94	2.43	0.96	1.20	4.104	3.967	23.1	0.00153	0.00153(2)
11	V422 Cam	6453	5983	0.003	-0.047	1.23	0.99	1.21	0.92	0.36	-0.017	4.359	4.510	37.5	0.00343	0.00342(2)
12	V498 Cam	6198	6117	-0.021	-0.030	1.51	1.32	1.97	1.56	0.71	0.49	4.025	4.172	31.4	0.00155	0.001580(1)
13	KX Cnc	6048	5994	-0.038	-0.046	1.138	1.131	1.057	1.043	0.127	0.099	4.446	4.455	54.76	0.0203	0.02040(2)
14a	BU CMi A	10011	9740	-0.252	-0.196	3.41	3.12	2.76	1.98	1.86	1.50	4.088	4.338	16.1	0.0036	0.00401(3)
14b	BU CMi B	10180	9890	-0.286	-0.227	3.30	3.30	2.53	2.23	1.79	1.63	4.148	4.259	17.3	0.0036	0.00401(3)
15	DR CMi	8200	8200	0.019	0.019	2.44	2.57	2.93	3.26	1.55	1.64	3.892	3.822	59.5	0.00061	0.00059(2)
16	V1066 Cas	9600	10000	-0.169	-0.257	3.80	2.64	5.21	2.29	2.32	1.68	3.584	4.137	32.5	0.00063	0.00051(2)
17	V1103 Cas	16110	16010	-1.409	-1.393	5.9	5.4	4.41	3.77	3.07	2.92	3.918	4.017	31.7	0.00052	0.00041
18	V1110 Cas	6820	6725	0.025	0.020	1.74	1.63	2.16	1.95	0.96	0.84	4.009	4.070	53.6	0.0026	0.00198(1)
19	V1141 Cas	21300	19000	-2.029	-1.981	7.59	6.39	4.21	3.39	3.51	3.22	4.069	4.184	36.7	0.00026	0.00031(2)
20	V1162 Cas	9530	9140	-0.155	-0.085	2.17	2.06	1.72	1.69	1.34	1.25	4.301	4.295	64.3	0.00143	0.00165(1)
21	V1176 Cas	5765	5555	-0.091	-0.114	0.92	0.87	0.85	0.82	-0.142	-0.239	4.539	4.548	17.5	0.0055(2)	0.00518(1)
22	V750 Cep	11240	8580	-0.518	-0.008	3.11	1.86	2.55	1.56	1.97	1.07	4.117	4.321	50.9	0.00172	0.00171(1)
23	V798 Cep	6265	6225	-0.014	-0.018	1.18	1.14	1.18	1.12	0.28	0.225	4.365	4.398	35.4	0.0027	0.00233(1)
24a	V839 Cep A	13200	11900	-0.968	-0.721	3.67	3.22	2.57	2.42	2.25	2.02	4.183	4.177	37.0	0.0020(1)	0.0027(8)
24b	V839 Cep B	10600	5540	-0.381	-0.128	2.57	0.88	1.97	0.84	1.64	-0.22	4.262	4.531	16.2	0.0020(1)	0.0027(8)
25	V850 Cep	8625	8454	-0.013	0.004	2.45	2.21	2.68	2.27	1.55	1.37	3.971	4.071	38.6	0.00162	0.00163(2)
26	V880 Cep	10200	9261	-0.290	-0.106	2.83	2.14	2.56	1.77	1.80	1.32	4.074	4.271	65.1	0.00152	0.00152(2)
27	V897 Cep	5751	5819	-0.085	-0.073	1.41	1.50	2.01	2.22	0.60	0.71	3.981	3.921	16.3	0.0024	0.0036(11)
28	V898 Cep	11376	11678	-0.549	-0.614	2.90	3.07	2.16	2.29	1.84	1.94	4.232	4.203	15.4	0.0012	0.0016(4)
29	V921 Cep	7300	7650	0.035	0.033	2.36	2.22	3.47	2.80	1.49	1.38	3.730	3.890	40.0	0.00129	0.00129(1)
30	V922 Cep	13197	13437	-0.923	-0.968	3.08	3.11	1.80	1.77	1.95	1.96	4.413	4.432	18.0	0.00101	0.0005(2)
31	V944 Cep	12370	10200	-0.759	-0.290	5.16	3.13	5.76	3.13	2.84	1.98	3.629	3.943	29.8	0.00113	0.00111(1)
32	V957 Cep	13677	11843	-1.013	-0.649	3.68	2.80	2.41	1.86	2.26	1.79	4.240	4.346	12.4	0.00099	0.00071(1)
33	V961 Cep	7113	6748	0.033	0.021	1.60	1.32	1.69	1.28	0.82	0.49	4.187	4.341	22.1	0.00286	0.0022(2)
34	α CrB	9400	5440	-0.129	-0.153	2.62	0.97	3.06	0.91	1.81	-0.19	3.886	4.510	43.14	0.0435	0.0435(3)
35	V541 Cyg	10085	9960	-0.267	-0.242	2.366	2.291	1.89	1.85	1.52	1.48	4.258	4.262	43.33	0.00118	0.00117(2)
36	V974 Cyg	8766	8814	-0.030	-0.036	1.99	2.02	1.71	1.75	1.19	1.22	4.270	4.256	14.5	0.00072	0.00064(1)
37	V1326 Cyg	11238	11376	-0.518	-0.549	2.75	3.11	2.00	2.49	1.76	1.97	4.277	4.139	49.5	0.00067	0.00067(2)
38	V2544 Cyg	21800	20500	-2.089	-1.946	7.5	6.3	3.90	3.13	3.49	3.19	4.130	4.247	16.5	0.00112	0.00062(1)
39	V2647 Cyg	6760	6340	0.021	-0.006	1.30	1.14	1.25	1.08	0.45	0.22	4.356	4.428	14.0	0.0028	0.00284(2)
40	NS Dra	5620	4767	-0.111	-0.426	1.42	2.00	2.12	5.83	0.61	1.20	3.935	3.206	86.5	0.00127	0.00168(2)
41	V425 Dra	6422	6105	0.000	-0.033	1.30	1.09	1.36	1.06	0.45	0.15	4.283	4.421	24.9	0.0034	0.00375(1)
42	V432 Dra	6587	6518	0.012	0.009	1.21	1.20	1.12	1.12	0.33	0.31	4.418	4.414	28.9	0.00195	0.001954(9)
43	DI Her	19150	17179	-1.951	-1.690	5.18	4.52	2.68	2.40	2.94	2.65	4.297	4.334	43.12	0.00159	0.00158(2)
44	UW Hya	6158	6117	-0.025	-0.030	1.49	1.48	1.95	1.96	0.69	0.68	4.029	4.025	9.94	0.00069	0.00071(16)
45	IL Lac	12008	11099	-0.684	-0.488	3.01	2.66	2.09	1.90	1.91	1.69	4.276	4.303	28.4	0.0054	0.00035(2)
46	V340 Lac	10195	10011	-0.290	-0.252	2.32	2.34	1.72	1.82	1.46	1.47	4.333	4.288	51.6	0.00095	0.00093(1)
47	RU Mon	12080	11736	-0.635	-0.537	3.21	3.07	2.35	2.35	2.02	1.95	4.202	4.183	18.2	0.00082	0.00082(2)
48	V501 Mon	7319	6867	0.0035	0.0026	1.655	1.465	1.92	1.53	0.98	0.67	4.088	4.236	22.52	0.00110	0.001033(15)
49	V521 Mon	14384	13867	-1.138	-1.047	4.77	3.58	3.65	2.21	2.71	2.21	3.992	4.303	17.6	0.00080	0.00086(3)
50	V680 Mon	12400	8350	-0.766	0.0115	3.31	1.79	2.37	1.54	2.08	1.01	4.209	4.317	30.2	0.00111	0.00159(15)
51	V577 Oph	7250	7220	0.034	0.034	1.62	1.42	2.01	1.73	1.00	0.86	4.039	4.113	20.27	0.00161	0.00160(2)
52	GG Ori	10190	10180	-0.289	-0.287	2.35	2.35	1.91	1.74	1.54	1.46	4.249	4.328	24.86	0.00230	0.00226(2)
53	V2778 Ori	13677	11376	-1.013	-0.549	4.30	3.01	3.28	2.32	2.53	1.91	4.040	4.185	48.2	0.00107	0.00097(3)
54	V751 Per	11750	10500	-0.629	-0.357	3.10	2.49	2.31	1.87	1.96	1.58	4.201	4.292	24.5	0.00087	0.00171(1)
55	V966 Per	15240	15240	-1.276	-1.276	4.86	3.43	3.32	2.74	2.74	2.58	4.082	4.096	22.52	0.00018	0.00015(2)
56	CR Sct	16218	16218	-1.56	-1.56	5.30	4.97	3.54	3.12	2.89	2.78	4.063	4.147	23.8	0.00053	0.00042(4)
57	V490 Sct	9960	9700	-0.241	-0.187	2.33	2.23	1.90	1.86	1.50	1.44	4.245	4.247	36.6	0.00074(5)	0.00079(2)
58	V370 Sge	6964	7113	0.030	0.033	1.91	1.75	2.51	2.01	1.13	0.97	3.918	4.073	26.6	0.00085	0.00122(2)
59	PS UMa	6290	5880	-0.011	-0.063	1.35	1.58	1.53	2.41	0.51	0.79	4.199	3.873	26.5	0.00102	0.00106(3)
60	EQ Vul	16958	17852	-1.525	-1.641	8.4	8.2	8.09	7.00	3.69	3.65	3.545	3.661	47.4	0.00046	0.00032(1)
61	V491 Vul	35900	34300	-3.444	-2.294	14.7	13.4	5.55	5.06	4.66	4.50	4.118	4.157	49.7	0.00072	0.00052(9)

было заподозрено третье тело, которое потом не подтвердилось. Наблюдаемая скорость апсидального вращения выше теоретической скорости на одну треть теоретического значения.

EQ Boo. Визуально-двойная, затменная система - более яркий компонент, $\rho=0.9''$. Обнаруживается периодический ход в остаточных отклонениях моментов минимумов от линейной формулы. Но по мере добавления наблюдений старые значения периодов опровергались, а на данный момент периодов без противоречий нет. Вероятно, один из компонентов переменная типа RS Гончих Псов, и ее переменность сдвигает точные моменты минимумов. Период в $O - C$ держится до момента исчезновения пятен, потом может возникать снова, но с другой фазой.

AS Cam. Световое уравнение, построена орбита третьего тела с периодом обращения $P_3=805.9$ дня. Изменения эксцентриситета, долготы периастра, угла наклона. Долгота периастра меняется в соответствии с теорией при условии синхронизма вращения компонентов. Значения этих параметров приводятся по состоянию на эпоху эфемериды из Таблицы II.

V347 Cam. Нет UBV привязки. Показатель цвета, величина и по-

глощение взяты из каталогов, температуры определены по расстоянию GAIA DR3.

V409 Cam. Нет *UBV* привязки. Показатель цвета, величина и поглощение взяты из каталогов, температуры подогнаны к расстоянию GAIA DR3. Оба компонента показывают физическую переменность.

V422 Cam. $L_3=0.03$, возможно световое уравнение в моментах минимумов. Используются расстояния GAIA DR3, межзвездное поглощение из каталога <http://argonaut.skymaps.info/query> и геометрическое решение полученной кривой блеска.

BU CMi A,B. Четверная система 2+2, в каждой симметричное друг к другу световое уравнение, быстрое апсидальное вращение, вероятно, индуцированное взаимным обращением пар, равно учетверенному орбитальному периоду в 6 лет. Эфемериды могут дать ошибку в определении точного момента минимума до 1 часа, так как орбитальные параметры системы быстро меняются под воздействием апсидального вращения и нутации. Огромная разница между теоретической и наблюдаемой скоростью апсидального вращения. Расстояние для всех четырех компонентов больше GAIA DR3. Чтобы уравнивать наблюдаемое (GAIA) и вычисляемое из фотометрии расстояния, следовало бы

сделать звезды холоднее, но из зависимости Масса-Светимость у них и так недостаток светимости. Все привести в равновесие можно, если принять $E(B-V)=0.1$. Но на двуцветной диаграмме поглощения не видно.

V1103 Cas. Возможен третий свет. Наблюдаемое апсидальное вращение быстрее теоретически ожидаемого в условиях синхронизма.

V750 Cep. Необходимо уточнить период следования вторичных минимумов. Апсидальное вращение очень медленное, даже если принять большое межзвездное поглощение, что должно ускорить теоретическое значение. Пока что скорость апсидального вращения точно не определяется. $L_3=0.067$.

V839 Cep AB. Визуально двойная $\rho=0.2''$. Компонент "B" является затменной переменной звездой с периодом 4.075 сут. Релятивистский вклад в движение линии апсид компонента "A" в четыре раза превосходит классический. Наблюдаемое апсидальное вращение превышает теоретическое значение, возможно, вследствие отсутствия синхронизма. Оба компонента звезды "A" являются пульсирующими переменными типа SBC(Slow β Cep). Компонент "B" состоит из звезд B9+G0.

V897 Cep. Сильное отличие фотометрического параллакса от GAIA DR3. Нет UBV привязки.

V898 Сер. Возможно, значение межзвездного поглощения в два раза превышает данные обзоров, и тогда следует принять спектр В9 для обоих компонентов.

V921 Сер. Противоречие с расстоянием GAIA DR3 и обзорами межзвездного поглощения. Межзвездное поглощение и физические параметры требуют уточнения. Главный компонент имеет меньшую температуру, возможно является переменной типа δ Щита.

V922 Сер. Визуально четверная, $L_3=0.172$. L_3 относится к более близкому спутнику и, возможно, еще и к дополнительному свету, пятому компоненту. Сильное отличие фотометрического параллакса от GAIA. Нет UBV привязки.

V957 Сер. Визуально двойная. При обработке свет спутника попадает. Возможно третье тело. Вторичный компонент пульсирует с двумя периодами, тип SBC - медленная β Цефея. Быстрое апсидальное вращение, превышающее теоретическое значение при условии синхронизма. Отличие фотометрического параллакса от GAIA DR3.

V961 Сер. Есть третий свет, световое уравнение, построена орбита

третьего тела, $L_3=0.236$, $P_3=17.0$ лет, $e=0.54$, $M_3 \sin i=1.04M_\odot$. Главный компонент – физическая переменная звезда типа δ Щита с периодом 0.04826044 суток. Измеренная скорость апсидального вращения, вследствие малости эксцентриситета, $e=0.034$, пока что имеет большую ошибку с тенденцией в сторону ускорения. Три четверти теоретического значения при условии синхронизма составляет релятивистский вклад.

V541 Cyg. Ранее наблюдалось замедление апсидального вращения, которое оказалось связанным с ошибкой в определении момента минимума в старых фотоэлектрических наблюдениях. Суммарная кривая блеска за три удаленных друг от друга по времени периода наблюдений дает обратные размеры компонентов, более массивный имеет немного меньший размер. Скорость апсидального вращения, измеренная в данной работе, идеально совпадает с теоретическим значением.

V974 Cyg. Наблюдается световое уравнение в остатках моментов минимумов. Есть третий свет в решении. Параметры орбиты третьего тела определены, $P_3=30.7$ года, $e=0.41$, $M_3 \sin i=0.36M_\odot$.

V2544 Cyg. Избыточное межзвездное поглощение, быстрое апсидальное движение. Эфемерида актуальна на современную эпоху.

V2647 Cyg. Орбита круговая, эфемерида [26] ошибочная, фаза вторичного минимума равна 0.5.

NS Dra. Согласно *UBV* привязке, расстояние получается больше, чем это следует из GAIA DR3, но близко к DR2.

V432 Dra. Широкая визуальная двойная пара. Более яркий и голубой компонент используется в качестве звезды сравнения. Не являются физической парой. Находится в сложном месте двухцветной диаграммы $U - B, B - V$. Если принять меньшее межзвездное поглощение, то спектральный класс станет ближе к G. Затменная система состоит из двух почти идентичных звезд с удачно ориентированной в пространстве орбитой, что делает ее пригодной для детального исследования внутреннего строения звезд на основе измерения с высокой точностью скорости апсидального вращения.

DI Her. Температуры перевычислены согласно фотометрии Поппера и Дюмона, [87] и калибровкам Поппера [16]. Они согласуются с параллаксом GAIA, в отличие от калибровок Флауэра, [75], температура из которых получается на 2000K меньше. Относительные светимости были взяты из работы Поппера [45]. Все остальные параметры получены из собственных наблюдений. Наклонное быстрое несинхронное вращение

КОМПОНЕНТОВ.

UW Hya. Орбита круговая, эфемерида ОКПЗ ошибочная, фаза вторичного минимума равна 0.5. Компоненты практически идентичны, главный и вторичный минимумы одинаковы и по форме, и по глубине, что вкупе с кратностью орбитального периода суткам и явилось причиной ошибки в определении периода и эллиптичности орбиты.

RU Mon. Принято решение с $L_3 = 0.01$. Вычисленная из наших наблюдений скорость апсидального вращения подтверждает данные [88], но немного меньше теоретического значения.

V501 Mon. Есть кривая лучевых скоростей. Главный компонент попадает в полосу нестабильности пульсирующих переменных. Может оказаться переменной типа δ Щита.

V680 Mon. Визуально-двойная, наивысший эксцентриситет из всех звезд с эллиптическими орбитами, найдена периодичность в ходе уклонений $O - C$ моментов минимумов от линейной формулы, рассчитаны параметры невидимого третьего компонента: $L_{3V}=0.13$, $P_3=22.45$ лет, $e=0.41$, $M_3 \sin i=0.19M_\odot$. 4.5 года назад третий компонент прошел периаструм.

V577 Oph. Третий свет, световое уравнение в моментах минимумов, построена орбита третьего тела с периодом 27.9 лет, $L_3=0.09$. Главный компонент - переменная типа δ Щита. В наличии две кривые лучевых скоростей, подтвердивших тройственность звезды.

V2778 Ori. Наблюдаемое апсидальное вращение на порядок выше теоретического. Спектр согласно SIMBAD B8 e, возможно быстрое вращение.

V966 Per. Есть три измерения лучевых скоростей. Значительное противоречие в массе вторичного компонента как полученной косвенным методом, так и измеренной с помощью кривой лучевых скоростей. Вероятно причиной может быть сильное различие химического состава обоих компонентов, как это наблюдается, например, у RR Lyn, см. [89], [90].

CR Sct. В каталогах даны неверные значения эксцентриситета и скорости апсидального вращения. Получено надежное значение скорости апсидального вращения, устранены все противоречия в ходе остатков моментов минимумов. Вторичный компонент, возможно, пульсирует, так как измерения моментов главных минимумов имеют значительно

большую ошибку, чем вторичные.

V490 Sct. Замедленное апсидальное вращение. Необходимы спектральные наблюдения.

V370 Sge. Возможно, переменная типа δ Щита - один из компонентов показывает физическую переменность. Согласно UBV привязке расстояние больше, чем это следует из GAIA DR3, DR2.

PS UMa. Апсидальное вращение не определяется, малый эксцентриситет и недостаточный по времени интервал наблюдений.

V491 Vul. Визуально-двойная, затменной переменной является более яркий компонент, $\rho=3.4''$. Область туманности S87, и ассоциации Vul OB1, $L_3=0.293$, возможен четвертый свет.

4.2 Системы, представляющие особый интерес

Результатом нашей исследовательской программы было создание относительно небольшого каталога геометрических и физических параметров двойных эллиптических систем, большинство из которых ранее таких данных не имело. Из общего числа исследованных звезд можно вы-

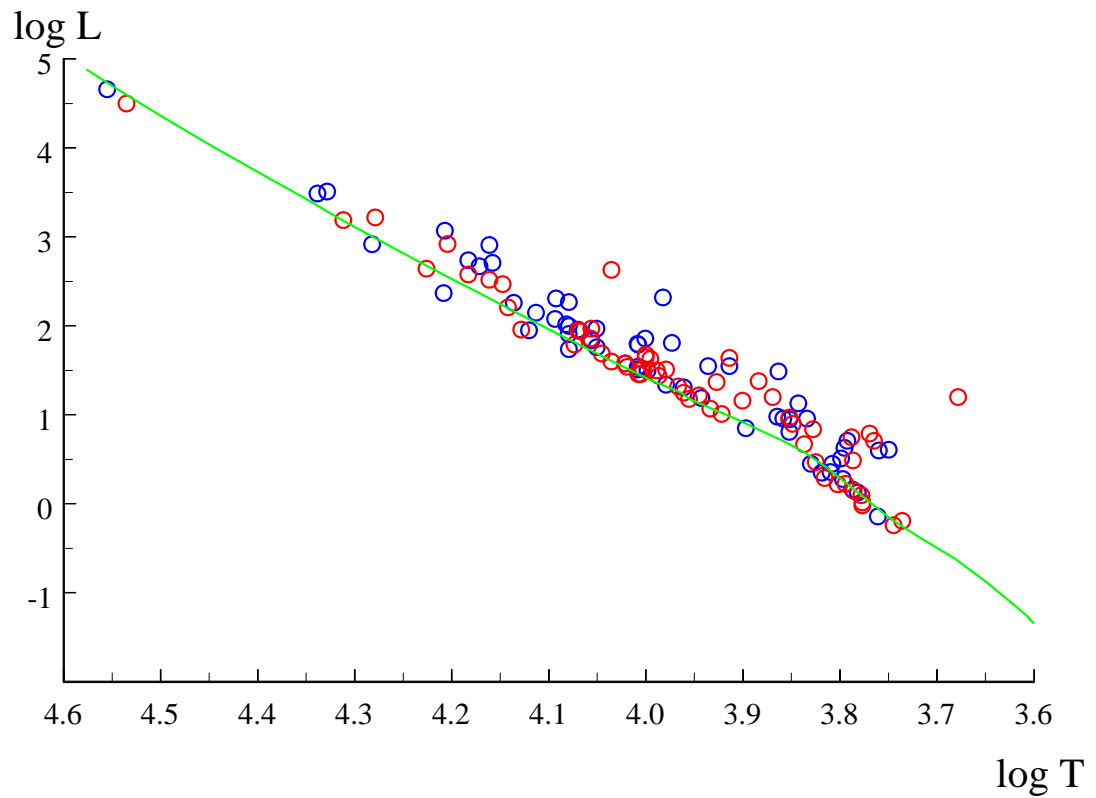


Рисунок 14: Зависимость светимости от температуры (диаграмма Герцшпрунга-Рессела) по данным Таблицы IV. Голубые кружки - главные компоненты, красные - вторичные. Зеленая линия - нулевой возраст, ZAMS.

делить системы, объединенные некоторыми признаками. В нашем списке таких систем немного, но если брать общую совокупность эллиптических и просто затменных систем, то такое выделение групп из общего массива звезд оправдано.

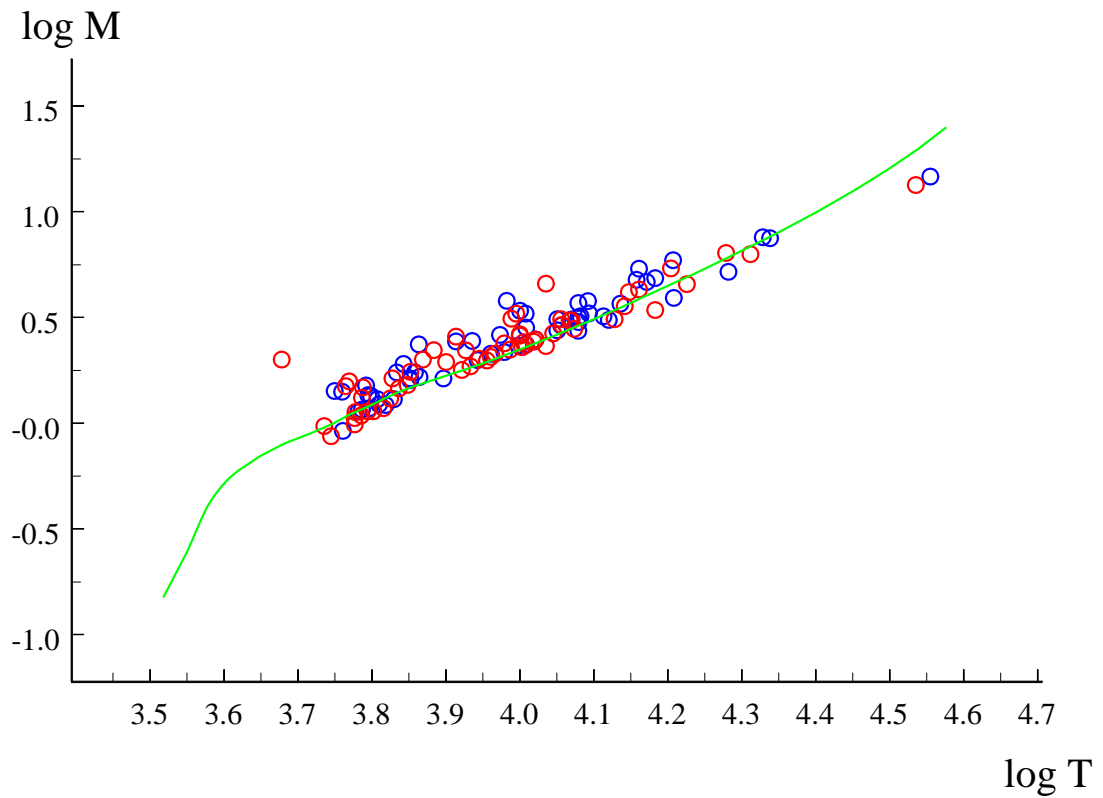


Рисунок 15: Зависимость массы от температуры по данным Таблицы IV. Голубые кружки - главные компоненты, красные - вторичные. Зеленая линия - нулевой возраст, ZAMS.

4.2.1 Системы, пригодные для исследования внутреннего строения звезд

Основной целью измерения апсидального вращения в двойных системах изначально было исследование внутреннего строения звезд. Несколько ярких массивных систем, исследованных в пятидесятые годы прошлого столетия, действительно позволили выяснить, что звезды являются гораздо более концентрированными объектами, чем это считалось ра-

нее. Этот вклад неоценим. При дальнейшем углубленном исследовании выяснилось, что количество параметров, которые могут влиять как на значение скорости в системе, так и на возможность ее измерения, велико. Например, при неудачной ориентации орбиты системы, когда значение долготы периастра близко 0 или Π , при этом вторичный минимум максимально уклоняется от фазы $P/2$ и как бы "застывает" в этом крайнем положении, не всегда удастся определить точное значение фазы вторичного минимума, которое определяется по соотношению ширин минимумов. А в этом положении ширины минимумов практически одинаковы. В результате можно получить даже отрицательные значения скорости апсидального вращения, что, конечно же, неверно.

Кроме того, и самое важное, из решения уравнения Радо невозможно выделить тот или другой компонент, их параметры входят в данное уравнение симметрично. Поэтому можно говорить не об измерении внутренних параметров звезд, а только о соответствии или несоответствии их теоретическим предсказаниям. Но если система состоит из двух идентичных компонентов, тогда внутренние параметры звезд должны быть одинаковыми, и можно говорить о реальном измерении констант концентрации вещества к центру звезд. Кроме того, ориентация орбиты такой системы должна позволять высокоточное измерение апсидального вращения. Подобных систем мало, и их наблюдение имеет повышенную ценность. В данной работе обнаружено несколько двойных систем, удо-

влетворяющим указанному критерию. Таких систем - близнецов в нашем списке можно выделить 12. Это KX Cnc, BU CMi, DR CMi, V1103 Cas, V1110 Cas, V1176 Cas, V798 Cep, V922 Cep, V432 Dra, V490 Sct, EQ Vul, V491 Vul. При этом в шести из них измеренное апсидальное вращение соответствует теоретическому значению, в двух системах наблюдаются значительные противоречия, вероятно, связанные с проблемами синхронизма орбитального и осевого вращения, а в системе BU CMi наблюдаются резонансы, полностью искажающие наблюдаемую скорость вращения линии апсид. Важно то, что выделенные шесть систем перекрывают диапазон масс от 0.9 до 14 солнечных, что делает их наблюдения крайне важными для теории внутреннего строения звезд.

4.2.2 Релятивистское апсидальное движение

До недавнего времени системы с преобладающим релятивистским вкладом в общее апсидальное вращение пользовались особым вниманием. Это было связано с тем, что считая классический вклад хорошо определенным, можно было еще одним способом, наряду с другими известными методами, проверить выводы общей теории относительности. На данный момент это стало уже не столь актуально, так как, например, были обнаружены двойные нейтронные звезды, обращающиеся на эллиптических орбитах, где данный эффект был измерен с точностью на порядок более высокой. Другим фактором, который делает указанный

способ не столь уж пригодным для численных проверок теории гравитации, явилось то, что учет классического эффекта оказался неполным и не всегда корректным. Тем не менее, интерес к данным системам остается.

Когда Х.Ф.Халиуллин в середине семидесятых годов прошлого века начинал заниматься проблемами апсидального движения в двойных системах, был известен небольшой список звезд, в которых релятивистский эффект либо преобладает, либо составляет заметную долю общего движения, Кох [91]. Самым обещающим объектом в этом списке была α CrB, для которой ожидалось шестикратное превышение релятивистского вклада над ньютоновским. В ходе данной работы выяснилось, что классические эффекты в данной системе преобладают над релятивистскими. Более того, было показано, что условия синхронизма, которые считались безусловно присутствующими в двойных системах, выполняются не всегда. Этот факт должен учитываться при расчетах теоретических значений скорости апсидального вращения, для чего необходимы специальные наблюдения.

И все же, заслуживает интереса тот факт, что в данной работе были обнаружены двойные системы, в которых релятивистский эффект реально преобладает над классическим.

В системе V750 Cep релятивистский эффект в скорости апсидального вращения превышает классический в 18 раз. Наблюдаемое апсидальное

вращение в системе пока что определено с большой ошибкой, но, похоже, оно значительно превышает теоретические предсказания.

В более компактной системе V839 Cep релятивистский эффект больше классического в 4 раза. В этой системе наблюдаемое значение близко к теоретическому.

В абсолютном выражении релятивистский эффект имеет небольшое значение, его периоды обычно составляют от 10 тыс лет и больше. Поэтому, для того, чтобы он превосходил ньютоновский вклад, двойная система должна быть достаточно широкой парой, периоды должны быть более десяти суток. Это значит, что для точного измерения периода необходимы длительные наблюдения. После обнаружения двойных пульсаров, обращающихся на эллиптических орбитах, данный метод проверки релятивистской теории свое значение утратил, хотя и вызвал в свое время обширную дискуссию, обогатившую наше понимание процессов, происходящих в двойных звездах.

4.2.3 Двойные орбиты со значительным эксцентриситетом

Считается, что если эксцентриситет системы превосходит значение 0.4, то система является высокоэллиптической. Таких систем в нашем списке 12, из них в одиннадцати точное значение эксцентриситета было определено впервые, в ходе данной работы. В четырех из них значение эксцентриситета даже превосходит 0.5, а в системе V680 Mon обнаружено

наивысшее значение эксцентриситета для затменных звезд с эллиптическими орбитами, $e = 0.614$. Почти для всех из них получены измерения скорости апсидального вращения, которая имеет малое значение, периоды прецессии составляют десятки тысяч лет. Некоторые из этих систем показывают замедление апсидального вращения в сравнении с условиями синхронизма. Например, V490 Sct [77] прецессирует со скоростью на 50% медленнее, чем должна при условии синхронизма. Это важные данные, которые позволяют делать количественные оценки условий синхронизации орбитального и осевого вращения в двойных системах.

4.2.4 Системы с компонентами типа δ Щита

Высокая точность наших наблюдений позволила обнаружить физическую переменность типа δ Щита у главных компонентов в системах V577 Oph, амплитуда пульсаций $V = \pm 0.02$ зв.вел. [92], и V961 Ser ($V = \pm 0.009$ зв.вел.) [93]. Пульсации были подробно исследованы, и оказались стабильными на протяжении 40 лет для V577 Oph, Рис. 16 и 13 лет у V961 Ser, Рис. 17. В обоих случаях исследование пульсаций осложнено наличием светового уравнения - обе системы оказались тройными. Световой эффект V577 Oph был исследован в том числе с учетом фаз квазисинусоидальных колебаний блеска, и это помогло установить параметры орбиты третьего тела, так как в наблюдениях $O - C$ моментов минимумов образовался пробел, и его удалось таким образом заполнить

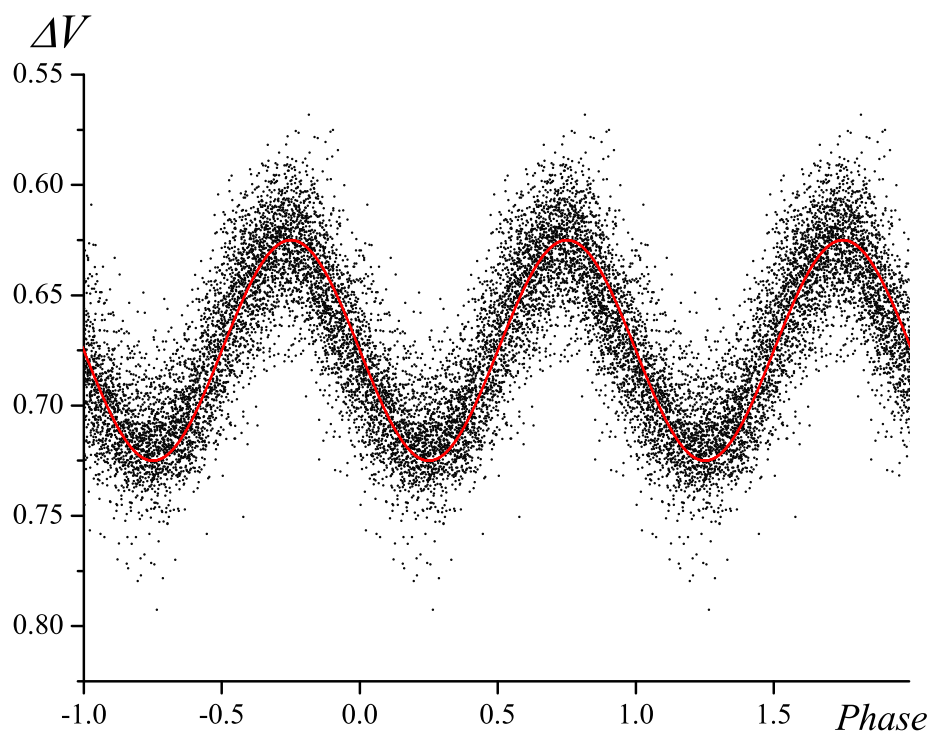


Рисунок 16: Свертка наблюдений главного компонента V577 Ori в полосе V за 36 лет фотоэлектрических наблюдений. Блеск нормирован на уровень плато, который принят за 0. Период пульсаций $P = 0.^d06949088(2)$ остается стабильным на протяжении всего периода наблюдений. Уравнение времени учтено в соответствии с данными, представленными на Рис. 22

[94]. Точность этих данных ниже тех, что получаются из моментов минимумов блеска, но их бóльшее количество этот недостаток компенсирует.

V961 Ser оказалась по своим физическим параметрам системой-двойником для другой затменной звезды с пульсирующим компонентом – R Большого Пса [95]. При этом периоды и амплитуды пульсаций обеих

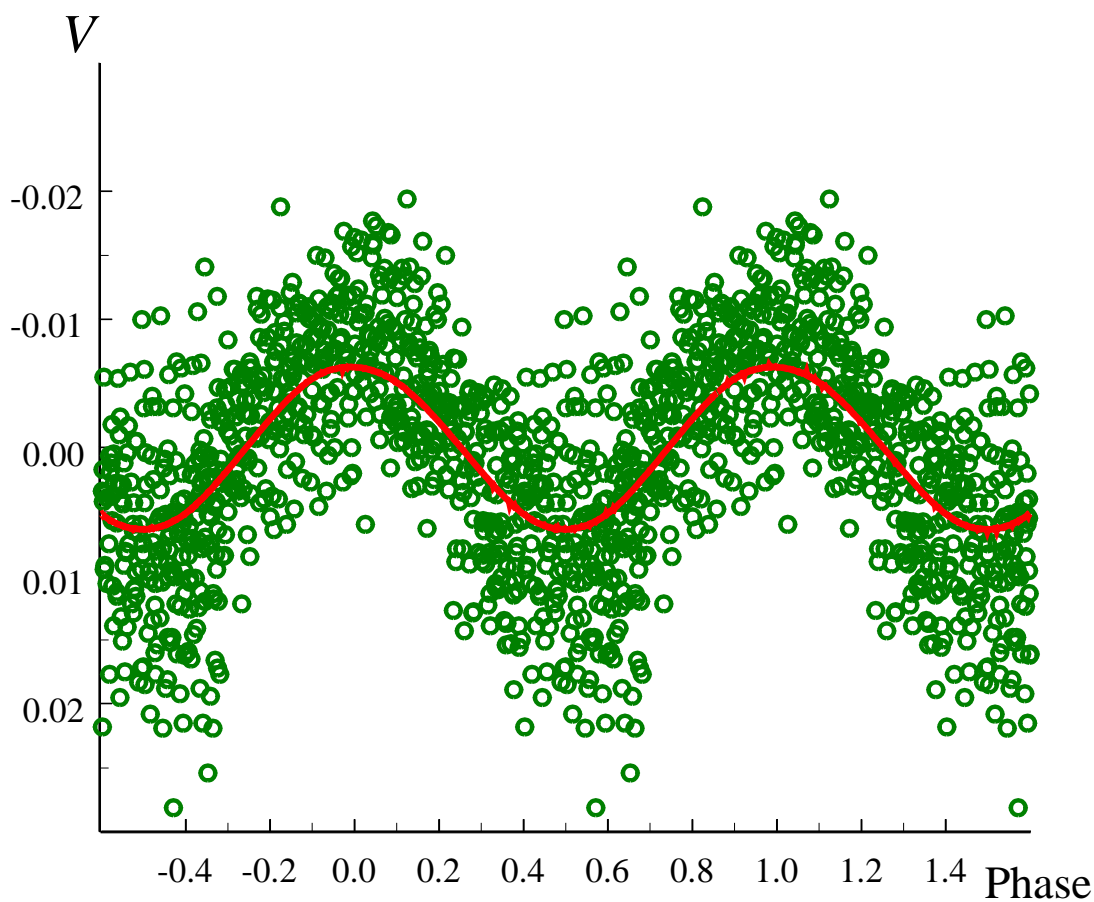


Рисунок 17: Свертка всех наблюдений V961 Сер в полосе V в квадратурах за 13 лет наблюдений. Период пульсаций 69.5 минут остается стабильным на протяжении всего периода наблюдений.

звезд практически идентичны, см. Рис. 18.

Так как форма минимумов систем с пульсирующими компонентами может быть значительно искажена, был разработан специальный алго-

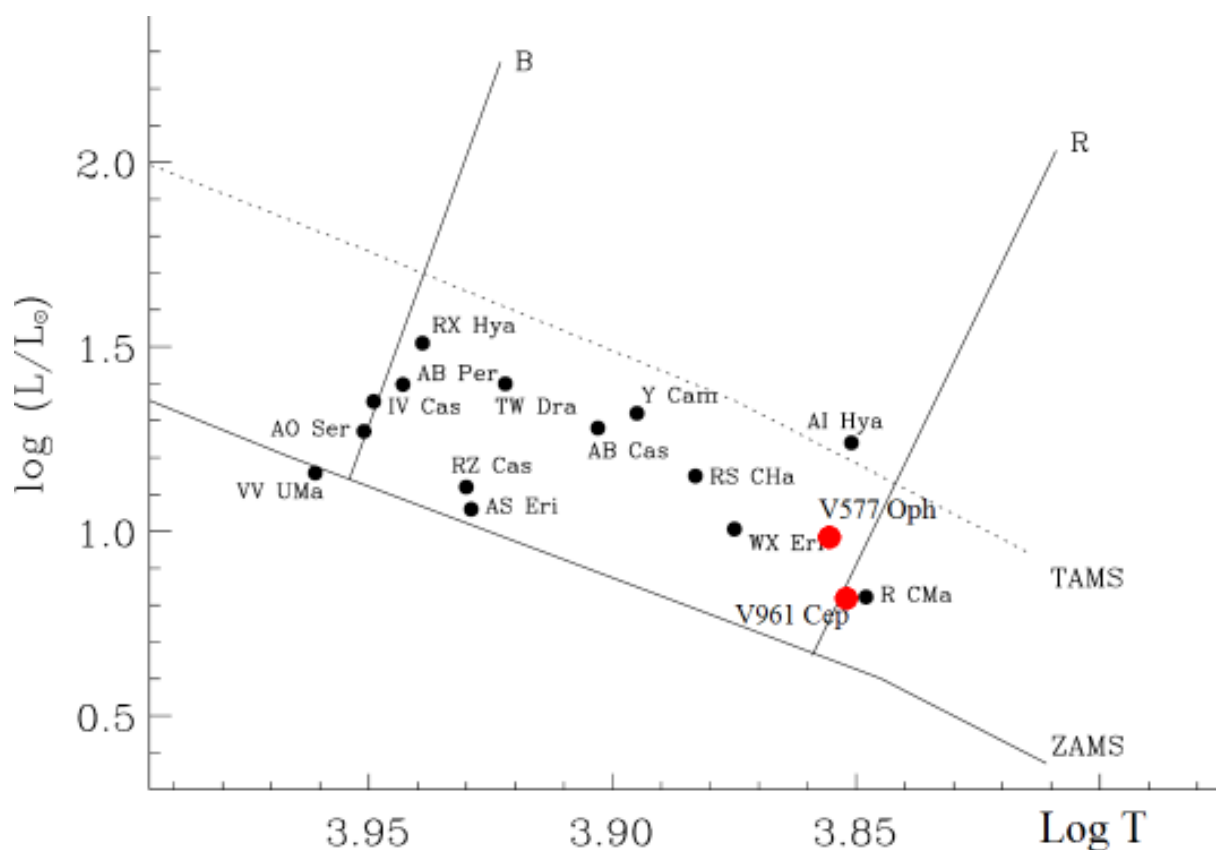


Рисунок 18: Положение пульсирующих компонентов затменных систем на диаграмме Герцшпрунга-Рассела. Диагональными линиями показаны голубая - B и красная - R границы зоны нестабильности. Сплошной чертой показана линия нулевого возраста (ZAMS), штриховой - линия верхней границы Главной Последовательности (TAMS). Красными кружками выделены звезды, обнаруженные в данном исследовании.

ритм для построения моделей таких звезд. Пример работы алгоритма показан на Рис. 19, на котором представлены наблюдения во вторичном минимуме звезды V961 Cep. Затмения вычтены.

По своим физическим параметрам, приводимым в Таблицах II, III, IV, в зону нестабильности попадают также компоненты систем V501 Mon – главный компонент; V921 Cep – оба компонента лежат в зоне нестабильности, причем выше линии TAMS; V409 Cam – главный компонент очень

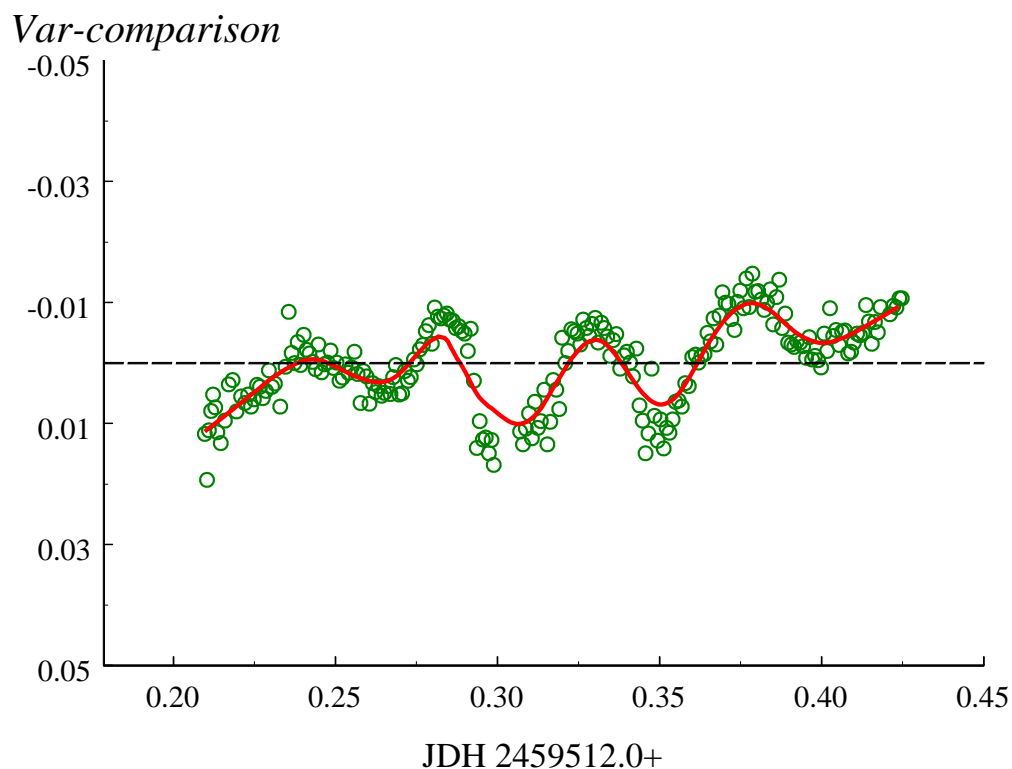


Рисунок 19: Наблюдения звезды V961 Ser во вторичном минимуме. Затмение вычтено, хорошо видны пульсации, принадлежащие главному компоненту.

близок к V577 Oph, вторичный лежит в центре зоны неустойчивости и по своим параметрам является главным; V370 Sge – вторичный компонент лежит в зоне неустойчивости, главный - на ее границе, вторичный по своим параметрам является главным. Некоторые из этих систем действительно показывают небольшую переменность, но для определения точных параметров пульсаций на данный момент наблюдений недостаточно. Все эти объекты требуют дальнейших подробных наблюдений во

всех фотометрических полосах.

4.2.5 Системы с компонентами типа β Цефея

Ряд исследованных систем после установления их точных параметров оказался попадающим в полосу неустойчивости голубых звезд типа β Цефея. В системе AS Cam, попавшей в зону неустойчивости, главный компонент действительно оказался физической переменной звездой, но типа SBC (Slow Beta Cephei). Эта звезда удовлетворяет всем критериям принадлежности к данному классу. Она принадлежит спектральному классу B7.5, пульсации двойные, синусоидальные, период и амплитуда первого тона 1.32 суток и 0.015 зв.вел., второго 1.15 суток и 0.012 зв.вел. Именно такие свойства приводятся в ОКПЗ для звезд типа SBC.

Еще одной системой попадающей в данную зону неустойчивости оказалась V957 Cep.

4.2.6 Тройные и четверные системы

Среди исследованных объектов впервые было обнаружено 8 тройных систем. Критерием для выбора перспективной для поиска невидимого спутника служило наличие в кривой блеска затменной системы третьего света, особенности изменения показателей цвета в минимумах [96]. При обнаружении данных признаков в какой-либо затменной системе объект включается в приоритетный список, и его наблюдения начинают про-

водиться на регулярной основе максимально продолжительное время. Окончательным доказательством наличия в системе невидимого компонента, физически с ней связанного, является световой эффект (эффект Ремера) в ходе остатков уклонений моментов минимумов $O - C$ [17].

Также важное значение имеют спектральные наблюдения. Если не удастся непосредственно наблюдать линии третьего тела в спектре звезды, то по изменению гамма скорости со временем также можно судить о наличии в системе третьего компонента. Но данные наблюдения требуют гораздо больших апертур приемной оптики, значительно более дорогой и сложной приемной аппаратуры, и должны быть столь же длительными по времени, как и наблюдения светового эффекта.

В данном исследовании впервые обнаружены третьи тела и построены их орбиты в следующих системах: V961 Cep, V577 Oph, V974 Cyg, V680 Mon, BD-20 4369, DX Vel, RW CrA, GSC 3937 2349. Графики изменений $O - C$ для некоторых объектов приведены на Рис. 20,

Для системы V577 Oph было получено независимое спектральное подтверждение присутствия в системе третьего компонента, см. Джеффри и др. (2017), [97]. Ход остатков от линейной формулы приведен на Рис. 22. Помимо показанных на графике моментов минимумов, полученных, за исключением двух, автором, в литературе имеется еще несколько моментов ослабления блеска, но точность их значительно хуже, поэтому при решении их вес оказался незначительным и здесь они не показаны. Кро-

ме того, имеется еще несколько моментов ослабления блеска, полученных фотографическим способом разными авторами. Они представляют некоторый интерес, потому что получены более ста лет тому назад. Остаточные уклонения для этих моментов составили порядка одного часа, и уклоняются они на эту величину как в положительную, так и в отрицательную сторону. Т.е. эти данные не противоречат найденному в данной работе сидерическому периоду обращения звезды.

Была обнаружена и исследована BU CMi – необычная яркая четверная звезда $2+2$, по конструкции подобная системе ϵ Lyr. BU CMi состоит из двух одинаковых затменных звезд [98]. В системе наблюдаются синхронизации между орбитальными периодами, апсидальным вращением, и взаимным периодом обращения по общей орбите, она подробно рассмотрена в Главе 7.

4.2.7 Системы - компоненты визуально-двойных систем

Исследования некоторых звезд осложнялись их визуальной двойственностью, что исключало возможность измерять отдельно блеск затменного компонента: EQ Boo, V491 Vul, V839 Cep, V922 Cep, V957 Cep. Блеск спутника сравним с блеском переменной звезды, что существенно ухудшает фотометрическую точность измерений. Тем не менее, наш подход обеспечил результаты по данным системам не хуже качеством, чем при наблюдениях одиночных звезд. Такие системы тоже следует считать

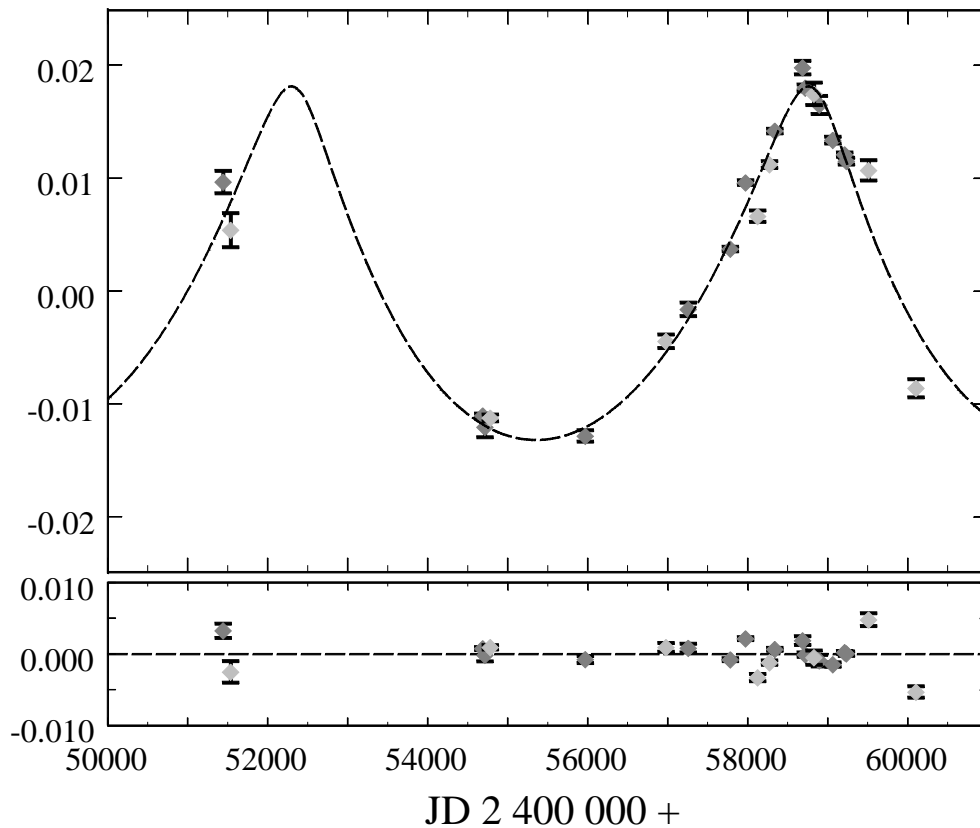
$O-C(\text{day})$ 

Рисунок 20: График уклонения $O - C$ моментов минимумов от линейной формулы для звезды V961 Сер показан на верхней панели. Темно-серые ромбики – главные минимумы, светлые - вторичные. На нижнем графике остаточные уклонения после вычета светового уравнения. Разброс для вторичных минимумов несколько больше, чем для главных. Это можно объяснить физической переменностью главного компонента, см. Рис. 17. Пунктиром показано решение для третьего тела: $P_3 = 17.7$ лет, $e = 0.58$, $\omega = 100.4^\circ$, $A_3 \sin i = 2.73$ а.е., $M_3 \sin i = 0.99M_\odot$.

тройными, у некоторых за сотню лет наблюдений обнаружено орбитальное движение.

Например, нами была подробно исследована система EQ Boo. Сравнение углового положения оптического спутника в текущую эпоху со

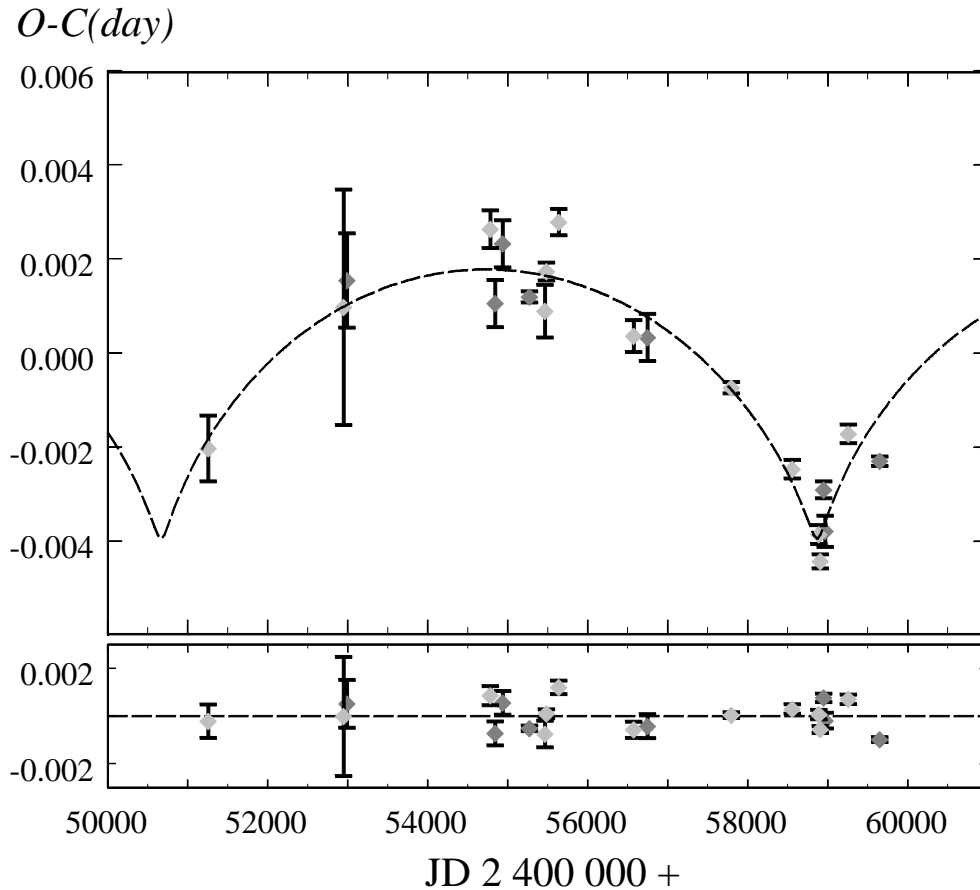


Рисунок 21: График уклонения $O - C$ моментов минимумов от линейной формулы для звезды V680 Mon показан на верхней панели. Темно-серые ромбики – главные минимумы, светлые – вторичные. На нижнем графике остаточные уклонения после вычета светового уравнения. Пунктиром показано решение для третьего тела: $P_3 = 22.45$ лет, $e = 0.88$, $\omega = 272^\circ$, $A_3 \sin i = 0.50$ a.e., $M_3 \sin i = 0.19 M_\odot$.

старыми измерениями, выполненными более ста лет назад, выявило орбитальное движение с периодом примерно 3200 лет, см. [81]. Оптический спутник по своим физическим характеристикам близок к компонентам затменной системы. Кроме того, данная система показывает признаки наличия дополнительного света. Признаки, по которым возможно пред-

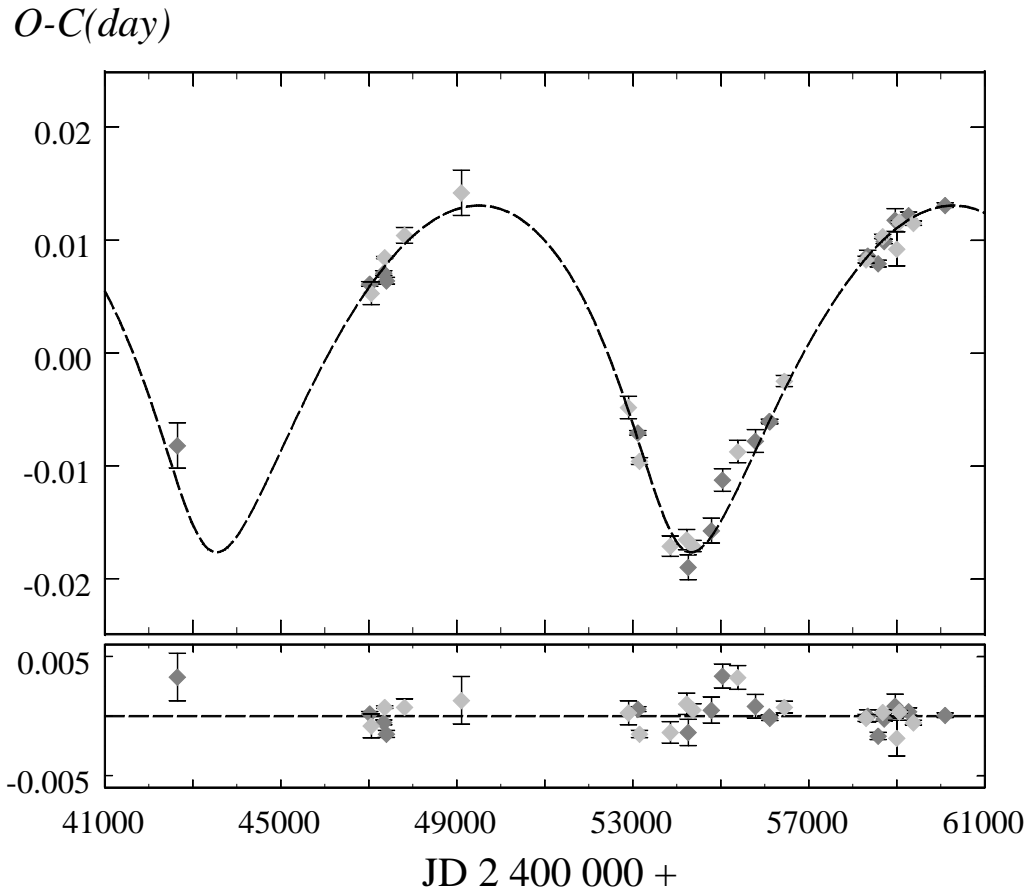


Рисунок 22: График уклонения $O - C$ моментов минимумов от линейной формулы для звезды V577 Ori показан на верхней панели. Темно-серые ромбики – главные минимумы, светлые – вторичные. На нижнем графике остаточные уклонения после вычета светового уравнения. Пунктиром показано решение для третьего тела: $P_3 = 29.52$ года, $e = 0.46$, $\omega = 240^\circ$, $A_3 \sin i = 2.70$ a.e., $M_3 \sin i = 0.69 M_\odot$.

положить в затменной двойной системе наличие невидимых спутников, предложены нами в работах [96], [17]. В соответствии с ними в данной системе можно ожидать присутствие еще одного компонента - звезды спектрального класса K2, [99]. Тогда яркий оптический спутник следует считать четвертым компонентом. Гипотетический слабый и близкий

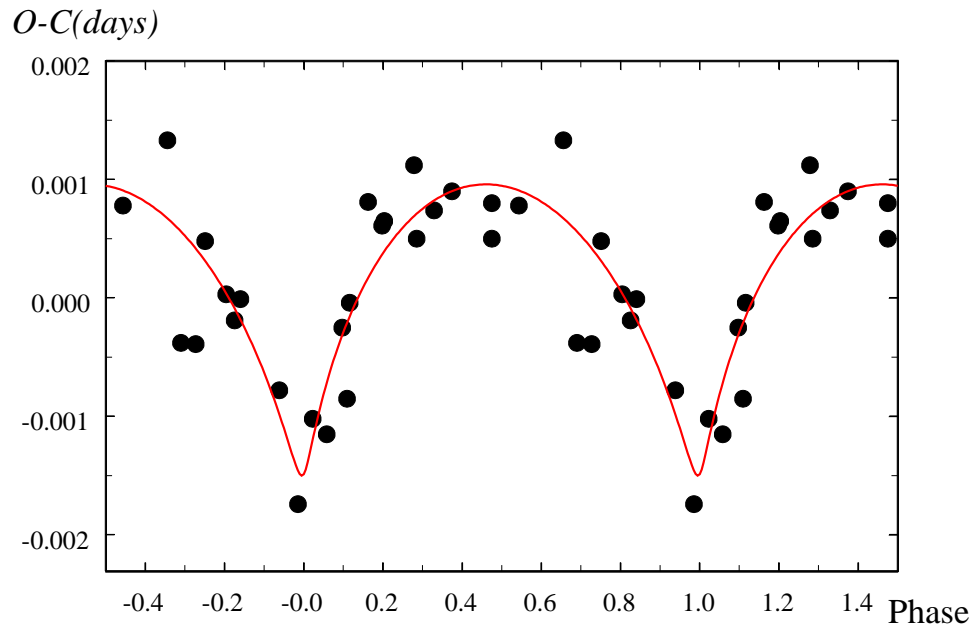


Рисунок 23: Свертка остаточных уклонений моментов минимумов EQ Boo за десять лет наблюдений с периодом 5.6 лет. Сплошной красной линией показано решение для орбиты третьего тела: $e=0.8$, $\omega = 300^\circ$, $M_3=0.1M_\odot$

спутник назовем третьим компонентом. Исходя из сказанного, звезда была включена в программу поиска невидимых спутников, и ее наблюдения получили наивысший приоритет. Действительно, по мере накопления точных моментов минимумов, в ходе остатков $O - C$ стали обнаруживаться периодичности [17]. Казалось бы, гипотеза о присутствии в системе невидимого близкого компонента блестяще подтверждается.

Однако новые наблюдения не подтверждают обнаруженный период, см. Рис. 23. Попытки представить $O - C$ другими периодами какое-то время приносили успех, правда период сократился до 1.3 года, и соответственно значение $M_3 \sin i_3$ возросло до $0.3M_\odot$, но дальнейшие наблюдения стали постепенно противоречить полученному решению. Создалось впечатление, что период существует, но фаза его меняется. Если бы ответственность за остаточные уклонения нес дополнительный компонент, такого не должно было быть. Поэтому в настоящее время мы склонны полагать, что уклонения в моментах минимумов вызваны наличием пятен на поверхности компонентов. Небольшое отличие периода осевого вращения звезд от орбитального периода может приводить к возникновению ложных периодов в $O - C$ порядка нескольких лет при условии того, что время жизни отдельного пятна или большой группы пятен тоже составляет несколько лет. Принимая во внимание то, что спектральные классы компонентов F8 – G0, см. Таблицу II, близки к спектральным классам звезд типа RS Гончих Псов, такая гипотеза не выглядит необычной. Как именно может влиять на точные моменты минимумов небольшая переменность компонентов хорошо показано в Главе 5 на примере системы AS Cam, где остаточный разброс в моментах минимумов не удается сделать меньше 1.3 минуты даже при правильном учете пульсаций главного компонента, в то время как максимально достижимая в нашем исследовании точность определения момента соединения составляет 10 секунд,

[82]. Полная амплитуда светового эффекта в EQ Boo составляет 3.6 минуты (± 1.8 минуты), и действительно может быть объяснено наличием мигрирующих пятен на поверхности звезды.

Возможен и такой вариант, что присутствуют оба эффекта - и невидимый компонент, и пятна на поверхности. В этом случае найденный период следует приписать к влиянию третьего компонента, а пятна выступают просто источником ошибок в определении точных моментов минимума. Тогда из решения светового уравнения масса гипотетического третьего тела составит $M_3 \sin i_3 = 0.2\odot$. Приняв массу третьего компонента в соответствии с его спектральным классом $M_3 = 0.65\odot$, получим оценку наклонности его орбиты $i_3 = 18^\circ$, что делает эту систему первой, у которой орбита спутника сильно наклонена к плоскости орбиты затменной системы. Тогда данная система подходила бы под критерии систем, теоретически исследованных Халиуллиным, Ходыкиным и Захаровым [100], в которых должно наблюдаться замедление апсидального движения. Текущая ориентация орбитального эллипса близка к $\omega = 180^\circ$, что в значительной мере осложняет измерения скорости апсидального вращения. Представленное в работе Волкова и др. [81] значение является верхним значением эффекта на то время. Наши интенсивные наблюдения в последующую декаду добавили 30 точных моментов минимумов, что позволило, во-первых, вычислить значения долготы периастро и эксцентриситета с высокой точностью и, во-вторых, зафиксировать

точные значения периодов следования главных и вторичных минимумов. Это дало возможность вычислить наблюдаемую скорость апсидального движения $\dot{\omega}_{obs} = 0.13 \pm 0.03^\circ/\text{год}$. Теоретически ожидаемое значение за счет совокупного действия релятивистского и классического эффекта $\dot{\omega}_{theor} = 0.37^\circ/\text{год}$, в котором релятивистский компонент составляет $\dot{\omega}_{rel} = 0.21^\circ/\text{год}$, а классический $\dot{\omega}_{class} = 0.16^\circ/\text{год}$.

Довольно неожиданный результат. В системе, как и в случае DI Her, как бы не остается места релятивистскому вкладу. Опять остаются на выбор две возможности. Либо в системе действительно присутствует невидимый спутник, обращающийся на орбите, сильно наклоненной к орбите затменной двойной, либо компоненты быстро вращаются с наклоном к плоскости орбиты. Подробных спектров для EQ Boo пока не получено, и вопрос остается открытым.

Другой похожей системой является V491 Vul, в которой доля третьего света за счет близкого визуального компонента весьма значительна. Доля света спутника учитывается обычным образом, как это делается нами при решении любой кривой блеска, см. Рис. 24. Разница лишь в том, что в данном случае совершенно точно известно, что вклад третьего света ненулевой. Данная звезда является, к тому же, наиболее массивной и горячей из нашего списка, см. Таблицу IV. Апсидальное движение в системе измерено, и оно оказалось близким теоретическому в условиях синхронизма. Разумеется, этот факт не говорит о реально существующем

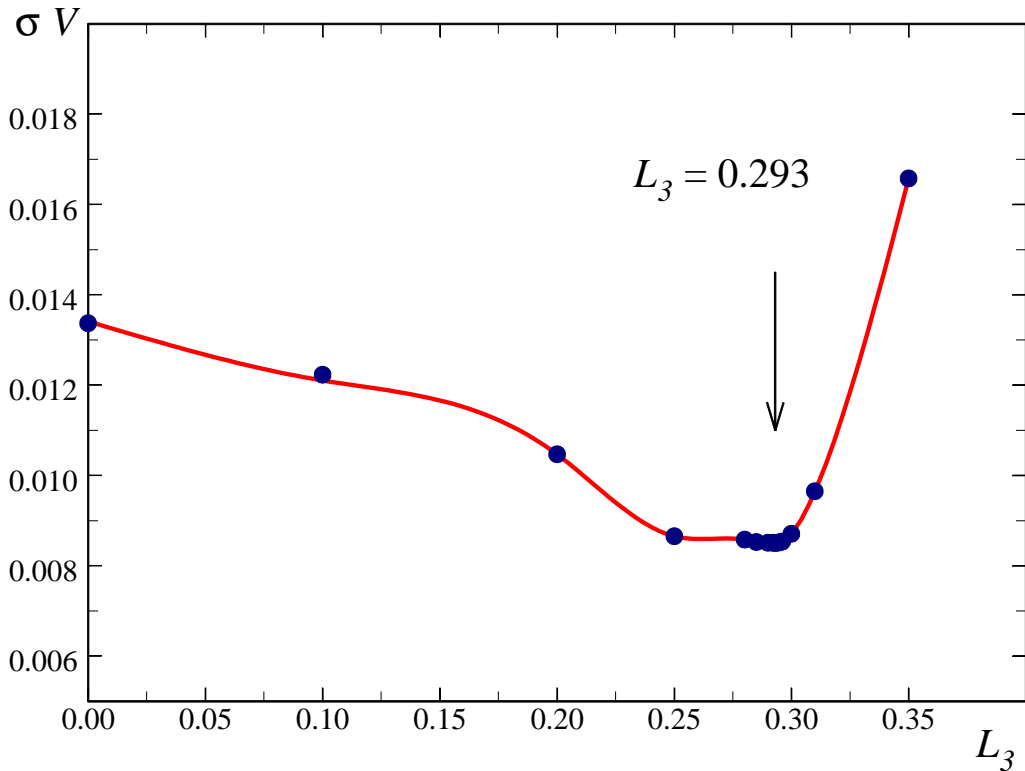


Рисунок 24: Зависимость остаточных уклонений решений V491 Vul от третьего света.

ющем в системе синхронизме орбитального и вращательных моментов. Вполне можно допустить повышенную скорость осевого вращения. Если при этом оси вращения наклонить, то наклон компенсирует избыточную прецессию, и картина будет соответствовать наблюдаемой. Данная система также имеет избыточное межзвездное поглощение. Геометрический параллакс GAIA DR2 в два с половиной раза превышает определенный нами фотометрический. Так как система визуально двойная, то

на начальном этапе обработки было принято, что скорее всего, верным будет наше значение. В случае визуальной двойственности измерения GAIA могут иметь значительную погрешность. В новом цикле обработки GAIA DR3 величину геометрического параллакса уменьшили в три раза, и оно стало близко к нашему фотометрическому значению. Система, вероятно, связана с диффузной туманностью S87 и с ассоциацией Vulpecula OB1. Наше фотометрическое значение расстояния и величина GAIA замыкают с двух сторон среднее расстояние до ассоциации в 1.6 кпк, [101]. Результаты исследования данного объекта пока что нами не опубликованы.

На примере двух данных систем показано, что наличие достаточно яркого оптического спутника не препятствует детальному исследованию затменной системы, а наоборот, придает дополнительный интерес. Полная расшифровка таких конструкций имеет важнейшее значение для теории возникновения и эволюции звезд.

4.2.8 Возможные связанные четверные системы

В относительно небольшое поле зрения наших камер при наблюдениях звезд списка попало попутно некоторое количество известных затменных систем, и было открыто несколько новых. На данный момент в нашем списке таких систем семь: Эти объекты были выделены отдельно, так как, возможно, они тоже представляют собой сверхширокие визуально-

Таблица V: Возможные сверхширокие пары.

Звезда	Спутник	Примечание
PS UMa	GSC 4375 1827	новая затменная типа EW, $P=0.4011571$ сут, $d=6.4'$.
V490 Sct	V491 Sct	EW, $P=0.5677337$ суток, $d=3.1'$.
V880 Cep	GSC 4480 979	новая затменная типа EW, $P=0.4714$ сут, $d=3.2'$.
GG Ori	V1353 Ori	EW, $P=0.4714$ суток, $d=3.4'$.
V434 Hya	GSC 6611 1340	новая переменная эллиптического типа, $P=0.2672351$ сут, $d=2.9'$.
V921 Cep	NN Cep	EA, $P=2.058306$ сут, $d=6.8'$.
V432 Dra	GSC 4232 2515	тип W UMa, $P=0.250762$ сут, $d=3.5'$, [102].

двойные пары. По мере накопления и уточнения данных о собственном движении этих звезд, или при достаточно точном измерении их геометрических параллаксов, вопрос прояснится. Пока же можно отметить, что фотометрические параллаксы составляющих этих звездных пар близки, но не настолько, чтобы можно было говорить о физической связи. Одним из направлений будущей работы станет сбор статистики по таким системам, что позволит оценить вероятность наблюдающихся совпадений.

4.2.9 Системы с избыточным межзвездным поглощением

Уже в самом начале нашей работы в системе GG Ori, одной из первых, для которой были получены многоцветные высокоточные кривые блеска, было обнаружено значительное превышение значения межзвездного

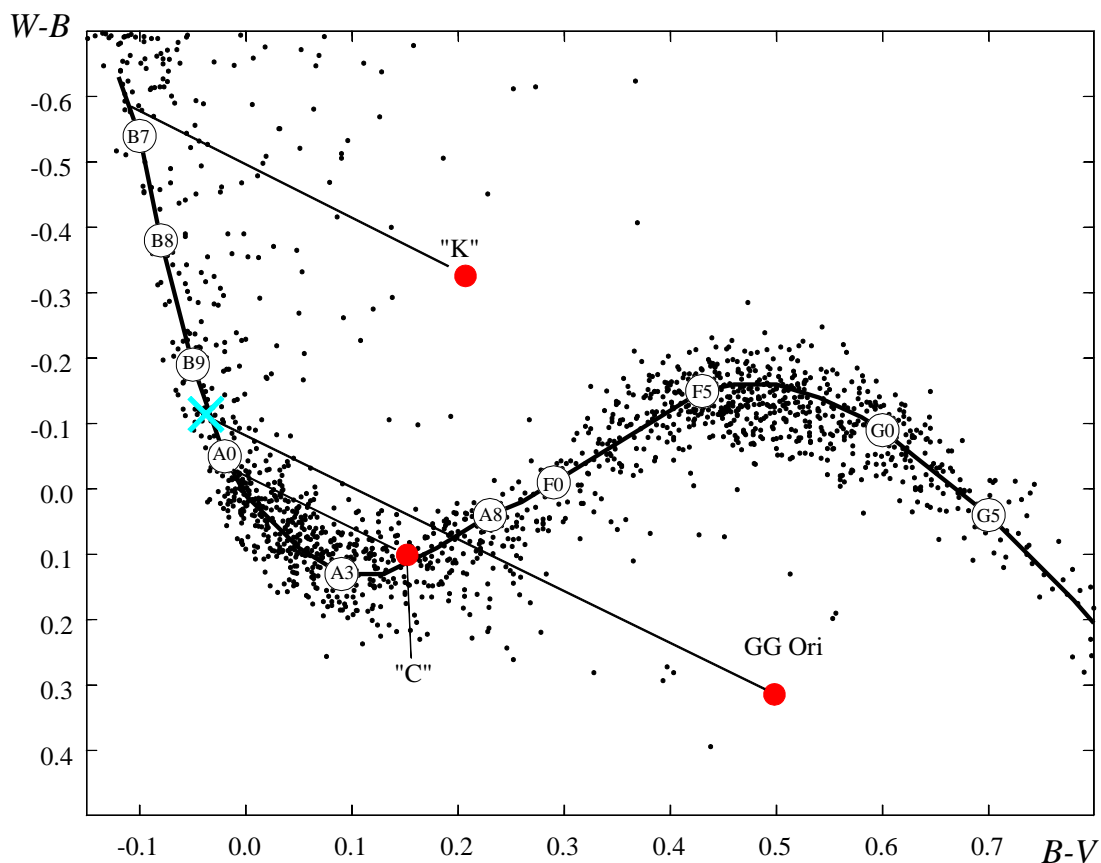


Рисунок 25: Двухцветная диаграмма $W - B, B - V$ для затменной звезды GG Ориона и двух звезд сравнения, обозначенных "C" - основной стандарт и "K" - контрольная звезда. Сплошными прямыми показан ход межзвездного покраснения. Точки - данные каталога ГАИШ. Сплошная кривая - положение непокрасневших звезд пятого класса светимости.

поглощения над средними величинами поглощения в Галактике для данного направления. При этом значения межзвездного поглощения A_V для двух звезд поля в 6 раз меньше, см. Рис. 25 из статьи Волкова и Халиуллина [103]. Основная звезда сравнения "C" находится на расстоянии 19.7' от переменной, а контрольная звезда "K" на расстоянии 17.3'. То, что линия поглощения на Рис. 25 действительно должна быть продолже-

на до спектрального класса $B9$, а не остановиться на $A8$, подтверждено спектральными наблюдениями Торреса, Лэси и Кларета [104], а также идеальным совпадением нашего фотометрического параллакса с геометрическим значением GAIA, см. Таблицу IV.

На тот момент нам не было известно других затменных звезд с похожим или более значительным превышением межзвездного поглощения по сравнению с данными обзоров [18], [19], [105]. К тому же, звезда находилась в созвездии Ориона, где наблюдаются значительные аномалии в межзвездном поглощении. Но последующие наблюдения показали, что среди других молодых звезд спектральных классов $B4 - A0$ из нашего списка тоже встречаются избыточно покрасненные звезды: V944 Cep, [106]; V2544 Cyg, [107]; V839 Cep, [86]; V490 Sct, [77]. Данные объекты показали аномально высокое межзвездное поглощение, превышающее данные обзоров [18], [19], [105] в несколько раз. Возможно, все эти звезды погружены в остатки протозвездных облаков, физически с ними связанные.

Следует подчеркнуть важность установления точных причин наблюдающегося эффекта, для чего совершенно необходимо проводить наблюдения в ультрафиолетовых полосах. Чему, к сожалению, в настоящее время должного внимания не уделяется.

4.2.10 Быстрое апсидальное вращение

Особый интерес представляют двойные эллиптические орбиты, прецессирующие гораздо быстрее большинства звезд списка.

4.2.11 Конфликтные системы

В ходе данного исследования удалось объяснить наблюдающиеся принципиальные противоречия в ряде затменных двойных систем, таких как α CrB, DI Her, AS Cam, BU CMi. На примере этих объектов в данном разделе мы более подробно рассмотрим наш метод исследования затменных систем вообще. Также мы остановимся на полученных результатах, так как они представляют особенный интерес.

Глава 5. Решение проблемы апсидального вращения в системе AS Жирафа(AS Cam)

5.1 Предыстория вопроса

Результаты, изложенные в данной главе, основаны на работе [64] автора. Ввиду доступности для наблюдений вследствие своей яркости, $V=8.4$, спектр B7.5+B9, звезда была хорошо исследована фотоэлектрическим методом еще в 70-е годы 20 века. Были получены высокоточные кривые блеска [108], [109], и кривая лучевых скоростей [110]. Халиуллин и Козырева [22] повторили фотоэлектрические наблюдения Хилдитча спустя 13 лет и неожиданно обнаружили, что скорость апсидального движения в системе почти в три раза медленнее теоретического значения, $\dot{\omega}_{theor} = 0^\circ.44 \pm 0^\circ.01\text{год}^{-1}$. Это сразу же привлекло пристальное внимание наблюдателей. Звезда оказалась под непрерывным контролем, но все последующие измерения неизменно подтверждали найденное Халиуллиным и Козыревой [22] значение скорости апсидального вращения $\dot{\omega}_{obs} = 0^\circ.15 \pm 0^\circ.01\text{год}^{-1}$.

Выяснилось также, что звезда обладает еще рядом особенностей. Она показывает небольшую физическую переменность, на что указывал еще Хилдитч при анализе своих первых фотоэлектрических наблюдений. В системе был найден невидимый спутник примерно солнечной массы [111], [112]. Также было предположено, что эксцентриситет орбиты двойной системы прогрессивно увеличивается от 0.15 до 0.18 на интервале 50 лет

[113]. Вот с этой неопределенностью в эксцентриситете и были связаны небольшие расхождения в оценках скорости апсидального вращения разными исследователями. Все они использовали формулу 27. При значениях эксцентриситета от 0.10 до 0.17 скорость апсидального вращения получается от $0^\circ.44 \pm 0^\circ.01\text{год}^{-1}$ до $0^\circ.15 \pm 0^\circ.01\text{год}^{-1}$. При этом значение периодов P_1 , P_2 остаются одинаковыми у всех авторов. Они и до сих пор остаются теми же самыми, только уменьшились ошибки их определения за счет увеличения интервала наблюдений и количества моментов минимумов.

Рекордсменом по расхождению теории и наблюдений являлась до недавнего времени звезда DI Her, у которой наблюдаемое значение скорости апсидального вращения было ниже теоретического в четыре раза. При этом в DI Her, казалось, не оставалось места для релятивистского вклада в апсидальное вращение. Для объяснения наблюдаемой картины привлекалось множество гипотез, включая альтернативные эйнштейновской несимметричные теории гравитации, Моффат [114], [62]. Трудность опровергнуть или подтвердить выдвинутую Моффатом гипотезу состояла в том, что как раз две данных звезды, DI Her и AS Cam, и служили основой для калибровки новой теории, [63]. Естественно, что при таком условии теоретические предсказания Моффата совпадали с наблюдаемой скоростью вращения линий апсид.

В последнее время, после объяснения аномального вращения DI Her

Альбрехтом и др. [65] в рамках гипотезы Шакуры [115], исследователи стали склоняться к такому же объяснению и в случае AS Cam, см. например, Павловский и др. [116]. Но система AS Cam значительно более тесная чем DI Her, и в ней синхронизация должна наступать значительно раньше. Наблюдательные аргументы, приводимые Павловским и др. в пользу отсутствия синхронизации, противоречат спектральным наблюдениям Хилдитча, а также Малони и Гайнена [117], которые установили, что вращение компонентов удовлетворяет условию синхронизма. Возможно, конечно, что в действительности звезды быстро вращаются, но их полюса направлены на наблюдателя. Тогда $v \sin i$ будет иметь небольшое значение в соответствии с измерениями Хилдитча, Малони и Гайнена. Возможно также, что звезды прецессируют, и на момент наблюдений Павловского и др. полюса уклонились вследствие этого от направления на наблюдателя. Назовем данную гипотезу отсутствием синхронизма.

Еще одной гипотезой следует считать последовавшие работы, в которых было определено, что, если орбита спутника значительно наклонена к плоскости орбиты двойной системы, то апсидальное вращение будет замедляться. Был опубликован ряд работ с численным моделированием, в которых было показано, что при некоторых условиях подобная конфигурация может оказаться устойчивой и замедлять апсидальное вращение до наблюдаемого значения [100], [118], [119]. Сложности, связанные с определением угла наклона орбиты третьего тела, не позволили по-

ка что найти тройные системы, полностью удовлетворяющие рассчитанным критериям. Наличие третьего тела в системе должно также менять эксцентриситет и наклон орбиты двойной системы. Последнее как раз подтверждается, например, фактом исчезновения затмений в системах SS Lac, [35], QX Cas, [120], а также изменением глубин минимумов в недавно открытых тройных системах DX Vel, RW CrA, [121], [14], в которых третий компонент, хотя и находится на значительном удалении от затменной системы, но имеет сравнимую с ней массу и вполне может оказывать влияние на параметры орбиты двойной звезды.

Оценка угла наклона орбиты третьего тела AS Cam в 90° , сделанная в [119], является ошибочной, так как при вычислении $\sin i$ в этой работе были перепутаны большая полуось орбиты затменной системы вокруг общего центра масс тройной системы, которая определяется из светового уравнения, и большая полуось орбиты третьего тела, определяемая из третьего закона Кеплера. Для вычисления синуса угла наклона орбиты третьего тела следовало уменьшить большую полуось орбиты третьего тела на фактор отношения массы третьего тела к сумме масс компонентов затменной звезды. После такого исправления плоскость орбиты третьего тела совпадает с плоскостью орбиты затменной двойной. Исследование [119] проводилось в предположении солнечной массы третьего тела. Обнаруженная в данном исследовании доля третьего света допускает присутствие в системе молодой звезды солнечной светимости, массой

несколько превышающей солнечную.

После внимательного рассмотрения всех опубликованных исследований AS Cam мною было установлено, что при определении скорости апсидального вращения предыдущими авторами были сделаны следующие упущения:

1. Не были надлежащим образом повторно решены достаточно точные и подробные кривые блеска Хилдитча. А ведь он решал свои кривые блеска графическим методом, без использования ЭВМ. Те, кто, все же, решал кривые блеска Хилдитча, сделали это не совсем корректно – не были учтены ночные поправки, которые достигают в его наблюдениях 0.025 зв.вел. Сам Хилдитч отмечал, что звезда испытывает физическую переменность, что тем более оправдывает применение ночных поправок.

2. При вычислении скорости апсидального вращения не было учтено постепенное изменение эксцентриситета, которое вполне заметно из сравнения данных Хилдитча и Халиуллина и Козыревой. Интервал между этими рядами наблюдений составляет 13 лет, и параметры орбиты успевают измениться заметным образом.

Поэтому было решено провести повторный анализ всего доступного наблюдательного материала с учетом указанных замечаний, а также провести новые фотометрические наблюдения, замкнув пятидесятилетний интервал наблюдений звезды современной кривой блеска. И посмотреть, что из этого выйдет.

5.2 Звездные величины и межзвездное поглощение

Обычно анализ наблюдений начинается в нашем методе с определения температур звезд-компонентов из UBV - фотометрии. Так как данные наблюдения сильно подвержены влиянию межзвездного поглощения, с его определения и стоит начинать. Потом по таблицам Флауэра [75] можно оценить температуры. Полученные таким образом температуры берутся как начальное приближение при итерационном процессе построения модели системы. Как правило, при дальнейшем анализе они уточняются для того, чтобы наиболее полно соответствовать полученным из решения кривых блеска размерам звезд, их относительным светимостям, условию равенства расстояний а при наличии хорошо измеренного параллакса, уточняются и абсолютные значения температур. Температурам, определяемым из параллаксов, отдается предпочтение перед фотометрическими температурами из калибровок по показателю $B - V$. Особенно такой подход стал актуален при наступлении эпохи наблюдений GAIA.

Звездные величины AS Cam неоднократно определялись разными авторами. Мною были собраны все доступные из литературы UBV оценки, [109], [122], [22], [123]. Также были использованы определения температур из спектральных наблюдений [110], [116], из которых с помощью калибровок Флауэра можно независимо определить показатели цвета $B - V$. Затем было проведено сравнение друг с другом всех данных, найдены и

Таблица VI: Звездные величины AS Cam на плато и каждого компонента в отдельности.

	V	$U - B$	$B - V$
AS Cam	8.587	-0.269	-0.015
	0.005	0.012	0.012
AS Cam, "A"	8.955	-0.318	-0.029
	0.006	0.013	0.013
AS Cam, "B"	9.939	-0.131	0.019
	0.007	0.017	0.015

отброшены выпадающие значения, и получены средние величины, наилучшим образом удовлетворяющие всей совокупности данных. Результаты представлены в Таблице VI. С помощью двуцветной диаграммы $U - B, B - V$, Рис. 26, было определено значение межзвездного поглощения $E(B - V) = 0.086 \pm 0.008$, близкое к тому значению, которое дает обзор [18], $E(B - V) = 0.10 \pm 0.02$. Одинаковое с обзором значение следует из $uvby\beta$ фотометрии Лэси, [124]. Величина, получаемая из UBV фотометрии, выглядит предпочтительнее, так как объединяет измерения многих авторов, полученные из привязок к большому количеству фотометрических стандартов, она и была принята за окончательную. Показатели цвета каждого из компонентов были определены после решения кривых блеска, они также нанесены на Рис. 26. Основой для их определения послужили относительные светимости компонентов, полученные из наблюдений Хилдитча, т.к. в них представлены наиболее полные кривые блеска во всех полосах UBV . Из рисунка видно, что оба компонента хорошо удовлетворяют одному и тому же значению межзвездного погло-

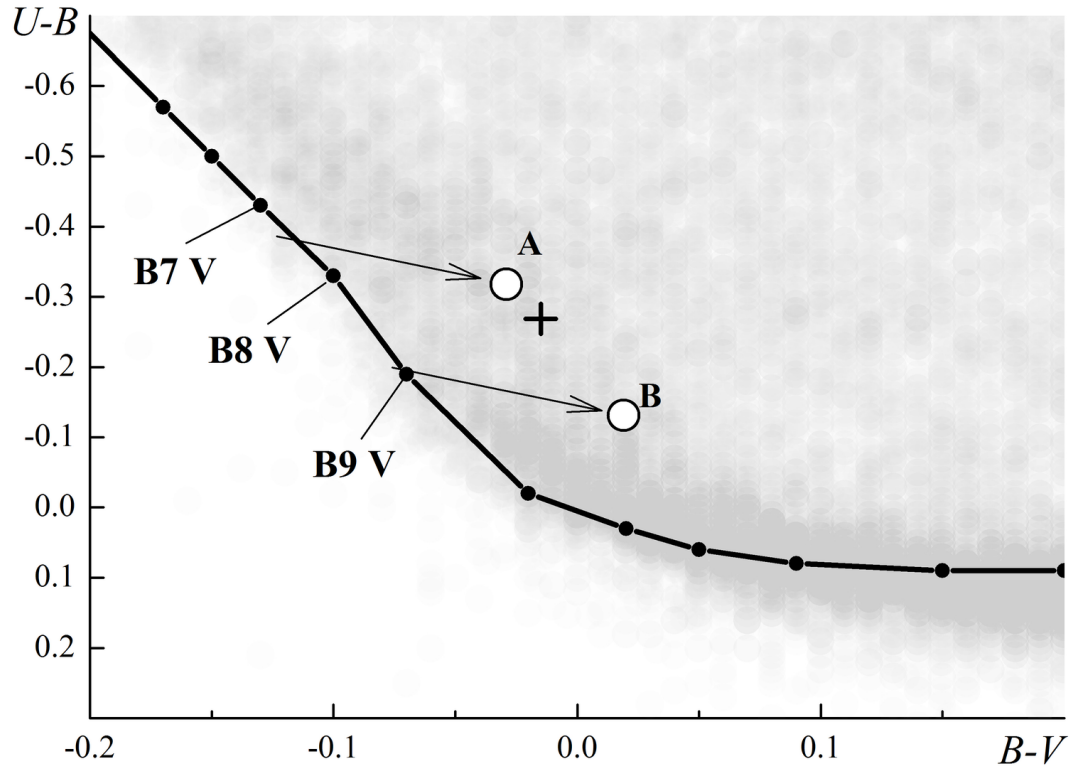


Рисунок 26: Двухцветная диаграмма $U - B, B - V$. Крестиком показано положение AS Cam. Кружки A и B - главный и вторичный компоненты соответственно. Сплошная линия соответствует нормальным показателям цвета звезд пятого класса светимости согласно [31]. Стрелками показано направление линии межзвездного покраснения. Серый фон - данные каталога [9].

щения.

5.3 Фотометрические наблюдения разных авторов

5.3.1 Фотометрические наблюдения Хилдитча

UBV наблюдения Хилдитча были заново решены с учетом замечаний из пункта 1. График, на котором представлены результаты решений,

представлен на Рис. 27. Сводка результатов решения UBV кривых блеска приводится в Таблице VII. Коэффициенты потемнения к краю выбирались для каждой из фотометрических полос в соответствии с опубликованными средними длинами волн [109] с помощью интерполяции таблиц [125]. Обращает на себя внимание хорошее совпадение полученных параметров во всех фотометрических полосах. В двух последних строках Таблицы VII дано количество наблюдательных точек в минимумах и среднее уклонение отдельной точки от модели. Полученные параметры отличаются от тех, что приводятся в работе [109], где кривые блеска решались вручную. Они также значительно отличаются от тех данных, которые приводятся в работе [22], в которой было получено независимое машинное решение этих же наблюдений. Такое расхождение объясняется недостатками предыдущих решений. В настоящей работе учтены ночные поправки, которые фактически компенсируют физическую переменность звезды. В случае наблюдений Хилдитча поправки существенно выше ошибок, представленных в последней строке Таблицы VII. Для полосы U они равны $\pm 0^m.035$, B : $\pm 0^m.020$, V : $\pm 0^m.017$. Отметим тот факт, что величины поправок монотонно растут в сторону более коротких длин волн. Эти поправки не имеют никакого отношения к точности наблюдений в каждой из полос, так как являются средними для отдельной наблюдательной ночи, когда количество наблюдений для каждой фотометрической полосы составляло несколько десятков измерений.

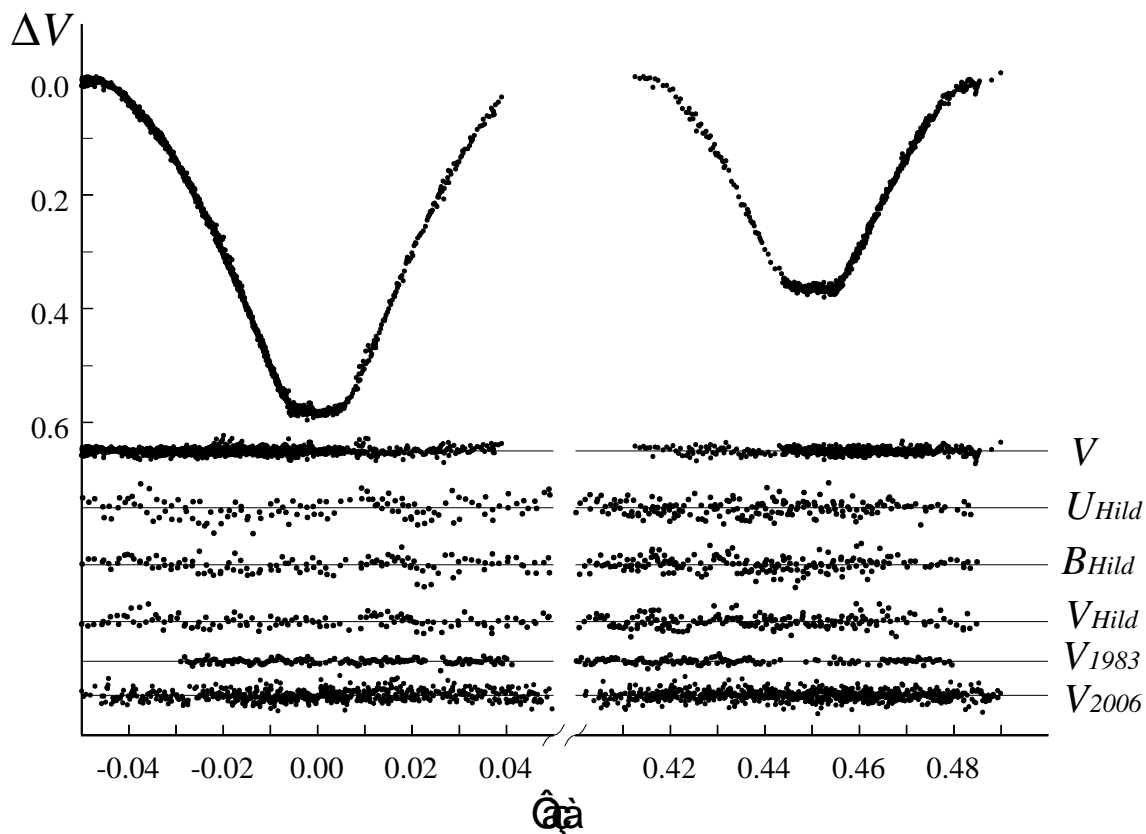


Рисунок 27: Наблюдения AS Cam в полосе V в минимумах, полученные в данном исследовании, верхний график. Остаточные уклонения $O-C$ всех полученных решений представлены ниже. Уровень блеска между минимумами принят за единицу.

Данный факт прямо свидетельствует об увеличении амплитуды физических колебаний в сторону коротких длин волн. Средневесовые значения параметров, полученных из наблюдений Хилдитча, приведены в первом столбце Таблицы IX. Веса для усреднения были приняты в соответствие с ошибками измерений из последней строки Таблицы VII.

Таблица VII: Решение кривых блеска Хилдитча во всех фотометрических полосах.

Параметр	V	B	U
Γ_1	0.1465(5)	0.1446(5)	0.1479(7)
Γ_2	0.1088(5)	0.1081(6)	0.1113(7)
i°	88.339(2)	88.290(2)	88.160(2)
e	0.1377(20)	0.1374(24)	0.1403(31)
ω°	224.54(2)	224.94(2)	225.82(2)
L_1	0.7122(11)	0.7212(13)	0.7545(16)
L_3	0.0	0.0	0.0
u_1	0.345	0.414	0.424
u_2	0.398	0.479	0.475
N	341	338	341
σ_{o-c}	$0^m.0101$	$0^m.0114$	$0^m.0138$

5.3.2 Наблюдения Падалья и Шривастава, 1975г.

Данные наблюдения [122] получены в фотометрических полосах UBV , но, к сожалению, оригинальные данные недоступны. Приводятся только индивидуальные моменты минимумов, имеющие недостаточную точность. Так как по времени эти моменты очень близки, была проведена линейная регрессия этих данных и получено два значения моментов минимумов - один главный и один вторичный, имеющие приемлемую точность.

5.3.3 Наблюдения Халиуллина и Козыревой, 1983г.

Данные наблюдения выполнены в Тянь-Шаньской высокогорной обсерватории ГАИШ МГУ на одноканальном электрофотометре и телеско-

пе АЗТ-14 ($D=48\text{-см}$, $F=7500\text{мм}$) в отличных фотометрических условиях [22]. Ошибка отдельного измерения в полосе V составляла $\pm 0^m.0040$, и это обусловило то, что, хотя наблюдения были проведены всего лишь в одном главном и в одном вторичном минимумах, и только в одной фотометрической полосе V , параметры системы, получаемые из них, вполне достоверны. Полученные параметры приводятся во втором столбце Таблицы IX. Эти данные отличаются от тех, что приведены в Таблице III работы [22]. Полученное значительное расхождение практически во всех параметрах связано с тем, что Халиуллин&Козырева не вносили ночных поправок в свои наблюдения, что неизбежно приводило к ошибке, учитывая физическую переменность звезды. Уже при первом сравнении кривых блеска [109] и [22] видно, что у второй кривой главный минимум на $0^m.02$ глубже. Кроме того, в наблюдениях Халиуллина&Козыревой приняты ошибочные с физической точки зрения коэффициенты потемнения к краю. Для более горячего главного компонента линейный коэффициент потемнения к краю принят на 0.15 выше, чем для вторичного, хотя должно быть наоборот. Данная ситуация возникла при включении коэффициентов потемнения в общий поиск решения, которое оказалось "перевернутым". Формально ошибки такого решения оказались меньше и были приняты обратные значения коэффициентов потемнения. Еще одной неизбежной ошибкой при решении Халиуллиным&Козыревой данных Хилдитча было то, что не учитывалось световое уравнение, которое

смещало дату наблюдения до ± 4 минут за счет того, что эти наблюдения по продолжительности соизмеримы с периодом третьего тела. При максимальной точности определения момента минимума в 10 сек, см. [82], подобная ошибка во времени наблюдения неприемлема. В свете сказанного не удивительно, что, приняв из своего ошибочного решения относительные размеры компонентов, угол наклона и эксцентриситет, было получено сильно завышенное значение долготы периастра для кривой блеска Хилдитча, $\omega = 235^\circ$. Из своих данных Халиуллин&Козырева получили $\omega = 236.9^\circ$, что для 13 лет, прошедших со времени наблюдений Хилдитча, привело к заниженному значению скорости апсидального вращения. Указанные замечания были учтены мною при решении данных Халиуллина&Козыревой и позволили получить достоверное решение. Среднее уклонение отдельной точки в моем решении равна $\pm 0.^m0041$, при этом коэффициенты потемнения к краю были выбраны в соответствии с теорией для температуры и ускорения свободного падения каждого из компонентов. Эта ошибка значительно ниже значения $\pm 0.^m0047$, приводимого в статье Халиуллина&Козыревой и практически равна заявленной ими ошибке наблюдений $\pm 0.^m0040$.

5.3.4 Лайнс и др.

Наблюдения [126] выполнены в обсерватории Лайнс, Аризона, с помощью рефлектора 52см, оборудованного неохлаждаемым фотоумножите-

лем 1R21 с фильтрами B и V , реализующими фотометрическую систему близкую UBV . Были получены наблюдения вблизи дна в одном главном минимуме и в двух вторичных. Небольшое количество наблюдений было сделано на плато с целью зафиксировать уровень единичного блеска. Из этих данных были, во-первых, получены точные моменты минимумов, при этом наблюдения в двух вторичных минимумах были сведены в один момент. Во-вторых, была сделана попытка извлечь из данных неполных кривых блеска хотя бы значения долготы периастра и эксцентриситета. Результат представлен в Таблице XI. Полученные данные подтверждают общую тенденцию изменений эксцентриситета и долготы периастра со временем, хотя и имеют значительно бóльшие ошибки, чем данные, полученные из наблюдений других авторов.

5.3.5 Наблюдения Козыревой, 2006г.

Следующей по времени кривой блеска являются наблюдения Козыревой 1991–2002г.г. в Тянь-Шанской обсерватории. Это большой отрезок времени, и за данный срок элементы орбиты меняются заметным образом. Поэтому интервал наблюдений был разделен на части, и для каждой было найдено свое решение. Результаты оказались похожими. Поэтому было получено решение для всего интервала наблюдений. Изменение долготы периастра при этом учитывалось тем, что для вычисления фаз наблюдений использовались различные значения периодов следования

главных и вторичных минимумов, которые тоже были включены в поиск решения. Полученное решение примерно совпало с решениями для отдельных интервалов времени. Поэтому для более точной привязки по времени интересующих нас в первую очередь параметров - долготы периастра и эксцентриситета - был выбран интервал времени от октября 1993г. до марта 1995г., где наблюдения идут наиболее плотно по времени. Этот временной промежуток короче интервала наблюдений Хилдитча. Число наблюдательных точек сократилось в два раза, но осталось вполне достаточным для точного определения параметров, см. Таблицу IX. Точность индивидуального измерения в этом ряду хуже, чем в более ранних наблюдениях Халиуллина&Козыревой на той же обсерватории и с тем же телескопом, но и приемная аппаратура была другой.

5.3.6 Наблюдения Козыревой и др., 2017г.

Недавно были опубликованы наблюдения Козыревой, Кусакина и Богомазова, [127], полученные в Тянь-Шаньской обсерватории института им. Фесенкова на телескопе Цейсс-1000 с помощью Apogee U900 в B и V фильтрах. В них можно выделить еще одну полную кривую блеска, приходящуюся на наблюдения 2017г. Данные, приходящиеся на другие даты, не полны, в них не хватает вторичных минимумов на близкие эпохи. Результат решения этой кривой блеска приводится в четвертом столбце Таблицы IX.

5.3.7 Ранние спутниковые наблюдения TESS

Данные наблюдения [128] являются наиболее точными, стандартное уклонение одной точки оказалось равным $\pm 0^m.0025$, а реальная точность измерений еще выше, так как полностью устранить подбором модели "шум" звезд не получается. Полоса наблюдений TESS лежит в ближней инфракрасной области, и для решения было принято, что наблюдения выполнены в системе I_C Казинса. Данные были получены непрерывно в течение 25 суток в ноябре – декабре 2019г с равномерным распределением наблюдательных точек по времени. Специально наблюдения в минимумах, естественно, не проводились. Равномерное распределение по времени позволило детально выяснить поведение звезды между минимумами. Главный компонент системы оказался физически переменной звездой. Были обнаружены накладывающиеся синусоидальные изменения блеска малой амплитуды и сделано предположение о наличии двух периодов пульсаций, см. Рис. 28. С помощью нашей программы поиска периодов [93] были получены предварительные значения значений периодов, показанные на Рис. 29,30. Соответственно, еще шесть независимых параметров были добавлены в нашу программу поиска решений в следующем виде:

$$L_1 = L_{mean} (1 - A_1 \sin(2\pi(T - T_{01})/P_1) - A_2 \sin(2\pi(T - T_{02})/P_2)), \quad (33)$$

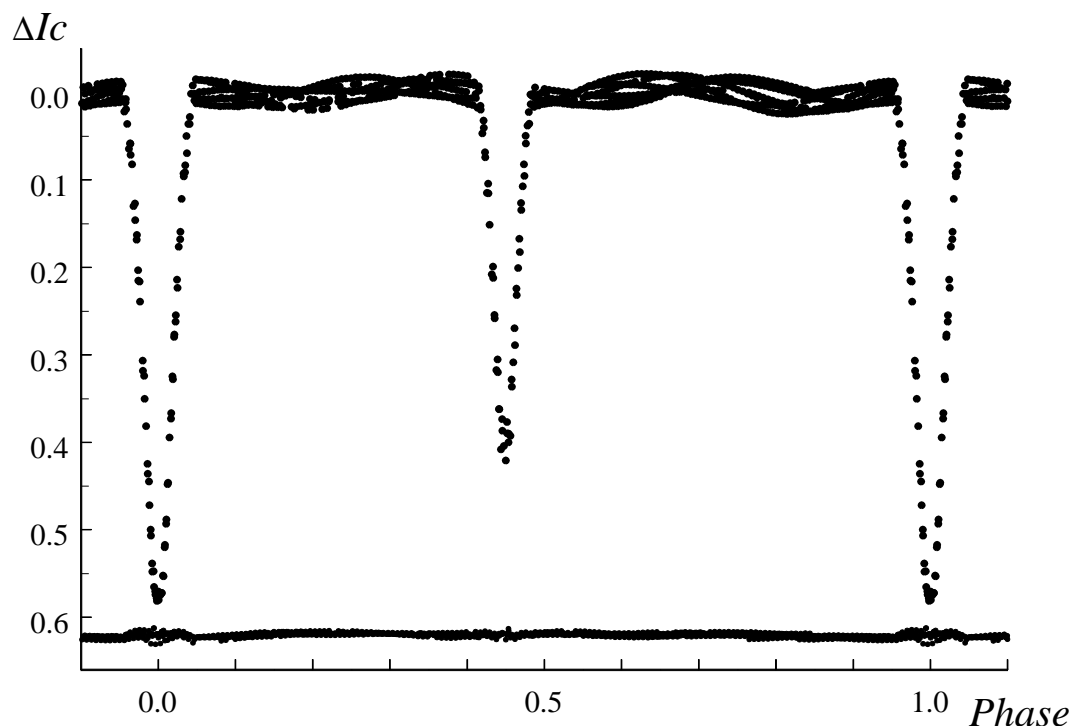


Рисунок 28: Наблюдения TESS, свернутые с орбитальным периодом. Хорошо видны синусоидальные колебания на плато. Остаточные уклонения наблюдений от теоретической кривой блеска $O - C$ представлены на нижней панели. Видно, что физические колебания устранены, но небольшой шум остается.

где T – начальные эпохи, отнесенные к нулевому аргументу конкретной синусоиды, P – периоды, A – амплитуды. Вместе с геометрическими данными орбиты и звезд-компонентов были определены следующие значения параметров пульсаций: $T_{01} = 2458818.6165(5)$, $T_{02} = 2458818.8492(1)$, $P_1 = 1.32273(1)$, $P_2 = 1.15462(1)$, $A_1=0.01547(2)$, $A_2=0.01233(2)$, Геометрические параметры, полученные из решений, приводятся в пятом столб-

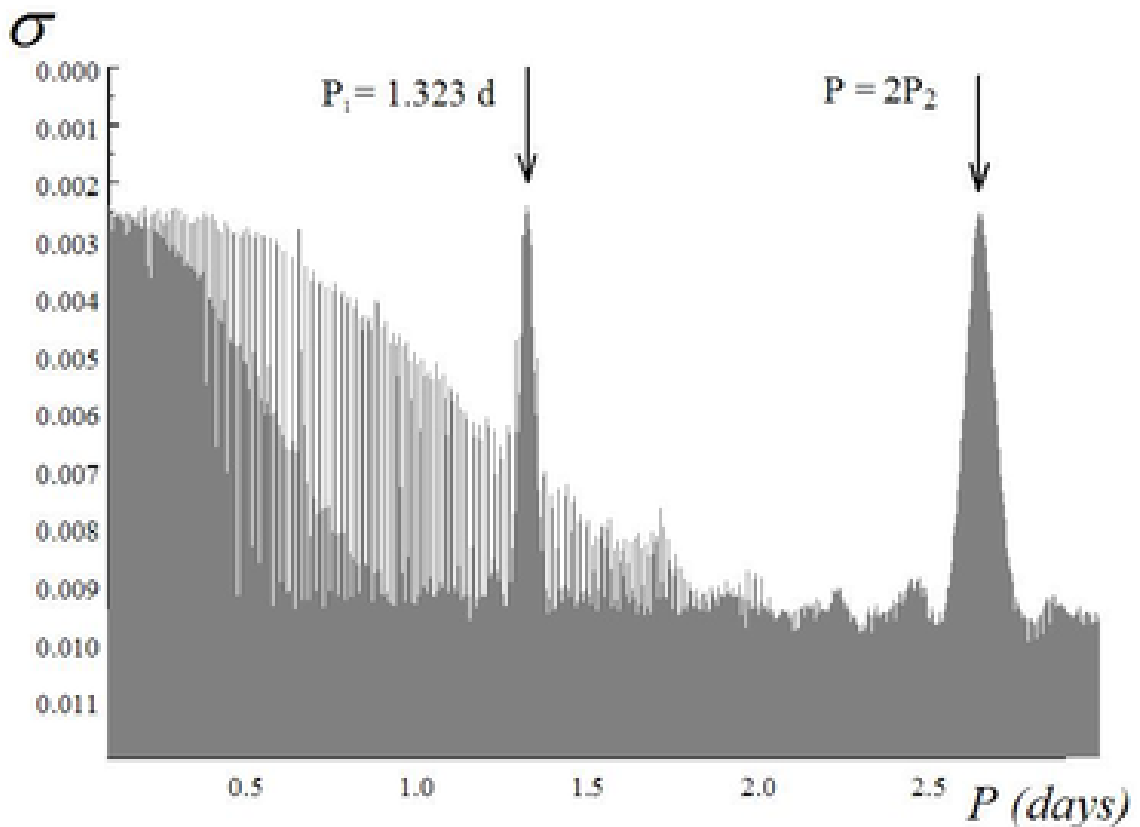


Рисунок 29: Периодограмма наблюдений TESS, минимумы и период $P_2 = 1.155$ суток вычтены. Хорошо выделяется пик удвоенного периода.

це Таблицы IX. Значение P_2 равно $1/3$ орбитального периода, что объясняет найденную Хилдитчем связь физической переменности с орбитальным периодом. Тип переменности - медленно пульсирующая звезда типа β Сер (SBC). Звезда полностью удовлетворяет критериям данного типа, а именно, пульсирует в двух модах, периоды близки суткам, амплитуды пульсаций соответствуют звездам данного типа и растут в сторону коротких длин волн, что следует из данных Хилдитча, см. выше. На

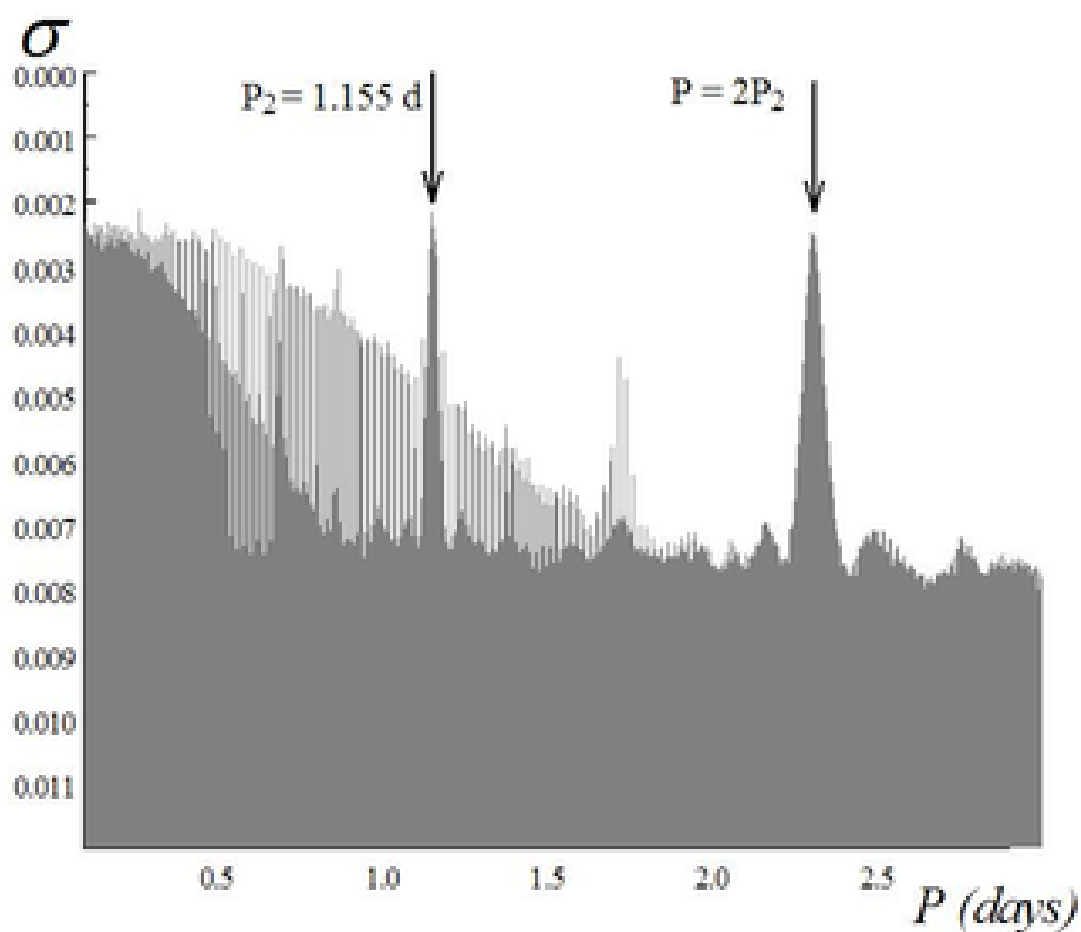


Рисунок 30: Периодограмма наблюдений TESS, минимумы и период $P_1 = 1.323$ суток вычтены. Хорошо выделяется пик удвоенного периода.

диаграмме Герцшпрунга-Рессела, [129], звезда попадает в область неустойчивости для звезд SBC недалеко от нижней ее границы, см. Рис 33. Полученное для наблюдений TESS решение является единственным, в котором проведен правильный учет пульсаций главного компонента. Во всех остальных решениях пульсации устраняются только в первом приближении - изменением нулевого уровня блеска в данную ночь. Так как

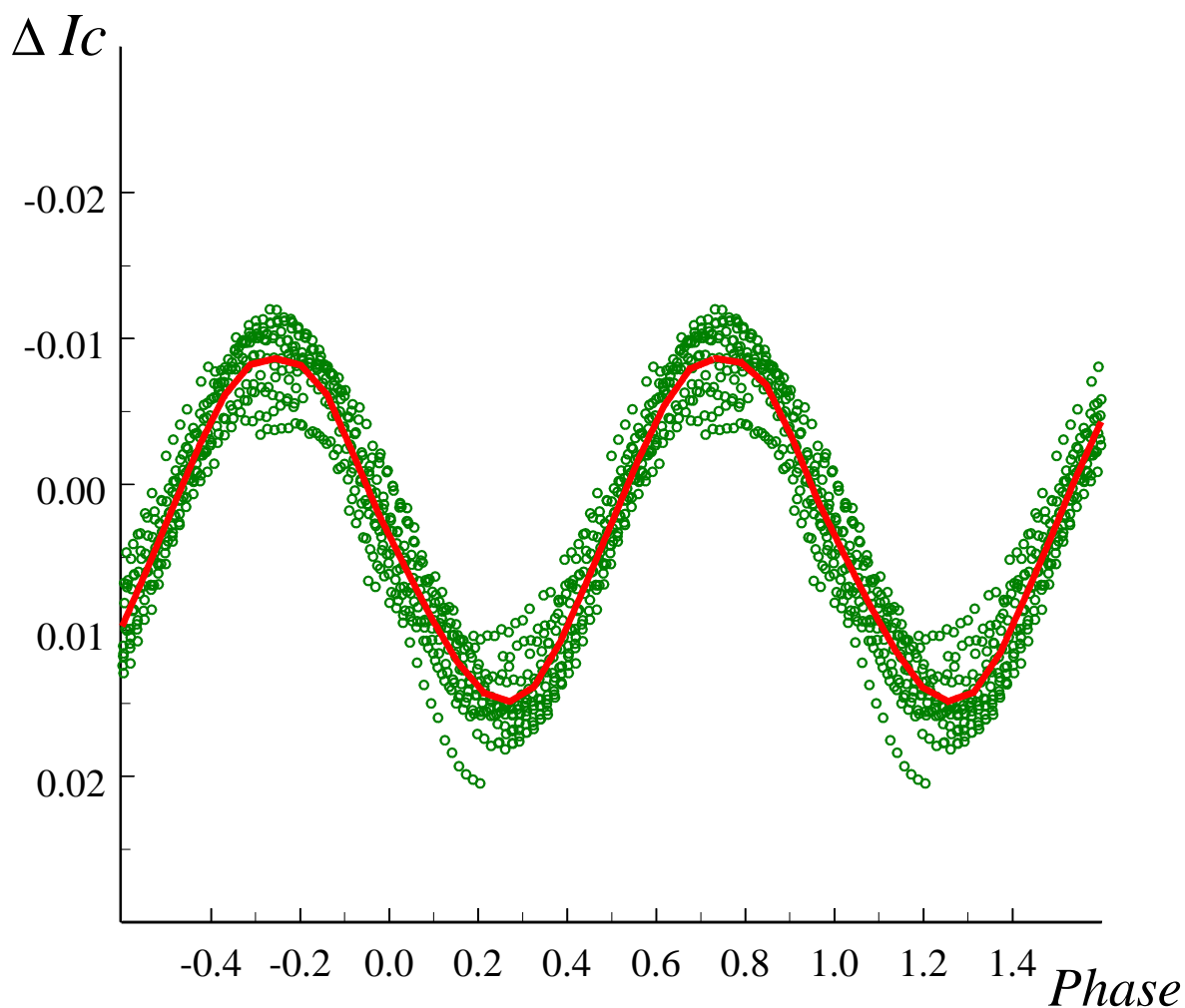


Рисунок 31: Свертка наблюдений TESS с $P_1 = 1.32362$ суток, затмения и колебания с периодом $P_1 = 1.15286$ суток вычтены. Красная линия соответствует скользящему среднему, хорошо аппроксимируется синусоидой.

продолжительность минимумов составляет для главного примерно $1/4$, а вторичного примерно $1/5$ от периодов пульсаций, то физические изменения блеска за время минимума могут достигать суммы амплитуд

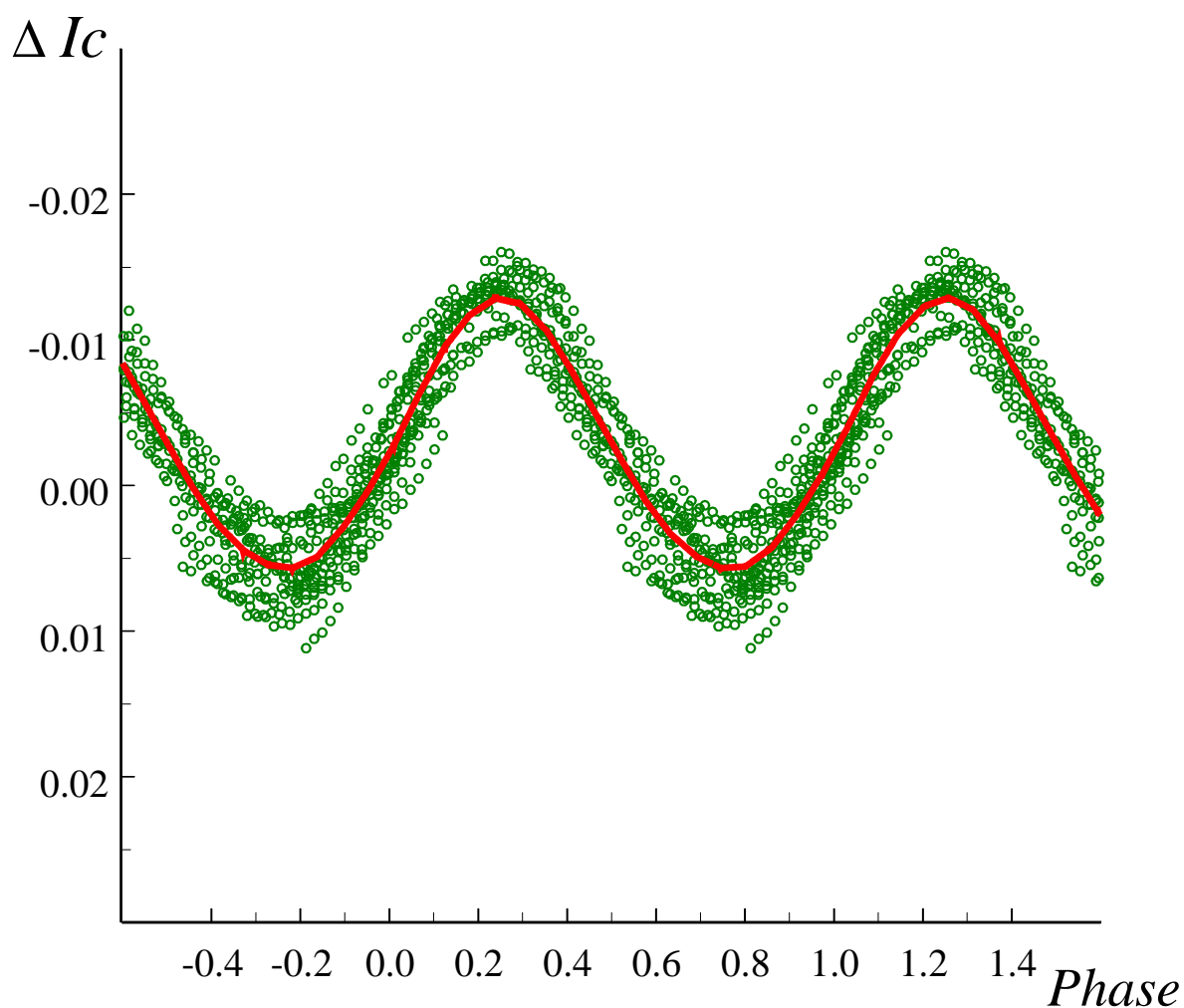


Рисунок 32: Свертка наблюдений TESS с $P_2 = 1.15286$ суток, затмения и колебания с периодом $P_1 = 1.32362$ суток вычтены. Красная линия соответствует скользящему среднему, идеально аппроксимируется синусоидой.

пульсаций главного компонента, примерно $\pm 0^m.020$ для общего блеска системы, что значительно превышает ошибки наблюдений для всех кривых блеска. Если каждый минимум наблюдался несколько раз, то такие

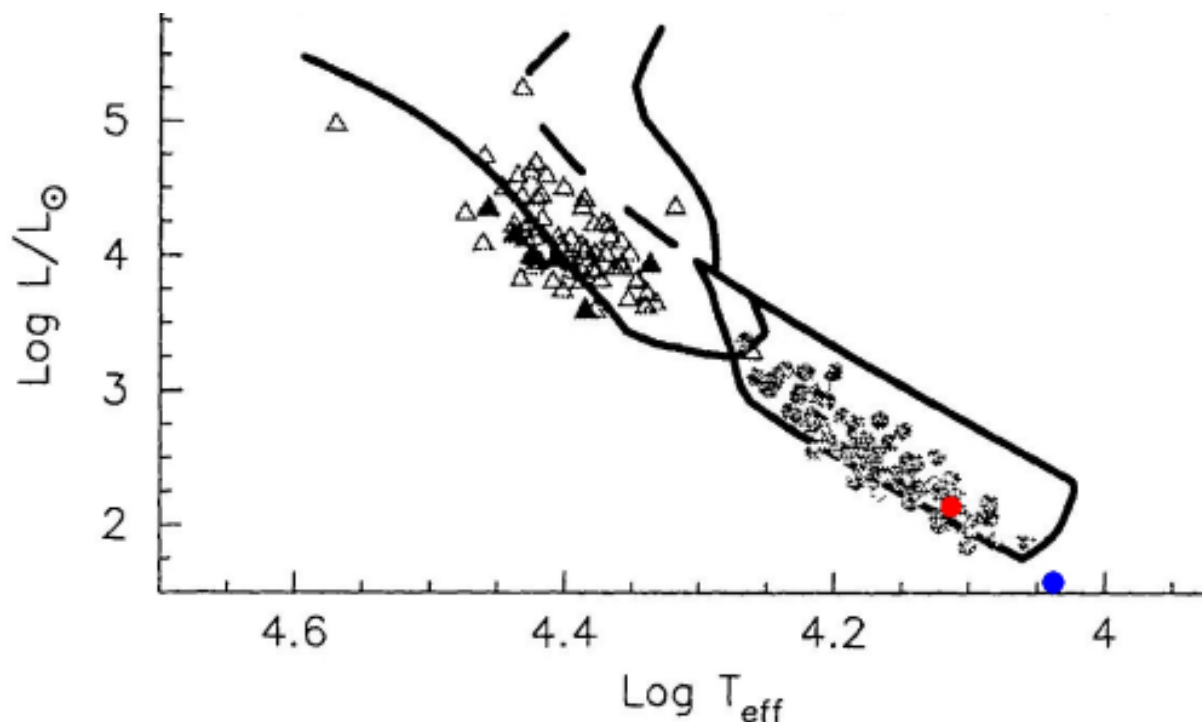


Рисунок 33: Положение звезд типа SPB (кружки) и β Сер (треугольники) на диаграмме Герцшпрунга-Рессела. Красным кружком обозначен главный компонент AS Cam, синим - вторичный. Линии обозначают теоретические границы полос нестабильности.

ошибки усредняются и на геометрические параметры влияют слабо, но вносят существенную погрешность в определение точного момента конкретного минимума. График изменений блеска и его остаточных отклонений от модели приведен на Рис. 28.

Попытка использовать формулу 33 для других фотометрических рядов успеха не принесла. Вероятно, кроме ошибок связанных с пульсациями, в них содержатся еще и инструментальные ошибки того же порядка величины, что и пульсации. Их, например, можно видеть в виде высокочастотных колебаний на графике остаточных отклонений в минимумах в

наблюдениях [22] на Рис. 1а,b.

5.3.8 Наблюдения автора

Наблюдения были проведены на Звенигородской обсерватории ИНАСАН с помощью автоматического телескопа Celestron RASA 11" , в кассегреновском фокусе которого установлена камера ZWO ASI 6200 MM PRO в 2021-2022гг. Еще один минимум был получен на обсерватории Словацкого Астрономического института в Старой Лесне с помощью 60-см телескопа Цейсс-600 и ПЗС камеры G4-9000 Moravia в 2022г. В качестве звезды сравнения была использована HD35169 ($V=8^m.27$, спектр=K2). Эта звезда была выбрана вследствие малого расстояния до переменной, $11'$, и близости к исследуемой звезде по яркости. Соблюдение этих условий при наблюдении с ПЗС оказывается более важным, чем близость звезд по показателю цвета, разность которых в данном случае равна $\Delta(B - V) = 1.5$. Проведенные ранее эксперименты показали, что при разности показателей цвета $\Delta(B - V) \approx 1.5$, поправки в разности блеска двух звезд для полосы V для равнинной обсерватории не превышают $0^m.002$ при изменении воздушной массы на 1.5. При этом для полосы B они составляют в среднем $0^m.06$, но в этой полосе наблюдения не проводились. Так как звезда околополярная, ее воздушная масса за время самых длительных циклов непрерывных наблюдений изменялась медленно, и не более чем на 0.39. Таким образом, максимальный дрейф за

счет изменения воздушной массы в ходе моих наблюдений не превышал $0^m.0006$, что в восемь раз меньше точности наблюдений. Поэтому выбор звезды сравнения оправдан.

Экспозиции вследствие яркости звезд составляли 8-10 секунд. Для уменьшения влияния атмосферных мерцаний при столь коротких экспозициях было проведено усреднение всего массива данных. Усреднение проводилось так, чтобы точность среднего была не хуже $\pm 0^m.005$. Для выполнения данного условия обычно усреднялось 3-5 десятисекундных экспозиций. В некоторых случаях, при прохождении облаков через область, количество усредненных кадров могло достигать до 10 и даже 20, но таких точек немного. Всего получено 1908 точек, которые считаются отдельным измерением и имеют одинаковую точность. Результаты решения приводятся в Таблице IX в шестом столбце.

Средневзвешенные значения не меняющихся со временем параметров представлены в Таблице IX в седьмом столбце. Все индивидуальные решения считались имеющими одинаковый вес. График изменений блеска вблизи минимумов по моим наблюдениям представлен на Рис. 27. Под графиком показаны остаточные отклонения от окончательной модели для всех кривых блеска участвовавших в решении.

5.3.9 Последние спутниковые наблюдения TESS

Самые последние по времени наблюдения были выполнены на спутнике TESS. Эти наблюдения непосредственно примыкают к эпохе наблюдений данной работы. Количество их значительное, и они опять получены в интервале 25 дней. Это позволило детально исследовать физические пульсации компонентов и обнаружить, что наблюдавшийся в первом цикле наблюдений TESS период меньшей амплитуды $P_2 = 1.15286$ суток исчез. Главный компонент пульсирует с одним периодом $P_1 = 1.3202$ суток, что несколько короче обнаруженного ранее. Зато теперь пульсирует и вторичный компонент, причем с периодом близким к пропавшему у главного компонента, $P_3 = 1.161$ суток. Оба эти периода P_2 и P_3 почти в точности являются одной третьей доли орбитального периода. Сразу возникает мысль, что этот период может индуцироваться орбитальным движением. Учет пульсаций происходил по аналогичном с предыдущей обработкой наблюдений TESS алгоритму.

$$\begin{aligned} L_1 &= L_{1mean} (1 - A_1 \sin(2\pi(T - T_{01})/P_1)), \\ L_2 &= L_{2mean} (1 - A_3 \sin(2\pi(T - T_{03})/P_3)). \end{aligned} \quad (34)$$

где $T_{01} = 2459717.024(1)$, $T_{02} = 2459717.168(1)$, $P_1 = 1.3202(1)$, $P_3 = 1.1610(5)$, $A_1=0.0164(1)$, $A_3=0.036(1)$, Геометрические параметры, полученные из решений, приводятся в восьмом столбце Таблицы IX. Полностью устранить пульсации в этом случае не удастся, что подтверждают

гораздо бóльшие, чем в предыдущем случае, ошибки решения. Но и количество наблюдений на порядок выше, так что данное решение является наиболее надежным.

5.4 Спектральные наблюдения

5.4.1 Наблюдения Хилдитча

Фотографические спектры высокого разрешения были получены Хилдитчем в ноябре 1971 – марте 1972 г.г. на телескопах обсерватории От Прованс и Доминионской Астрофизической Обсерватории. Использовались соответственно рефлекторы 152см и 180см, [110]. Данные были решены повторно, получено независимое решение, оказавшееся близким к опубликованному Хилдитчем. Результаты нового решения содержатся во втором столбце Таблицы VIII. В третьем столбце этой Таблицы приведены для сравнения данные решения из [110]. Из сравнения второго и третьего столбцов Таблицы видно, что принципиальных отличий двух решений нет. Разве что эксцентриситет в нашем решении имеет меньшее значение. Одновременно видно, что значения эксцентриситета и долготы периастра очень близки к тем, что получаются из фотометрии Хилдитча. Это служит основанием считать, что эксцентриситет и долгота периастра для эпохи наблюдений Хилдитча определены верно.

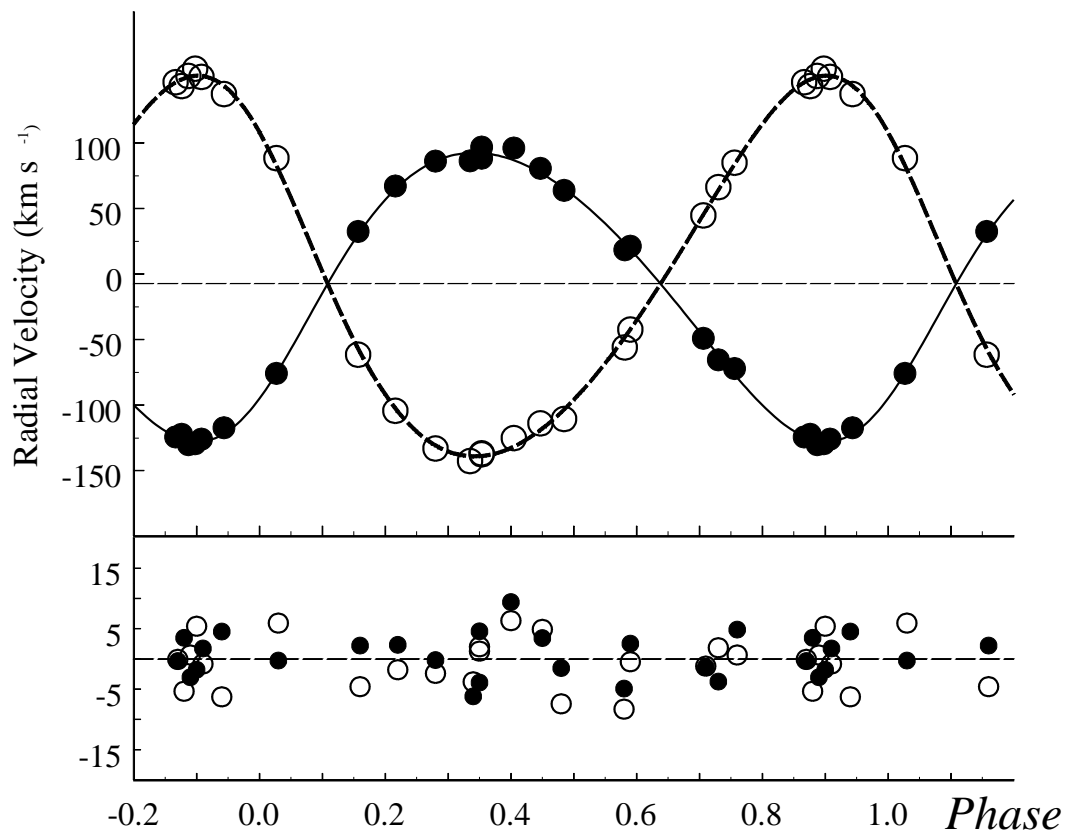


Рисунок 34: Кривая лучевых скоростей по наблюдениям Хилдитча. Непрерывная сплошная линия соответствует решению для главного компонента, штриховая - вторичного. Ход остаточных уклонений наблюдений от теоретической модели $O - C$ показан на нижней панели.

5.4.2 Наблюдения Павловского и др.

Авторами был получен 31 спектр высокого оптического и временно-го разрешения с помощью Северного Оптического Телескопа (2.6м) обсерватории Ла Пальма, Канарские острова. Экспозиции составляли 10 минут, что, по мнению авторов, позволило избежать искажения кривой

лучевых скоростей орбитальным движением, каковое искажение присутствует, по их мнению, в наблюдениях Хилдитча. Оригинальные данные о лучевых скоростях [116] опубликованы не были, в статье приводятся достаточно точные значения параметров системы, которые представлены в последнем столбце Таблицы VIII. Ошибки лучевой скорости авторами не приводятся, но они, вероятно, должны быть порядка 1 км/сек. Основываясь на измерениях ширин линий авторы делают вывод о наклонном вращении компонентов AS Cam. Что довольно тенденциозно, так как наблюдений в минимумах они не представили, и судить о наклоне осей вращения по профилям спектральных линий нельзя. В качестве решающего аргумента в пользу гипотезы Шакуры авторы указывают на то, что осевые скорости вращения получаются из их наблюдений значительно ниже тех, что должны были бы быть при условии синхронизма. Это может указывать на то, что звезды вращаются с полюсами, направленными на наблюдателя. В то же самое время данные Хилдитча [110] и Малони и др. [117] говорят о выполнении условий синхронизма. Объяснений расхождения данных разных авторов пока нет, возможна как прецессия звезд (тогда гипотеза Шакуры работает), так и невыявленные ошибки обработки. Необходимы дополнительные наблюдения.

Обращает на себя внимание значительное отличие амплитуды лучевых скоростей главного компонента в решениях Хилдитча и Павловского и др., что приводит к довольно сильному расхождению оценок масс компо-

Таблица VIII: Орбитальные и физические параметры, полученные из лучевых скоростей AS Cam

Параметр	данные Хилдитч современное решение	опубликованные параметры Хилдитч	Павловский и др.
T_0 (HJD) 2 400 000 +	41001.6707(5)	40205.688(33)	54399.752(6)
P (суток)	3.431075(8)	3.4309714	3.430973
e	0.1323(2)	0.135(7)	0.164(4)
ω°	225.4(5)	225.5(35)	241.5(19)
K_a км/сек	110.2(2)	110.4(11)	106.2(8)
K_b км/сек	145.3(2)	145.8(13)	146.9(5)
$M_{a\odot}$	3.29(3)	3.3(1)	3.21(3)
$M_{b\odot}$	2.49(3)	2.5(1)	2.32(3)
γ км/сек	-7.30(3)	-7.1(7)	-
σ км/сек	4.03	4.2	-

нентов. Причины могут быть инструментального характера - в фотографических наблюдениях нередко присутствуют систематические ошибки.

5.5 Абсолютные параметры, сравнение с теорией

Средние размеры звезд из Таблицы IX, расстояние до системы из GAIA DR3 $\pi = 0.00194 \pm 0.00005$, а также массы из четвертого столбца Таблицы VIII позволили вычислить температуры звезд. Совокупность всех физических параметров приводится в Таблице X. Сравнение полученных температур с данными Павловского и др. из спектров говорит о хорошем совпадении. Но температура главного компонента оказалась примерно на 800 градусов выше, чем это следует из его показателя $B-V$ и таблиц Флауэра. При этом температура вторичного совпадает с калиб-

Таблица IX: Геометрические элементы для всех кривых блеска

Параметр	Хилдич	Халиуллин & Козырева, 1983	Козырева, 2006	Козырева, 2022	TESS	данная работа	TESS	среднее
JD	2 400 000+	40204	44939	49341	57775	58824	59630	59719
r_1	0.1460(5)	0.1452(2)	0.1469(4)	0.1426(2)	0.1449(3)	0.1423(3)	0.1442(3)	0.1447(6)
r_2	0.1088(5)	0.1079(4)	0.1099(7)	0.1059(2)	0.1094(2)	0.1080(5)	0.1083(2)	0.1083(5)
i°	88.30(3)	88.5(1)	88.6(2)	88.6(2)	88.9(1)	89.1(1)	89.0(1)	-
e	0.1379(9)	0.1512(11)	0.1501(13)	0.1675(12)	0.1697(12)	0.1739(6)	0.1767(12)	-
ω°	224.8(4)	232.1(1)	234.0(4)	241.4(4)	242.3(4)	243.7(1)	244.1(4)	-
L_{V1}	-	0.7036(6)	0.7065(6)	0.7131(6)	0.6991(7)	0.6804(3)	0.6709(7)	0.6956(70)
L_{V3}	0.00(1)	0.013(4)	0.00(1)	0.007(1)	0.00(1)	0.034(5)	0.037(1)	0.013(6)
u_{V1}	-	0.338	0.338	0.338	0.250	0.338	0.250	-
u_{V2}	-	0.386	0.386	0.386	0.287	0.386	0.287	-
N	1020	286	1418	587	177	1700	2973	-
σ_{o-c}	-	$0^m.0041$	$0^m.0082$	$0^m.0051$	$0^m.0026$	$0^m.0053$	$0^m.0045$	-

ровкой Флауэра идеально. Для соответствия найденному значению температуры главного компонента необходимо, чтобы его показатель цвета $B - V$ был бы на $0^m.02$ меньше. Возможно, что для горячих звезд калибровка Флауэра имеет небольшую ошибку, но не исключено, что будучи переменной звездой SBC класса, главный компонент имеет особенности в спектре, приводящие к несоответствию калибровкам. Данные Таблицы X получены непосредственными измерениями без каких бы то ни было предположений о температурах и массах звезд. Сравнение с эволюционными моделями [130] показывает, что параметры обоих компонентов соответствуют звездам с содержанием металлов $Z=0.0095$ и возраста 141 млн лет. На Рис. 35 (зависимость $lg g - lg T$) и Рис. 36 ($lg L - lg T$, диаграмма Герцшпрунга-Рессела) нанесена соответствующая изохрона, полученная интерполяцией на указанные химический состав и возраст. Возраст был принят в соответствие с параметрами главного компонента.

Таблица X: Абсолютные параметры AS Cam

Параметр	Главный компонент	Вторичный компонент
Масса, M_{\odot}	3.214 ± 0.03	2.324 ± 0.03
Радиус, R_{\odot}	2.455 ± 0.013	1.841 ± 0.006
Светимость, $\lg L_{\odot}$	2.148 ± 0.025	1.597 ± 0.03
Эффективная температура, T_{eff} К	12980 ± 150	10850 ± 100
Спектральный класс	B7.5 V	B9.0 V
Гравитационное ускорение, $\lg g$, см/сек ²	4.164 ± 0.005	4.274 ± 0.004
Болометрическая поправка, В.С.	$-0^m.826$	$-0^m.396$
Абс. визуальные величины, M_v	$0^m.19 \pm 0.03$	$1^m.13 \pm 0.03$
Содержание тяжелых элементов, Z	0.0095 ± 0.020	
Большая полуось, a , R_{\odot}	16.92 ± 0.06	
Расстояние до системы, суток	515 ± 14 пс	
Фотометрический параллакс, π''	0.00194 ± 0.00005	
Возраст системы, млн. лет	140 ± 20	8

Для вторичного компонента более подходит возраст 177 млн лет. Можно также сказать, что вторичный компонент имеет для возраста 141 млн лет избыточную светимость и радиус. Причины расхождения пока не ясны, а, учитывая высокую точность полученных параметров звезд, реальны. Так как вторичный компонент имеет все признаки обычной звезды главной последовательности, то возраст системы, возможно, следует определять именно по этому компоненту. Тогда он составляет 177 млн лет. И уже главный компонент будет обладать особенностями для своего возраста - несколько меньшей светимостью и радиусом, а также излишне высокой температурой для своего $B - V$.

Остается еще предположение, что возраст звезд реально разный. При сценарии образования двойной системы путем захвата, относительно

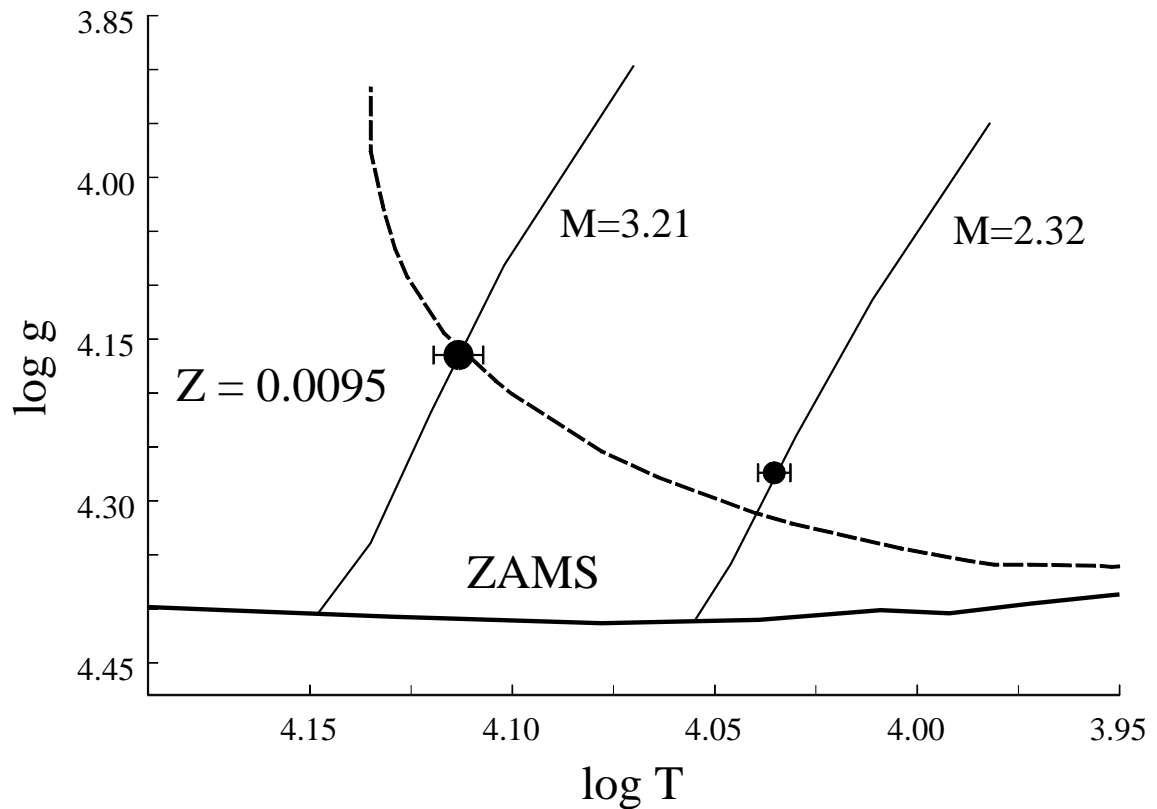


Рисунок 35: Эволюционные треки, показывающие зависимость ускорения свободного падения от температуры звезды, построенные по данным [130] для избранных масс звезд. Сплошной жирной линией показано положение Начальной Главной Последовательности, ZAMS. Главный компонент обозначен заполненным квадратом, вторичный - кружком. Показаны ошибки определения параметров. Штриховая линия - изохрона для возраста 141 млн.лет.

небольшая разница возрастов звезд-компонентов может отражать масштаб естественного разброса момента "зажигания" звезд разной массы в протозвездном облаке.

Определяемая из моделей металличность лежит на границе интервала значений, полученного Павловским и др. из спектров высокого разреше-

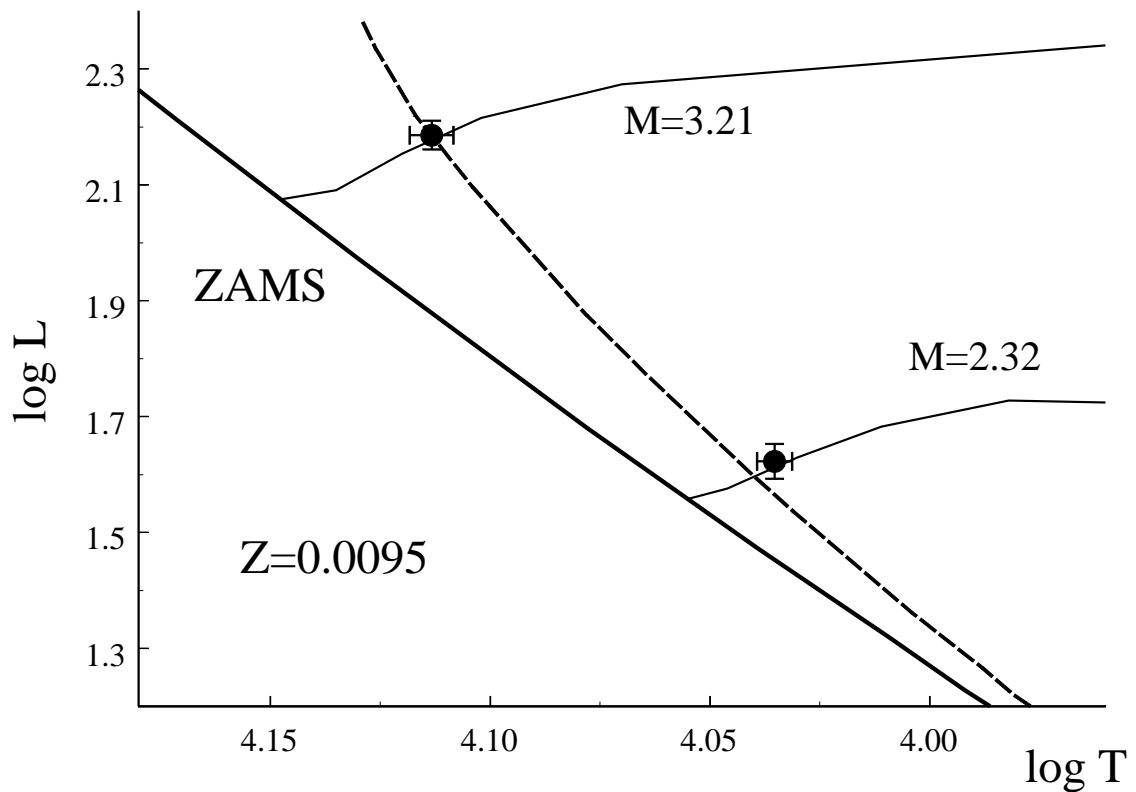


Рисунок 36: Зависимость светимости звезд в солнечных единицах от температуры для избранных масс, [130]. Обозначения те же, что и на Рис. 35.

ния, $Z=0.01-0.02$.

5.6 Вращение линии апсид

Параметры системы, полученные решением одинаковым способом разных наблюдательных рядов, совпадают даже в пределах заниженных ошибок, которые дает способ дифференциальных поправок. Из этой Таблицы IX видно, что с течением времени увеличивается долгота пери-

Таблица XI: Долгота периастра и эксцентриситета AS Cam, полученные в разные эпохи.

JD 2 400 000 +	ω°	e	источник
40204	224.8(4)	0.1379(9)	[109], фотометрия
41000	225.4(5)	0.1323(10)	[110], спектры
44939	232.1(1)	0.1512(11)	[22], фотометрия
47443	233(2):	0.152(8):	[126], фотометрия
49341	234.0(4)	0.1501(13)	[131], фотометрия
54400	241.5(19)	0.164(4)	[116], спектры
57775	241.4(4)	0.1675(12)	[127], фотометрия
58824	242.3(4)	0.1697(12)	TESS, фотометрия
59600	243.7(1)	0.1739(6)	данная работа, фотометрия
59719	244.1(4)	0.1766(12)	TESS, фотометрия

астра, меняется эксцентриситет и угол наклона орбиты. К измеренным таким образом значениям долготы периастра и эксцентриситета были добавлены значения, полученные решением кривых лучевых скоростей Павловским и др. [116] и Хилдитчем [110]. Результаты собраны в Таблице XI. График построенный для эксцентриситета и долготы периастра представлен на Рис. 37.

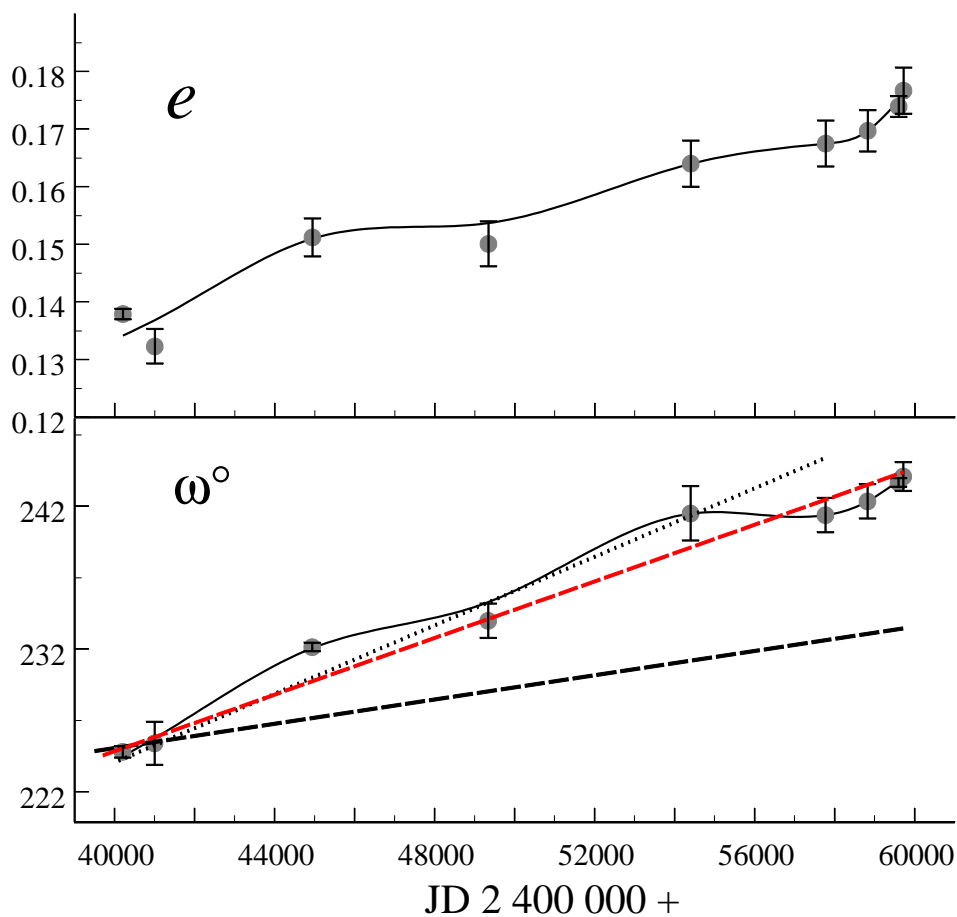


Рисунок 37: Зависимость эксцентриситета и долготы периастра от времени - серые кружки с обозначенными ошибками измерений, см. Таблицу XI. Линейная аппроксимация неверна, параметры меняются со временем нелинейно. Красная штриховая линия проведена взвешенным методом наименьших квадратов, соответствует скорости вращения линии апсид $\dot{\omega}_{obs} = 0^{\circ}.38yr^{-1}$. Штриховая линия соответствует принятому ранее наблюдательному значению $\dot{\omega}_{obs} = 0^{\circ}.155yr^{-1}$. Линия, проведенная точками, соответствует скорости апсидального вращения при условии синхронизма $\dot{\omega}_{theor} = 0^{\circ}.44yr^{-1}$.

5.7 Новое определение скорости апсидального вращения, сравнение со старыми измерениями

Для вычисления скорости апсидального вращения может быть использована формула из Мартынов [71], в которую входит как эксцентриситет,

Таблица XII: Индивидуальные моменты главных минимумов, использованные в работе. Моменты минимумов, переопределенные из данных, полученных не в данной работе, помечены звездочкой.

HJD (2,400,000+)	ϵ_1 (сутки)	ϵ_2 (сутки)	Примечание
40204.51391	0.00010	0.00050	[109]*
40269.70010	-0.00209	-0.00102	[109]*
40626.52230	-0.00044	-0.00028	[132]
40959.32643	-0.00006	-0.00041	[122]*
41007.36000	-0.00002	0.00034	[132]
41580.33340	0.00206	-0.00114	[133]
44939.24564	0.00063	-0.00066	[22]*
46397.40850	0.00381	0.00116	[134]
47138.49560	0.00273	0.00174	[134]
47443.84804	-0.00059	-0.00037	[126]*
47982.51180	0.00189	-0.00001	[134]
48191.80069	0.00200	0.00129	[135]
48308.45010	-0.00134	-0.00045	[136]
48538.32323	-0.00276	-0.00128	[111]*
48881.42389	0.00156	-0.00199	[111]*
48998.07400	-0.00109	-0.00179	[111]
49238.24048	-0.00204	-0.00045	[111]*
49341.17014	-0.00128	0.00021	[111]*
49557.32364	0.00152	0.00050	[111]*
49622.51240	0.00198	-0.00072	[111]
49749.45810	0.00203	0.00016	[137]*
49773.47322	0.00040	-0.00091	[111]*
49852.38650	0.00153	0.00163	[138]
49900.41770	-0.00076	-0.00006	[138]
50418.49750	0.00357	0.00116	[111]
50425.35691	0.00106	-0.00155	[111]*
50562.59700	0.00261	0.00092	[139]
50833.64000	-0.00048	0.00107	[139]
52542.25841	-0.00165	-0.00009	[131]*
53252.46730	-0.00204	-0.00049	[131]
53266.19250	-0.00070	0.00089	[131]
53410.29400	0.00037	0.00165	[140]
53760.25497	0.00316	0.00082	[141]
54391.54986	0.00096	-0.00004	[142]
57757.32835	0.00476	0.00151	[113]*
58124.43418	-0.00242	-0.00080	[127]*
58824.35300	0.00003	0.00125	[128]*
58910.12435	-0.00268	-0.00109	[127]*
59558.57861	-0.00023	0.00033	данная работа
59596.31717	-0.00224	-0.00129	данная работа
59716.40118	-0.00187	-0.00028	данная работа
59719.83271	-0.00130	0.00030	[128]*

так и долгота периастра. В более удобном виде эта формула представлена в работе Халиуллина и Халиуллиной, [148] и приводится здесь ранее

Таблица XIII: Индивидуальные моменты вторичных минимумов, использовавшиеся в работе. Моменты минимумов, переопределенные из данных, полученных не в данной работе, помечены звездочкой.

HJD (2,400,000+)	ϵ_1 (сутки)	ϵ_2 (сутки)	Примечание
39890.36633	-0.00084	-0.00193	[109]*
40147.68926	-0.00059	-0.00104	[109]*
40185.43170	0.00118	0.00132	[109]*
40545.68050	-0.00181	-0.00074	[109]*
40590.28390	-0.00102	-0.00039	[109]*
40988.27557	-0.00185	-0.00175	[122]*
41547.52780	0.00222	0.00000	[133]
41578.40650	0.00219	-0.00096	[133]
44937.32623	0.00031	-0.00102	[22]*
45002.51400	-0.00035	-0.00047	[143]
47465.95088	-0.00014	0.00036	[126]*
47524.27580	-0.00172	-0.00064	[137]
47898.25280	-0.00050	-0.00063	[134]
48193.31730	0.00053	-0.00015	[136]
48306.53920	0.00040	0.00128	[136]
48481.51810	-0.00020	0.00142	[138]
48536.41409	0.00027	0.00176	[111]*
48601.60190	-0.00037	0.00072	[135]
48639.34195	-0.00099	-0.00026	[137]
48869.22185	0.00387	0.00009	[111]*
48982.44110	0.00109	0.00009	[111]
49003.02680	0.00097	0.00036	[111]
49236.33162	-0.00022	0.00137	[111]*
49243.19312	-0.00066	0.00094	[131]*
49332.39750	-0.00152	0.00000	[111]
49339.26000	-0.00096	0.00054	[111]*
49610.31099	0.00335	0.00101	[111]*
49634.32720	0.00277	-0.00030	[111]
49771.56360	0.00034	-0.00101	[138]
49778.42637	0.00117	-0.00003	[111]*
50056.33201	-0.00181	-0.00020	[111]*
50063.19370	-0.00206	-0.00044	[111]
50423.45052	0.00283	0.00027	[111]*
50519.51780	0.00293	0.00011	[144]
52365.37530	-0.00192	-0.00079	[145]
52547.21702	-0.00166	-0.00011	[131]*
52564.37100	-0.00254	-0.00105	[146]
53679.44360	0.00443	0.00090	[141]
53830.40500	0.00309	0.00234	[147]
57762.29730	0.00288	-0.00022	[113]
57769.16020	0.00383	0.00092	[113]
58825.89474	-0.00067	0.00056	[128]*
59560.12284	-0.00102	-0.00044	данная работа
59673.34424	-0.00179	-0.00033	данная работа
59721.37757	-0.00211	-0.00051	[128]*

27, 28, 29. В ней используется разность периодов следования отдельно главных и отдельно вторичных минимумов. Все, полученные за более чем 50 лет наблюдений, моменты минимумов ложатся на прямые линии, что при обычном рассмотрении говорит о возможности нахождения с высокой точностью периодов P_1 и P_2 , см. Рис. 38. Видимо, поэтому динамике изменений эксцентриситета должного внимания не уделялось, принималось, что изменения кажущиеся и обусловлены ошибками определения эксцентриситета из разного наблюдательного материала. Все работы по определению скорости апсидального вращения сводились, по сути, к уточнению значения эксцентриситета. Чтобы достичь совпадения теории и наблюдения в работах Бозкурт и Дежирменчи [146], а также Кшесиньского и др. [134], эксцентриситет был принят $e = 0.10$. Учитывая надежно определенное значение эксцентриситета в работе 1983 года Халиуллина и Козыревой [22], следует признать, что уменьшение эксцентриситета было сделано исключительно с целью примирить теорию с наблюдениями. Разность периодов при добавлении новых моментов минимумов практически не менялась, и большинство опубликованных работ только незначительно уточняли полученное Халиуллиным и Козыревой заниженное значение скорости апсидального вращения. В современную эпоху значения эксцентриситета у разных исследователей получаются равными 0.16–0.18, что слегка превышает обычный разброс определения эксцентриситета из высокоточных фотометрических наблюдений. Вполне можно бы-

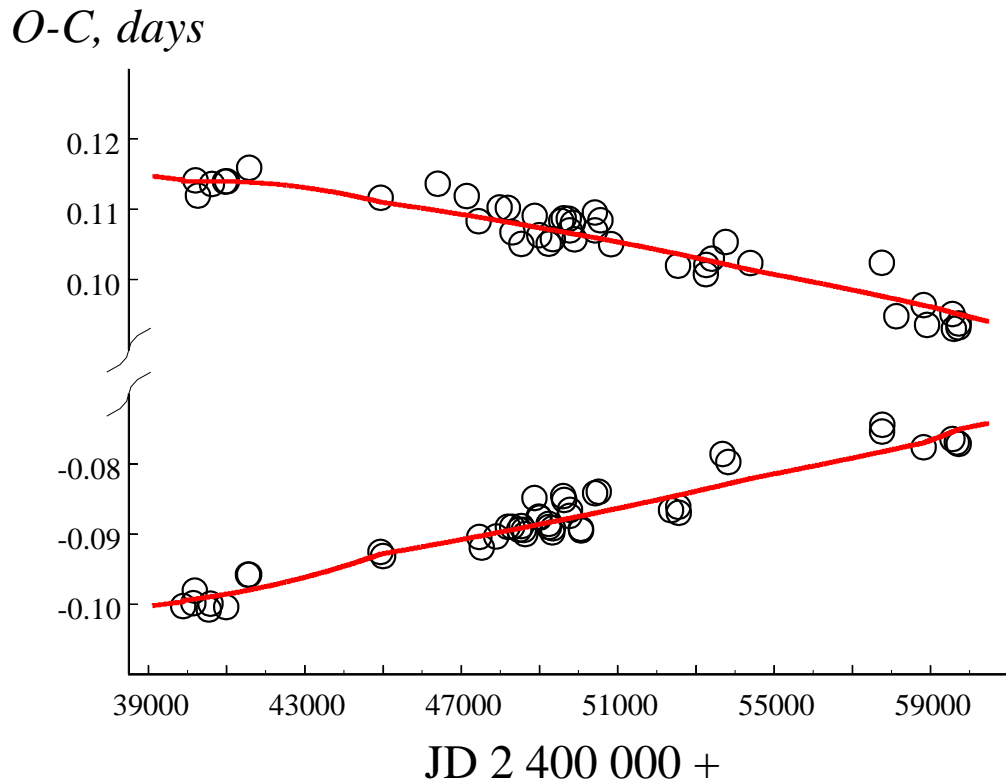


Рисунок 38: Остаточные уклонения моментов минимумов AS Cam от линейной формулы при $P_1 = P_2 = P_s$ – сидерический период. Главные минимумы лежат выше, вторичные – ниже. Ошибки определения моментов меньше размеров кружков. Красные линии соответствуют эмпирическому закону изменений эксцентриситета и долготы периастра и визуально неотличимы от прямых линий. Световое уравнение на данном графике немного увеличивает разброс наблюдательных точек.

ло бы предположить несовпадение значений разных авторов ошибками измерений. В пределах такой же ошибки в 4% отличаются выводимые разными авторами значения скорости вращения линии апсид.

Учитывая сказанное во втором пункте, мною было предположено, что небольшие изменения эксцентриситета могут привести к значительному

просчету в вычислении скорости апсидального вращения. Для начала, наряду с монотонным изменением долготы периастра была использована гипотеза о постоянном на периоде наблюдений значении скорости изменения эксцентриситета. Она была взята равной 0.03 за 50 лет. Именно на столько отличаются значения эксцентриситета из моего решения данных Хилдитча, 1968-1971гг и моих наблюдений 2021-22гг. Такой учет эксцентриситета привел к отличному от ранее принятого значения апсидального вращения, $0.27^\circ/\text{год}$. При этом ситуация с разбросом остаточных уклонений $O - C$ не улучшилась. Если брать скорость изменения эксцентриситета постоянной, то аппроксимирующая линия в пределах интервала времени наблюдений остается прямой линией. Прогрессивное увеличение эксцентриситета уменьшает ее наклон при постоянной скорости увеличения долготы периастра. Остаточные уклонения по-прежнему показывали систематические уклонения, которые были не гауссовыми. Поэтому вместо каких-либо гипотез о законах изменения эксцентриситета и долготы периастра были просто взяты эмпирические значения эксцентриситета и долготы периастра для каждой из эпох наблюдений и построен соответствующий график, см. Рис. 38. Из него видно, что в эпоху, лежащую между наблюдениями Хилдитча и Халиуллина с Козыревой, эксцентриситет и долгота периастра менялись быстрее, чем в последующую эпоху. Попытки представить наблюдения Халиуллина и Козыревой меньшим значением эксцентриситета, или наблюдения Хил-

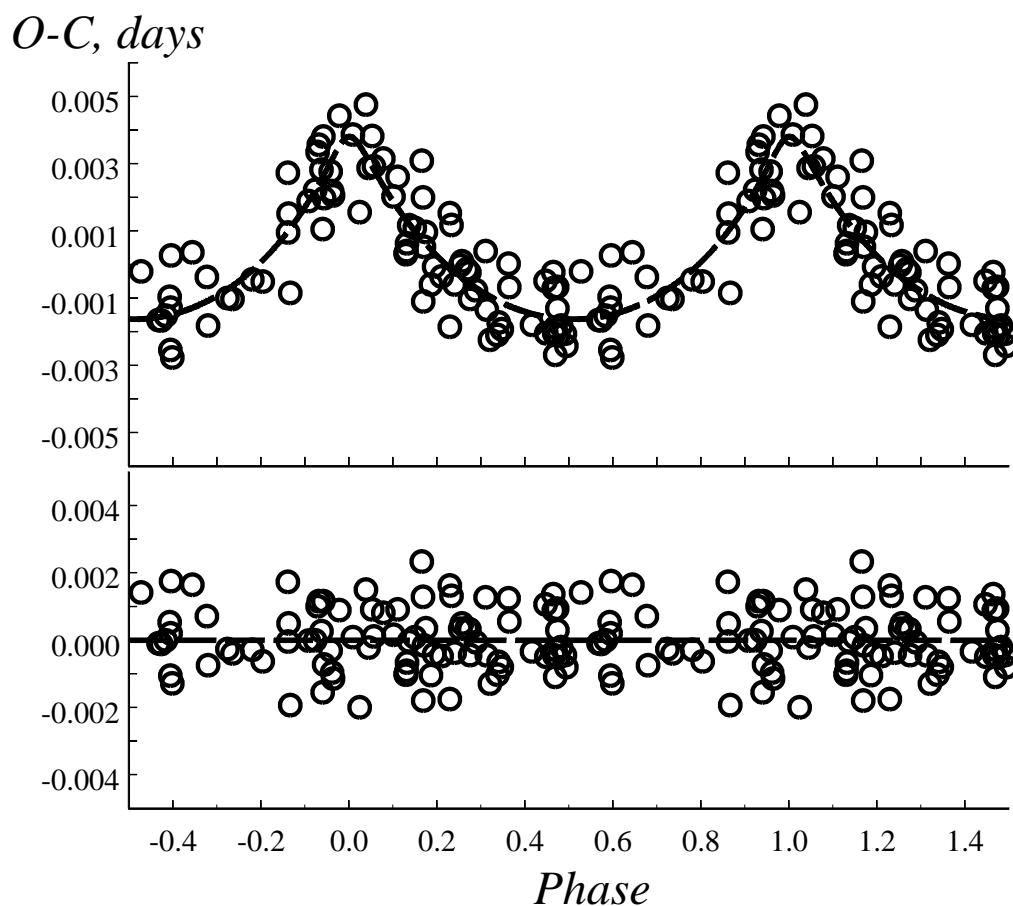


Рисунок 39: Фазовая кривая остаточных уклонений моментов минимумов после вычитания апсидального вращения, верхняя панель. Красная линия соответствует полученным в данном исследовании параметрам орбиты третьего тела. Остаточные уклонения после вычитания светового эффекта представлены на нижней панели, разброс соответствует Гауссовому распределению ошибок с $\sigma = 0.00094$ суток.

дигча бóльшим эксцентриситетом, успеха не принесли. К тому же, значение эксцентриситета на эпоху фотометрических наблюдений Хилдигча подтверждается эксцентриситетом, полученным из его же кривой лучевых скоростей. Таким образом, приходится принять, что эксцентриситет и долгота периастра в данную эпоху монотонно увеличиваются, также

увеличивается угол наклона орбиты к лучу зрения.

5.8 Параметры орбиты третьего тела

Разумным объяснением изменений параметров орбиты тесной двойной системы является наличие в ней третьего тела солнечной массы, подтвержденного наблюдениями, см. Рис. 39. Теоретические расчеты для некоторых случаев конфигурации орбиты двойной системы и третьего тела представлены в работах Ходыкина и Веденеева [118], Халиуллина, Ходыкина и Захарова [100]. Полученные решением остаточных уклонений $O - C$ параметры орбиты третьего тела представлены в Таблице XIV. Уклонения $O - C$, остающиеся после учета светового уравнения, соответствуют ошибке определения момента минимума в 91 секунду, что, учитывая физическую переменность звезды, вероятно, является естественным пределом точности измерения моментов минимумов.

5.9 Выводы

Показано, что углубленное исследование AS Cam привело к пониманию процессов, происходящих в системе, и устранению кажущихся аномалий в ее поведении. Эксцентриситету и углу наклона бесконечно увеличиваться невозможно, в какой-то момент эксцентриситет станет уменьшаться при стабильном росте долготы периастра, и тогда из формулы 27 будет получаться уже увеличенное значение скорости апсидаль-

Таблица XIV: Параметры апсидального движения и орбиты третьего тела AS Cam.

Параметр	
$T_0(\text{HJD})$	$2\,400\,000 + 59716.4227(9)$
P_s (d)	$3.4309328(1)$
e , variable	$0.133-0.176$
$\dot{\omega}$ (deg yr^{-1})	$0.38(2)$
ω_0 (deg)	$243.5(1)$
U (yr)	$950(50)$
P_3 (d)	$805.85(5)$
ω_3 (deg)	$86.9(3)$
e_3	$0.702(5)$
$T_3(\text{HJD})$	$2\,400\,000 + 59337.5(5)$
$a_{12} \sin i_3$ (au)	$0.471(6)$
$M_3 \sin i_3$	$0.970(6)$
σ (d)	0.00094

ного вращения. В реальности же, следует ожидать, что последующие непосредственные измерения долготы периастра будут группироваться вокруг продолжения красной прямой на Рис. 37. По мере накопления наблюдений наклон этой линии может измениться.

Глава 6. α Северной Короны (α CrB)

Результаты, представленные в данной главе, основаны на результатах следующих работ автора [149], [150], [151].

6.1 История вопроса

Звезда является второй по яркости затменной звездой $V = 2.^m21$, $P = 17.^d36$, Sp A0+G5, после δ Vel (дельта Парусов). Двойственность звезды известна уже более ста лет, Хартманн [152]. Звезда оказалась спектрально-двойной, но линии спутника зафиксированы не были. Немного позднее, в 1912г., Стеббинс выбрал эту звезду для своих пионерских фотоэлектрических наблюдений, [153]. Оригинальная кривая блеска была им опубликована в [154]. Ему удалось зафиксировать неглубокий, всего $0.^m1$, главный минимум. Значительно позднее, Крон и Гордон, [46], смогли зафиксировать в дальнем красном диапазоне, $\lambda = 723\text{нм}$, мелкий, $0.^m017$, вторичный минимум и установить природу спутника. Им оказалась звезда главной последовательности спектрального класса G. И только в 1986г Томкину и Попперу удалось, наконец, построить полную кривую лучевых скоростей, обнаружив линии слабого спутника Mg I и Fe I на длине волны 880нм, [47]. Кох в 1973-м году указал данный объект как наиболее обещающий в плане исследования релятивистского движения линии апсид. Превышение релятивистского вклада над ньютоновским ожидалось $\dot{\omega}_{GR} / \dot{\omega}_{GR} = 6.0$, [91]. Одновременно

признавалось, что измерить данный эффект будет чрезвычайно сложно. Во-первых, из-за яркости звезды, во-вторых, вторичный минимум доступен для наблюдений только в красном или инфракрасном диапазонах, где велико влияние линий водяного пара, сильно ухудшающих точность наблюдений в условиях равнинной обсерватории. В-третьих, период системы и большая продолжительность минимумов делают практически невозможным получить полную кривую блеска за один сезон. Минимум повторно может выпасть на ночное время только через 52 суток.

На момент начала нашего исследования данной звезды, были доступны две фотоэлектрических кривых блеска - одна более ранняя Стеббинса и другая, более поздняя, Крон и Гордон. Вторичный минимум был зафиксирован только во второй кривой блеска. Также имелось несколько кривых лучевых скоростей Джордана, [155], Кэннон [156], Маклафлина [157], Эббигхаузена [158].

Кроме того, в современную эпоху появилась возможность наблюдать в рентгеновском диапазоне хромосферную активность слабого G-компонента. Затмения в рентгеновском диапазоне дали еще несколько моментов минимумов для затмений вторичного компонента - Шмитт [159], Гедель и др. [160].

6.2 Наблюдения в Тянь-Шаньской высокогорной экспедиции ГАИШ МГУ

Наблюдения были начаты с помощью 48-см рефлектора АЗТ-14, $F=7500\text{мм}$. В касегреновском фокусе инструмента был установлен одноканальный электрофотометр с фотоумножителем ЕМІ 9863 (мультищелочной катод S-20). Для ослабления яркого света звезды были применены узкие интерференционные фильтры с максимумами пропускания на $\lambda = 750\text{нм}$ и $\lambda = 460\text{нм}$. Узкая полоса пропускания фильтров обеспечивала уменьшение сигнала до приемлемого уровня и одновременно упрощала процедуру коррекции за селективную атмосферную экстинкцию. Отличная стабильная прозрачность горной обсерватории позволила выбрать достаточно удаленные звезды сравнения. Используемые в работе Крона и Гордона стандартные звезды переменны, и выгода их близкого расположения теряется. Были взяты звезды HD 135502-основной стандарт и HD 143761-контроль. Обе эти звезды служили стандартами при выполнении фотометрического обзора ярких звезд северного неба ГАИШ, [6], поэтому постоянство их блеска непрерывно было под контролем. Выбор полос пропускания был обусловлен их совместимостью с полосами наблюдений Крон&Гордона и Стеббинса. В дальнейшем планировалось совместное решение всех наблюдательных точек.

После завершения программы обзора ярких звезд северного неба, ряд наблюдений был получен на четырехканальном электрофотометре конструкции Корнилова и Крылова, [33]. Световой поток от звезды в дан-

ной конструкции разделяется между четырьмя каналами регистрации с помощью полупрозрачных зеркал в светоделительном кубике. В результате в канал, соответствующий полосе R , попадает порядка 10% света. Таким образом, снимается проблема излишней яркости звезды. Сравнение с наблюдениями в узкополосных фильтрах показало, что точность измерений одинакова, и проблем с селективностью в более широком светофильтре, реализующим полосу R , нет. Этот факт был учтен в дальнейшем при современных наблюдениях.

В обоих фотометрах при наблюдениях применялась диафрагма $1'$. Всего за 5.5 лет было получено 1696 измерений в красных фильтрах - 195 ночей; 172 измерения в полосе V - три ночи; 830 измерений на длине волны 0.46мкм, 88 ночей. При каждом наведении на объект делалось 3-6 десятисекундных экспозиций, которые при обработке усреднялись. Весь массив наблюдений был тщательно просмотрен, удалены явные ошибки измерений, такие как помеха от облаков, уход звезды или стандарта на край диафрагмы, помеха от космических частиц. Таких данных оказалось менее 1%. Оставшиеся точки были еще раз усреднены. При этом в красных фильтрах, наблюдения в которых решались совместно, получено 261 индивидуальное измерение наивысшей точности.

Полученные из решения параметры представлены в Таблице XV в третьем столбце.

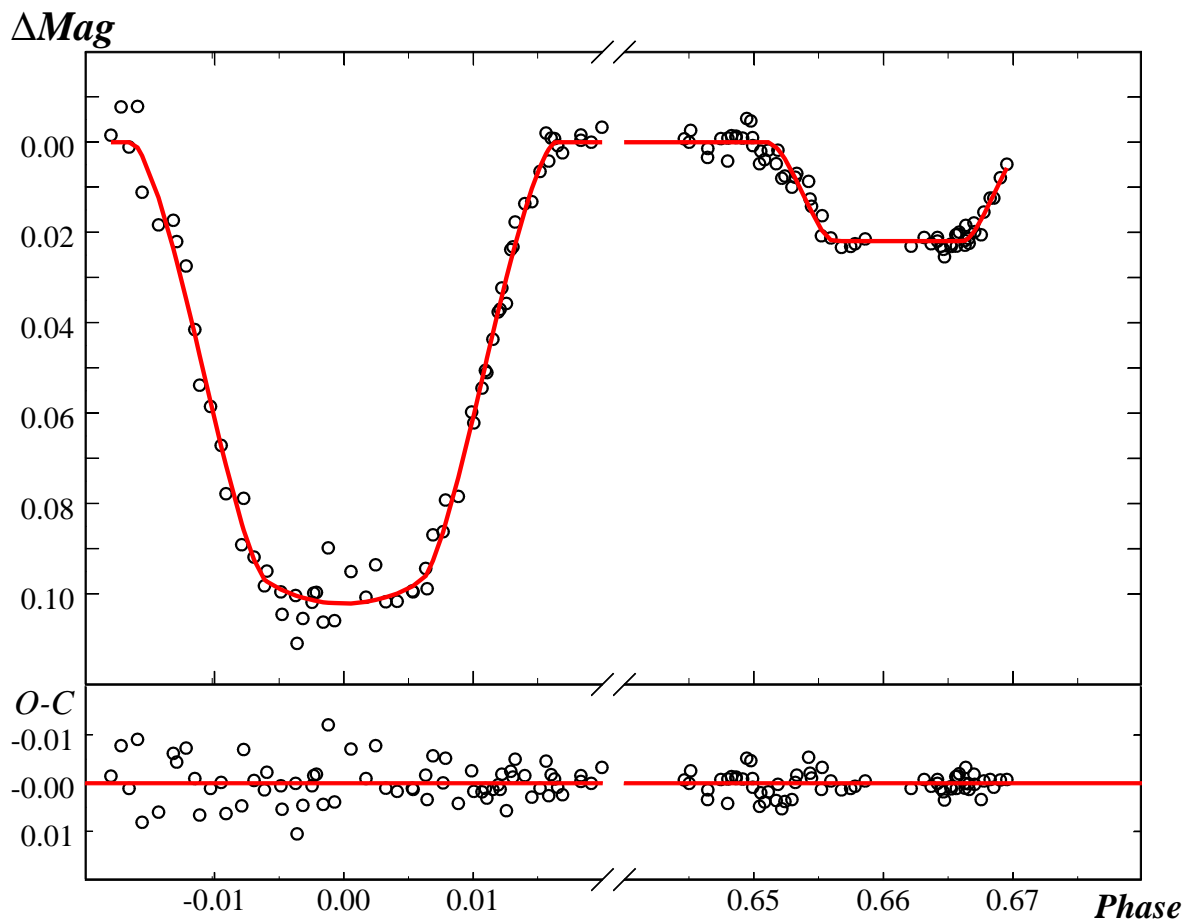


Рисунок 40: Наблюдения в α СгВ в ТШВЭ на длине волны 0.735 мкм в минимумах. На нижней панели показаны остаточные уклонения наблюдений от решения кривой блеска.

6.3 Наблюдения Крон и Гордон

Данные наблюдения, [46], были выполнены в Ликской обсерватории, США. Их целью было получить полную кривую блеска звезды, включающую вторичный минимум, который до того оставался необнаруженным. Использовался рефрактор $D=30$ см, в фокусе которого помещался фотоэлектрический фотометр, оборудованный фотоэлементом с крас-

ным светофильтром примерно аналогичным нашему КС-14. Красная граница пропускания формировалась хвостом чувствительности фотоэлемента. Полоса пропускания была широкой с эффективной длиной волны 0.723мкм. звездой сравнения служила γ CrB, контрольной звездой - β CrB. В ходе наблюдения выяснилось, что все три разности блеска показывают медленную физическую переменность небольшой амплитуды. Для учета переменности авторы ввели в обработку ночные поправки, данные затем усреднили и получили нормальные точки, из которых было получено решение ручным способом. Удивительно, но результаты оказались весьма надежными и впоследствии подтвердились.

В настоящем исследовании из оригинальных данных Крона и Гордона было получено новое решение, которое, все же, немного отличается от их первоначальной модели. В решение были введены ночные поправки и получена модель, очень точно соответствующая кривой блеска, Таблица XV и определены два момента минимумов - главного и вторичного, Таблицы XVII, XVIII. Соответствующий график приводится на Рисунке 41.

Другой подход к решению данных Крона и Гордона был осуществлен в работе Томкина и Поппера, [47]. В нем данные, сильно отклоняющиеся от среднего, были просто отброшены. Тем не менее, опубликованные ими параметры двойной системы оказались весьма близкими к представленным в данной работе. Остаточные отклонения их решения составили

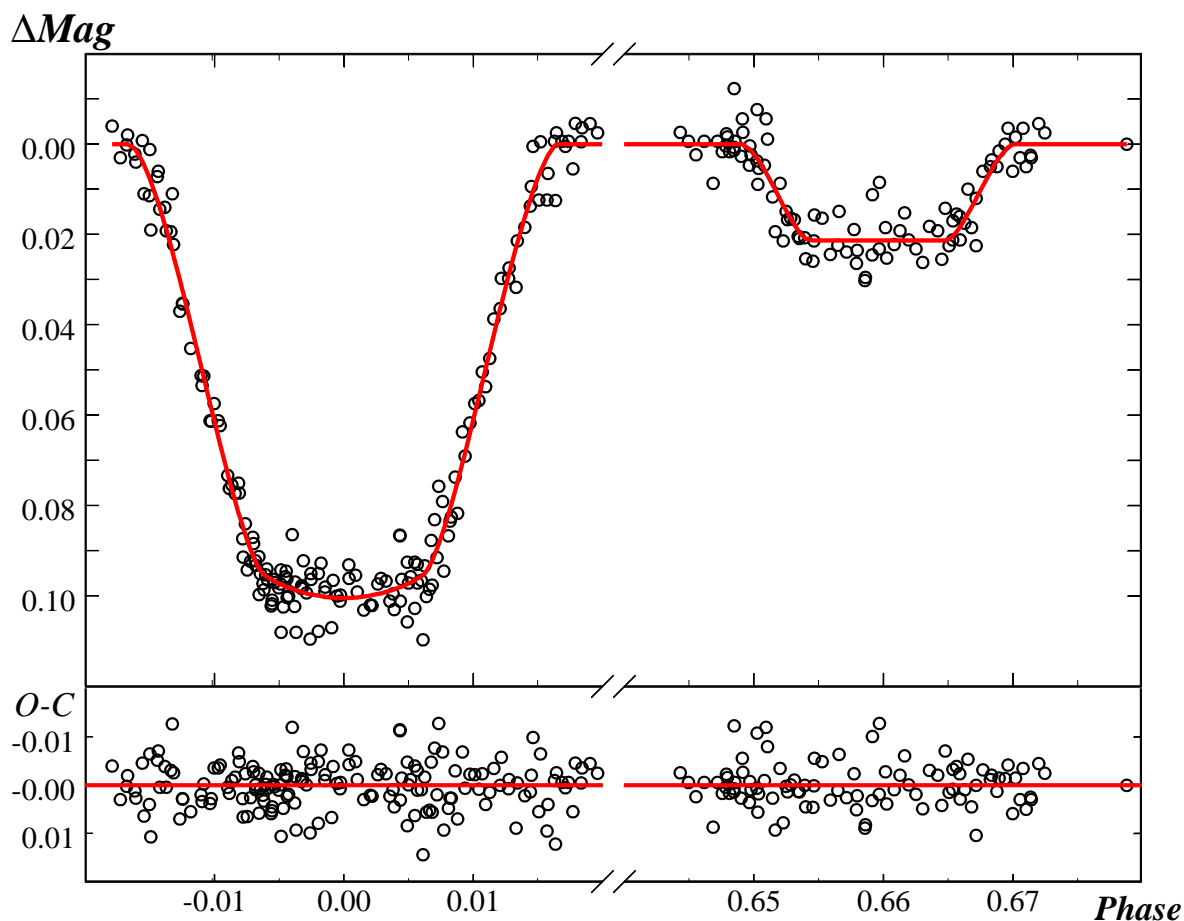


Рисунок 41: Наблюдения α СгВ на длине волны 0.723 мкм в минимумах. На нижней панели показаны остаточные уклонения наблюдений от решения кривой блеска.

$\pm 0.^m0060$ против $\pm 0.^m0048$ в новой обработке.

6.4 Современные наблюдения

В работе [149] были опубликованы первые результаты наблюдений в ТШВЭ. В ней было проведено сравнение с наблюдениями Крона и Гордона и обнаружено, что апсидальное вращение в системе значительно замедлено. Позднее была опубликована работа Шмитт [159], в которой,

Таблица XV: Решение кривых блеска.

Параметр	Крон & Гордон	Волков, ТШВЭ	Волков, Крым	среднее
r_1	0.0708(11)	0.0686(11)	0.0717(4)	0.0708(2)
r_2	0.0208(4)	0.0203(4)	0.0213(1)	0.0210(1)
i°	88.086(1)	88.176(1)	88.006(1)	88.060(12)
e	0.3526(98)	0.3681(94)	0.3513(35)	0.3513(12)
ω°	314.01(3)	311.94(3)	315.50(1)	-
L_1	0.9806(7)	0.9800(7)	0.9814(3)	0.9809(1)
u_1	0.320	0.320	0.320	0.320
u_2	0.526	0.526	0.526	0.526
N	269	133	1167	-
σ_{o-c}	$0^m.0048$	$0^m.0034$	$0^m.0038$	-

на основании данных Волкова [149] и рентгеновских наблюдений затмений спутника, был сделан вывод о соответствии апсидального вращения с теорией. При этом данные Крон и Гордона не учитывались, так как они сильно уклонялись от предложенной линейной формулы следования вторичных минимумов. Здесь следует отметить, что данные Шмитт были получены на протяжении всего 4.6 лет и включали четыре минимума. При незначительной глубине вторичного минимума, Шмитт явно переоценил точность отдельного измерения момента и просто провел линейную регрессию слегка вытянутого в правильном направлении облака четырех точек. Случайным образом на этом продолжении оказался минимум Волкова от 1988 года, а данные Крон и Гордона легли в стороне. В кандидатской диссертации Волкова, 2003, проводится критика подхода Шмитта и указывается, что реальная точность его данных, определяемая из усреднения данных в приближении Стьюдента для малых выборок,

близка к точности двух имевшихся оптических минимумов. Обработанные таким образом данные были представлены в работе [150]. Скорость апсидального вращения по-прежнему получалась замедленной, хотя и не так сильно, как выходило по двум моментам в первой работе Волкова (1993), [149]. Также в работе Волков 2005 [150], было предложено объяснение наблюдающемуся замедлению гипотезой Н.И.Шакуры о наклонном вращении компонентов. Скорость вращения главного компонента была давно и хорошо измерена в нескольких исследованиях. Из анализа данных Маклафлина [157], полученных в ходе затмения главного компонента, был сделан вывод о реальном наклоне главного компонента к орбитальной плоскости. Сам Маклафлин считал обнаруженную асимметрию переколебания лучевых скоростей в затмении (эффект Росситера-Маклафлина) следствием ошибок измерений. Он предполагал, что неточности измерений, близких к затмению по времени, лучевых скоростей привели к тому, что уровень проведен неверно. Отсюда происходит и значительная неопределенность измеренной им осевой скорости вращения звезды – 100-200км/сек. Используя более современную и гораздо более точную кривую лучевых скоростей Эббигхаузена [158], было показано, что ошибок у Маклафлина нет. А есть реальный наклон оси вращения главного компонента в 40° , если смотреть в картинной плоскости. Этот результат был получен ранее публикации спектральных наблюдений Альбрехта и др. [65] и является первым наблюдательным

подтверждением гипотезы Шакуры [115].

Таким образом, в измерениях скорости апсидального вращения α CrB оставалась неопределенность. Поэтому была насущная необходимость в продолжении наблюдений. С потерей Тянь-Шаньской обсерватории ГАИШ встал вопрос о месте наблюдений α CrB. Был проведен ряд экспериментов для определения возможного способа таких наблюдений, ведь объект очень яркий. Сначала была сделана попытка использовать объективы небольших размеров в сочетании с инфракрасным светофильтром и ПЗС-матрицей. Опыт с фотографическим портретным объективом $D=70\text{mm}$ и ПЗС-матрицей Argee-47p оказался неудачным. Было получено несколько тысяч измерений в ближнем инфракрасном диапазоне, и после усреднения данных, примерно по 100 точек, на кривой блеска вторичного минимума не обнаружилось. Присутствовал лишь небольшой общий тренд.

Затем в Звенигородской обсерватории ИНАСАН была предпринята попытка использовать телескоп Цейсс-600 с задиафрагмированным зеркалом и фотоэлектрический фотометр Волкова с фотоумножителем ФЭУ-79. Был получен выход из главного минимума. Но оказалось, что к этому времени все ФЭУ-79, возраст которых достиг 20 лет, потеряли вакуум и представляли, по существу, разрядные трубки. Ни о какой точности речи быть не могло. Была сделана попытка наблюдать в обсерватории Словацкой академии наук в Старой Лесне тоже с помощью

задиафрагмированного зеркала телескопа Цейсс-600. Приемная аппаратура на этой обсерватории работала по методу усиления тока, фотоумножитель с твердым арсенид-галлиевым катодом R2949S. Здесь наметился некоторый прогресс, появилась надежда получить длительный ряд наблюдений. Но дальнейшая практика показала, что несмотря на прогресс в конструкции усилителей тока, новые варианты страдают старыми болезнями. Уровень усиления был недостаточно стабильным и наблюдались плавные скачки в несколько процентов между звездой сравнения и переменной. Один из таких перепадов был принят за вход во вторичный минимум, который, как бы, наступил позже эфемериды Волкова и прямо подтверждал формулу Шмитта. Несколько лет эти наблюдения не подвергались сомнению, и было даже предположено, что в системе присутствует третье тело, которое могло бы объяснить изменение периода системы [96]. Ведь данные Крона и Гордона, как это сделал Шмитт, отброшены быть не могли.

Наконец, появилась идея использовать фотоумножитель, нечувствительный в красной области, а именно, имеющийся в распоряжении ЕМІ9789 с биалкальным катодом, обладающий хорошо выраженным одноэлектронным пиком, что очень важно для аппаратуры, использующей метод счета фотонов. Поместив в фотометр с этим фотоумножителем красные фильтры КС-14 и КС-19, было обнаружено, что даже не диафрагмируя зеркало телескопа Цейсс-600, сигнал от звезды значительно

ослабляется, до $120\ 000\text{сек}^{-1}$. Это означало, что в чувствительности фотумножителя имеется довольно продолжительный красный хвост. Сначала наблюдения велись в обоих светофильтрах, потом от КС-19 было решено отказаться, так как точность в нем оказалась ниже, видимо сказывалось влияние линий поглощения водяного пара. А глубина вторичного минимума была в нем примерно такая же, как и при наблюдениях с фильтром КС-14. Для более надежного отрезания синего излучения, к которому выбранный ФЭУ особенно чувствителен, в пучок помещался еще и светофильтр ЖС-18. Впрочем, особой разницы не наблюдалось. С этого момента и началось активное накопление новых данных на Симеизской обсерватории ИНАСАН, куда и был перевезен указанный фотометр.

В качестве звезды сравнения была выбрана γ CrB. Учитывая ее переменность, периодически измерялась звезда HD140436. План наблюдений был таким, чтобы как можно чаще наводиться на стандартную звезду, ближе всех к переменной и была γ CrB. Это особенно важно в условиях нестабильной прозрачности крымского неба. При этом в наблюдениях могли появляться медленные тренды вследствие переменности стандарта. Чтобы их контролировать использовалась контрольная звезда. Примерно одного наблюдения контрольной звезды за 15 минут измерений было достаточно, чтобы убрать тренд.

Только спустя шесть лет удалось зафиксировать те же фазы входа во

вторичный минимум, которые были ошибочно измерены в Старой Лесне. С этого момента все стало на свои места. Стало очевидно, что никаких уклонений хода моментов минимумов от линейных формул нет. Предварительные данные были опубликованы в [151]. Замедленная скорость вращения линии апсид подтвердилась, хотя разница оказалась не столь большой, как следовало из моих первых наблюдений. Было получено новое значение скорости апсидального вращения $\dot{\omega}_{obs} = 0^{\circ}.019 \pm 0.0004 yr^{-1}$ или $U = 18900 \pm 300$ лет. Это значение периода в два раза превышает нижнюю границу возможных значений скорости апсидального вращения для α CrB, установленной Шмиттом и др. в [161], см. Рис. 44. Новые обширные фотометрические данные позволили уточнить полученные ранее геометрические параметры системы, Таблица XV, а также получить высокоточные физические характеристики звезды, см. Таблицу XVI

6.5 Вращение линии апсид

Принимая константы концентрации к центру для звезд-компонентов из работы Шмитта [161], $k_{21} = 0.0049$ и $k_{22} = 0.021$, скорость осевого вращения главного компонента $v \sin i = 138$ км/сек, массы $M_1 = 2.62 M_{\odot}$, $M_2 = 0.97 M_{\odot}$ и размеры компонентов из последней колонки Таблицы XV, можно вычислить следующие значения $\dot{\omega}_{class} = 0^{\circ}.029 yr^{-1}$, $\dot{\omega}_{rel} = 0^{\circ}.005 yr^{-1}$. Это дает значение скорости апсидального вращения в условиях синхронизма $\dot{\omega}_{theor} = 0^{\circ}.034 yr^{-1}$.

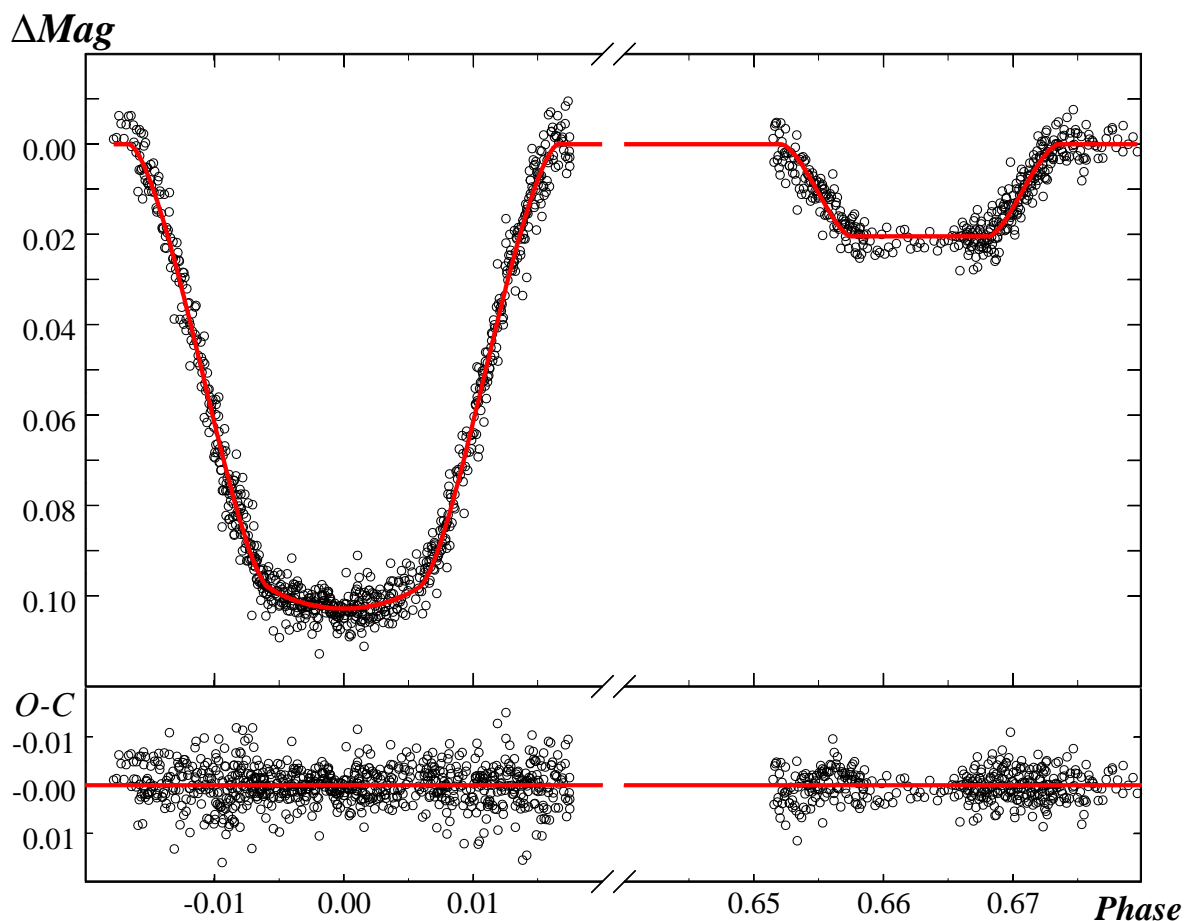


Рисунок 42: Наблюдения α СгВ на длине волны 0.69 мкм в минимумах с фотоумножителем ЕМІ9789 и светофильтром КС-14. На нижней панели показаны остаточные уклонения наблюдений от решения кривой блеска.

Наблюдения указывают на замедленное апсидальное вращение в сравнении с его теоретическим значением в условиях синхронизма. Хотя современные данные отличаются от более ранних определений, но сам факт замедленного вращения подтверждается. Для объяснения этого факта ранее уже предполагалось наклонное вращение главного компонента, [150]. Такой вывод был сделан на основе наблюдений Маклафли-

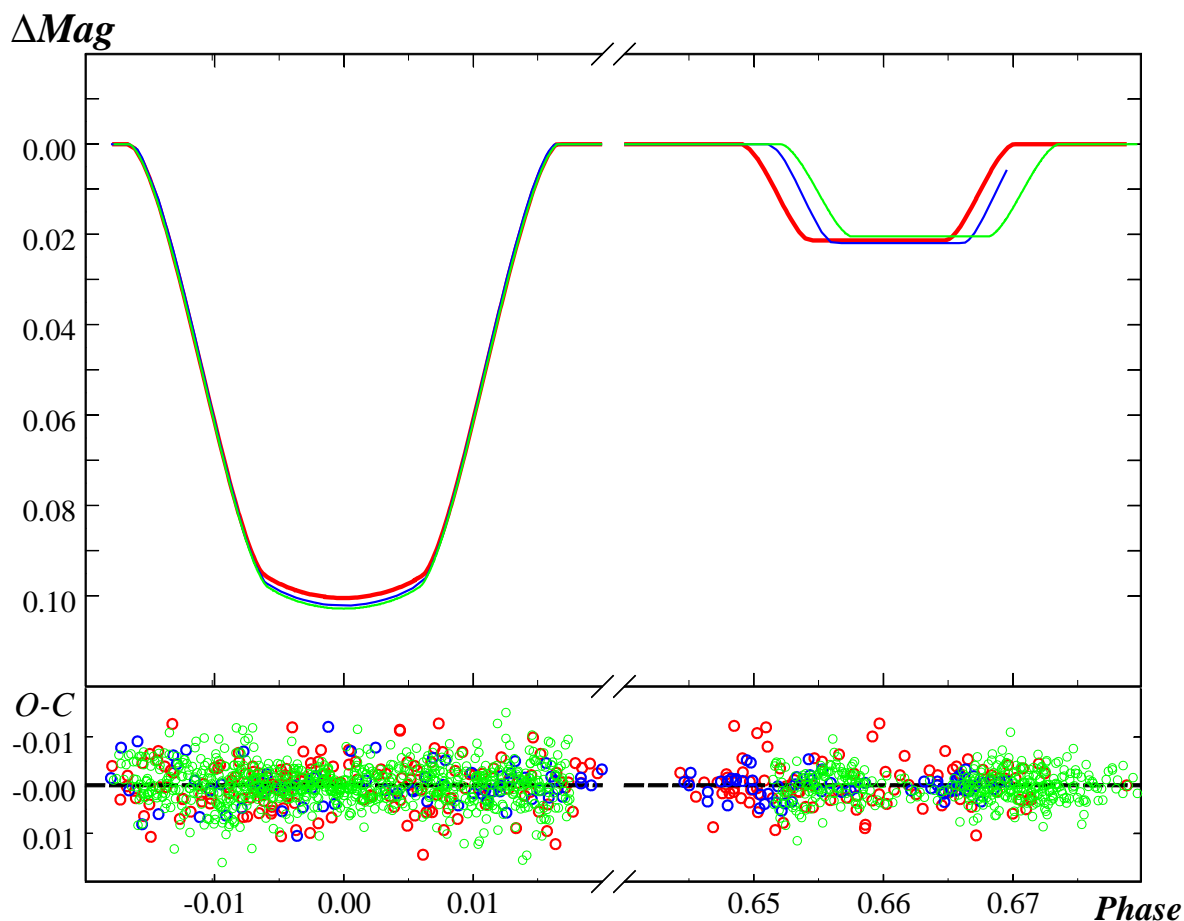


Рисунок 43: Сравнение трех кривых блеска α СгВ, демонстрирующее смещение фазы вторичного минимума относительно главного с интервалами 40 и 27 лет. На нижней панели показаны остаточные уклонения наблюдений от всех трех решений кривых блеска.

ным эффекта Маклафлина-Росситера в главном минимуме. На Рис. 45 хорошо заметен избыток отрицательных скоростей во второй половине затмения. Подобную картину можно получить, допустив наклон главного компонента в картинной плоскости примерно на 40° навстречу движению затмевающего компонента. Расчеты по формуле, представленной в работе Шакуры, [115], предполагают наклон в 30° , что, учитывая точ-

$O-C$ (days)

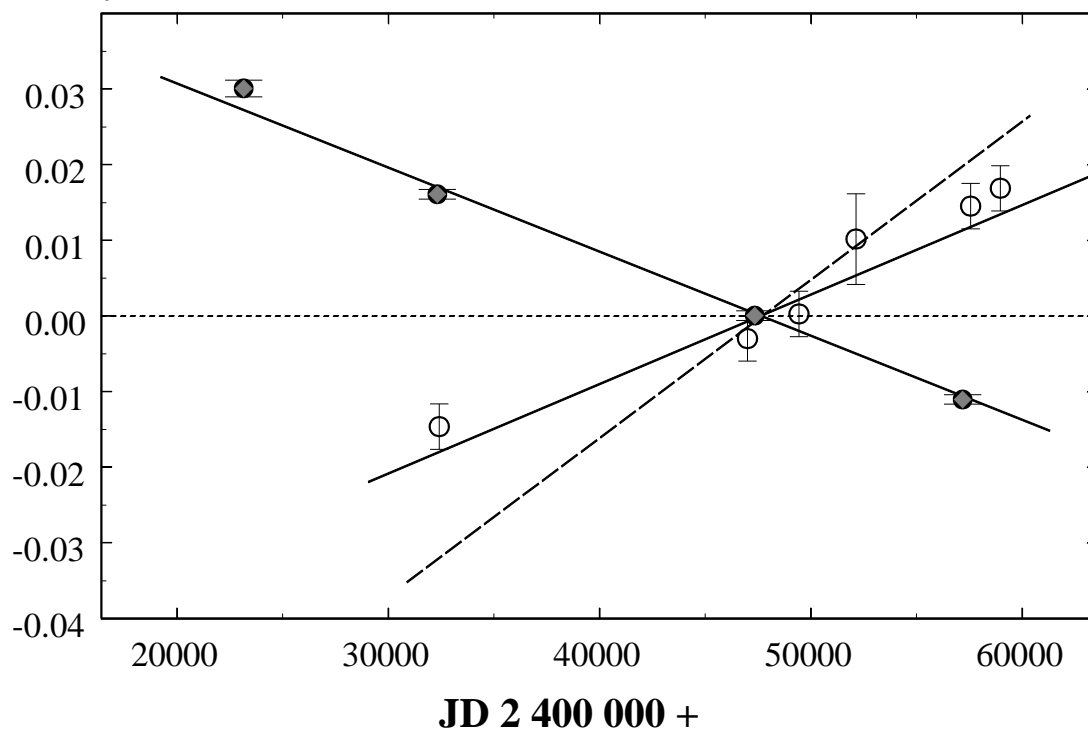


Рисунок 44: График, иллюстрирующий разность периодов следования главных и вторичных минимумов. Наклон сплошных линий соответствует скорости апсидального движения $\dot{\omega}_{obs} = 0^{\circ}.019yr^{-1}$. Штриховая линия соответствует ожидаемому ходу остаточных уклонений вторичных минимумов в условиях синхронизма.

ность наших данных, следует считать хорошим совпадением.

6.6 Выводы

Впервые с удовлетворительной точностью измерена скорость апсидального вращения в системе α CrB. Она оказалась почти в два раза медленнее ожидаемого в условиях синхронизма значения. Предложено

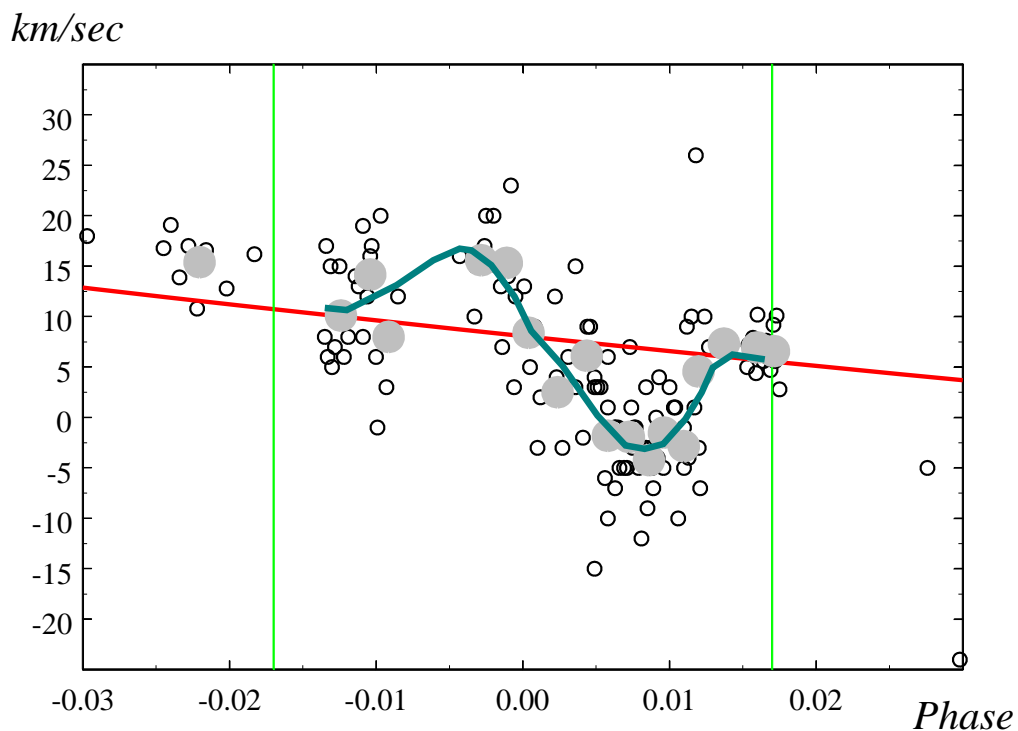


Рисунок 45: Лучевые скорости α Cyg во время главного минимума по наблюдениям Маклафлина эффекта Маклафлина-Росситера - черные кружки. Усредненные точки - большие серые кружки. Вертикальные линии обозначают границы главного минимума. Наклонная линия соответствует модели системы по наблюдениям Шмитта и др., [161]. Хорошо видно, что современные наблюдения лучевых скоростей соответствуют наблюдениям Маклафлина.

объяснение эффекта на основании гипотезы Шакуры о наклонном вращении компонентов в двойной системе. Показано, что эффект уже наблюдался Маклафлиным, но был неправильно интерпретирован. Данная система оказалась первой, у которой было обнаружено наклонное вращение компонента.

Глава 7. Четверная система ВU Малого Пса(BU CMi)

Результаты, представленные в данной главе, основаны на работе [98], основной вклад в которую сделан автором.

7.1 Данные о звезде до начала исследования

Система является очень яркой, $V = 6.^m4$, и поэтому ее блеск измерялся много раз на протяжении последнего века. Однако, до последнего времени точный тип переменности установлен не был. В ОКПЗ приводится период изменений блеска, который однозначно не подтверждался - некоторые моменты ослабления блеска ему соответствовали, некоторые нет. В дальнейшем оказалось, что этот период близок к периоду компонента "А". Довольно часто эллиптические затменные системы, для которых имеются только обрывочные наблюдения ослаблений блеска, остаются долгое время нераспознанными. В данном случае дело осложнялось еще и небольшой глубиной затмений, порядка $0.^m2$ для каждого из четырех минимумов. К тому же, иногда затмения накладывались друг на друга, и глубина минимума почти удваивалась, что для обычных затменных систем случай невозможный. Все же, одной из гипотез причин переменности было предположение о затменном характере изменений блеска. Поэтому звезда была включена в нашу программу исследований, и, как оказалось, не зря. Сначала весной 2012 года на обсерватории в Старой Лесне, Словакия, удалось, воспользовавшись эфемеридой из ОКПЗ

[162], зафиксировать одно ослабление блеска звезды на $0.^m2$. Уклонение от эфемериды составило более одного часа. Как оказалось, попадание в минимум было случайным, наблюдавшееся ослабление соответствовало вторичному минимуму, а не главному. Дальнейший мониторинг результатов не принес, блеск звезды оставался постоянным, и стало понятно, что эфемерида неверна. Наблюдения в последующие сезоны не проводилось, так как было непонятно, стоит ли тратить время на странный и необязательно затменный объект, ведь программа наших наблюдений и так была очень обширна. Но после опубликования данных обзора ярких звезд MASCARA, [163], в которых мониторинг велся практически непрерывно, было решено попробовать разобраться с тем, что же происходит в данной системе. И дело сразу же сдвинулось с мертвой точки. Уже первое поверхностное рассмотрение данных показало, что в системе присутствуют одновременно две затменных эллиптических системы, все компоненты которых близки по яркости. При этом более ранний момент 2012 года помог перекинуть мостик на современную эпоху от эпохи наблюдений MASCARA. Новые наблюдения были начаты в Симеизской обсерватории ИНАСАН с помощью рефлектора Цейсс-600 и *UBV*-фотометра Волкова, фотоумножитель ЕМІ 9789В, [28]. В течении двух месяцев удалось получить высокоточные наблюдения во всех четырех минимумах, что позволило построить и решить кривые блеска. Одновременно по моей просьбе на обсерватории Скальнате Плесо, Словакия,

были получены спектры высокого разрешения, $R=35000$, на телескопе $D=1.35$ м. В следующий сезон наблюдений 2021 года было получено еще несколько моментов минимумов, не вошедших в нашу первую публикацию, но использованных в данном исследовании. Также были использованы данные спутникового обзора Гиппарх. Хотя в минимумы попало небольшое количество точек, но воспользовавшись высокой индивидуальной точностью наблюдений данного обзора, наложением полученных из решений наших кривых блеска эталонных кривых на эти точки, было получено еще пять моментов минимумов, обладающих удовлетворительным качеством.

7.2 Кривые блеска и их анализ

Для звезды существуют несколько высокоточных измерений в системе UBV , Мермильо и др., [9] и $WBVR$ в каталоге ГАИШ, [6]. Оба источника дают совпадающие величины, поэтому нужды в отдельной относительно-абсолютной привязке не было. Данные о показателях цвета и звездной величине V можно найти в Таблице XIX. Из положения звезды на двухцветной диаграмме видно, что межзвездное поглощение практически отсутствует. Обзор Грина и др., [18], дает для данного направления нулевое межзвездное поглощение вплоть до расстояния в несколько килопарсек. Обзоры Шлафли и Финкбайнера, [19], а так же Шлегеля, Финкбайнера и Дэвиса, [105], предлагают для VU SM_i значение межзвездного по-

краснения $E(B - V) = 0^m.007 \pm 0.0006$. Поскольку из двуцветной диаграммы сложно определить межзвездное поглощение с такой же точностью, а также потому, что добавка небольшого поглощения улучшает сходимость фотометрического и геометрического параллаксов, принимаем данное значение. Такая поправка, хоть и незначительная, но уменьшает температуры компонентов на 140К, что существенно, см. калибровочные таблицы Флауэра, [75] и Поппера, [16].

В качестве иллюстрации фотометрического поведения звезды, удобно взять спутниковые наблюдения TESS. Спутник вел наблюдения непрерывно 25 суток, поэтому представленная на Рисунке 46 кривая блеска дает полное представление о характере изменений блеска.

На Рисунке 47 представлены кривые блеска, полученные во всех четырех минимумах. Накладывающиеся по времени минимумы были отброшены. Наблюдения MASCARA имеют наихудшую точность, и в подробном анализе не использовались, но были проверены на соответствие решению, полученному из наблюдений TESS и моих данных. Заметных уклонений не обнаружено, см. Рис. 47. Отметим, также, что в наблюдения TESS были внесены поправки по времени, причем они оказались противоположными для главных и вторичных минимумов. Причина их появления будет объяснена позже, при анализе моментов минимумов. Из Рисунка 47 видно, что наблюдения TESS имеют исключительную точность. Мои наблюдения также оказались весьма точными, сравнимы-

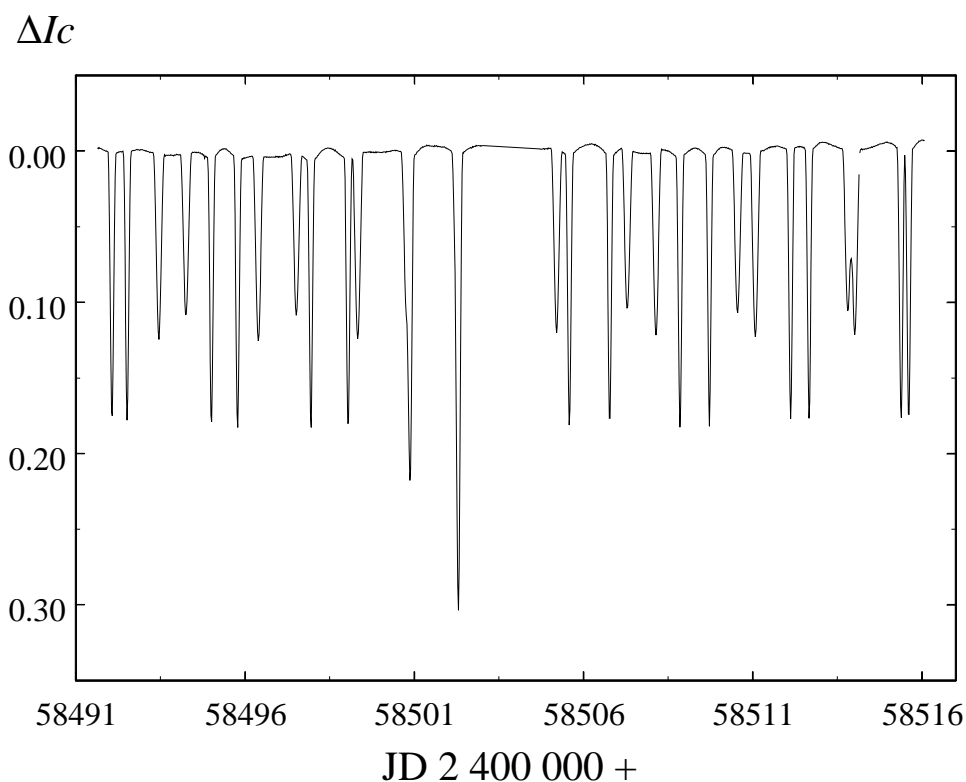


Рисунок 46: Наблюдения TESS, из которых видно наличие в системе BU CMi одновременно двух затменных эксцентрических звезд “А” и “В”.

ми с наблюдениями в Тянь-Шаньской Высокогорной Экспедиции ГАИШ (ТШВЭ). Возможно, точность этих наблюдений еще выше, ведь указанные временные поправки в них не вносились, так как каждый отдельный минимум скомпонован из наблюдений в разные ночи, и определить размер поправок затруднительно. Получить полный минимум за одну ночь оказалось невозможно. В этом наглядно проявляется еще одно преимущество спутниковых наблюдений перед наземными - их непрерывность.

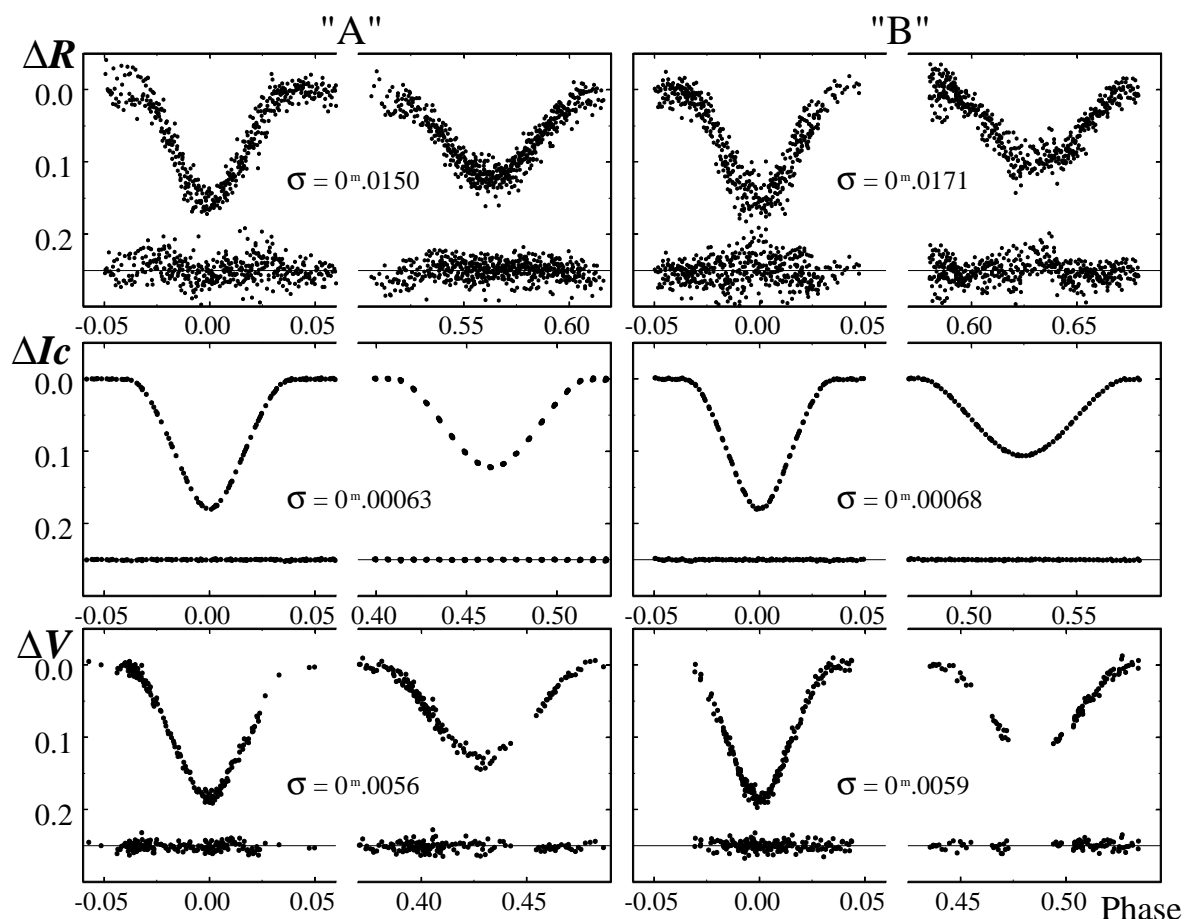


Рисунок 47: Наблюдения во всех четырех минимумах. Левая сторона рисунка соответствует компоненту “А”, правая - компоненту “В”. Уровень плато принят равным нулю. Наблюдения располагаются в хронологическом порядке: верхний ряд - MASCARA, средний - TESS, нижняя панель - мои наблюдения в полосе V . Для каждого наблюдательного ряда указаны $O-C$ – остаточные уклонения наблюдательных точек от решения. Фаза главного минимума для всех кривых взята за ноль. Хорошо видно уменьшение со временем фаз вторичных минимумов компонентов “А” и “В” вследствие быстрого апсидального движения.

При наших фотоэлектрических наблюдениях была использована близкая по показателям цвета и расположению на небе, $22'$, звезда сравнения HD64963. Наблюдения проводились по схеме стандарт-звезда-стандарт. Иногда в цепочку включалась запись фона. В 2021-м году наблюде-

ния проводились в полосах UBV , в дальнейшем использовался только фильтр V . Связано это с тем, что после установления спектральных классов всех компонентов, основной целью наблюдений была фиксация точных моментов минимумов, что удобнее делать в одном только фильтре V , наблюдения в котором обладают наивысшей точностью.

7.3 Спектральные наблюдения

Спектральные наблюдения были выполнены на телескопе диаметром 1.35м на обсерватории Скальнате Плесо, Словакия. Использовался спектрограф высокого разрешения $R=35000$. Образец нормированных спектров представлен на Рисунке 48. Линии, соответствующие каждому из четырех компонентов, аппроксимировались гауссианами. Варьируя лучевые скорости каждой из линий, искалось наилучшее соответствие между синтетическим и реальным спектром. Для точного отождествления каждой конкретной линии были использованы параметры орбит, полученные из решений кривых блеска. Так как наблюдения продолжались в течение нескольких месяцев, то при моделировании учитывались прогрессивное увеличение долготы периастров каждой из орбит и движение каждой из двойных звезд по внешней орбите вокруг единственного центра масс. Окончательный результат расшифровки спектральных наблюдений представлен на Рисунках 49, 50, а также в Таблице XX. Значения масс, соответствующие решению кривых лучевых скоростей, даны в Таб-

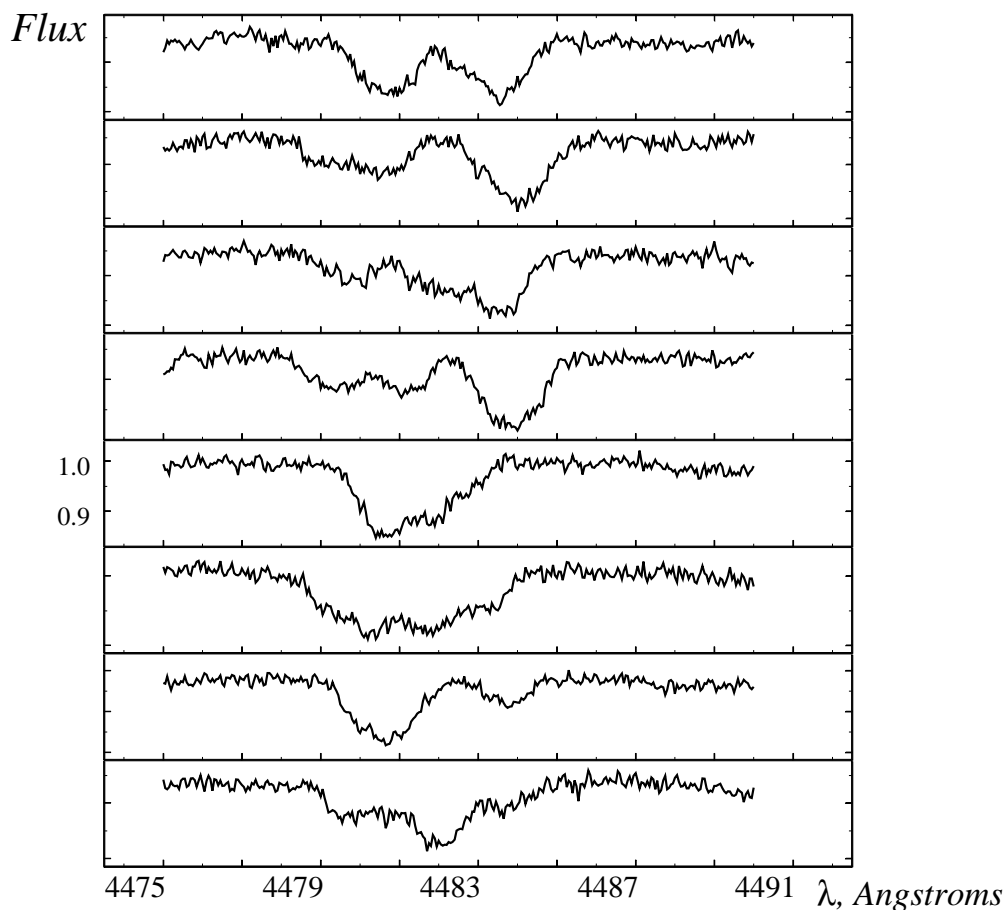


Рисунок 48: Участок спектра звезды в районе линии $\text{MgII}(4481\text{\AA})$. По оси ординат – относительный поток, нормированный на континуум. Масштаб всех графиков одинаков и показан для одного из спектров. На графиках хорошо видно присутствие движущихся линий от четырех компонентов, примерно одинаковой интенсивности.

лице XXI.

7.4 Движение линии апсид

Для исследования движения линии апсид необходимо знать точные моменты минимумов системы. Как обычно, для определения моментов минимумов были использованы полученные из решения эталонные кри-

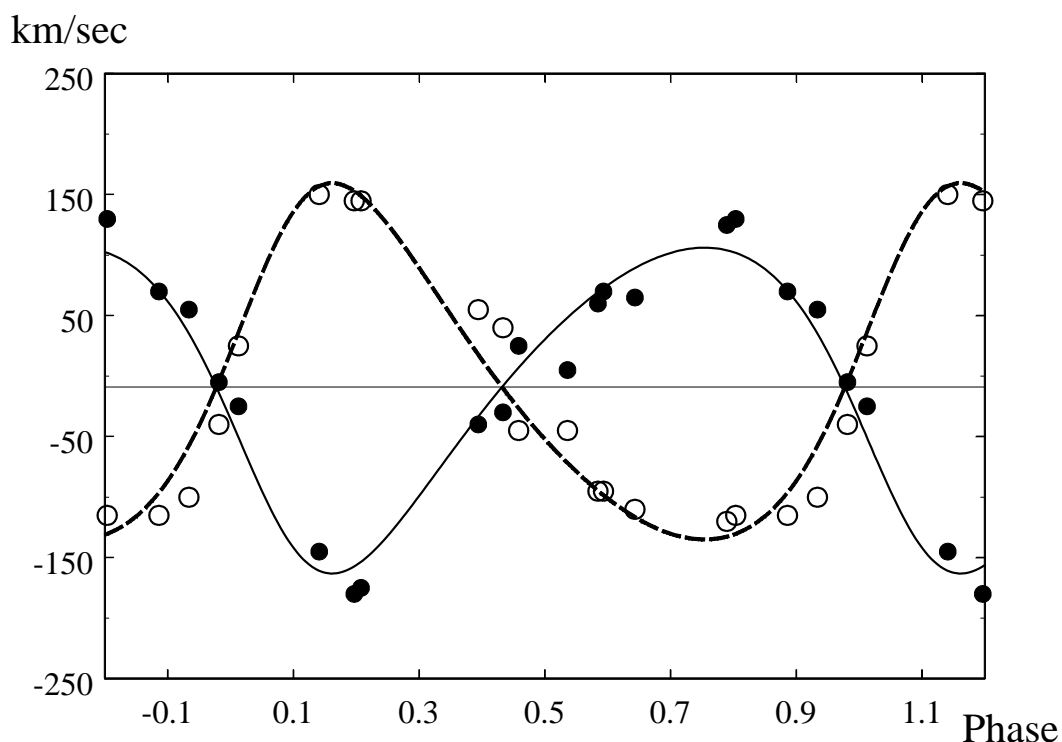


Рисунок 49: График лучевых скоростей звезды “А”. Заполненные кружки – главный компонент, открытые кружки – вторичный. Сплошная линия соответствует решению кривой лучевых скоростей для главного компонента, прерывистая линия – для вторичного. Средняя ошибка отдельного измерения 13.3 км/сек.

вые блеска. Из данных спутника Гиппарх, [23], было определено дополнительно пять моментов минимумов. Так получилось, что все они относятся к компоненту “В”. Один вторичный минимум был определен из наблюдений каталога ГАИШ по двум точкам во вторичном минимуме, еще одно значение получено для вторичного минимума компонента “А” из моих наблюдений 2012 года. Также один момент вторичного миниму-

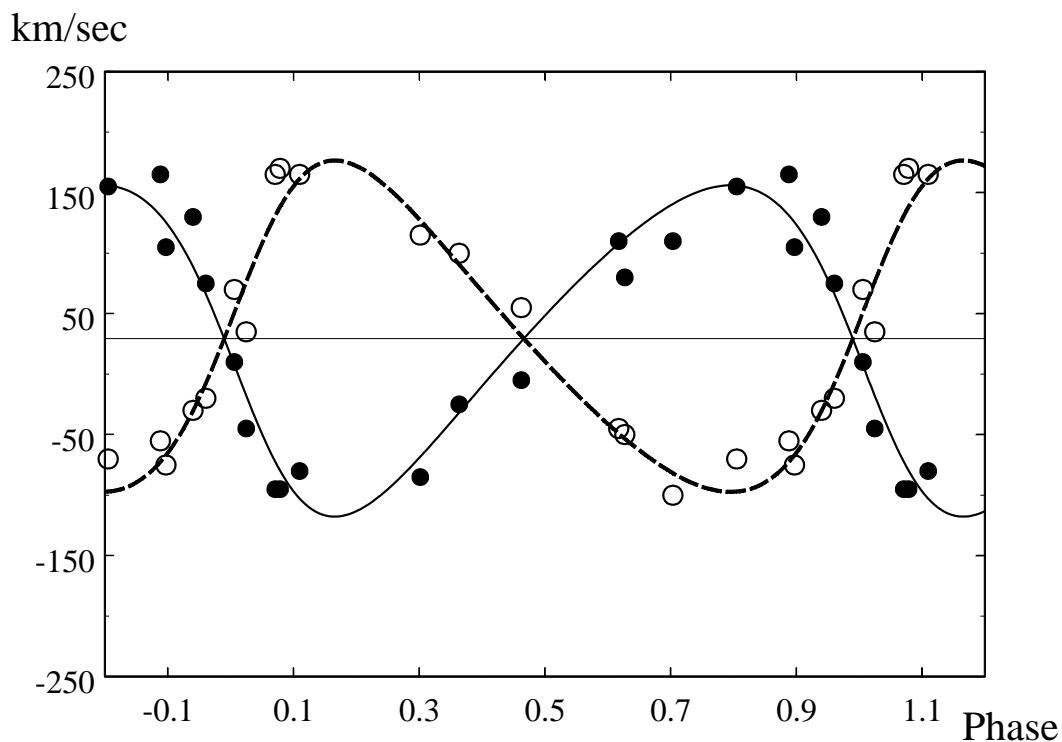


Рисунок 50: График лучевых скоростей звезды “В”. Заполненные кружки — главный компонент, открытые кружки — вторичный. Сплошная линия соответствует решению кривой лучевых скоростей для главного компонента, прерывистая линия — для вторичного. Средняя ошибка отдельного измерения 15.5 км/сек.

ма компонента “А” удалось найти в литературе, [164].

Примечания к таблицам XXII, XXIII, XXIV, XXV:

Ошибки моментов минимумов примерно соответствуют пяти единицам последней значащей цифры.

$(O - C)_1$ — отклонения от линейной формулы.

$(O - C)_2$ — остаточные уклонения после учета апсидального движения.

$O-C(\text{day})$

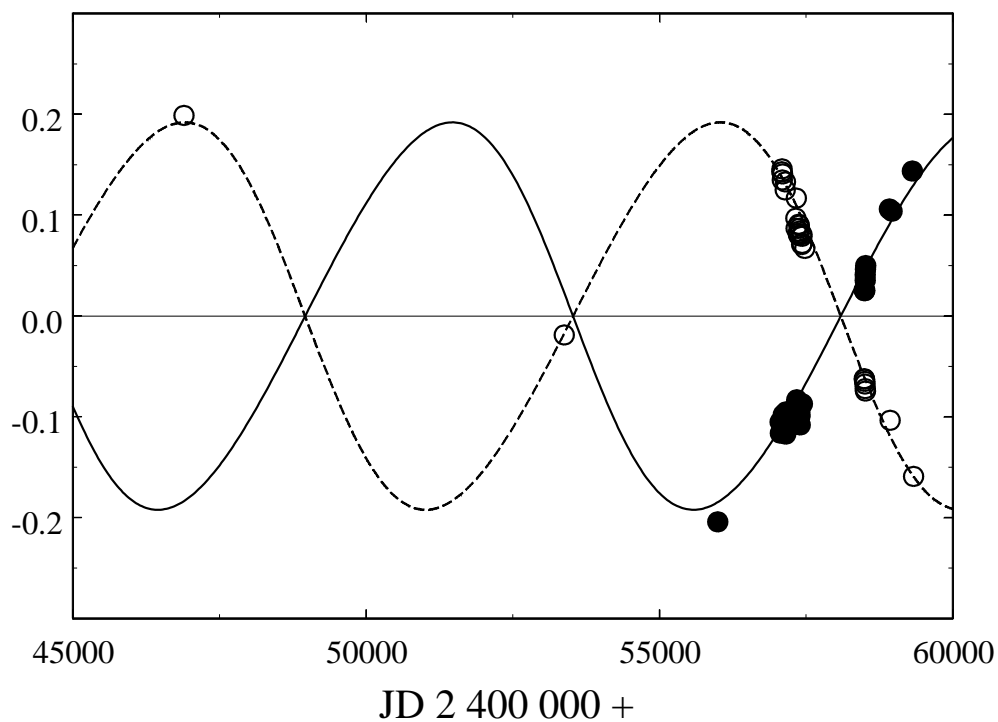


Рисунок 51: График $O-C$ уклонений моментов минимумов для компонента “А” от линейной формулы. Главные минимумы обозначены заполненными кружками, вторичные – открытыми. Решения апсидального движения показаны сплошной линией для главных минимумов, штриховой – для вторичных.

$(O - C)_3$ – остаточные уклонения после учета апсидального движения и светового эффекта.

Примечания:

- (1) – каталог ГАИШ,
- (2) – наблюдения спутника Гиппарх,
- (3) – [164],

$O-C(\text{day})$

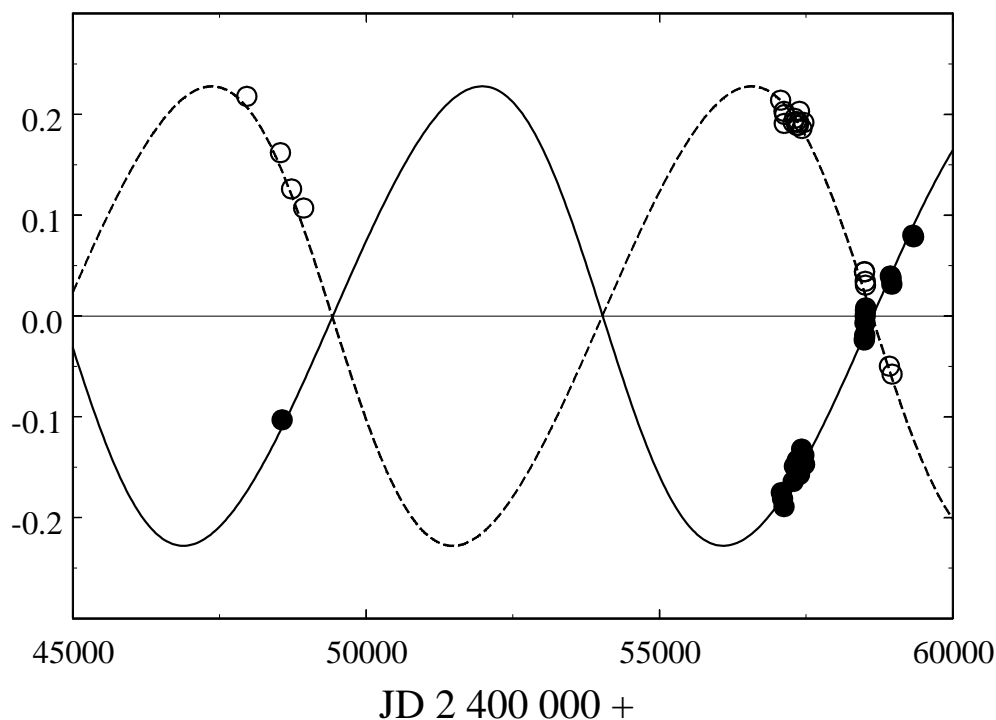


Рисунок 52: График $O-C$ уклонений моментов минимумов для компонента “В” от линейной формулы. Главные минимумы обозначены заполненными кружками, вторичные – открытыми. Решения апсидального движения показаны сплошной линией для главных минимумов, штриховой – для вторичных.

(4) – ПЗС наблюдения в Старой Лесне,

(5) – наблюдения MASCARA,

(6) – наблюдения TESS,

(7) – наблюдения на фотометре, Симеизская обсерватория ИНАСАН.

С учетом полученных физических параметров звезд можно оценить теоретически ожидаемую скорость апсидального вращения. Для компонен-

та “А” получим:

$$\dot{\omega}_{rel} = 0.10^\circ/\text{год}, \dot{\omega}_{class} = 0.66^\circ/\text{год} \text{ и } \dot{\omega}_{theor} = 0.66^\circ/\text{год} \text{ или } U_{theor} = 474 \text{ года.}$$

Это же для компонента “В”:

$$\dot{\omega}_{rel} = 0.09^\circ/\text{год}, \dot{\omega}_{class} = 0.76^\circ/\text{год} \text{ и } \dot{\omega}_{theor} = 0.85^\circ/\text{год} \text{ или } U_{theor} = 423 \text{ года.}$$

Учет влияния одной двойной звезды на другую дает дополнительный вклад в апсидальное движение обеих систем $\dot{\omega}_{3body} = 0.04^\circ/\text{год}$ или $U_{3body} = 8500$ лет. Мы видим, что вклад в апсидальное вращение третьего тела незначителен и никак не может объяснить столь быстрое наблюдаемое апсидальное вращение.

7.5 Внешняя орбита звезды и нутация

Самый большой вклад в отклонение хода моментов минимумов от линейной формулы вносит апсидальное вращение. Амплитуда эффекта определяется эксцентриситетом затменных орбит и составляет для обоих компонентов 0.2 суток - столбцы $(O - C)_1$ в таблицах XXII, XXIII, XXIV, XXV, см. Рис. 51, 52. После учета апсидального вращения, остается эффект Ремера за счет изменения расстояний до обеих систем при их движении по обоюдной орбите. Амплитуда этого эффекта составляет

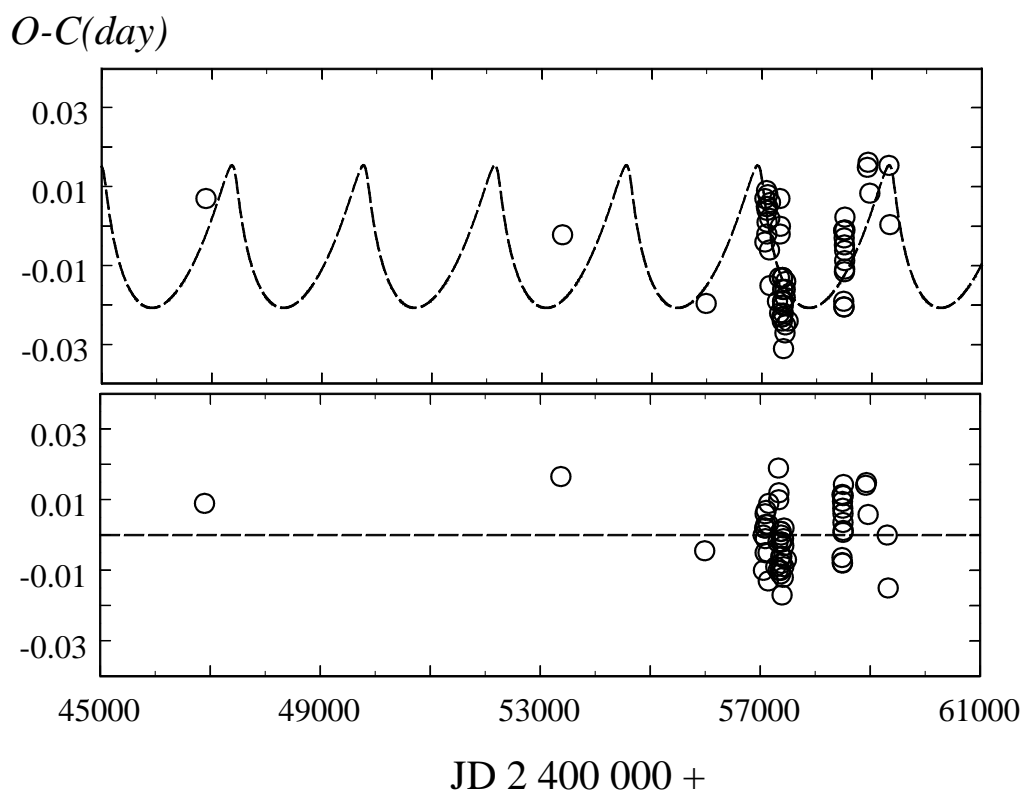


Рисунок 53: График $O - C$ уклонений моментов минимумов для компонента “А” после вычета светового эффекта. Главные и вторичные минимумы показаны открытыми кружками. Решение светового уравнения показано сплошной линией. Под графиком показаны остаточные уклонения $(O - C)_3$.

0.022 суток - столбцы $(O - C)_2$ в этих же таблицах. Данный эффект иллюстрируется рисунками Оба графика, Рис. 53, 54 являются зеркальными относительно горизонтальной линии, как это и должно быть. Равенство амплитуд эффекта Ремера для обеих систем говорит о равенстве их масс. Данные Таблицы XXVI позволяют определить угол наклона взаимной орбиты к лучу зрения. После подстановки большой полуоси и периода в

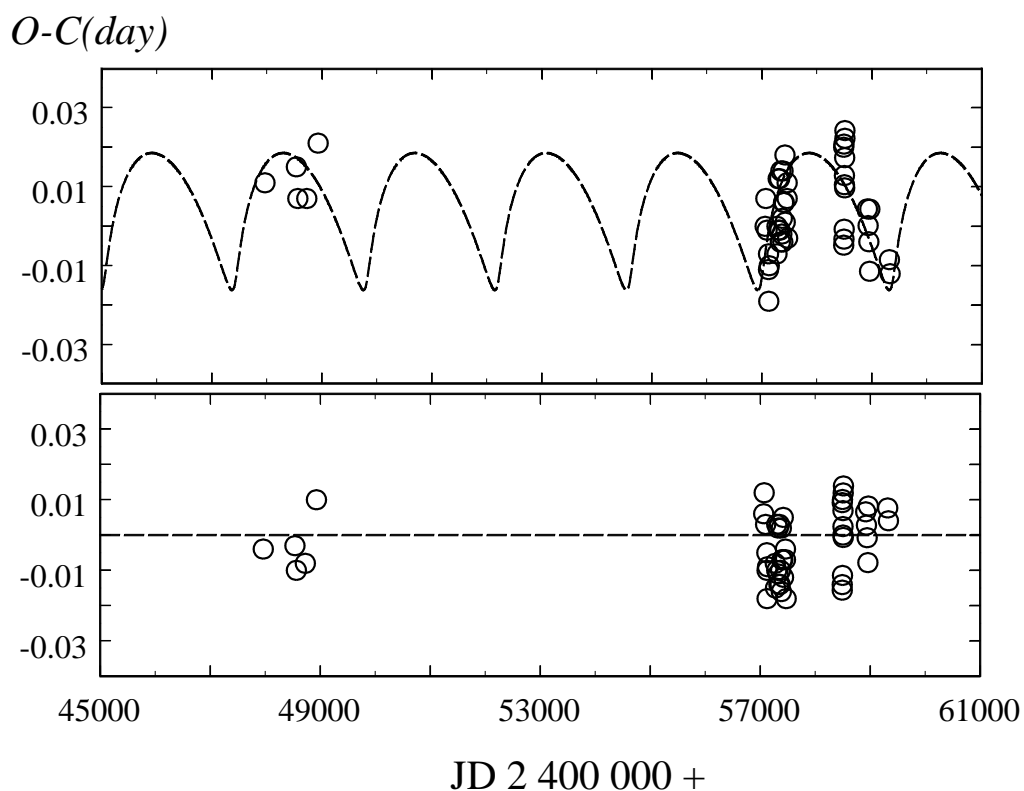


Рисунок 54: График $O - C$ уклонений моментов минимумов для компонента “В” после вычета светового эффекта. Главные и вторичные минимумы показаны открытыми кружками. Решение светового уравнения показано сплошной линией. Под графиком показаны остаточные уклонения $(O - C)_3$.

третий закон Кеплера, и используя массы компонентов из Таблицы XXI, получим $i \approx 56^\circ$.

После учета эффекта Ремера можно было ожидать, что в столбец $(O - C)_3$ будет содержать только случайные ошибки определения моментов минимумов. Однако, это оказалось не так. Разброс остался значительным. Причем главные и вторичные минимумы уклоняются в про-

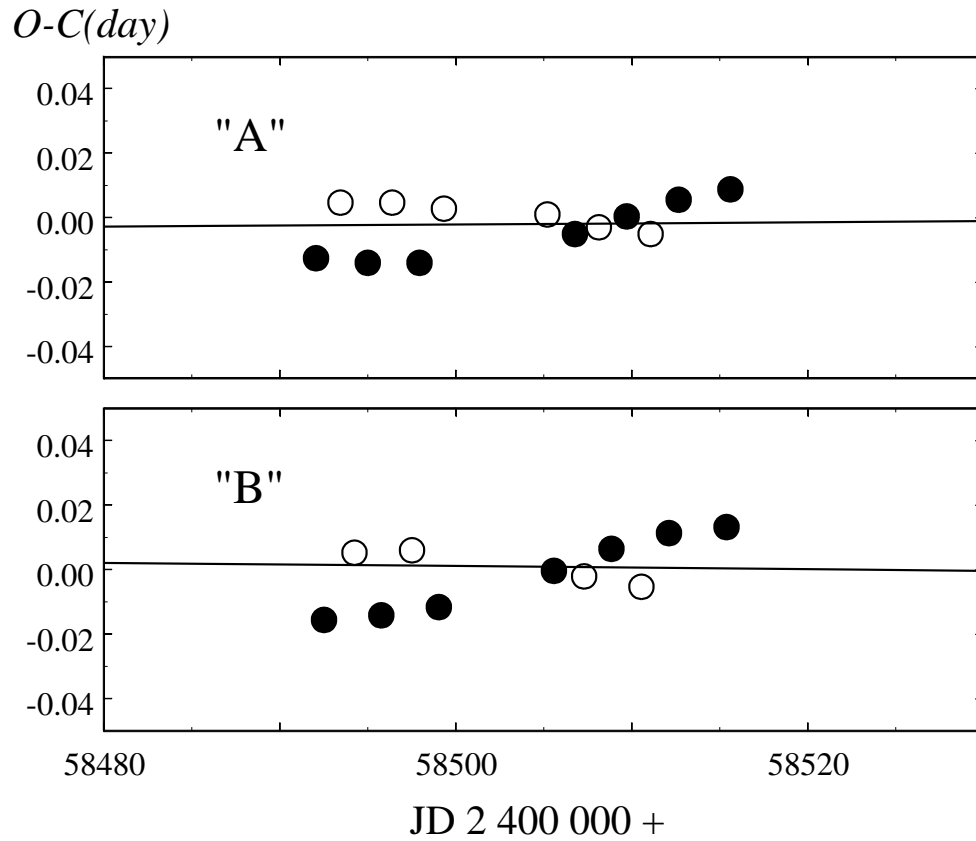


Рисунок 55: График $(O - C)_z$ для TESS наблюдений в большом масштабе. Главные минимумы – заполненные кружки, вторичные минимумы показаны открытыми кружками.

твоволожных направлениях с амплитудой 0.015 суток. Наличие этого эффекта, а именно нутаций в звездных парах, некоторое время не позволяло определить параметры и апсидального эффекта и эффекта Ремера. Именно эти остаточные уклонения были замечены на графиках наблюдений TESS, и их учет привел к повышению точности кривой блеска в 10 раз. Остаточные уклонения для данных TESS после учета апсидального движения и эффекта Ремера показаны на Рис. 55. Сложностей для рас-

шифровки остаточных уклонений добавило то, что амплитуды эффекта Ремера и нутаций близки. Нутация происходит в обоих компонентах с периодом примерно 60 дней.

7.6 Выводы

Мною была полностью раскрыта природа четверной затменной системы ВU CMi. Система оказалась синхронизирована по орбитальным периодам: $P_A/P_B = 0.9$. Апсидальные периоды примерно в четыре раза превышают взаимный орбитальный период обеих затменных систем: $U_{A,B}/P_3 = 4$. Периоды нутаций тоже близки между собой, что говорит о том, что механизм возникновения нутаций одинаков для обеих затменных систем. Плоскость взаимной орбиты не совпадает с плоскостью орбит затменных систем, и в системе должна наблюдаться прецессия каждой из орбит. Выразаться это может в изменении со временем глубины минимумов. Пока что данных для исследования данного эффекта недостаточно. В данном исследовании приведены уточненные в сравнении с опубликованными в [98] данными. Пока что остается необъясненным быстрое апсидальное движение в системе.

Заключение

В диссертационной работе на основе многолетних фотометрических наблюдений затменных двойных систем с эллиптическими орбитами определены надежные физические параметры большого количества объектов, основанных на 100 тыс индивидуальных измерений блеска точностью 0.01 зв.вел и выше.

Для 29 систем удалось впервые обнаружить и измерить скорость апсидального вращения. При этом было показано, что, обнаруженные на ранних этапах исследования данного эффекта аномалии, аномалиями не являются, таких объектов много, и на самом деле аномалии являются кажущимися, связанными с недоучетом всех факторов, влияющих на скорость апсидального вращения. Основным таким фактором является отсутствие синхронизации во многих системах. При этом данный эффект может вуалироваться видимым совпадением теории с наблюдениями.

Объяснено долгое время наблюдавшееся противоречие между теоретическим и наблюдаемым значением в системе AS Cam, причина оказалась в изменении параметров орбиты затменной системы под влиянием третьего тела.

Построена модель чрезвычайно трудной для наблюдений системы α CrB. Впервые в данной системе надежно зафиксирован угол наклона вращения главного компонента к плоскости орбиты. Именно это оказалось причиной замедленного апсидального вращения.

Обнаружена яркая четверная двузатменная система ВU CMi, состоящая из двух звездных пар на эллиптических орбитах. Построена полная модель системы с точным значением параметров всех трех орбит. Для продления эпохи наблюдений в прошлое удалось использовать малочисленные, но точные наблюдения спутника Гиппарх и индивидуальные наблюдения фотометрического каталога ГАИШ.

Можно резюмировать, что получены новые интересные результаты, но до полного окончания исследований далеко. Главное, что отработаны методы и задано направление исследований. Теперь вопрос стоит в продолжении накопления и интерпретации нового наблюдательного материала, в том числе за счет расширения наблюдательного списка.

-
- [1] J. Goodricke, *Philosophical Transactions of the Royal Society of London Series I*, **73**, 474, 1783.
- [2] H. C. Vogel, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, **2**, 27, 1890.
- [3] H. N. Russell, *Astrophys. J.*, **36**, 54, 1912.
- [4] А. М. Черепашук, *Докторская диссертация* (1975).
- [5] Х. Ф. Халиуллин, *Астрономический Журнал*, **51**, 395, 1974.
- [6] V. G. Kornilov, I. M. Volkov, A. I. Zakharov, L. N. Kozyreva, L. N. Kornilova, and et al., *Trudy Gosudarstvennogo Astronomicheskogo Instituta*, **63**, 4, 1991.
- [7] A. U. Landolt, *Astron. J.*, **88**, 439, 1983.
- [8] A. U. Landolt, *Astron. J.*, **137**, 4186, 2009.
- [9] J. C. Mermilliod, M. Mermilliod, and B. Hauck, *Astron. Astrophys. Suppl.*, **124**, 349, 1997.
- [10] H. L. Johnson and A. R. Sandage, *Astrophys. J.*, **121**, 616, 1955.
- [11] T. J. Moffett and I. Barnes, T. G., *Astron. J.*, **84**, 627, 1979.
- [12] H. N. Russell, *Monthly Not. Roy. Astron. Soc.*, **88**, 641, 1928.
- [13] T. Levi-Civita, *Amer. J. Math.*, **59**, 225, 1937.
- [14] I. M. Volkov, D. Chochol, J. Grygar, M. Mašek, and J. Juryšek, *Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso*, **47**, 29, 2017.
- [15] Z. Eker, S. Bilir, F. Soydugan, E. Y. Gökçe, E. Soydugan, M. Tüysüz, T. Şenyüz, and O. Demircan, *Publications of the Astronomical Society of Australia*, **31**, e024, 2014.
- [16] D. M. Popper, *Ann. Rev. Astron. and Astrophys.*, **18**, 115, 1980.
- [17] I. M. Volkov, *Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso*, **50**, 601, 2020.
- [18] G. M. Green, E. F. Schlafly, D. P. Finkbeiner, H.-W. Rix, et al., *Astrophys. J.*, **810**, 25, 2015.
- [19] E. F. Schlafly and D. P. Finkbeiner, *Astrophys. J.*, **737**, 103, 2011.
- [20] D. Y. Martynov, *Sov. Astron.*, **9**, 939, 1966.
- [21] D. I. Martynov and K. F. Khaliullin, *Astrophys. Space Sci.*, **71**, 147, 1980.

- [22] K. F. Khaliullin and V. S. Kozyreva, *Astrophys. Space Sci.*, **94**, 115, 1983.
- [23] M. A. C. Perryman, L. Lindegren, J. Kovalevsky, E. Hoeg, et al., *Astron. Astrophys.*, **323**, L49, 1997.
- [24] G. Pojmanski, *Acta Astron.*, **52**, 397, 2002.
- [25] P. R. Wozniak, W. T. Vestrand, C. W. Akerlof, R. Balsano, et al., *VizieR Online Data Catalog*, II/287, 2004.
- [26] S. A. Otero, P. Wils, G. Hoogeveen, and P. A. Dubovsky, *Information Bulletin on Variable Stars*, **5681**, 2006.
- [27] M. A. Burlak, I. M. Volkov, and N. P. Ikonnikova, *Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso*, **48**, 536, 2018.
- [28] I. M. Volkov and N. S. Volkova, *Astronomical and Astrophysical Transactions*, **26**, 129, 2007.
- [29] S. I. Barabanov, S. A. Potanin, A. D. Savvin, I. M. Volkov, A. S. Kravtsova, and I. V. Nikolenko, *INASAN Science Reports*, **6**, 92, 2021.
- [30] V. Straižys, *Multicolor stellar photometry. Photometric systems and methods* (1977).
- [31] V. Straižys, *Multicolor stellar photometry*, Tucson : Pachart Pub. House (1992).
- [32] A. Ю. К. Колпаков, *Приборы и техника эксперимента*, **4**, 161, 1976.
- [33] V. G. Kornilov and A. V. Krylov, *Astronomy Reports*, **34**, 90, 1990.
- [34] Y. K. Kolpakov and A. K. Magnitskij, *Soobshcheniya Gosudarstvennogo Astronomicheskogo Instituta*, **199**, 31, 1977.
- [35] L. V. Mossakovskaya, *Astronomy Letters*, **19**, 35, 1993.
- [36] V. G. Kornilov, *Baltic Astronomy*, **7**, 513, 1998.
- [37] S. A. Khodykin and I. M. Volkov, *Information Bulletin on Variable Stars*, **3293**, 1, 1989.
- [38] I. M. Volkov and K. F. Khaliullin, *Information Bulletin on Variable Stars*, **4680**, 1, 1999.
- [39] V. Straižys, *Astron. Astrophys.*, **28**, 349, 1973.
- [40] V. Kornilov, A. Mironov, and A. Zakharov, *Baltic Astronomy*, **5**, 379, 1996.
- [41] E. E. Mendoza, *Boletín de los Observatorios Tonantzintla y Tacubaya*, **4**, 149, 1967.
- [42] O. J. Eggen and A. R. Sandage, *Astrophys. J.*, **140**, 130, 1964.

- [43] M. D. Joner and B. J. Taylor, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, **102**, 1004, 1990.
- [44] J. W. Menzies, F. Marang, J. D. Laing, I. M. Coulson, and C. A. Engelbrecht, *Monthly Not. Roy. Astron. Soc.*, **248**, 642, 1991.
- [45] D. M. Popper, *Astrophys. J.*, **254**, 203, 1982.
- [46] G. E. Kron and K. C. Gordon, *Astrophys. J.*, **118**, 55, 1953.
- [47] J. Tomkin and D. M. Popper, *Astron. J.*, **91**, 1428, 1986.
- [48] S. Chandrasekhar, *Monthly Not. Roy. Astron. Soc.*, **93**, 449, 1933.
- [49] T. G. Cowling, *Monthly Not. Roy. Astron. Soc.*, **98**, 734, 1938.
- [50] T. E. Sterne, *Monthly Not. Roy. Astron. Soc.*, **99**, 451, 1939.
- [51] Халиуллин Х.Ф., *В сб. под ред. Масевич А.Г., Двойные звезды, Москва: “Космосинформ”, 139–161, 1997.*
- [52] P. Swings, *Z. Astrophys.*, **12**, 40, 1936.
- [53] A. Claret and A. Gimenez, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, **96**, 255, 1992.
- [54] A. Claret and B. Willems, *Astron. Astrophys.*, **388**, 518, 2002.
- [55] M. Rudkjøbing, *Annales d’Astrophysique*, **22**, 111, 1959.
- [56] R. H. Koch, *Astron. J.*, **82**, 653, 1977.
- [57] R. A. Hulse and J. H. Taylor, *Astrophys. J. Letters*, **195**, L51, 1975.
- [58] M. Schwarzschild, *Structure and evolution of the stars.* (1958).
- [59] J. S. Mathis, *Astrophys. J.*, **149**, 619, 1967.
- [60] I. Semeniuk and B. Paczyński, *Acta Astron.*, **18**, 33, 1968.
- [61] F. J. Rogers and C. A. Iglesias, *Astrophys. J. Suppl.*, **79**, 507, 1992.
- [62] J. W. Moffat, *Astrophys. J. Lett.*, **287**, L77, 1984.
- [63] J. W. Moffat, *Phys. Rev. D*, **39**, 474, 1989.
- [64] И.М. Волков, *Астрономический Журнал*, **100**, 319, 2023.
- [65] S. Albrecht, S. Reffert, I. A. G. Snellen, and J. N. Winn, *Nature*, **461**, 373, 2009.
- [66] А. И. Халиуллина, Х. Ф. Халиуллин, *Астрон. журн.*, **61**, 393, 1984.
- [67] Д. Я. Мартынов, *Затменные переменные звезды* (1971).
- [68] A. Gimenez and J. M. Garcia-Pelayo, *Astrophys. Space Sci.*, **92**, 203, 1983.

- [69] A. Giménez and M. Bastero, *Astrophys. Space Sci.*, **226**, 99, 1995.
- [70] C. H. S. Lacy, *Astron. J.*, **104**, 2213, 1992.
- [71] D. Y. Martynov, *Eclipsing Variable Stars. John Wiley and Sons, New York* (1973).
- [72] J. B. Irwin, *Astrophys. J.*, **116**, 211, 1952.
- [73] J. B. Irwin, *Astron. J.*, **64**, 149, 1959.
- [74] K. F. Khaliullin, *Astrophys. J.*, **299**, 668, 1985.
- [75] P. J. Flower, *Astrophys. J.*, **469**, 355, 1996.
- [76] I. M. Volkov and A. S. Kravtsova, *Astronomy Reports*, **66**, 466, 2022.
- [77] I. M. Volkov and A. S. Kravtsova, *Astron. J.*, **164**, 194, 2022.
- [78] I. M. Volkov, *Peremennye Zvezdy*, **44**, 42, 2024.
- [79] I. M. Volkov and N. S. Volkova, *Astronomy Reports*, **53**, 136, 2009.
- [80] I. M. Volkov, N. S. Volkova, and D. Chochol, *Astronomy Reports*, **54**, 418, 2010.
- [81] I. M. Volkov, N. S. Volkova, I. V. Nikolenko, and D. Chochol, *Astronomy Reports*, **55**, 824, 2011.
- [82] L. A. Bagaev, I. M. Volkov, and I. V. Nikolenko, *Astronomy Reports*, **62**, 664, 2018.
- [83] I. M. Volkov, D. Chochol, and A. S. Kravtsova, *Astronomy Reports*, **61**, 440, 2017.
- [84] I. Volkov, *Peremennye Zvezdy*, **42**, 1, 2022.
- [85] I. M. Volkov, *Peremennye Zvezdy*, **42**, 35, 2022.
- [86] I. M. Volkov, L. A. Bagaev, A. S. Kravtsova, and D. Chochol, *Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso*, **49**, 434, 2019.
- [87] D. M. Popper and P. J. Dumont, *Astron. J.*, **82**, 216, 1977.
- [88] M. Wolf, P. Zasche, H. Kučáková, K. Hoňková, J. Juryšek, M. Mašek, R. Uhlař, and M. Urbaník, *Acta Astronomica*, **67**, 257, 2017.
- [89] . Л. С. Любимков, *Астрономический Журнал*, **72**, 64, 1995.
- [90] K. F. Khaliullin, A. I. Khaliullina, and A. V. Krylov, *Astronomy Reports*, **45**, 888, 2001.
- [91] R. H. Koch, *Astrophys. J.*, **183**, 275, 1973.
- [92] I. M. Volkov, *Information Bulletin on Variable Stars*, **3493**, 1, 1990.
- [93] I. M. Volkov, *Peremennye Zvezdy*, **42**, 1, 2022.

- [94] I. Volkov and N. Volkova, in A. Prša and M. Zejda, eds., *Binaries - Key to Comprehension of the Universe, Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, volume 435, 323 (2010).
- [95] D. E. Mkrtichian and A. Y. Gamarova, *Information Bulletin on Variable Stars*, **4836**, 1, 2000.
- [96] I. M. Volkov, in S. M. Rucinski, G. Torres, and M. Zejda, eds., *Living Together: Planets, Host Stars and Binaries, Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, volume 496, 109 (2015).
- [97] E. J. Jeffery, I. Barnes, Thomas G., I. Skillen, and T. J. Montemayor, *Astron. J.*, **154**, 127, 2017.
- [98] I. M. Volkov, A. S. Kravtsova, and D. Chochol, *Astronomy Reports*, **65**, 826, 2021.
- [99] I. M. Volkov, D. Chochol, N. S. Volkova, and I. V. Nikolenko, in M. T. Richards and I. Hubeny, eds., *From Interacting Binaries to Exoplanets: Essential Modeling Tools*, volume 282, 89–90 (2012).
- [100] K. F. Khaliullin, S. A. Khodykin, and A. I. Zakharov, *Astrophys. J.* , **375**, 314, 1991.
- [101] A. M. Melnik and A. K. Dambis, *Astrophys. Space Sci.*, **365**, 112, 2020.
- [102] K. V. Sokolovsky, D. O. Chekhovich, and S. A. Korotkiy, *Peremennye Zvezdy Prilozhenie*, **7**, 26, 2007.
- [103] I. M. Volkov and K. F. Khaliullin, *Astronomy Reports*, **46**, 747, 2002.
- [104] G. Torres, C. H. S. Lacy, A. Claret, and J. A. Sabby, *Astron. J.*, **120**, 3226, 2000.
- [105] D. J. Schlegel, D. P. Finkbeiner, and M. Davis, *Astrophys. J.* , **500**, 525, 1998.
- [106] I. M. Volkov, L. A. Bagaev, and D. Chochol, in S. M. Rucinski, G. Torres, and M. Zejda, eds., *Living Together: Planets, Host Stars and Binaries, Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, volume 496, 266 (2015).
- [107] I. M. Volkov, L. A. Bagaev, and D. Chochol, in G. Beccari and H. M. J. Boffin, eds., *the ESO Workshop on the Impact of Binaries on Stellar Evolution, ESO Garching, July 3–7, 2017*, Cambridge Univ.Press, Cambridge (2017).
- [108] R. W. Hilditch, *Monthly Not. Roy. Astron. Soc.*, **156**, 471, 1972.

- [109] R. W. Hilditch, *Mem. Roy. Astron. Soc.*, **76**, 1, 1972.
- [110] R. W. Hilditch, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, **84**, 519, 1972.
- [111] V. S. Kozyreva, A. I. Zakharov, and K. F. Khaliullin, *Information Bulletin on Variable Stars*, **4690**, 1, 1999.
- [112] V. S. Kozyreva and K. F. Khaliullin, *Astronomy Reports*, **43**, 679, 1999.
- [113] V. Kozyreva, A. Kusakin, and A. Bogomazov, *Research in Astronomy and Astrophysics*, **18**, 010, 2018.
- [114] J. W. Moffat, *Phys. Rev. D*, **19**, 3554, 1979.
- [115] N. I. Shakura, *Soviet Astronomy Letters*, **11**, 224, 1985.
- [116] K. Pavlovski, J. Southworth, and V. Kolbas, *Astrophys. J. Letters*, **734**, L29, 2011.
- [117] F. P. Maloney, E. F. Guinan, and P. T. Boyd, *Astron. J.*, **98**, 1800, 1989.
- [118] S. A. Khodykin and V. G. Vedeneyev, *Astrophys. J.*, **475**, 798, 1997.
- [119] S. A. Khodykin, A. I. Zakharov, and W. L. Andersen, *Astrophys. J.*, **615**, 506, 2004.
- [120] E. Guinan, M. Bonaro, S. Engle, and A. Prsa, *The Journal of the AAVSO*, **40**, 417, 2012.
- [121] I. M. Volkov, D. Chochol, J. Grygar, M. Jelinek, et al., *Information Bulletin on Variable Stars*, **6066**, 1, 2013.
- [122] T. D. Padalia and R. K. Srivastava, *Astrophys. Space Sci.*, **38**, 87, 1975.
- [123] C. H. Lacy, *Astron. J.*, **104**, 801, 1992.
- [124] C. H. S. Lacy, *Astron. J.*, **124**, 1162, 2002.
- [125] R. A. Wade and S. M. Rucinski, *Astron. Astrophys. Suppl.*, **60**, 471, 1985.
- [126] H. C. Lines, R. D. Lines, Z. Glownia, and E. F. Guinan, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, **101**, 925, 1989.
- [127] V. S. Kozyreva, A. V. Kusakin, and A. Bogomazov, *Peremennye Zvezdy*, **42**, 10, 2022.
- [128] K. G. Stassun, R. J. Oelkers, M. Paegert, G. Torres, et al., *Astron. J.*, **158**, 138, 2019.
- [129] P. De Cat, in C. Aerts, T. R. Bedding, and J. Christensen-Dalsgaard, eds., *IAU Colloq. 185: Radial and Nonradial Pulsations as Probes of Stellar Physics*, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, volume 259, 196 (2002).
- [130] L. Girardi, A. Bressan, G. Bertelli, and C. Chiosi, *Astron. Astrophys. Suppl.*, **141**, 371,

2000.

- [131] V. S. Kozyreva and A. I. Zakharov, *Astronomy Letters*, **32**, 313, 2006.
- [132] P. Battistini, A. Bonifazi, and A. Guarnieri, *Information Bulletin on Variable Stars*, **951**, 1, 1974.
- [133] O. Gulmen, C. Ibanoglu, S. Bozkurt, and N. Gudur, *Information Bulletin on Variable Stars*, **1090**, 1, 1976.
- [134] J. Krzesinski, E. Kuczawska, and G. Pajdosz, *Information Bulletin on Variable Stars*, **3495**, 1, 1990.
- [135] D. B. Caton and W. C. Burns, *Information Bulletin on Variable Stars*, **3900**, 1, 1993.
- [136] W. Ogoza, *Information Bulletin on Variable Stars*, **4263**, 1, 1995.
- [137] T. Hegedus, I. B. Biro, T. Borkovits, and Z. Paragi, *Information Bulletin on Variable Stars*, **4340**, 1, 1996.
- [138] M. Wolf, L. Sarounova, and R. Diethelm, *Astron. Astrophys. Suppl.*, **116**, 463, 1996.
- [139] G. Samolyk, *J. Amer. Assoc. Var. Star Obs.*, **39**, 177, 2011.
- [140] R. Diethelm, *Information Bulletin on Variable Stars*, **5653**, 1, 2005.
- [141] I. B. Biro, T. Borkovits, S. Csizmadia, T. Hegedus, et al., *Information Bulletin on Variable Stars*, **5684**, 1, 2006.
- [142] L. Brát, L. Šmelcer, H. Kuèáková, R. Ehrenberger, et al., *Open European Journal on Variable Stars*, **0094**, 1, 2008.
- [143] E. Pohl, E. Hamzaoglu, N. Gudur, and C. Ibanoglu, *Information Bulletin on Variable Stars*, **2385**, 1, 1983.
- [144] I. B. Biro, T. Borkovits, T. Hegedus, and Z. Paragi, *Information Bulletin on Variable Stars*, **4555**, 1, 1998.
- [145] T. Borkovits, I. B. Biro, T. Hegedus, S. Csizmadia, et al., *Information Bulletin on Variable Stars*, **5313**, 1, 2002.
- [146] Z. Bozkurt and Ö. L. Değirmenci, *Monthly Not. Roy. Astron. Soc.*, **379**, 370, 2007.
- [147] I. B. Biro, T. Borkovits, T. Hegedus, Z. T. Kiss, et al., *Information Bulletin on Variable Stars*, **5753**, 1, 2007.

- [148] K. F. Khaliullin and A. I. Khaliullina, *Astronomy Rep.*, **33**, 41, 1989.
- [149] I. M. Volkov, *Information Bulletin on Variable Stars*, **3876**, 1, 1993.
- [150] I. M. Volkov, *Astrophys. Space Sci.*, **296**, 105, 2005.
- [151] I. M. Volkov, *Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso*, **50**, 635, 2020.
- [152] J. Hartmann, *Astronomische Nachrichten*, **163**, 31, 1903.
- [153] J. Stebbins, *Astrophys. J.*, **39**, 459, 1914.
- [154] J. Stebbins, *Publications of the Washburn Observatory*, **15**, 41, 1928.
- [155] F. C. Jordan, *Publications of the Allegheny Observatory of the University of Pittsburgh*, **1**, 85, 1910.
- [156] J. B. Cannon, *Dominion Astrophysical Observatory Annual Report*, **5**, 245, 1910.
- [157] D. B. McLaughlin, *Publications of Michigan Observatory*, **5**, 91, 1934.
- [158] E. G. Ebbighausen, *Publications of the Dominion Astrophysical Observatory Victoria*, **14**, 411, 1976.
- [159] J. H. M. M. Schmitt, *Astron. Astrophys.*, **333**, 199, 1998.
- [160] M. Güdel, K. Arzner, M. Audard, and R. Mewe, *Astron. Astrophys.*, **403**, 155, 2003.
- [161] J. H. M. M. Schmitt, K. P. Schröder, G. Rauw, A. Hempelmann, et al., *Astron. Astrophys.*, **586**, A104, 2016.
- [162] N. N. Samus, E. V. Kazarovets, O. V. Durlevich, N. N. Kireeva, and E. N. Pastukhova, *Astronomy Reports*, **61**, 80, 2017.
- [163] O. Burggraaff, G. J. J. Talens, J. Spronck, A. L. Lesage, et al., *Astron. Astrophys.*, **617**, A32, 2018.
- [164] W. Ogloza, W. Niewiadomski, A. Barnacka, M. Biskup, K. Malek, and M. Sokolowski, *Information Bulletin on Variable Stars*, **5843**, 1, 2008.

Таблица XVI: Абсолютные параметры α CrB

Параметр	Главный компонент	Вторичный компонент
V	$2^m.107 \pm 0.008$	$7^m.126 \pm 0.008$
Масса, M_{\odot}	2.62 ± 0.01	0.97 ± 0.01
Радиус, R_{\odot}	3.05 ± 0.02	0.91 ± 0.01
Светимость, $\lg L_{\odot}$	1.81 ± 0.02	-0.19 ± 0.01
Эффективная температура, T_{eff}	9400 ± 50 К	5440 ± 50 К
Сп. класс из UBV – фотометрии, Sp	A1 IV	G5 V
Гравитационное ускорение, $\lg g$, см/сек ²	3.886 ± 0.004	4.510 ± 0.007
Межзвездное поглощение, $E(B - V)$	0.03 ± 0.01	
Боллометрическая поправка, В.С.	$-0^m.129$	$-0^m.153$
Абс. визуальные величины, M_v	$0^m.33 \pm 0.02$	$5^m.36 \pm 0.03$
Большая полуось, a (R_{\odot})	43.16 ± 0.1	
Расстояние до системы, d	23.0 ± 0.15 пс	
Фотометрический параллакс, π''_{ph}	0.0434 ± 0.0005	
Возраст системы, млн. лет	400 ± 30	

Таблица XVII: Индивидуальные моменты главных минимумов α CrB.

HJD (2,400,000+)	ϵ_1 (сутки)	E	Примечание
23163.7844	0.00239	-1393	Стеббинс, 1922
32329.80521	-0.00111	-865	Крон и Гордон, 1947
47346.11515	0.00006	0	Волков, 1988
57189.17554	0.00026	567	Волков, 2016

Таблица XVIII: Индивидуальные моменты вторичных минимумов α CrB.

HJD (2,400,000+)	ϵ_1 (сутки)	E	Примечание
32410.69550	0.00211	-841	Крон и Гордон, 1947
47010.39518	-0.00298	0	Волков, 1988
49440.78645	-0.00251	140	Шмитт, 1994
52148.9430	0.00429	296	Гёдель, 2001
57565.24066	0.00244	608	Волков, 2016
58971.39384	0.00094	689	Волков, 2020

Таблица XIX: Звездные величины BU CMi на плато и звезды сравнения в системе Джонсона.

Звезда	V	$U - B$	$B - V$
BU CMi	6.419	-0.070	-0.035
	0.002	0.006	0.001
HD64963	8.228	0.044	0.061
	0.002	0.007	0.002

Таблица XX: Лучевые скорости BU CMi.

HJD 2,400,000+	"A" гл.комп. км/сек	"A" втор. км/сек	"B" гл.комп. км/сек	"B" втор. км/сек
59163.6152	-30	40	110	-100
59164.6629	125	-120	-45	35
59166.6279	25	-45	80	-50
59177.6483	-175	145	10	70
59178.6138	5	-45	-85	115
59179.6430	70	-115	110	-45
59180.5556	-180	145	105	-75
59185.6611	55	-100	-5	55
59196.5649	65	-110	155	-70
59197.5586	-5	-40	-80	165
59203.5284	-25	25	130	-30
59216.4063	-40	55	165	-55
59224.4806	-145	150	-25	100
59226.4283	130	-115	75	-20
59246.3586	60	-95	-95	165
59246.3844	70	-95	-95	170

Таблица XXI: Абсолютные и относительные параметры ВU CMi

	Компонент "А"	Компонент "В"
r_1	0.171 ± 0.005	0.146 ± 0.005
r_2	0.123 ± 0.005	0.129 ± 0.005
i°	83.89 ± 0.05	83.40 ± 0.05
e	0.204 ± 0.007	0.218 ± 0.007
ω° , (JD 2,458,921)	121.4 ± 0.1	96.05 ± 0.1
l_{1v}	0.336 ± 0.001	0.288 ± 0.001
l_{2v}	0.163 ± 0.001	0.213 ± 0.001
l_{1b}	0.335 ± 0.002	0.288 ± 0.002
l_{2b}	0.164 ± 0.002	0.213 ± 0.002
l_{1u}	0.343 ± 0.003	0.289 ± 0.003
l_{2u}	0.158 ± 0.003	0.210 ± 0.003
T_1	$10130 \pm 80K$	$10180 \pm 80K$
T_2	$9740 \pm 80K$	$9890 \pm 80K$
Болометрическая поправка В.С. ₁	-0.277	-0.286
Болометрическая поправка В.С. ₂	-0.196	-0.227
Масса, M_1	$3.4 \pm 0.1 M_\odot$	$3.3 \pm 0.1 M_\odot$
Масса, M_2	$3.1 \pm 0.1 M_\odot$	$3.3 \pm 0.1 M_\odot$
Радиус, R_1	$2.51 \pm 0.05 R_\odot$	$2.31 \pm 0.05 R_\odot$
Радиус, R_2	$1.80 \pm 0.05 R_\odot$	$2.04 \pm 0.05 R_\odot$
Гравитационное ускорение, $\lg g_1$, см/сек ²	4.088 ± 0.01	4.148 ± 0.01
Гравитационное ускорение, $\lg g_2$, см/сек ²	4.338 ± 0.01	4.259 ± 0.01
Большая полуось, a , R_\odot	16.1 ± 0.1	17.3 ± 0.1
Фотометрический параллакс, π''_{ph}	0.00407 ± 0.00005	0.00407 ± 0.00005

Таблица XXII: Главные минимумы "А" компонента.

HJD (2,400,000+)	$(O - C)_1$, сутки	$(O - C)_2$, сутки	$(O - C)_3$, сутки	Прим.
55993.22212	-0.20418	-0.01954	-0.00447	4
57057.439	-0.105	+0.007	+0.000	5
57060.367	-0.116	-0.004	-0.010	5
57098.591	-0.106	+0.001	-0.001	5
57107.414	-0.102	+0.005	+0.003	5
57110.357	-0.098	+0.008	+0.007	5
57151.492	-0.117	-0.015	-0.013	5
57160.332	-0.095	+0.006	+0.009	5
57286.721	-0.108	-0.019	-0.009	5
57336.715	-0.086	-0.002	+0.010	5
57342.596	-0.083	-0.000	+0.012	5
57380.802	-0.092	-0.013	+0.001	5
57386.674	-0.099	-0.020	-0.006	5
57389.618	-0.094	-0.016	-0.002	5
57392.552	-0.100	-0.022	-0.008	5
57395.494	-0.098	-0.020	-0.006	5
57398.423	-0.108	-0.031	-0.017	5
57436.658	-0.087	-0.014	+0.002	5
58492.06999	+0.02619	-0.01901	-0.00637	6
58495.00849	+0.02514	-0.02038	-0.00782	6
58497.94830	+0.02540	-0.02045	-0.00796	6
58506.77686	+0.03531	-0.01152	+0.00076	6
58509.72214	+0.04104	-0.00612	+0.00608	6
58512.66719	+0.04654	-0.00094	+0.01119	6
58515.61030	+0.05010	+0.00229	+0.01435	6
58921.32414	+0.10604	+0.01491	+0.01409	7
58965.41533	+0.10398	+0.00838	+0.00585	7
59312.3220	+0.1438	+0.0154	-0.0000	7

Таблица XXIII: Вторичные минимумы "А" компонента.

HJD (2,400,000+)	$(O - C)_1$, сутки	$(O - C)_2$, сутки	$(O - C)_3$, сутки	Прим.
46897.191	+0.199	+0.007	+0.009	1
53378.6805	-0.0188	-0.0022	+0.0166	3
57085.615	+0.143	+0.005	+0.002	5
57091.497	+0.146	+0.009	+0.006	5
57094.425	+0.135	-0.002	-0.005	5
57097.371	+0.141	+0.004	+0.002	5
57144.388	+0.125	-0.006	-0.005	5
57147.335	+0.133	+0.002	+0.003	5
57323.673	+0.097	-0.013	-0.002	5
57329.542	+0.087	-0.022	-0.010	5
57332.511	+0.117	+0.007	+0.019	5
57367.750	+0.082	-0.023	-0.010	5
57370.690	+0.082	-0.023	-0.010	5
57373.628	+0.080	-0.024	-0.011	5
57376.578	+0.091	-0.013	+0.001	5
57379.511	+0.084	-0.019	-0.006	5
57382.456	+0.090	-0.013	+0.000	5
57385.393	+0.087	-0.016	-0.002	5
57423.591	+0.071	-0.027	-0.012	5
57426.541	+0.081	-0.016	-0.001	5
57429.478	+0.079	-0.018	-0.003	5
57432.411	+0.072	-0.025	-0.009	5
57479.438	+0.067	-0.024	-0.007	5
58493.45422	-0.06213	-0.00109	+0.01151	6
58496.39330	-0.06260	-0.00113	+0.01140	6
58499.33059	-0.06486	-0.00296	+0.00950	6
58505.20707	-0.06748	-0.00473	+0.00758	6
58508.14223	-0.07187	-0.00869	+0.00355	6
58511.07922	-0.07443	-0.01083	+0.00134	6
58934.34536	-0.10349	+0.01618	+0.01486	7
59331.1291	-0.1590	+0.0004	-0.0150	7

Таблица XXIV: Главные минимумы "В" компонента.

HJD (2,400,000+)	$(O - C)_1$, сутки	$(O - C)_2$, сутки	$(O - C)_3$, сутки	Прим.
48568.744	-0.103	+0.007	-0.010	2
57076.560	-0.175	+0.007	+0.012	5
57099.390	-0.181	-0.001	+0.003	5
57125.480	-0.189	-0.011	-0.010	5
57278.830	-0.164	+0.000	-0.008	5
57301.680	-0.149	+0.012	+0.003	5
57327.780	-0.147	+0.012	+0.002	5
57350.620	-0.143	+0.014	+0.003	5
57386.490	-0.157	-0.004	-0.016	5
57399.550	-0.146	+0.006	-0.007	5
57412.600	-0.145	+0.006	-0.007	5
57422.400	-0.132	+0.018	+0.005	5
57461.540	-0.138	+0.007	-0.007	5
57474.580	-0.147	-0.003	-0.018	5
58492.51817	-0.02384	-0.00479	-0.01560	6
58495.78232	-0.02192	-0.00330	-0.01403	6
58499.04752	-0.01895	-0.00076	-0.01142	6
58505.58412	-0.00680	+0.01052	+0.00002	6
58508.85361	+0.00046	+0.01735	+0.00693	6
58512.12118	+0.00581	+0.02226	+0.01191	6
58515.38576	+0.00816	+0.02418	+0.01391	6
58936.24472	+0.03984	+0.00015	+0.00282	7
58949.29126	+0.03747	-0.00393	-0.00077	7
58962.33437	+0.03167	-0.01144	-0.00779	7
59321.22804	+0.08037	-0.00850	+0.00765	7
59334.27505	+0.07847	-0.01201	+0.00404	7

Таблица XXV: Вторичные минимумы "B" компонента.

HJD (2,400,000+)	$(O - C)_1$, сутки	$(O - C)_2$, сутки	$(O - C)_3$, сутки	Прим.
47967.223	+0.218	+0.011	-0.004	2
48541.319	+0.162	+0.015	-0.003	2
48730.493	+0.126	+0.007	-0.008	2
48935.994	+0.107	+0.021	+0.010	2
57065.570	+0.214	-0.000	+0.006	5
57124.280	+0.203	-0.007	-0.005	5
57127.530	+0.191	-0.019	-0.018	5
57137.325	+0.200	-0.010	-0.009	5
57280.855	+0.192	-0.007	-0.015	5
57303.695	+0.196	-0.001	-0.010	5
57329.790	+0.193	-0.001	-0.011	5
57342.835	+0.189	-0.004	-0.014	5
57365.670	+0.189	-0.002	-0.014	5
57375.460	+0.192	+0.002	-0.010	5
57388.520	+0.203	+0.014	+0.002	5
57427.650	+0.186	+0.001	-0.012	5
57463.540	+0.192	+0.011	-0.004	5
58494.25583	+0.04391	+0.01997	+0.00920	6
58497.51828	+0.04413	+0.02079	+0.01010	6
58507.29522	+0.03439	+0.01284	+0.00238	6
58510.55370	+0.03064	+0.00969	-0.00069	6
58921.5141	-0.0496	+0.0044	+0.0066	7
58967.1771	-0.0577	+0.0043	+0.0082	7

Таблица XXVI: Параметры внешней орбиты для компонентов "A" и "B".

P_3	$2390^d \pm 40^d$ or 6.54 years
T_0	J.D. 2,454,600 \pm 20
$(asini)_A$	3.47 \pm 0.08 AU
$(asini)_B$	3.34 \pm 0.08 AU
e	0.71 \pm 0.03
ω_A	128° \pm 3°
ω_B	308° \pm 3°
$f(M_3)_A$	0.9730 \pm 0.0005 M_\odot
$f(M_3)_B$	0.8650 \pm 0.0005 M_\odot