

61:03-1/993-6

МОСКОВСКИЙ ГОСУДАРСТВЕННЫЙ УНИВЕРСИТЕТ
ИМЕНИ М.В. ЛОМОНОСОВА

ГОСУДАРСТВЕННЫЙ АСТРОНОМИЧЕСКИЙ ИНСТИТУТ
имени П.К. ШТЕРНБЕРГА

На правах рукописи

УДК 524.337.7

ШУГАРОВ СЕРГЕЙ ЮРЬЕВИЧ

**ФОТОМЕТРИЧЕСКИЕ ИССЛЕДОВАНИЯ
ВЗАИМОДЕЙСТВУЮЩИХ ДВОЙНЫХ СИСТЕМ**

Специальность 01.03.02 – Астрофизика, радиоастрономия

Диссертация
на соискание ученой степени
кандидата физико-математических наук

Научный руководитель
доктор физико-математических
наук В.М. Лютый

МОСКВА

2003

Фотометрические исследования взаимодействующих двойных систем

Введение:	2
Глава I. Обзор наблюдательных данных и моделей взрывных переменных:	8
1.1. Общая модель взрывных переменных	
1.2. Виды вспышечной активности у ВП	
1.3. Модель Роша для ВП	
1.4. Проблемы	
Глава II. Методика наблюдений и обработки наблюдательных данных:	16
2.1. Фотоэлектрические наблюдения	
2.2. ПЗС-наблюдения	
2.3. Особенности дальнейшей обработки наблюдений	
2.4. Орбитальные кривые блеска как наблюдательный критерий двойственности ВП.	
2.5. Актуальность фотометрических исследований	
Глава III. Новые и карликовые новые звезды:	21
3.1. Исследование классических Новых звезд	
3.2. Рентгеновские Новые	
3.3. Симбиотические Новые	
3.4. Исследование карликовой новой IP Peg.	
3.5. Основные результаты	
Глава IV. Звезды типа SU UMa – подкласс ВП:	71
4.1. Общие характеристики звезд типа SU UMa	
4.2. Результаты наблюдений звезд типа SU UMa	
4.3. Звезды с “суперхампами”	
4.4. Основные результаты	
Глава V. Новоподобные звезды:	96
5.1. Общие замечания	
5.2. Результаты наблюдений	
5.3. Основные выводы.	
Заключение:	120
Литература:	125

ВВЕДЕНИЕ

Одними из самых древних известных человечеству нестационарных звездных объектов являются Новые и Сверхновые звезды. Очевидно, что внезапное появление на небе яркой звезды не могло не привлечь внимание любого человека, достаточно хорошо знающего звездное небо. Приближенные методы вычисления или предсказания положений блуждающих звезд – планет – были известны еще до нашего летоисчисления (Рождества Христова). И только кометы и яркие Новые или Сверхновые звезды не вписывались в концепции древних описаний Вселенной, что, естественно, вызвало повышенный интерес. Мы не будем останавливаться на древних трактовках этих явлений, однако именно расшифровка античных записей и дальнейшая идентификация даты наблюдения явления, его координат, блеска позволили современным астрономам лучше понять физику процессов, происходящих у описываемых объектов (Псковский, 1971; Горбацкий, 1974; Архипова, 1970, 1996).

Фактически, только в 1970-е годы благодаря систематическим высокоточным фотометрическим и спектроскопическим наблюдениям, удалось окончательно доказать, что механизм, приводящий к вспышкам Новых звезд, связан с их двойственностью. После того, как двойственность была открыта у нескольких Новых звезд (Walker, 1954, 1956; Kraft, 1964; Крафт, 1965) стало ясно, что обнаруженная особенность – не случайность и причина вспышек должна быть связана именно с этим фактом. Впоследствии выяснилось, что все изученные Новые и новоподобные звезды входят в состав тесных двойных систем (ТДС), с очень короткими орбитальными периодами (всего несколько часов и менее).

Для уверенного анализа кривой блеска желательнее получать непрерывные ряды наблюдений исследуемой звезды в течение одного или нескольких орбитальных периодов.

Хотя абсолютно уверенно доказать двойственность может только кривая лучевой скорости, тем не менее и фотометрическая кривая блеска, показывающая периодические изменения блеска, может служить достаточно уверенным критерием двойственности.

Если по фотометрическим наблюдениям найден орбитальный период, мы, анализируя кривую блеска, свернутую с этим периодом, можем получить обширную информацию для понимания физических процессов в исследуемой двойной системе. Как известно, доля двойных и кратных звезд в Галактике очень высока. По оценкам многих исследователей, например, Batten (1974, 1989), она достигает 70%.

Привлечение дополнительных данных из спектральных наблюдений (в первую очередь построение орбитальной кривой по лучевым скоростям) и методов математического моделирования дает возможность построить более надежную модель системы.

Одним из подклассов двойных систем являются так называемые взрывные переменные (ОКПЗ, 1985). В западной литературе принят термин “катаклизмические переменные” (cataclysmic variables, CVs), который также иногда используется и в нашей литературе для названия данной группировки звезд. В настоящей работе мы будем придерживаться названия “взрывные переменные” (ВП), подразумевая, что оно тождественно названию “ка-

таклизмические переменные звезды"

К взрывным переменным, кроме классических Новых, относят и карликовые новые, большую часть новоподобных и другие родственные объекты. Оказалось, что многие рентгеновские источники также являются взаимодействующими двойными системами. Хотя симбиотические звезды являются широкими парами, у некоторых из них также происходят вспышки, отчасти сходные с вспышками Новых. Поэтому в настоящей работе будут проанализированы кривые блеска и избранных симбиотических звезд, у которых наблюдались вспышки, сходные со вспышками классических новых звезд.

В последние годы внедрение новых приборов (таких как ПЗС-приемники излучения) позволило получать качественные изображения и на небольших телескопах. Это дало возможность производить длительные наблюдения слабых звезд и, следовательно, иметь длинные и однородные ряды фотометрических наблюдений.

Сформулируем основные задачи нашей работы:

1. получение длительных (30–100 лет) фотометрических рядов наблюдений для недостаточно изученных ВП, кандидатов в ВП, для недавно открытых объектов и для родственных ВП объектов;
2. анализ полученных временных рядов с помощью алгоритмов и программ, составленных автором, а также с использованием уже существующих методик;
3. поиск и изучение вариаций блеска, связанных с орбитальным движением компонент и косвенно подтверждающих двойственность системы; вычисление или уточнение орбитальных параметров;
4. исследование быстрых изменений блеска на временных шкалах от десятков секунд до десятков минут времени и QPO (квазипериодических осцилляций блеска);
5. исследование вспышечной активности у исследуемых звезд;
6. определение различных цветовых характеристик и анализ их изменений исследуемых звезд;
7. расчет теоретических моделей для избранных систем;
8. классификация исследуемых звезд.

Поставленные задачи и цели определяют актуальность всесторонних исследований ВП. Решение всех этих перечисленных задач невозможно без получения нового высококачественного наблюдательного материала, в первую очередь, фотометрического.

Научная новизна работы определяется тем, что на основе массовых наблюдений, проведенных с помощью описанных выше методов и приведенных к одной фотометрической системе, были составлены таблицы наблюдений избранных звезд, содержащие для некоторых звезд до нескольких тысяч измерений. Часть оригинальных наблюдений опубликована, часть

помещена на Интернет – страничку автора и доступна для использования всеми желающими.

Для подавляющего большинства ВП звезд из нашей программы детальные кривые блеска были получены впервые.

Автор на основе изучения полученного наблюдательного материала нашел орбитальные периоды и доказал двойственность звезд: V723 Cas, RT Ser, Q Cyg, AC Cnc, UU Aqr, DI Lac и др.

На основе однородного материала с использованием хорошо покрытых кривых блеска были уточнены орбитальные кривые блеска для ряда изучаемых звезд (MV Lyr, V Sge, V592 Cas, SW UMa и др.).

Изучен и представлен долговременный характер переменности нескольких объектов – MV Lyr, V723 Cas, V1016 Cyg и др.

Для нескольких звезд построены математические модели систем, основанные в первую очередь на наблюдениях автора.

Наиболее ценными представляются опубликованные и помещенные в базы данных в Интернете оригинальные фотометрические наблюдения блеска, полученные автором для 26 ВП, которые могут быть использованы другими исследователями:

- для изучения долговременной переменности блеска;
- для изучения орбитальных и спиновых вариаций;
- для изучения QPO, фликеринга и других быстротечных изменений блеска;
- для уточнения амплитуд периодических колебаний и изучения изменений формы кривых блеска;
- для изучения изменений цветов и положений звезд на различных цветовых диаграммах;
- для уточнения классификации ВП;
- для поиска затменных систем и построения их моделей;
- для решения статистических задач;
- для поиска новых релятивистских объектов, содержащих черные дыры, нейтронные звезды, которые могут встречаться среди недостаточно изученных ВП;
- для определения вероятных источников рентгеновского излучения;
- для проверки расчетов поздних стадий эволюции двойных систем.

Наша работа велась в течение 25 лет; результаты, приведенные в диссертации, докладывались и обсуждались на семинарах в ГАИШ, КрАО, САО РАН, Одесской АО, на многочисленных международных конференциях, например,

- Конференции по ВП в Чили, 1991 г.
- Конференции по двойным системам в Италии, 1994 г.
- Рабочей группе по полярам в Кейптауне (ЮАР) в 1995 г.
- Конференции наблюдателей переменных звезд в Сьоне (Швейцария), 1997 г.
- Рабочей группе по симбиотическим звездам, Польша, 1995 г.
- Конференции по переменным звездам, Чехия, 1997 г.
- Конференции по временным рядам в астрономии, Израиль, 1997 г.
- Европейском астрономическом съезде, Россия, 2000 г.

- Международной конференции “УкрАСТРО”, Киев, 2000 г.
- Международной конференции “Физика катаклизмических переменных и связанных объектов”, Геттинген, 2001 г.
- Международной конференции “Взрывы Новых звезд”, Испания, 2002 г.
- Международной конференции “Симбиотические звезды и их эволюция”, Испания, 2002 г.
- Международной конференции “Периодическая, циклическая и стохастическая переменность в избранных областях диаграммы Герцшпрунга-Рессела”, Бельгия, 2002 г.
- Международной конференции по переменным звездам (AFOEV), Франция, 2002 г.

Результаты исследований автора вошли также в Каталог “Highly Evolved Close Binary Systems” под ред. А.М. Черепашука (Cherepashchuk et al., 1996) и “Атлас катаклизмических переменных. Звезды типа U Geminorum” Т.С.Хрузиной и С.Ю.Шугарова, тт.1-2 (1991).

Результаты фотометрических наблюдений автора вошли в базу данных международной сети VSNET и СВА.

Все основные результаты, изложенные в диссертации, полностью опубликованы в 70 статьях.

На защиту выносятся следующие основные положения:

1. Открытие и фотометрическое исследование новых ВП: AC Cnc, UU Aqr, IP Peg, FY Peg, V410 Cas.
2. Обнаружение периодических изменений блеска, подтвердивших двойственность, у Новых звезд Q Cyg, DI Lac и V723 Cas, симбиотических звезд RT Ser и V1016 Cyg, у карликовой Новой V1504 Cyg, новоподобной V592 Cas.
3. Исследование вспышечной переменности, обнаружение, анализ и объяснение природы найденной активности.
4. Построенные автором модели систем и вычисленные физические и геометрические параметры исследуемых звезд (DW UMa, V Sge, V592 Cas, IP Peg, AC Cnc, RT Ser, V404 Cyg)
5. Переработанный и обновленный список взрывных переменных звезд, составленный автором который был включен в Каталог “Highly Evolved Close Binary Systems” под ред. А.М. Черепашука (Cherepashchuk, Katysheva, Khruzina, Shugarov, 1996).

Отметим следующие моменты. ВП с определенным орбитальным периодом известно несколько сотен, а когда автор начинал изучать эти звезды, двойственность была известна менее чем у 100 объектов. Каждая ВП является уникальной переменной, поэтому для уверенной классификации, нахождения статистических закономерностей, изучения изменения физики процессов, происходящих при аккреции плазмы на белый карлик (БК), для

уверенного анализа изменений этих (и других) характеристик в зависимости от времени и общего состояния изучаемой системы (вспышка, неактивное состояние и др. стадии) необходимы детальные наблюдения. Доля изученных автором ВП и особенно найденных среди них периодических изменений блеска, достаточно велика. В начальной стадии исследований (конец 1970-х и начало 1980-х годов) она составляла почти 10% от всего числа исследованных звезд. В настоящее время из-за массовых, в том числе и любительских наблюдений (на небольших телескопах, но с применением высокочувствительных ПЗС – приемников), общий относительный процент исследованных автором звезд снизился. Однако для исследованных звезд применение современных математических методов исследования позволило найти неизвестные ранее особенности, которые выявляются или рассчитываются только благодаря однородным и длительным рядам, либо новым математическим методам анализа кривых блеска.

Некоторые актуальные проблемы

- Факт, что классические Новые звезды – тесные двойные системы, уже не оспаривается, построено и проанализировано много орбитальных кривых блеска для Новых звезд. Но до настоящего времени еще не была прослежена детальная эволюция орбитальной кривой: как после очередной вспышки, когда в излучении звезды доминирует сброшенная оболочка и орбитальная волна не проявляется, постепенно, по мере остывания и рассеивания оболочки, появляется орбитальная волна на видимой кривой блеска. Данная задача была поставлена и успешно решена для классической новой V723 Cas и отчасти для симбиотической новой RT Ser.

- Существование зависимости периода так называемых сверхгорбов, или суперхампов (см. главу IV), от размеров аккреционного диска (на котором появляется горячая область, вызывающая появление на кривой блеска суперхампов) также кажется очевидным, но уверенных наблюдательных доказательств еще не было представлено.

У новоподобной переменной MV Lyr в настоящее время как раз происходят вспышки разной амплитуды и у нее можно выявить период суперхампов (к сожалению, на фоне неправильной быстрой переменности заведомо большей амплитуды) при различном уровне блеска вспышки.

В итоге, по многочисленным наблюдениям, нам удалось найти, исследовать и объяснить указанную зависимость. Мы предполагаем, что чем больше геометрические размеры аккреционного диска, тем больше (по III закону Кеплера) период обращения вокруг БК его внешних частей, а также больше его светимость.

- Еще не решенная проблема — почему при одинаковых в целом моделях ВП различных классов столь различно их фотометрическое поведение.

В одних случаях (как для звезд типа SU UMa) данное различие частично объясняется предельным отношением масс компонент (1:3 – 1:4, см. главу IV). Однако полной ясности при объяснения этих различий еще нет. Для части исследованных звезд удалось построить модели ТДС, найти ряд физических или геометрических параметров систем. Одна из целей работы – это попытка сравнить полученные величины и далее понять, какие из них могут быть ответственны за то или иное различное фотометрическое поведение ВП. К сожалению, уверенно ответить на данный вопрос нам не удалось.

Ряд результатов, вошедших в диссертацию, опубликованы в соавторстве. Личный вклад автора диссертации состоит равноправном участии в постановке задачи, в активном и непосредственном участии в наблюдениях исследуемых звезд. При этом большая часть первичной обработки фотометрических данных производилась автором. В процессе работы автор составил ряд компьютерных программ по обработке фотоэлектрических наблюдений и поиска скрытых периодичностей, пригодных для обработки наблюдений многих типов звезд и применяемых в ГАИШ.

Глава I. ОБЗОР НАБЛЮДАТЕЛЬНЫХ ДАННЫХ И МОДЕЛЕЙ ВЗРЫВНЫХ ПЕРЕМЕННЫХ

Строению и моделированию кривых блеска у ТДС посвящено много работ, однако главные свойства, по-видимому, уже не вызывают дискуссий. (см. Шугаров, 1996; Cherepashchuk et al. 1996, см. также статьи в трудах конференций, посвященных катаклизмическим переменным).

1.1. Общая модель взрывных переменных

В настоящее время установлено, что ВП – тесные двойные системы (ТДС) с очень короткими орбитальными периодами (в среднем – несколько часов) и состоящие из белого карлика (БК) и холодной звезды главной последовательности (ГП) спектрального класса К или М. Вследствие такой близости (расстояние между компонентами равно нескольким солнечным радиусам) возникают приливные явления, при этом холодный компонент заполняет полость Роша. Из внутренней точки Лагранжа постоянно (или в определенные периоды времени) происходит истечение плазмы, состоящей в основном из водорода, которого достаточно много в слабо эволюционировавшей фотосфере холодной звезды ГП. Поскольку движущаяся на БК плазма имеет значительный угловой момент, она не падает непосредственно на него, а обращается вокруг БК и, обладая определенной вязкостью, образует вокруг него аккреционный диск, который вносит значительный вклад в оптическое излучение звезды и является ответственным за вспышки и большинство нестационарных процессов в системах (у карликовых новых и новоподобных звезд). Ringwald (1993, 1995) справедливо заметил, что ВП являются прекрасной природной лабораторией для изучения физики аккреционного диска. Компоненты системы, характеристики которых также можно вычислить, при определенных условиях затмевают диск или его части, что позволяет с хорошим пространственным разрешением определить структуру. Аккрецирующее вещество по спирали проходит через диск, высвобождая гравитационную энергию, и нагревает диск до температуры 4000–10000 К, при этом светимость диска достигает $0.001 - 10L_{\odot}$.

В большинстве случаев такая светимость превышает видимую светимость обоих компонент, поэтому в наблюдаемом спектре преобладает сильный континуум аккреционного диска. Яркие (абсолютно) ВП излучают в континууме по степенному закону, слабые имеют более плоское распределение энергии, но всегда с сильными эмиссионными линиями и бальмеровским скачком в эмиссии. Таким образом, излучение ВП многокомпонентно: это излучение аккреционного диска, БК, красной звезды и струи газа от нее, яркого горячего пятна на диске (или горячей линии, см. п. 1.2 настоящей работы) в месте соударения струи с ним и зоны между диском и БК. Скорость переноса массы и наклонение диска также влияют на абсолютную и видимую картину излучения от системы. Отметим несколько обзорных работ по взрывным звездам: Patterson (1984), Waade and Ward (1985), King (1988), Hach, Selvelli (1993), Livio (1992), Cherepashchuk et al. (1996) и другие работы.

Если вырожденный компонент является нейтронной звездой или черной дырой, у системы, как правило, наблюдается и рентгеновское излучение. От многих ВП с обычным БК также наблюдается рентгеновское излучение (обычно в мягком диапазоне).

У симбиотических звезд периоды могут достигать десяти и более лет, а вторичный компонент является красным гигантом. Очевидно, что симбиотические звезды – широкие звездные пары.

Различие в физических характеристиках компонент, таких как масса, химический состав, светимость, а также расстояние между компонентами, наличие газовых потоков в системе и многих других факторов и приводит к наблюдаемому многообразию явлений, наблюдающихся у данной группировки звезд. Из-за наблюдаемого разнообразия кривых блеска ТДС их удобно разделить на несколько подклассов, опираясь в основном на разные проявления вспышечной активности.

Вспышки имеют разную природу и вызваны переносом массы на вторичный компонент, нестабильным потоком в аккреционном диске и термоядерными реакциями на поверхности БК. Эти процессы описывались и анализировались, например, в работах Robinson (1976), Warner (1976), Mattei(1990).

1.2. Виды вспышечной активности у ВП

Мы будем в основном придерживаться классификации ВП, описанной в ОКПЗ (Холопов, 1985). За основу взяты амплитуды, частоты и формы вспышек у ВП. Мы будем различать следующие подклассы эти звезд:

Классические Новые звезды. Амплитуда вспышек у Новых составляет $9 - 15^m$. Слабая звезда внезапно за несколько суток или десятков дней увеличивает свою светимость, а затем постепенно в течение нескольких месяцев или лет возвращается к своему обычному состоянию. У некоторых Новых после вспышки обнаруживаются быстрая переменность с периодом порядка 100 с и амплитудой около $0.^m1$ (например, DQ Her, Каталог Cherepashchuk et al., 1996). Новые разделяются на быстрые (NA), медленные (NB) и предельно медленные (NC). Вспышка объясняется ядерными процессами: богатое водородом вещество аккрецирует на поверхность БК, сжимаясь и нагреваясь, пока не произойдет взрыв, т.е. начнется термоядерная реакция (Горбацкий, 1974; Shara, 1989; Архипова, 1996).

Повторные Новые (NR) отличаются от классических Новых повторными вспышками, происходящими с интервалом 10–100 лет, что больше, чем у карликовых новых и существенно меньше, чем у классических новых. Отметим, что теоретические оценки для последних дают 10^5 лет (для темпа аккреции $\dot{M} = 10^{-10} \cdot M_{\odot}/\text{год}$). Как циклы, так и амплитуды вспышек таких объектов ($7 - 11^m$) находятся между классическими и карликовыми Новыми.

Как теория, так и наблюдения показывают, что вспышки карликовых новых можно объяснить нестабильностью аккреционных процессов в ВП, в то время как вспышки классических Новых являются, вероятно, результатом термоядерных процессов в оболочке БК, сформировавшейся в результате аккреции вещества с холодного спутника. Для повторных Новых

рассматриваются обе модели – как аккреционная, так и ядерная (Webbink et al., 1987).

Следует отметить, что модель термоядерных вспышек при высоких темпах аккреции встречает определенные трудности (для $\dot{M} \geq 10^{-10} M_{\odot}/\text{год}$ при $M_{wd} \leq 1 M_{\odot}$).

Обычные карликовые новые, или звезды типа U Gem, испытывают вспышки с амплитудой $2 - 6^m$, продолжительностью в несколько дней. Вспышки непредсказуемо повторяются через недели или месяцы, сохраняя, однако, некоторый средний цикл, зависящий от амплитуды (Ефремов и Холопов, 1976).

Из нескольких моделей, объясняющих поведение звезды во время вспышки, наиболее часто рассматриваются следующие:

1) Вспышка объясняется эпизодическими выбросами материи со спутника на диск, что приводит к увеличению его яркости (Bath, 1973 и 1974). Нестационарный перенос массы, возможно, связан с температурной неустойчивостью спутника (Горбацкий, 1975).

2) Модель приливно-тепловой неустойчивости аккреционного диска: перенос массы с вторичного компонента стационарен, но сам диск гравитационно неустойчив, и вспышки вызваны падающей на БК материей (Smak, 1971 и 1984, Osaki, 1974). Данная гипотеза, доработанная Osaki(1996), в настоящее время способна объяснить поведение различных подтипов взрывных звезд.

3) Причина вспышек – нелинейный эффект, вызванный существованием области ионизованного водорода, ведущей к неустойчивому переносу вещества (Faulkner et al., 1983).

Если в спектрах ВП наблюдаются следы вторичного компонента (Warner, 1987), удастся оценить его спектральный класс и абсолютную светимость. Таким образом нашли, что этот компонент у звезд типа U Gem (UG или UGSS) имеют характерные абсолютные величины $M_V \sim 8^m$.

Ниже дан краткий обзор свойств, наблюдающихся у других подтипов взрывных переменных: SU UMa, NL, VY Scl, Z Cam, промежуточных полярных и полярных (см., например, Cherepashchuk et al., 1996, Hack, Selvelly, 1993).

- 1) SU UMa – звезды (UGSU) – это карликовые новые, у которых кроме обычных вспышек, подобных вспышкам звезд типа U Gem, происходят так называемые сверхвспышки амплитудой $5 - 6^m$ (Warner, 1995). На протяжении сверхвспышки часто наблюдаются периодические модуляции кривой блеска с амплитудой до $0^m.2$, называемые “суперхампами” (“сверхгорбы”, или “superhumps”). Суперхампы имеют очень стабильный период, который, как правило, на несколько процентов больше орбитального и воспроизводится от вспышки к вспышке (Warner, 1995). Только одновременное наличие суперхампов и двух видов вспышек является доказательством принадлежности исследуемой звезды к типу SU UMa. Более подробному описанию процессов, протекающему у звезд этого типа, будет посвящена одна из глав настоящей работы.
- 2) Звезды подкласса Z Cam (UGZ) подобны звездам типа U Gem, за исключением того, что после вспышки они могут оставаться в ярком

состоянии (примерно на одну величину слабее максимального блеска) довольно длительное время. В среднем, вспышки у них происходят чаще, чем у обычных карликовых Новых, вспышки могут следовать непрерывно одна за другой. Smak (1984) отмечает, что звезды типа Z Cam в состоянии покоя имеют несколько большую светимость, чем карликовые Новые. Вероятно поэтому, скорость переноса массы приближается к критической скорости переноса, которая ведет к ионизации диска, увеличению вязкости и препятствует обычному протеканию вспышки. Meyer & Meyer-Hofmeister (1983) предположили, что у звезд типа Z Cam обычная вспышка освещает красную звезду, заставляя ее разряженную атмосферу расширяться, что приводит к увеличению темпа аккреции и продолжению вспышки. Фактически, в системе образуется положительная обратная связь, поддерживающая повышенный темп переноса массы и повышенную светимость. Вспышка заканчивается, когда красная звезда прекращает быстрое расширение, необходимое для продолжения повышенного темпа протекания вещества. Однако King (1989) заметил, что на поверхность красной звезды падает недостаточно жесткое излучение, чтобы вызвать соответствующий эффект в атмосфере красной звезды.

3) “Новоподобными” (NL) звездами мы будем называть все ВП, у которых (пока?) не наблюдалось вспышек. По фотометрическим и спектральным наблюдениям новоподобные звезды похожи на карликовые Новые во время вспышки, или звезды Z Cam во время продолжительной остановки блеска, или классические Новые спустя много лет после вспышки. Среди них могут быть как классические Новые, вспышки которых были пропущены, так и возможные Новые до вспышки (Robinson, 1975). Новоподобные ВП – неоднородный класс объектов. У этой группы наблюдаются как широкие абсорбционные линии, так и эмиссионные, которые часто слабы относительно континуума. Следует отметить, что часто недостаточно изученные звезды относили к типу новоподобных и среди этого подтипа могут попадаться объекты, вообще не имеющие отношения к ВП. Амплитуды изменения блеска могут достигать 7 зв. величин (MV Lyr).

3) Звезды типа VY Scl – подкласс новоподобных, которые иногда называют “анти-карликовыми новыми” (“anti-dwarf novae”). Они находятся большую часть времени в ярком (активном, или “on” состоянии), но затем их видимый блеск падает на $2^m - 8^m$ (неактивное, или “off” состояние), с последующим возвращением к обычному уровню. Эти звезды в неактивном состоянии могут быть незаменимы для изучения спектра красной звезды, поскольку в это время перенос вещества может почти полностью отсутствовать и вклад от красной звезды – карлика в видимом суммарном излучении от системы становится значительным. (Shafter et al., 1985, Hessman, 1990).

У перечисленных звезд напряженность магнитного поля H белого карлика, как правило, не превышает 10^{5-6} Гс.

5) Если же H больше указанной величины, то на кинематику газовых потоков кроме гравитационных сил начинает воздействовать и маг-

нитное поле. И в зависимости от величины напряженности магнитного поля может образовываться небольшой диск вокруг белого карлика ($H \sim 10^7$ Гс, “промежуточные поляры”, или звезды типа DQ Her), или, при полях $H \sim 10^8$ Гс, (“поляры”, или звезды типа AM Her) не образуется вовсе.

У промежуточных полярков кроме орбитального периода обычно наблюдается, как в оптическом, так и в рентгеновском диапазоне спектра, еще и период вращения белого карлика. Поляры обычно, за исключением единиц, синхронизованы. Более детально эти объекты описаны в статьях (Patterson, 1994, Cropper, 1990).

Накопление новых наблюдательных данных по ВП показывает, что их разделение на типы довольно условно. Зачастую, с ростом числа наблюдательных данных, мы переводим один тип в другой, или оказывается, что в системе наблюдаются черты как одного, так и другого подтипа.

Кроме вспышек или других взрывных явлений, ВП показывают неправильные фотометрические изменения блеска с амплитудой в несколько процентов и характерным временем в минуты, называемые фликерингом (Wagner, 1988). В общем случае это вызвано нестационарной аккрецией, хотя достоверная причина фликеринга неизвестна. Встречаются и строго периодические вариации блеска с характерным временем в минуты. Так, у звезды DQ Her (Walker, 1958) обнаружен короткий период в 71^s , вызванный осевым вращением БК.

Другая фотометрическая особенность – горб, часто наблюдаемый на орбитальной кривой блеска. Это поярчание происходит в тот момент, когда яркая область, образованная в месте соударения струи от красного компонента с аккреционным диском, находится в нижнем соединении (наилучшая видимость пятна). Необходимо отметить, что в последние годы появились альтернативные модели ВП, в которых вместо традиционного “горячего пятна” моделируется “горячая линия” на диске (Bisikalo, Boyarchuk, Chechetkin, 1998, Хрузина, 2001).

Хотя видимый блеск этого образования (пятна или линии) и связан с орбитальным периодом, его оптическая переменность блеска имеет меньшую (несколько десятых величины) амплитуду, и, как правило, с наложением сильного фликеринга. Поэтому только по кривой видимости “горба” трудно уверенно определять орбитальный период.

1.3. Модель Роша для взрывных переменных

Один из компонентов системы, “первичная” звезда, которым является БК, много меньше, чем его полость Роша, другой, “вторичный” компонент, напротив, заполняет свою полость Роша. Через внутреннюю точку Лагранжа L_1 вещество вторичного компонента перетекает в полость Роша БК. Если скорость переноса массы постоянна для всего диска, полная энергия, излучаемая диском, для невращающегося белого карлика равна

$$L_d = G \frac{M_1 \dot{M}_2}{2R_1}, \quad (1)$$

с аналогичным допущением эффективная температура $T_{eff(2)}$ на любом

расстоянии a от белого карлика представляется выражением

$$T_{eff(2)}^4 = 3G \frac{M_1 \dot{M}_2}{8\pi\sigma a^3} \cdot \left(1 - \sqrt{\frac{R_1}{a}}\right). \quad (2)$$

Если вязкость вещества отсутствует или разумно мала, вещество в диске вращается с кеплеровской скоростью V_ϕ , соответствующей расстоянию от БК:

$$V_\phi^2 = G \cdot \frac{M_1}{a}. \quad (3)$$

Приблизительный внешний размер диска может быть оценен как из наблюдений так и из теоретических расчетов, показывающих, что величина a меньше $2/3$ полного радиуса Роша. Внутренний радиус диска для случая немагнитного или слабо замагниченного БК связан с его радиусом.

Радиус сферической звезды, заполняющей свою полость Роша, был вычислен Paczynski (1971):

$$\frac{R_2}{a} = 0.38 + 0.20 \cdot \lg(q)$$

для $0.3 < q < 20$ и

$$\frac{R_2}{a} = 0.462 \cdot \left(\frac{q}{1+q}\right)^{1/3} \quad (4)$$

для $0 < q < 0.8$, где $q = M_2/M_1$. Таким образом, R_2 зависит только от отношения масс и расстояния между двумя звездами. Далее, существует множество доказательств, что вторичная звезда в системе с орбитальным периодом меньше 6 часов еще находится на главной последовательности. Для этих звезд существует зависимость между массой и радиусом, которая сравнительно хорошо аппроксимируется соотношением:

$$R_2/R_\odot = 0.959 \cdot M_2/M_\odot \quad (5)$$

(Warner, 1972, 1976).

Комбинируя соотношение (5) с третьим законом Кеплера, можно получить

$$M_2/M_\odot = 3.3 \cdot 10^{-5} P,$$

$$R_2/R_\odot = 3.2 \cdot 10^{-5} P, \quad (6)$$

где P – орбитальный период, выраженный в секундах (Warner, 1976).

В общем случае из формул (4), (5) и третьего закона Кеплера получаем:

$$\lg \frac{M_2}{M_\odot} = 0.571 \left\{ 0.06 - \lg \left[\frac{1.003 \cdot 10^8}{P^2(1+1/q) \cdot (0.38 + 0.2 \lg q)^3} \right] \right\}, \quad (7).$$

Если взять для расчетов эволюционный сценарий вторичной компоненты (Penning et al., 1984), можно вывести:

$$(M_2/M_\odot)^2 = 0.966 \cdot 10^{-8} \cdot P^2 \left(1 + \frac{1}{q}\right) \left(0.38 + 0.2 \lg q\right)^3 / \xi^2, \quad (8)$$

где ξ – эволюционный параметр, описывающий эволюционное состояние красной звезды. Далее, из (4) можно определить большую полуось орбиты a , а из уравнения

$$a \cdot \sin i = a_1 \cdot \sin i + a_2 \cdot \sin i \quad (9)$$

возможно оценить угол наклона орбиты к лучу зрения i . Параметры дисков определялись на основе ультрафиолетовых (УФ) спектров при использовании стационарной дисковой модели, предложенной Шакурой и Сюняевым (Shakura, Sunyaev, 1973).

Patterson (1984) нашел очень полезную эмпирическую зависимость для звезд начальной главной последовательности:

$$R_2/R_\odot = 10^{-3} \cdot M^{1/3} \cdot P^{2/3}. \quad (10)$$

Отсюда, даже если M_2 мы оценили грубо, с фактором (ошибкой) в три раза, то R_2 определяется с фактором 1.4.

Warner (1973) показал, что отношение между амплитудой радиальных скоростей K_1 и $V \cdot \sin^3 i$ для частиц, находящихся на равновесных радиусах, которые недавно попали в полость Роша, являются только функцией отношения масс:

$$\frac{K_1}{V_2 \sin i} = \frac{f^2(q) \cdot q^3}{(1+q)^2}, \quad (11)$$

где $f(q) = 0.500 - 0.227 \lg q$, ($0.1 < q < 10$), а K_1 – амплитуда лучевых скоростей первичного компонента.

Таким образом, если для ВП получена кривая лучевых скоростей для эмиссионного компонента, можно определить массу исследуемой ВП, используя соотношение масса-радиус (10), поскольку наблюдаемая величина $K_1/V_2 \sin i$ теперь является только функцией отношения масс q .

1.4. Проблемы.

В предыдущей главе описано общее строение ВП. В настоящее время известно несколько сотен ВП с уверенно определенными орбитальными периодами и более 1000 звезд, требующих новых наблюдений. В ОКПЗ (1985) к ВП отнесено более 400 звезд. Это звезды типов US, UGSS, UGSU, UGZ, ZAND, NL, а также Новые звезды, многие из которых не наблюдались вне вспышки. Наверняка среди затменных систем (E, EA EW) могут оказаться не идентифицированные ВП. Также среди неправильных звезд (IS, ISA) после новых исследований могут быть еще не открытые ВП. В списках УФ или голубых обзоров неба также попадают ВП, особо следует отметить вклад в открытие новых ВП каталога Green et al. (1986) и каталогов голубых объектов, составляемых в Бюраканской Обсерватории.

Именно анализ наблюдательных данных показал, что нет ни одной пары одинаковых ВП, каждая звезда по-своему уникальна и неповторима, несмотря на одинаковую, в общем, модель. Небольшие физические или геометрические различия могут приводить к радикальному изменению в оптическом поведении звезды. Поэтому детальные наблюдения каждой

ВП как были, так и остаются актуальнейшей задачей современной астрофизики.

Трудно с позиций классической модели ВП объяснить половинные к орбитальному и даже более короткие периоды ($P_x = P_{orb}/N$), которые временами появляются в спектре мощности, в то время как основная частота может полностью исчезать.

В итоге, заключаем, что новые наблюдения и анализ кривых блеска необходимы для решения многих задач, как например:

- поиска вероятных источников рентгеновского излучения,
- поиска бывших рентгеновских Новых, вспышки которых произошли до начала внеатмосферных наблюдений со спутников,
- построения моделей для систем, отличающихся по каким-либо характеристикам от характеристик, типичных для ВП,
- статистических исследований как для всей группировки ВП, так и для отдельных подклассов,
- поиска ВП, величины периодов которых попадает в известный "провал периодов" (около 2–2.5 часов) и физическое объяснение этого феномена и многих других особенностей.

Глава II. МЕТОДИКА НАБЛЮДЕНИЙ И ОБРАБОТКИ НАБЛЮДАТЕЛЬНЫХ ДАННЫХ

В настоящей работе проводится анализ фотометрических кривых блеска предельно тесных взрывных звезд (типа SU UMa), тесных двойных систем (Новые и карликовые новые), а также широких пар (симбиотических звезд) и рентгеновских новых; исследуется проблема сходства и различия между ними.

Поставленные задачи определяют актуальность всесторонних исследований взрывных переменных. Решение всех этих перечисленных задач невозможно без получения нового высококачественного наблюдательного материала, в первую очередь, фотометрического.

Систематические наблюдения по программе исследования взрывных переменных начали проводиться автором в 1975 г., первоначально по негативам из фототеки ГАИШ и по составленной автором собственной программе наблюдений на 40-см астрографе ГАИШ, 50-см камере Максудова Крымской лаб. ГАИШ и 70-см касегреновском рефлекторе ГАИШ. Эти работы положили начало систематическому фотографированию взрывных звезд и родственных объектов. Вскоре были начаты электрофотометрические *UBV*-наблюдения на электрофотометре конструкции В.М. Лютого. В 1984 г. автором и И.М. Волковым был сконструирован и изготовлен одноканальный электрофотометр, с помощью которого проводились все дальнейшие наблюдения. В последние годы для наблюдений ВП мы начали применять ПЗС-приемники.

2.1. Фотоэлектрические наблюдения

Фотоэлектрические наблюдения проводились на указанных ранее электрофотометрах, в качестве светоприемника в нем использовались ФЭУ ЕМІ 9789 для *UBV*-наблюдений или ФЭУ-79 для *BVR*-наблюдений (немногочисленные наблюдения были получены с ФЭУ-79 также и в системе *U*).

В табл. 2–1 показаны комбинации светофильтров, которые применялись для реализации фотометрических систем, близких к системам Джонсона.

Инструментальная система определялась путем измерения звезд различных спектральных классов в рассеянном скоплении IC 4665. Для привязки к системе *R* мы использовали однородные измерения из каталога *WBVR* (Корнилов и др., 1991). Ранее при фотографических наблюдениях также использовались фотоэмульсии и светофильтры, реализующие системы Джонсона (в основном, *B* и *V*).

Электронная схема регистрации в нашем случае была стандартной – слабый импульсный сигнал с ФЭУ после подачи на усилитель и последующей дискриминации поступал на регистрирующее устройство. Регистрация импульсов с ФЭУ проводилась на первоначальном этапе наблюдений вручную, с помощью частотомера. В дальнейшем регистрация импульсов с ФЭУ и моментов точного времени осуществлялась непосредственно записью отсчетов в память персонального компьютера при помощи программы “ОПЕРА” и электронных компонент, разработанных В.Г. Корниловым.

Табл.2-1.

Комбинации светофильтров

Система	ФЭУ-79	ФЭУ-ЕМІ	ПЗС
<i>U</i>	УФС-6 (1.5)+СЗС-21 (1.7)	УФС-6 (1.5)	
<i>B</i>	СС-5 (1.5)+СЗС-21 (1.7)	СЗС-20(3.0)	СС-5 (1.5)+СЗС-22 (2.5)
<i>V</i>	ЖС-17 (2.0)+СЗС-21 (1.7)	ЖС-17 (2.0)	ЖС-18 (1.5)+СЗС-21 (2.5)
<i>R</i>	КС-14 (1.5)	—	КС-14 (2.0)+СЗС-26 (2.0)
<i>I</i>	—	—	ИКС-1 (1.3)+КС-19 (2.7)

Табл.2-2а.

Цветовые коэффициенты для CCD SBIG-7

Система	относительно $\Delta(v-r)$	Ошибка	Другие варианты	Ошибка
<i>B</i>	$B = b + 0.30 \cdot \Delta(v-r)$	± 0.10	$B = b + 0.25 \cdot \Delta(b-v)$	± 0.09
<i>V</i>	$V = v + 0.04 \cdot \Delta(v-r)$	± 0.01	—	—
<i>R</i>	$R = r + 0.13 \cdot \Delta(v-r)$	± 0.02	—	—
<i>I</i>	$I = i - 0.15 \cdot \Delta(v-r)$	± 0.03	$I = i - 0.29 \cdot \Delta(r-i)$	± 0.03

Табл.2-2b

Цветовые коэффициенты для ФЭУ

Система	ФЭУ-79	Ошибка	ФЭУ-ЕМІ	Ошибка
<i>U</i>	0	± 0.05	0	± 0.05
<i>B</i>	$B = b - 0.01 \cdot \Delta(b-v)$	± 0.01	$B = b + 0.11 \cdot \Delta(b-v)$	± 0.02
<i>V</i>	$V = v + 0.01 \cdot \Delta(b-v)$	± 0.01	$V = v + 0.03 \cdot \Delta(b-v)$	± 0.01
<i>R</i>	$R = r - 0.06 \cdot \Delta(v-r)$	± 0.02	—	—

В программу наблюдений включались наименее исследованные взрывные переменные. Со временем она корректировалась и пополнялась вновь открытыми взрывными переменными (например, новыми звездами, пекулярными и другими аналогичными объектами). В одних случаях малоизученная звезда, кандидат в ВП, изучалась по негативам архива ГАИШ, а после обнаружения особенностей на кривой блеска – объект изучался фотоэлектрическими методами. В других случаях мы начинали исследовать объект, выделенный по цвету или спектру как вероятная ВП. Данный подход позволил более правильно составлять программы наблюдений на крупных телескопах, наблюдательное время на которых лимитировано. Часть работ проводилась в рамках международных кооперативных программ.

К настоящему моменту для нескольких десятков звезд получены сотни тысяч измерений блеска. В данной работе представлен анализ результатов наблюдений для небольшой части исследованных звезд, отвечающих вышеприведенным особенностям кривых блеска.

2.2. ПЗС-наблюдения

С 1998 года значительные ряды наблюдений получены с помощью ПЗС-

камеры ST-7 в системах, близких к *BVRI*, для реализации которых применялись комбинации светофильтров, указанных в табл. 2–1. Работа производилась на телескопах, диаметром от 30-ти до 125-ти см, установленных в Москве или Крымской лаборатории ГАИШ. Весь наблюдательный материал получен либо самостоятельно автором, либо при его непосредственном участии. Для калибровки инструментальной шкалы звездных величин к шкале Джонсона использовались фотоэлектрические измерения звезд в рассеянном скоплении M67 (Johnson & Sandage, 1955; Eggen & Sandage, 1964; Mendoza, 1965), а также стандарт в рассеянных скоплениях χ & h Per, созданный автором (в системах *BVR*).

Все фотометрические наблюдения проводились дифференциальным методом, путем привязки к звезде (или звездам) сравнения, расположенной вблизи переменной и (по возможности) близкой по цвету.

2.3. Особенности дальнейшей обработки наблюдений

Последующая обработка наблюдений осуществлялась с помощью компьютерных программ, написанных автором. Программа, обеспечивающая обработку данных с одноканального электрофотометра, вычисляет значение фона и отсчет стандартной звезды путем интерполяции на момент наблюдения переменной звезды. Данные выносятся за атмосферу (берется, как правило, средняя величина экстинкции), а наблюдения приводятся к системе Джонсона. В некоторых случаях (как правило, при изучении быстрых колебаний блеска с характерными временами 10–20 сек.) наблюдения велись без фильтра в широкой полосе (для увеличения отношения сигнал/шум).

Поскольку используемый ФЭУ (ЕМІ 9789) имеет максимальную чувствительность в синей области спектра (около 4500 Å), наблюдения без фильтра условно приводились к системе *B* путем сдвига шкалы звездных величин на поправку, величина которой определялась в каждом конкретном случае при измерении переменной со светофильтром и без него. Этот сдвиг во всех случаях был менее 0^m1.

При наблюдениях с ПЗС-камерой всегда на кадр помещалась переменная и одна или несколько звезд сравнения. К сожалению, из-за сильно ограниченного поля зрения ПЗС-приемника (от 2 до 5') не всегда удавалось подбирать близкие по цвету и подходящие по блеску стандартные звезды, что несколько ухудшает точность фотометрии.

Фактически, поскольку исследуемые звезды обладают пекулярными спектрами, учет цвета не всегда может обеспечить достаточную точность ($\pm 0^m01 - 0^m03$). Поэтому автор не менял светофильтры в процессе наблюдений на протяжении последних 11 лет. В случае смены ФЭУ ЕМІ на ФЭУ-79 вводились эмпирические поправки. Эти же замечания относятся и к наблюдениям, проводимым с ПЗС-камерой. Обобщенные данные о фотометрических системах приведены в таблицах 2–2a, b и могут быть использованы всеми заинтересованными наблюдателями.

Что касается внутренней точности наблюдений, то она на данном телескопе, в первую очередь, зависит от звездной величины переменной, времени накопления и используемой фотометрической системы (спектральной чувствительности светоприемника). Для фотоэлектрических наблюдений

эта точность может достигать $\pm 0^m 005$ для ярких звезд ($11^m - 12^m$ на 60-см телескопе), а для предельно слабых (до $15^m - 16^m$) падает до $0^m 1$ и хуже. На ПЗС-камере для звезд $12^m - 14^m$ ошибка составляла $\pm 0^m 01 - 0^m 02$, увеличиваясь до $\pm 0^m 2 - 0^m 3$ и ниже при фотометрии звезд $17^m - 19^m$.

Поскольку фотометрический анализ для некоторых звезд проводился также по архивным негативам фототеки ГАИШ, необходимо было свести фотографические и фотоэлектрические наблюдения в одну систему. Для этого величины звезд сравнения измерялись на электрофотометре в системе, наиболее близкой к цветовой чувствительности фотопластинок (*B* Джонсона), а затем из полученных данных выбирались звезды, показатели цвета которых были близки к цветам исследуемых переменных. Точность фотографических измерений, в первую очередь, зависит от того, насколько блеск исследуемой звезды превышает пороговую звездную величину на данном негативе, а также, в меньшей степени, от большого числа факторов (расположение звезды на негативе, величины хроматической аберрации объектива и цветов переменной и звезд сравнения, от плотности фона, качества изображений и гидирования, точности установки фокуса, зернистости фотоэмульсии и т.д.). Однако в среднем, можно считать, что точность определения звездных величин для звезд, блеск которых не превышает предел фотопластинки на $\sim 1^m$, составляет $\pm 0^m 5$ и хуже, а для более ярких звезд эта ошибка колеблется в пределах $0^m 1 - 0^m 2$.

2.4. Орбитальные кривые блеска как наблюдательный критерий двойственности взрывных звезд.

Главным доказательством принадлежности звезды к классу ВП является построение кривой лучевых скоростей одного или обоих компонентов. Однако из-за трудоемкости подобных наблюдений, требующих больших телескопов, построение фотометрической кривой блеска и обнаружение у звезды периодических колебаний блеска также может служить косвенным признаком двойственности системы. В случае же обнаружения глубоких фотометрических затмений, двойственность у изучаемой системы можно считать практически доказанной.

По точным фотометрическим рядам наблюдений переменной можно построить периодограмму данных наблюдений для изучаемой звезды, анализ которой, как правило, позволяет выявить скрытые периодичности. Отметим, что в отличие от строго периодических переменных звезд, например, пульсирующих или классических затменных, у ВП кроме возможного орбитального (или связанного с ним) периода на кривой блеска присутствуют различные колебания непериодической природы. Это описанные выше вспышки значительной амплитуды, неправильные быстрые колебания блеска, квазипериодические осцилляции (КПО), фликеринг. В некоторых случаях видны колебания блеска, связанные с осевым вращением БК, и поэтому выделить периодическую орбитальную составляющую бывает затруднительно. Если же орбитальные изменения выявлены, то двойственность системы можно считать установленной. Мы находим

орбитальный период, можем определить амплитуду изменения блеска, отношение светимостей компонент, а также оценить их цвета. Кроме того, по форме кривой блеска можно определить наличие в системе аккреционного диска и горячего пятна на нем, струи, аккрецирующей на белый карлик и других незвездных компонент. Знания указанных параметров обычно достаточно для доказательства принадлежности изучаемой звезды к ВП.

2.5. Актуальность фотометрических исследований

Решение перечисленных задач невозможно без получения нового высококачественного наблюдательного материала, в частности, фотометрического. Поэтому получение фотометрических рядов наблюдений *актуально* для всестороннего исследования ВП.

В этом направлении в последние десятилетия был достигнут огромный прогресс, который шел по всем направлениям: и по пути введения в строй новых больших телескопов, и через внедрение в практику наблюдений крупных достижений в области светоприемной аппаратуры, в первую очередь ПЗС-приемников и многоканальных электрофотометров. Это позволило автору получить в итоге сотни тысяч фотометрических измерений нескольких десятков ВП звезд с достаточно высокой точностью.

Массовые фотометрические наблюдения имеют непреходящую, абсолютную ценность, поскольку они дают нам важную информацию для решения многих астрофизических задач, в том числе для изучения ВП.

Следует при этом заметить, что ценность и значение полученных рядов наблюдений растет с течением времени. Даже фотографические наблюдения конца XIX и первой половины XX столетий, полученные с относительно невысокой точностью ($\pm 0^m3$), имеют большую значимость. Такой точности достаточно для изучения вспышечной активности практических всех ВП, если число оценок блеска исследуемой звезды не менее сотни.

Эти измерения можно использовать для предварительного анализа блеска переменных, что в итоге позволило во многих случаях понять общий характер переменности изучаемой звезды, классифицировать ее и правильно составить программу наблюдений на современной аппаратуре.

Таким образом, проведение массовых фотометрических рядов наблюдений каждой взрывной переменной звезды различными методами представляется нам *актуальнейшей* задачей наблюдательной астрономии.

Глава III. НОВЫЕ И КАРЛИКОВЫЕ НОВЫЕ ЗВЕЗДЫ

В предыдущих главах автор поставил задачи и описал методику, которую применял для изучения избранных ВП. В настоящей главе будут представлены основные результаты исследований Новых звезд.

В настоящее время число известных Новых и рентгеновских Новых звезд превышает 250. Оценка частоты вспышек Новых в Галактике приводит к значению 20–30 вспышек в год (см., например, Горбацкий, 1972; Nask et al., 1993; Архипова, 1970, 1996). Однако реальное число засекаемых событий не превышает 10. Рентгеновские Новые, в основном, сначала регистрируются по мощным рентгеновским вспышкам, а лишь затем отождествляются с оптическими звездами.

Главным признаком выделения Новых звезд является внезапное (в течение нескольких суток) увеличение блеска звезды на $10 - 12^m$, а в случае V1500 Cyg (Новой Лебеда 1975 года, см. Narevich, Vocharov, Shugarov et al., 1975) даже на 19^m . Некоторые Новые (их около 10) являются повторными, т.е. вспыхивали несколько раз.

Параметр t_3 , определяющий время спада блеска на 3^m после достижения максимального блеска, позволяет оценить принадлежность данной звезды к одному из трех основных подклассов Новых – быстрая Новая (NA), медленная (NB) или предельно медленная (NC). Массовое определение этого параметра провел Duerbeck (1987).

3.1. Исследование классических Новых звезд

Автор проводил фотометрические наблюдения некоторых Новых звезд. Так, Q Cyg и DI Lac – “старые” Новые звезды, находящиеся в настоящее время в состоянии минимального блеска. V1974 Cyg и V723 Cas – напротив, Новые, вспыхнувшие в 1992 и 1995 гг. соответственно и находящиеся в настоящее время на стадии спада блеска.

Q Cyg – Новая 1876 г.

24 ноября 1876 г. наблюдалась вспышка этой звезды, в максимуме блеск достиг 3^m . Изучению этой Новой после достижения минимального блеска ($\sim 15^m$) посвящен ряд работ (Walker, 1954; Romano, 1966; Mumford, 1967; Shara, 1989 и др.), но длительных фотометрических рядов получено не было. Автор начал проводить фотоэлектрические наблюдения Q Cyg в июле 1980 года. Величины звезд сравнения и стандартных звезд, найденные автором, приведены в работе Шугарова (1983а, б). Фрагменты кривой блеска для некоторых временных интервалов приводятся на рис. 3–1.

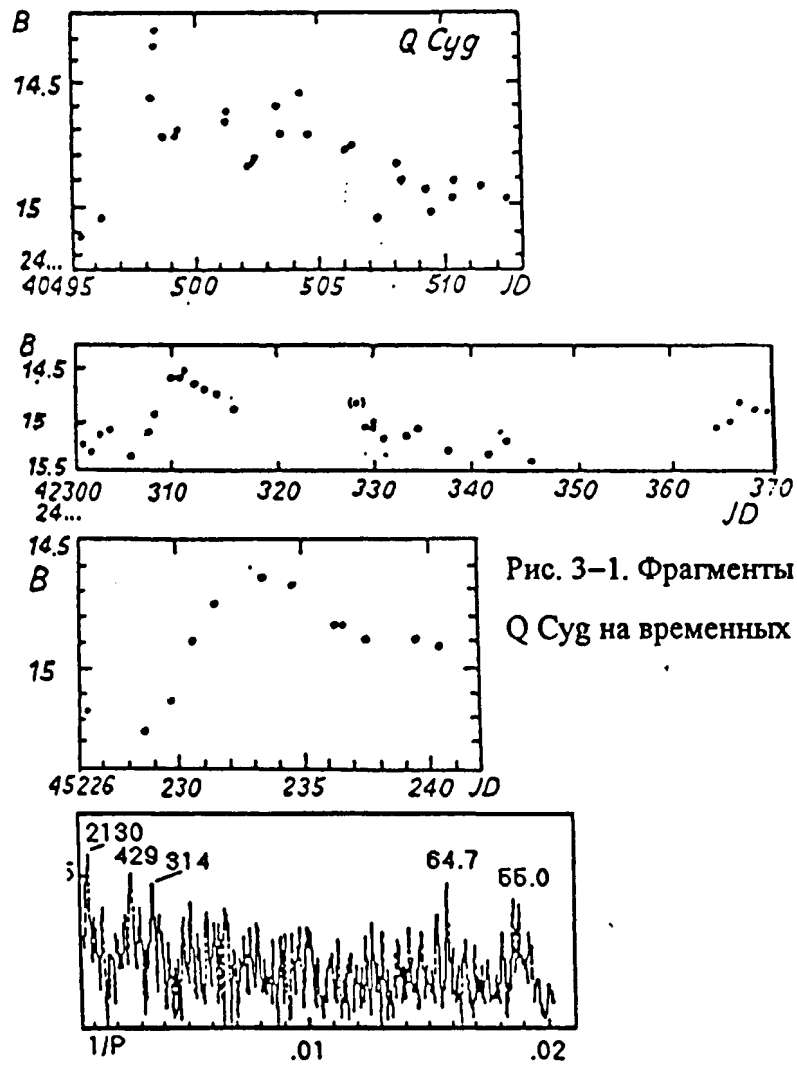


Рис. 3-1. Фрагменты кривой блеска Q Cyg на временных шкалах 15-30^d.

Рис. 3-2. Периодограмма, вычисленная для низких частот, для Q Cyg.

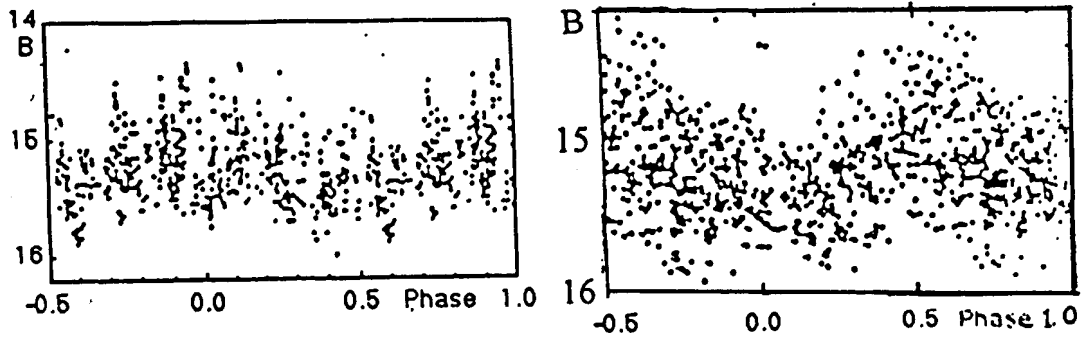


Рис. 3-3. Данные наблюдений Q Cyg, свернутые с периодом 2130^d (слева) и 64^d.7 (справа).

Анализ временных рядов на периодичность проведен в работах Шугарова (1983 b), Goranskij, Shugarov, et al., (1997). Звезда была изучена на 650 негативах из фототеки ГАИШ. Пределы изменения блеска от 14^m3 до 16^m . Более половины измерений сосредоточено в интервале $15^m0 - 15^m4$. У звезды уверенно наблюдаются вспышки продолжительностью в несколько дней и амплитудой до 1^m (рис. 3-1).

Поиск периодической составляющей на большом временном интервале (около 50 лет) выявил цикл 2130 дней (почти 6 лет).

Bianchini (1990), также нашедший у Q Cyg длительный (7-летний) цикл изменения блеска, объясняет его активностью красного карлика, аналогичной солнечному 11-летнему циклу. Периодограмма и свертка наблюдений с этим периодом показана на рис. 3-2. На периодограмме видны еще два пика, соответствующие периоду 64^d7 и годично-сопряженному к нему периоду 55^d0 . (см. рис. 3-3) Период 64^d7 вызван циклически повторяющимися вспышками, о которых упоминалось ранее.

Кроме описанных вариаций блеска автор обнаружил и короткопериодические колебания блеска, с характерными временами в несколько минут. Наблюдения в временном разрешении 10-20 сек. уверенно показывают такую переменность (рис. 3-5).

Одновременное сосуществование этих периодов (6-7-летнего и 64-дневного) и наличие кратковременных вспышек сильно затрудняет поиск периодической орбитальной составляющей. Анализ наиболее "спокойных" участков кривой блеска показал возможный период в 0^d1652 , дающий небольшой пик ($K = 0.3$, при максимально - возможной величине $K = 1$) в спектре мощности. Свертка наблюдений с этим периодом представлена на рис. 3-2, такая величина периода соответствует тесной паре с расстоянием между компонентами около $3R_{\odot}$, что характерно для бывших Новых звезд.

В литературе пока нет никаких сообщений о величине орбитального периода Q Cyg - ни фотометрического, ни спектроскопического.

Величина межзвездного покраснения, оцененная по соседним звездам, составляет $E_{b-v} = 0^m4$. Исправленное за поглощение положение переменной совпадает с положением ВП и дано на том же рисунке.

Таким образом, у Q Cyg одновременно присутствует, сложным образом интерферируя между собой, целый набор периодов или циклов - от нескольких лет до минут. Безусловно, система представляет большой интерес для понимания природы аккреции на БК на различных временных шкалах.

DI Lac - Новая 1910 г.

DI Lac по фотометрическому поведению сходна с Q Cyg. В максимуме ее блеск достиг 4^m3 , а в настоящее время составляет около 15^m .

По негативам ГАИШ (оценено 250 фотопластинок) найдены вспышки, характерный интервал между которыми равен 20-30 суткам и амплитудой менее 1^m (Шугаров, 1997; Pavlenko, Shugarov, Goranskij, Primak, 2002). Автор провел также фотоэлектрические *UBV*-наблюдения переменной, которые, кроме упомянутой ранее вспышечной активности, показали наличие быстрых колебаний блеска.

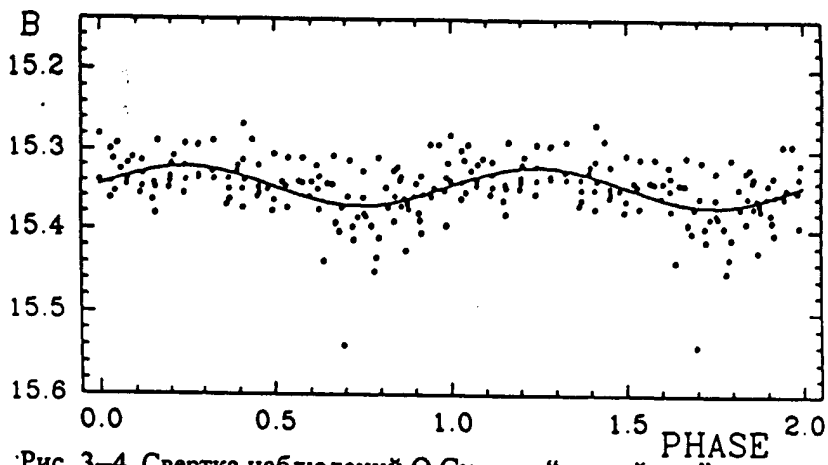


Рис. 3-4. Свертка наблюдений Q Суг для "спокойных" временных участков, показывающих возможный орбитальный период $0^d.1652$.

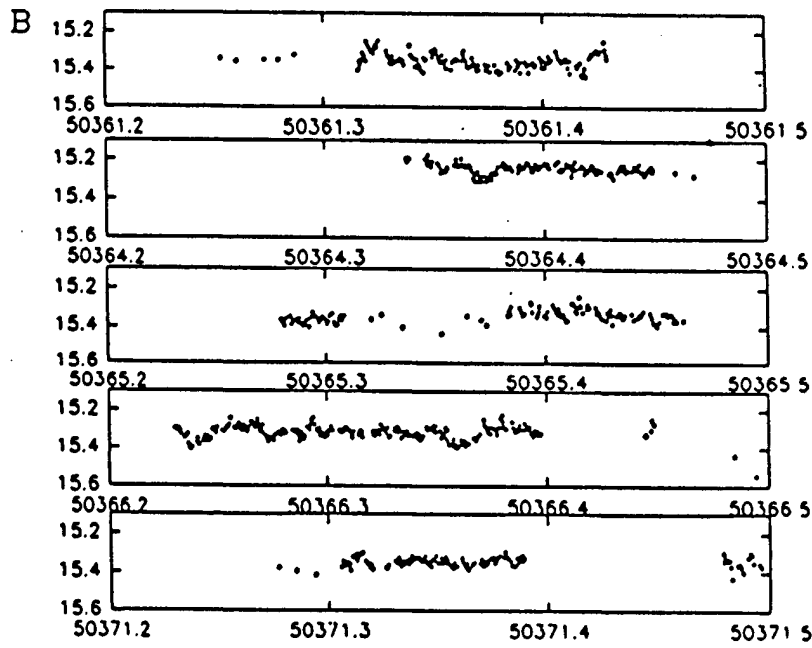


Рис. 3-5. Быстрая (в течение отдельных ночей) переменность Q Суг.

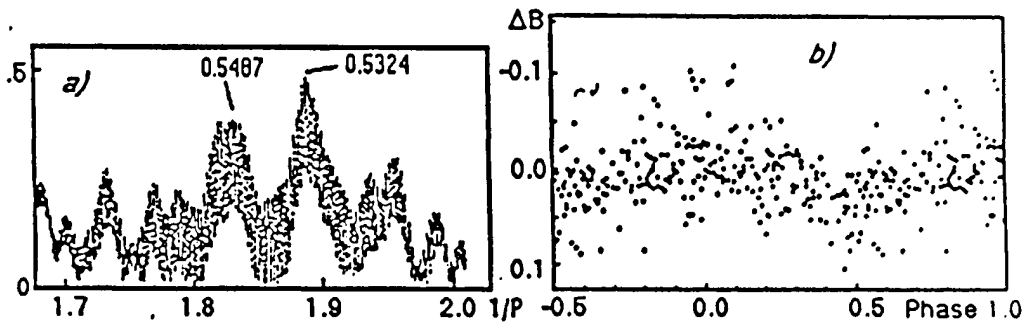


Рис. 3-6. DI Lac: "a" — периодограмма, "b" — свертка с периодом $0^d.5324$.

Был проведен поиск периодических составляющих. Мы нашли наиболее вероятное значение периода, равное $0.^d5324$ (Shugarov, 1997).

В каталоге Риттера (Ritter, 1990) для DI Lac указан период $0.^d543773$. Эти два значения периода хотя и близки, но различие между ними значимое – свертка наших наблюдений с периодом, указанным в Каталоге Риттера, не показывает удовлетворительной кривой блеска. Фрагмент периодограммы вблизи упомянутых периодов и свертка фотоэлектрических наблюдений автора с найденным периодом показаны на рис. 3-6.

Также найдено, что показатель цвета $B - V$ во время вспышек и в неактивном состоянии примерно одинаковые, в то время как показатель цвета $U - B$ уменьшается (увеличивается УФ-избыток) во время вспышки.

Цикл между вспышками составляет около 36 суток. (см. Павленко, Примак, Шугаров, 2002). Циклы с такими интервалами характерны для многих ВП, например, у новоподобной V426 Oph (Шугаров, 1983d) цикл составляет 32^d , у V841 Oph – 35^d , у V446 Her – 22^d (Honeycutt et al., 1995).

V1974 Cyg – Новая 1992 г.

19 февраля 1992 г. Collins (1992) открыл Новую звезду 6^m . 21 февраля блеск звезды в визуальных лучах достиг максимального значения – 4^m3 . Далее блеск начал быстро падать, 4 марта звезда уже ослабела до 5^m9 (Piersimoni, Paolantonio, 1992). В небулярной стадии в спектре объекта появились сильные эмиссионные линии [Ne III] ($\lambda\lambda 3869 - 3967 \text{ \AA}$), [O III], [N II] и другие (Rafanelli, Rosino, Ashok, 1992), которые, благодаря большой интенсивности, сильно повлияли на характер переменной даже в широкополосных *UBV* системах Джонсона.

Эту звезду автор начал наблюдать вскоре после вспышки, используя *UBV*-электрофотометр. В наблюдениях также принимали участие В. Горанский и Т. Погрошева. (см. Goganskij, Karitskaya, Kusakina, Shugarov et al., 1998).

Кривая блеска и показатели цвета за 10 лет показаны на рис. 3-8. Поскольку объект наблюдался на различных фотометрах, а спектр у объекта из-за наличия сильных эмиссионных линий, очень сложный и пекулярный (показатель цвета $U - B$ достиг величины -2^m), появилась значительная систематическая ошибка для различных светоприемников. Поскольку корректно учесть эту ошибку очень трудно, на графике кривой блеска и особенно цветов виден заметный разброс точек.

Несмотря на это, общий ход кривой виден отчетливо: в интервале JD 2448200–49300 наблюдался значительный УФ-избыток, достигший величины $-2^m \div -2^m2$, из-за этого даже произошла остановка падения блеска в полосе U в указанный промежуток времени (рис. 3-8). Такой избыток наблюдался около 250 сут. Отметим, что показатель $W - B$ в это время достиг величины -4^m ! Около JD 2449350 этот показатель начал уменьшаться и значения показателей цвета $B - V$ и $V - R$ показали “красный пик” на графике (см. рис. 3-8). В JD 2449600 все цвета вернулись к уровню, который был во время максимального блеска. Такой избыток характерен для Новых класса O–Ne–Mg с сильными эмиссионными линиями [Ne III] и [Ne V] в ультрафиолетовой части спектра.

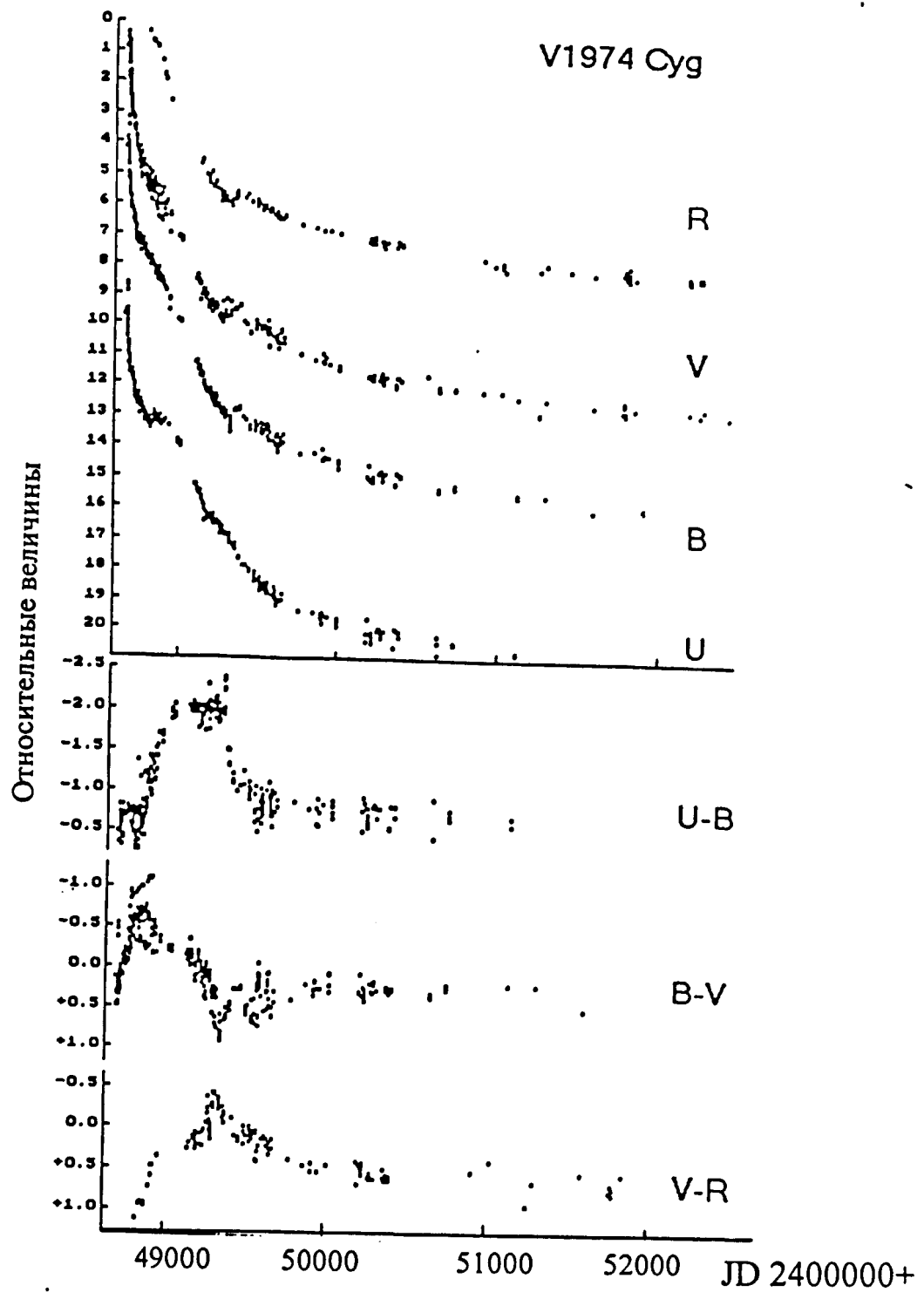


Рис. 3-7. *UBVR*-кривые блеска V1974 Cyg за 10 лет (верхний рис.)

Рис. 3-8. Кривые показателей цветов V1974 Cyg (нижний рис.)

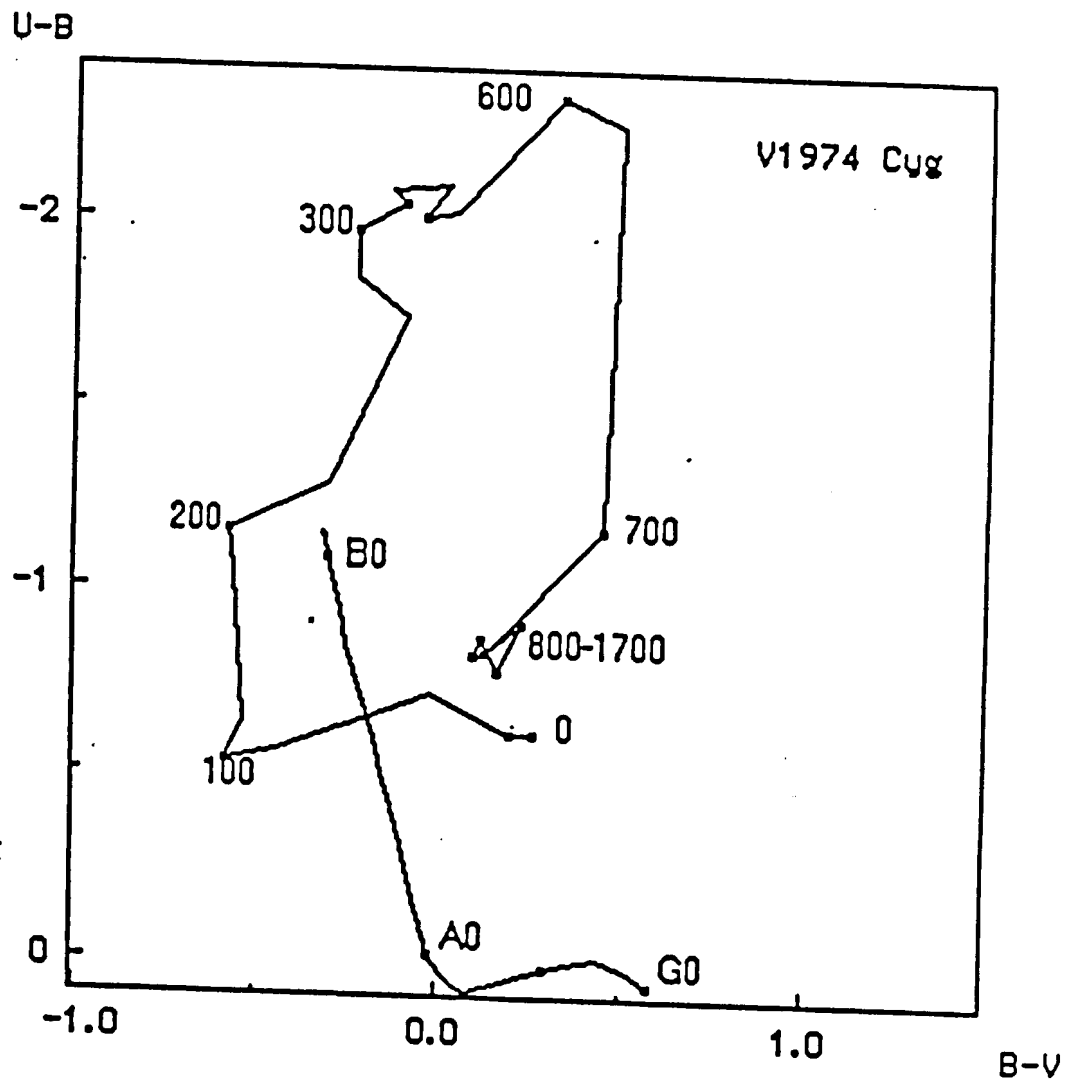


Рис. 3-9. Трек V1974 Cyg на диаграмме $B-V/U-B$. Указано количество дней, прошедшее после вспышки. Нанесена главная последовательность.

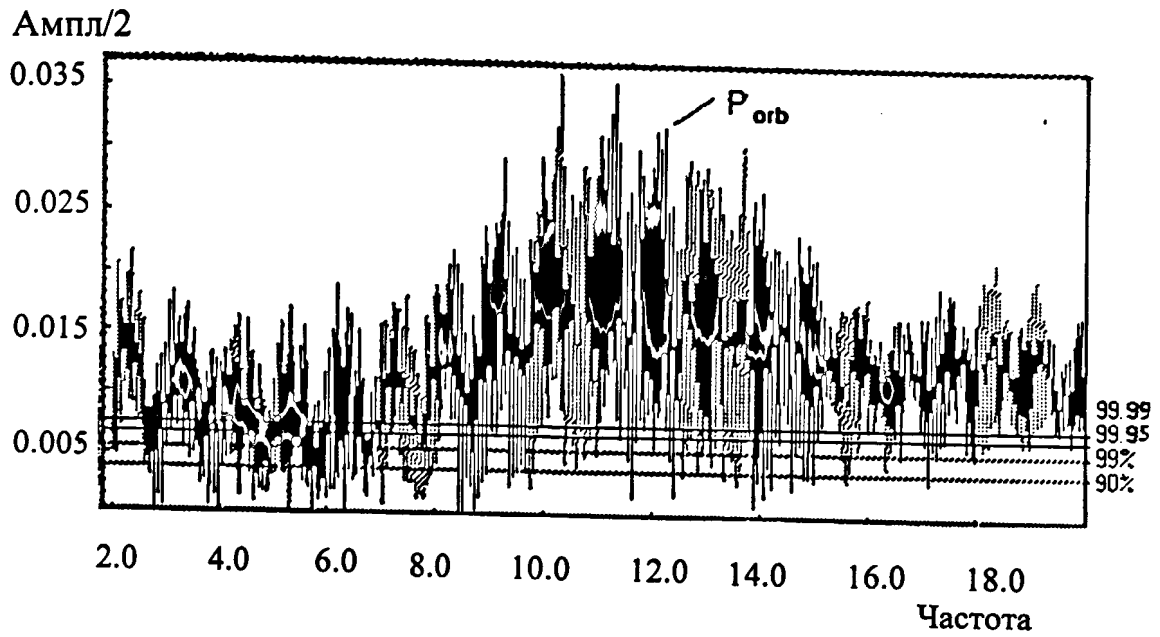


Рис. 3-10. Периодограмма для V1974 Cyg

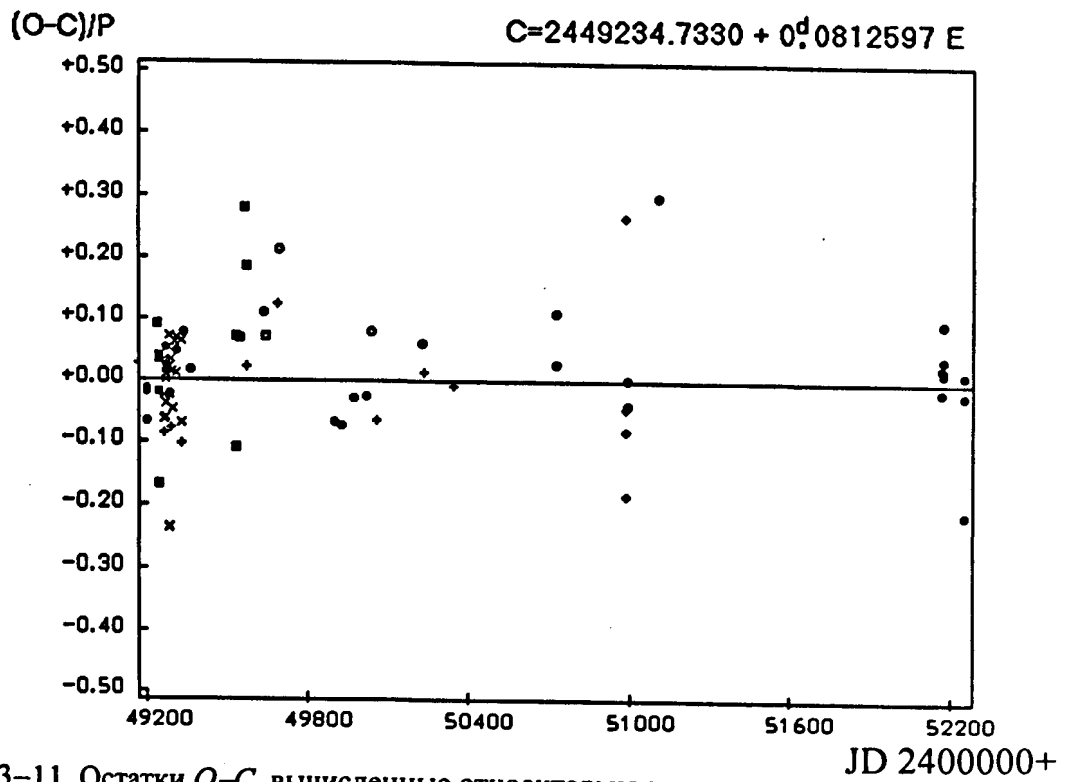


Рис. 3-11. Остатки $O-C$, вычисленные относительно указанного периода

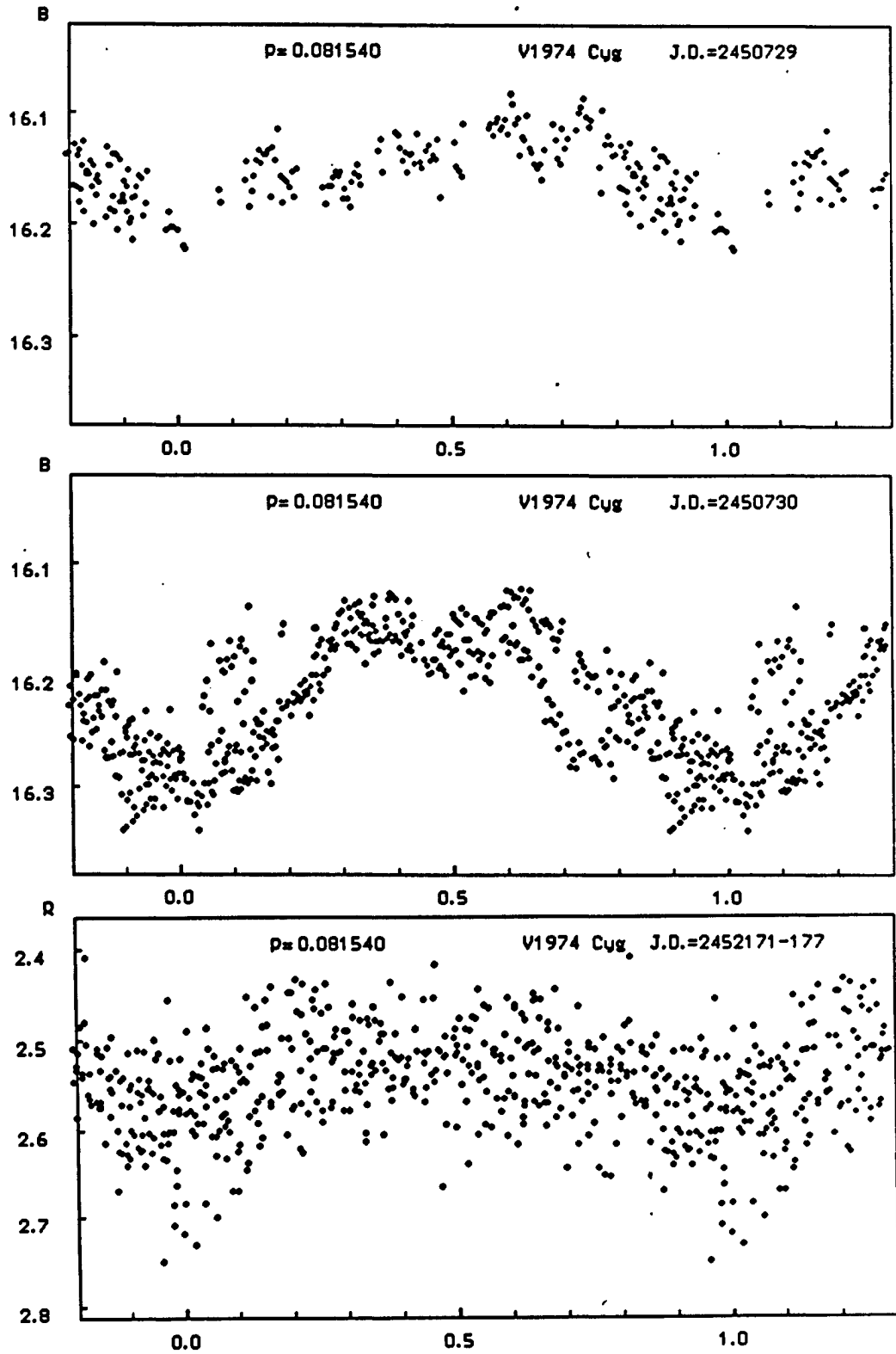


Рис. 3-12. Свертки кривых блеска с периодом, близким к орбитальному, для V1974 Cyg в системе *B* (верхние две кривые) и системе *R* (в относительной шкале, нижний рисунок). Видно существенное изменение амплитуды даже для двух соседних ночей (см. два верхних рисунка)

Положение объекта на диаграмме $B - V/U - B$ во время и после вспышки представлено на рис. 3–9. Только спустя 800–1000 суток после вспышки показатели цвета стабилизировались и положение V1974 Cyg на диаграмме стало характерным для Новых звезд вне вспышки.

Орбитальный период V1974 Cyg, равный 0^d08505 , нашли Retter et al. (1995). Мониторинг этой звезды автор проводил в течение 8 ночей, с 1993 по 1999 гг. Также 2 ночи за звездой следил В.Горанский. Периодограмма (спектр мощности) дана на рис. 3–10. Наши наблюдения (Shugarov, Goranskij, Pavlenko, 2002) показали близкое, но отличающееся от величины, приведенной Реттером (1995), значение орбитального периода ($0^d0812585$). Однако картина этой переменности сложнее: в отдельные ночи колебаний вообще не наблюдается, в другие они происходят с различной амплитудой – от 0^m2 до 0^m1 и менее. Более того, сама величина периода тоже несколько изменяется от сезона к сезону. Мы построили график $O - C$ (см. рис. 3-11), на котором видны эти изменения.

Мы подтверждаем факт нестабильной амплитуды кривой блеска, найденный Реттером (1995). Объяснение этого явления в том, что в системе как-бы независимо существуют два близких периода – орбитальный и период суперхампов. В случае сложения этих двух волн амплитуда суммарной волны увеличивается, а в противофазе она практически пропадает. На рис. 3-12 показаны свертки с орбитальным периодом для трех разных ночей. В отдельные ночи и временные интервалы может доминировать один период, а в иные – другой. Мы обнаружили, что в интервале JD 2449200–365 наблюдался $P = 0^d081984$, а в интервале JD 2449531–549 период был немного длиннее и составлял $P = 0^d085$. Эта величина согласуется с периодом, найденным также Semenuk et al. (1994 и 1995) и является периодом суперхампов, как у звезд типа SU UMa. Амплитуда в системе V достигает 0^m2 и увеличивается с длиной волны.

Предположение о суперхампах, временами возникающих у V1974 Cyg, также косвенно подтверждается коротким орбитальным периодом: на гистограмме распределения ВП звезд по периодам звезда попадает в область периодов, меньших, чем у “пробела периодов”, значение которого равно примерно $0^d1 - 0^d12$. Такие периоды характерны для звезд типа SU UMa, поэтому у Новой можно ожидать сложное фотометрическое поведение. Действительно, ей присущи как черты звезд типа SU UMa, так и обычных Новых.

V723 Cas – Новая 1995 г.

Переменная V723 Cas, напротив, оказалась медленной Новой. Она была открыта М. Yamamoto в августе 1995 (см. Hirose, 1995), как звезда 9^m , а своего максимального блеска достигла 17 декабря (около 7^m).

Звезда активно наблюдалась автором на электрофотометре, а позднее – с помощью ПЗС-приемника. Основные результаты наших исследований представлены в следующих работах: Goranskij, Karitskaya, Kusakin, Shugarov et al. (1998); Goranskij, Shugarov, Katysheva et al. (2000); Chochol, Pribulla, Shemmer, Shugarov et al. (2000); Goranskij, Katysheva, Kusakin, Shugarov et al. (2002); Goranskij, Metlova, Shugarov (2002), а также в статье Chochol, Pribulla (1998).

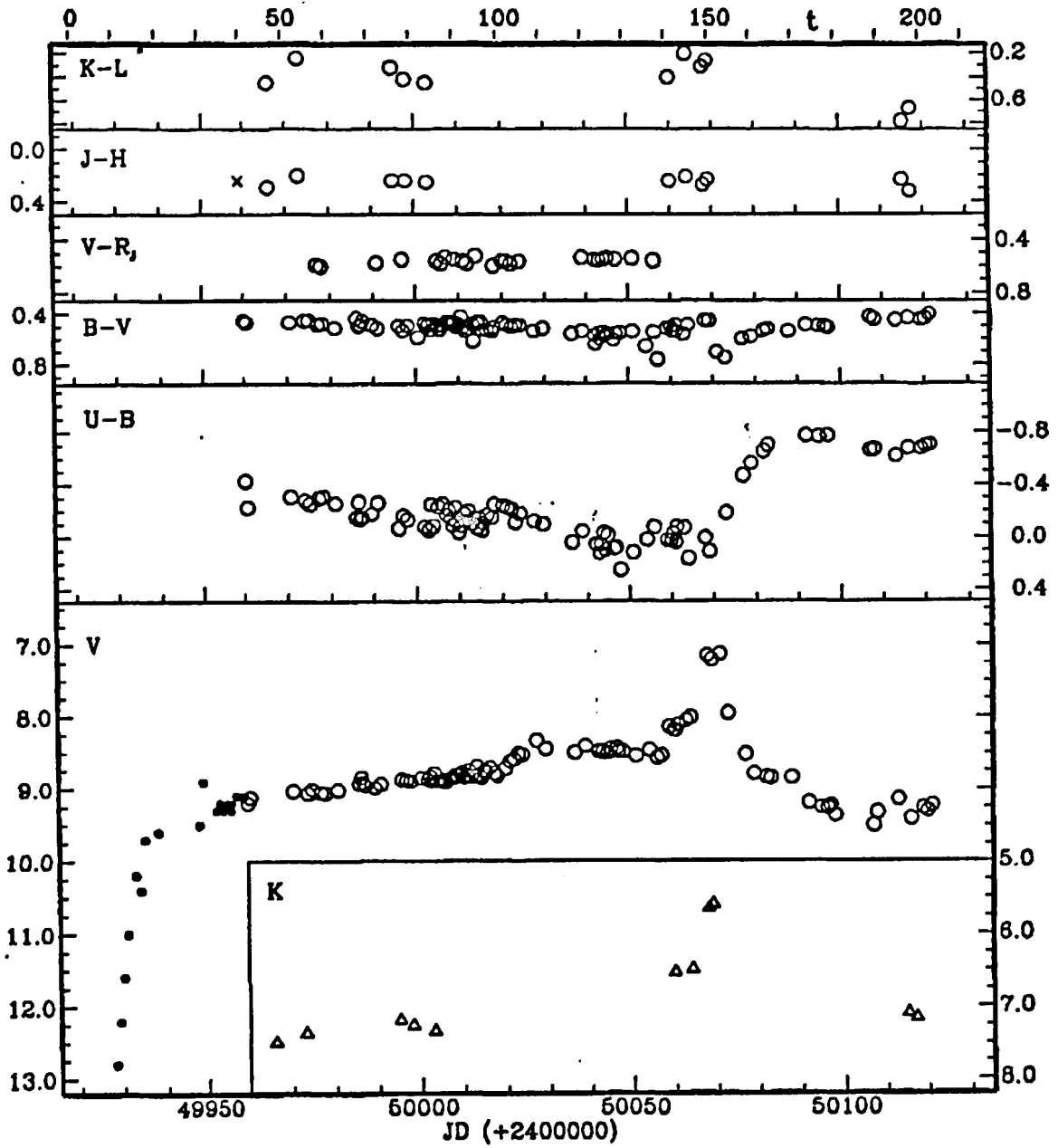


Рис. 3-13. Кривые блеска V723 Cas в различных цветах за интервал 200 суток после вспышки.

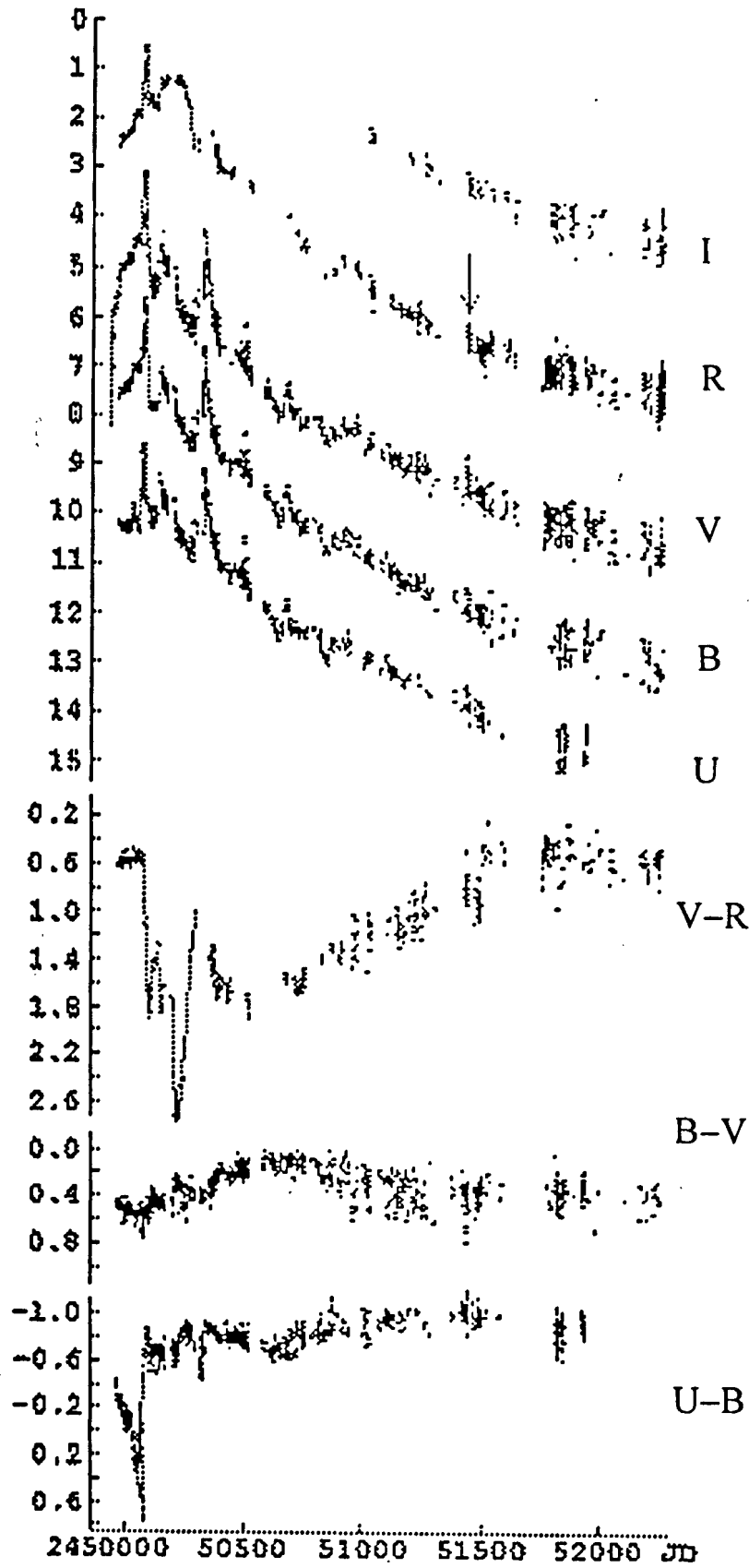


Рис. 3-14. Кривые блеска и показателей цвета V723 Cas за 1995-2001 гг.

Кривую блеска на начальной стадии вспышки, около максимального блеска, мы разделили на 2 участка – первый до вспышки 19 декабря, в течение которого блеск медленно возрастал на 0^m5 четыре месяца со средней скоростью $0^m0064/day^{-1}$, показатель цвета $U - V$ увеличивался (звезда “краснела”), а показатели $B - V$, $V - R$ и $I - K$ практически не изменялись.

После кратковременной вспышки в конце декабря почти на 2^m у звезды появился УФ-избыток, характерный для Новых и взрывных звезд. Отметим, что остальные цвета резких изменений не показали. Кривая блеска и показателей цвета за этот интервал приведена на рис. 3-13. Вспышка длилась 22-е суток, максимальный блеск достиг $V = 7^m1$, полная амплитуда составила 11^m4 . Отметим, что после этой вспышки усилились бальмеровские эмиссионные линии, особенно высоких порядков, вблизи бальмеровского скачка, а также линии $Ca II H$ и K и др. Поскольку показатель $B - V$, а также цветовые показатели $V - R$, $R - I$ не изменились, мы делаем вывод, что температура фотосферы тоже не изменилась. До этой вспышки наши фотометрические и спектральные наблюдения показали, что у звезды существовала фотосфера, сходная с таковой у звезд-гигантов, без заметных эмиссионных линий, и что потеря массы была незначительной. Оценки многих исследователей позволили заключить, что межзвездное покраснение у объекта $E_{B-V} = 0^m45$ и расстояние до системы – несколько кпк.

С 1996 г. у на фоне медленного падения блеска продолжали происходить кратковременные вспышки небольшой (от 0^m2 до 0^m7) амплитуды. В начале 2000 г. блеск составлял 13^m7 . Наблюдения и мониторинг, проведенный автором в 1995-96 гг. не выявили никаких периодических изменений блеска. Только с 1997 г., когда блеск ослабел до 11^m , наши наблюдения начали показывать периодические вариации блеска.

В течение 19 ночей сентября-декабря 1999 г. было произведено примерно 1200 R -наблюдений Новой на 38-см и 60-см рефлекторах в Крыму и 30-см рефракторе в Москве. В качестве светоприемника применялись ПЗС-камеры SBIG ST-7 или ST-6. Также проводились фотоэлектрические B и V -мониторинги. Мы проводили совместный анализ наблюдений переменной, полученных на нескольких обсерваториях, что позволило надежнее проследить эволюцию появившихся орбитальных колебаний блеска. Колебания блеска, не связанные с искомыми периодическими изменениями блеска (вспышки и другая физическая переменность), либо “отбеливались”, либо, если эта процедура не могла быть произведена достаточно корректно, не включались в анализ. Постоянный спад блеска (рис. 3-14) также учитывался при поиске периодической составляющей.

Фурье-анализ дал следующие световые элементы:

$$Min(I) = HJD\ 2450421.480 + 0.^d69325 \cdot E.$$

Эволюция найденной переменной в полосах $UBVRI$ за 1996–2000 гг. показана на рис. 3–15. Из приведенных графиков видно, что в 1995-96 гг. у $V723 Cas$ наблюдались только QPO, никак не коррелирующие с орбитальными элементами. Однако в 1997 г. уже начал проявляться орбитальный период, правда, с малой амплитудой ($0^m05 - 0^m07$). Очевидно, вклад от рассеивающей оболочки в оптическое излучение начал ослабевать

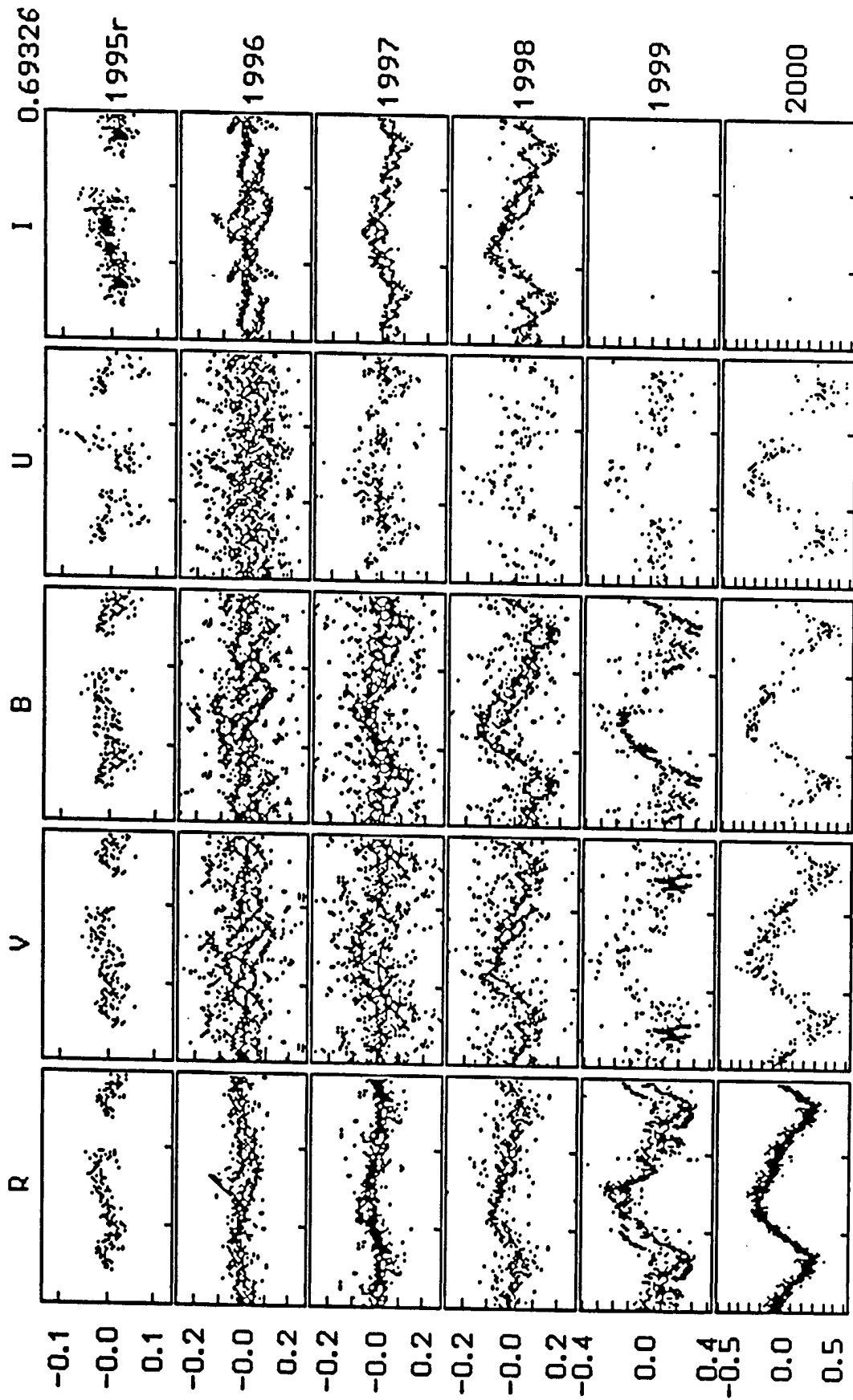


Рис. 3-15. Эволюция орбитальной кривой блеска V723 Cas по мере угасания вспышки в системах UBVRI.

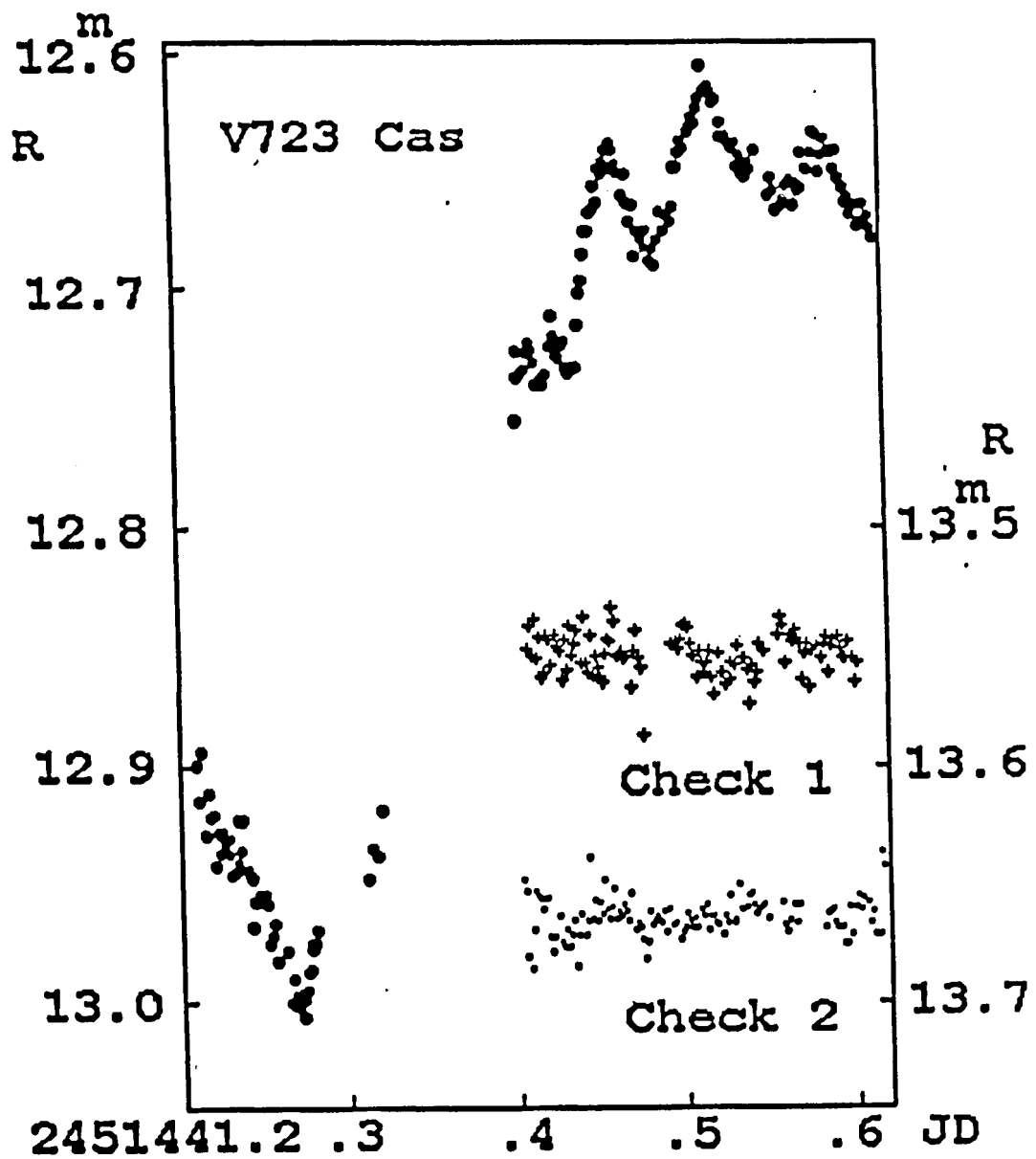


Рис. 3-16. Короткопериодические колебания V723 Cas. Для контроля точности на кривой блеска показано поведение двух звезд сравнения в то же время ("Check 1" и "Check 2").

(средний блеск системы был около 11^m). Обработка наблюдений за 1998 г. дала более четкую волну орбитального периода, амплитуда достигла 0^m13R . Фаза колебания не изменилась. Средний блеск упал еще на 1^m и составил около 12^m . На следующий, 1999 год, амплитуда резко возросла, а средний блеск упал до 13^m . Анализ больших рядов наблюдений, проведенных, в основном, автором в Крыму на ПЗС-камере, показал, что амплитуда колебаний в фильтре R уже составляла 0^m35 . Кривая асимметрична, подъем от минимального блеска до максимального составляет 0^p3 , примерно такая же асимметрия наблюдалась и в 1998 г. Кроме того, несколько раз наблюдалась депрессия блеска на фазе 0^p6 , следы которой были заметны и в 1998 г. Мы предполагаем, что эта деталь на кривой блеска может быть вызвана затмением БК красным карликом, а сама кривая блеска в этом случае объясняется различными условиями видимости горячего пятна на диске. У большинства ВП “горб” на кривой достигает максимального значения за $0^p15 - 0^p2$ до главного затмения (в нашем случае за 0^p2). Это факт косвенно подтверждает наше предположение.

Еще одна найденная нами особенность – появление в отдельные ночи короткопериодических осцилляций блеска с амплитудой около $0.^m05$ и периодом $0^d061512$. Колебания с указанным периодом наблюдались пока только в течение 6 ночей в 1998–99 г. и, возможно, однажды в 1997 г. (см. рис. 3–16). Поскольку для измерений использовались, как правило, две или три звезды, попадающие в кадр, мы сделали вывод, что осцилляция принадлежит именно переменной звезде, а не звезде сравнения. Вероятная природа этих вариаций – либо пульсации белого карлика, либо проявление спинового периода (периода вращения БК вокруг оси). Необходим дальнейший поиск и анализ этих колебаний.

В 2000 г. амплитуда орбитальных колебаний достигла 0^m7 , а в 2002 г. составила уже $1^m R$.

Таким образом, V723 Cas – звезда, по характеру вспышки похожая на медленную классическую Новую, такую как HR Del, RR Pic или на V1548 Aql (Primak, Pavlenko, Shugarov, Goranskij, 2002) и имеет гораздо меньше сходства с симбиотическими Новыми (PU Vul, V1329 Cyg и др.), а обнаружение короткого орбитального периода только усиливает это различие.

U Sco – повторная Новая

Этот объект – повторная Новая, вспышки которой наблюдались в 1863, 1906, 1936, 1979, 1987, 1992 гг. Особенности поведения этой звезды были описаны, например, Webbink et al., 1987

Звезда изучалась нами во время вспышки 1987 г. (Будзиновская, Павленко, Шугаров, 1993 и Budzinovskaya, Pavlenko, Prokof'eva, Shugarov, 1993). Кроме нас, объект наблюдали любители, их оценки позволили более детально построить кривую блеска. Наблюдения этой Новой проводились в КрАО на TV-комплексе и с помощью 40-см астрографа ГАИШ в интервале дат JD 2446941–974. Позднее, когда блеск звезды существенно ослаб (см. рис. 3–17), наблюдения велись только на 50-см телескопе. Мы создали фотометрический стандарт вокруг U Sco в системе UBV , что позволило уменьшить фотометрические ошибки путем выбора наиболее близких

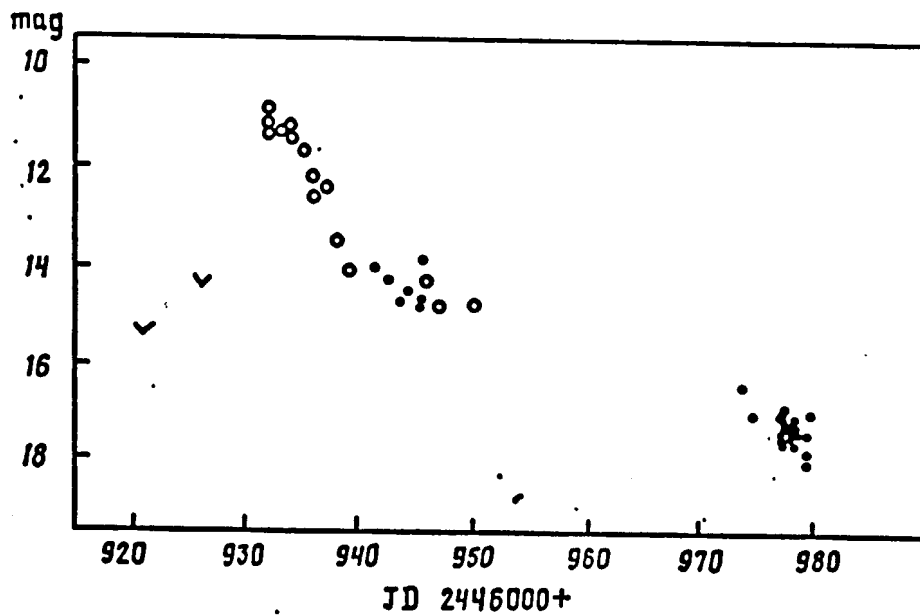


Рис. 3-17. Кривая блеска U Sco по визуальным (открытые кружки) и нашим наблюдениям.

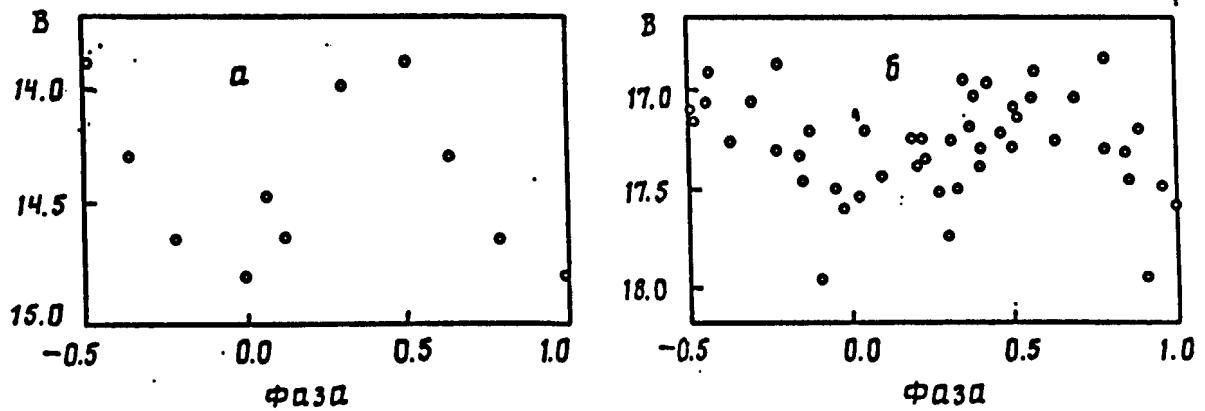


Рис. 3-18. Свертка данных для U Sco, построенная с периодом $0^d.053125$ для интервалов J.D.2446941 - 45(a) и 2446977 - 979(b).

цвету звезд сравнения. Поскольку показатель цвета $B - V$ оказался близким к нулю, мы нанесли на один график визуальные наблюдения любителей и наши данные. Тем не менее, систематические ошибки возможны.

По кривой блеска мы оценили, что величина t_3 равна примерно 9 суткам, что характерно для быстрых Новых звезд.

Анализ наблюдений U Sco методом Фурье на спаде кривой блеска и после окончания вспышки, когда видимый блеск составлял $\sim 17^m$, дал на периодограмме период $0^d.053125$ и суточные гармоники к нему.

Свертки для этих двух упомянутых временных интервалов показаны на рис. 3–18. Schaefer (1990) в минимуме блеска нашел существенно иную величину орбитального периода: $1^d.2344$. Мы предполагаем, что найденный нами период подобен периоду осцилляций у V723 Cas и может быть вызван пульсациями белого карлика. Другое возможное объяснение – в системе U Sco компактный компонент – замагниченный белый карлик, как, например, у Новой V1500 Cyg (см. Pavlenko, Goranskij, Shugarov, 2002). 2002), причем ось вращения не совпадает с его магнитной осью. В этом случае из-за неравномерного распределения яркости по поверхности белого карлика на кривой блеска должны наблюдаться изменения блеска с периодом его осевого вращения.

3.2. Рентгеновские новые

Начиная с первых наблюдений в рентгеновском диапазоне со спутников, были открыты источники, регистрируемые непродолжительное время. Они были названы транзиентными (временными) источниками. Основные их характеристики, такие, как жесткость рентгеновского спектра, продолжительность активной фазы вспышки, форма рентгеновской кривой блеска и др., сильно отличались для разных источников, следовательно, и природа источников должна быть разной. Однако у ряда объектов, в основном обладающих мягким ($kT \sim 1 - 3keV$) рентгеновским спектром, были обнаружены оптические двойники. Эти звезды открывали в оптическом диапазоне, и по характеру поведения они отчасти напоминали обычные Новые звезды. Очевидно, что одновременные оптические, рентгеновские и другие (радио, УФ, спектральные наблюдения) исследования этих звезд должны помочь выяснить природу этих объектов. Обзор основных характеристик временных рентгеновских источников приведен, в частности, в работах Cherepashchuk (2000), Cherepashchuk, Katysheva, Khruzina, Shugarov (1996); van Paradijs (1995); Е.Карицкой (1996); White (1997) и других обзорах и исследованиях.

V616 Mon – первая отождествленная рентгеновская Новая

3 августа 1975 г. был обнаружен яркий рентгеновский источник (Elvis et al. 1975a, 1975b). 12 августа рентгеновский поток от объекта достиг максимума, сравнявшись с потоком от Крабовидной туманности, и некоторое время он был одним из ярчайших рентгеновских источников на небе. Отметим, что другой подобной яркой рентгеновской Новой за все время рентгеновских наблюдений не зарегистрировано.

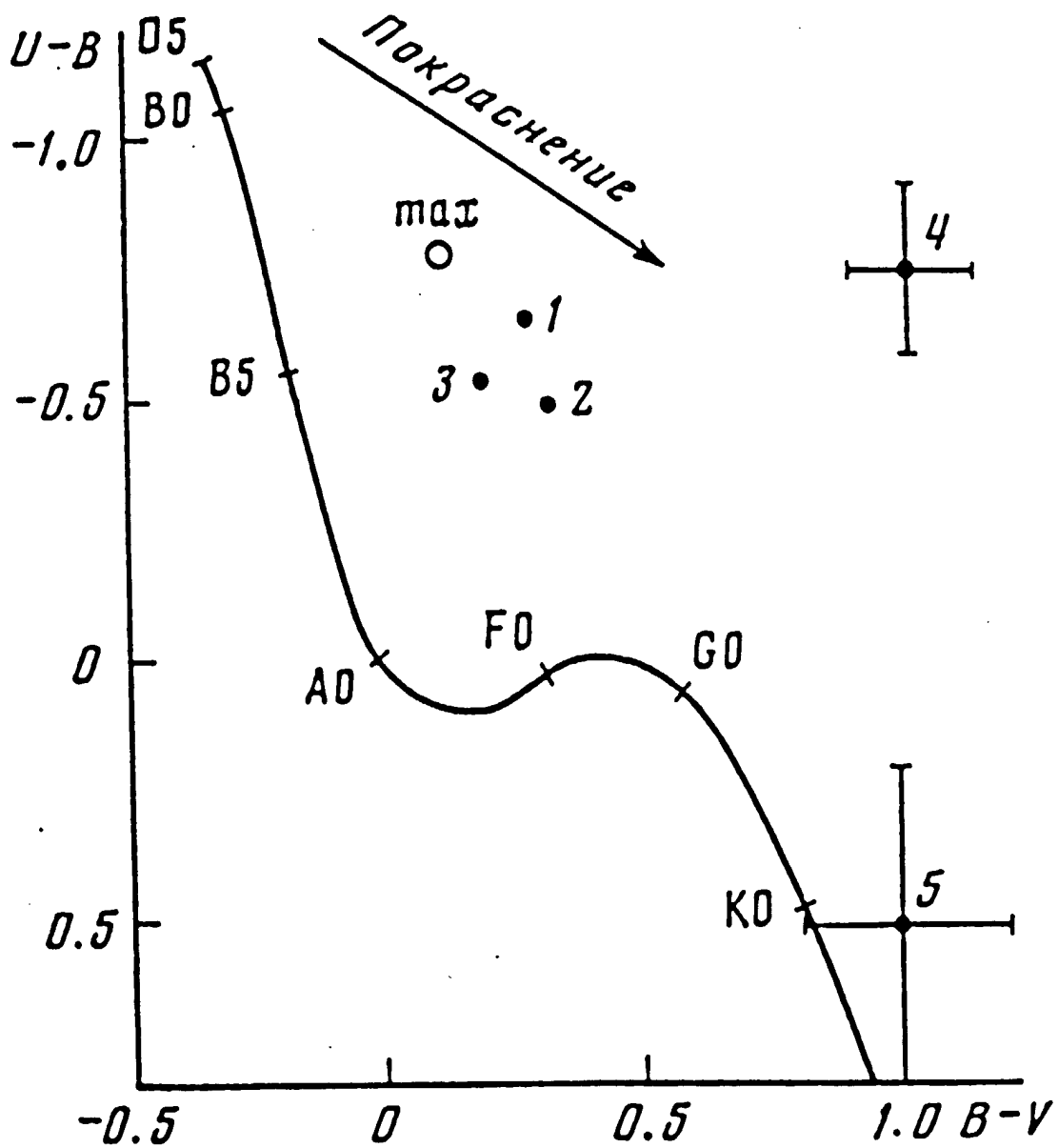


Рис. 3-19. Положения V616 Моп на диаграмме $B - V/U - B$. "1" - J.D. 2442792 ("плато"); "2" - J.D. 42852, "3" - J.D. 42857 (конец "плато"), "4" - J.D. 42869 (спад блеска); "5" - J.D. 43046 (минимум); "max" - в максимуме блеска.

Далее поток от источника начал падать в среднем по экспоненциальному закону. Рентгеновский спектр представлял собой суперпозицию мягкого и жесткого излучений. Эволюция спектра описана в работе Ricketts и др. (1975). Радиовспышка у объекта наблюдалась 20 августа (Davis и др., 1975). Источник был отождествлен с оптической звездой $\sim 12^m$. Максимального блеска (11^m3) звезда достигла 26 августа (Voley и др., 1976).

Вспышка 1975 г. – не первая, обнаруженная у этого объекта. Eachus и др. (1976) нашли оптическую вспышку по архивным фотопластинкам в 1917–18 гг., во время которой звезда достигла 12^m . Автор (Шугаров, 1976) нашел Новую на 2-х снимках из Симеизской коллекции негативов, полученных 20 января 1918 г. (JD 2421461.2, $pg = 12^m4$).

С 5 сентября 1975 г. мы начали наблюдать эту звезду (Шугаров, 1976; Лютый, Шугаров, 1979). Наблюдения проводились автором, в основном, фотографическим методом, в системах, близких к V и B . В окрестностях Новой был создан вторичный стандарт, который в последствии использовался также и для ПЗС-наблюдений. Вид кривой блеска показан на врезке к рис. 3–25.

На нашем графике видно 3 этапа ослабления блеска:

- а) монотонный спад блеска от 11^m до 13^m5 за первые 100–150 суток.
- б) плато на уровне 13^m5 в течение последующих 100 суток,
- в) резкое падение блеска, сопровождающееся одновременно значительным покраснением системы. Скорость падения оценена автором в 0^m35 за сутки. (Martinov, Shugarov, Lyuty, 1976).

Такие стадии, в особенности стадия “в” не характерны для обычных Новых звезд. Даже у рентгеновских Новых такое поведение уверенно наблюдалась только у источника KV UMa = XTE1118+480 осенью 2000 г. (рис. 3–26). Мы нашли резкие ослабления блеска также и у обычных Новых – V1419 Aql и V705 Cas (Goranskij, Karitskaya, Kusakin, Shugarov et al., 1998), но и у этих звезд блеск после падения блеска возвращался к более яркому уровню. Очевидно, физика процессов, приводящая к подобным ослаблениям у рентгеновских Новых, отличается от процесса образования пыли, которая происходит у классических Новых и вызывает временное ослабление блеска у последних. Отметим, что впервые описанное падение блеска наблюдалось у классической Новой DQ Her.

Положение V616 Mon на диаграмме $B - V$, $U - B$ во время вспышки, ослабления блеска и в минимуме блеска показано на рис. 3-19. Видно, что показатель цвета $B - V$ изменяется от 0^m2 во время вспышки до $+1^m$ на спаде и до $+1^m5$ в минимальном блеске, а показатель $U - B$ как в максимуме блеска, так и на спаде (и даже через полгода после ослабления блеска) был в пределах $-0^m5 - -0^m7$ и только через год после падения блеска достиг значения $+0^m5$. Спектральный класс в минимуме блеска мы определили как G0.

Физические свойства этого источника рассматривались многими исследователями (см. например, Webbink, et al., 1987). Впоследствии у звезды нашли орбитальный период 0^d3230 и функцию масс $f(M) = 3.18 \pm 0.16 M_{\odot}$. Отсюда был сделан вывод, что масса объекта $M_x \geq 3.2 M_{\odot}$, и, следовательно, вырожденный компонент в этой системе является черной дырой (см. McClintock, Remillard, 1990).

Новая V404 Cyg – черная дыра?

Это вторая после V616 Mon Новая, открытая сначала в рентгеновских лучах со спутника Ginga (Makino, 1989). Координаты источника совпали с положением Новой 1938 (Wachmann, 1948), обозначенной как V404 Cyg.

Максимального блеска (11^m6) звезда достигла 30 мая 1989, в это время у источника наблюдался жесткий рентгеновский спектр: в диапазоне 1–6 КэВ – 0.1 Crab, 6–20 КэВ – 1 Crab, а на 100 КэВ – 3.5 Crab (Sunyaev, 1989). Ряд авторов обнаружил у системы несколько периодов изменения блеска в пределах 0.1 – 0.25 сут. Эти периоды первоначально считали орбитальными периодами в ТДС, однако Charles (1991) и Casares et al. (1992) первыми нашли полуамплитуду лучевых скоростей $K = 200$ км/с с периодом 6.47 сут. Следовательно, функция масс $f_m = 6.26 M_\odot$, что превышает массу не только белого карлика, но и нейтронной звезды, и, следовательно, компактный компонент V404 Cyg должен являться черной дырой.

Автор начал наблюдать звезду 31 мая 1989 г., сразу после начала спада кривой блеска. (Osminkina, Osminkin, Shakura, Shugarov, 1990). До осени 1989 г. было получено более 100 негативов V404 Cyg в полосе *B*, за это время блеск падал от 14^m до 17^m5. Привлечение других наблюдений показало, что кривая блеска V404 Cyg отличается от кривой блеска V616 Mon за такой же период. Более того, она отличается от хорошо прописанной вспышки 1938 г. На рис. 3-20 показаны оптические кривые блеска этих двух вспышек. Видно, что в 1938 г. у звезды наблюдался монотонный спад блеска от 12^m5 до 16^m за 2-3 месяца. В 1989 г. наши наблюдения показали резкое падение блеска с 12^m до 16^m за время не более 10 суток, а затем подъем до 15^m и далее медленное падение за 200 суток до 17^m5.

В состоянии минимального блеска звезда наблюдалась на TV-комплексе КраО и позднее на ПЗС-камере. Последние 9 лет система находилась практически в минимальном блеске. Наши наблюдения и анализ детально описаны в следующих статьях: Antokhina, Cherepashchuk, Shugarov, et al., 1992; Антохина, Павленко, Черепашук и Шугаров, 1993; Pavlenko, Kuznetsova, Shugarov et al., 2001; Hynes, Zurita, Hasswel, Shugarov et al., 2002.

Свертка наших наблюдений с орбитальным периодом 6^d4714 показана на рисунке 3-21. Мы видим двойную волну за орбитальный период, что характерно для эффекта эллипсоидальности оптической звезды. Минимальный блеск системы достигается в фазах орбитального периода 0.0 и 0.5, когда для принятой нами начальной эпохи (нижнее соединение оптической звезды, JD 2448477.35) рентгеновский источник находится соответственно в верхнем и нижнем соединениях. Тот факт, что наблюдаемая переменность блеска, вызванная эллиптичностью оптической звезды, имеет значительную амплитуду (от 0^m2 до 0^m4), позволяет заключить, что оптическая G–K звезда заполняет полностью или почти полностью свою полость Роша. Это дает веские основания считать, что именно G–K-звезда является “донором”, поставляющим вещество на релятивистский объект.

Интерпретация кривой блеска системы V404 Cyg проводилась в рамках стандартной модели двойной системы (Антохина, 1988), в которой оптическая звезда описывается фигурой, соответствующей эквипотенциальной поверхности в модели Роша, а вокруг релятивистского объекта

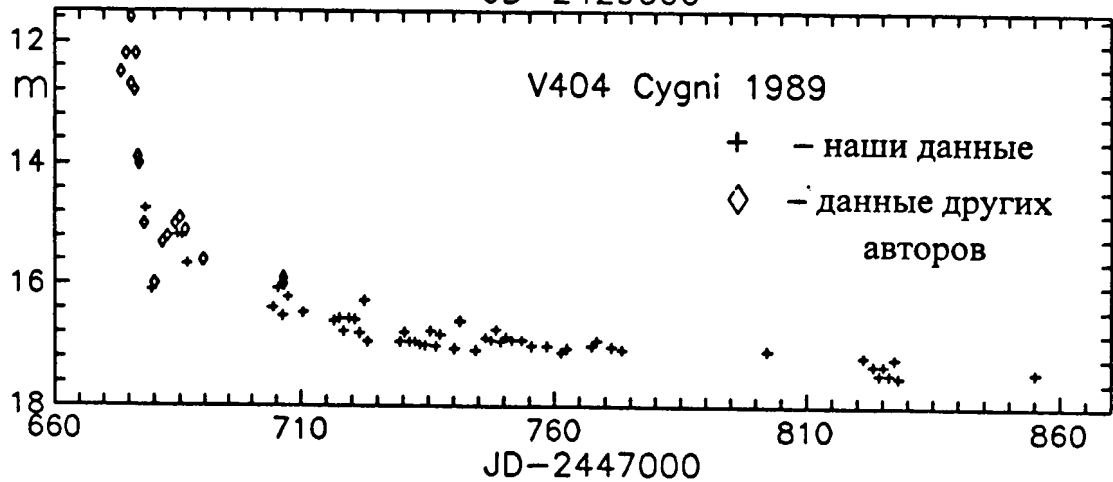
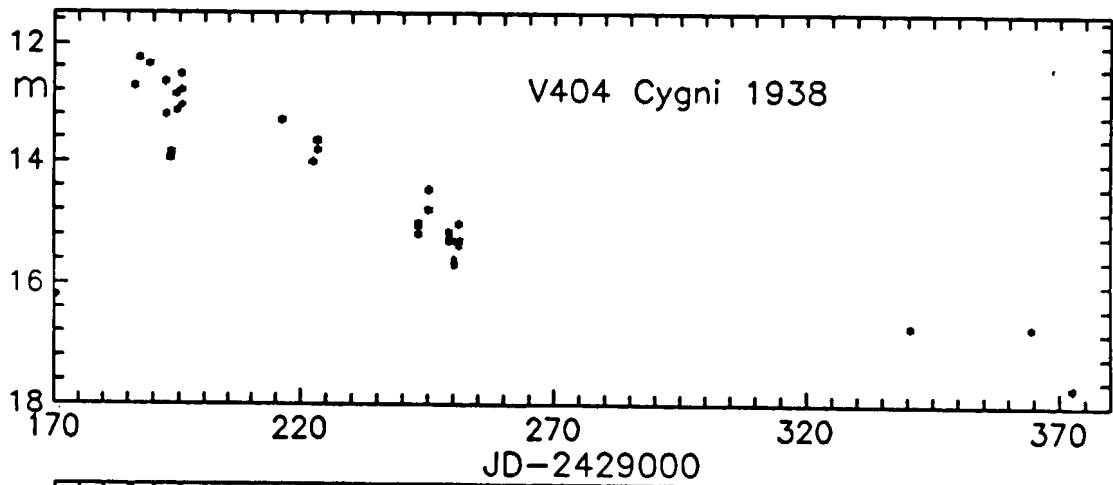


Рис. 3-20. Кривые блеска V404 Cyg во время вспышек 1938 и 1989-90 гг.

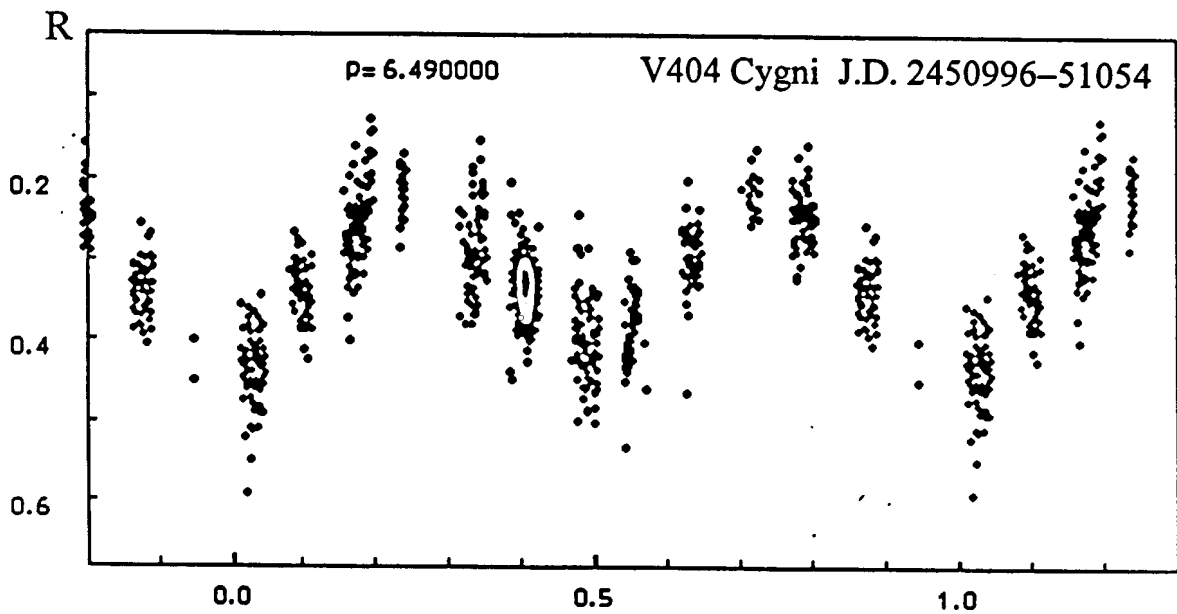


Рис. 3-21. Свертка с орбитальным периодом данных в системе R (относительная шкала) для V404 Cyg на стадии минимального блеска

предполагается наличие тонкого круглого аккреционного диска, лежащего в плоскости орбиты и имеющего радиус ~ 0.6 максимального радиуса полости Роша релятивистского объекта.

Гравитационное потемнение учитывалось по формуле Люси ($\beta = 0.08$, см. Лусу, 1967). Средняя температура оптической звезды принималась равной 6000 К, а коэффициент потемнения к краю для звезды – 0.9. Поскольку система находится в неактивном состоянии, когда рентгеновская светимость $L_X \leq 10^{33}$ эрг/с, полагалось, что отношение болометрических светимостей оптической звезды и рентгеновского источника близко к 1. Оптическая светимость диска принималась равной $\sim 5\%$ от светимости рентгеновского источника (или оптической звезды). Таким образом, аккреционный диск является, в основном, затмевающим объектом с очень малой собственной светимостью, что типично для рентгеновских двойных систем, не находящихся в режиме сверхкритической аккреции. Мы исследовали зависимость невязки δ (уклонение наблюдений от модельной кривой) от параметров i и q , как наиболее трудно определяемых из кривой блеска. По минимуму невязки уверенно выбирается оптимальное значение наклона орбиты $i = 70^\circ$. Рассмотрим вопрос об оценке параметра $q = M_x/M_v$. Для этого необходимо привлечь информацию о расстоянии до системы d , межзвездном поглощении A_v и спектральном классе оптической звезды. По литературе можно уверенно считать оптическую звезду гигантом K0 III. Как отмечалось ранее (Casares et al., 1993), чтобы видимая величина звезды была K0 III слабее 19^m , необходимо при $A_V = 3^m$ отнести систему на расстояние 11 кпк. Это приводит к огромной рентгеновской светимости системы во время вспышки – до $1.5 \cdot 10^{40}$ эрг/с. Столь высокая рентгеновская светимость может быть связана с большой массой релятивистского объекта и, следовательно, с высоким эддингтоновским пределом светимости этого компонента. Типичная звезда K0 III имеет массу $M_v = 4M_\odot$, радиус $R_v = 14R_\odot$ и болометрическую светимость $L_v = 80L_\odot$. С другой стороны, задаваясь значением $R_v = 14R_\odot$, можно из условия заполнения оптической звездой своей полости Роша, оценить величину q из известного соотношения (Гончарский, Черепашук, Ягола, 1985):

$$\sin i = 0.38\mu/R_v \sqrt[3]{GP^2 f_v(m)/4\pi^2} \cdot (1+q)/q^{1.208} \quad (*1)$$

Полагая $\mu = 1$ и подставляя значения известных параметров, имеем

$$\sin i = 10.206(1+q)/(R_v/R_\odot q^{1.208}) \quad (*2)$$

Заметим, что при $q = 1$ использовавшая при выводе уравнения (*1) аппроксимационная формула для среднего радиуса полости Роша (см. главу II настоящей работы)

$$R_{crit} = 0.38Aq^{-0.208} \quad (*3)$$

справедлива с точностью 1%. При $q = 10$ ошибка составляет примерно 15%. Это учитывалось в вычислениях. Уравнение (*2) решалось относительно q при $R_v = 12, 14, 16R_\odot$ и значениях $i = 45, 60$ и 70° , полученных из анализа кривых блеска. Наиболее вероятное приближение модельной кривой блеска к наблюдаемой получается при $i = 70^\circ$ и $q = 3$.

Исследование эволюции орбитальной кривой блеска со временем (по нашим наблюдениям) показывает, что от года к году изменяется не только средний уровень блеска (в пределах 0.1–0.2 зв.вел.), но и глубины минимумов (Pavlenko, Kuznetsova, Shugarov, Petrov, 2001). Так, глубина вторичного минимума по V -наблюдениям была на 0^m1 больше главного в 1992 г. и на 0^m03 больше в R по наблюдениям в 1998 г. Мы связываем этот факт либо с физической переменностью оптической звезды, либо с нестационарными процессами в аккрецируемой плазме.

Также в отдельные годы наблюдалась 6-часовая волна, природа которой до сих пор не ясна (Kuznetsova, Pavlenko, Sharipova, Shugarov, 1999). Однако наш вывод, сделанный еще в 1992 г., что система V404 Cyg является самым вероятным кандидатом в черные дыры, все дальнейшие исследования, как фотометрические, так и спектральные (Hynes, Zurita, Haswell, Shugarov et al., 2002), фактически подтвердили.

LZ Aqr = XTE J2123–058

Транзиентная Новая J2123–058 была открыта в 1998 году на спутнике *Rossi X-ray Time Explorer (RXTE)* (Levine et al., 1998), когда достигла максимального рентгеновского потока в 100 mCrabs (2–12 keV). Этот источник находится на большой галактической широте ($b = -36.^\circ2$) и необычен тем, что может принадлежать населению галактического гало. Оптически отождествлен с переменной звездой $R = 17^m2$ (Tomsik et al., 1998a). Величина до вспышки $R \geq 20$ (Zurita, Casares, Hynes, 1998). Спектр на ранней стадии вспышки содержит линии He II ($\lambda 4686 \text{ \AA}$), C III/N III ($\lambda 4640 \text{ \AA}$) и слабые бальмеровские эмиссии с широкими компонентами поглощения.

В отличие от V404 Cyg и V616 Mon, LZ Aqr (RXTE J2123–058) представляет подкласс мягких рентгеновских транзиентных источников (SXTs).

Такие объекты – маломассивные рентгеновские двойные, характеризующиеся эпизодическими рентгеновскими вспышками (обычно продолжающимися несколько месяцев), когда рентгеновская светимость возрастает до 10^7 раз (van Paradijs, McClintock, 1995). Переизлучение мягкого рентгеновского излучения на вторичном компоненте и диске возбуждает наблюдаемое оптическое излучение от системы.

Рекуррентность этих вспышек – примерно десятки лет, обычно SXTs находятся в спокойном состоянии, а в оптике доминирует излучение слабой компоненты. Это дает прекрасную возможность анализировать свойства этой звезды и получать динамическую информацию о свойствах двойной системы.

Пока известно не более 20 мягких рентгеновских транзиентов с уверенно идентифицированными оптическими компонентами; у половины из них первичные компоненты являются кандидатами в черные дыры, а у остальных – нейтронными звездами. Часть оставшихся источников либо не показывала (пока?) вспышек, либо недостаточно изучена.

Наблюдения 1998 года и предварительный анализ.

У XTE J2123–05 вспышки наблюдались как в рентгене, так и оптике, что указывает на наличие нейтронной звезды в составе двойной системы. На кривой блеска видны регулярные (примерно через 6 часов) глубокие

падения блеска треугольной формы глубиной в 0^m7 , вызванные затмениями в системе. Орбитальный период P_{orb} равен 5.957 ± 0.003 часа. Независимо Povaisky, Chevalier (1998) указали на существование модуляции блеска с амплитудой 0^m3 и с периодом 7.2 дня, возможно, связанной с прецессией диска. С 26 августа 1998 года система перешла в спокойное состояние $R \simeq 21^m7$.

Мы проводили наблюдения LZ Aqr в июле–сентябре 1998 года на 0.38, 0.5 и 1.25-м телескопах в Крыму в рамках кооперативных одновременных наблюдений на нескольких обсерваториях (Zyrita, Casares, Shugarov et al., 2000). Наблюдения проводились на ПЗС-камере ST-7 в системе, близкой к R , и TV-комплексе КрАО в интегральном свете (без светофильтров): в широкой полосе, включающую B и V полосы Джонсона. Крымские данные в фильтре R были калиброваны относительно ближайшей звезды сравнения из каталога USNO A1.0 (US Naval Observatory).

На рис. 3–22 представлена кривая блеска LZ Aqr в оптических (V, R) и рентгеновских лучах (2–12 кэВ). Долговременное поведение в рентгене показывает классический “быстрый подъем (2.4 дня) и экспоненциальный спад (19 дней)”, совпадающий со средними показателями для этих объектов. Через 20 дней после максимума рентгеновский поток достиг вторичного минимума (примерно половина от интенсивности в максимуме). Вторичный минимум виден также и на оптической кривой блеска.

Мы идентифицировали три различных стадии на оптической кривой: вспышечное плато (до 10 августа), фаза спада (10–26 августа) и спокойное состояние (с 26 августа). В первой фазе скорость падения блеска была малой 0.03 mag/day , хотя ясно видны модуляции блеска. Шкала этой переменности (примерно 7 дней) вызвана возможной прецессией диска (Povaisky, Chevalier, 1998).

С 10 августа скорость падения блеска в оптическом диапазоне достигла 0.2 mag/day и оставалась такой вплоть до достижения спокойного состояния примерно 26 августа.

Амплитуда в фильтре V равна 5^m7 (17^m2 в максимуме, 22^m9 – в спокойном состоянии). Используя эмпирическое соотношение между ΔV и $\lg P_{orb}$ (см. Shahbaz, Kuulkers, 1998) надо было ожидать $\Delta V = 8^m4$, что на 2^m7 больше реальной. Это различие можно объяснить тремя способами:

(1) величину потока во время вспышки надо изменить – умножить на $\cos i$;

(2) можно предположить, что в потоке в спокойном состоянии полностью доминирует вторичная компонента, излучение которой не вуалируется диском, и

(3) если вторичная звезда проэволюционировала и, возможно, является вырожденной, то она должна быть более слабой. Возможно, сочетанием всех этих трех эффектов и можно объяснить противоречие, Поэтому просто необходимы спектральные наблюдения.

29 июля произошла небольшая оптическая вспышка ($\Delta m = 0^m3$), а позднее – две вспышки уже из спокойного состояния (27.08 и 2.09.98) на 1 зв. величину. Оптические вспышки, наблюдавшиеся на спаде блеска, вызываются, вероятно, переизлучением от рентгеновских вспышек. Однако возникновение оптических вспышек в спокойном состоянии довольно загадочно, т.к. излучение в рентгене очень мало. Заметим, что в рентгене

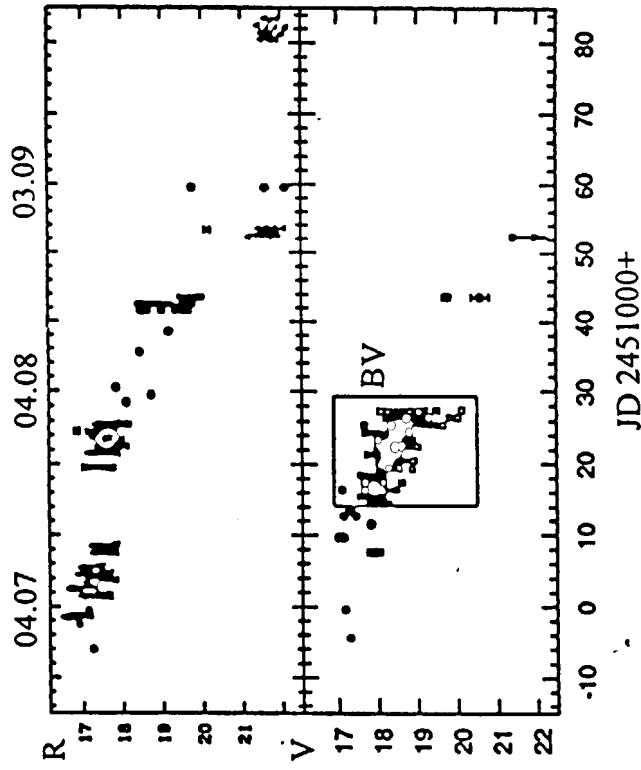
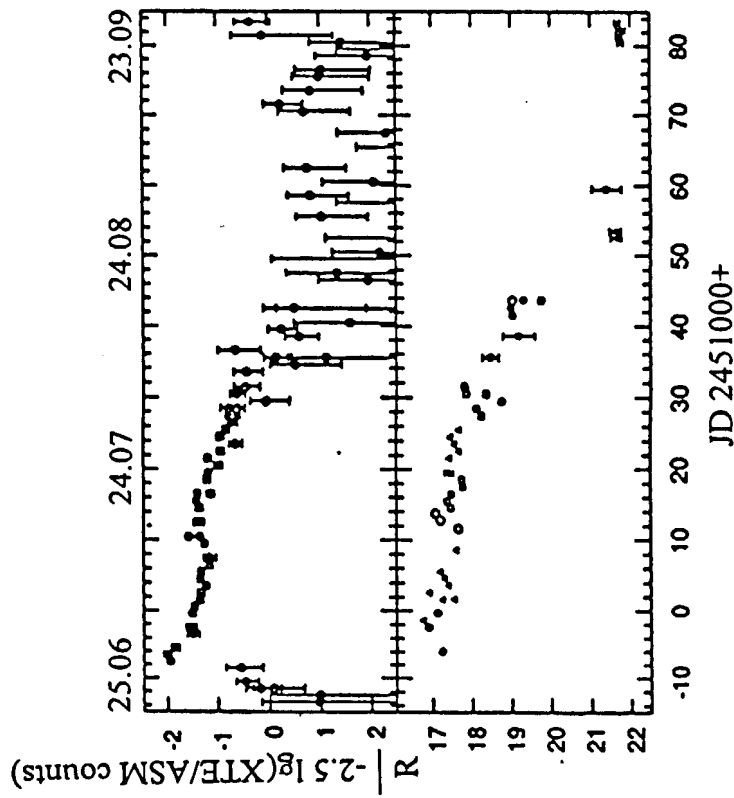


Рис. 3-22. Кривые блеска LZ Aqr = XTE J2123-058 в июле-сентябре 1999 г.
в полосах V, R и рентгеновских лучах.

в это время нет заметного увеличения потока, которое могло бы пролить свет на оптические вспышки в спокойном состоянии.

Наши наблюдения в фильтрах V и BV показали, что в BV падение более заметно, чем в R . Более того, амплитуды в BV и R увеличиваются в течение спада блеска. (Символом BV мы называем широкую систему, включающую обе полосы Джонсона). На рис. 3–23 дана зависимость “цвет время”. Хотя мы явно не сравнивали цвет $V-R$ с $V-R$, ясно из рисунка, что система краснеет, когда вспышка угасает и в излучении начинает проявляться вторичная компонента. В спокойном состоянии мы получили верхний предел на V . Наши цвета соответствуют позднему K типу вторичной компоненты.

На рис. 3–24 представлена фазовая кривая блеска транзиента для разных стадий вспышки (вспышка, спад, спокойное состояние). Данные были свернуты с эфемеридой Zurita, Casares (1998):

$$HJD\ 2451042.639(5) + 0.24821(3) \cdot E.$$

Заметны сильные изменения в амплитуде и в морфологии кривой блеска на стадии спада.

Июльская кривая блеска, как уже отмечалось выше, имеет плоский верх и широкий треугольный минимум. Полная амплитуда изменения блеска – 0.7 зв. вел. и напоминает затменную кривую EXO 0748–676 (с периодом 5.1 часа).

Мы также находим подобие с затменным источником (LMXB – рентгеновская двойная система малой массы) 2A 1822–371, чья сложная оптическая кривая блеска была успешно промоделирована рентгеновским нагревом и частичным затмением толстого неосесимметричного диска и слабого компаньона (Mason et al., 1980). Асимметрия в минимуме у LZ Aqr также видна в отдельные ночи.

С другой стороны, кривая от 16 августа почти синусоидальная и имеет амплитуду около 1^m4 , что очень похоже на систему с нейтронной звездой 4U 2129+47 (период 5.2 часа), где большая амплитуда объясняется прогревом оптической компоненты рентгеновским излучением (Thorstensen et al., 1979). Заметим, что в самом начале быстрого оптического спада (примерно 10 августа) рентгеновский поток уже упал более чем в 10 раз по отношению к максимальному значению. Отметим также и наличие двух резких падений блеска (“узких дипов”) с амплитудой 0^m2 на фазах 0.0 и 0.5, говорящих о возможном затмении.

Последняя кривая блеска, относящаяся к спокойному состоянию ($R \sim 21.5 - 22^m$), показывает эллипсоидальную модуляцию от вторичной компоненты: двухгорбую кривую с полной амплитудой 0^m4 . Эта кривая была создана после удаления тренда с использованием линейного приближения.

Простым способом оценки расстояния является сравнение величины в спокойном состоянии с абсолютной зв. величиной звезды главной последовательности, заполняющей полость Роша и имеющей орбитальный период 6 часов. Комбинируя выражение Paczynski (1971) для среднего радиуса полости Роша и третий закон Кеплера, получим хорошо известную связь

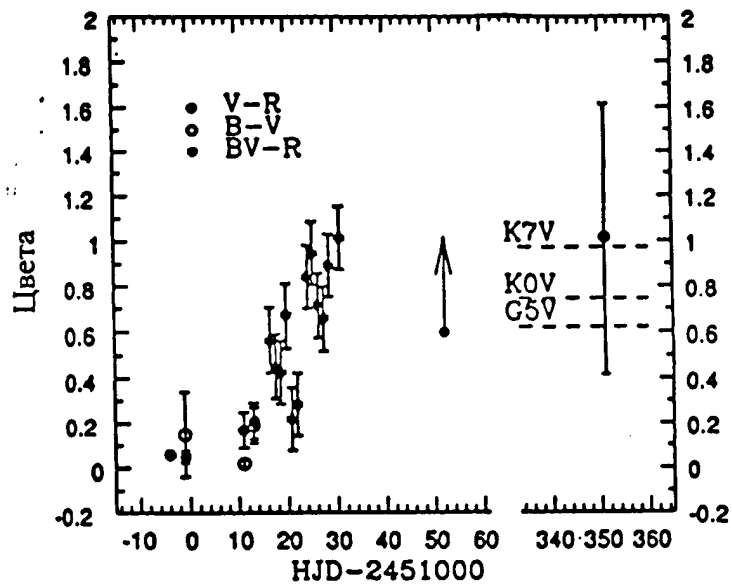


Рис. 3-23. Изменения колор-индексов LZ Aqr.

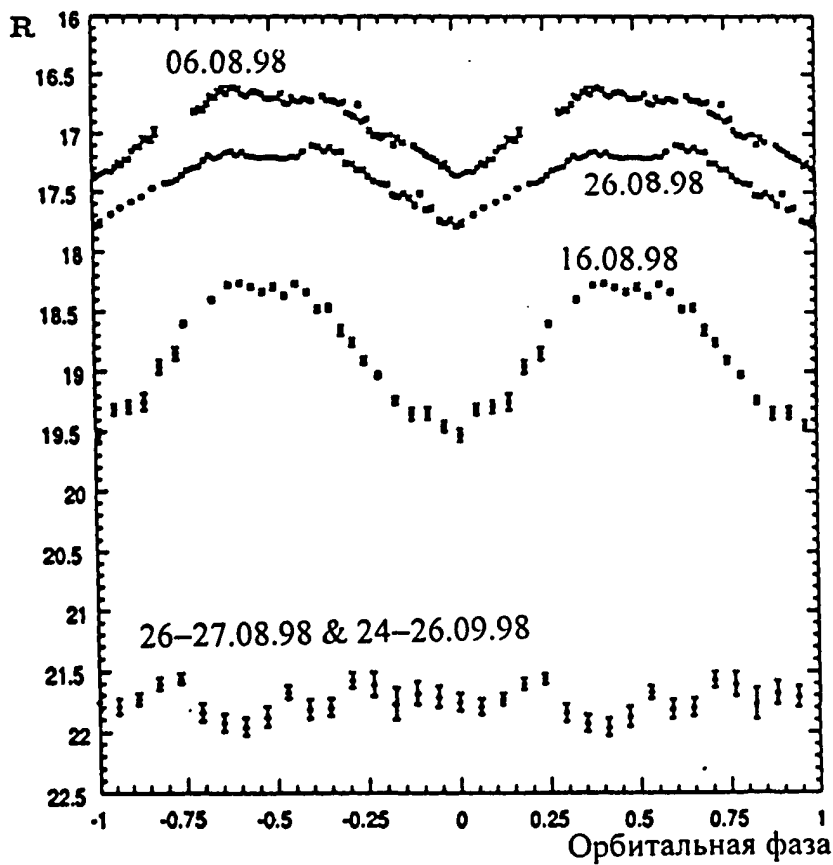


Рис. 3-24. Свертка данных наблюдений в фильтре R для LZ Aqr во время вспышки и в конце спада (вблизи минимального блеска).

между средней плотностью вторичной звезды и орбитальным периодом:

$$\rho = 110/R_h^2 \text{ (г/см}^3\text{)}.$$

Подставляя в формулу орбитальный период RXJ 2123-0058, получим плотность $\rho = 3.1 \text{ г/см}^3$, что соответствует звезде K7 V с массой $0.6M_\odot$ и абсолютной величиной $V_{red} \simeq 7^m$.

При величине $R = 21^m4$ (при учете межзвездного покраснения, $A_V = 0^m37 \pm 0^m15$ по линии NaI D, Hynes et al., 1998), получаем $r = 7.7$ кпк. Фактически, это нижний предел расстояния, т.к. мы пренебрегли вкладом аккреционного диска в "спокойный" оптический поток. Однако заметим, что правильное расстояние, возможно, не так сильно отличается от 8 кпк, т.к. кривая блеска в спокойном состоянии не показывает доказательств "вклада излучения от диска или других незвездных компонент" (см. рис. 3-22). Если считать, что вклад диска равен 50%, тогда расстояние будет 10.8 кпк. Т.е. наше значение 8 ± 3 кпк согласуется с другими оценками.

Моделирование кривых блеска.

При попытке интерпретации кривой блеска и получения параметров мы использовали модели, основанные на работе de Jong, van Paradijs, Augusteijn (1996). Модель предполагает вспышечный аккреционный диск с $h \sim r^{9/7}$ (где h и r – высота и радиус диска соответственно). Вторичная компонента заполняет полость Роша, и при расчете ее светимости учитывается ее прогрев рентгеновским излучением. Предполагается, что диск излучает как черное тело с распределением температуры по радиусу, взятым из работы Vrtilik et al., (1990). Распределение интенсивности вторичного компонента дано по Castelli, Gratton, Kurucz (1997). Альbedo диска и звезды – 0.95 и 0.4 соответственно (de Jong, van Paradijs, Augusteijn, 1996).

Наилучшая кривая блеска на стадии плато (26–30.07.98 г.) была разбита на 29 интервалов. Использовался метод наименьших квадратов, предполагалось, что $L_X = 1/3 \cdot 10^{37}$ эрг/с (для расстояния 8 кпк) и $M_2 = 0.6M_\odot$. Для значения критерия $\chi^2=1.36$ наилучшее решение дает следующие значения параметров системы: $R_{disc} = 0.75_{-0.03}^{+0.06}R_{L1}$, $\alpha = 7.6_{-0.2}^{+1.0}$ град, $i = 76.0 \pm 1.0^\circ$, $q = 4.6_{-0.2}^{+0.5}$ с 99% уровнем достоверности.

При значении $\chi^2=1.0$ наилучшая подгонка модели достигается при $M_2 = 0.1M_\odot$.

Окончательно находим следующие параметры: $R_{disc} = 0.83 \pm 0.05R_{L1}$, $\alpha = 8.8_{-0.2}^{+0.8}$ град, $i = 75.3_{-1.2}^{+0.8}$ град, $q = 3.4 \pm 0.4$.

На стадии спада блеска (16 августа)мы разделили кривую блеска на 20 частей, рентгеновская светимость в это время была на порядок меньше, чем 26–30.07.98: $L_X = 1/3 \cdot 10^{36}$. Наилучшее решение получено для значения $\chi^2=1.51$: $R_{disc} = 0.56 \pm +0.06R_{L1}$, $\alpha = 5.7 \pm 0.5$, $i = 72.0 \pm 3.0^\circ$, $q = 4.2$ при 99% уровне достоверности.

На рис. 3-24 (нижняя кривая, от 26–27 августа и 24–26 сентября 1998 г.) показана кривая блеска для спокойного состояния с характерными эллипсоидальными модуляциями вторичного компонента: мы видим два одинаковых по величине максимума и два минимума разной глубины и формы.

Объяснение этого различия следующее.

Гравитационное потемнение на холодном компоненте более ярко выражено вблизи внутренней точки Лагранжа L_1 . Из-за этого минимум на фазе 0.5 следует ожидать более глубоким, чем на фазе 0.0, что и наблюдается в системе.

Этот эффект важен для систем с высоким наклоном. Расчитанная модель системы с $i = 73^\circ$, $q = 4.6$ и без рентгеновского нагрева наилучшим образом описывает наблюдательные данные для этого состояния.

Обсуждение результатов

Таким образом, LZ Aqr = RXTE J2123-05 – это замечательная двойная система с нейтронной звездой. На нашей оптической кривой блеска есть орбитальные модуляции с интересными изменениями на стадии спада. Подобные модуляции блеска наблюдаются также источников с аккреционными дисковыми коронами и сравнимыми орбитальными периодами – 4U 2129+47 и 2A 1822-371, хотя эти источники не транзиенты.

Рентгеновская кривая блеска показывает характерные черты для подобных источников, а именно, быстрый подъем и экспоненциальный спад, и вторичный максимум. Более того, отношение рентгеновской и оптической светимостей находится в прекрасном согласии с наблюдаемым распределением рентгеновских двойных систем малой массы (LMXBs).

Насмотря на высокое наклонение, рентгеновский источник XTE J2123-05 не затмевается аккреционным диском, т.е. $\alpha \geq 90^\circ - i$, где α – угол раскрытия (угловое расширение) диска. Что находится в согласии с нашими оценками (см. выше). Долговременную эволюцию оптической кривой блеска можно сравнить с аналогичной эволюцией других SXTs (GRO J0244+32, A0620-00 = V616 Mon, N Mus 91 = GX Mus). У них наблюдается медленный линейный спад, следующий за крутым подъемом. XTE J2123-05 также следует подобному сценарию, хотя амплитуда и шкала времени меньше в 2 раза.

Мы также промоделировали нашу R -кривую на различных стадиях (спад и спокойное состояние), включая эффекты затмения и нагрева звезды аккреционным диском. Это дало наклонение системы $i = 73 \pm 4^\circ$ для обеих стадий. Кривые блеска на стадии спада (июль) подобны таким же у ТХО 0748-676 и 2A 1822-371 с широкой депрессией от фазы 0.7 до затмения и крутым подъемом до максимума. Наши расчеты показывают, что доминирующим источником света является аккреционный диск, а острую форму минимума можно объяснить затмением диска вторичной звездой, а также изменением температуры полярных шапок на вторичной компоненте. Изменения, наблюдаемые на фазе спада блеска вызываются большими изменениями размера и геометрии диска. Наши расчеты для 16 августа показали, что у системы был более тонкий и уменьшенный диск, у которого рентгеном нагревается незначительная его часть. Очевидно, что в этом состоянии холодная звезда сильнее нагревается рентгеновским излучением, и амплитуда переменности увеличивается в два раза (до 1^m4). Результирующая кривая имеет синусоидальную форму и похожа на кривые 4U 2129+47 (=V1727 Cyg) и HZ Her.

Из нашей модели следует, что при изменении размера диска на 30% блеск в оптике падает на $1.^m7$.

Если угловой момент передается вязкостью, тогда при вспышке угловой момент будет переноситься ко внешним частям, и, следовательно, радиус диска будет увеличиваться. Система находится на стадии спада блеска, когда кончается перенос массы и диск сжимается до обычного размера (Livio, Verbunt, 1988; Ichikawa, Osaki, 1992). Наблюдения U Gem, OY Car, HT Car, Z Cha показывают, что, конечно же, при вспышке диск больше, чем в спокойном состоянии. Сравнение наших результатов с изменениями диска у U Gem (Smak, 1984a) дает приблизительно ту же скорость падения.

Рентгеновская новая XTE J1118+480 = KV UMa

Эта рентгеновская Новая вспыхнула 30 марта 2000 г. и достигла в максимуме блеска $12.^m5$.

Сразу после сообщения о вспышке автор начал проводить ПЗС-фотометрию переменной (см. Pavlenko, Dmitrienko, Shakhovskoi, Shugarov et. al., 2001). Кривая блеска (см. рис. 3-25) оказалась похожей на кривую рентгеновской Новой V616 Mon, а именно: после продолжительного плато длительностью около 120 суток у нее началось стремительное падение блеска (у V616 Mon плато длилось почти 200 суток). Через 8 месяцев после вспышки звезда стала недоступной для наших телескопов и инструментов: в декабре 2000 при пределе в $21.^m$, полученном на 125-см телескопе с ПЗС-приемником, изображения на месте переменной не обнаружено. Следовательно, амплитуда вспышки составила более $9.^m$. Во время спада блеска у звезды четко прослеживался период $0^d.17085$ (см. рис. 3-26). Кроме того, подтверждены 10-секундные колебания блеска с амплитудой в несколько сотых звездных величин. Анализ кривой блеска и энергетических характеристик показали, что данная система также является кандидатом в черные дыры.

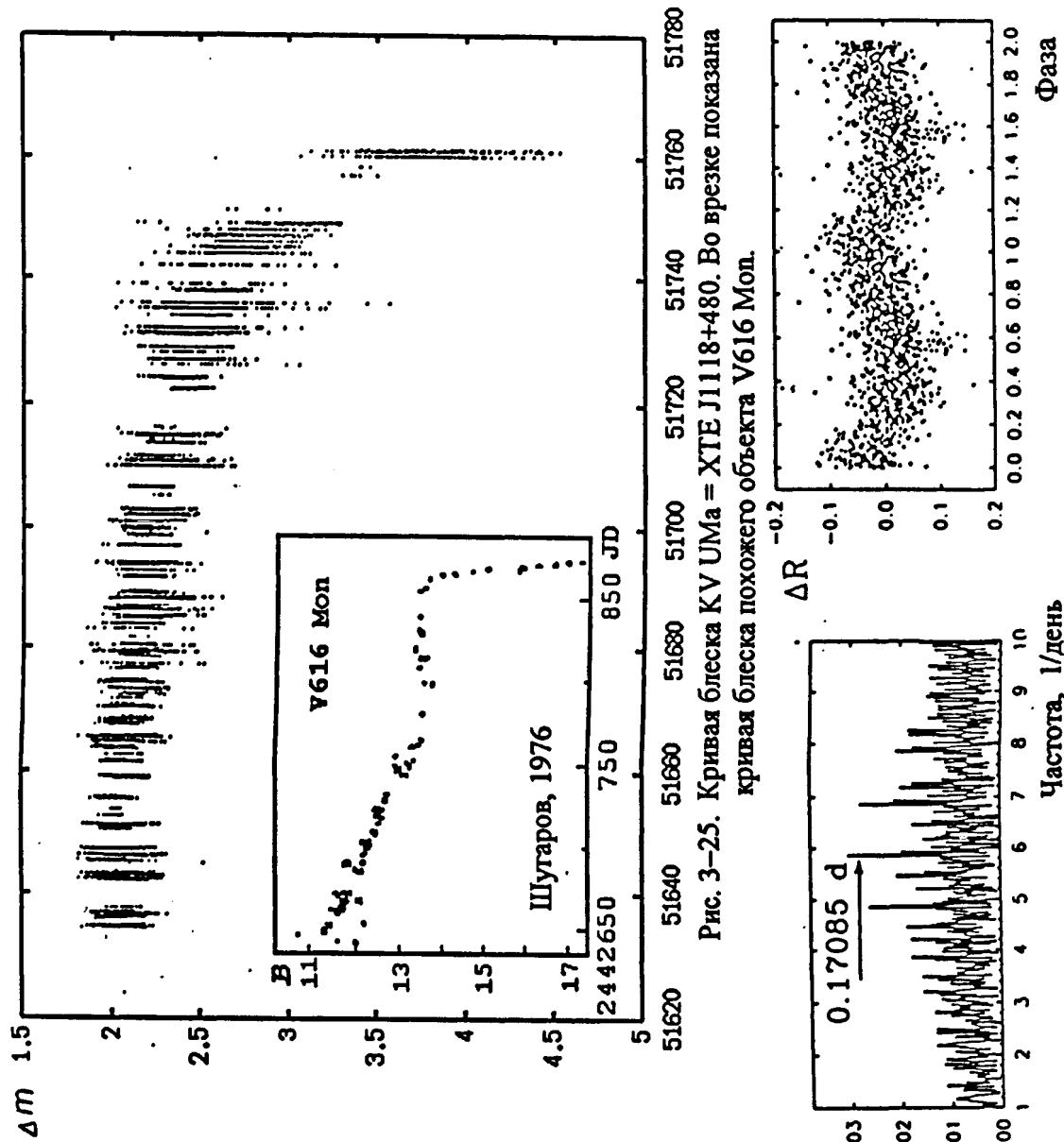


Рис. 3-25. Кривая блеска KV UMa = XTE J1118+480. Во врезке показана кривая блеска похожего объекта V616 Mon.

Рис. 3-26. Периодограмма и свертка данных наблюдений с орбитальным периодом для KV UMa.

3.3 Симбиотические новые звезды

Главное отличие симбиотических звезд от классических Новых состоит в том, что в системе присутствует не карликовая звезда ГП, а красный гигант в паре с компактным объектом. Как следствие – все фотометрические процессы проходят на больших временных шкалах. В системах либо вовсе не наблюдается фликеринг, либо амплитуда его незначительна, в отличие от большинства ВП, в спектре может доминировать именно гигант, хотя присутствие эмиссионных линий от аккреции вещества на компактный объект, как правило, наблюдается. В ОКПЗ эти звезды отнесены к медленным Новым – НС.

RT Ser – медленная Новая 1910 г.

Вероятно, первая обнаруженная подобная система – RT Ser, вспыхнувшая в 1910 г.

Автор измерил звезду на негативах ГАИШ и получил 20 *UBVR* оценок блеска переменной (Shugarov, Pavlenko, 1997). Для обработки и анализа периодичности были также использованы телевизионные наблюдения Е. Павленко и др. (1996). Поскольку амплитуда изменения блеска оказалась $\sim 1^m$, было возможно дополнить наши ряды несколькими дополнительными точками: глазомерные оценки блеска были сделаны из доступных нами звездных атласов (Паломар и Ференберг). Полная кривая блеска, включая схематическую кривую Payne-Gaposhkin, Gaposhkin (1938), показана на рис. 3–27.

Совместная обработка всех данных показала, что у RT Ser наблюдаются периодические изменения блеска, причем период немногим более 12 лет. Свертка, полученная с элементами

$$JD_{max} = 2446600 + 4519 \cdot E,$$

показана на рис. 3–28. На графике видна синусоидальная кривая блеска. Автор предположил, что причина переменности – эффект переизлучения жесткого ультрафиолетового излучения, идущего от вырожденной звезды, на красном гиганте.

Температура вырожденной звезды, оцененная Murset, Nussbaumer (1994), в настоящее время более 114000 К. Он же показал, что с 1919 г. температура этого компонента выросла с 7500 К до указанной величины (см. рис. 3–27).

Очевидно, что при столь незначительной температуре, какая было в 1920-х годах, сильного эффекта переизлучения не могло быть (предполагаем, что излучение поглощалось сброшенной после вспышки оболочкой). Эффект переизлучения должен приводить к появлению на холодном гиганте горячей области – пятна. За время оборота одного компонента вокруг другого условия видимости пятна изменяются – мы либо видим прогретую полусферу красного гиганта (максимум блеска), либо пятно отвернуто от нас и вклад от него в общий (видимый) блеск системы не происходит (минимум блеска). По амплитуде волны можно оценить (правда, очень грубо, поскольку рассчитать светимость пятна, образованного в разреженной фотосфере красного гиганта, очень сложно) физические

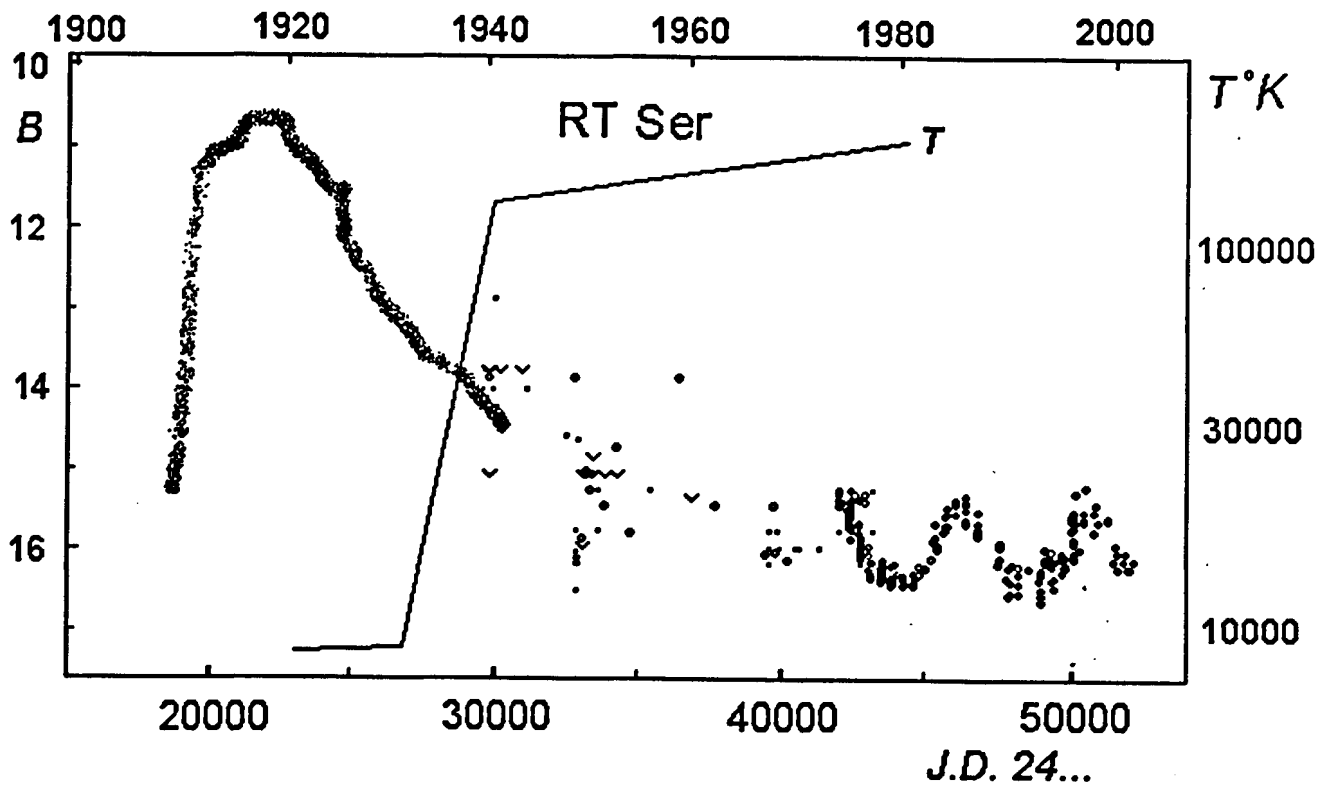


Рис. 3-27. Кривая блеска (левая шкала) и температуры вырожденно-го компонента (правая шкала, символ T) для RT Ser с 1910 по 2002 гг. Обозначения:

- - схематическая кривая блеска из работы Гапошкиной (1938),
- - фотографические, фотоэлектрические, TV и ПЗС-наблюдения.
- - фотографические наблюдения на 20-см телескопе Васильяновской.
- - неуверенные наблюдения
- ∇ - верхний предел негативов (звезда не видна).

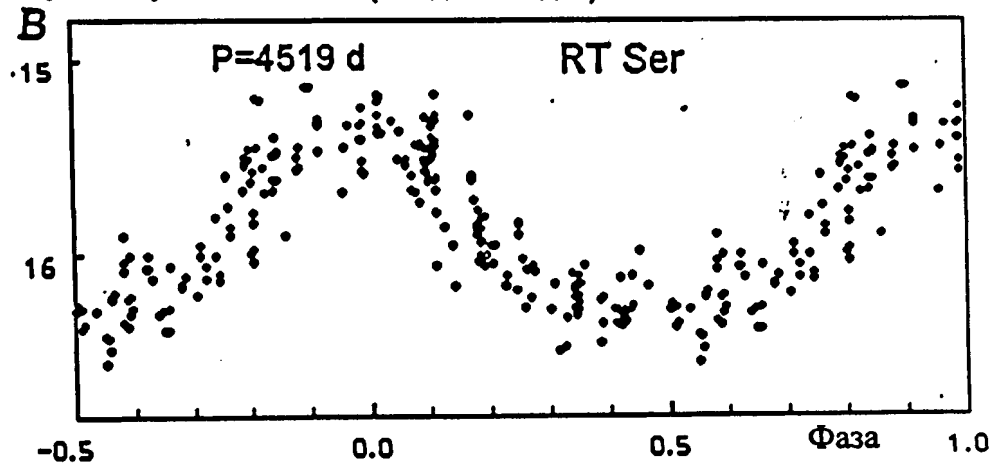


Рис. 3-28. Свертка данных наблюдений RT Ser с найденным орбитальным периодом.

параметры системы. Спектральный класс красного гиганта – М6 III, масса $6M_{\odot}$, а межзвездное поглощение $A_V = 0^m5$ (Seaquist et al., 1993). Мы берем для расчетов эти величины, а спектральный класс М6 III отнесем к непрогретой части красного гиганта. Расстояние между компонентами (по III закону Кеплера) находим в 7–8 а.е. Далее учитываем межзвездное поглощение и соответствующее покраснение в цветах. Наиболее удачное приближение температуры для пятна оказалось (после нескольких приближений) в 150000 К, что неплохо согласуется с указанной Murset, Nussbaumer (1994).

В следующей таблице приведены рассчитанные по наблюдениям и моделированию температуры и видимые величины пятна, холодного и горячего компонентов для различных фотометрических систем, в которых проводились наблюдения. В скобках даны наблюдаемые звездные величины, исправленные за поглощение, т.е. видимый суммарный блеск всех компонент излучения.

Таблица 3–1.

Фотометр.	Красный	Вырожд.	Пятна на	Горяч. и хол.	Горяч. и хол.
система	гигант	компонент	красн. комп.	компоненты	
				Минимум	компоненты и пятно Максимум *
<i>R</i>	12.8	16.1	12.5	12.8(12.9)	12.0(12.2)
<i>V</i>	15.0	16.1	14.3	14.7(14.6)	13.7(13.9)
<i>B</i>	16.6	16.1	15.0	15.6(15.6)	14.5(14.6)
<i>U</i>	≤ 18	15.2	?	15.1(15.0)	?

В полосе *U* пока недостаточно наблюдений, поэтому определены не все величины. Видно неплохое согласие вычисленных и наблюдаемых величин. Размер горячего пятна можно оценить в $0.2 - 0.3R_{\odot}$, а температуру пятна в несколько тысяч градусов, что хорошо согласуется с вычисленными цветами пятна. Для расчетов радиус горячего компонента был взят равным $0.15R_{\odot}$ (Murset, Nussbaumer, 1994). Таким образом, впервые был определен орбитальный период и построена предварительная модель системы RT Ser.

V1329 Cyg – Новая 1964 года

Симбиотическая звезда *V1329 Cyg*, вспышка которой началась в 1964 г., максимального блеска 11^m5 достигла в октябре 1995 г.

На рис. 3–29 показана кривая блеска, полученная по всем опубликованным наблюдениям, включая фотоэлектрические и ПЗС-наблюдения автора. Сразу после вспышки Schild, Schmid (1997) нашли на кривой блеска колебания с периодом 955 суток, а по архивным данным до вспышки немного больший период – 958 суток. В работе (Chochol, Andronov, Shugarov et al., 1999) мы проанализировали по новым данным кривую блеска, уточнили орбитальный период и нашли вторичные волны и циклы у переменной. На приведенной выше кривой блеска виден монотонный спад блеска после вспышки, поэтому при анализе данных на периодичность учитывался тренд, который в пределах ошибок оказалось возможным представить линейной функцией. Сводка данных, полученная для различных фотометрических

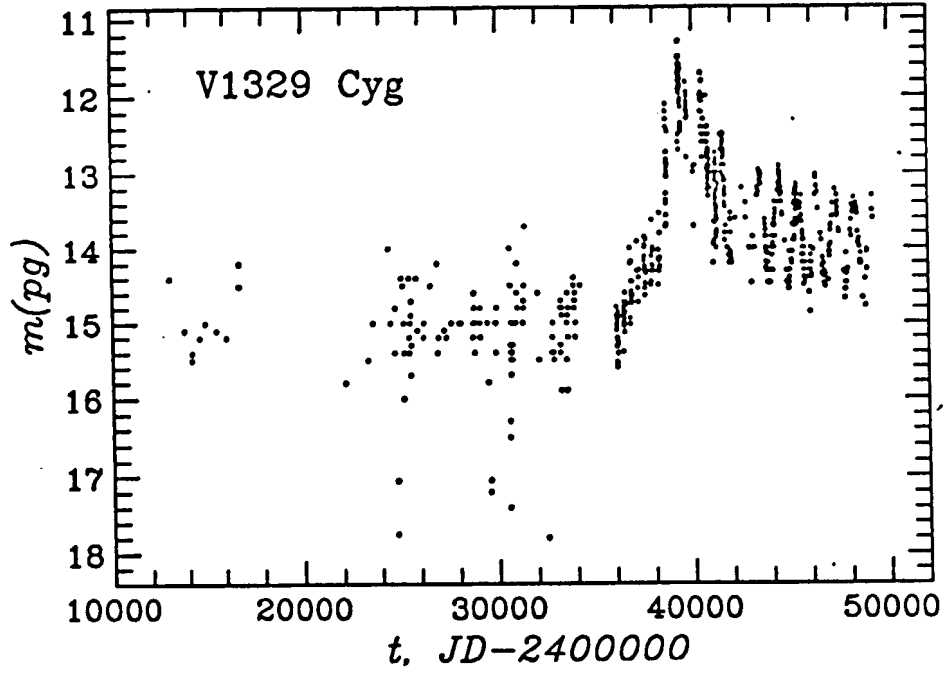


Рис. 3-29. Сводная кривая блеска V1329 Cyg по фотографическим наблюдениям.

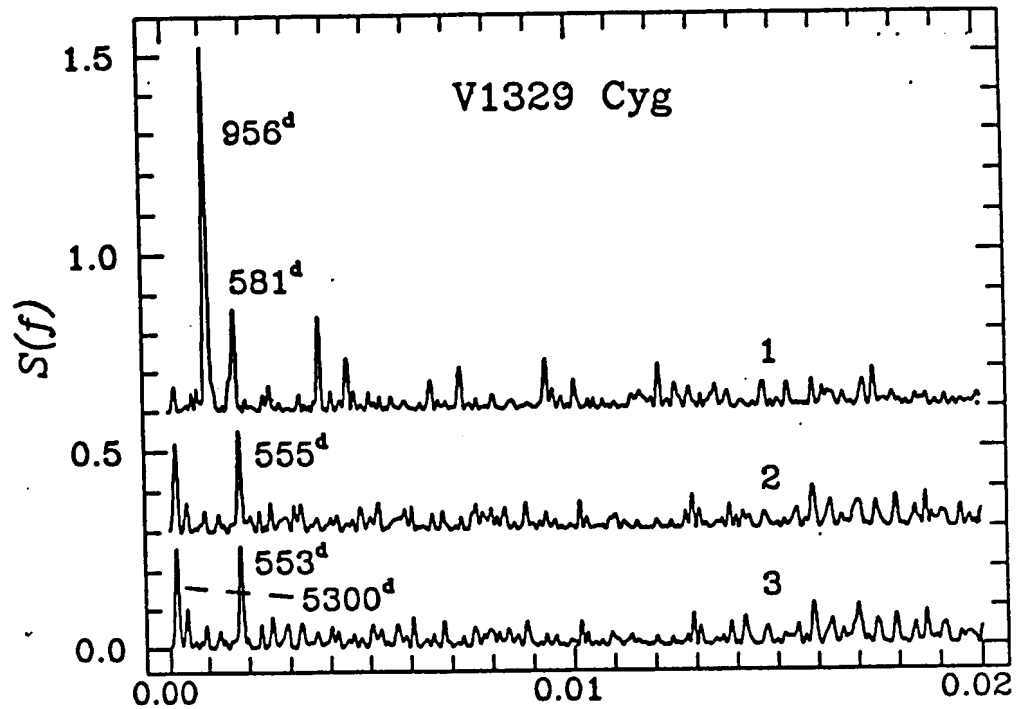


Рис. 3-30. Периодограмма для V1329 Cyg, вычисленная после снятия тренда (график "1") и после вычета главного периода ("2" и "3").

систем, приведена в следующей таблице:

Таблица 3–2. Характеристики тригонометрических полиномов и линейного тренда для наблюдений V1329 Cyg после JD 2442000.

	<i>U</i>	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>vis</i>	<i>pg</i>	<i>pg + B</i>
<i>n</i>	314	319	320	3754	392	711
\bar{t}	46985	46779	46766	47726	35230	45925
<i>a</i> ₁	12.95	13.79	13.21	13.34	13.82	13.76
±	0.01	0.01	0.01	0.01	0.01	0.01
<i>s</i>	2	3	3	3	2	2
10 ⁶ <i>a</i> _{2<i>s</i>+2}	100	68	70	42	64	108
±	4	3	3	2	5	7
<i>P</i>	953.9	956.0	957.8	956.3	958.9	958.2
±	3.9	2.5	2.4	1.9	4.8	6.4
<i>T</i> _{max}	46300.0	46304.3	46298.3	46315.2	46362.2	46328.8
±	3.9	6.2	5.8	3.2	5.7	5.2
<i>T</i> _{min}	46778.9	46771.7	46748.0	46778.9	46762.1	46755.5
±	10.5	4.5	3.3	4.9	5.8	4.5
<i>M</i> - <i>m</i>	0.498	0.511	0.510	0.515	0.540	0.555
±	0.014	0.006	0.006	0.005	0.011	0.009
δm	1.598	1.234	1.211	1.007	1.260	1.269
±	0.022	0.018	0.017	0.013	0.019	0.016
σ_{O-C}	0.170	0.107	0.105	0.275	0.151	0.134

Обозначения:

U, B, V – наблюдения в соответствующих фотометрических системах, *vis* – визуальные наблюдения (по AAVSO),

pg – фотографические измерения, близкие к системе *B*;

n – число наблюдений,

t – исследуемый интервал времени,

P – найденный период,

*T*_{max} и *T*_{min} – вычисленные эпохи, соответствующие максимальному и минимальному блеску, *M – m*, δm , σ_{O-C} – найденные асимметричность кривой блеска, амплитуда и размах индивидуальных уклонений *O – C* соответственно.

Для каждого значения приведена ошибка. Вычисления проводились по программе, разработанной Андроновым (Andronov, 1994).

На рис. 3-30 показана периодограмма, построенная для фотоэлектрических наблюдений в полосе *B*. При анализе на периодичность линейный тренд убирался. Уточнен основной период: 956.5 суток. Свертка наблюдений с этим периодом показана на рис. 3-31.

Нижняя диаграмма построена для тех же наблюдений, после удаления периодической составляющей (главной гармонике с периодом 956 суток). На периодограмме появились два новых пика – 553 суток и 5300 суток. Кривая блеска для остатков (после удаления главного периода), свернутая с периодом 553.1 сут., показана на рис. 3-32. Амплитуда волны (по фотоэлектрическим *B*-наблюдениям) равна примерно 0^m15 и совпадает в пределах ошибок для полос *U, B* и *V*. Причина появления этих двух

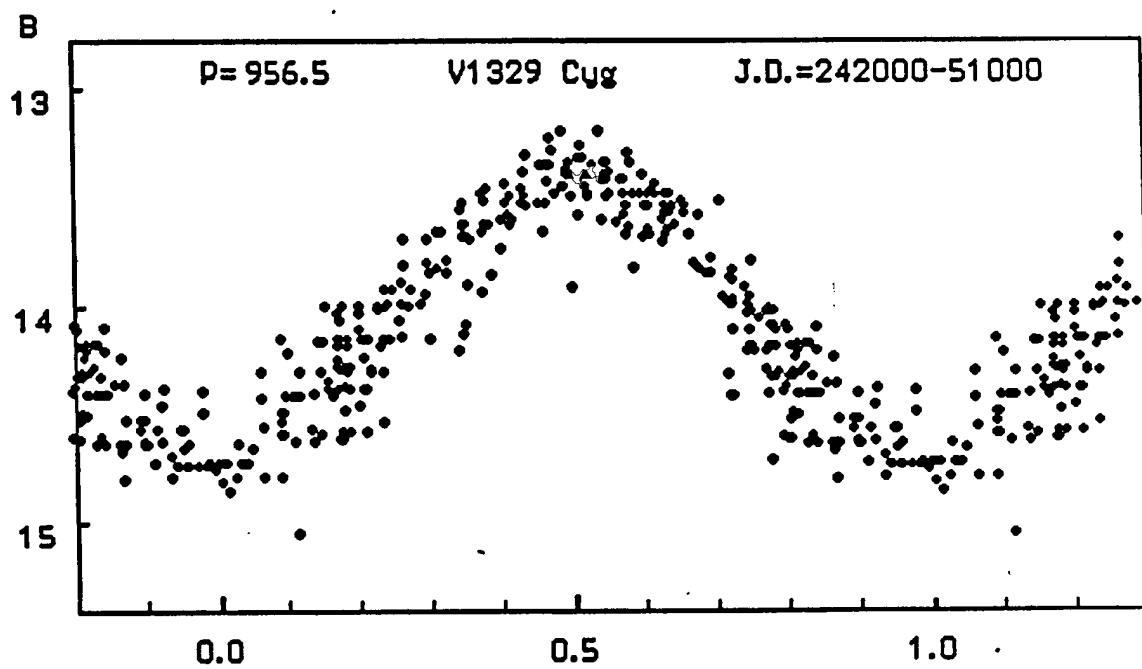


Рис. 3-31. Свертка наблюдений V1329 Cyg с основным периодом.

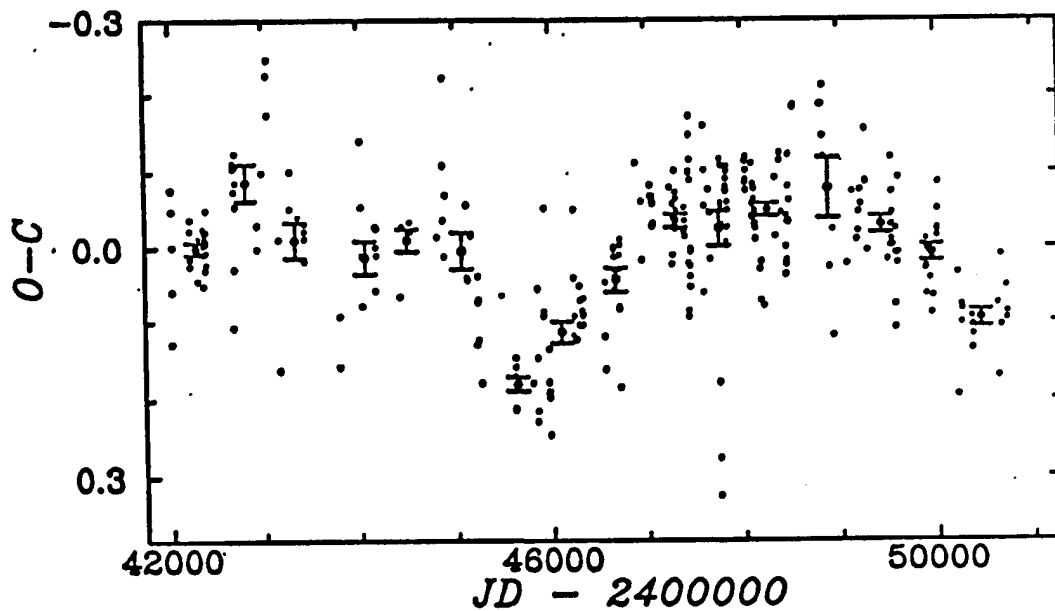


Рис. 3-32. Свертка наблюдений V1329 Cyg, построенная после вычета основного периода, для периода $553^d.1$.

волн, вероятно, в систематических изменениях как геометрии, так и локализации горячей области He II, которая является основным источником излучения в оптическом континууме (Skopal, 1998).

В итоге для V1329 Cyg мы нашли или уточнили:

1. Эфемериду: $JD_{min} = 2446771 + 956.5 \cdot E$.
2. Сходство кривых блеска в полосах B, V , причем $B - V = 0.564 \pm 0.005$ на всем ряду наблюдений.
3. Амплитуду, равную $1^m22 V$. Скорости падения блеска в полосах B, V равны $7 \cdot 10^{-5}$ вел./день.
4. Отличие скорости падения в полосе U : 10^{-4} вел./день и большую амплитуду, достигающую 1^m60 .
5. Отсутствие сдвига по фазе в минимумах блеска для всех фотометрических систем (U, B, V, pg, vis).
6. Вероятное существование вторичного периода в 553 сут. с амплитудой 0^m15 .
7. Долговременную модуляцию кривой блеска с периодом $\sim 5300^d$ и амплитудой около 0^m17 .

V1016 Cyg – медленная Новая 1964 г..

Как и V1329 Cyg, это симбиотическая звезда, вспыхнувшая в 1964 году. До вспышки звезда была около $\sim 16^m$, а максимального блеска 10^m5pg достигла в 1971 г.

Munari (1988) первым указал на существование периода около 480 сут., вызванного пульсациями красного гиганта (аналогичных пульсациям звезд типа Миры Кита). Таранова и Юдин (1986) сообщили об образовании у V1016 Cyg пылевой оболочки. Величину орбитального периода различные авторы находили по косвенным данным от 6 до 60 лет.

Из-за большой неопределенности величины периода, было решено проанализировать заново наблюдательные данные и провести новые измерения переменной, в том числе и по архивным фотографиям.

Автор измерил блеск этой звезды на московских и зоннебергских фотопластинках, а также получил фотоэлектрические и ПЗС-наблюдения. Так, зоннебергские и московские измерения позволили детально восстановить кривую блеска во время вспышки, а Московские – дополнить кривую несколькими оценками до вспышки. Анализ всех наблюдений дан в работе Parimucha, Arkhipova, Chochol, Shugarov et al. (2000).

Для анализа кривой блеска мы использовали 1200 фотографических измерений на московских, зоннебергских и одесских негативах с 1985 по 1997 гг., а также измерения на негативах, обнаруженных автором на обсерватории Скальнате Плесо (Словакия). Для калибровки и наибольшей однородности измерения на негативах проводились путем привязки к созданному автором фотоэлектрическому стандарту. У этой звезды сложный эмиссионный спектр, что вызвало, несмотря на используемые одинаковые стандартные звезды, систематический сдвиг между измерениями, полученными на различных телескопах. Эмпирически, по наблюдениям в одни и те же эпохи, мы нашли сдвиг в звездных величинах на одних телескопах относительно других и на сводной кривой блеска (см рис. 3–33) показали наблюдения, приведенные к фотоэлектрической системе B .

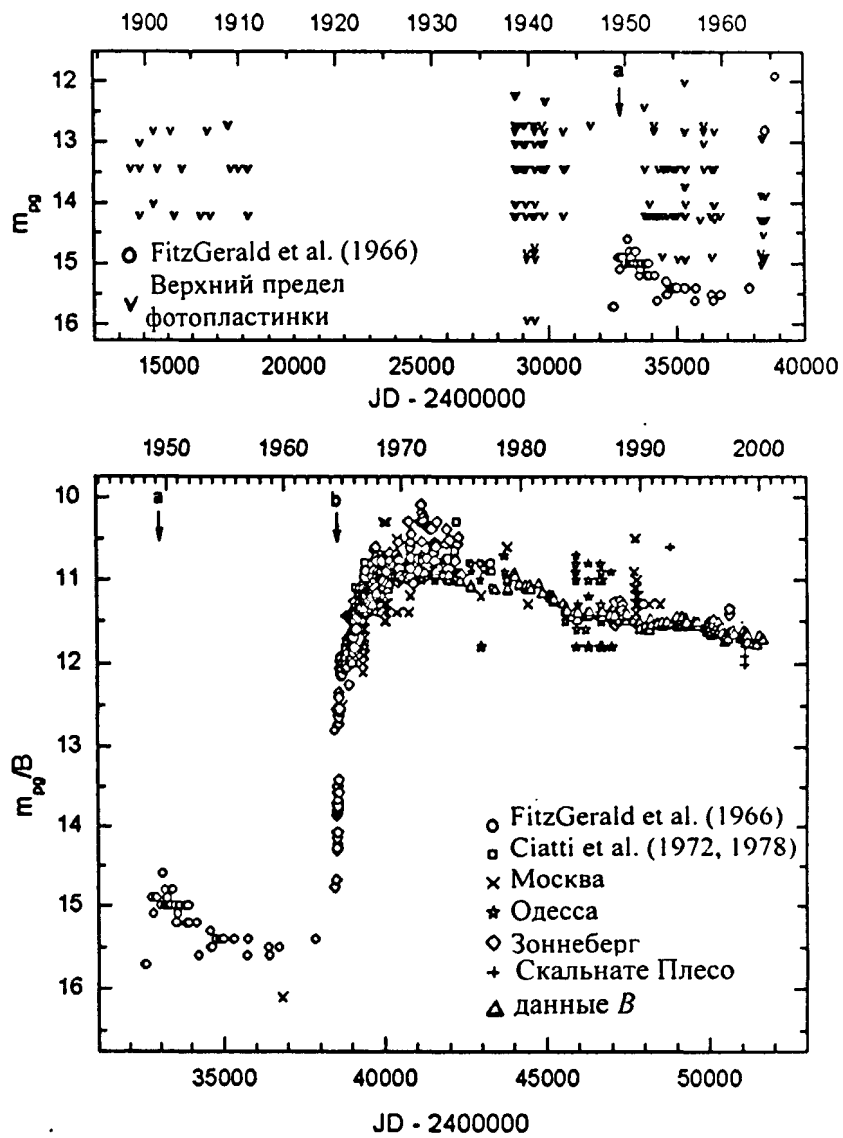


Рис. 3-33. Кривые блеска V1016 Суг: до вспышки (верхний график) по архивным наблюдениям и после вспышки (нижний график).

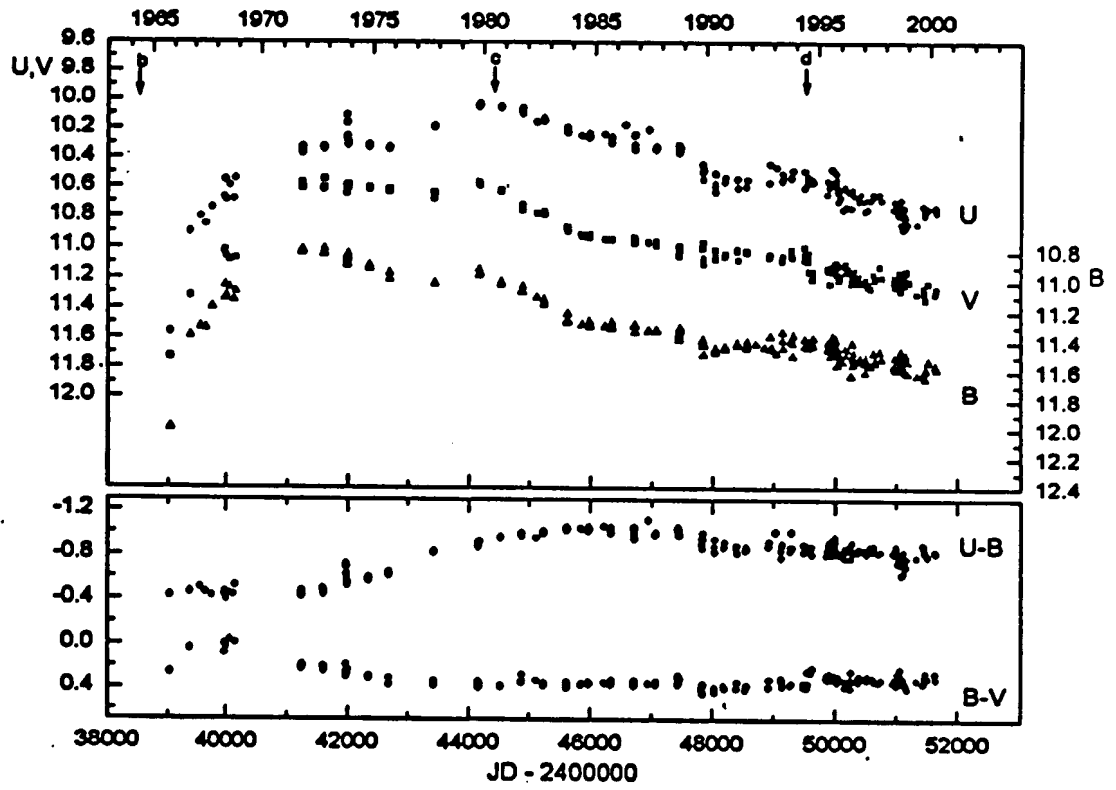


Рис. 3-34. Фотоэлектрические кривые $U, B, V, U - B$ и $B - V$ для V1016 Суг.

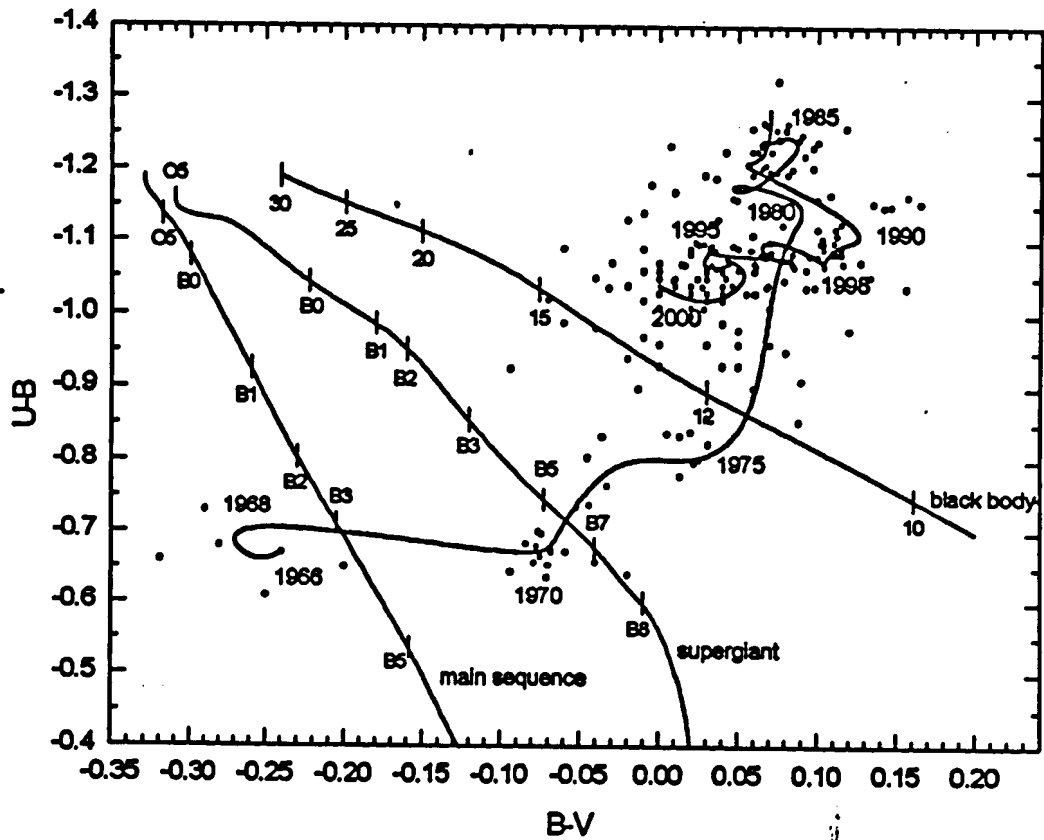


Рис. 3-35. Трек V1016 Суг на диаграмме $B - V / U - B$.

Найдены следующие поправки для различных телескопов: Москва -0^m6 , Одесса -0^m1 , Зоннеберг -0^m2 , Скальнате Плесо $+0^m1$.

Звезда была видна только на 653 негативах, на остальных мы оценивали верхний предел негативов и не обнаружили в исследуемом интервале (JD 2414000–2428000) пропущенных вспышек. На приведенном рисунке для большей полноты воспроизведения кривая блеска была также дополнена наблюдениями других авторов.

Фотоэлектрические наблюдения проводились на Крымской лаборатории ГАИШ (Архипова, 1983, Архипова и др., 1994). Кривая была дополнена последними наблюдениями, полученными автором. Из-за сложного эмиссионного спектра наблюдения в системах B, V приводились к температуре воздуха 10 градусов, поскольку кривые пропускания фильтров немного сдвигаются в зависимости от окружающей температуры. Также был найден сдвиг кривых для разных ФЭУ. Для построения сводной фотоэлектрической кривой блеска использованы также наблюдения, проведенные в Словакии на обсерватории в Скальнате Плесо (Pacimucha, Arkhipova, Chochol, Shugarov et al., 2000). Кривые блеска в различных системах показаны на рис. 3-34. К сожалению, полностью (особенно в системе V) фотоэлектрические наблюдения совместить не удалось. Очевидно, интенсивность эмиссионных линий в спектре изменяется со временем и небольшая разница в инструментальных системах не является постоянной. Сильные эмиссионные линии [O III] $\lambda\lambda 4959, 5007 \text{ \AA}$ находятся на краю полосы V и вносят ошибку, которую учесть очень сложно. Кривая блеска дополнена ПЗС- V -наблюдениями автора, полученными в Москве на 30-см телескопе, а также на 38-см и 60-см телескопах в Крыму.

Для независимого анализа мы использовали визуальные наблюдения из VSNET, AAVSO, AFOEV, VSOLJ, всего 7700 наблюдений с 1967 до 2000 г. Все наблюдения усреднялись за 10 суток, при этом средняя ошибка составила около $\pm 0^m5$.

После удаления тренда (с достаточной точностью спад кривой блеска можно представить линейной от времени функцией) был проведен анализ оставшихся изменений блеска. На кривой блеска заметны 2 поярчания (видимые, впрочем, и на общей кривой блеска, рис. 3-33 и 3-34). На кривой блеска до основной вспышки 1968 г. видно поярчание на 1^m в 1948 г. Объединяя все эти 4 вспышки (включая и вспышку 1968 г.), можно вывести следующие элементы:

$$JD = 2427590 + 5510 \cdot E.$$

Остатки $O-C$, вычисленные с найденными элементами, приведены в таблице 3-3.

На кривых блеска (рис. 3-33 и 3-34) моменты, соответствующие этим поярчаниям, отмечены стрелками и индексами "a", "b", "c" и "d". Поведение цветов $U - B$ и $B - V$ показано на рис. 3-34. Показатель $B - V$ немного увеличился от 0^m до $+0^m3$ (с 1968 до 2000 г.), а показатель $U - B$ уменьшился с -0^m4 до -0^m9 за этот же период. На рис. 3-35 показан трек V1016 Суг на двухцветной диаграмме после вспышки (с 1996 г.), а также положение звезд главной последовательности, ветви сверхгигантов и абсолютно черного тела. На рис. 3-35 положение переменной исправлено за

величину межзвездного покраснения из работы Nussbaumer, Schild (1981):
 $E(U - B) = 0^m21$, $E(B - V) = 0^m28$.

Таблица 3-3. Стадии активности V1016 Cyg.

	Год	JD 2400000+	Тип активности	O-C
a	1949	33070±160	вспышка	- 27
b	1964	38527± 19	главная вспышка	- 80
c	1980	44360±280	вспышка	244
d	1994	49490±105	вспышка	-136

Мы показали, что симбиотическая звезда V1016 Cyg – это широкая двойная система, содержащая красный гигант – пульсирующую звезду типа Миры Кита и белый карлик. Вследствие постоянной аккреции из-за звездного ветра в диске вокруг белого карлика аккумулируется плазма (по-видимому, водород) и по мере накопления последней с определенной цикличностью происходят термоядерные взрывы и наблюдаемые вспышки у системы.

Во время очередной вспышки в 1964 г. звезда стала источником ионизирующего излучения для окружающей туманности, что привело к формированию у V1016 Cyg небулярного спектра. Эволюция температуры и светимости вспыхнувшей звезды изучалась Murset, Nussbaumer (1994). Они показали, что максимум температуры (150000 K) был достигнут в 1984 году. Это находится в согласии с показателем цвета $U - B$ (см. рис. 3-34), который, в основном, отражает изменения температуры горячего компонента. Эволюционный трек V1016 Cyg на двухцветной диаграмме после вспышки 1964 года, приведенный на рис. 3-35, объясняется результатом изменения соотношения вкладов от горячего компонента и рекомбинационного излучения туманности. Мы видим, что во время максимального блеска Новой в 1971 г. (в полосах B и V) ее спектр был сходен со спектром сверхгиганта B6 I (мимикрия под сверхгигант).

Если мы будем интерпретировать 5500-дневную периодичность как орбитальную, тогда можно объяснить увеличения блеска (вспышки или поярчания с обнаруженным периодом) усилением переноса вещества в периастре орбиты, в предположении сильного эксцентриситета орбиты спутника. Эта же причина могла также вызвать и главные вспышки у системы. Интересно отметить, что максимумы блеска 1980 и 1994 гг. годов происходили после хорошо заметных депрессий 1976 и 1992 гг., и, возможно, были вызваны усилением переноса вещества от холодного к горячему компоненту. Подобный эффект был также определен у очень медленной классической Новой V723 Cas (Chochol, Pribulla, 1998). Наш вывод о причине вспышек косвенно подтверждает и долговременная инфракрасная фотометрия, проведенная Тарановой и Шенавриным (2000). Полученные ими наблюдения также показали увеличение блеска системы в ИК полосах J и H в 1992 г., что легко объяснить увеличением переноса вещества на белый карлик в периастре, приведшему к вспышке 1994 года.

15-летний орбитальный период V1016 Cyg подтверждается также из-

менениями потоков ультрафиолетовых линий (IUE, на телескопе Хаббла), показывающими волну с максимумом в 1981 году и минимумом в 1988 году (Parimucha et al., 2000).

V410 Cas – возможная симбиотическая звезда

Переменность V410 Cas была открыта Hoffmeister (1967). Он нашел вспышку у звезды в 1938-39 гг. до $15^m.5$, в остальное время блеск у звезды колебался в пределах $17^m.5$ – 18^m . Мы изучили эту звезду на 409 негативах, полученных на 40-см астрографе Крымской лаб. ГАИШ, в интервале JD 2437912–48180 (1962–1990 гг.). (Antipin, Shugarov, 1992).

Наши измерения показали, что до 1978 г. звезда была в минимальном блеске, который совпадал с блеском, указанным Хоффмейстером вне вспышки (около $17^m.5$). С 1978 г. блеск системы начал возрастать, и за 1.5 года увеличился до $15^m.5$ (см. рис. 3–36 и 3–37). Согласно последним наблюдениям, полученным в 2002 г., блеск остается на том же ярком уровне.

Интересная особенность, видимая на графике – небольшое ослабление блеска, произошедшее спустя 3 года после вспышки: депрессия на $0^m.6$ от уровня высокого блеска (до $16^m.2$). Возможно, как и у симбиотической новой PU Vul, это явление может быть вызвано затмением в широкой паре.

Показатель цвета переменной $V - R$ близок к нулю, что тоже косвенно свидетельствует, что V410 Cas – вероятный кандидат в симбиотические звезды. Однако, в отличие от классических симбиотических новых звезд, у объекта наблюдалось 2 вспышки небольшой амплитуды. Поэтому не исключено, что возможными прототипами V410 Cas могут быть такие симбиотические звезды, как CN Cyg или TX CVn (Skopal, Pribulla, Wolf, Shugarov et al., 2000) или YY Her (Munari, Rejkuba, Hazen, Shugarov et al., 1997).

Последние наблюдения показали, что у V410 Cas более сложный характер переменности, чем у классических симбиотических или новоподобных звезд. Поэтому крайне необходимы дальнейшие спектральные и фотометрические наблюдения переменной для полного физики процессов, происходящих в звезде.

3.4 Исследование карликовой новой IP Peg

IP Peg была открыта Липовецким и Степаняном (1981) как OB-звезда с бальмеровскими эмиссионными линиями в спектре и УФ-избытком. Поскольку звезда обладала чертами, характерными для ВП, мы начали проводить фотометрические наблюдения переменной.

По архивным негативам ГАИШ (100 измерениям) нами было показано, что исследуемая звезда – карликовая новая, в максимуме блеска она достигает 12^m , а в минимуме – около 16^m . Найденные нами интервалы между вспышками составляли от 79 до 114 суток, в среднем – 95 суток. Кроме вспышечной активности нами были отмечены депрессии на кривой блеска. Первый анализ данных, полученных по негативам ГАИШ (Goranskij, Shugarov et al., 1985) показал, что эти депрессии – затмения с периодом около $0^d.158$. Кроме затмений на кривой блеска был виден “горб” перед

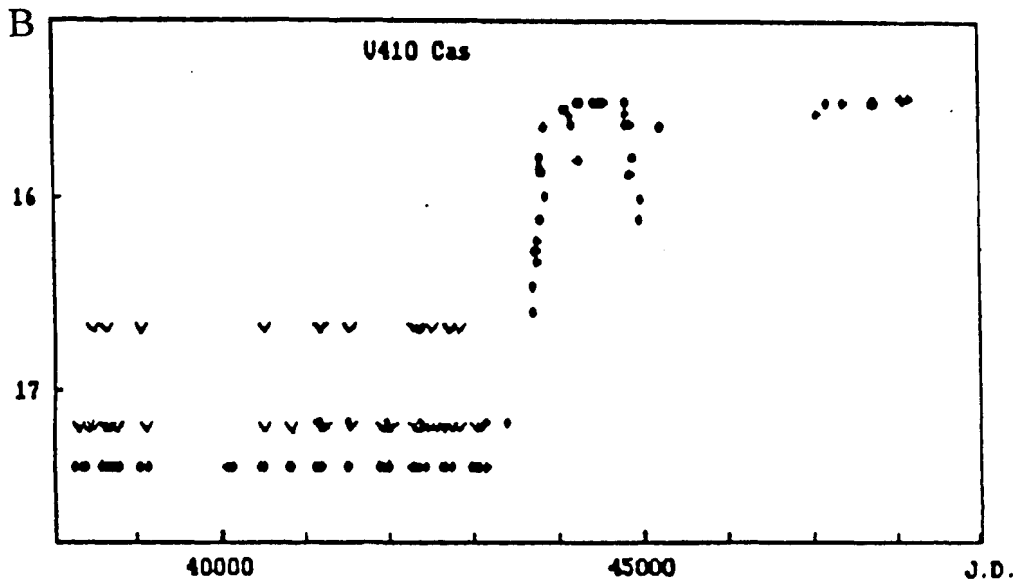


Рис. 3-36. Кривая блеска V410 Cas (по негативам ГАИШ).

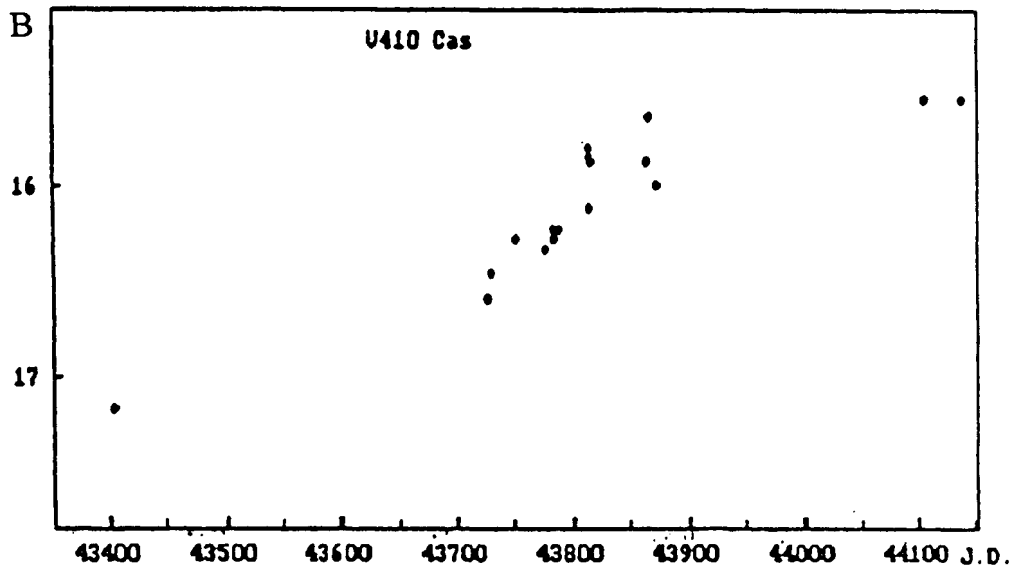


Рис. 3-37. Подъем блеска V410 Cas.

затмением с амплитудой в 1^m и более. Глубину затмений по фотографическим наблюдениям определить оказалось невозможным, поскольку продолжительность затмения (около 20 минут) в 2 раза меньше длины экспозиции, с которыми были получены наши архивные негативы. Для построения более точной кривой блеска были необходимы фотоэлектрические наблюдения с максимально коротким временным разрешением (10-20 секунд или короче).

Первые фотоэлектрические наблюдения были проведены автором и С. Невестным в САО на 6-м телескопе БТА (Горанский, Лютый, Шугаров, 1985) и позднее В.Рахимовым на обсерватории института астрофизики Таджикистана (гора Санглок) и В.Лютым в Крымской лаборатории ГАИШ.

Наблюдения, проведенные в САО во время спада блеска после очередной вспышки, показали следующие цвета (вне затмения): $V = 14^m0 - 14^m2$, $B - V = 0^m34$, $U - B = -0^m90$, $V - R = 0^m87$. Наблюдения проводились дифференциальным методом с одноканальным электрофотометром САО (рис. 3-38). В начале затмения блеск начал резко падать (на 2^m за 2 минуты), а поскольку мы впервые наблюдали IP Peg, то не представляли полностью характера переменности и измерили стандартную звезду. Убедившись, что такое резкое падение реально, мы продолжили наблюдения (выход из минимума), не отвлекаясь на измерения стандарта, и уверенно прописали выход звезды из затмения с временным разрешением 20 сек. Отметим, что "горба" перед затмением в эту ночь не обнаружено.

Дальнейшие наблюдения в Крыму и на Санглоке (о которых уже упоминалось) позволили впервые построить свертку кривой блеска с найденными нами световыми элементами:

$$JD_{Min\ hel} = JD2445933.4094 + 0.15820764 \cdot E.$$

Кривые блеска во время затмений имеют сложную форму, видны задержки и ступеньки, как на спаде блеска, так и на подъеме. Большинство затмений имеет плоское дно, свидетельствующее о полной фазе продолжительностью 2 – 5 минут. Наблюдалось и частное затмение.

Анализ кривой блеска ТДС с аккреционным диском в ходе затмения позволяет получить определенную информацию о распределении яркости по диску и в его окрестностях. Предположим, что на яркий аккреционный диск, видимый с "ребра", надвигается экран относительно яркой поверхностной яркости – вторичный компонент. Тогда интенсивность суммарного излучения должна уменьшаться тем быстрее, чем ярче покрываемая звездой-экраном деталь диска. Если $d\phi$ – приращение угла поворота системы из-за орбитального движения, то согласно рис. 3-39 можно записать

$$\begin{aligned} -dI(\phi) &= B(\phi)d(\phi) \text{ для покрытия,} \\ dI(\phi) &= B(\phi)d(\phi) \text{ для открытия.} \end{aligned}$$

Здесь $I(\phi)$ – кривая блеска в шкале интенсивности, а $B(\phi)$ – распределение яркости вдоль диска, видимого с "ребра". Распределение яркости определяется отсюда как производная кривой блеска. Как видно из рис. 3-39, мы получаем распределение в зависимости от угла ϕ , т.е. в таком виде, каком оно представлялось бы двум наблюдателям, расположенным в точках А и В на боковой поверхности спутника. Строго говоря, в

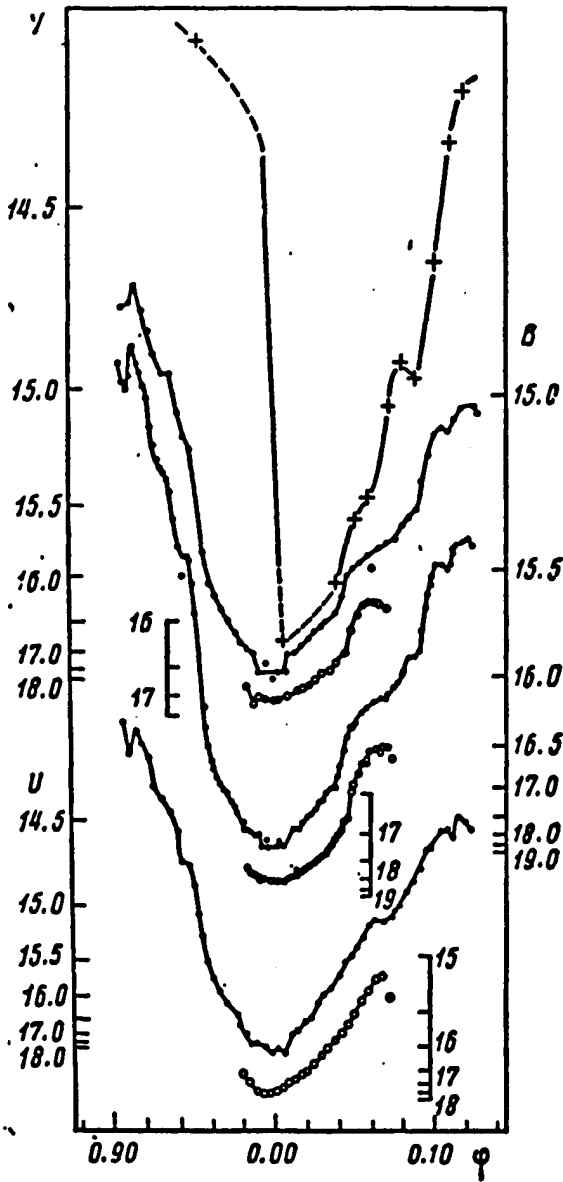


Рис. 3-38 (слева). Ход затмения для IP Reg на различных стадиях вспышечной активности.

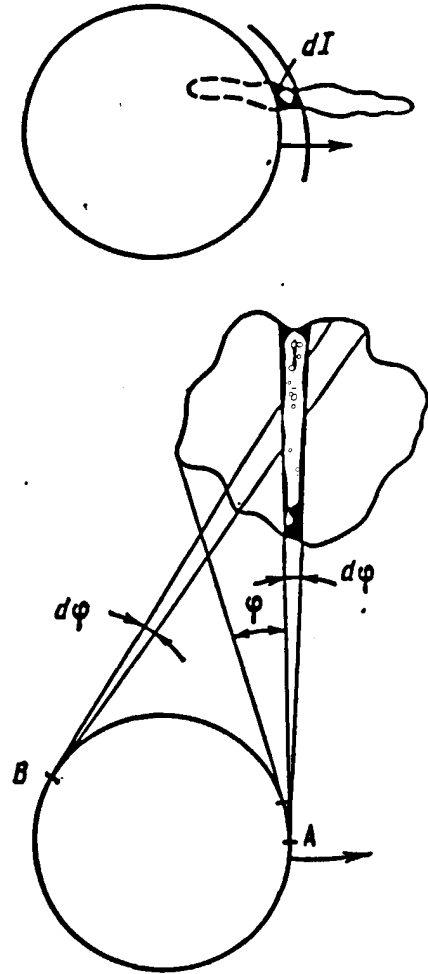


Рис. 3-39 (справа). Геометрическая модель, в рамках которой определялось распределение яркости по аккреционному диску (см. текст).

начале покрытия мы будем видеть детали спутника с немного более близкого расстояния, чем в конце (и, наоборот, при открытии), так как звезда имеет не плоскую, а близкую к сферической форму, однако эта разница не столь велика, чтобы заметно исказить распределение. Заметим также, что решение для $B(\phi)$ не зависит сильно от угла наклона плоскости орбиты к лучу зрения и совсем не зависит от каких-либо предположений об относительных размерах и физических параметрах каждого компонента. Решение может исказить быстрая физическая переменность, особенно горячего пятна, которое вносит большой вклад в общее излучение системы. Однако у IP Peg такая переменность незначительна, тем более во время затмения, когда пятно полностью скрывается от наблюдателя. Решение поставленной задачи относят в математике к классу задач, определяемых как некорректно поставленные, или неустойчивые (см. работы Гончарский, Черепашук, Ягола, 1978, 1985). Численный анализ пронаблюденных нами затмений был проведен Горанским, а результаты для различных фаз (во время вспышки и вне ее) приводятся и обсуждаются ниже.

Распределение яркости по диску, видимому "с ребра", в полосах UBV в ночь с 23 на 24 октября 1984 г. для покрытия и открытия диска показаны на рис. 3-40 (сплошные линии). Из точки "А" (покрытие, см. рис. 3-39) диск виден под углом 32-33 град. В центре распределения доминирует излучение горячего пятна, угловые размеры которого 4° немного превышают разрешение наших наблюдений (около 1°). Левая часть распределения заметно ярче правой, на ней видны яркие и темные детали. Эти детали не видны на подобных распределениях, полученных в августе 1984 г., которые в основном повторяют данную картину.

Левая часть распределения наиболее чувствительна к помехам, связанным с быстрой переменностью горячего пятна. Тем не менее повышенная яркость левой части диска несомненна и может быть объяснена вкладом газового потока из спутника. В правой части распределения виден постепенный спад яркости к краю диска и пик на краю — признак кольца, видимого "с ребра". В ультрафиолетовых лучах диск выглядит существенно ярче по сравнению с тем, как он выглядит в полосах B и V .

Из точки В (открытие) диск виден под углом 28 — 29° . В центре распределения наблюдается пик, соответствующий белому карлику и центральной части диска. Пики яркости, относящиеся к кольцу на краю диска, видны справа и слева во всех лучах. Слабые в лучах B, V и яркие в лучах U детали диска имеют отчетливо радиальное распределение. Возможно, это внутренние кольца или концентрические детали на диске. Горячее пятно располагается справа за краем диска, за ним видны некоторые светящиеся фрагменты, по-видимому, относящиеся к газовому потоку. Если в лучах B, V доминирует излучение белого карлика, то в лучах U карлик и пятно видны лишь как слабые детали на фоне яркого диска. Этим объясняется радикальное отличие кривой блеска в лучах U от кривой в лучах B, V .

20 августа 1984 г. угловой размер диска составлял всего лишь 24° , при покрытии, хотя яркость его в пределах ошибок не отличалась от описанного ранее состояния. Анализ формы затмения позволил заключить, что в эту эпоху не было видно ярких фрагментов слева от горячего пятна. Не видно также деталей распределения, ответственных за внешнее кольцо. Структура диска резко отличалась даже от структуры, которая была

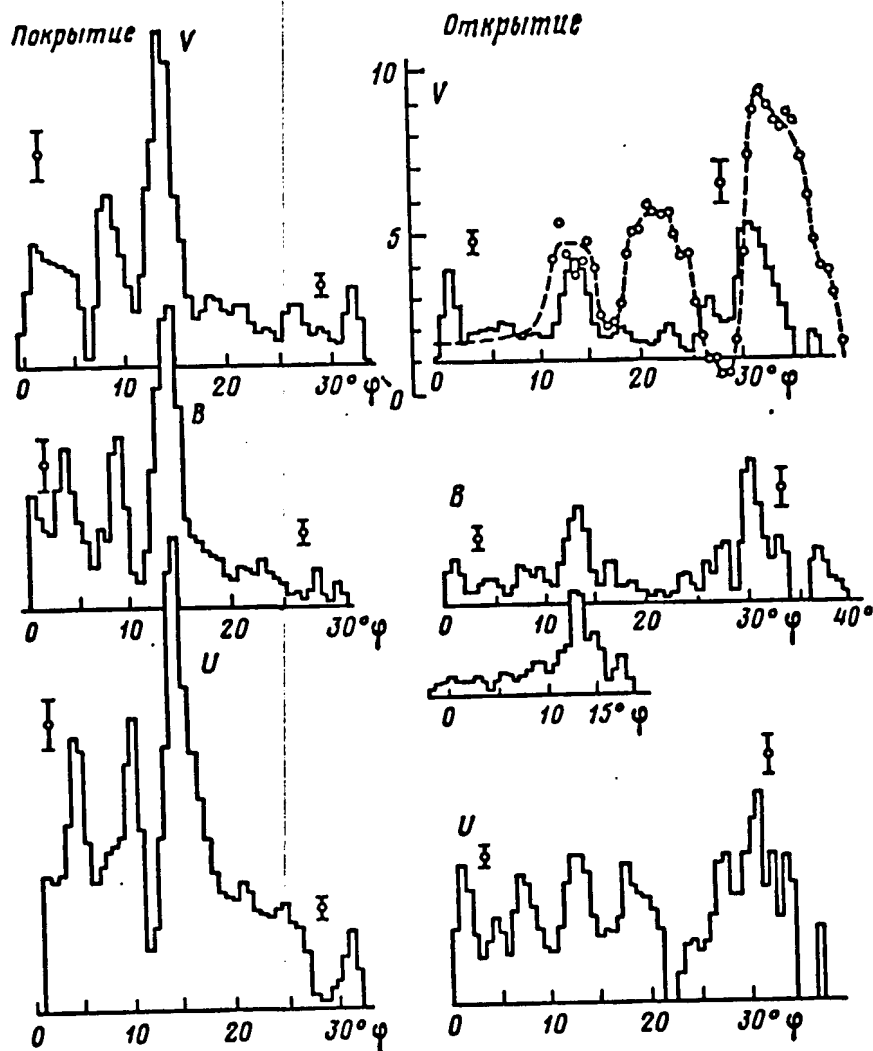


Рис. 3-40. Распределение яркости IP Peg по аккреционному диску, видимому "с ребра", в системах UBV при его покрытии и открытии. За единицу яркости принят блеск звезды 20^m на шаг сетки. Кружками и штриховой линией показано распределение яркости в активной фазе 27/28 июля 1984 г.

за трое суток до описываемой даты. Размеры диска были настолько велики, что затмение было частным. Распределение, построенное в лучах B 20/21 октября, показано на рис. 3-40, ниже соответствующего распределения для 23/24 октября. О том, что затмение было частным, свидетельствует не только форма минимума, но и повышенный блеск в самой глубокой его фазе.

Из наблюдений диска из двух направлений можно определить пространственное распределение ярких деталей в орбитальной плоскости (рис. 3-41). Оказывается, горячее пятно (S_1) как бы висит в пространстве, не соприкасаясь с диском. Приемлемое объяснение этому эффекту – диск окружен обширным кольцом несветящегося вещества и распределение $B(\phi)$ представляет только внутреннюю чашеобразную его часть, видимую под острым углом.

Резкий спад блеска с 14^m65 до 16^m19 U за 1.7 мин, наблюдавшийся 27/28 июля 1984 г., приходится как раз на середину затмения (фаза 0.0). Если в этой фазе в спокойном состоянии диск целиком закрыт вторичным компонентом, то в активном состоянии еще только происходит покрытие звездой яркого источника света, вклад которого в общий блеск системы составляет $\sim 70\%$, а угловой размер, видимый из точки A (рис. 3-41), составляет всего 3 градуса.

По форме восходящей ветви можно установить, что из точки B этот источник света (S_2 на рис. 3-41) выглядит более вытянутым. В начале восходящей ветви нет наблюдений, но по скорости подъема блеска можно заключить, что левая часть диска, открывающаяся вначале, имеет ту же яркость, что и в спокойном состоянии. После интерполяции кривой блеска распределение света, видимое из точки B, показано на рис. 3-40 кружками и штриховой линией. Карлик и центральная часть диска вносят примерно тот же вклад, что и в спокойной фазе, однако яркость правой части диска, обращенной к яркому боковому источнику света, велика.

Мы считаем, что ярким боковым источником света является горячее пятно, сильно смещенное в сторону из-за усиления потока плазмы от спутника и увеличения его скорости. Вероятно, оно распространено и перпендикулярно плоскости орбиты, поскольку не наблюдается его исчезновения за краем диска, как в спокойной фазе. Деталь слева от пятна – предположительно светящийся сектор кольца, остальная часть которого остается темной. Ближайшая к наблюдателю часть кольца поглощает часть света этого источника, вследствие чего наблюдается провал в распределении яркости в районе $\phi \sim 28^\circ$. Вероятно, разогретое в результате столкновения двух потоков вещество кольца на спаде вспышки излучает всю свою энергию, даже не завершив оборот вокруг белого карлика. В ночь 18/19 января 1985 г. нам удалось записать орбитальный минимум блеска звезды около максимума ее вспышки (рис. 3-42). Амплитуда затмения составила 2^m0 . Данное затмение также запаздывает по фазе относительно затмения в спокойном состоянии.

Так же доминирует излучение бокового источника S_2 (вклад 60%). Второй источник света – вытянутый, его затмение частное, а размеры этого источника значительно превышают размеры видимого распределения в спокойной фазе.

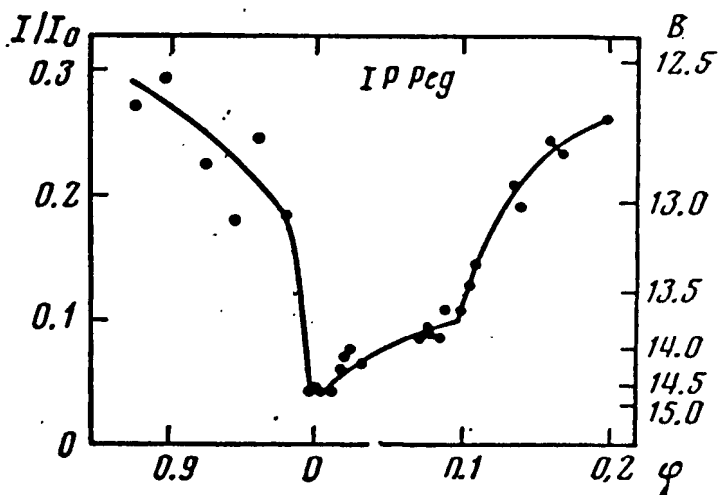
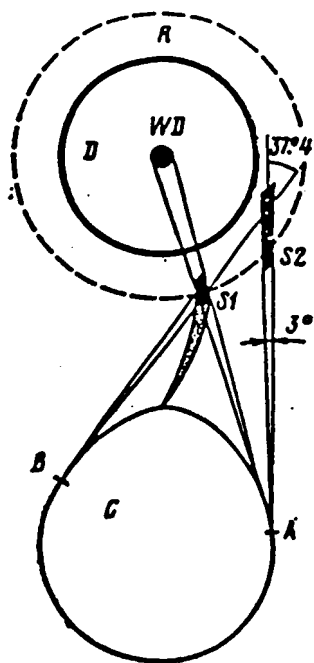


Рис. 3-41 (слева). Относительные размеры компонентов системы IP Peg и положения самых ярких источников света (выделены черным). WD – белый карлик, R – внешнее кольцо, S1 – горячее пятно в спокойном состоянии, S2 – боковой источник света в активной фазе, D – аккреционный диск, C – вторичный компонент (если угол наклона луча зрения к плоскости орбиты далек от 90° , то это сечение компонента лучом зрения, проходящим через центр диска). Штриховой линией показана граница внешнего несветящегося кольца.

Рис. 3-42 (справа). Кривая блеска для затмения IP Peg в максимуме вспышки 18/19 января 1985 гг.

Расчеты показали, что во время самого максимума вспышки светится все кольцо или большая его часть. Появление очень яркого источника света S2 резко отличает форму кривой блеска IP Peg во время затмения от типичной V-образной формы у других затменных звезд типа U Gem.

Мы показали, что локализация наиболее яркого источника излучения (горячего пятна) не привязано жестко к определенной детали диска или к белому карлику, а смещается, в зависимости от состояния общего блеска системы. Мы показали также, что горячее пятно расположено справа (рис. 3-41) от белого карлика и перемещается на десятки градусов (в системе координат, привязанной к центру белого карлика).

Очевидно, этот вывод противоречит модели, в которых причина вспышек – следствие ядерного взрыва на поверхности белого карлика.

Модели, объясняющие вспышки звезд типа U Gem динамической неустойчивостью аккреционного диска, лучше согласуются с построенной нами моделью, в которых причина вспышек связана с эпизодическим сбросом вещества из спутника в диск (Bath, 1973, 1974). Перестройка диска после этого события и приводит к увеличению его яркости. Описанная модель Горбацкого (1975), которая рассматривает механизм тепловой неустойчивости спутника, как причину сброса вещества, также согласуется с нашими наблюдениями. Все последующие наблюдения IP Peg в целом подтвердили наши выводы о модели системы и более детально позволили проследить эволюцию горячего пятна и аккреционного диска во время вспышек и в слабом состоянии.

Заметим, что недавние наши расчеты (Katysheva, Khruzina, Shugarov et al. 2002) показали, что у IP Peg модель с “горячей линией” более точно описывает кривые блеска этой ТДС.

Более того, на рис. 3-41 деталь S1, похоже, как раз и является “горячей линией”, теоретическое существование которой было обосновано спустя 15 лет после нашей работы (Bisikalo, Boyarchuk, Chechetkin, 1998).

3.5. Основные результаты

Автор провел вышперечисленные исследования Новых и симбиотических звезд и получил следующие результаты.

- Для классических Новых:

Q Cyg – исследована вспышечная активность в “спокойном” состоянии, найдены циклические изменения этих колебаний и возможная величина орбитального периода.

DI Lac – в “спокойном” состоянии блеска изучен характер вспышечной активности и уточнен фотометрический период изменения блеска.

V1974 Cyg – исследованы цветовые изменения блеска кривой блеска после вспышки и уточнена величина периода суперхампов.

V723 Cas – обнаружен орбитальный период, исследована кривые блеска и цветов после вспышки 1995 г. Обнаружены короткопериодические колебания, вызванные пульсациями БК.

U Sco – найден возможный период вращения БК.

- Для рентгеновских новых:

V616 Mon – построена оптическая кривая блеска спада кривой блеска, найдено резкое падение блеска на последней стадии этой кривой и обсуждены цветовые изменения блеска системы.

V404 Cyg – исследован спад кривой блеска, на основе фотометрических наблюдений построена модель системы и показано, что объект – вероятный кандидат в черные дыры.

LZ Aqr = XTE 2123-058 – уточнен орбитальный период на спаде оптической кривой и в минимальном блеске. Построена модель системы.

KV UMa = XTE J1118+480 – построена кривая блеска и уточнены орбитальный и спиновый периоды.

- Для симбиотических звезд:

RT Ser – впервые найден орбитальный период и построена предварительная модель системы.

V1329 Cyg – уточнен орбитальный период и проанализированы отличия и сходства цветовых изменений в различных спектральных полосах.

V1016 Cyg – восстановлено оптическое поведение звезды во время вспышки 1964 г., исследована эволюция цветовых характеристик звезды и впервые обнаружен 15-летний цикл.

V410 Cas – впервые показано, что объект – вероятная симбиотическая звезда.

IP Peg – впервые показано, что объект – ВП с глубокими затмениями. Найден орбитальный период, проанализированы кривые блеска в трех цветах, на основе оригинальных наблюдений построено распределение яркости по диску и найдены его размеры на различных стадиях вспышечной активности.

Глава IV. ЗВЕЗДЫ ТИПА SU UMa – ПОДКЛАСС ВЗРЫВНЫХ ПЕРЕМЕННЫХ

4.1. Общие характеристики звезд типа SU UMa

Одними из наиболее интересных карликовых Новых являются звезды типа SU UMa. Среди взрывных переменных звезды этого типа обладают, пожалуй, самыми короткими орбитальными периодами, если не учитывать двойные гелиевые белые карлики, или звезды типа AM CVn. Периоды SU UMa-звезд находятся, в основном, с промежутке от 80 мин до 2 часов – до так называемого “пробела периодов” (от 2 до 3 часов).

В последние годы эти звезды привлекли к себе внимание как теоретиков, так и наблюдателей тем, что у них наблюдаются два рода вспышек: так называемые “нормальные”, подобные вспышкам звезд типа U Gem, и “сверхвспышки”, которые происходят реже “нормальных”, но имеют большую амплитуду (5 – 6^m) и длительность (Warner, 1995; Cherepashchuk, Katysheva, Khruzina, Shugarov, 1996). Сверхвспышки могут длиться несколько недель и повторяются с характерным временем от месяца до нескольких лет и, видимо, связаны с предыдущими нормальными вспышками (Osaki, 1989). Во время этих вспышек на оптической кривой блеска наблюдаются так называемые “сверхгорбы” (“superhumps”), т.е. колебания блеска с периодом, на несколько процентов превышающим орбитальный. Амплитуда этих колебаний может достигать через несколько дней после супервспышки 0.2–0.3 зв.вел. и затем постепенно уменьшается до полного исчезновения. Суперхампы имеют очень стабильный период, который воспроизводится от вспышки к вспышке (Warner, 1995). Орбитальные периоды у звезд типа SU UMa, как правило меньше трех часов (см. ниже), одновременно у них должно быть предельное отношение масс компонентов ($\geq 4 : 1$). Расчеты (Osaki, 1985; Whitehurst, 1988) показали, что при таком отношении масс аккреционный диск будет приливно-нестабильным из-за параметрического резонанса (3:1) между кеплеровым периодом обращения пробной частицы в диске и периодом обращения холодного компонента. В этих системах большую роль играют потоки: во время сверхвспышки происходит повышенный перенос массы, радиус диска из-за вязкости возрастает, пока не достигнет гравитационно нестабильного значения, величина которого меньше радиуса полости Роша БК. В это время на оптической кривой блеска как раз начинают развиваться описанные колебания – “superhumps”.

Причина этих колебаний, согласно моделям (Whitehurst, 1988; Osaki, 1989; Lubow, 1991, 1994) состоит в том, что во время “сверхвспышек” аккреционный диск становится эллиптическим с приливным вздутием – горячим пятном на образовавшемся внешнем диске, прецессирующем вследствие гравитационного воздействия вторичного компонента – и начинает прецессировать. В настоящее время модель Osaki (1996) наиболее полно объясняет появление “суперхампов” во время “сверхвспышек”. Они появляются в результате тепловой и приливной нестабильности, при которой масса диска увеличивается после каждой обычной вспышки, пока не достигнет критического значения. При этом диск становится гравитационно нестабильным.

Кинематическая модель системы впервые была предложена Gilliland, Kemper (1980) и позднее развита Osaki (1989).

За время оборота спутника вокруг БК с эллиптическим аккреционным диском струя с красного карлика, достигая диска, проходит разное расстояние. Когда струя, вытекая из внутренней точки Лагранжа, аккрецирует на апоастр эллиптического диска, наиболее близкую к красному компоненту, происходит увеличение эффективности аккреционного процесса, и, соответственно, видимого блеска системы (максимум суперхампа). Таким образом, светимость пятна на диске также будет изменяться с этим же периодом. Поскольку у системы будут происходить реальные изменения светимости пятна, амплитуда этих колебаний не будет существенно зависеть от угла наклона орбиты к лучу зрения наблюдателя.

В случае же медленной прецессии аккреционного диска интервал времени (P_s) между двумя последовательными попаданиями струи, например, в периастр диска (минимум блеска суперхампа) будет отличаться от орбитального и составит

$$1/P_s = 1/P_{orb} - 1/P_{pr},$$

где P_{orb} – орбитальный период, а P_{pr} – период прецессии диска. В случае прямого движения линии апсид аккреционного диска период суперхампов P_s будет несколько больше, чем орбитальный. В случае же, если линия апсид диска движется навстречу направлению орбитального движения компонент, величина P_s окажется меньше орбитального, это явление называют системой с “отрицательными” суперхампами (см. Patterson, Kemp, Saad, et al., 1997).

Очевидно, что по мере уменьшения эксцентриситета диска амплитуда колебания будет падать, пока не пропадет совсем (круговой диск). В это время сверхвыска прекращается: большая часть вещества, накопленная диском, выпадает на поверхность БК, диск становится круговым и состоит преимущественно из нейтрального водорода, аккрецируемого со вторичного компонента.

Robinson et al. (1987) нашел следующую эмпирическую зависимость между P_s и P_{orb} :

$$P_s/P_{orb} = 0.0367 \cdot (P_{orb} - 2.00) + 1.043,$$

где P_{orb} выражено в часах. В этой работе он предполагает, что все карликовые новые с $P_{orb} \leq 3^h$ принадлежат к типу SU UMa.

Из-за тесной двойственности системы влияние приливных процессов, протекающих достаточно быстро (за время каждой конкретной вспышки в течение нескольких суток), проявляется на видимой кривой блеска. Поэтому наблюдения звезд типа SU UMa позволяют исследовать эволюционные и приливные процессы на сравнительно коротких временных интервалах. Конечно, у более массивных двойных систем роль приливных сил гораздо больше, чем у SU UMa-звезд, но из-за больших орбитальных и тем более прецессионных периодов (например, как у V1343 Aql = SS433) физические процессы, связанные с ними, также происходят на гораздо больших временных интервалах (в десятки и сотни лет) и следовательно, затруднены для массовых исследований.

Таким образом, актуальными остаются как новые теоретические расчеты и построение моделей систем с эллиптическими дисками (Хрузина, 2001), так и фотометрические многоцветные изменения блеска этих звезд.

4.2. Результаты наблюдений звезд типа SU UMa

SW UMa - вспышка 2000 г.

Переменность SW UMa была открыта еще в 1909 г. Церасской (1909). Позднее Паренаго (1938) показал, что звезда принадлежит к малочисленному в то время классу звезд типа U Gem. Диапазон изменения ее блеска составляет $9^m7 - 17^m0$ в полосе *V*.

Последние исследования показали, что SW UMa обладает чертами, присущими звездам типа SU UMa: у нее наблюдались как обычные вспышки (более частые), так и редкие супервспышки большей амплитуды и продолжительности. Наблюдалась также и модуляция блеска ("сверхгорбы", или "суперхампы"), период которых на несколько минут больше орбитального периода (см. 4.1). Для SW UMa эти периоды составляют: $P_{orb} = 81.8$ мин (Shafter, 1983; Shafter, Szkody, Thorstensen, 1986) в минимальном блеске и 83.9 мин во время сверхвспышки 1986 г. (Robinson, Shafter, Hill et al., 1987). У звезды наблюдаются сильные, как и у новоподобной MV Lyr, квазипериодические осцилляции с периодом (циклом) около 6 минут. Кроме того, SW UMa – источник мягкого рентгеновского излучения (Rosen, Clayton, Osborne et al., 1994 и другие работы).

Автор работы проводил наблюдения SW UMa на 30-см рефракторе в Москве и на 38-см и 60-см телескопах в Крыму (Павленко, Шугаров, Катыхева, 2000) с 29 февраля по 10 апреля 2000 г. В качестве светоприемника использовались ПЗС-камеры SBIG ST-7 и ST-6. Большинство наблюдений выполнено в системе, близкой к *R*, также было получено несколько *vri*-измерений. Далее все наблюдения были пересчитаны в стандартную систему Джонсона *VRI*. Сводка наблюдений дана в табл. 4–1, где приведены дата, интервал наблюдений, количество кадров, время экспозиции и телескоп, на котором проводились наблюдения. Всего за 13 ночей было получено 794 измерения блеска переменной и звезды сравнения, в сумме мы получили более 40 часов мониторинга. Для используемой нами стандартной звезды No.10 (см. Хрузина, Шугаров, 1991) были найдены следующие звездные величины: $V = 13^m48$, $R = 12^m35$, $I = 11^m40$. Одновременно на кадрах измерялась контрольная звезда, и мы убедились, что наши стандартные звезды постоянны с точностью до 0^m02 .

Кривая блеска весенней сверхвспышки 2000 г. приведена на рис. 4–1. Она построена по нашим наблюдениям в системе *R* и визуальным наблюдениям VSNET. Поскольку показатель цвета $V - R$ примерно равен $+0^m5$, мы нанесли визуальные величины из VSNET на тот же самый график, однако следует помнить, что у визуальных величин возможен небольшой систематический сдвиг относительно наших ПЗС-величин. Видно, что менее чем за сутки, блеск SW UMa возрос на 6^m , двое суток держался на одном уровне (вспышка), затем 12 суток медленно спадал (плато) со скоростью 0^m14 в сутки.

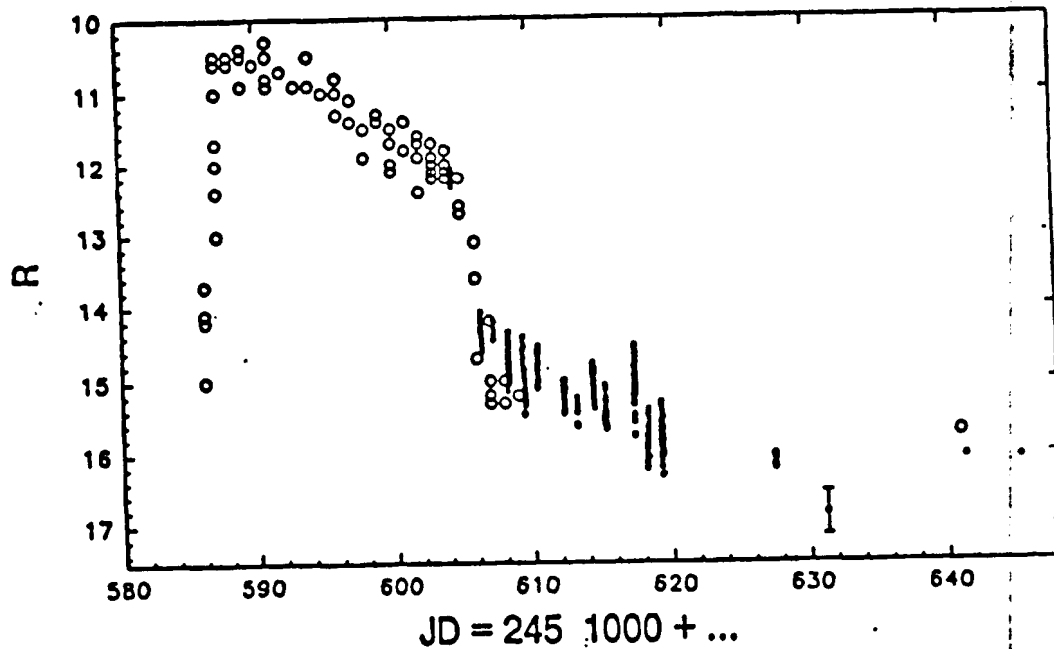


Рис. 4-1. Кривая блеска сверхвспышки SW UMa. Открытыми кружками показаны данные, взятые из всемирной сети VSNET, заполненными кружками – наши данные.

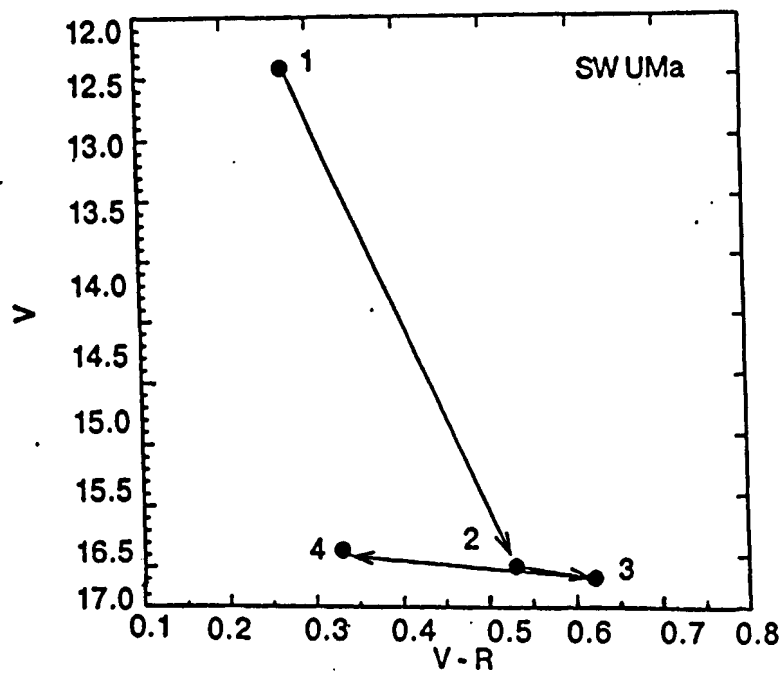


Рис. 4-2. Изменение показателя цвета $V-R$ на диаграмме $V, V-R$. Точки получены последовательно во времени и соединены линией.

Таблица 4-1. Журнал наблюдений SW UMa

Дата	HJD 2400000+	N	эксп (сек)	Телескоп	
29.02	51604.4067-.5315	57	120	30 см,	Москва
2.03	51606.2799-.4037	64	100	38 см,	КрАО
3.03	51607.2581-.2753	7	120	30 см,	Москва
4.23	51608.2833-.4497	88	120	38 см,	КрАО
5.33	51609.3107-.5321	79	140	30 см,	Москва
6.03	51610.3616-.8446	03	120	30 см,	Москва
8.09	51616.3011-.8174	67	100	38 см,	КрАО
9.03	51613.2384-.2676	17	120	38 см,	КрАО
10.03	51614.4032-.5514	25	120	30 см,	Москва
11.03	51615.2161-.3610	66	120	38 см,	КрАО
13.03	51617.3951-.5129	72	150	30 см,	Москва
14.03	51828.2271-.4579	99	180	38 см,	КрАО
15.03	51619.2231-.4461	79	180	38 см,	КрАО
63.03	51627.4913-.5147	9	60	60 см,	ГАИШ
27.03	51631.2769	1	120	60 см,	ГАИШ
2.04	51641.3411	1	40	60 см,	ГАИШ
10.08	22645.3125	1	91	38 см,	КрАО

Затем фаза медленного ослабления сменилась стремительным падением блеска со скоростью около 1^m в сутки. Как раз на начале спада мы провели первый мониторинг переменной на 30-см телескопе в Москве. На приводимом графике наши наблюдения показаны черными, а визуальные – открытыми кружками. Такое поведение характерно практически для всех звезд со сверхвспышками, и в литературе часто состояние звезды после стремительного падения на несколько звездных величин уже называют низким, или неактивным состоянием, подчеркивая тем самым, что вспышка уже закончилась. Однако мы видим, что после указанного ослабления SW UMa продолжала ослабевать почти с той же скоростью, как и находясь на плато вспышки (в среднем, 0^m14 в сутки). Этот период мы бы назвали поздней стадией сверхвспышки. Ослабление блеска в это время не было монотонным: в дату JD 2451617 было зарегистрировано кратковременное увеличение блеска почти на одну звездную величину, длившееся по крайней мере несколько часов, после чего звезда вернулась к предыдущему уровню блеска, который она имела до поярчания и продолжала ослабевать в прежнем темпе. Как показали наши последние оценки, в минимуме звезда ослабела до величины $R = 16^m5$. Похоже, это уже “истинное” низкое состояние: Shafter et al. (1986) нашли, что в 1983 г. блеск объекта в полосе R колебался от 16^m5 до 17^m . В целом исследуемая сверхвспышка длилась около 40 суток. На рис. 4-2 показана зависимость показателя цвета $V - R$ от величины V , полученное по нашим данным. Точки на графике соединены в хронологическом порядке. Хорошо видно, что ослабление блеска сопровождается покраснением системы, а уже в низком состоянии показатель цвета начинает уменьшаться. По всей видимости, мы отнаблюдали часть петли, которую описывают показатели цвета карликовых новых в цикле вспышка – спад – низкое состояние – вспышка.

Наиболее продолжительные ряды наблюдений в течение ночи показаны на рис. 4–3. Видно, что во время наших наблюдений по мере угасания сверхвспышки “классические” сверхгорбы уже не просматриваются, а наблюдаемая картина представляет собой сложную структуру колебаний.

Для всех без исключения ночей видна модуляция блеска с характерным временем либо около 0^d06 (например, JD 2451618, 619), либо с вдвое большим (JD 2451606, 615, 617), а в ночь JD 2451612 наблюдался одновременно набор нескольких периодов. Можно предположить, что такое поведение SW UMa вызвано суперпозицией “поздних” сверхгорбов и колебаний блеска с орбитальным периодом. Чтобы разобраться в наблюдаемых колебаниях, мы применили Фурье-анализ для наших данных. Тренд учитывался аппроксимацией кривой блеска (общее ослабление блеска) полиномом небольшой (как правило, не более 3-ей) степени. В случае неудовлетворительной аппроксимации тренд учитывался аналогичным образом, но на небольшом временном интервале – по отдельным соседним ночам. Поскольку у звезды наблюдается сложная суперпозиция отмеченных выше периодов, периодограмма, построенная методом Фурье, сильно зашумлена (см. рис. 4–4). Обращают на себя внимание два семейства пиков, разделенных суточной скважностью. Похоже, что эти семейства вызваны двумя независимыми периодами – один из них, принадлежащий первому семейству, оказался близким к половинной частоте (удвоенному периоду) сверхгорбов: $P_{sh} = 2 \cdot f^{-1} = 0.1197^d$, а второй – менее значимый, совпадает опять же с удвоенной величиной известного орбитального периода: $P_{orb} = 2 \cdot F^{-1} = 0.1197 \pm 1^d$. Интересно, что сами эти периоды (f^{-1} , F^{-1}) практически незначимы – см. их местоположение на периодограмме. Непонятно, однако, почему “половинные” частоты оказываются более значимыми, чем фундаментальные. Хотя феномен наблюдения сверхгорбов на “половинных” частотах не нов и встречается иногда у некоторых других ВП, показывающих сверхгорбы – об этом упомянули Harvey, Skillman, Kemp et al. (1999), – но объяснения такому явлению пока нет.

Обратимся опять к частоте $2f$. Период, соответствующий частоте f , равен 0^d05985 . Это несколько больше известной величины (среднего) периода сверхгорбов (0^d05818). Однако как мы уже упоминали, Nogami et al. (1998), во время предыдущей сверхвспышки обнаружили увеличение периода сверхгорбов по мере их развития со скоростью $dP/dt = 5.1 \cdot 10^{-6}$. Середина нашего интервала наблюдений отстоит от середины плато, которому соответствует средняя величина периода сверхгорбов, примерно на 20 суток (около 300 циклов). Если поведение сверхгорбов во время данной сверхвспышки такое же, как и во время предыдущей, то за 20 суток период сверхгорбов вырос бы до величины 0^d0597 , что в пределах точности совпадает с нашим периодом.

На рис. 4–5 приведена свертка данных после вычета тренда с величиной найденного нами периода поздних свехгорбов ($P = 0^d.1197$). Для большей наглядности мы повторили свертку дважды. Разбив период на 10 интервалов, мы вычислили в каждом среднюю величину блеска и также нанесли на график. Видно, что средняя амплитуда данного сигнала составила 0^m2 .

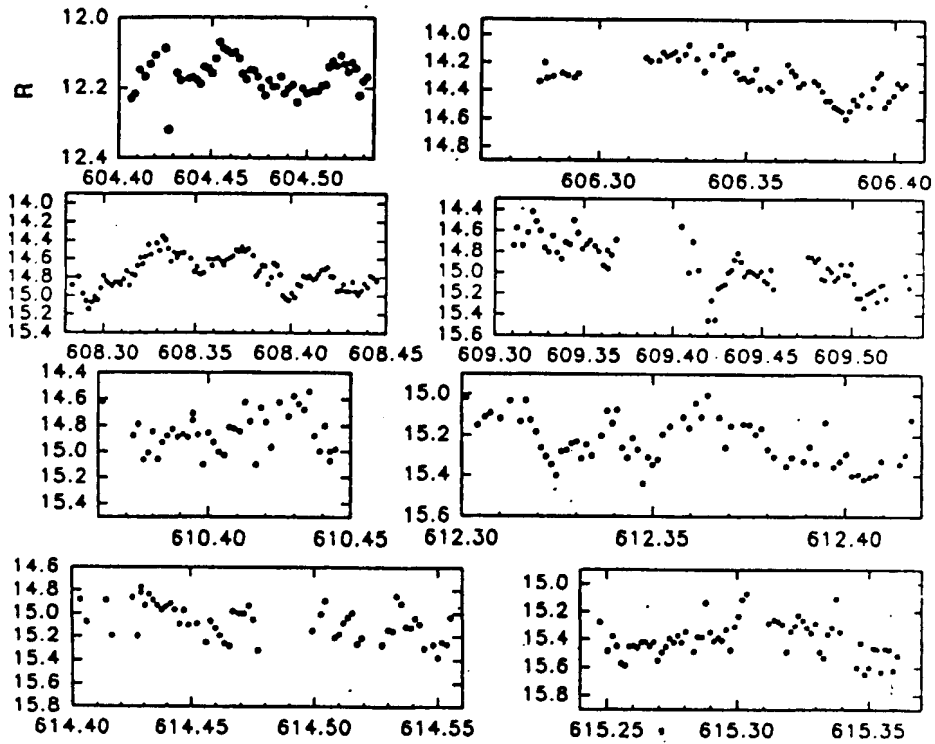


Рис. 4-3. Фрагменты кривой блеска SW UMa, показывающие сильный фликеринг и суперхампы.

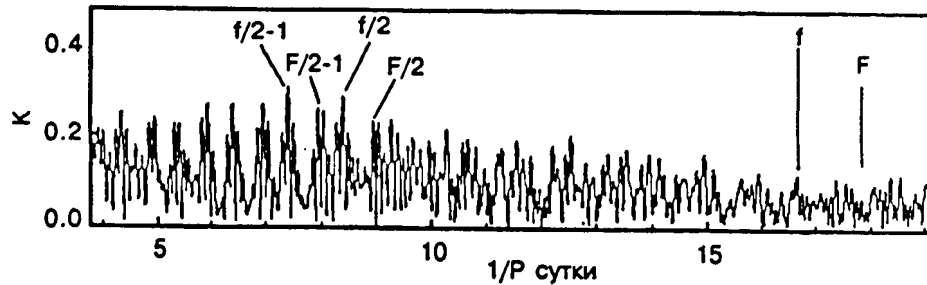


Рис. 4-4. Периодограмма, построенная методом Фурье в интервале J.D. 2451606 - 620, тренд снят. Обозначения на рисунке: F и f - частоты и их гармоники, соответствующие орбитальному периоду, и периоду суперхампов.

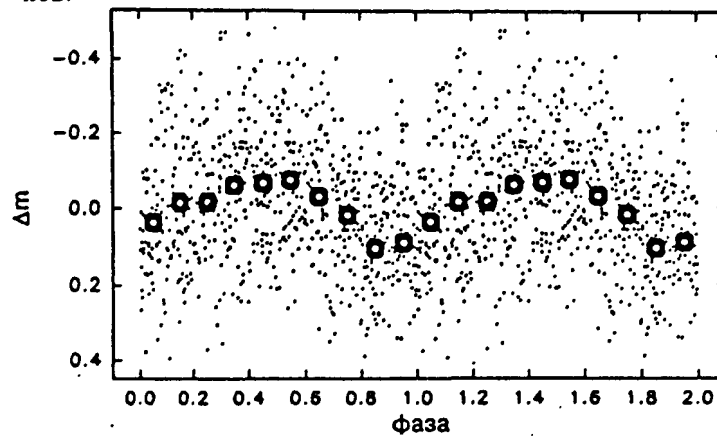


Рис. 4-5. Свертка наблюдений SW UMa с периодом $(f/2)^{-1} = 0^d.15$

Заклучение

Детальный мониторинг угасания сверхвспышки SW UMa, проведенный нами в феврале 2000 г., позволил выявить особенности поздней стадии эволюции сверхгорбов – их сложную форму и переменную амплитуду. Кроме того, эффект сверхгорбов оказывается более значителен на половинной частоте, соответствующий периоду $0^d.1197$. Поведение сверхгорбов согласуется с картиной увеличивающегося периода сверхгорбов по мере угасания сверхвспышки, с той же скоростью, которая была найдена для предыдущего события. Найденное нами фотометрическое поведение звезды является скорее типичным для звезд типа SU UMa, нежели для промежуточных полярных, а наличие рентгеновского излучения встречается у обеих групп звезд.

V1504 Cyg – новые наблюдения и анализ

Переменность блеска звезды V1504 Cyg была открыта Beliausk (1936). Наличие двух видов вспышек было найдено Райковым и Ющенко (1987). Мы решили провести измерения звезды по негативам ГАИШ, чтобы уточнить характер изменчивости блеска исследуемой звезды. Было проведено 385 фотографических измерений блеска переменной (Uljanikhina, Shugarov, 1995), по которым нашли пределы изменения блеска переменной $13^m.7 - 17^m$ в интервале JD 2433057–47837. Подтверждено наличие двух типов вспышек. Найдено, что полуширина более продолжительных вспышек составляет около 12 суток, а максимальный блеск равен $13^m.7$ с амплитудой $3^m.3$. Во время коротких вспышек звезда достигает в максимуме блеска только $14^m.3$, а длятся они около 3 суток.

Амплитуда таких вспышек в среднем равна $2^m.5$. Сводные кривые блеска этих вспышек (по нашим наблюдениям) показаны на рис. 4–6. Интервалы между вспышками составляют от 7 до 19 суток.

Сводка всех обнаруженных вспышек приведена в табл. 4–2. Приводится наиболее вероятный J.D. середины вспышки, тип вспышки (“s” - small и “l” - large), покрытие вспышки по нашим наблюдениям (“/” - восходящая ветвь, “*” - максимум блеска и “|” - спад блеска), максимальная фотографическая величина B вспышки и продолжительность вспышки в сутках.

Позднее были проведены ПЗС-наблюдения переменной (Кузнецова, Павленко, Шугаров, Шарипова, 1999). В 1998 г. нам удалось детально наблюдать супервспышку V1504 Cyg. Общий вид кривой (вспышка и стадия спада блеска) показан на рис. 4–7. Отчетливо видны волны, аналогичные “сверхгорбам” у звезд типа SU UMa. Также видно, как амплитуда этих колебаний затухает по мере угасания вспышки. Период найденных колебаний блеска мы нашли равным $0^d.07$, что также типично для данного класса переменных. Одновременные наблюдения в сине-желтой области спектра (широкополосные наблюдения, захватывающие полосы B и V) и в красной области (аналогично, в полосах от R до I) показали различный характер изменчивости, амплитуда в красных лучах оказалась существенно меньше, чем в синих. Отметим, что во время “обычной” вспышки (июль, 1998) мы наблюдали оптическую изменчивость с удвоенным периодом, около $0^d.14$.

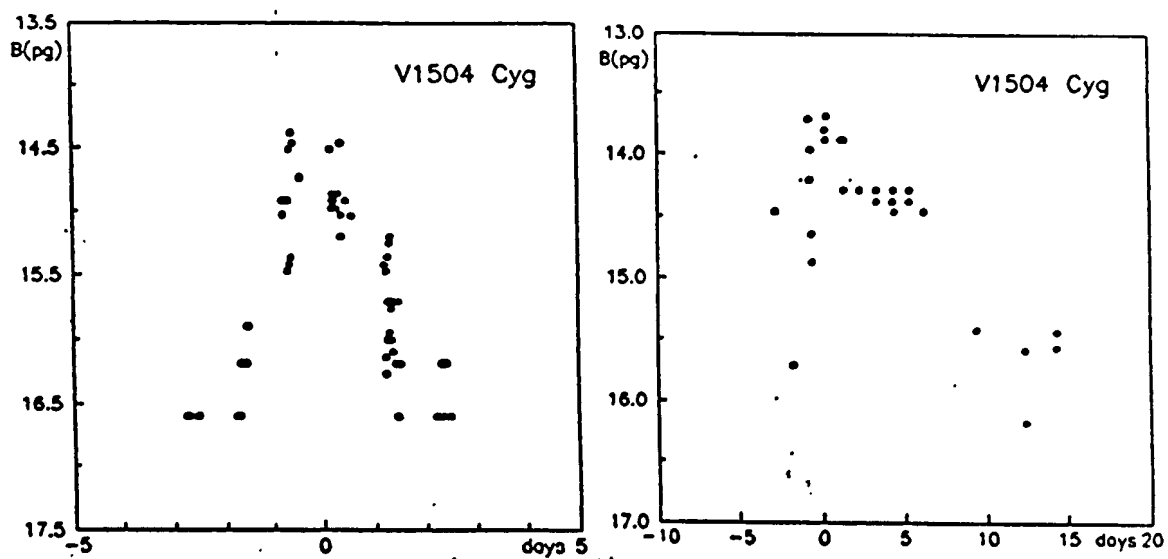


Рис. 4–6. Суммарная кривая блеска V1504 Cyg для коротких вспышек (слева) и сверхвспышек (справа).

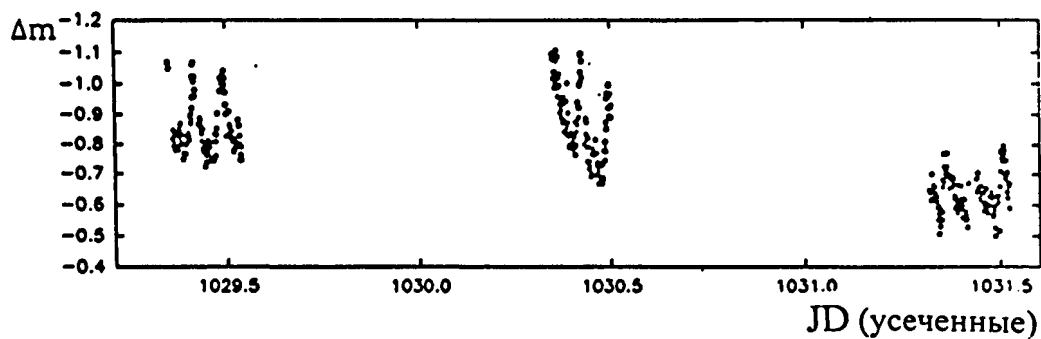


Рис. 4–7. Кривая блеска V1504 Cyg для трех ночей. Видно изменение амплитуды сверхгорбов на фоне общего падения блеска после сверхвспышки.

Таблица 4-2. Вспышки V1504 Суг, комментарии к таблице – в тексте.

JD 2400000+	Тип вспышки	Примеч.	<i>B</i>	<i>t_{out}</i>
34138	s	*	14.3	
38696	s	/	—	
39248	s	/	—	
39409	s	/*	14.5	7
39416	s	/*	14.9	
39434	s	/	14.5	19:
39653	s		—	16:
39671	l	/*	14.3	
39691	l	/	—	19
39712	s	/*	14.4	
39741	s	/	—	
39766	l	*	13.7	
39973	s	*	14.9	
40036	s	/*	14.5	
40117	s		—	
40145	s	*	14.9	
40151	l		13.9	7:
40412	s	*	14.5	
43064	l	/*	13.7	
44294	s	/		
44314:		*	14.7	
44399:		/*	—	
44408	s	/	—	9:
44849	l	/*	13.7	
45057	s	*	14.3	
45171:	s	*	14.4	
45201:	s	*	15.0	
45488	s	*	14.1	
45532:	s	*	14.6	
47031:	s	*	14.3	
47329:	s	*	14.5	
47362:		/	—	
47375:		/	—	13:
47385:	s	*	14.5	10:
47747:	s	*	14.5	
47775:	s	*	14.3	
47796:	s	*	14.2	
47829	s	/	—	

Проведенные нами исследования убедительно доказали, что V1504 Суг присущи все черты, характерные для звезд типа SU UMa – а именно: два вида вспышек и модуляция кривой блеска с периодом менее двух часов и, в целом, сложный характер переменности блеска.

4.3. Звезды с “суперхампами”

В последние несколько лет явления, подобные сверхвышкам и сверхгорбам звезд типа SU UMa, стали обнаруживаться и у других катаклизмических переменных. Так, они наблюдаются у нескольких рентгеновских Новых (GQ Mus, V616 Mon), а также у некоторых новоподобных звезд (Павленко, 1998). Одной из таких звезд является новоподобная MV Lyr, детально изученная автором.

MV Lyr – загадки и проблемы

Эта звезда была открыта П. Паренаго (1946) по фотопластинкам ГАИШ. Имея только 15 негативов, он предположил, что MV Lyr – неправильная переменная, что фактически и подтвердилось в дальнейшем.

Следующие наблюдения были проведены Greenstein (1954) и Walker (1954). Авторы провели фотометрический мониторинг и получили спектр переменной. Звезда оказалась очень голубой с сильными эмиссионными линиями, в том числе линией ионизованного гелия $\lambda 4686\text{Å}$. Вероятно, впервые у переменных звезд была обнаружена быстрая переменность блеска с амплитудой до $0^m.5$ за характерное время порядка 5 мин. В дальнейшем такие характеристики обнаруживались у большинства ВП, однако в 1954 г. понять природу найденных пекулярностей авторы не смогли. Позже звезда изучалась рядом авторов, первые подробные работы провели Войханская (1978), Wenzel, Fuhrmann (1980, 1983), Romano, Rosino (1980) и Robinson (1981).

Автор начал проводить регулярные наблюдения переменной с 1979 г. и изучил архив наблюдений из фототеки ГАИШ. Сразу был сделан вывод, что у звезды существует, как минимум, два относительно устойчивых уровня блеска: активных ($\sim 12^m$) и неактивных (слабее 15^m). Архивные негативы ГАИШ неравномерно покрывают первую треть века. Однако по имеющимся снимкам можно сделать вывод о том, что в 1901, 1906/09, 1933 и 1937 гг. MV Lyr была в “активном” состоянии (ярче $12^m.8$). В ноябре 1953 г., напротив, звезда была в “неактивном” состоянии, но на следующий год уже вернулась к “активной” фазе (до 13^m). Наши данные хорошо дополняют наблюдения Andronov, Fuhrmann, Wenzel (1988), полученные по архивным наблюдениям Зоннебергской Обсерватории, проводившимся с 1934 г. по 1983 г. В 1982 г. автор опубликовал величины звезд сравнения (Андронов, Шугаров, 1982), в 1998 г. этот список был дополнен (Шугаров, Павленко, 1998). К этим звездам привязывались все дальнейшие наблюдения автора. В последней работе показана схематическая кривая блеска с 1940 по 1982 гг. Кривая блеска по нашим наблюдениям и по литературным источникам представлена на рис. 4–8. Видно, что с 1952 до 1972 гг. (кроме депрессии 1952 и 1953 г.) звезда была в “активной” фазе. В конце 1979 г. звезда перешла в “неактивную” фазу. В работе Andronov, Shugarov, 1983 дается исследование за первые 3 года минимального блеска. В это время блеск звезды, в среднем, держался в пределах 17–18 вел., однако были зарегистрированы вспышки до $15^m - 16^m$ продолжительностью в несколько суток. В отдельные ночи автор получил непрерывные фотографические ряды наблюдений на 125-см телескопе (рис. 4–9).

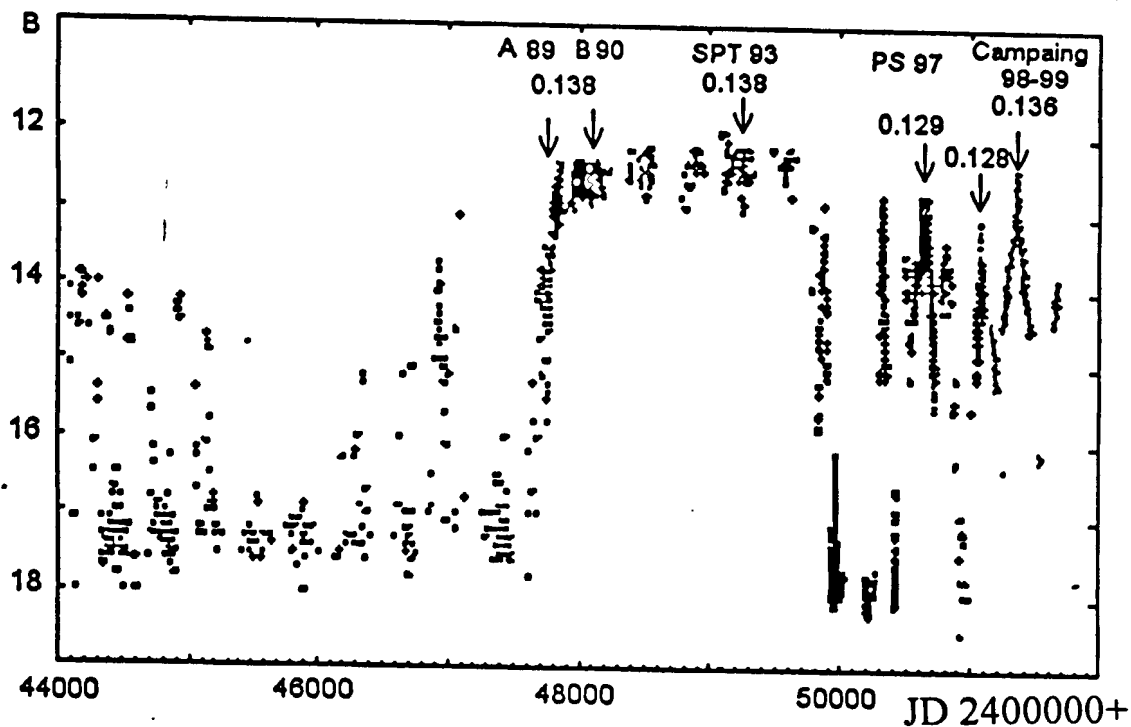
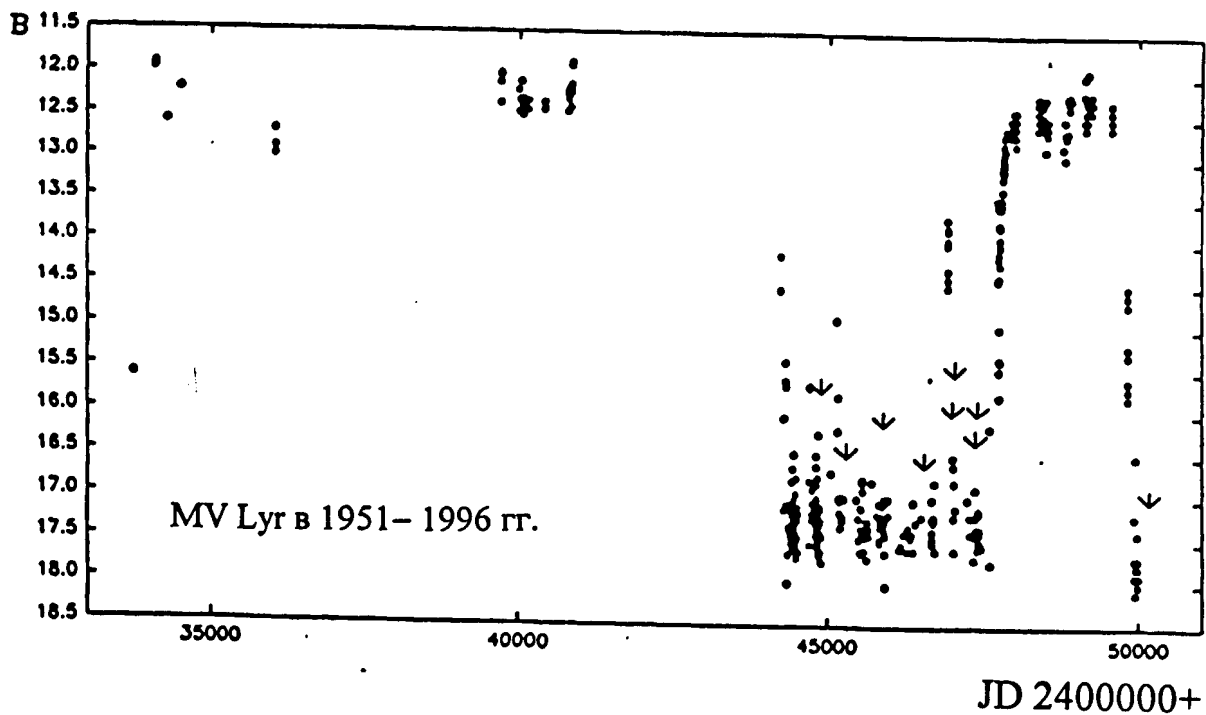


Рис. 4–8. Долговременные кривые блеска MV Lyr, построенные в разных временных масштабах. Стрелками показаны моменты активных наблюдений и значения найденных фотометрических периодов.

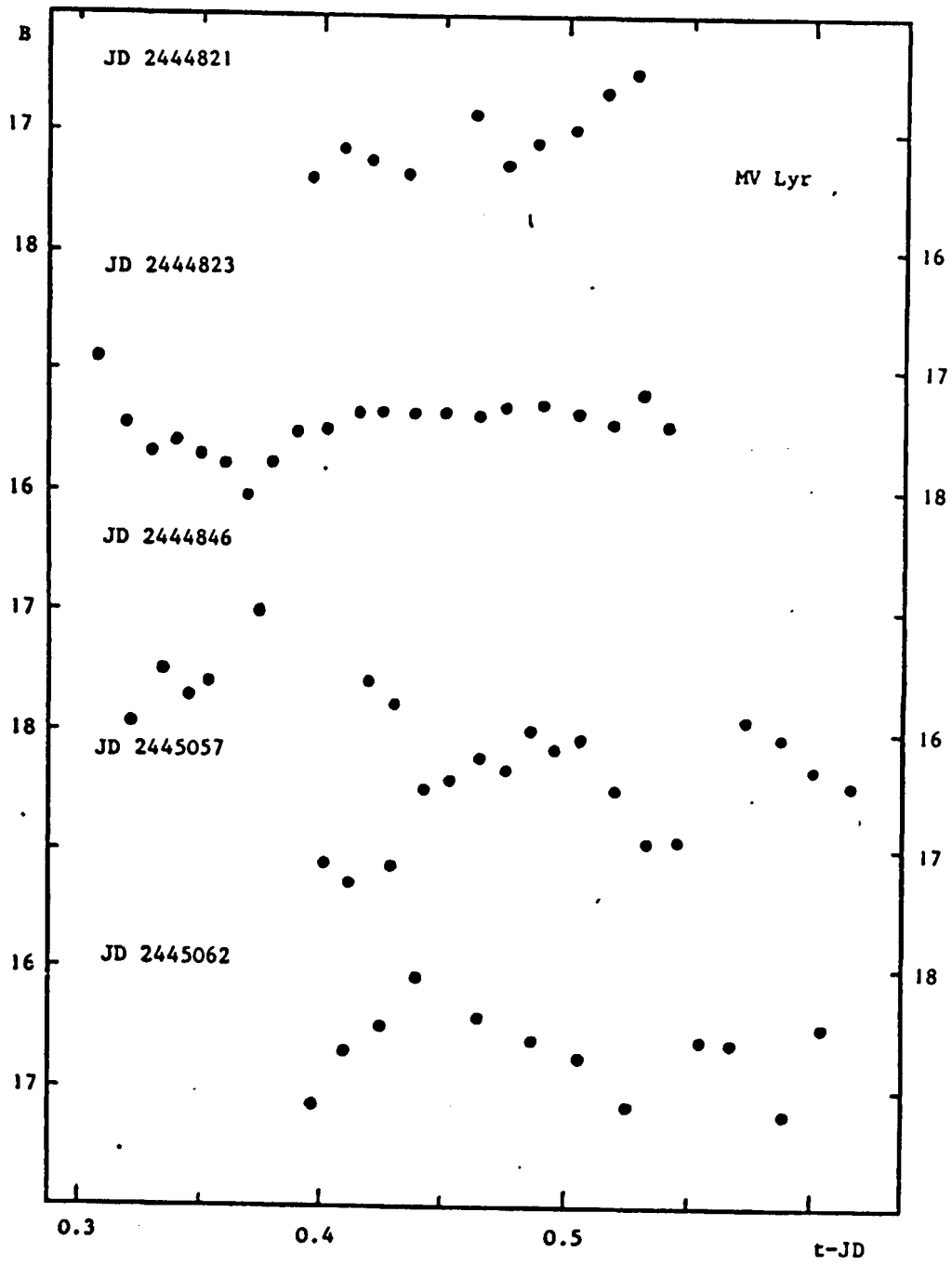


Рис. 4-9. Фрагменты кривых блеска MV Лyr для нескольких ночей в стадии минимального блеска.

Звезда показывала неправильные колебания блеска с амплитудой до 1^m в одни ночи (например, JD 2445057, 45062 и др.), а в другие – с амплитудой не более $0^m.2$ (JD 2444823). Schneider (1981) по спектральным наблюдениям указал на орбитальный период $0^d.1336$, но по данным нашей фотометрии никаких периодических изменений в это время не было найдено.

Низкое состояние длилось 10 лет до 1989 г. (Pavlenko, Shugarov, 1996 и Шугаров, Павленко, 1998). В это время наблюдения проводились систематически в одной фотометрической системе (*B*). Кроме их однородности, они наиболее полно, по сравнению с другими авторами, описывают состояние низкого блеска, в котором из-за слабости звезды ее массовые наблюдения были затруднены. Наши наблюдения, дополненные немногочисленными фотометрическими данными из литературных источников, были нанесены на отдельный график (см. рис. 4–9), на котором видна значительная переменность, напоминающая вспышечную активность у карликовых novae.

На рис. 4–10 построены гистограммы распределения блеска MV Lyr внутри 10-летнего интервала: для всего интервала, первой трети, середины и последней трети этого ряда. Для более однородной выборки мы наносили осредненные за ночь измерения блеска. Рисунок наглядно демонстрирует, что самой “спокойной” оказалась середина этого интервала: максимальный блеск не превосходил 15^m , в то время как в течение первой и особенно последней трети блеск достигал $13^m.5$, оставаясь, тем не менее, ниже уровня высокого состояния.

С 1989 г. по 1995 г. продолжалась активная фаза MV Lyr. В это время фотометрически звезду исследовали Borisov (1992), Андронов, Бородина, Шугаров и др. (1992), Skillman et al., (1995). Наблюдения Борисова дали период, близкий к орбитальному: $0^d.1379$, а Skillman тоже нашел близкий период: $0^d.1329$. Наши наблюдения, напротив, показали только быструю переменность с характерными временами 20–30 мин и амплитудой до $0^m.6$. Автор проводил квазиодновременные наблюдения в полосах *UBV* (чередуя каждые 10 сек. светофильтры). Оказалось, что амплитуда этих колебаний не зависит от полосы и является одинаковой в исследуемых длинах волн ($\lambda 3500 - 6000 \text{ \AA}$).

В апреле 1995 г. наступила переходная стадия, когда блеск претерпевал быстрые вариации (Marsakova, Shugarov, 1995), а к лету 1995 г. MV Lyr снова перешла в низкое состояние. Как и во время предыдущего неактивного состояния, MV Lyr показывала (см. рис. 4–11) в одни ночи почти стабильный блеск, в другие, напротив, хаотическую переменность с амплитудой до $1^m.5$ за десять–двадцать минут (Pavlenko, Shugarov, 1998).

Анализируя длительность и амплитуду вспышек путем компьютерного совмещения восходящих и нисходящих ветвей, мы выделили три типа вспышек по обоим низким состояниям (рис. 4–12). Длительность вспышек определялась как интервал времени в сутках, в течение которого звезда была ярче уровня половины амплитуды (полуширина вспышки). Вспышки первого вида – наиболее продолжительные (полуширина около 100^d) и достигают в максимуме $13^m.5 - 14^m.5 B$ (при минимальном блеске около $17^m.5 B$). На изучаемых нами временных интервалах произошло только четыре такие вспышки, причем первая, с максимальной амплитудой, случилась меньше чем через год после общего ослабления блеска,

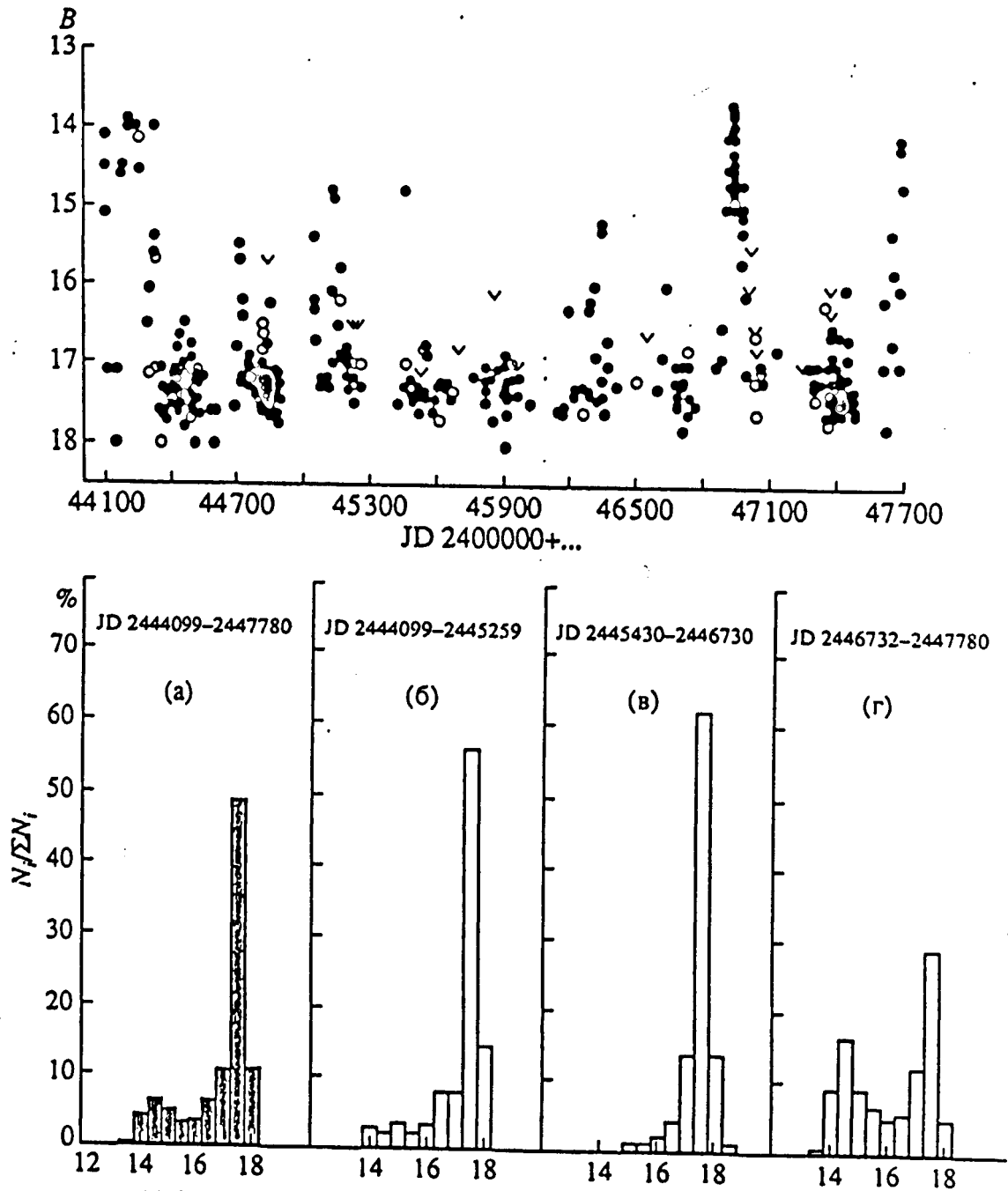
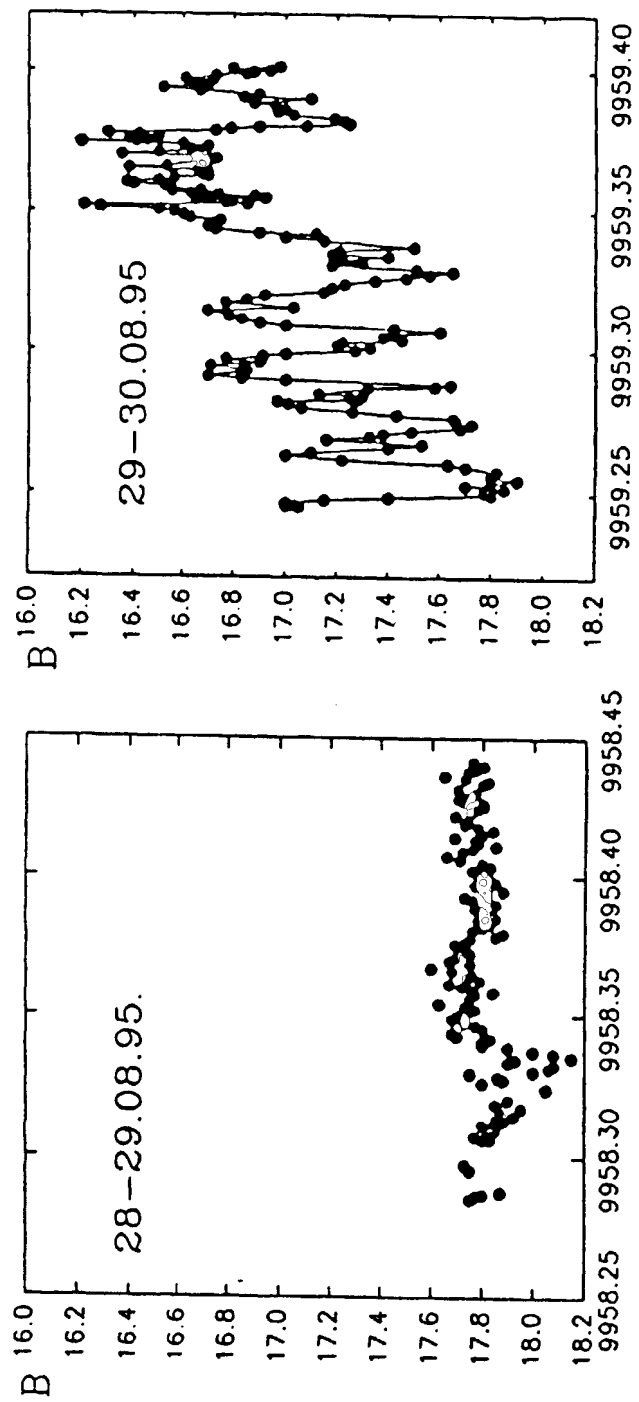


Рис. 4-10. Кривая блеска для неактивной стадии 1978-89 гг. (верхний рисунок), гистограмма распределения наблюдений за этот интервал (нижний рисунок, "а") и три гистограммы для начала ("б"), середины ("в"), и конца ("г"), этого интервала.



JD 2440000 + ...

Рис. 4-11. Различный характер переменности MV Lyr в соседние ночи, в неактивной стадии.

а последняя (немного меньшей амплитуды) – за год до последующего возвращения блеска к высокому уровню. Последние две произошли подряд также через год после следующего ослабления блеска. Видим, что такие вспышки как бы примыкают к яркому состоянию (см. рис. 4–8).

Вспышки второго вида, хотя они всего на $0^m5 - 0^m8$ слабее вспышек первого вида и имеют амплитуду $3^m - 3^m5$, значительно короче их и имеют полуширину всего $7 - 8^d$. На первом интервале уверенно отождествлено 8 вспышек, однако из-за из скоротечности некоторые из них могут быть пропущены. По виду кривой они наиболее сходны со вспышками у звезд типа U Gem.

Вспышки третьего вида – самые короткие и наименее уверенно прописанные. В максимуме они достигают 16^m и их полуширина всего около 2 суток. Большинство таких вспышек, вероятно, пропущены (мы заметили только 5 вспышек), т.к. для поиска такого короткого явления наблюдения требуется проводить каждую ночь.

Сводка всех вспышек приведена в табл. 4–3, в которой указан наиболее вероятный момент максимального блеска. Этот момент получался путем сдвига индивидуальной кривой блеска конкретной вспышки относительно сводной кривой вспышки соответствующего вида. Там же приводится их тип. Отметим, что три изолированные поярчания до 16^m невозможно по имеющимся у нас наблюдениям отнести к одному из двух (второму или третьему) типу вспышек.

Таблица 4–3. Наиболее вероятные моменты вспышек MV Lyr и их тип (JD 2400000+).

JD max	тип	JD max	тип	JD max	тип
44206	1	45143	2	46938	1
44317	2	45166	2	47382	3
44437	3	45471	2	47442	3
44460	3	46202	2,3?	47621	3
44716	2	46314	2	50327	1
44854	2,3?	46354	2	50498	1
45049	2	46638	2,3?		

Анализируя совместно вспышки второго и третьего вида (см. табл. 4–3), мы находим, что наименьший временной интервал между этими вспышками составлял 23^d и 27^d .

Интересно отметить, что по уточненной зависимости Кукаркина–Паренаго (Холопов, Ефремов, 1977) между длиной цикла и амплитудой для звезд типа U Gem циклу 25^d соответствует средняя амплитуда вспышки в $3^m3 \pm 1^m$. Эта амплитуда с хорошей точностью соответствует найденной нами амплитуде для вспышек второго вида. Поскольку форма вспышки второго вида такая же, как у звезд типа U Gem, можно предположить, что механизм, приводящий к таким процессам у этих объектов, одинаков. Более того, и спектр MV Lyr в низком состоянии (Rosino et al., 1993) сходен со спектром карликовых новых. Так, в спектре отсутствует эмиссионная линия высокого возбуждения He II $\lambda 4686\text{Å}$, линии He I слабы, а в спектре доминируют сильные эмиссионные линии водорода на голубом континууме. Кроме того, в пользу сходства в это время переменной со звездами

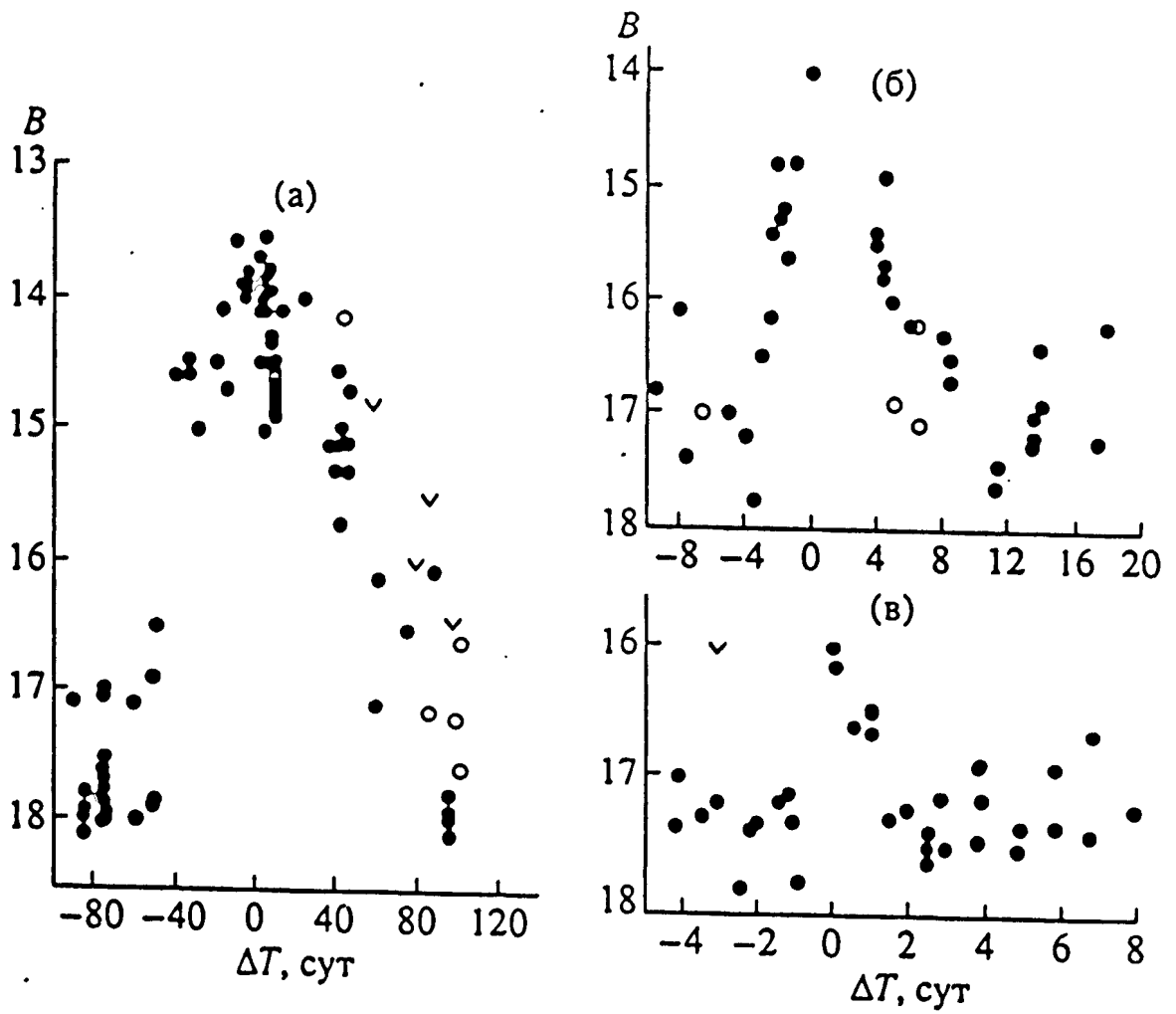


Рис. 4-12. Три вида вспышек MV Лир (в неактивной стадии).

типа U Gem говорит и то обстоятельство, что в течение 8 лет, пока у MV Lyr происходили вспышки второго вида, никаких более активных процессов у нее не наблюдалось. Только после того, как произошла более сильная вспышка первого вида, блеск звезды вернулся к “яркому” состоянию, которое затем продолжалось у нее около 6 лет. После очередного перехода к низкому состоянию таких вспышек больше не наблюдалось.

Анализ наблюдений показал, что вспышки MV Lyr отчасти напоминают поведение некоторых старых Новых и новоподобных. Однако точного подобия не найдено.

Hoppeycutt et al., (1995), проанализировав поведение 63 новоподобных и старых Новых, лишь у некоторых систем обнаружил активность в низком состоянии блеска. Он пишет, что амплитуды подобных вспышек составляют от нескольких десятых до $2^m5 - 3^m$, а характерные времена между вспышками – от 19 до 43 сут.

В настоящей работе (см. глава III) также показано, что циклы у классических Q Cyg и DI Lac равны 25 и 65 сут. Амплитуды вспышек бывших Новых не превышают 1^m . Аналогично и у старой Новой GK Per наблюдаются внезапные изменения блеска, причем Bianchini(1986) нашел у нее 4 типа таких изменений.

MV Lyr выделяется среди них тем, что испытывает вспышки с амплитудой до 4^m (первый вид вспышек), что существенно больше, чем у упомянутых объектов.

Наблюдения последних лет (1997–2001 гг.) показали, что характер переменности еще раз заметно изменился. Из кривой блеска видно, что звезда примерно одинаковое время находится в “низком” и “высоком” состояниях, однако блеск не достигает максимального уровня блеска на $0^m5 - 1^m$. После очередного неактивного состояния блеск в течение короткого интервала времени (десятки дней, иногда быстрее) поднимается до некоторого “промежуточного” состояния, а затем снова возвращается к слабому состоянию, цикл составляет 200–400 сут. Во время “активной” фазы автор (Katysheva, Shugarov, Pavlenko et al., 2000) и ряд других исследователей проводили интенсивные фотометрические наблюдения. Фрагменты кривых блеска в течение четырех ночей представлены на рис. 4–13. У звезды наблюдается значительный фликеринг, превосходящий 0^m5 и затрудняющий поиск орбитального периода.

Однако при обработке наблюдений стало ясно, что периодическая составляющая, близкая к орбитальному периоду, наблюдается во время каждой вспышки, но сам период каждый раз получается несколько иной. Периодограммы для трех временных интервалов и графики кривых блеска MV Lyr, на которых указан найденный во время очередной вспышки период, приведены на рис. 4–14. Значительный разброс точек на кривой вызван описанным выше фликерингом.

Мы нашли корреляцию между величиной периода и средним уровнем блеска: чем блеск слабее, тем период короче (Katysheva, Shugarov, Pavlenko et al. 2000; Katysheva, Shugarov, Pavlenko, Abolmasov 2002).

Можно предположить, что более короткий период соответствует (по законам Кеплера) аккреционному диску меньшего размера, если вариации блеска вызваны орбитальным вращением пятна на диске или какого-то другого образования на нем. Однако проблема еще до конца не разгадана,

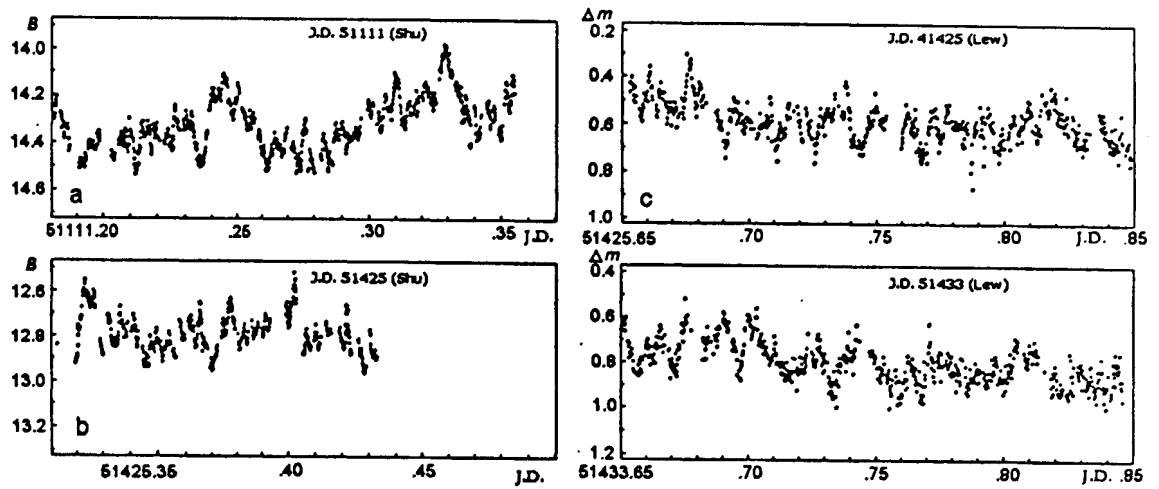


Рис. 4-13. Характер быстрой переменности MV Лур в активной стадии.

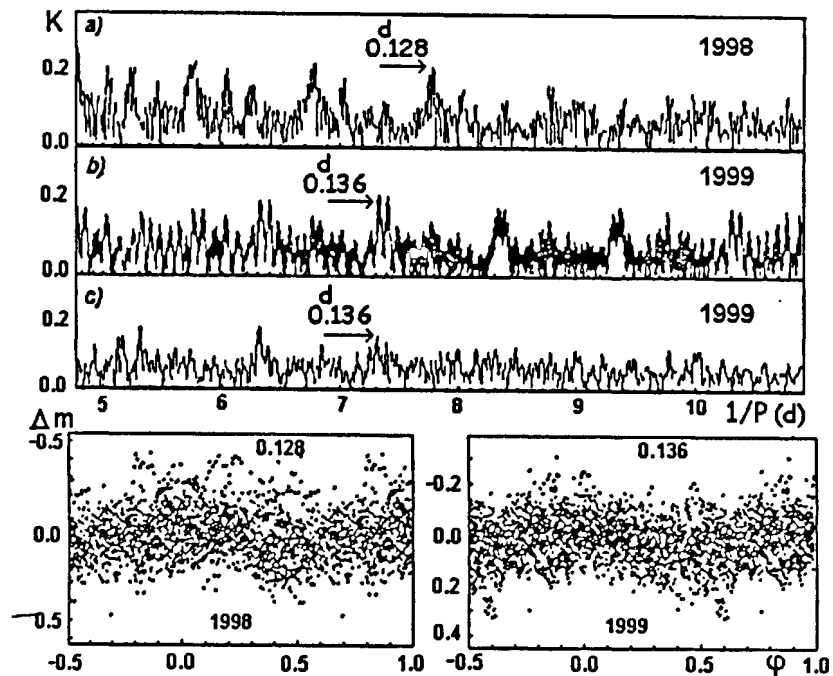


Рис. 4-14. Периодограммы свертки наблюдений MV Лур с устойчивыми частотами (см. также рис. 4-8).

поскольку видимый в оптике период во всех случаях отличается от орбитального (найденного по спектральным наблюдениям), во время вспышки до максимального уровня период получается немного больше орбитального, а при промежуточном блеске – несколько короче. График этой зависимости показан на рис. 4–15.

FY Per – кандидат в звезды с суперхампами

Звезда была открыта Morgenroth (1936). Позднее Кукаркин (1948) по визуальным оценкам обнаружил быстрые колебания блеска на 1^m2 , а Richter (1964) по негативам Зоннебергской обсерватории уточнил пределы изменения блеска. Автор (Шугаров, 1980) с помощью электрофотометра создал вторичные стандарты вокруг переменной, по которым провел коррекцию шкалы звездных величин Richter (1964) к системе, близкой к V Джонсона. Автор также оценил звезду на 60-ти негативах ГАИШ и совместно с Сазоновым (Sazonov, Shugarov, 1992) провел около 400 фотоэлектрических измерений переменной. Большая часть измерений проводилась в полосе B . Пределы изменения блеска в этой полосе заключены от 12^m3 13^m5 . Отметим, что ревизованные пределы изменения блеска по Рихтеру составляют 12^m3 – 14^m5 , а по фотографическим наблюдениям автора – 12^m4 – 13^m7 .

По показателям цвета соседних звезд можно оценить величину межзвездного покраснения, которое оказалось равным $E_{B-V} = 0^m5$. Средние цвета, не исправленные за поглощение, равны $B - V \sim 0^m3$, $U - B \sim -0^m5$, что (с учетом поглощения) характерно для ВП. Примерно половина ночей, в которые проводились наблюдения FY Per, показали изменения блеска с амплитудой около 0^m15 и периодом в 93 минуты, или $0^d0648479$. Свертка наблюдений с этим периодом показана на рис. 4–16. Важно отметить, что в некоторые ночи звезда вообще не показывала заметной переменности блеска в течение ночи и найденный нами период не наблюдался.

Вскоре появились статьи, в которых авторы не обнаружили никаких заметных изменений блеска в течение нескольких часов наблюдений (Okazaki, 1993 и Zamanov et al., 1994). Однако в 1999 г. снова обнаружили колебания блеска с периодом 0^d0681 , очень близким к найденному автором. (Письмо Patterson от 11 января 1999, находящееся на сайте <http://cba.phys.columbia.edu>).

Можно сравнить исчезновение и возобновление колебаний с тем же механизмом, что наблюдается и у V1974 Cyg (см. предыдущую главу настоящей работы). В случае, если фаза суперхампов совпадает с фазой орбитальной волны, наблюдаются периодические колебания блеска, в случае же суперпозиции этих волн, находящихся в противофазе, заметных колебаний не наблюдается. Однако, вероятнее всего, физические процессы, приводящие к временным периодическим колебаниям блеска, имеют более сложный характер и только дальнейшие наблюдения позволят объяснить найденный эффект.

4.4. Основные результаты

Для звезд типа SU UMa автором проведены следующие исследования и получены результаты, перечисленные ниже

- Звезды типа SU UMa:

SW UMa – детально изучена супервспышка 2000 г. и впервые прослежена поздняя эволюция суперхампов. Показано, что *SW UMa* не является промежуточным поляр.

V1504 Cyg – впервые найден период суперхампов во время супервспышки 1998 г.

• Звезды с суперхампами:

MV Lyr – построена детальная кривая блеска, изучено поведение на различных “уровнях” блеска, впервые выделены три вида вспышек и показана связь периода суперхампов с уровнем вспышки.

FY Per – впервые обнаружен период суперхампов, проявляющийся только в определенные времена.

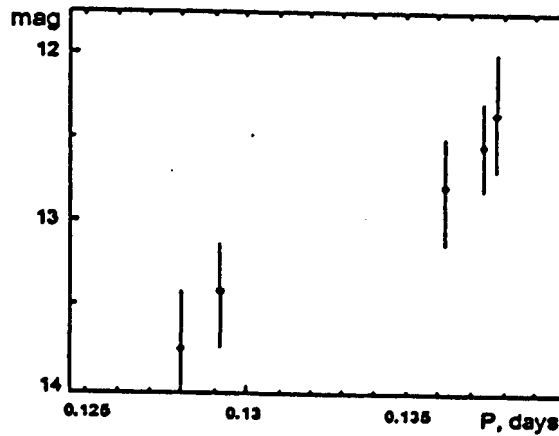


Рис. 4-15. Зависимость период—средний блеск *MV Lyr*.

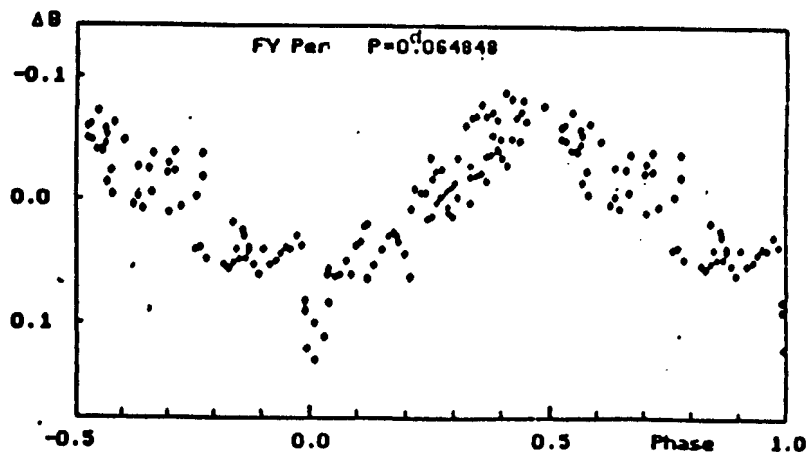


Рис. 4-16. Кривая блеска (свертка) для периода суперхампов *FY Per*.

Глава V. НОВОПОДОБНЫЕ ЗВЕЗДЫ

5.1 Общие замечания

“Новоподобными” (NL) звездами мы будем называть те ВП, которые по фотометрическому поведению, спектру, величине орбитального периода (если он известен) сходны с Новыми звездами после (или до) вспышки, (Robinson, 1975) или со звездами типа Z Cam во время продолжительной остановки блеска. Однако никаких значительных вспышек у них (пока?) не наблюдалось. В целом, это очень неоднородный класс объектов, исторически “новоподобными” часто называли звезды, которые впоследствии, после детальных наблюдений, относили к совершенно другим типам переменных звезд, не имеющим к ВП никакого отношения.

5.2 Результаты наблюдений

АС Спс - первая открытая и исследованная в ГАИШ затменная ВП

Переменная АС Спс была открыта Н.Е.Курочкиным (1960) по негативам ГАИШ.

Впервые принадлежность этой пекулярной переменной к взрывным звездам (предположительно, типа DQ Her) была обоснована Курочкиным и Шугаровым (1980). В цитируемой работе приведен сделанный автором вторичный фотометрический стандарт и найден орбитальный период системы ($0^d.30047768$). Кривая блеска оказалась алголеподобной, с глубиной затмения около 2 зв.вел. (B) и неправильными вариациями блеска вне затмений. Также автором были обнаружены депрессии блеска почти на 2^m , не связанные с орбитальной кривой, всего пока зарегистрировано 3 таких события. Однако эти наблюдения позволили предположить, что АС Спс может являться “анти – вспыхивающей” звездой: подклассом ВП, называемым также звездами типа VY Scl (см. главу I).

В 1979 г. автор начал проводить фотометрические наблюдения переменной. По цветам и видимому блеску системы вне затмения (когда видны оба излучающих компонента) и во время полного затмения (виден только более слабый компонент) были вычислены видимые цвета для обоих компонентов, результаты показаны в таблице 5-1.

Таблица 5-1.

Фаза	V	$U - B$	$B - V$	$V - R$
max	14.4	-0.5	+0.4	+0.6
min	15.4	0.0	+0.8	—
Компонент	V	$U - B$	$B - V$	
К	15.7	+1.1	+1.1	
WD	14.8	-0.65	+0.2	

Кривые блеска в системах BVR представлены на рисунках 5-1, 5-2 и 5-3.

Положение компонентов на диаграммах $B - V/U - B$ и $V - R/B - V$, а также на диаграмме Герцшпрунга-Рессела показано на рис. 5-4, 5-5 и 5-6.

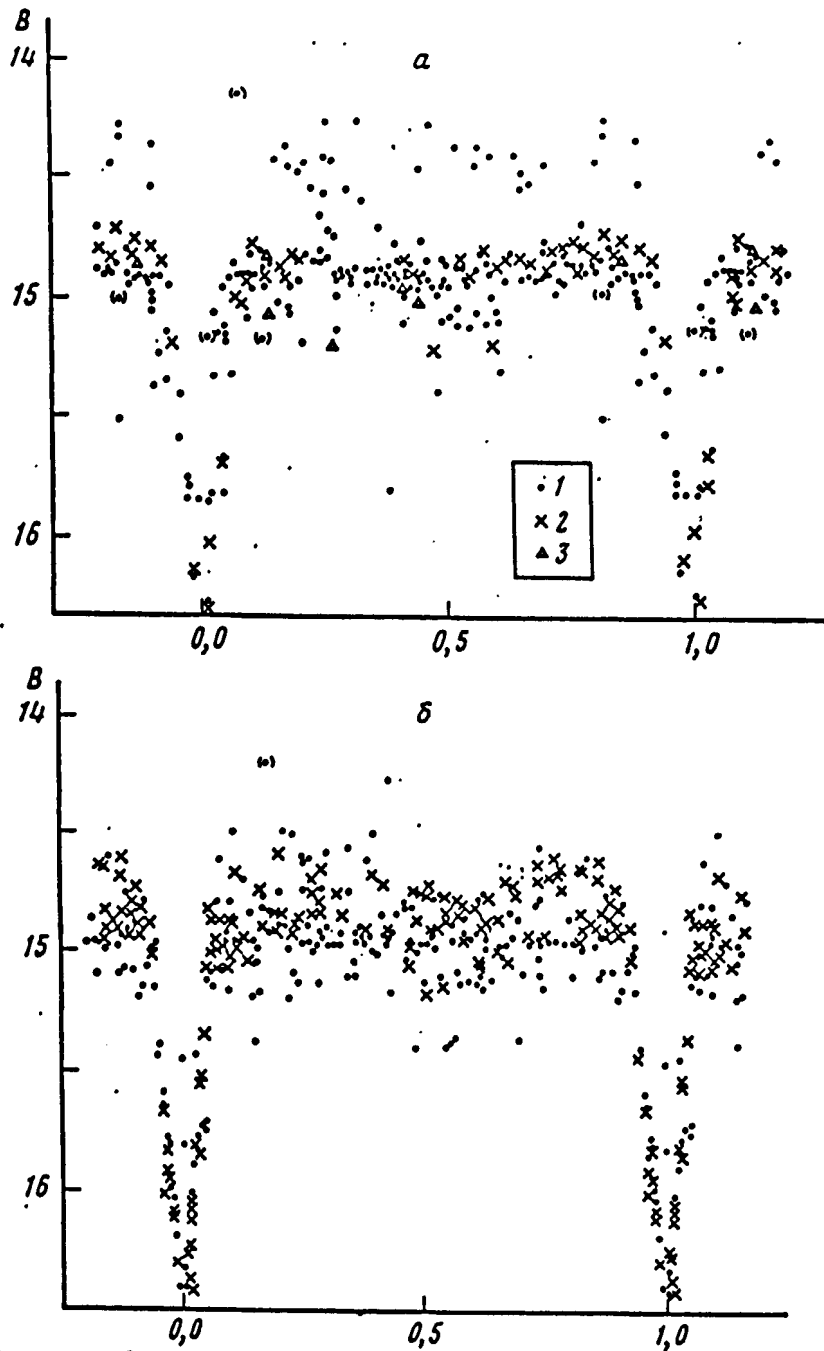


Рис. 5-1. Свертка для AC Spc в системе B: "а" - для интервала J.D. 2434059 - 43964, "б" - для J.D. 2444173 - 45798. Кроме главного заметен вторичный минимум на фазе $0^{\circ}.5$. Видны кратковременные поярчения блеска до $14^m.2$, ослабления главного минимума до $15^m.7$. Обозначения: 1 - наши фотографические наблюдения, 2 - наши фотоэлектрические наблюдения, 3 - измерения И.Платайса по негативам Рижской Обсерватории.

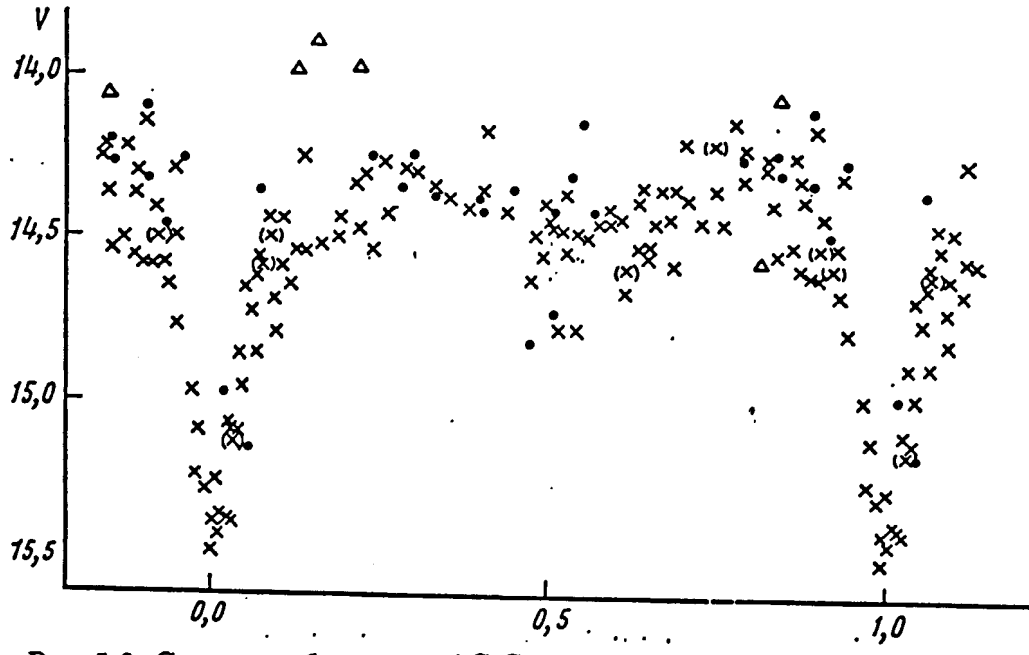


Рис. 5-2. Свертка наблюдений АС Спс в системе V. Обозначения - как на рис. 5-1.

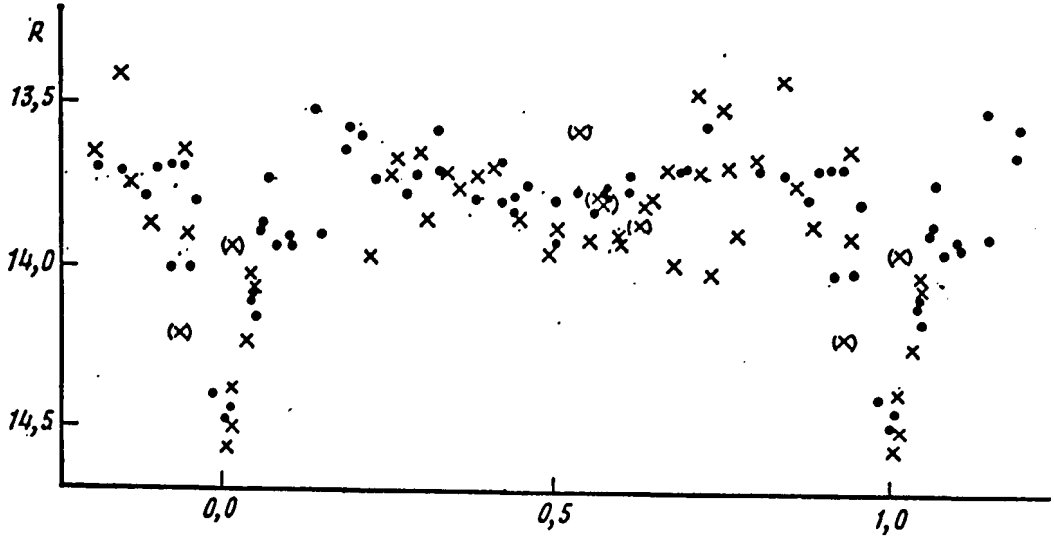


Рис. 5-3. Свертка наблюдений АС Спс в системе R. Обозначения - как на рис. 5-1.

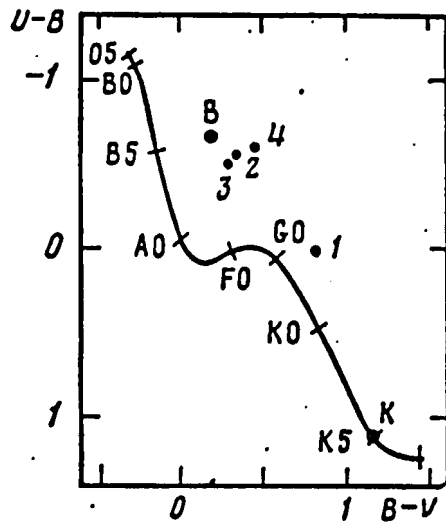


Рис. 5-4 (слева). Положение AC Спс на диаграмме $B - V/U - B$ при различных фазах орбитального периода: 1 - $\phi = 0$; 2 - 0.2; 3 - 0.55; 4 - 0.85.

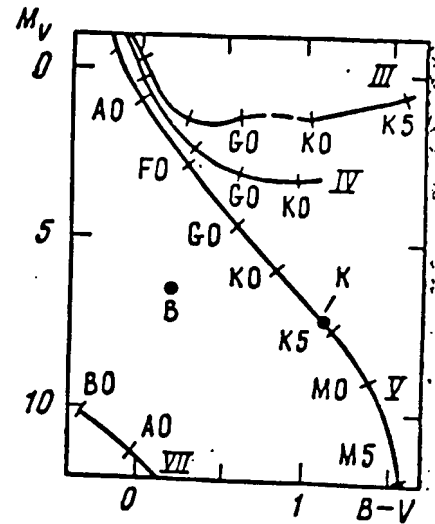


Рис. 5-5 (справа). Положение компонентов AC Спс ("К" и "В") на диаграмме $B - V/M_V$ (Герцшпрунга-Рессела). III - ветвь гигантов, IV - ветвь субгигантов, V - главная последовательность, VII - ветвь белых карликов.

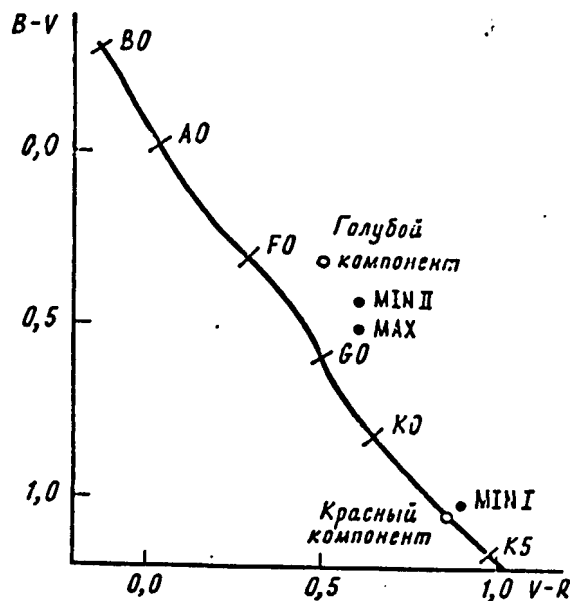


Рис. 5-6. Положение AC Спс на диаграмме $V - R/B - V$. Показано положение переменной в моменты главного и вторичного минимумов, а также в максимуме блеска. Открытые кружки - вычисленное положение компонентов.

Для расчетов модели (Шугаров, 1981; Байдак, Шугаров, 1986) мы приняли (путем последовательных приближений), что в минимуме блеска видно 14% поверхности голубого компонента. При этом красный компонент принадлежит главной последовательности и имеет спектральный класс K4 V, $M_V = 7^m1$. Расстояние до системы получается равным 460 пк. При таком предположении голубой компонент попадает в область, занимаемую бывшими и карликовыми Новыми, новоподобными и другими взрывными звездами. Цветовая температура превышает 10000 К. Отсюда делаем вывод, что голубой компонент – это белый карлик и светящийся аккреционный диск вокруг него. По третьему закону Кеплера, приняв массу холодной звезды класса K5 V равной $0.65M_\odot$, а белого карлика – $0.7M_\odot$, получаем, что расстояние между компонентами меньше 0.01 а.е. Межзвездное покраснение не может сильно исказить полученные результаты, так как галактическая широта АС Спс $b = 31^\circ$, а рассеянное скопление М67, находящееся в 2° от переменной, имеет $E_{b-v} = 0^m06$ (расстояние до М67 около 700 пс). Намечается вторичный минимум, который лучше заметен в полосах R и V , в полосе B он выражен слабее и практически не виден в U .

Массы и светимости компонент были найдены выше. Можно оценить полную светимость аккрецируемого газа, поскольку абсолютная светимость и температура (для учета болометрической поправки) нам известна. Находим, что $L_{bol} = 1.3 \cdot 10^{33}$ эрг/сек. Из соотношения

$$L_{bol} = G\dot{m}M/R,$$

где G – гравитационная постоянная, M и R – масса и радиус белого карлика соответственно, находим, что при $M = 0.7M_\odot$, $R = 0.01R_\odot$, темп аккреции $\dot{m} \sim 2 \cdot 10^{16}$ г/с, что характерно для ВП. Можно найти изменение периода при данном темпе аккреции. В случае, если происходит перенос вещества из заполненной полости Роша через точку Лагранжа L_1 с образованием аккреционного диска, период, согласно Цесевичу, (1971) изменяется следующим образом:

$$-dP/P = 3 \cdot \Delta m_1/m_1(m_1/m_2 - 1).$$

Отсюда получаем $dP \sim 10^{-8}$ сек. Если принять такую величину изменения периода, можно показать, что за 30 лет минимум сместится на несколько секунд, что заметить практически невозможно.

Исходя из продолжительности затмения 0^p15 , оценим радиус красного и голубого компонентов. Предполагая, что затмение не полное (так как у звезды в минимуме остается УФ-избыток), находим, что радиус красного компонента больше половины радиуса Солнца, а радиус аккреционного диска меньше половины солнечного. Если затмение близко к касательному, то угол наклона $i \sim 75^\circ$. Однако вероятно, что эта величина несколько больше, поскольку глубины минимумов значительные.

На возможную связь АС Спс с рентгеновским источником H 0850+13 впервые обратили внимание Курочкин и Шугаров (1981). Nousek, Cordova, Garmire (1980) наблюдали 4 ноября 1977 г. вспышку источника мягкого рентгеновского излучения с пиковой мощностью $6.2 \cdot 10^{-11}$ эрг·см²/сек.

Принимая расстояние до системы в 460 пк, получаем, что поток энергии во время вспышки окажется $7.4 \cdot 10^{27}$ эрг/сек. Наше предположение недавно получило подтверждение (van Teeseling et al., 1996). Наблюдения со спутника ROSAT показали слабый рентгеновский поток от переменной в диапазоне 0.1 – 2.4 KeV.

АС Спс – первая взрывная звезда с глубокими затмениями, открытая и исследованная в нашей стране.

UU Aqr – затменная ВП.

Первые фотографические наблюдения переменной были произведены Ahnert (1942), у звезды были обнаружены как неправильные изменения, так и ослабления блеска от 12^m до 14^m , но найти период по имеющимся наблюдениям в то время не удалось. Позднее звезда изучалась Раупе-Гапоскин (1950) и Курочкиным (1986), однако уверенно классифицировать UU Aqr указанным авторам не удалось.

Только когда Berger, Fringant (1984) показали наличие у звезды УФ-избытка и эмиссионных линий бальмеровской серии, стало ясно, что переменная может быть ВП.

После появления этого сообщения мы заново изучили весь архив негативов из фототеки ГАИШ (150 измерений блеска) и нашли на кривой блеска переменной медленные колебания, на которые наложена быстрая переменность (см. рис. 5–7). Полная амплитуда оказалась равной 1^m5 (13^m0 – 14^m5 *B*) Автор начал проводить фотоэлектрические *UBV*-наблюдения UU Aqr. Новые наблюдения показали, что у звезды происходят кратковременные ослабления блеска на 2^m продолжительностью 15 минут. Волков, Шугаров, Серегина (1986) нашли следующие световые элементы для переменной:

$$Min_{hel} = 2446347.2667 + 0^d.1635806 \cdot E.$$

Свертка с этими элементами, построенная по фотоэлектрическим измерениям в полосе *B*, а также более детальная кривая вблизи минимума показаны на рис. 5–8. Отметим, что глубина затмений у UU Aqr также изменяется: от среднего уровня $13^m.6B$ блеск падал до 14^m8 – 15^m5 *B*. Средние цвета переменной вне затмения равны: $B - V = -0^m1$, $U - B = -0^m7$. На кривой блеска заметен “горб” небольшой амплитуды перед главным минимумом в полосе *B*, а вторичный не виден. Эти особенности характерны для ВП и объясняются теми же причинами, что и у АС Спс.

Более поздние наблюдения подтвердили полученные нами выводы о природе переменности (Kaitchuck et al., 1998; Baptista et al., 2000; Katysheva, Khruzina, Shugarov et al., 2002 и другие работы)

UU Aqr – вторая, после АС Спс взрывная звезда с затмениями, которые были открыты автором.

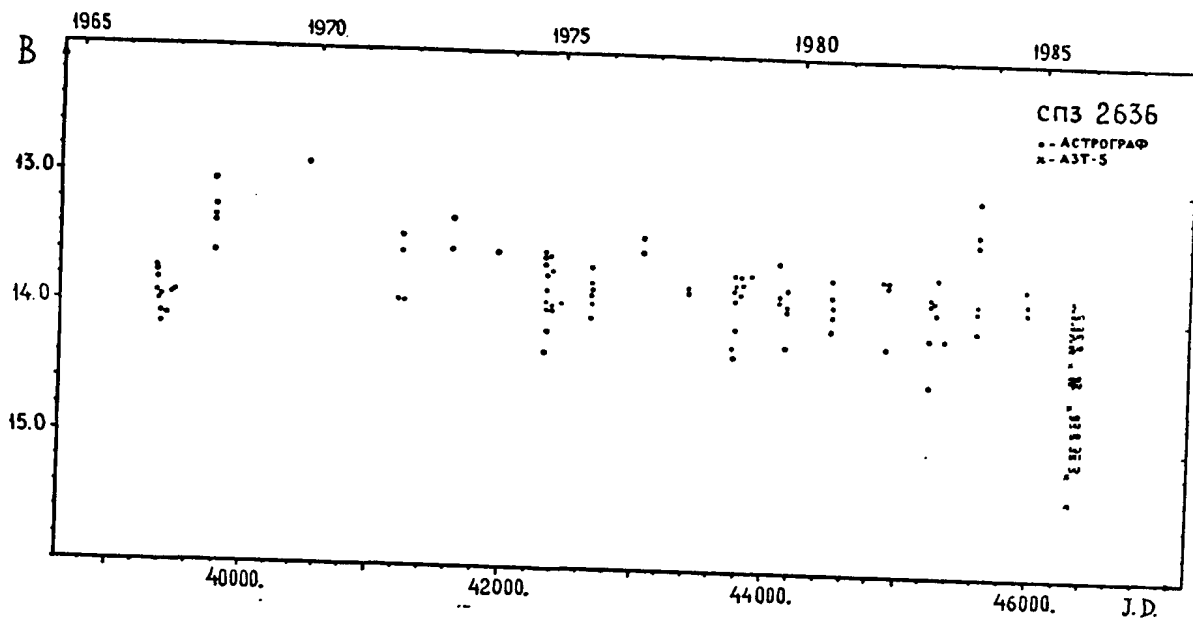


Рис. 5-7. Кривая блеска UU Aqr за 20 лет.

JD 2400000+

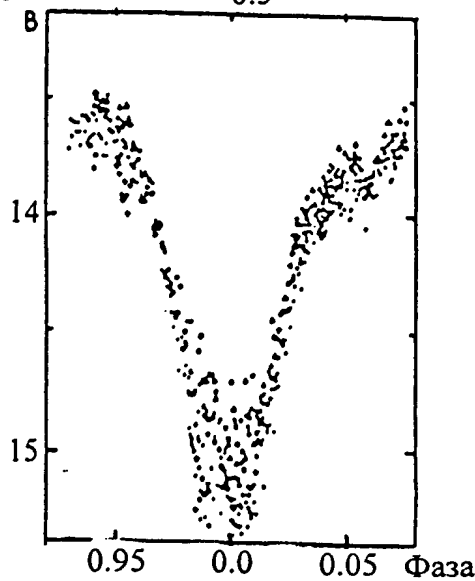
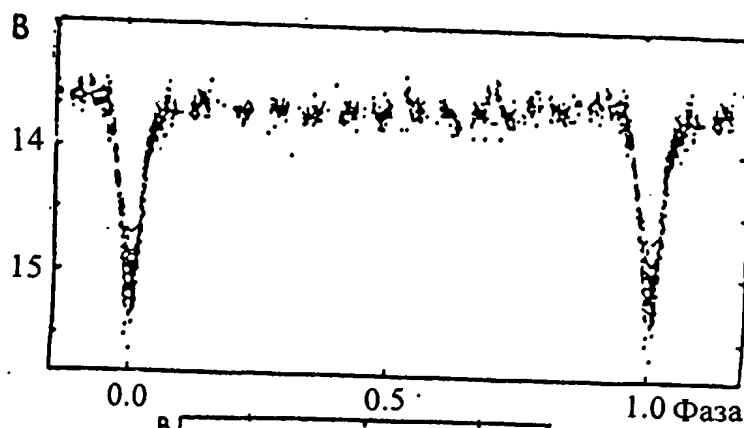


Рис. 5-8. Свертка фотозлектрических данных наблюдений UU Aqr с периодом $P=0^d.1635806$ (верхний рис.) и часть кривой вблизи главного минимума (нижний рис.).

V592 Cas – сложный характер переменности

Первые фотометрические наблюдения были проведены Africano, Quigley (1978), которые нашли у звезды быстрые колебания блеска. Поскольку объект обладал большим УФ избытком, стало очевидно, что V592 Cas – ВП. Спектральные наблюдения показали, что спектр звезды типичен для звезд типа UX UMa – слабые бальмеровские эмиссионные линии, наложенные на широкие абсорбции.

Наблюдения V592 Cas были проведены автором работы на электрофотометре (получено более тысячи наблюдений в полосе *B*, а также отдельные *UBV*-измерения). Для анализа фотометрического поведения переменной привлекались также ПЗС-наблюдения различных наблюдателей под координацией Паттерсона. Основные результаты наблюдений и анализа кривых блеска – в работе Taylor, Thorstensen, Patterson, Shugarov et al. (1998).

Самый плотный ряд наблюдений получен в интервале JD 2450747–782. Сами наблюдения и спектр мощности этих данных приведен на рис. 5–9. Виден пик на частоте 8.179 ± 0.002 цикла/день, $P = 0^d.12226 \pm 0^d.00003$. Средняя кривая блеска за период имеет немного асимметричную форму с полной амплитудой $0^m.154$ (см. врезку на рис. 5–9).

На рис. 5–10 показана О-С диаграмма, построенная для основного периода. На графике видно, что в течение почти 1000 колебаний величина периода оставалась постоянной. По этой диаграмме был уточнен период, окончательные элементы следующие:

$$JD_{Max\ light} = 2450741.668(2) + 0.12228(1)E.$$

Для поиска вторичных колебаний мы исключили этот период и вновь вычислили спектр мощности. Анализ уклонений на периодичность показал независимый пик на частоте 8.934 ± 0.004 цикла/день, $P = 0^d.11193 \pm 0^d.00005$, с амплитудой всего в $0^m.021$. Эти уклонения удовлетворяют следующим световым элементам:

$$JD_{Maxlight} = 2450747.653(3) + 0^d.11193(5) \cdot E.$$

Амплитуда основного колебания для различных временных интервалов изменяется немного (до 30%), но природа вторичного колебания пока не ясна.

В 1993 звезда наблюдалась в фильтре *B*. Два фрагмента кривой блеска в этой полосе и соответствующая периодограмма представлены на рис. 5–11. На кривой блеска ясно виден 10–30 мин. фликеринг. Стрелками на этом рис. показаны следующие частоты (проявившиеся в 1997 г.):

8.18 – основной фотометрический период, найденный в 1997–98 гг. (0.122 дня);

8.93 – вторичный период 1997–98 гг. (0.112 дня);

8.69 – спектральный период (см. ниже).

Мы видим, что период не совпадает с основным сигналом 8.18, видимым по фотометрии 1997 года.

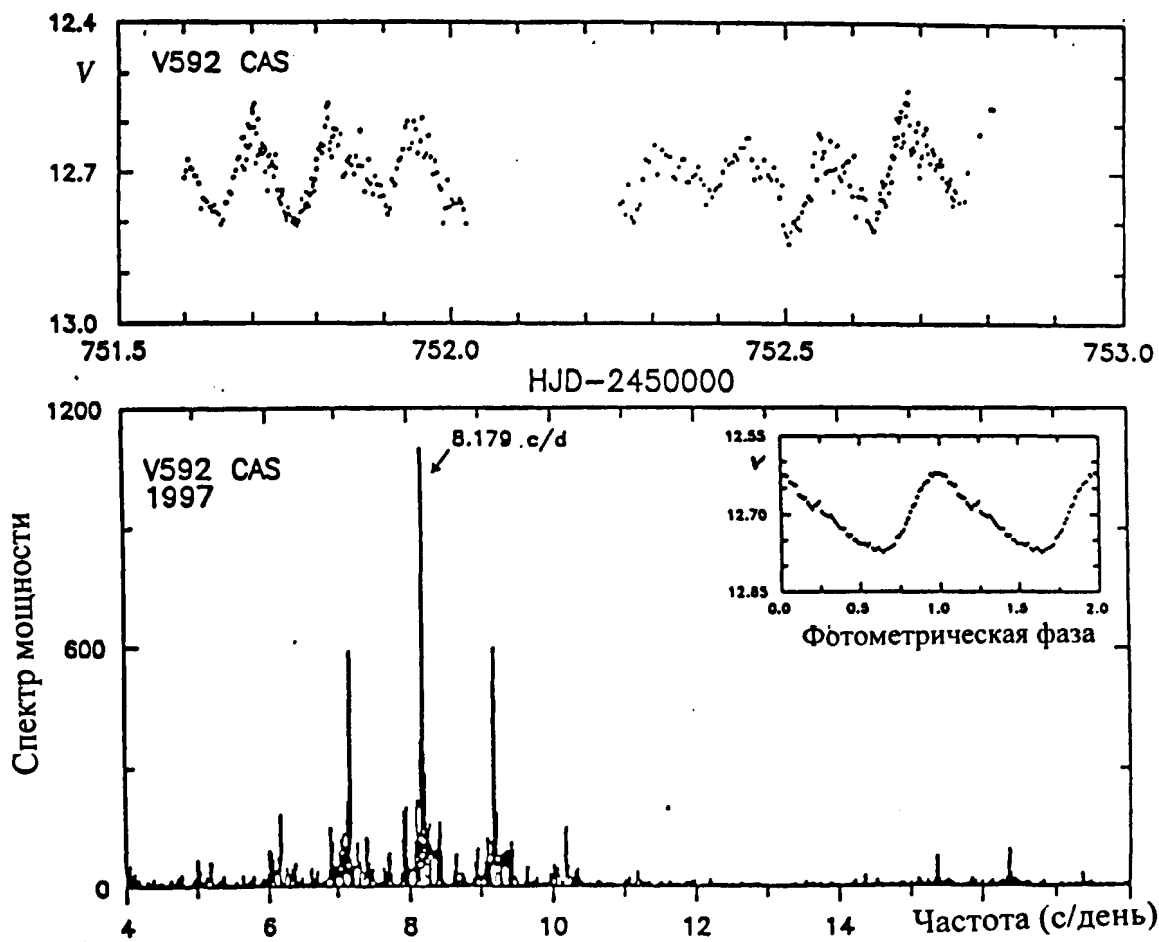


Рис. 5–9. Фрагмент кривой блеска V592 Cas в 1997 г. (верхний рисунок) и периодограмма, вычисленная для этого интервала (нижний рисунок).

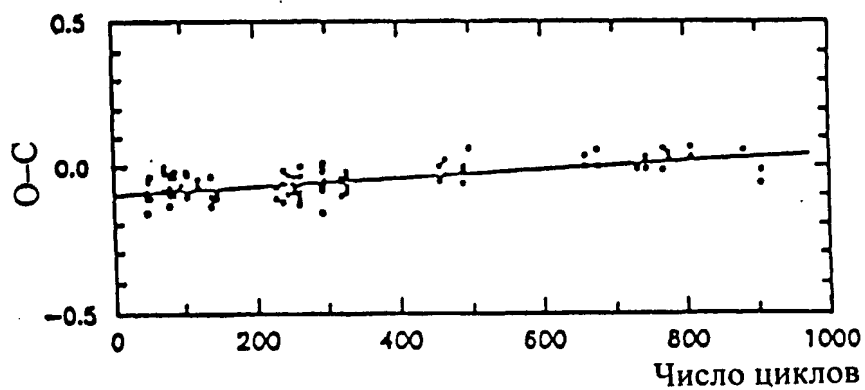


Рис. 5–10. Остатки O–C для V592 Cas, вычисленные относительно найденного периода (см. рис. 5–9).

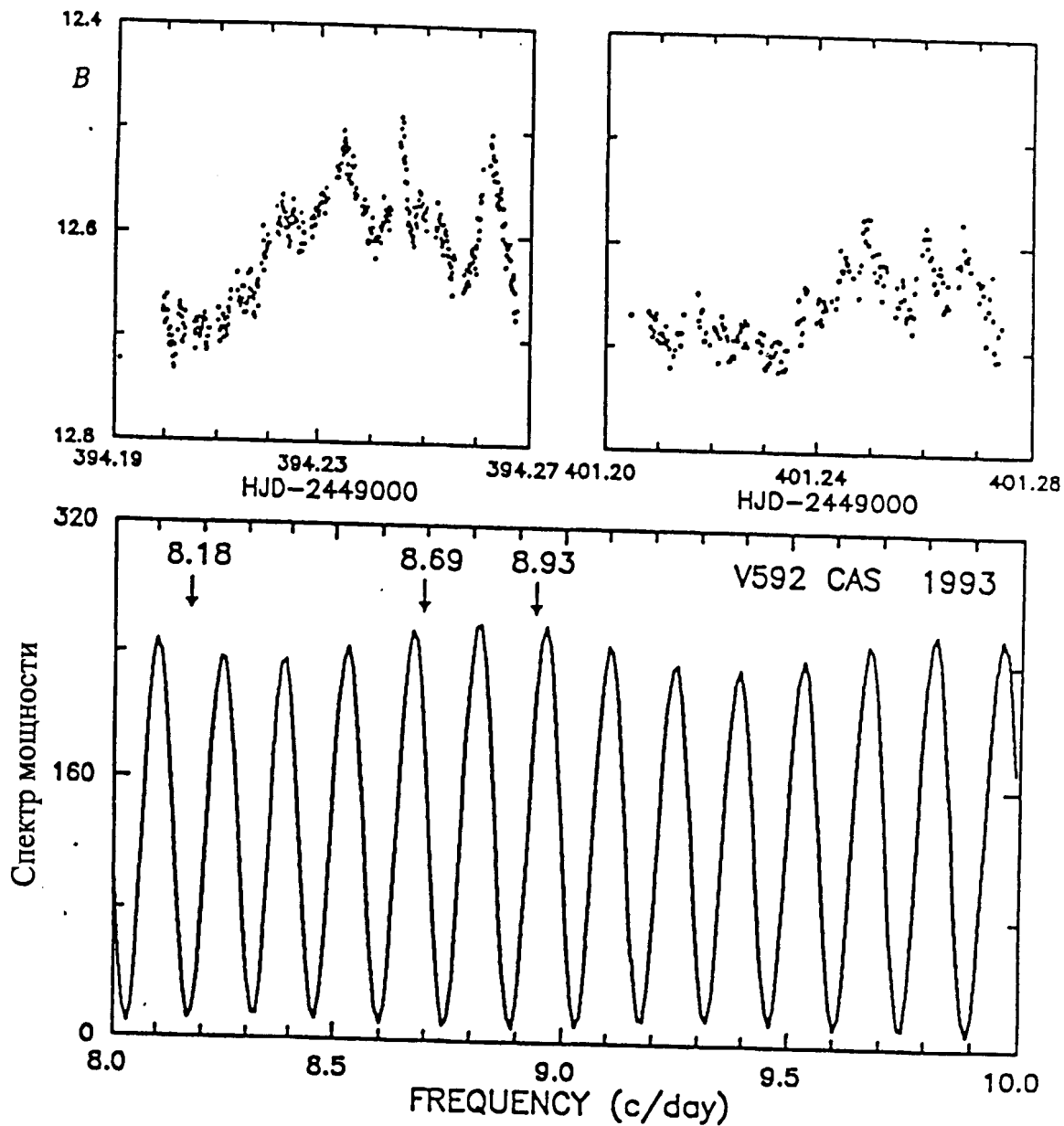


Рис. 5-11. Фрагменты кривых блеска V592 Cas в 1993 г. и периодограмма, вычисленная для этих наблюдений. Стрелками помечены частоты, найденные в 1997 г. (см. рис. 5-9).

Как уже упоминалось ранее, у V592 Cas наблюдается почти стандартный для новоподобных звезд типа UX UMa спектр: крутой голубой континуум, слабые Ве-эмиссии, наложенные на широкие линии поглощения, и довольно высокое возбуждение – $F(HeII\lambda 4686 \text{ \AA})/H(H\beta) = 0.2$.

Линии He I $\lambda\lambda 5876, 6678 \text{ \AA}$, по-видимому, являются наиболее удачными для поиска периода у исследуемой звезды. Thorstensen, Fred (1985) нашли по изменениям лучевых скоростей этих линий, что орбитальный период у V592 Cas равен $0^d 115063$ и, таким образом, отличается от периодов, найденных нами по фотометрическим измерениям.

Наблюдения 1997–98 гг. установили точные значения фотометрического и спектроскопического периодов V592 Cas, причем фотометрический оказался на 6.2% больше спектроскопического. Мы считаем, что фотометрический период является периодом суперхампов. Кроме того, данные 1993 года свидетельствуют, что основной фотометрический период слегка меняется, что также характерно для звезд с суперхампами. Таким образом, исследуемая звезда по характеру переменности может быть классифицирована, как “перманентный суперхампер”. Согласно Narvey et al. (1995), два фотометрических сигнала могут быть вызваны “положительными” и “отрицательными” суперхампами, показывая $\Delta P_{orb} = +0^d 062$ и $-0^d 028$.

Голубой оптический УФ-континуум и слабые эмиссионные линии дают основание заключить, что V592 Cas – относительно яркая ВП типа UX UMa. Обычно такие звезды немного ярче, чем большинство карликовых Новых во вспышках. Наши данные хорошо подтверждает корреляцию между M_V и P_{orb} (Warner, 1987, Cannizzo, 1998), которая для V592 Cas дает $M_V \sim +5$.

Принимая величину межзвездного покраснения $E_{B-V} = 0^m .25$, легко показать, что непоокрасневшие цвета V592 Cas составляют: $B - V = -0^m 18$ (вместо наблюдаемого $-0^m 05$); $U - B = -0^m 99$ (вместо $-0^m 85$). Если предположить, что $M_V \simeq 4^m 0 - 4^m 5$, тогда расстояние до системы составит 330 пк. Можно вычислить болометрический поток от системы: $L_{bol} = 3 \cdot 10^{34}$ эрг/с. При средней массе белого карлика $0.7M_{\odot}$ скорость аккреции составит $9 \cdot 10^{-9} M_{\odot}/\text{год}$, что является типичным для звезд подкласса UX UMa.

Таким образом, V592 Cas – совершенно обычная звезда типа UX UMa со сверхгорбами. Единственная ее особенность состоит в том, период этой звезды попадает в так называемый “пробел” распределения ВП по периодам, и что ее период также немного короче, чем у других звезд подкласса UX UMa.

PX And – изменение глубины затмений и фликеринг

Первоначально PX And = PG0027+260 была заподозрена как ВП по УФ избытку в спектре (Green et al., 1982). Первое детальное исследование переменной было проведено Li et al. (1990) и Thorstensen et al. (1991). Во второй работе показано, что звезда является затменной новоподобной переменной с орбитальным периодом в 3.51 часа. У звезды был обнаружен ряд особенностей, не поддающихся простому объяснению, например, не типичный для ВП сдвиг кривой лучевых скоростей относительно кривой блеска, повышенная интенсивность эмиссионных бальмеровских линий и линии He II $\lambda 4686 \text{ \AA}$, во время затмения, переменная глубина главного

затмения и другие пекулярности (см. работы Hellier, Robinson, 1994; Still et al., 1995). По-видимому, эти и другие особенности могут быть вызваны высоким темпом аккреции, и как следствие – высокой и переменной светимостью горячего пятна, которое при определенных условиях может вносить более половины видимого излучения от системы.

Мы провели фотоэлектрические UBV , телевизионные (без светофильтра, в широкой полосе $\lambda 3500 - 5500 \text{ \AA}$) и ПЗС (V) наблюдения переменной в 1997 и 1999 гг. (Shugarov, Pavlenko, 2000). Наблюдения проводились на 125-см рефлекторе ГАИШ (фотоэлектрия), 50-см менисковом телескопе (TV комплекс КраО) и 38-см рефлекторе (ПЗС). Основной массив фотоэлектрических наблюдений получен в системе, близкой к B . Телевизионные широкополосные наблюдения были прокалиброваны к системе B , поскольку максимум чувствительности TV-приемника приходится именно на B -полосу ($\lambda 4400 \text{ \AA}$) и максимум излучения от этой звезды тоже находится в синей и УФ области спектра. Наши наблюдения были получены в интервале JD 2450721–732 с временным разрешением 10–20 с для фотоэлектрических наблюдений, 25–45 с для TV-кадров. В сумме, мы получили 3700 B измерений блеска. ПЗС-наблюдения проводились с помощью ПЗС-камеры ST-7 со временем накопления 150 с. В сумме получено 150 измерений в интервале JD 2451465–467.

Наши наблюдения подтвердили, что $PX \text{ And}$ – затменная система, и наблюдаемый период (найденный по моментам затмений) ближе к орбитальному (см., например, каталог Ritter, Kolb, 1998), чем к ожидаемому периоду суперхампов. Наблюдения, полученные 7–8 октября 1997 г., показаны на рис. 5–12. В эту ночь мы отнаблюдали два затмения, причем видно, что вне затмений на кривой блеска заметна более быстрая переменность, явно не связанная с орбитальной кривой. Даже в эту ночь глубины двух последовательных затмений отличаются почти на 0^m5 , в остальные ночи наблюдается аналогичное поведение. Форма затмений также не остается постоянной.

Мы нашли точные элементы световой кривой:

$$JD_{min \text{ hel}} = 2450729.438 + 0^d.146346 \cdot E.$$

Вид фазовой кривой блеска, построенной с уточненными элементами, показан на рис. 5–13. Кривая блеска, построенная по V -наблюдениям 1999 г., приведена для сравнения на этом же графике. Видно, что глубина затмений на нижней кривой блеска существенно меньше, чем на верхнем. Мы можем предложить следующие объяснения этому явлению:

а) глубина затмений уменьшается с длиной волны (что характерно для большинства ВП и связано с красным компонентом, видимым во время главного затмения).

б) глубина затмений переменна во времени (что также часто встречается для ВП, даже для исследуемой звезды на более коротких временных шкалах)

с) оба эффекта существуют одновременно, что также встречается у ВП, например, у $V1315 \text{ Aql}$ (Павленко и др., 2000).

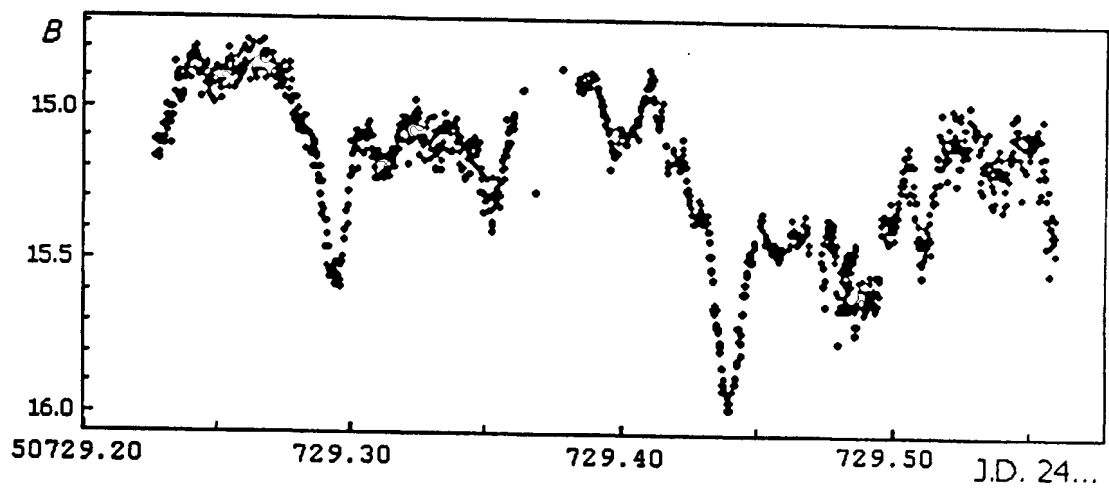


Рис. 5-12. Наблюдения PX And 7 – 8 октября 1997 г.

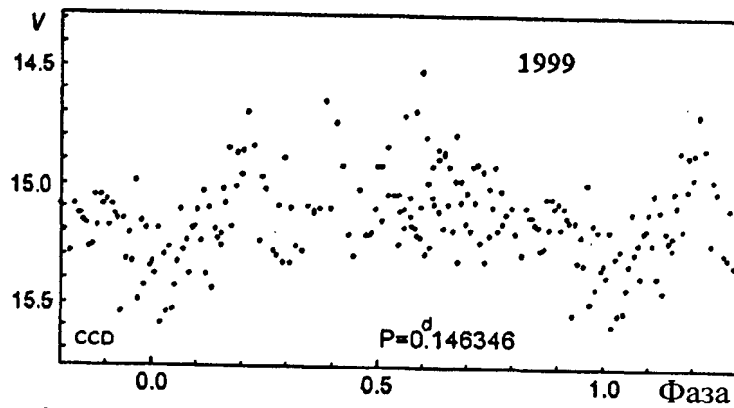
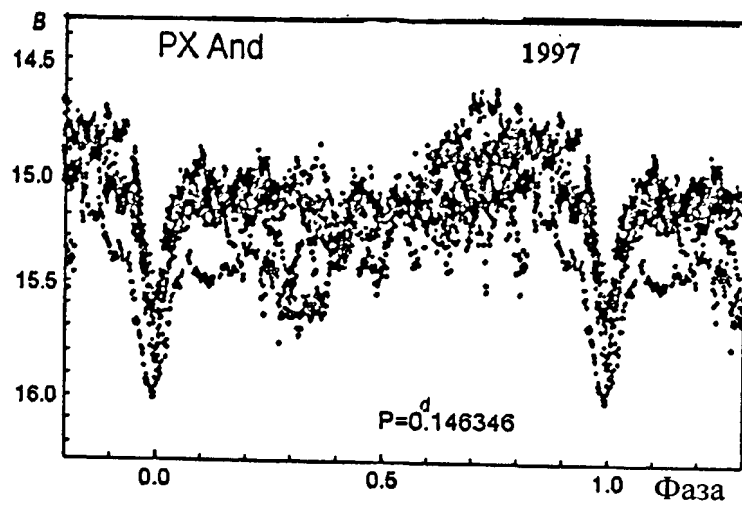


Рис. 5-13. Свертка наблюдений PX And за октябрь 1997 (верхний рис.) и октябрь 1999 г. (нижний рис.), построенная с орбитальным периодом.

Вероятнее всего, справедливо утверждение “с”, поскольку PX And – вероятный кандидат в звезды с суперхампами, и наши наблюдения не противоречат этому предположению.

На свертке кривой блеска за 1997 г. отчетливо видно, что глубина затмений сильно меняется. Очевидно, что в середине затмения, кроме относительно стабильного красного компонента, значительный вклад в излучение вносит и сильно переменный диск или струя, вызывая тем самым наблюдаемый разброс на кривой блеска. Еще более выражена эта переменность во время “горба” на кривой блеска перед главным минимумом. Если во время затмений амплитуда (разброс), вызванная нестационарными процессами в диске, струе и других незвездных компонентах равна примерно $0^m.5$, то на фазах, близких к $0^P.8$ эта величина достигает почти 1^m .

Для анализа наблюдений на быструю переменность были использованы только наблюдения, полученные вне затмений, чтобы уменьшить вклад от орбитальной составляющей в исследуемый эффект. Оставшаяся орбитальная волна была также “отбелена”. После проведенных операций у нас должна остаться переменность, вызванная только быстрыми изменениями блеска. По этим остаткам, вычисленным для трех ночей с наибольшим числом наблюдений, и был проведен поиск периодических составляющих.

Мы обработали с помощью Фурье-анализа эти остатки и построили три независимые периодограммы для трех ночей: JD 2450728, 729 и 731. Обработка проводилась в частотном интервале от 10 до 120, более высокие частоты значимых пиков не показали, а меньшие должны быть сильно искажены в процессе “отбеливания”. На рис. 5–14 мы видим, что для трех ночей имеется пик на частоте, близкой к $f_1 = 45d^{-1}$ (что соответствует периоду в 32 минуты). Менее выражен пик на двойной частоте $f_2 = 97d^{-1}$. Свертки наблюдений с частотой, близкой к f_1 , показаны также на рис. 5–14. Отметим, что подобные временные шкалы для быстрой переменности наблюдаются и у других систем, исследованных нами, у новоподобных V426 Oph (Шугаров, 1983с), V1315 Aql (Павленко, Бакланов, Чернецкий, 2000), MV Lyr (предыдущая глава настоящей работы), промежуточного поляра V795 Her (Shugarov, Zhargova, 1995), поляра BY Cam (Pavlenko, Shugarov, Antipin et al., 1996), и других ВП. Тем не менее, у PX And полная амплитуда фликкеринга, достигающая 1^m , в 2-3 раза больше, чем у перечисленных звезд.

Эти наблюдения подтверждают предположения о сильной нестабильности аккреционных процессов в системе, описанные Hellier, Robinson (1994). Но, с другой стороны, эти процессы сильно затрудняют выделение слабого периодического сигнала, вызванного прецессией аккреционного диска – суперхампов. Можно надеяться, что в ближайшее время совместные кооперативные программы наблюдений позволят найти точную величину и этого периода.

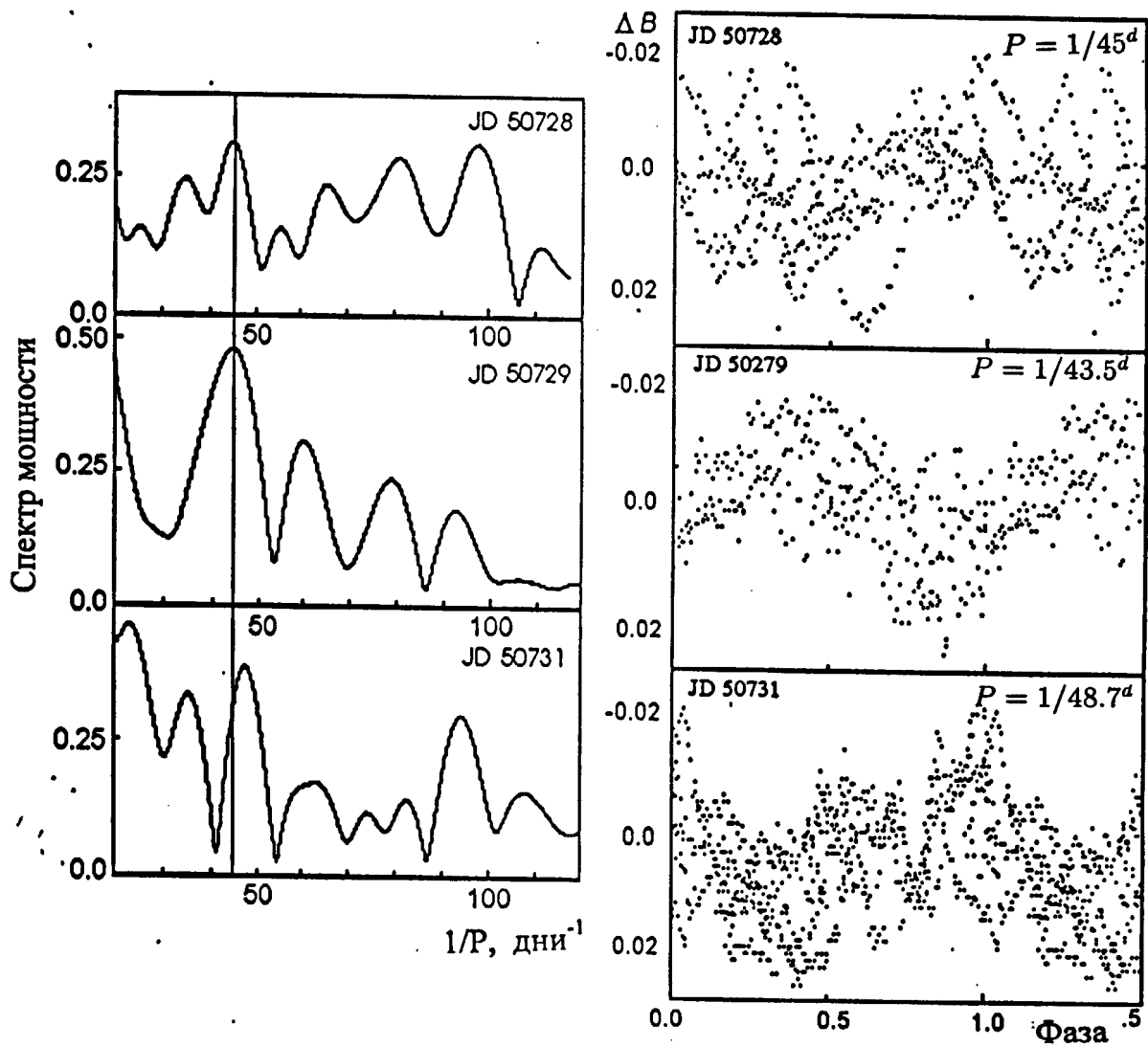


Рис. 5-14. Периодограммы для высоких частот для трех ночей октября 1997 г. (слева) и свертки для общей частоты ($\sim 1/45\text{day}$).

DW UMa – затменная ВП

У звезды DW UMa, как и у PX And, был сначала обнаружен УФ избыток в спектре (Green et al., 1982). Вскоре Shafter, Hessman (1984) подтвердили, что переменная имеет в спектре сильные эмиссионные линии балмеровской серии а также линию высокого возбуждения He II $\lambda 4686 \text{ \AA}$, а также обнаружили у нее затмения глубиной около 1^m5 и период в $3^h 16^m$. В целом, DW UMa показывает наиболее характерные черты, присущие ВП.

Все авторы, проводившие фотометрическое изучение этой системы, отмечают, что кривые блеска DW UMa, как правило, очень сильно отличаются одна от другой. Следовательно, характеристики в системе постоянно изменяются, поэтому автор провел независимое фотометрическое исследование DW UMa и получил ряд физических величин, характеризующих изменение этих характеристик.

Наблюдения проводились автором и Казенновой (Kazennova, Shugarov, 1992) с помощью *UBV*-электрофотометра а также по негативам фототеки ГАИШ (Шугаров, 1996). На рис. 5–15 показаны кривые блеска 7 апреля 1989 г. (JD 2447624), построенные по найденным нами уточненным значениям орбитального периода ($0^d 1366067$). Видно глубокое затмение во всех трех полосах, а также “горб” перед ним. В полосе *U* амплитуда горба больше, чем в *B*, а в полосе *V* его амплитуда минимальна. Появление горба на определенных фазах орбитального периода является следствием изменения условий видимости горячего пятна на диске (рис. 5–15), а увеличение его амплитуды с уменьшением длины волны указывает на большую температуру пятна. В главном минимуме показатель цвета *B–V* увеличивается, что и должно происходить при прохождении красной звезды (вторичного компонента) перед горячим диском и белым карликом. Правда, у системы остается избыток ультрафиолетового излучения и в минимуме. Анализируя кривую блеска в полосе *B* в следующую ночь, видим, что глубина затмения несколько возросла, а горб не наблюдался (не было заметно его и в последующую ночь). Вероятно, темп аккреции упал, и пятно на диске исчезло.

Из фотографических оценок блеска видно, что в основном блеск системы изменяется вне затмений от 14^m3 до 14^m9 . Однако в январе 1990 г. звезда неожиданно резко ослабела до $\sim 17^m$, через месяц ее блеск был уже $\sim 16^m$, а к маю 1990 г. почти вернулся к своему первоначальному уровню ($\sim 15^m$). Из наблюдений в эту эпоху видно, что горба перед минимумом по-прежнему нет (только в полосе *U* он слегка проявляется), а орбитальный период не изменился и найденные до ослабления световые элементы продолжают выполняться.

Согласно Hessman (1990), в момент депрессии эмиссии водорода оставались, но линии высокого возбуждения He II отсутствовали полностью.

Для построения модели системы была использована программа Хрузиной (1991). Программа позволяет решать прямую задачу – для конкретной ВП вычислить для данной длины волны орбитальную кривую блеска. Изменяя ряд параметров, можно добиться согласия наблюдаемой и теоретической кривых блеска.

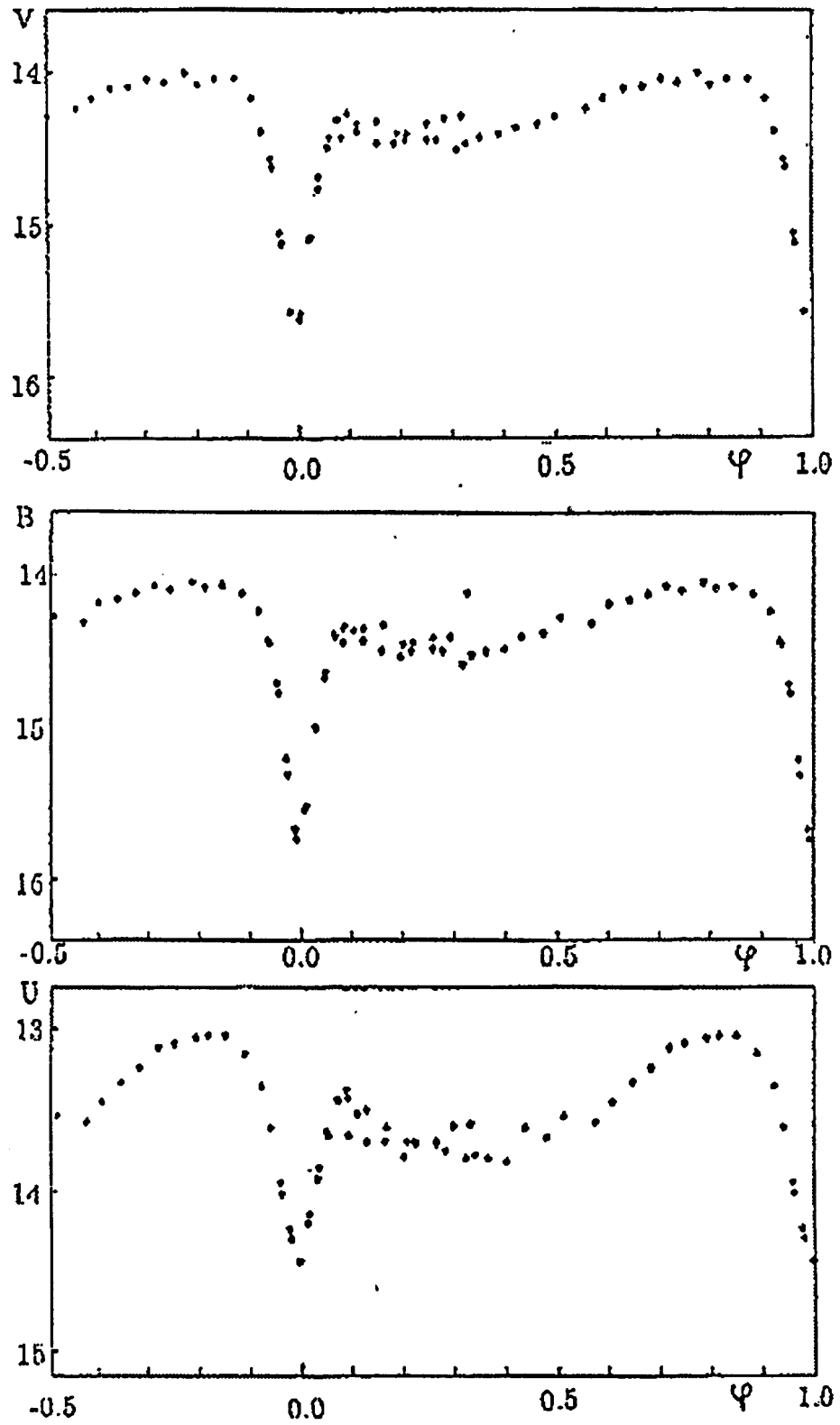


Рис. 5-15. Фазовые VBU - кривые блеска для DW UMa.

Используя указанную программу и приведенные ранее формулы, мы нашли, что $M_{wd} \sim 0.9M_{\odot}$, $q = 3$, $a = 1.1R_{\odot}$, $R_2 = 0.31R_{\odot}$, $i = 83^{\circ}$. В следующей таблице приведены найденные с помощью алгоритма Хрузиной значения, соответствующие диску и пятну.

Таблица 5-1. Параметры DW UMa.

дата	сис	Д И С К				фаза	П Я Т Н О			
		L/L_2	$B - V$	$U - B$	R/R_{\odot}		R/R_{\odot}	L/L_{\odot}	$B - V$	$U - B$
7 апр 1989	V	3.6	0.1	-1.5	0.51	0.80	0.67	1.5	0.5	-1.6
	B	24			0.57	0.85	0.80	2.0		
	U	415			0.65	0.90	0.73	2.3		
8 апр 1989	V	4.3	-0.4		0.50					
	B	42			0.56					
9 апр 1989	B		-1.3	0.65	0.57					
	U									

Из таблицы видно, что основной вклад в излучение вносит диск, светимость которого от ночи к ночи изменяется в 1.5–2 раза, что и вызывает изменение среднего уровня блеска от цикла к циклу. Показатели цвета пятна соответствуют цветовой температуре 40–50 тысяч градусов (Страйжис, 1977). Тот факт, что радиус пятна зависит от длины волны, можно объяснить тем, что распределение температуры по диску неравномерно, поэтому разные участки диска наиболее эффективно излучают в различных диапазонах волн.

Что касается точности найденных величин, полученных в рамках принятой модели, отметим, что одни и те же значения в принципе можно получить и при другом наборе исходных параметров. Часто авторы приводят область допустимых значений одной величины и соответствующее множество значений другого параметра. Однако в качестве начального приближения найденные значения вполне можно принять, тем более, что они не существенно расходятся с данными других авторов (см. работы Shafter et al., 1988; Zang, 1989; Kopylov et al., 1989; Dhillon et al., 1994).

V Sge – Сверхмягкий рентгеновский источник

Основные свойства V Sge были описаны Herbig et al. (1965). Эта переменная голубая звезда $\simeq 11^m$, открытая в 1902 году, меняет блеск в диапазоне от 9.6 до 13 зв. величин. У звезды наблюдаются очень широкие “затмения” с периодом 0.514195 дня и малые вторичные затмения. Голубой цвет, переменность и короткий орбитальный период позволяют считать ее взрывной переменной. Однако в ее поведении есть особенности, не типичные для обычных ВП.

Herbig (1965) первым обнаружил сильные эмиссионные линии, двойную затменную кривую блеска, а также высокое и низкое состояния блеска. В низком состоянии наблюдались узкие (500 км/с) эмиссии обоих компонентов системы. В высоком состоянии линии намного шире (до 1500 км/с) и изменяются в фазе с движением первичного компонента. Орбитальный

период оказался равным 0^d514 . Минимумы кривой блеска так широки, что можно считать, что затмевающий компонент полностью заполняет свою полость Роша. Расстояние до системы было оценено в 2.75 кпк.

Несмотря на многочисленные наблюдения, при интерпретации кривых блеска, анализа изменений ширин линий и объяснении кривых лучевых скоростей, проявляются принципиальные противоречия при моделировании системы.

Dias, Steiner (1995) отметили подобие кривых блеска V Sge и CAL 87 и предложили модель сверхмягкого рентгеновского источника (supersoft X-ray source, SSS).

Сверхмягкие рентгеновские источники (SSS) – двойные системы, имеющие очень высокую светимость в рентгеновском диапазоне, но низкую температуру ($L_X > 10^{36}$ эрг/с, $kT_{eff} = 20 - 80$ эВ).

Из-за присутствия в системе интенсивного источника ионизации – рентгеновского источника, в спектре звезды наблюдается много высоковозбужденных эмиссионных линий.

В настоящее время известно около 30 таких объектов, большинство из которых обнаружено в Магеллановых Облаках, и только 2 в Млечном Пути (Greiner, 1996). Причиной этого является то, что из-за мягкости рентгеновского излучения оно сильно поглощается в плоскости Галактики. Изучение ярких SSS, в том числе и V Sge, находящихся в нашей Галактике, чрезвычайно интересно.

Вследствие указанных причин, автор начал проводить фотоэлектрические наблюдения переменной. Основные выводы сделаны в работах: Patterson, Kemp, Shugarov et al. (1998); Lockley, Wood, Shugarov et al. (1999); Simon, Shugarov (1999); Simon, Hric, Shugarov et al. (2002a,b).

Автор наблюдал V Sge на 60-см телескопах Цейсс-600 в Крыму и Звенигороде. Значительная часть наблюдений получена также в Москве на 70-см рефлекторе (Simon, Shugarov, Marsakova, 2001). Наблюдения проводились в полосах UBV . Для большей полноты при анализе кривых блеска использовались наблюдения, полученные другими авторами, а также визуальные и фотографические наблюдения.

Одной из особенностей V Sge является чрезвычайно высокая светимость. Изучение межзвездных линий и покраснения позволило оценить $E(B - V) = +0^m33$, расстояние в 1.3 кпк и $A_V = 1^m1$. При средней звездной величине $V = 11^m3$ вне затмения абсолютная зв. величина $M_V = -0^m3$, что в 12 раз ярче, чем положено известным ВП.

После учета покраснения находим, что $B - V = -0^m31$, $U - B = -1^m18$, что характерно для очень горячей звезды.

V Sge имеет длинную историю наблюдений. Описание первых рядов были сделаны еще Ryves (1932), Jасchia (1931) и многими другими авторами (включая любительские наблюдения VSNET). Анализ вспышечной активности описан в работе Марсаковой (Marsakova, 1998).

У звезды есть длительные периоды относительно стабильного блеска, но в целом, блеск меняется нерегулярно в пределах от $V = 10^m4$ до 12^m4 . Переход от высокого к низкому состоянию происходит за 100–4000 дней, но иногда гораздо быстрее – за 1–2 недели. Один из таких переходов исследован автором (Simon, Petric, Hric, Shugarov, 2001).

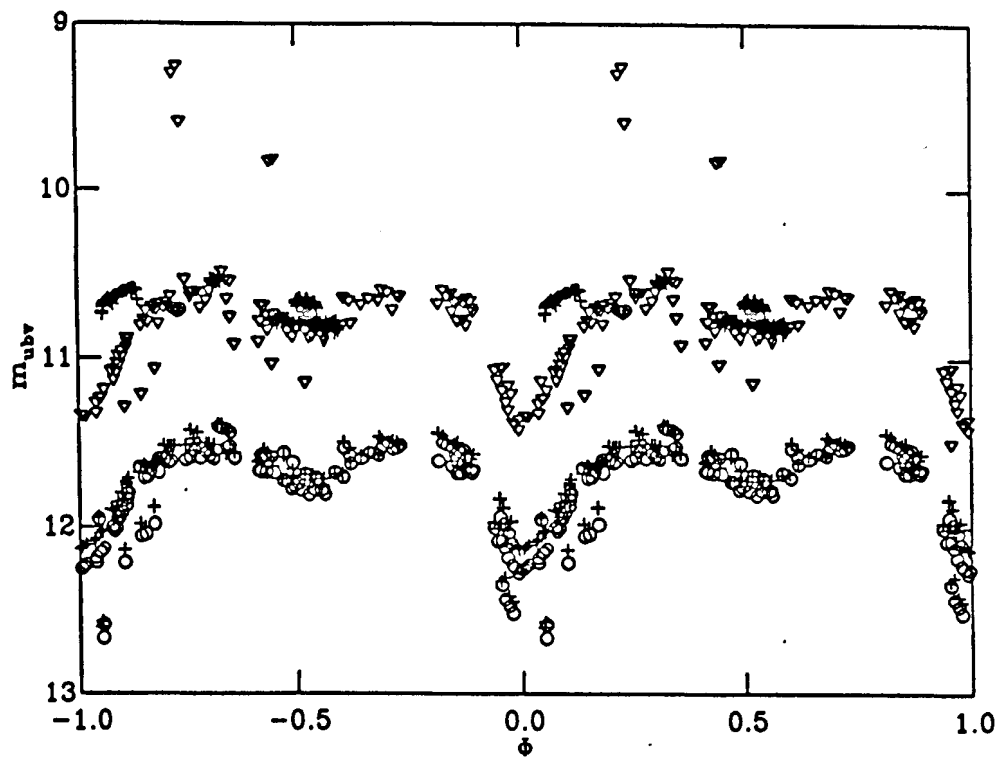
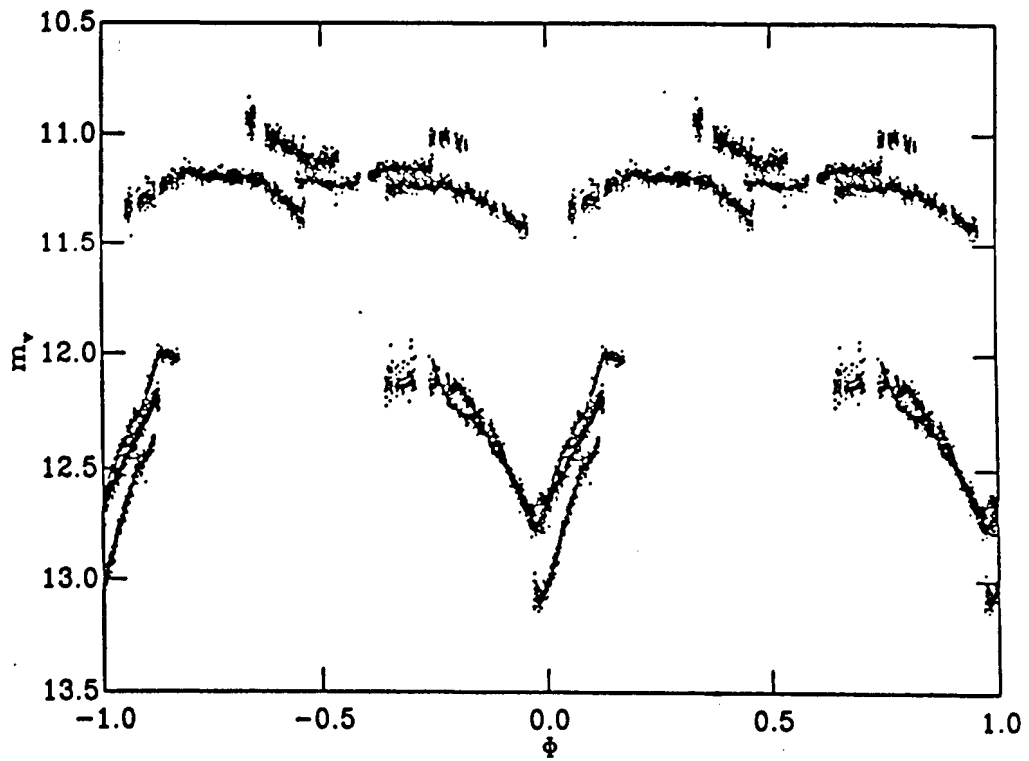


Рис. 5-16. Кривые блеска (свертки) для V Sge в системе V (верхний рис.) и в системах U (треугольники), B (звездочки) и U (крестики) для разных уровней блеска.

Мы получили 11 новых моментов затмений с 1977 по 1999 гг. (табл.5–2) и нашли следующие световые элементы изменения блеска:

$$JD_{\text{mintight}} = 2437889.916 + 0.5141967 \cdot E - 9.2 \cdot 10^{-11} E^2.$$

с достоверностью 99.99%. Это соответствует $\dot{P} = -2.6 \cdot 10^{-10}$ или $P/\dot{P} = 5 \cdot 10^6$ лет. Smak (1995) тоже пришел к подобному выводу.

Наблюдения показывают наличие двух широких минимумов на орбитальной кривой. Подобные кривые блеска обычно наблюдаются у контактных двойных системах, а также у сверхмягких рентгеновских источников. Система намного ярче в U , чем в B и V -фильтрах (см. рис. 5–16). На кривых блеска видны “ступеньки” как на нисходящей, так и на восходящей ветвях затменной кривой. Это не может быть следствием фликеринга, амплитуда которого как правило в 2–3 раза меньше, чем амплитуда “ступенек”.

Таблица 5–2. Журнал оптических наблюдений.

Обсерв.	Дата	Фильтр	экспоз.	Фаза	Но.
Keele	24/07	V	5 сек	0.80–0.90	253
Keele	25/07	V	5 сек	0.75–0.00	1270
Keele	29/07	V	5 сек	0.50–0.80	1598
Keele	01/08	V	5 сек	0.30–0.60	843
Keele	03/08	V	5 сек	0.10–0.50	1547
Keele	05/08	V	5 сек	0.00–0.20	900
Keele	08/08	V	10 сек	0.80–1.20	2205
Keele	09/08	V	10 сек	0.80–1.20	1040
Keele	10/08	V	10 сек	0.70–1.15	1378
Крым	27/07	UBV	10 сек	0.25	3,3,3
Крым	29/07	UBV	10 сек	0.45–0.60	2,2,137
Крым	30/07	V	10 сек	0.05–0.58	141
Крым	31/07	V	10 сек	0.30–0.55	84
Крым	04/08	UBV	10 сек	0.04	1,1,1
Крым	05/08	UBV	10 сек	0.10	5,5,5
Крым	06/08	UBV	10 сек	0.95	4,4,4
Звенигород	15/08	UBV	10 сек	0.60	2,2,2
Звенигород	16/08	UBV	10 сек	0.20–0.55	15,14,4
Звенигород	18/08	UBV	10 сек	0.40	1,1,1
Звенигород	19/08	UBV	10 сек	0.05	14,11,14
Звенигород	20/08	UBV	10 сек	0.93–0.30	31,31,33
Звенигород	21/08	UBV	10 сек	0.12–0.30	11,11,14
Звенигород	22/08	UBV	10 сек	0.85	8,8,8
Москва	24/08	UBV	10 сек	0.67–0.88	17,17,17
Москва	25/08	UBV	10 сек	0.66	1,1,1
Москва	29/08	UBV	10 сек	0.40–0.60	10,11,12
Москва	30/08	UBV	10 сек	0.30–0.50	5,9,9

Наблюдения проводились по кооперативной программе как наблюдателями из обсерватории в Keele так и автором (остальные наблюдения), см. работу Lockley, Wood, Shugarov, et al., (1999).

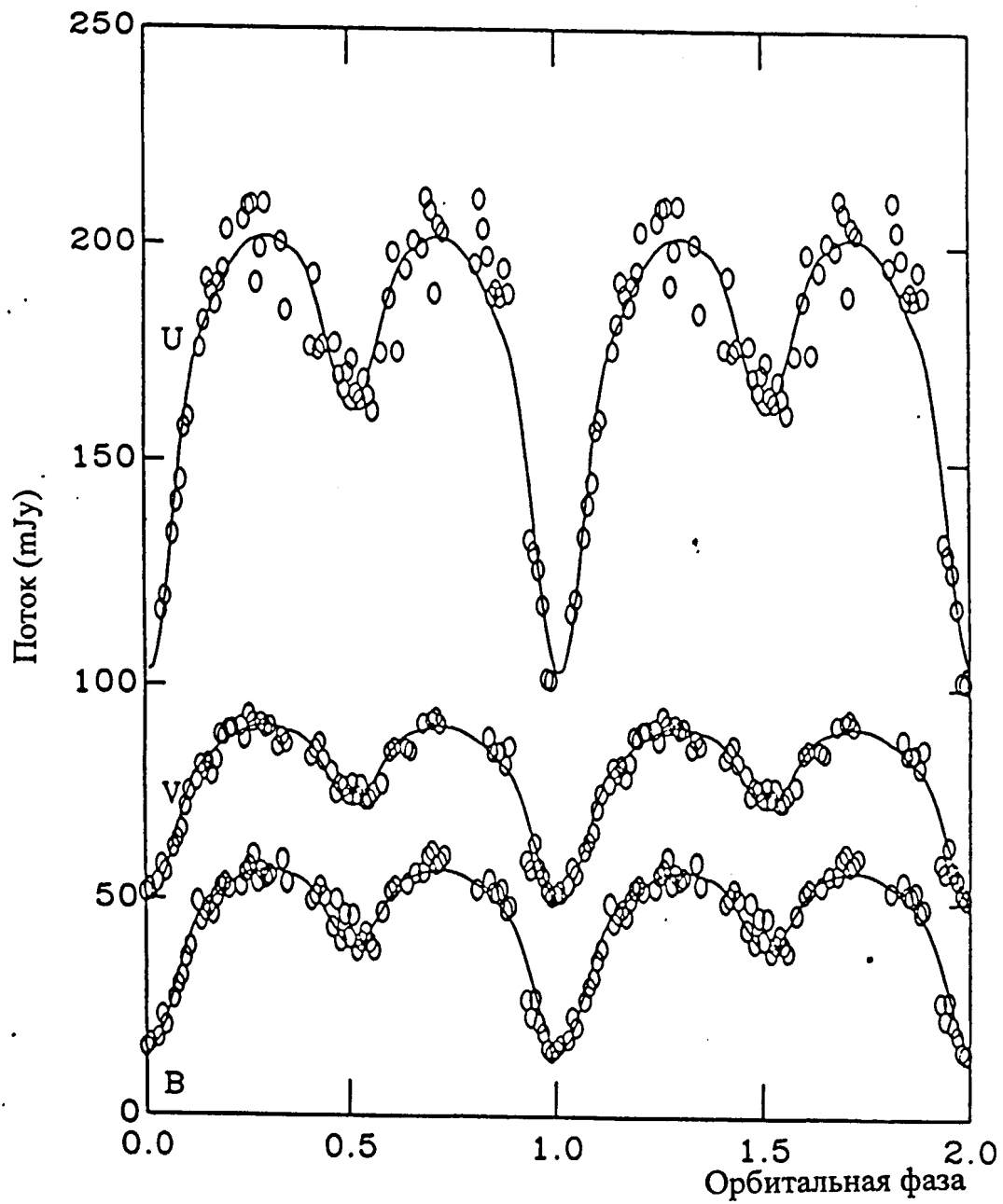


Рис. 5-17. Кривые блеска UU Aqr в системах *U*, *B*, *V* (линейная шкала) в состоянии слабого блеска.

На основе полученных нами кривых *UBV*-блеска методами численного моделирования мы определили некоторые физические характеристики компонент системы V Sge.

Сначала исследовались лишь кривые в *B* и *V*. Наилучшие оценки параметров: $q = 2.0 \pm 0.5$, $i = 72 \pm 6^\circ$. Ошибки такие, что $\chi^2 = \chi_{best,q,i}^2 + 1$ для всех других фиксированных параметров. Оставшиеся свободные параметры Ω_1, Ω_2 и температуры звезд T_1 и T_2 изменялись, чтобы получить наилучшее приближение.

Рассматривались разделенная, контактная и полуразделенная конфигурации. Наилучшей оказалась разделенная двойная, где светимость и спектр вторичного компонента зависят от задаваемой T_2 – температуры вторичного компонента.

Далее, после получения наилучших параметров в *B* и *V*, была попытка выявить дополнительное излучение в полосе *U* для высокого уровня блеска. В итоге никакого дополнительного света не найдено.

На рис. 5–17 приведены орбитальные кривые блеска для низкого состояния, а параметры системы даны в табл.5–3.

Таблица 5–3.

$q(M_1/M_2)$	4.1 (0.5)
i°	72 ± 6
T_1	41000 ± 1300
T_2	21000 ± 1100
M_1	0.8 ± 0.1
M_2	3.3 ± 0.1
$a(R_\odot)$	4.1 ± 0.1
$\log g_1$	4.4
$\log g_2$	4.0

Очень близкие к нашим оценки температур компонент нашли Mader, Shafter (1997): $T_1 = 40000$ К и $T_2 = 19400$ К (для высокого состояния) или $T_2 = 17800$ К (для низкого уровня), а первичный компонент должен заполнять полость Роша.

Наши данные подтверждают, что первичный компонент немного сплюснут. Фактически его несферическая форма создает эллипсоидальную модуляцию, которая отвечает широким минимумам на орбитальной кривой блеска. Однако наши измерения говорят, что первичный компонент не такой большой, чтобы заполнить полость Роша и началось истечение вещества. Наши расчеты показали, что фактор заполнения полости Роша равен 98–99%, Эта величина очень близка к заполнению полости, но к сожалению, нельзя точно сказать, есть ли контакт с поверхностью Роша. Заметим, что в наши наблюдения показали одинаковую светимость на фазах 0.25 и 0.75. Следовательно, у V Sge нет признаков горячего пятна на фазе 0.25, как указывали ранее Mader, Shafter (1997).

Вторичный компонент менее искажен, чем первичный, и заполняет примерно 90% полости Роша. Так что она не может быть донором, как это предложили Williams et al. (1986).

Мы нашли новые эфемериды V Sge, определили квадратичный член, определили \dot{P} . Изучая кривые блеска в *UBV* в низком состоянии, полу-

чили, что первичный компонент не заполняет полностью полость Роша, как предполагалось ранее. Вторичный компонент заполняет полость Роша примерно на 90 %.

Данные с телескопа Хаббла с Р Суг-профилями указывают на потерю массы, видимо, в виде ветра или ветров. Природа обоих компонентов позволяет создавать ветра.

Все особенности *V Sge*, как простой ВП, трудно объяснить. Но если это SSS-источник, то найденные особенности объяснить легче. Как затменная система и яркий SSS, она должна стать объектом пристального внимания.

5.3 Основные выводы

В результате наблюдений и анализа кривых блеска автор нашел следующие особенности и определил перечисленные ниже параметры для новоподобных звезд:

AC Snc – впервые доказано, что объект – затменная ВП, исследована ее фотометрическая переменность, найден орбитальный период и построена предварительная модель системы.

UU Aqr – автором показано, что звезда – ВП с затмениями, найден орбитальный период системы и цветовые характеристики переменной.

V592 Cas – показан сложный характер переменности блеска, на который накладываются непостоянный период суперхампов, найдены его значения.

PX And – уточнен оптический период изменения блеска, построена и проанализирована кривая блеска и впервые изучены частотные закономерности быстрой переменности.

DW UMa – впервые показано изменение формы затменной кривой от уровня блеска, получены трехцветные наблюдения переменной, по которым построена модель системы.

V Sge – изучены цветовые характеристики затменной системы, по результатам проведенной фотометрии построена детальная модель системы.

ЗАКЛЮЧЕНИЕ

Основная цель диссертации заключается в попытке обобщить огромный наблюдательный материал по фотометрическим наблюдениям ВП, уточнить или независимо определить их орбитальные периоды, изучить формы кривых блеска, их изменения в зависимости времени и от общего состояния системы, по возможности открыть новые ВП и более детально исследовать физические процессы проявления двойственности у уже открытых звезд.

За 25 лет наблюдений были получены результаты, которые описаны в главах 3, 4 и 5.

Настоящая работа состоит из введения, пяти глав и заключения.

Во введении формулируется тема работы, кратко описана история исследования ВП, поставлены основные задачи, перечислены программные звезды, проблемы, которые автор рассматривал, кратко перечислены полученные результаты и трудности, с которыми встречался автор при исследовании. Указано, где представлялись результаты исследований и упомянуты основные публикации.

Глава I посвящена описанию общей модели ВП. Перечислены причины, вызывающие те ли иные проявления вспышечной активности, дана классификация ВП, детально рассмотрена модель Роша для ВП и сформулированы основные проблемы, касающиеся этих звезд.

Глава II описывает методики, которые использовал автор при получении наблюдательного материала: это фотографические, фотоэлектрические и ПЗС наблюдения. Рассматриваются особенности, преимущества и недостатки каждого метода, показано, что фотометрические исследования являются *актуальными* и с их помощью возможно выявить (с некоторыми оговорками) двойственность исследуемой звезды и, следовательно, принадлежность классу ТДС.

Глава III описывает наблюдения и анализ кривых блеска новых звезд различных подклассов. Проанализированы результаты наблюдений четырнадцати звезд – четырех классических Новых, одной повторной Новой, четырех Новых – оптических двойников рентгеновских источников, четырех симбиотических новых звезд и одной карликовой новой.

Для этих объектов были построены и проанализированы кривые блеска на спаде вспышки или в спокойном состоянии, найдены или заподозрены орбитальные периоды или циклы вспышечной активности.

Особо важный результат – анализ зависимости амплитуды и формы орбитальной кривой блеска от уровня блеска (на спаде после вспышки) для Новой звезды.

Для Новой 1995 г. V723 Cas автором впервые был найден не только орбитальный период, но и прослежена его эволюция – от полного отсутствия периодической орбитальной волны до постепенного возрастания амплитуды (по мере остывания и рассеяния сброшенной оболочки) почти до 1^m . Аналогичных наблюдений других авторов не известно.

Похожий результат получен также для симбиотической новой RT Ser, автор нашел орбитальный период, а по архивным данным восстановил кривую спада блеска и нашел, что орбитальная волна появилась при увеличении излучения (за счет рассеивания сброшенной оболочки) с компактного компонента, при этом видимая температура компактного компонента повысилась с 7500К до 114000К.

Для Новых V723 Cas и V1974 Cyg прослежены цветовые изменения блеска, дана их интерпретация.

Для карликовой новой IP Peg мы впервые построили модель системы, которая впоследствии была подтверждена дальнейшими наблюдениями. Показана сильная переменность формы и светимости аккреционного диска и горячего образования на нем. Полученная нами еще в 1985 г. форма горячего пятна представляла собой вытянутое светящееся образование. В конце 1990-х годов теоретические расчеты (Bisikalo, Boyarchuk, Chechetkin et al., 1998; Harmanec, Bisikalo, Boyarchuk, Kuznetsov, 2002) показали, что в некоторых случаях вместо пятна на диске как раз и могут появляться структуры, напоминающие светящуюся линию, которую мы фактически и обнаружили за 15 лет до этих расчетов.

Кроме того, показано сходство оптических кривых для рентгеновских Новых V616 Mon и KV UMa.

Как и для упомянутых классических Новых, у рентгеновской Новой LZ Aqr автором прослежено изменение вида орбитальной волны в зависимости от уровня блеска объекта. В данном случае отметим, что эволюция орбитальной кривой совершенно иная, чем для классических Новых: по мере ослабления жесткого рентгеновского излучения ослабевает и амплитуда орбитальной волны.

Для широких пар (симбиотические новые) V1016 Cyg и V1329 Cyg показана возможность существования третьего тела на эллиптической орбите.

Мы одними из первых подтвердили, что релятивистский компонент у V404 Cyg – вероятный кандидат в черные дыры.

Глава IV посвящена звездам, показывающим на кривой блеска “суперхампы”, колебания блеска с периодом, близким к орбитальному, во время супервспышек или в других состояниях блеска.

Приводятся результаты наблюдений и анализа кривых блеска для двух звезд типа SU UMa и трех новоподобных звезд.

Доказано, что V1504 Cyg – звезда, показывающая кроме обычных вспышек также и сверхвспышки, и впервые найден период сверхгорбов. Для аналогичной звезды SW UMa исследована эволюция сверхгорбов на поздней стадии вспышки и показаны цветовые изменения, найдено, что во время вспышки 2000 г. в оптике более четко проявлялся период, удвоенный к орбитальному.

Для новоподобной MV Lyr построена детальная кривая блеска за 50 лет, проанализирована долговременная переменность, а во время депрессии 1976–86 гг. найдена вспышечная активность, напоминающая поведение карликовых новых и выявлено 3 вида вспышек.

Впервые найдена и интерпретирована зависимость оптического периода от среднего уровня блеска. Мы объясняем эту зависимость тем, что что наблюдаем обращающееся вокруг БК пятно или горячие образова-

ния на внешних частях диска, размеры которого коррелируют с видимым уровнем блеска. Чем больше размеры диска и его светимость (т.е. средний блеск переменной), тем больше кеплеровский период вращения внешних частей диска и, следовательно, видимый в оптике период.

Для FY Peg и V592 Cas впервые найден период суперхампов и показана его нестабильность.

Глава V. В данной главе приводятся результаты наблюдений новоподобных звезд.

Впервые автор нашел орбитальные элементы для AC Snc и UU Aqr и доказал, что эти звезды – ВП с короткими орбитальными периодами. Впервые была построена модель для AC Snc, более поздние исследования других авторов уточнили модель, но наши параметры в целом подтвердились.

Для новоподобных PX And и DW UMa были уточнены орбитальные периоды, показаны отличия кривых блеска в различных цветах, а также на различных уровнях среднего блеска. Построены модели для DW UMa для нескольких вспышек и показано, что некоторые параметры диска изменяются. Также проанализирована быстрая переменность у PX And и впервые найдена устойчивая для нескольких ночей частота.

Показано, что V410 Cas – пекулярная звезда с пока еще не понятыми свойствами, испытавшая уже вторую вспышку за последние 70 лет.

Изучены также особенности кривых блеска сверхмягкого рентгеновского источника V Sge в различных фотометрических системах, уточнен орбитальный период и построена модель системы.

Подытожим основные исследования, в которые вошло:

— открытие новых или доказательство принадлежности к классу ВП плохо изученных переменных звезд, некоторые из которых оказались затменными (что является очень ценным для построения моделей систем). К ним относятся системы AC Snc, UU Aqr, IP Peg;

— обнаружение орбитальных периодов у недостаточно изученных ВП, которыми являются уже упомянутые AC Snc, UU Aqr, а также новоподобные V592 Cas, FY Peg, карликовые новые IP Peg и V1504 Cyg, симбиотические Новые RT Ser и V1016 Cyg и классические Новые V723 Cas, Q Cyg;

— уточнение орбитальных периодов или доказательство изменения периода у классических Новых DI Lac, V1974 Cyg и рентгеновских Новых V404 Cyg, LZ Aqr = XTE J2123-058, KV UMa = XTE J1118+480, а также у карликовых новых различных подтипов – SW UMa, MV Lyr, PX And, DW UMa и сверхмягкого рентгеновского источника V Sge;

— исследование эволюции кривой блеска у Новой V723 Cas, вспышка которой произошла в 1995 году. Было показано, как по мере рассеяния сброшенной оболочки проявляются орбитальные вариации кривой блеска и увеличивается ее амплитуда;

— анализ QPO у звезд MV Lyr, PX And, Q Cyg;

— построение долговременной кривой блеска новоподобной MV Lyr и подробный анализ ее вспышечной активности, выделение нескольких ви-

дов вспышек;

— наблюдение и анализ резкого падения блеска у рентгеновской Новой V616 Mon;

— построение моделей систем AC Snc, RT Ser, V592 Cas, V Sge, XTE J2123-058 и независимое определение массы у рентгеновской Новой – кандидата в черные дыры V404 Cyg;

— обнаружение возможного периода вращения белого карлика у Новых звезд V723 Cas и U Sco;

— фотометрическое исследование и анализ симбиотической Новой звезды 1910 г. RT Ser, которая до настоящего времени была недостаточно исследована и для которой автор впервые доказал двойственность, нашел орбитальный период и оценил параметры двойной системы.

Также отметим впервые рассчитанные физические параметры для затменной AC Snc, доказавшие принадлежность этой звезды к редкому типу ВП – новоподобных с глубокими затмениями. Затмения у аналогичной звезды UU Aqr также впервые были найдены автором. Кроме того, мы первыми отнаблюдали и объяснили форму затменной кривой у карликовой Новой IP Peg и показали, что во время вспышки и в неактивной фазе физические условия сильно различаются. Детальный многолетний анализ фотометрических наблюдений новоподобной MV Lyr впервые выявил ряд закономерностей, вспышечной и орбитальной переменности, не замеченных другими наблюдателями.

Для V404 Cyg методами моделирования оптической кривой блеска было подтверждено, что релятивистский компонент в данной двойной системе – наиболее вероятный кандидат в черные дыры.

Наблюдательный материал, полученный в настоящей работе, может быть использован в дальнейшем всеми заинтересованными лицами для независимого анализа и поиска периодических колебаний, для рационального планирования наблюдений (по приведенным эфемеридам), для сравнения моделей ВП различных подтипов, для статистических исследований (используя таблицы из “Каталога ТДС на поздних стадиях эволюции”).

К сожалению, нам не удалось явно найти причины, приводящие в целом одинаковые по строению звезды к столь различным фотометрическим изменениям блеска. Очевидно, в дальнейшем необходимо рассчитывать модели, находить все возможные параметры компонентов, диска, струи, наличия магнитного поля для большого количества ВП. Только имея большую и надежную статистику можно надеяться получить ответ на поставленный вопрос.

Моя глубокая благодарность – научному руководителю В.М. Лютому за постоянный интерес и внимание к моей работе. Я глубоко признателен Н.А. Катышевой и Н.А. Горыне, оказавшим большую помощь в оформлении диссертации. За помощь в получении и обработке наблюдательного материала автор выражает благодарность В.П. Горанскому, Е.П. Павленко и Н.А. Катышевой. Особую благодарность я выражаю И.М. Волкову за изготовление UVV-электрофотометра, без которого большая часть наблюдательного материала вообще не была бы получена.

Благодарю руководство ГАИШ, Крымской лаборатории ГАИШ и Крымской астрофизической обсерватории за предоставленное наблюдательное время, а их коллективы — за благожелательность и поддержку и советы и обсуждения проблем. Также благодарю Д. Хохолу (Словацкая Академия наук) за обсуждение некоторых глав настоящей работы.

Работа выполнена при частичной финансовой поддержке грантами РФФИ, ГНТП “Астрономия”, поддержки Научных Школ.

Литература

- Africano J., Quigley R., 1978 – PASP, **90**, 191
Ahnert, 1942 – Astron. Nachr., **272**, 286
Andronov I.L., 1994 – Odessa Astron. Publ., **7**, 49
Andronov I.L., Shugarov S.Yu., 1983 – IBVS No 2418
Andronow I.L., Fuhrmann B., Wenzel W, 1988 – Astron. Nachr., **309**, 39
Antipin S.V., Shugarov S.Yu., 1992 – IBVS No 3732
Antokhina E., Cherepashchuk A., Shugarov S., 1992 – IBVS No 3777, 1.
Baptista R., Silveria C., Steiner J.E., Horne K., 2000 – MNRAS, **314**, 713
Bath G.T., 1973 – Nat. Phys. Sci., **246**, 84
Bath G.T., 1974 – MNRAS, **169**, 447
Batten, A.H., 1974 – Review of Publications “Binary and Multiple Star Systems”, J.RAS of Canada, **68**, 219.
Batten, A.H., Fletcher, J.M., MacCarthy, D.C., 1989 – Catalogue of the orbital elements of spectroscopic binary systems. Dominion Astrophysical Observatory.
Beljawsky S., 1936 – Перем. зв., **2**, 36
Berger J., Fringant A.M., 1984 – Astron. Astroph. Suppl., **58**, 565
Bianchini A., Sabbadin F., Favero G.C., Dalmeri I, 1986 – Astron. Astroph., **160**, 367
Bianchini A., 1990 – Astron. J., **99**, 1941
Bisikalo D., Boyarchuk A., Chechetkin V. et al., 1998 – MNRAS, **300**, 39
Boley F., Wolfson R., Bradt H. et al, 1976 – Astroph. J., **203**, 13
Borisov G.V., 1992 – Astron. Astroph., **261**, 154
Budzinovskaya I., Pavlenko E., Prokof'eva V., Shugarov S., 1992 – in: “Workshop on Cataclysmic Variable Stars”, Viña-del-Mar, Chile, ed. N. Vogt, ASP Conf. Ser., **29**, San Francisco, p.373
Cannizzo J.K., 1998 – Astroph. J., **493**, 426
Casares J., Charles P.A., Naylor T., 1992 – Nature, **355**, 614
Casares J., Charles P.A., Naylor T., Pavlenko E., 1993 – MNRAS, **265**, 834
Castelli F., Gratton R., Kurucz R.L., 1997 – Astron. Astroph., **318**, 841
Ceraski L.P., 1909 – Astron. Nachr., **183**, 110
Charles P.A., 1991 – Gemini, No 34, 11
Cherepashchuk A.M., 2000 – Space Sci. Rev., 473
Cherepashchuk A.M., Katysheva N.A., Khruzina T.S., Shugarov S.Yu., 1996 – Highly Evolved Close Binary Stars: Catalog, Part 1, ed. A.M. Cherepashchuk, Gordon and Breach Sci. Publ., Amsterdam, 356 pp.
Cherepashchuk A.M., Katysheva N.A., Khruzina T.S., Shugarov S.Yu., 1996 – Highly Evolved Close Binary Stars: Finding charts. Part 2, ed. A.M. Cherepashchuk, Gordon and Breach Sci. Publ., Amsterdam, 254 pp.
Chochol D., Andronov I.L., Shugarov S.Yu. et al., 1999 – Contr. Astr. Obs. Skalnaté Pleso, **29**, 31
Chochol D., Pribulla T., 1998 – Contr. Astr. Obs. Skalnaté Pleso, **27**, 53
Chochol D., Pribulla, T., Shemmer O., Shugarov S.Yu. et al., 2000 – IAU Circ No 7351

- Collins P., 1992 – IAU Circ. No 5454
- Cropper M., 1990 – Space Sci. Rev., **54**, 195
- Davis R.D., Edwards M.R., Morison I., Spences R.E, 1975 – Nature, **257**, 659
- de Jong J.A., van Paradijs J., Augusteijn T., 1996 – Astron. Astroph., **314**, 484
- Dhillon V.S., Jones D.H.P., Marsh T.R., 1994 – MNRAS, **266**, 859
- Diaz M.P., Steiner J.E., 1995 – Astroph. J., **110**, 1816
- Duerbeck H.W., 1987 – Space Sci. Rev., **45**, 1 (A Reference Catalogue and Atlas of Galactic Novae)
- Eachus L., J., Wright E.L., Liller W., 1976 – Astroph. J., **203**, L17
- Eggen O.J., Sandage A.R., 1964 – Astroph. J., **140**, 130
- Elwis M., Griffiths C.G., Turren M.J.L., Page G.G., 1975a – IAU Circ. No 2814
- Elwis M., Griffiths C.G., Turren M.J.L., Page G.G., 1975b – Nature, **257**, 656
- Faulkner J., Lin D.N.C., Papaloizou J., 1983 – MNRAS, **205**, 359
- Gilliland R.L., Kemper E., 1980 – Astroph. J., **236**, 854
- Goranskij V.P., Shugarov S.Yu., Orlovskij E.I., Rakhimov V.Yu, 1985 – IBVS No 2653
- Goranskij V., Metlova N., Shugarov S., 2002 – in: “Classical Nova Explosions”, AIP Conf. Proc., **637**, Sitges, Spain, 20-24 May 2002, eds. M. Hernanz, J. Jose, p.311
- Goranskij V.P., Karitskaya E.A., Kusakin A.V., Shugarov S.Yu. et al., 1998 – Astron. Aph. Trans., **15**, 101
- Goranskij V.P., Katysheva N.A., Kusakin A., Shugarov S.Yu. et al., 2002 – in: “The Physics of Cataclysmic Variables and Related Objects”, ASP Conf. Proc., **261**, eds. B.T. Gänsicke, K. Beuermann, K. Reinsch., p.625
- Goranskij V.P., Shugarov S.Yu., Katysheva N.A. et al., 2000 – IBVS No 4852
- Goransky V.P., Shugarov S.Yu., Dmitrienko E.S., Pavlenko E.P., 1997 – in: “Astronomical Time Series”, Tel-Aviv, eds. D. Maoz, A. Sternberg, E.M. Leibowitz, Kluwer Acad. Publ., Dordrecht, Boston, London, p.219
- Green R.F., Ferguson D., Liebert J., Schmidt M., 1982 – PASP, **94**, 560
- Green R.F., Schmidt M., Liebert J., 1986 – Astroph. J. Suppl., **61**, 305
- Greenstein J.L., 1954 – PASP, **66**, 79
- Greiner J., 1996 – in: “Supersoft X-ray Sources”, Proc. of the International Workshop, Garching, Germany, 28 Feb.–1 March 1996, XIII, ed. J. Greiner, Lectures Notes in Physics, **472**, Springer-Verlag, Berlin, Heidelberg, New York, p.1
- Hack M., Selvelli P.L., 1993 – in: “Cataclysmic Variables and related objects”, eds. M Hack, C la Dous. NASA, 511
- Harevich V., Bocharov A., Shugarov S. et al., 1975 – IAU Circ. No 2839, 1975
- Harmanec P., Bisikalo D., Boyarchuk A., Kuznetsov O., 2002 – Astron. Astroph., **396**, 937

- Harvey D., Skillman D.R., Patterson J., Ringwald F.A., 1995 – PASP 107, 551
- Harvey D., Skillman D.S., Kemp J. et al., 1999 - private communication
- Hellier C., Robinson E.L., 1994 – *Astroph. J.*, 431, L107
- Herbig G.H., Preston G.W., Smak J.I., Paczynski B., 1965 - *Astroph. J.*, 141, 617
- Hessman F.V., 1990 – IAU Circ. No 4971
- Hirosawa K., 1995 – IAU Circ. No 6213
- Hoffmeister C., 1967 – *Astron. Nachr.*, 290, 43
- Honeycutt R.K., Robertson J.W., Turner G.W., 1995 – in: “Cataclysmic Variables”, eds. A Bianchini, M Della Valle, M Orio, Kluwer Acad. Publ., Dordrecht, Boston, London, p.75
- Hynes R.I., Charles P.A., Haswell C.A. et al., 1998 – in: “Texas Symposium on Relativistic Astroph. and Cosmology”, eds. J. Paul, T. Montmerle
- Hynes R.I., Zurita C., Haswell C., Shugarov S. et al., 2002 – MNRAS, 330, 1009
- Ichikawa S., Osaki Y., 1992 – PASP, 44, 151
- Ilovaisky S.A., Chevalier C., 1998 – IAU Circ. No 6975
- Jacchia L., 1931 – *Beobach. Zirk. der AN*, 13, 16
- Johnson H.L., Sandage A.R., 1955 – *Astroph. J.*, 121, 616
- Kaitchuck R.H., Schlegel E.M., White J.C., Mansperger C.S., 1998 – *Astroph. J.*, 499, 444
- Katysheva N.A., Khruzina T.C., Shugarov S.Yu. et al., 2002 – in: “The Physics of Cataclysmic Variables and Related Objects”, ASP Conf. Proc., 261, eds. B.T. Gänsicke, K. Beuermann, and K. Reinsch., p.493.
- Katysheva N.A., Shugarov S.Yu., Pavlenko E.P., Abolmasov P.V., 2002 – *Journ. Astrophys. Astr.*, 23, 15
- Katysheva N.A., Shugarov, Pavlenko E.P. et al., 2000 – *Кинематика и физика небесных тел, прил.*, 3, 393
- Kazennova E., Shugarov S., 1992 – in: “Workshop on Cataclysmic Variable Stars”, Viña-del-Mar, Chile, ed. N. Vogt, ASP Conf. Ser. (San Francisco), 29, p.390
- King A.R., 1988 – QJRAS, 4, 1
- King A.R., 1989 – MNRAS, 241, 365
- Kopylov I.M., Somov N.N., Somova T.A., 1989 – CAO, препринт No 40
- Kraft R., 1964 – *Astroph. J.*, 139, 457
- Kraft R.P., Luyten W.J., 1965 – *Astroph. J.*, 142, 1041
- Kuznetsova Yu. G., Pavlenko E.P., Sharipova L.M., Shugarov S.Yu, 1999 – *Odessa Astron. Publ.*, 12, 197
- Levine A., Swank J., Smith E., 1998 – IAU Circ. No 6955
- Li Y., Jiang Z., Chen J., Wei M., 1990 – *China Astron. Aph.*, 14, 359
- Livio M., Verbunt F., 1988 – MNRAS, 232, 1
- Livio M., 1992 – *Preprint of Space Tel. Sci. Inst.*, 1992, No 659
- Lockley J.J., Wood J.H., Shugarov S.Yu. et al., 1999 – MNRAS, 310, 963
- Lubow, S., 1991 – *Astroph. J.*, 381, 259
- Lubow, S., 1994 – *Astroph. J.*, 432, 224
- Lucy L. B., 1967 – *Zeitschrift für Astrophysik*, 65, 89

- Mader J., Shafter A., 1997 – *PASP*, **109**, 1351
Makino F., 1989 – *IAU Circ. No 4782*
Marsakova V.I., 1998 – *Astron. Aph. Trans.*, **15**, 143
Marsakova V.I., Shugarov S.Yu., 1995 – *IAU Circ. No 6168*
Martynov D., Shugarov S., Lyuty V., 1976 – *IAU Circ. No 2953*
Mason K.O., Seitzer P., Tuohy I.R. et al., 1980 – *Astroph. J.*, **242**, 109
Mattei J.A., 1990 – in: "Active Close Binaries", ed. C. Ibanoglu, Kluwer Acad. Publ., Dordrecht, p. 611
McClintock J.E., Remillard R.A., 1990 – *Astroph. J.*, **350**, 386
Mendoza E.E., 1965 – *Boletin do Los Observ. Tonantzintla y Tacubaya*, **4**, No 26, 3
Meyer F., Meyer-Hofmeister E., 1983 – *Acta Astr.*, **121**, 29
Morgenroth O., 1936 – *Astron. Nachr.*, **261**, 260
Mumford G.S., 1967 – *PASP*, **79**, 283
Munari U., 1988 – *Astron. Astroph.*, **200**, L13
Munari U., Rejkuba M., Hazan M., Shugarov S. et al., 1997 – *Astron. Astroph.*, **323**, 113
Murset U., Nussbaumer H., 1994 – *Astron. Astroph.*, **282**, 586
Nousek J.A., Cordova F.A., Garmire G.P., 1980 – *Astroph. J.*, **242**, 1107
Okazaki Akira, 1993 – *Astroph. Sp. Sci.*, **210**, 227
Osaki Y., 1974 – *PASJ*, **26**, 429
Osaki Y., 1985 – *Astron. Astroph.*, **144**, 369
Osaki Y., 1989 – *PASJ*, **41**, 1005
Osaki Y., 1996 – *PASP*, **108**, 390
Osminkina O.A., Osminkin E.Yu., Shakura N.I., Shugarov S.Yu., 1990 – in: *Proceedings of Workshop "Plasma Astrophysics"*, Telavi, Georgia, USSR, 301
Paczynski B., 1971 – *Ann. Rev. Astron. Astroph.*, **9**, 183
Parimucha S., Arkhipova V., Chochol D., Shugarov S. et al., 2000 – *Contr. Astr. Obs. Skalnaté Pleso*, **30**, 99
Patterson J., Kemp J., Shugarov S. Yu. et al., 1998 – *PASP*, **110**, 380
Patterson J., 1984 – *Astroph. J. Suppl.*, **54**, 443
Patterson J., 1994 – *PASP*, **106**, 209
Patterson J., Kemp J., Saad J. et al., 1997 – *PASP*, **109**, 468
Pavlenko E., 1997 – in: "Physical Processes in Symbiotic Binaries and Related System", Warszawa, ed. J. Mikolajewska, p. 205
Pavlenko E., Goranskij V., Shugarov S., 2002 – in "The Physics of Cataclysmic Variables and Related Objects", *ASP Conf. Proc.*, **261**, eds. B.T. Gänsicke, K. Beuermann, K. Reinsch., p.651
Pavlenko E., Shugarov S., Goranskij V., Primak N., 2002 – in: "Classical Nova Explosions", *AIP Conf. Proc.*, **637**, Sitges, Spain, 20-24 May 2002, eds. M. Hernanz, J. Jose, p.519
Pavlenko E.P., Dmitrienko E.S., Shakovskoi N.I., Shugarov S.Yu. et al., 2001 – *Astroph. Sp. Sci., Suppl.*, **276**, 63
Pavlenko E.P., Kuznetsova Y.G., Shugarov S.Yu., Petrov V.S., 2001, – *Astroph. Sp. Sci. Suppl.*, **276**, 65
Pavlenko E.P., Shugarov S.Yu., 1998 – *Astron. Aph. Trans.* **15**, 89

- Pavlenko, E., Shugarov, S., Antipin, S. et al. 1996 – in: “Cataclysmic variables and related objects”, Proc. of the 158th IAU coll., Astroph. Sp. Sci. Library, Kluwer Acad. Publ., Dordrecht, eds. by A. Evans, J.H. Wood, p.217
- Payne-Gaposchkin C. Gaposchkin S., 1938 – in: “Variable Stars”, Harvard Obs. Monogr., No 5, p.263
- Payne-Gaposchkin C., 1950 – Harv. Ann., No 22
- Penning W.R., Ferguson D.H., McGraw J.T. et al., 1984 – Astroph. J., **276**, 233
- Piersimoni A., Paolantino A.Di., 1992 – IAU Circ. No 5482
- Primak N., Pavlenko E., Shugarov S., Goranskij V., 2002 – in: “Classical Nova Explosions”, AIP Conf. Proc., Sitges, Spain, 20-24 May 2002 **637**, eds. M. Hernanz, J. Jose, p.319
- Rafanelli P., Rosino L., Ashok N., 1992 – IAU Circ. No 5525
- Retter A., Ofek E.O., Leibowitz E.M., 1995 – IAU Circ. No 6158
- Richter G., 1964 – MVS, **2**, H.4, 79
- Ricketts, M.J., Pondus K.A., Turner M.J.L, 1975 – Nature, **257**, 658
- Ringwald F.A., 1993 – Ph.D. Thesis, Hannover, New Hampshire
- Ringwald F.A., 1995 – in: “Cataclysmic variables and related objects”, Proc. of the 158th IAU Coll., Astroph. Sp. Sci. Library, Kluwer Acad. Publ., Dordrecht, p.89.
- Ritter H., 1990 – Astron. Astroph, **85**, 1179
- Ritter H., Colb U., 1998 – Astron. Astroph. Suppl., **129**, 83
- Robinson E.L., 1975 – Astron. J., **80**, 515
- Robinson E.L., 1976 – Astroph. J., 1976, **203**, 485
- Robinson E.L., Barker E.S., Cochran A.L., Nather R.E., 1981 – Astroph. J., **251**, 611
- Robinson E.L., Shafter A.W., Hill J.A. et al., 1987 – Astroph. J., **113**, 772
- Robinson E.L., Shafter A.W., 1987 – Astroph. J., **322**, 296
- Romano G., Rosino L., 1980 – IBVS No 1776
- Romano G., 1966 – Mem. SAIt, **37**, fasc. 3
- Rosen S.R., Clayton K.L., Osborne J.P., McGale P.A., 1994 – MNRAS, **269**, 913
- Rosino L., Romano G., Marziani O., 1993 – PASP **105**, 51
- Ryves P.M., 1932 – MNRAS, **92**, 75
- Sazonov A.V., Shugarov S.Yu., 1992 – IBVS No 3744
- Schaefer B.E., 1990 – Astroph. J., **355**, L39
- Schild H., Schmid H.M., 1997 – Astron. Astroph, **324**, 606
- Schneider D.P., Young P., Shectman S.A., 1981 – Astroph. J., **245**, 644
- Seaquist E.R., Krogules M., Taylor A., 1993 – Astroph. J., **410**, 260
- Semeniuk I., Pych W., Olech A., Ruszkowski M., 1994 – Acta Astr., **44**, 277
- Semeniuk I., de Young J.A., Pych W., et al., 1995 – Acta Astr., **45**, 365
- Shafter A.W., Hessman F.V., 1984 – BAAS, **16**, 505
- Shafter A.W., 1983 – IBVS No 2354
- Shafter A.W., Hessman F.V., Zhang E.H., 1988 – Astroph. J., **327**, 248
- Shafter A.W., Szkody P., Thorstensen J., 1986 – Astroph. J., **308**, 765
- Shafter A.W., Szkody P., Liebert J. et al., 1985 – Astroph. J., **290**, 707

- Shahbaz T., Kuulkers E., 1998 – MNRAS **295**, L1
- Shakura N.I., Sunyaev R.A., 1973 – Astron. Astroph., **24**, 337
- Shara M.M., Potter M., Shara D.J., 1989 – PASP, **101**, 985
- Shara M.M., 1989 – PASP, **101**, 5
- Shugarov S., 1997 – in: “AAVSO Conference on Variable Stars”, Sion, Switzerland (unpublished)
- Shugarov S., Goranskij V., Pavlenko E., 2002 – in: “Classical Nova Explosions” AIP Conf. Proc., **637**, Sitges, Spain, 20-24 May 2002, Spain, eds. M. Hernanz, J. Jose, p.323
- Shugarov S., Pavlenko E., 2000 – в сб.: “Переменные звезды – ключ к пониманию строения и эволюции Галактики”, под ред. Н. Самуся и А. Миронова, Нижний Архыз, стр. 110
- Shugarov S., Pavlenko E., Bochkov V., 1997 – in: “Physical Processes in Symbiotic Binaries and Related System”, Warszawa, ed. J. Mikolajewska, p. 207.
- Shugarov S., Zharova A., 1995 – in: “Workshop on Magnetic cataclysmic variables”, ASP Conf. Ser., **85**, Proc. of the Cape Workshop, Cape Town, 23-27 January 1995, San Francisco: eds. D.A.H. Buckley, B. Warner, p.254
- Simon V., Shugarov S., Marsakova V., 2001 – Astron. Astroph., **366**, 100
- Simon V., Shugarov S.Yu., 1999 – IBVS No 4744
- Simon V., Hric L., Shugarov S. et al., 2002b – in: “The Physics of Cataclysmic Variables and Related Objects”, ASP Conf. Proc., **261**, eds. B.T. Gänsicke, K. Beuermann, K. Reinsch, p.663
- Simon V., Hric L., Shugarov S. et al., 2002a – Astron. Astroph., **393**, 921
- Simon V., Petrik K., Hric L., Shugarov S. et al., 2001 – Acta Facultatis Pedagogicae Universitatis Tyrnaviensis, Seria “C”, Trnava, Czech Republic, No 5, 105
- Skillman D.R., Patterson J., Thorstensen J.R., 1995 – PASP, **107**, 545
- Skopal A., 1998 – Astron. Astroph., **338**, 599
- Skopal A., Pribulla T., Wolf M., Shugarov S., Jones A., 2000 – Contr. Astr. Obs. Skalnaté Pleso, **30**, 29
- Smak J., 1984a – Acta Astr., **34**, 93
- Smak J., 1995 – Acta Astr., **45**, 361
- Smak J., 1971 – Acta Astr., **21**, 15
- Smak J., 1984 – PASP, **86**, 5
- Still M.D., Dhillon V.S., Jones D.H.P., 1995 – MNRAS **273**, 863
- Sunuaev R., 1989 – IAU Circ. No 4800
- Taylor C.J., Thorstensen J.R., Patterson J., Shugarov S.Yu. et al., 1998 – PASP, **110**, 1148
- Thorstensen J., Charles P.A., Bowyer S., et al., 1979 – Astroph. J., **233**, 57
- Thorstensen J.R., Fred I.B., 1985 – Astron. J., **90**, 2082
- Thorstensen J., Ringwald F., Waade R., et al., 1991 – Astron. J., **102**, 272
- Tomsik J.A., Halpren J.P., Leighly K.M., Perlman E., 1998a – IAU Circ. No 6957
- Uljanikhina O.A., Shugarov S.Yu., 1983 – Astron. Aph. Trans., **9**, 43
- Van Teeseling A., Beuermann K., Verbunt F., 1996 – Astron. Astroph., **315**, 467

- van Paradijs J., McClintock, 1995 – in: “X-Ray Binaries”, eds. W.H.G. Lewin, J. van Paradijs, Cambridge Univ. Press, Cambridge, p.58
- Vrtilek S.D., Raymond J.C., Garcia M.R. et al., 1990 – Astron. Astroph, **235**, 162
- Wachmann A.A., 1948 – Astron. Nachr., **11**, No 5
- Wade R.A., Ward M.J., 1985 – in: “Interacted Binary Stars”, eds. J Pringle, R. Wade, Cambridge University Press, Cambridge, p.129
- Walker M.F., 1954 – PASP **66**, 71
- Walker M., 1956 – Astroph. J., **123**, 68
- Walker M., 1958 – Astroph. J., **127**, 319
- Warner B., 1972 – MNRAS, **160**, 435
- Warner B., 1973 – MNRAS, **162**, 189
- Warner B., 1976 – Observatory, **96**, 49
- Warner B., 1987 – MNRAS, **227**, 23
- Warner B., 1995 – Astroph. Sp.Sci., **230**, 83
- Warner B., 1988 – “High Speed Astronomical Photometry”, Cambridge Press University, Cambridge
- Webbink R.F., Livio M., Truran J.W., Orio M., 1987 – Astroph. J., **314**, 653
- Wenzel W., Fuhrmann B., 1980 – IBVS No 1810
- Wenzel W., Fuhrmann B., 1983 – Mitt. Veranderl. Sterne, **9**, H.6, 175
- White N.E., 1997 – in: “Accretion Phenomena and Related Outflows”, ASP Conf. Ser. **121**, ed. D.T. Wickramasinghe, p.163,
- Whitehurst R., 1998 – MNRAS, **232**, 35
- Williams G.A., King A.R., Uomoto A.K., Hiltner W.A., 1986 – MNRAS, **219**, 80
- Zamanov R., Zamanova V., 1994 – IBVS No 4081
- Zang E., 1989 – China Astron. Astroph. J., **8**, 251
- Zurita C., Casares J., Hynes R.I., 1998 – IAU Circ. No 6993
- Zurita C., Casares J., Shugarov S. et al., 2000 – MNRAS **316**, 137
- Андронов И.Л., Бородина И.Г., Шугаров С.Ю. и др., 1992 – Сообщ. САО, **69**, 125
- Андронов И.Л., Шугаров С.Ю., 1982 – Астрон. Цирк. No 1218, 3
- Антохина Э.А., 1998 – Астрон. Журн., **65**, 1164
- Антохина Э.А., Павленко Е.П., Черепашук А.М., Шугаров С.Ю., 1993 – Астрон. Журн. **70**, 804
- Архипова В.П., 1970 – в кн. “Эруптивные звезды”, под ред. А.А. Боярчука и Р.Е. Гершберга, Москва, Наука, стр. 11
- Архипова В.П., 1983 – Перем. зв., **22**, 25
- Архипова В.П., 1996 – “Новые звезды” в сб.: “Эруптивные звезды”, ред. А.Г.Масевич, изд-во РАН, Москва, стр. 47-72
- Архипова В.П., Докучаева О.Д., Носкова Р.И., 1994 – Письма в Астрон. Журн., **20**, 623
- Байдак А.В., Шугаров С.Ю., 1986 – Астрон. Журн., **63**, 123
- Будзиновская И.А., Павленко Е.П., Шугаров С.Ю., 1992 – Письма в Астрон. Журн., **18**, 505
- Бэттэн А., 1976 – “Двойные и кратные звезды”, изд-во “Мир”, Москва

- Войханская Н.Ф., 1987 – Письма в Астрон. Журн., 13, 597
 Волков И.М., Шугаров С.Ю., Серегина Т.М., 1986 – Астрон. Цирк. No 1418, 3
 Гончарский А.В., Черепашук А.М., Ягола А.Г., 1985 – Некорректные задачи астрофизики, Москва, Наука, 173
 Горанский В.П., Лютый В.М., Шугаров С.Ю., 1985 – Письма в Астрон. Журн., 11, 696
 Горбацкий В.Г., 1972 – Космические взрывы, Москва, Наука
 Горбацкий В.Г., 1974 – Новоподобные и новые звезды, Москва, Наука
 Горбацкий В.Г., 1975 – Письма в Астрон. Журн., 1, 23
 Ефремов Ю.Н., Холопов П.Н., 1976 – Перем. зв., 20, 277
 Карицкая Е.А., 1996 – “Рентгеновские звезды” в сб.: “Эруптивные звезды” ред. А.Г.Масевич, изд-во РАН, Москва, стр. 73-100
 Корнилов В.Г., Волков И.М., Захаров А.И. и др. – Труды ГАИШ, том LXIII, Изд-во МГУ, 1991
 Крафт Р., 1965 – Взрывные переменные как двойные звезды, “Мир”, Москва
 Кукаркин Б.В., 1948 – Труды ГАИШ, 16, 133
 Курочкин Н.Е., 1960 – Астрон. Цирк. No 212
 Курочкин Н.Е., 1986 – Перем. зв., 22, 327
 Курочкин Н.Е., Шугаров С.Ю., 1980 – Астрон.Цирк. No 1114,1
 Курочкин Н.Е., Шугаров С.Ю., 1981 – Астрон.Цирк. No 1154, 4
 Липовецкий В.А., Степанян Дж., 1981 – Астрофизика, 17, 573
 Лютый В.М., Шугаров С.Ю., 1979 – Письма в Астрон. Журн., 5, 191
 ОКПЗ, 1985 – “Общий каталог переменных звезд”, под ред. П.Н.Холопова, тома 1-3, Москва, Наука
 Павленко Е., Бакланов А., Чернецкий В., 2000 – в сб.: “Переменные звезды – ключ к пониманию строения и эволюции Галактики”, под ред. Н.Н. Самуся и А.В. Миронова, Нижний Архыз, стр.107
 Павленко Е., Примаков Н., Шугаров С., 2002 – Астрофизика, 45, 416
 Павленко Е.П., 1988 – Астрон. Журн., 75, 231
 Павленко Е.П., Бочков В.В., Васильяновская О., 1996 – Астрофизика, 39, 15
 Павленко Е.П., Шугаров С.Ю., Катышева Н.А., 2000 – Астрофизика, 43, 567
 Паренаго П., 1946 – Перем. зв., 6, 26
 Паренаго П.П., 1938 – Перем. зв., 5, 217
 Псковский Ю.П., 1971 – в книге: ОКПЗ, 3-е издание, том III, под ред. Кукаркина Б.В., Холопова П.Н., Москва, стр. 54
 Райков А.А., Ющенко А.В., 1987 – Астрон. Цирк. No 1512
 Страйжис, В., 1977 – кн. “Многоцветная фотометрия звезд”, Мокслас, Вильнюс
 Таранова О.Г., Юдин Б.Ф., 1986 – Астрон. Журн., 63, 317
 Таранова О.Г., Шенаврин В.И., 2000 – Письма в Астрон. Журн., 26, 695
 Холопов П.Н., Ефремов Ю.Н., 1977 – Перем. зв., 20, 277
 Хрузина Т.С., 1991 – Астрон. Журн., 68, 1211

- Хрузина Т.С., 2000 – Астрон. Журн., 77, 510
Хрузина Т.С., 2001 – Астрон. Журн., 78, 298
Хрузина Т.С., Шугаров С.Ю., 1991 – Звезды типа U Geminoium, тт. 1–2 (1991), изд-во МГУ
Цесевич В.П., 1971 – в книге "Затменные переменные звезды", Москва, Наука, стр. 251
Шугаров С.Ю., 1976 – Перем. зв., 20, 251
Шугаров С.Ю., 1980 – Астрон. цирк. No 1119, 3
Шугаров С.Ю., 1981 – Астрон. Журн., 58, 583
Шугаров С.Ю., 1983a – Астрон. Цирк. No 1252, 3
Шугаров С.Ю., 1983b – Перем. зв., 21, 807
Шугаров С.Ю., 1983c – Письма в Астрон. Журн., 9, 31
Шугаров С.Ю., 1983d – Перем. зв., 22, 31
Шугаров С.Ю., 1996 – "Физические характеристики катаклизмических звезд" в сб.: "Эруптивные звезды" ред. А.Г.Масевич, изд-во РАН, Москва, стр.101-116
Шугаров С.Ю., Павленко Е.П., 1998 – Астрон. Журн., 75, 420