

УДК 524.312.7:524.338.2:520.82/84

В[e]-ЗВЕЗДА СИ ЖИРАФА В ОПТИЧЕСКОМ ДИАПАЗОНЕ

© 2023 Е. А. Барсукова^{1*}, А. Н. Буренков¹, В. П. Горанский^{2,1}, С. В. Жариков^{3,4},
Л. Илиев⁵, Н. Мансет⁶, Н. В. Метлова², А. С. Мирошниченко^{7,8,9,10},
А. В. Моисеева¹, П. Л. Недялков¹¹, Е. А. Семенко^{1,12}, К. Стоянов⁵, И. А. Якунин^{1,13}

¹ Специальная астрофизическая обсерватория РАН, Нижний Архыз, 369167 Россия

² Государственный астрономический институт им. П. К. Штернберга Московского государственного университета имени М. В. Ломоносова, Москва, 119234 Россия

³ Институт Астрономии, Национальный автономный университет Мексики, Энсенада, Нижняя Калифорния, 22800 Мексика

⁴ Казахский Национальный Университет имени Аль Фараби, Алматы, 050040 Казахстан

⁵ Институт Астрономии и Национальная астрономическая обсерватория Рожен, Болгарская Академия Наук, София, 1784 Болгария

⁶ Корпорация Канадско-Франко-Гавайского телескопа (CFHT), Камуела, Гавайи, 96743 США

⁷ Университет Северной Каролины в Гринсборо, Гринсборо, 27402 США

⁸ Главная (Пулковская) астрономическая обсерватория РАН, Санкт-Петербург, 196140 Россия

⁹ Астрономический институт им. Фесенкова, Алматы, 050020 Казахстан

¹⁰ Казахский Национальный Университет имени Аль Фараби, Алматы, 050040, Казахстан

¹¹ Департамент Астрономии, Софийский университет, София, 1504 Болгария

¹² Национальный институт астрономических исследований Тайланда, Маерим, Чангмай, 50180 Тайланд

¹³ Санкт-Петербургский государственный университет, Санкт-Петербург, 199034 Россия

Поступила в редакцию 29 сентября 2022 года; после доработки 23 ноября 2022 года;

принята к публикации 30 ноября 2022 года

В статье представлены результаты фотометрических и спектральных наблюдений СИ Сат в течение 24 лет после вспышки 1998 года. За это время мы обнаружили компонент системы, излучающий в эмиссии He II 4686 Å, находящийся на эллиптической орбите с периодом $19^{\text{d}}.407$ и с эксцентриситетом в пределах 0.44–0.49. С этим же периодом наблюдаются изменения оптического блеска со средней амплитудой $0^{\text{m}}.04$. Полная амплитуда изменения лучевой скорости линии He II 4686 Å в среднем составляет 380 km s^{-1} . Эквивалентная ширина линии переменна на шкале времени десятки минут, а также с орбитальным периодом. Максимальные эквивалентные ширины линии He II наблюдаются при прохождении спутником нисходящего узла орбиты. Интенсивность эмиссии He II 4686 Å постепенно увеличивается со временем. В спектроскопии высокого разрешения обнаружено медленное, на шкале десятков лет, изменение лучевой скорости эмиссионных линий железа и запрещенной линии азота, формирующихся в околозвездной туманности. В-звезда оказалась пульсирующей переменной. В период 2005–2009 г. пульсации были мультипериодическими с доминирующими периодами $0^{\text{d}}.5223$, $0^{\text{d}}.41539$ и $0^{\text{d}}.26630$. С 2012 г. В-звезда пульсирует в единственной моде с переменным периодом в пределах $0^{\text{d}}.403$ – $0^{\text{d}}.408$, который меняется в зависимости от светимости звезды. Мы идентифицировали пульсации 2005–2009 г. как резонанс радиальных мод, а остаточную стабильную моду пульсаций как первый оберто. Пульсации когерентны в шкале нескольких месяцев, их средние амплитуды составляют $0^{\text{m}}.02$ – $0^{\text{m}}.04$. На основе пульсационных данных получены ограничения на спектральный класс главного компонента В0–В2 III, на расстояние до звезды 2.5–4.5 кпк и абсолютную звездную величину M_V от $-3^{\text{m}}.7$ до $-4^{\text{m}}.9$. Классификация главного компонента СИ Сат как сверхгиганта класса sgB[e] полностью исключается при наблюдаемых периодах его пульсаций. СИ Сат может быть системой в стадии после первого переноса массы и относиться к группе объектов с В[e]-феноменом типа FS CMa.

Ключевые слова: *методы: наблюдательные* — *методы: фотометрия* — *методы: спектроскопия* — *двойные звезды: основное* — *звезды: эмиссионные линии, В[e]* — *звезды: эволюция* — *звезды: колебания* — *звезды: индивидуальные: СИ Сат*

*E-mail: bars@sao.ru

1. ВВЕДЕНИЕ

В-звезды, в спектре которых присутствуют запрещенные эмиссионные линии, были впервые выделены как класс и описаны как пекулярные В-звезды с инфракрасными избытками в работе Allen and Swings (1976). В список таких объектов авторы включили CI Cam под именем MWC 84. В 1976 г. по предложению Питера Конти (P. S. Conti) на Симпозиуме IAU No. 70 этот класс звезд получил название В[e]. По итогам двадцатилетних исследований Lamers et al. (1998) в качестве критериев для классификации назвали следующие спектральные особенности В[e]-звезд:

- сильные бальмеровские эмиссионные линии;
- разрешенные эмиссионные линии преимущественно металлов низкой ионизации в оптическом спектре, например, Fe II;
- запрещенные эмиссионные линии [Fe II] и [O I] в оптическом спектре;
- сильный избыток излучения в ближнем или среднем инфракрасном (ИК) диапазонах от горячей околозвездной пыли.

Такие особенности проявляются у звезд разной массы и светимости, находящихся на разных стадиях эволюции. Авторы указанной работы выделили среди этих звезд пять групп объектов:

- 1) HAeB[e] — звезды Хербига до главной последовательности (ГП),
- 2) symbB[e] — симбиотические звезды с холодным гигантом и белым карликом (или нейтронной звездой),
- 3) cPNB[e] — компактные планетарные туманности,
- 4) sgB[e] — сверхгиганты,
- 5) unclB[e] — неклассифицированные объекты.

Природа и эволюционный статус последних оставался неясен. Позднее в работе Miroschnichenko (2007) из объектов unclB[e] была выделена новая группа формирующих пыль В[e]-звезд не сверхгигантов — звезд типа FS CMa. Предполагалось, что это двойные системы, проходящие или недавно прошедшие фазу быстрого обмена массой, которая могла сопровождаться потерей части вещества системы и формированием околозвездной пыли.

CI Cam (MWC 84) была открыта Merrill and Burwell (1933) как звезда с сильными эмиссиями H, He и Fe II. Первые спектры звезды опубликованы в работах Downes (1984) и Miroschnichenko (1995), фотометрия в полосах системы *UBVRIJK* — в работе Bergner et al. (1995). По этим данным звезда была классифицирована как B0V, обнаружены переменность ее блеска с амплитудой 0^m4 и инфракрасный избыток в спектре, принятый за вклад холодной звезды

K0 II. В результате звезда была приписана к группе SymbB[e] и вошла в Общий каталог переменных звезд (ОКПЗ), где классифицирована как ZAND: (типа Z And).

Несмотря на интенсивные исследования CI Cam на разных длинах волн разными методами, исчерпывающих ответов на ряд вопросов еще не получено. К ним относятся неопределенность оценок расстояния, свойства окружающего систему диска, принадлежность к конкретной группе В[e]-звезд и эволюционная стадия системы. До вспышки 1 апреля 1998 года классификация звезды была спорной. После вспышки ее стали относить к сверхгигантам sgB[e] и даже к объектам типа ULX (Ultraluminous X-ray sources) и импосторам сверхновых. Мощная вспышка в широком диапазоне длин волн и открытые нами пульсации главного компонента системы делают этот объект уникальным среди звезд данного класса. Его исследование может способствовать лучшему пониманию эволюции кратных систем и В[e]-феномена.

2. ВСПЫШКА СИ САМ И УНИКАЛЬНЫЕ СВОЙСТВА СИСТЕМЫ

В начале апреля 1998 г. мощная рентгеновская вспышка была зарегистрирована на RXTE/ASM, источник получил название XTE J0421+560 и был отождествлен с CI Cam (Smith et al. 1998). Подъем уровня потока продолжался всего несколько часов, и максимум наступил 1 апреля в 0^h57^m UT (HJD 2450904.54). Рентгеновский спектр был мягким по сравнению с рентгеновскими новыми и не распространялся в область высоких энергий выше 60 кэВ (Belloni et al. 1999). Радиоисточник появился 1 апреля, его поток достиг максимума 3 апреля в 20^h UT с задержкой 2^d8 относительно рентгеновского максимума. Mioduszewski and Rupen (2004) наблюдали на VLBA радиоостаток вспышки — расширяющуюся биполярную структуру, напоминающую ударную волну, проходящую по плотной околозвездной среде. Самый яркий блеск в оптическом диапазоне был измерен Робинсоном и др. с задержкой 1^d06 относительно рентгеновского максимума и составил 7^m1 в фильтре *R* (Hjellming et al. 1998). Обычно в спокойном состоянии блеск объекта в фильтре *R* близок к 10^m6 . В оптическом спектре во вспышке наблюдалось усиление эмиссионных линий, видимых и в спокойном состоянии (Barsukova et al. 1998, Clark et al. 2000). Наибольшее усиление эквивалентной ширины до $EW = 176 \text{ \AA}$ наблюдалось в эмиссии He II 4686 \AA , притом что после вспышки этот параметр не превышал 0.5 \AA , или линия вообще была не видна. Однако поток в запрещенной линии [N II] 5755 \AA оставался постоянным во время вспышки (Barsukova

et al. 2002). В рентгеновских лучах вспышка продолжалась 10–15 дней. В оптическом диапазоне повышенный блеск наблюдался до конца сезона видимости (JD 2450942, $V = 11^m52$), то есть более 38 дней. В начале следующего сезона блеск был на спокойном уровне (JD 2451051, $V = 11^m69$), притом что радиоизлучение регистрировалось весь следующий сезон до JD 2451300.

Вспышка 1998 г. была интерпретирована как термоядерный взрыв на поверхности белого карлика в системе CI Cam (Ishida et al. 2004, Orlandini et al. 2000). Жесткий спектр, полученный на орбитальном рентгеновском телескопе (XRT) ASCA 3–4 апреля 1998 г., представляется двухтемпературной моделью оптически тонкой тепловой эмиссии (1.1 и 5.7 кэВ). В спектре была обнаружена эмиссия нейтрального железа на 6.41 кэВ с эквивалентной шириной $EW = 90$ эВ. Термоядерный взрыв на поверхности белого карлика — механизм вспышек классических новых. В работах Clark et al. (1999), Hynes et al. (2002), Robinson et al. (2002) в качестве причины вспышки рассматриваются события сверхкритической аккреции на черную дыру или нейтронную звезду в массивной рентгеновской двойной системе (НМХВ). Жесткий рентгеновский спектр, который можно моделировать степенным распределением энергии, также характерен для рентгеновских транзиентов с нейтронными звездами и черными дырами. Однако поток их излучения во вспышках характеризуется быстрой переменностью, которая не наблюдалась у CI Cam (Ishida et al. 2004).

Расстояние до CI Cam остается неопределенным до сих пор и оценивается в разных работах в пределах от 1 до 17 кпк. Однако оценки класса светимости В-звезды, интерпретация и классификация системы CI Cam, а также события 1998 г. зависят от оценки расстояния до нее. Противоречивые сведения содержатся также в выпусках данных орбитальной обсерватории Gaia. Расстояния в прямом пересчете из параллаксов следующие: $1.41^{+0.72}_{-0.36}$ кпк (DR1); $10.92^{+6.65}_{-2.98}$ кпк (DR2); $4.76^{+0.36}_{-0.32}$ кпк (DR3), то есть оценки расстояния оказываются в том же диапазоне от 1 до 17 кпк. По последним данным Gaia EDR3 с учетом статистических поправок расстояние до CI Cam приводится равным $4.1^{+0.3}_{-0.2}$ кпк.

Оптический компонент CI Cam по данным Clark et al. (1999), Hynes et al. (2002), Robinson et al. (2002) был отнесен к сверхгигантам класса В0–В3. Для его спектральной классификации Hynes et al. (2002) предложили использовать широкие абсорбционные крылья бальмеровских линий высоких порядков, которые особенно отчетливо проявлялись в профилях линий H δ и H ϵ и могли принадлежать фотосферному спектру В-звезды. Однако эта

диагностика не была применена из-за сильного зашумления профилей этих линий и континуума звезды многочисленными эмиссионными ветровыми линиями. Основываясь на спектральных и фотометрических данных, авторы классифицировали оптический компонент как sgV[e] с вероятным спектральным классом В0–В2 и светимостью, по крайней мере, $10^{5.4} L_{\odot}$, что помещает CI Cam среди самых горячих звезд с наиболее высокими светимостями. Основываясь на коллекциях спектров Jacoby et al. (1984) и Le Borgne et al. (2003), Барсукова и др. (Barsukova et al. 2006a) проанализировали полную ширину $FWZI$ линий H δ и H η на уровне континуума по спектральным данным для нормальных В-звезд разных классов светимости и CI Cam. Оказалось, что последовательности В-звезд класса светимости Iab и звезд классов III–V на диаграмме «спектр–полная ширина» ($Sp-FWZI$) не перекрываются, и CI Cam не расположена среди сверхгигантов (Barsukova et al. 2006a). По этим данным объект был классифицирован как В4 III–V. Однако Miroshnichenko et al. (2002) не обнаружили фотосферных линий В-звезды у CI Cam даже в спектрах высокого разрешения.

Дальнейшие регулярные спектральные и фотометрические наблюдения CI Cam в оптическом диапазоне в спокойном состоянии после вспышки выявили многие уникальные свойства этой системы. В спектре обнаружены смещения линии He II 4686 Å с периодом $19^d.407$, которые свидетельствуют о движении источника эмиссии по эллиптической орбите (Barsukova et al. 2006a; b). Орбитальный период был обнаружен также и в фотометрических данных. По спектрам высокого разрешения в лучевых скоростях ветровых линий В-звезды был обнаружен медленный дрейф с амплитудой до 14 км с^{-1} , который мог свидетельствовать об ускоренном движении протяженной туманности как целого (Barsukova et al. 2007). Последующие наблюдения 2007–2016 гг. показали, что направление этого дрейфа неожиданно скачком изменилось на противоположное. Это явление объяснялось близким прохождением третьего компонента, находящегося на эллиптической орбите. Близкое прохождение такого компонента в 2007–2008 гг. могло вызвать наблюдавшееся затем увеличение яркости звезды (Goranskij et al. 2017).

Šimon et al. (2007a; b) обнаружили быструю переменность блеска с амплитудой 0^m02 , подобную переменности блеска микроквара LS 5039. Наблюдения Барсуковой и Горанского (Barsukova and Goranskij 2008, 2009; Goranskij and Barsukova 2009) показали, что это двухмодные пульсации оптического компонента В4 III–V. Пульсации встречаются у В- и Ве-звезд, но среди V[e]-звезд это уникальный случай. Наблюдения 2018 г. выявили

переход звезды к пульсациям в единственной моде с периодом $0^d.4062 \pm 0^d.0015$, который сопровождался увеличением блеска звезды на $0^m.3$ в фильтре *V*. Спектральный мониторинг в течение нескольких ночей показал быструю переменность эквивалентной ширины линии He II 4686 Å на шкале десятков минут в диапазоне от нуля до 1.15 Å. Причем при прохождении источника эмиссии He II через нисходящий узел орбиты наблюдалась вспышка эмиссии до $EW = 1.9 \text{ \AA}$ (Barsukova et al. 2021).

Thureau et al. (2009) методом интерферометрии в ИК-диапазоне обнаружили пылевое кольцо вокруг В-звезды с внешним радиусом $a = 7.58 \pm 0.24$ угловых миллисекунд, ось которого наклонена к лучу зрения на угол $i = 67^\circ$. Наблюдения проводились на Infrared Optical Telescope Array (IOTA), Аризона, США и Palomar Testbed Interferometer (PTI), Калифорния, США. Если принять расстояние до CI Cam в 5 кпк, размер большой оси этой структуры будет равен $37.9 \pm 1.2 \text{ а.е.}$ ($8150 R_\odot$). Если считать, что определенная в работе Barsukova et al. (2006a) орбита компланарна пылевому кольцу, ее большая полуось составит 0.35 а.е. ($75 R_\odot$). Такая орбита расположена глубоко внутри кольца и неразрешима для этих интерферометров. Каких-либо следов третьего массивного компонента, о котором сообщалось в работе Barsukova et al. (2007), выявлено не было, хотя поиск этого компонента усложняет наличие асимметричной пылевой эмиссии.

В работе Bartlett et al. (2013) представлены результаты исследования рентгеновского спектра и переменности CI Cam в спокойном состоянии на протяжении 40 000 с на XRT XMM Newton 24 февраля 2003 г. (HJD 2452695.0243–2452695.7436). Спектр был получен вблизи фазы верхнего соединения источника эмиссии He II. Спектр в диапазоне 3–12 кэВ является степенным с сильным поглощением и по фотонному индексу характерен для рентгеновских систем с Ве- и с нейтронной звездой. По заключению авторов цитируемой работы, спектр не может быть представлен моделью белого карлика, предложенной Ishida et al. (2004). Bartlett et al. (2019) исследовали рентгеновские спектры CI Cam и переменность потока излучения от объекта в этом диапазоне в спокойном состоянии по пяти наведениям на XRT XMM/EPIC-рп, NuSTAR/FMPA и FMPB, а также многочисленные рентгеновские снимки на XRT Swift, полученные в течение 150^d. Дополнительно на 1.2-м телескопе Mercator на о. Ла Пальма (Испания) 19 и 23 октября 2016 г. были получены оптические спектры с эшелле-спектрографом HERMES с разрешением $R \sim 85\,000$. Рентгеновский спектр был интерпретирован как сумма двух компонентов:

степенного от компактного объекта, на который идет аккреция, и компонента от переработки этого спектра, который доминирует в области энергий менее 3 кэВ и является источником линий железа. Последний может быть представлен как чернотельным, так и степенным распределением. Он формируется на плотном околозвездном окружении, которое является существенным источником поглощения в рентгеновской области. В спокойном состоянии CI Cam сильно переменна в рентгеновских лучах на шкале суток. Меняется как интегральный поток, так и распределение энергии в спектре, хотя в каждом спектре присутствуют одни и те же компоненты. Изменения в спектре авторы объясняли как облачной структурой окружения, так и переменностью темпа аккреции. Данные Swift показали переменность на шкале примерно 75^d–100^d. Однако не обнаружено никаких следов периода 19^d.4 дня и каких-либо пульсаций. Согласно Bartlett et al. (2019), в оптических спектрах Mercator/HERMES эмиссия He II 4686 Å полностью отсутствует, и из-за необычной переменности этой эмиссии следует с осторожностью относиться к трактовке периода 19^d.4, о котором сообщалось в работе Barsukova et al. (2006a). Bartlett et al. (2019) ссылаются на другие работы, в которых «кратковременная (transient) природа этой линии явно свидетельствует, что эмиссия происходит из звездного ветра, а не из самой звезды. Поэтому ее нельзя использовать для отслеживания динамики».

Однако самым примечательным выводом работы Bartlett et al. (2019) является сходство CI Cam по рентгеновскому и оптическому спектру, по поведению во вспышке и в спокойном состоянии с известным объектом ULX-1, sgB[e] и импостором сверхновой SN2010da в галактике NGC 300. Мы в этом убедились, сравнивая оптические спектры SN2010da в период 2 и 15 дней после максимума вспышки (Villar et al. 2016) и CI Cam в период 3–5 дней после максимума вспышки (Barsukova et al. 1998). По спектрам Bartlett et al. (2019) определили оптический компонент SN2010da как sgB[e]-звезду «умеренной светимости порядка $10^4 L_\odot$ ». Однако Heida et al. (2019) обнаружили, что в ближней ИК-области спектра SN2010da в диапазоне длин волн больше 700 нм доминирует поглощение холодной звезды, а в диапазоне 1575–1700 нм четко выражены абсорбционные детали — головы молекулярных полос СО красного сверхгиганта (RSG). Тожественность RSG и ULX-1 установлена очень надежно. Параметры RSG: $R = 310 \pm 70 R_\odot$ и $M = 8\text{--}10 M_\odot$. Получается, что спектр сверхгиганта B[e] может быть сформирован и без В-сверхгиганта. Множество

эмиссионных линий в спектре, которые приписывались $sgB[e]$, не относятся к донору аккреции. Ранее Carpano et al. (2018) открыли пульсации SN2010da в рентгеновском диапазоне с периодом $31^{\text{д}}6$, которые относятся к нейтронной звезде, принимающей аккреционный материал. Наличие мощного звездоподобного ветра у SN2010da, вероятно, связано с аккреционным диском вокруг компактного компонента в этой двойной системе. Сетки параметров таких ветров представлены в работе Kostenkov et al. (2020). Однако предположение о том, что вспышка СИ Cam 1998 г. относит ее к импосторам SN, вызывает особый интерес и требует проверки наблюдательными данными.

В настоящей работе мы представляем обзор и анализ оптических наблюдений СИ Cam, полученных в течение 24 лет в спокойном состоянии после вспышки 1998 г. Результаты фотометрических и спектральных исследований в оптическом диапазоне выглядят более информативными, чем в других диапазонах электромагнитного спектра.

3. ФОТОМЕТРИЯ

Результаты фотометрического исследования СИ Cam в спокойном состоянии, представленные в настоящей работе, основаны на наблюдениях, проводившихся в период между 26 августа 1998 г. (JD 2451051, 147 дней после максимума рентгеновской вспышки) и 21 мая 2022 г. (JD 2459721). Это многоцветные наблюдения в системе $UBVRI$ Джонсона и RI Козинса, а также кампании по длительному непрерывному слежению в полосе фильтра V в течение 1–3 недель продолжительностью до 12 часов в ночь. Список обсерваторий, телескопов и приборов представлен в таблице 1. Основной ряд наблюдений получен Н. В. Метловой на UBV -электрофотометре В. М. Лютого на 60-см телескопе Цейсса Крымской станции ГАИШ МГУ. Это однородный ряд, продолжительностью 21 год, к которому привязаны другие наблюдения в фильтрах UBV путем внесения поправок, определенных по одновременным или близким по времени наблюдениям. Другой однородный ряд $UBV(RI)_C$ продолжительностью в 19 лет (2003–2022 г.) получен на 1-м телескопе Цейсса САО РАН с ПЗС-фотометром. Все остальные ПЗС-наблюдения в фильтрах R_C и R_J сведены в единую систему к этому ряду. Наблюдения в фильтрах I_C и I_J также проводились, но в меньшем количестве, и привести их к единой системе пока не удалось. Поэтому в представленной работе они не рассматриваются. Средняя точность фотозлектрических и ПЗС-наблюдений с фильтрами BVR в пределах $0^{\text{м}}01$ – $0^{\text{м}}03$, в фильтре U — до $0^{\text{м}}05$. Наблюдения с фильтром V на телескопе АЗТ-5 Крымской станции ГАИШ МГУ в режиме мониторинга имеют

точность в пределах $0^{\text{м}}002$ – $0^{\text{м}}004$. Это менисковый телескоп системы Максудова, и ПЗС установлена в прямом фокусе. Специальное исследование показало, что более высокая точность измерений в прямом фокусе АЗТ-5 связана с отсутствием бленды и деталей фотометра с поверхностями, параллельными оптической оси телескопа, и как следствие — с отсутствием косых отражений при получении калибровочных изображений поля.

Звездой сравнения при фотозлектрических наблюдениях служила GSC 3723.0054: $V = 10^{\text{м}}401$, $B - V = 0^{\text{м}}759$, $U - B = 0^{\text{м}}336$. Контрольная звезда — GSC 3723.0104: $V = 12^{\text{м}}386$, $B - V = 0^{\text{м}}617$, $U - B = 0^{\text{м}}408$. Эти же звезды использовались в работах Barsukova et al. (2002) и Barsukova et al. (2006a). При ПЗС-наблюдениях звездой сравнения была GSC 3723.0080: $V = 12^{\text{м}}387$, $B - V = 0^{\text{м}}771$, $U - B = 0^{\text{м}}218$, $V - R_C = 0^{\text{м}}457$, $(R - I)_C = 0^{\text{м}}442$, величины которой измерены в работе Henden and Munari (2006). Все три контрольные звезды, выбранные для ПЗС-наблюдений, оказались переменными (Goranskij and Barsukova 2007) и в ОКПЗ упоминаются как V338 Cam (тип LB, соответствующий медленным неправильным переменным поздних спектральных классов, $\text{Ampl.} = 0^{\text{м}}82 V$); V339 Cam (GSC 3723.0104, тип δ Sct, $\text{Ampl.} = 0^{\text{м}}033 V$); V340 Cam (GSC 3723.0602, тип EW i.e. W UMa, $\text{Ampl.} = 0^{\text{м}}065 V$). Для стандартной калибровки изображений использовались кадры плоского поля, темнового тока и байеса (смещения нулевого уровня), за исключением данных $UBVRI$ -фотометра на телескопе Цейсс-1000 САО РАН, где ПЗС-чип охлаждается до температуры -130°C (и кадры темнового тока не использовались). Звездные величины определялись с помощью программы WinFITS¹ в апертурном режиме. В программе предусмотрена возможность ручной и автоматической очистки профилей звездных изображений от дефектов, близких звездных компонентов и следов космических частиц. Наблюдения СИ Cam продолжаются, и на время подготовки статьи наша коллекция включала данные 16 044 наблюдений.

Для анализа мы использовали также результаты фотометрии СИ Cam на спутнике NASA TESS (Transiting Exoplanet Survey Satellite), имеющиеся в открытом доступе в архиве MAST Института Космического телескопа STScI США². Кривая реакции детектора TESS охватывает диапазон длин волн от 6000 \AA до $10\,000 \text{ \AA}$, ее центр

¹ Создана В. П. Горанским.

² <https://outerspace.stsci.edu/display/TESS/TESS+Holdings+Available+by+MAST+Service>

Таблица 1. Фотометрические наблюдения CI Cam

JD 2450000+ начало–конец	Число наблюдений	Система	Прибор/ПЗС	Метка в архивной таблице
100-см Цейсс (САО РАН)				
1928–9721 ^{a,b}	319	<i>UBVR_CI_C</i>	CCD EEV 42-40	SO
8459–9679 ^a	23	<i>UBVR_CI_C</i>	ММРР CCD E2V 42-40	ММ
70-см АЗТ-2 (ГАИШ МГУ)				
1143–1235 ^a	28	<i>BVR_J</i>	phe SgV PTM	f7
60-см Цейсс (КАС ГАИШ МГУ)				
1103–8610 ^c	759	<i>UBV</i>	phe Lyuty PTM	Me
1192–3740 ^a	118	<i>BVR_J</i>	CCD SBIG ST7	C7
2022–3036 ^a	3	<i>BVR_J</i>	CCD Apogee 7	A7
3355–4085 ^a	4	<i>BVR_J</i>	CCD PI VersArray	VJ
3355–4085 ^a	24	<i>BVR_C</i>	CCD PI VersArray	VA
6292–6350 ^a	5	<i>UBVR_J</i>	CCD Apogee 47	47
60-см Цейсс (Стара Лесна, SK)				
4778–4788 ^d	50	<i>V</i>	CCD ST10MXE	SH
50-см АЗТ-5 (КАС ГАИШ МГУ)				
3582–4814 ^{a,b}	4163	<i>V</i>	CCD Meade Pictor 416	Pi
6267–6288 ^{a,b}	1176	<i>V</i>	CCD Apogee Alta U8300	AA
6889–9413 ^{a,b}	8815	<i>UBVR_CI_C</i>	CCD Apogee Alta U8300	A5
30-см Цейсс гид (САО РАН)				
9510–9721 ^a	488	<i>r</i>	CCD Atik-414x	Ak

Наблюдатели:

^a — В. П. Горанский, ^b — Е. А. Барсукова, ^c — Н. В. Метлова, ^d — С. Ю. Шугаров.

совпадает с центром полосы I_C на $\lambda 7865 \text{ \AA}$. Точность измерений блеска CI Cam на спутнике TESS составляет $0^m0005-0^m0010$. Данные TESS содержат 17 308 измерений в интервале 25 суток (JD 2458816.09–2458841.15) с единственным перерывом на одни сутки.

Кривые блеска CI Cam в спокойном состоянии в фильтрах $UBVR_C$ показаны на рис. 1. Под кривой блеска в фильтре V буквами a–h отмечены даты мониторинга. Результаты мониторинга — фазовые кривые блеска с периодами пульсаций, определенными частотным анализом каждого ряда, теми же буквами отмечены на рис. 2. Также на этих рисунках показаны дата наблюдений TESS и фазовая кривая.

На кривых блеска видны изменения на временных масштабах от десятков минут до нескольких лет, кратковременные вспышки и ослабления блеска. Однако доминирует медленная вспышка с максимумом интенсивности в 2013 г. Перед ней блеск постепенно возрастал с 2009 г., после максимума вспышки наблюдался медленный спад в течение четырех лет, затем установился повышенный уровень блеска, приблизительно на 0^m25 во всех

фильтрах превышавший средний уровень блеска до вспышки. В течение 200^d перед максимумом наблюдался самый крутой подъем блеска. На этом участке мы получили фотометрические ряды продолжительностью 21 сутки, пригодные для исследования пульсаций. На рис. 3a–d представлены кривая блеска в V -фильтре и кривые показателей цвета $U - B$, $B - V$ и $V - R_C$. Если показатели $U - B$ и $B - V$ при описанных изменениях блеска меняются слабо или не переменны вообще, то показатель $V - R_C$ заметно уменьшился на 0^m1 .

Положение CI Cam на двухцветной диаграмме $(U - B)-(B - V)$ определялось по фотоэлектрическим UBV -наблюдениям (наблюдатель Н. В. Метлова). В спектре CI Cam доминируют сильные эмиссии окружающей газовой оболочки. Для определения положения самой В-звезды по ее континууму мы определили и вычли вклад эмиссий в каждом фильтре. Результаты представлены на рис. 4. Обращает внимание, что на этой диаграмме CI Cam расположена выше линии абсолютно черных тел самой высокой температуры в области, где располагаются ядра активных галактик, квазары

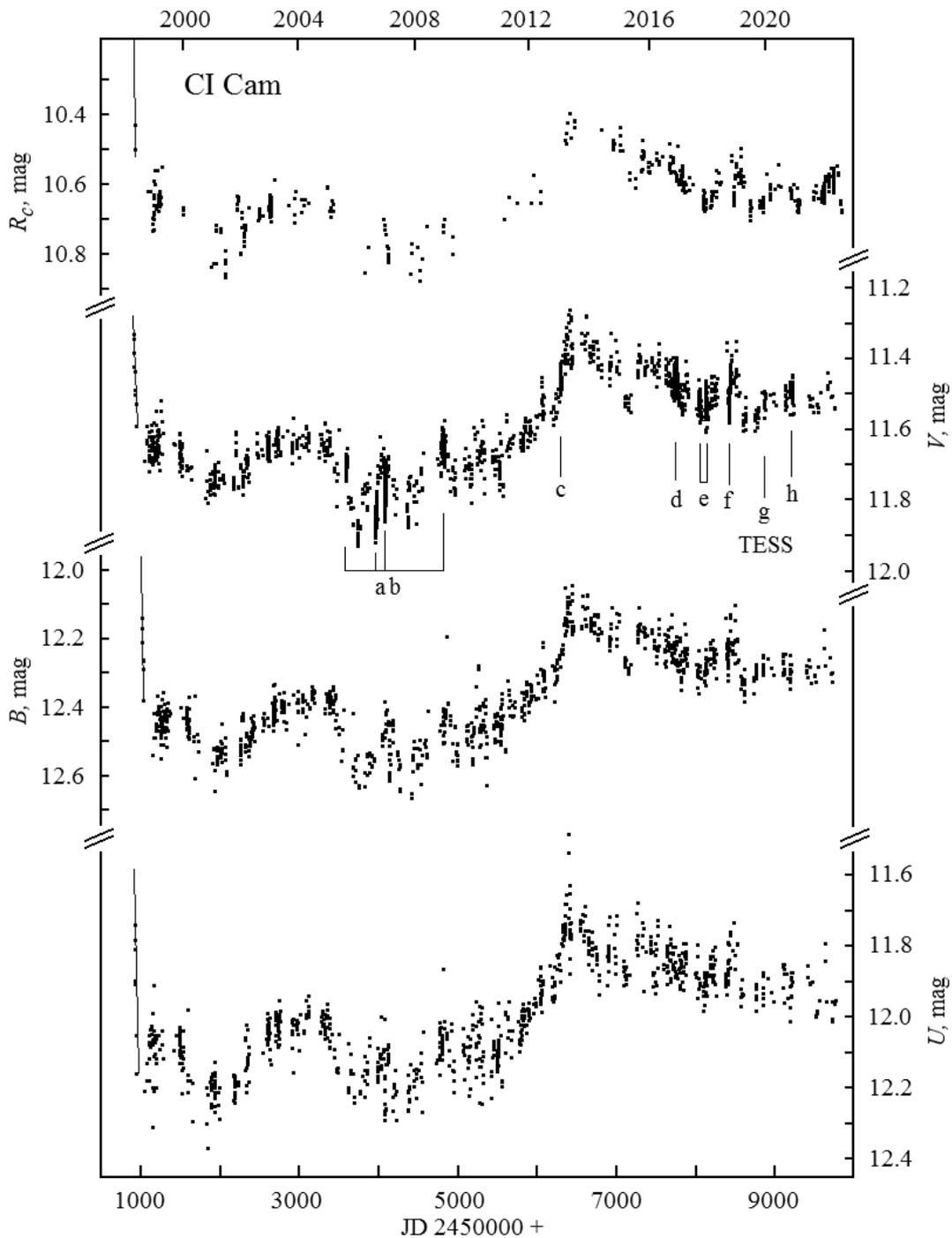


Рис. 1. Кривые блеска CI Cam в спокойном состоянии после вспышки 1998 г. в фильтрах системы $UBVR_C$ (снизу вверх). Сплошными линиями слева выделены наблюдения на спаде блеска после вспышки. На кривой блеска в фильтре V указателями и буквами a–h отмечены кампании по интенсивному мониторингу быстрых изменений блеска и пульсаций, g — наблюдения TESS.

и катаклизмические переменные с аккреционными дисками высокой светимости. Это может быть связано с присутствием в ультрафиолетовом спектре звезды бальмеровского континуума в эмиссии. При

учете вклада эмиссионного спектра этот континуум не вычитается.

Для исследования периодических составляющих в кривой блеска CI Cam применялась ком-

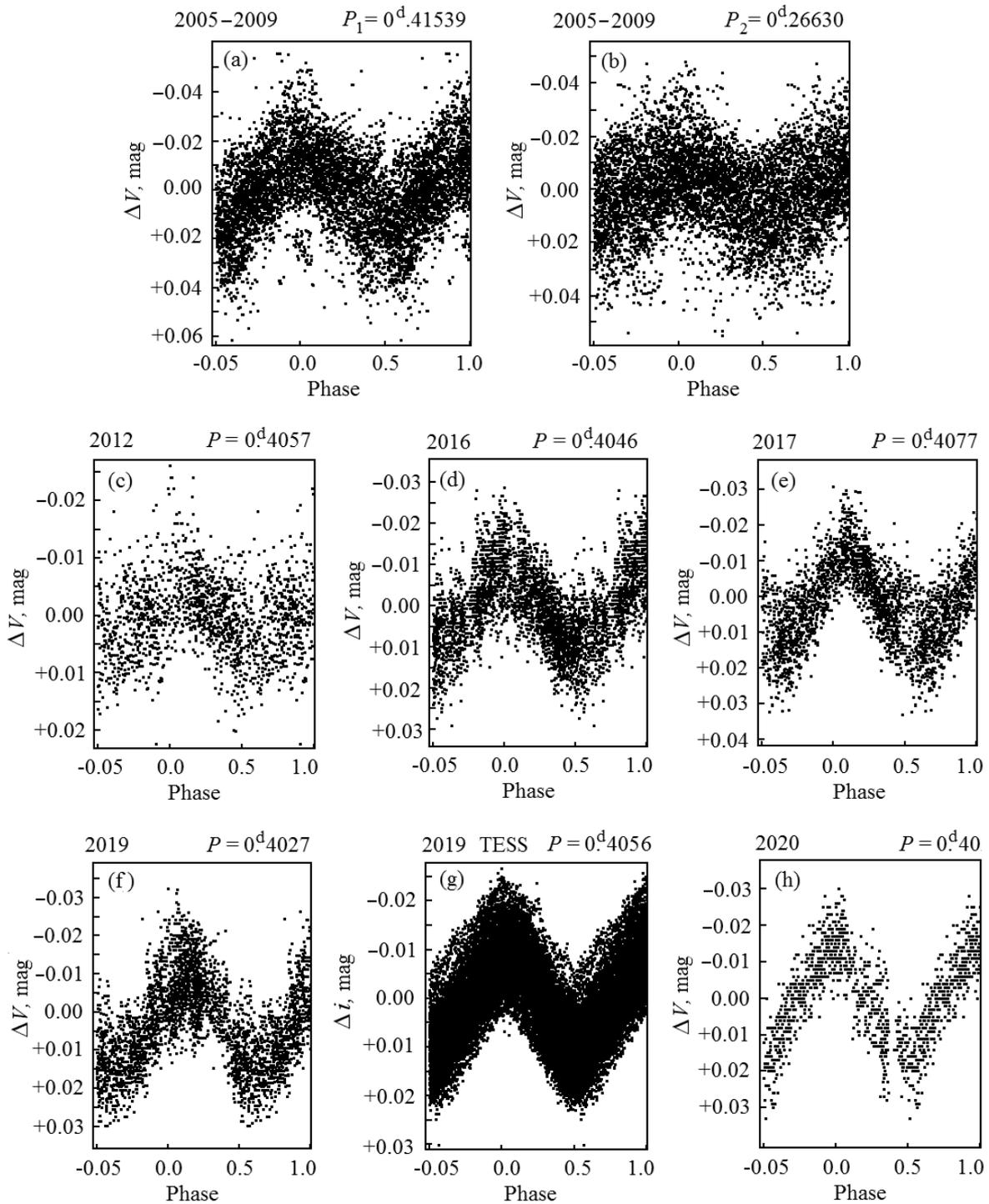


Рис. 2. Пульсации CI Cam, выявленные в результате мониторинга. (a) и (b) — кривые блеска в первом оберitone P_{1H} (P_1) и в радиальной моде (P_2) с отношением периодов $P_x/P_{1H} = 0.64$. (c)–(h) — пульсации в первом оберitone с P_{1H} в период с 2012 по 2020 год; (g) — кривая блеска по наблюдениям на TESS.

пьютерная программа EFFECT³. Уточнение орбитального периода проводилось методом Фурье-

³Создана В. П. Горанским.

преобразования дискретного временного ряда по методу Диминга (Deeming 1975) по усредненным за сутки наблюдениям. Пульсационные периоды определялись и уточнялись по рядам интенсивного

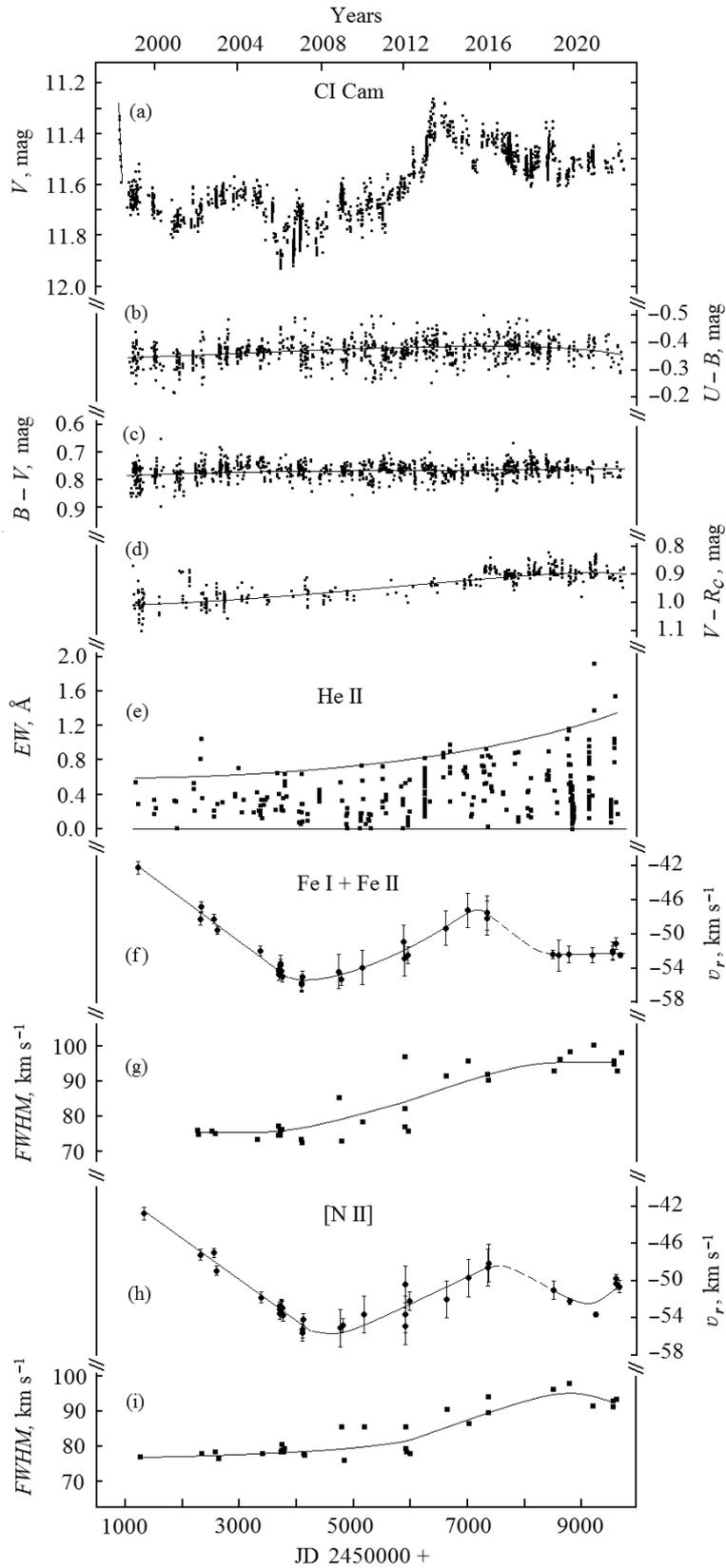


Рис. 3. Фотометрические и спектральные изменения CI Cam в спокойном состоянии со временем в период с 1998 по 2022 год. (a)–(d) — кривые блеска V и показателей цвета $U - B$, $B - V$ и $V - R_C$; (e) — изменения эквивалентной ширины эмиссии He II 4686 Å; изменения лучевой скорости и ширины эмиссий на уровне половины их интенсивности для железа и для запрещенной линии [N II] 5754.59 Å, (f), (g) и (h), (i) соответственно.

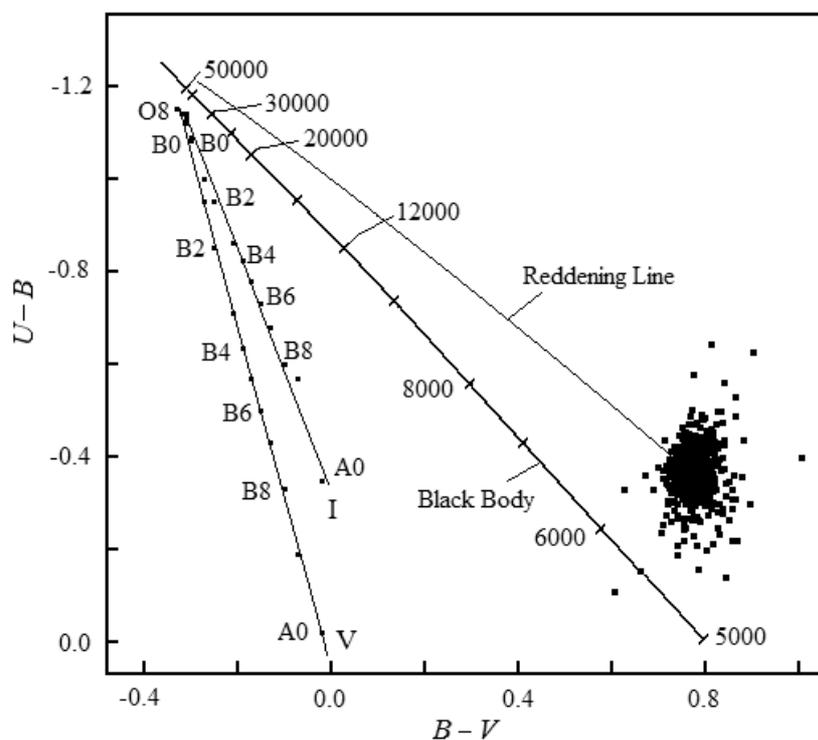


Рис. 4. Двухцветная диаграмма $(U - B) - (B - V)$. На график по данным из работы Straizys (1982) нанесены показатели цвета нормальных В-звезд ГП (V) и сверхгигантов (I), расчетная зависимость абсолютно черных тел (Black Body) с указанием их температуры и линия межзвездного покраснения (Reddening Line). Облако точек справа внизу — показатели цвета для континуума CI Sam с вычетом вклада эмиссионных линий, определенного по спектральным данным.

слежения. При этом орбитальный период, а также медленные неправильные изменения блеска, которые характерны для CI Sam, устранялись путем Фурье-разложения на периодические компоненты и «отбеливания» (процедура *prewhitening*).

4. СПЕКТРОСКОПИЯ

Большая часть спектров низкого и среднего разрешения получена на телескопе Цейсс-1000 САО РАН со спектрографом UAGS в рамках исследования орбитального движения источника излучения в линии He II 4686 Å. Использовались дифракционные решетки R325, R400, R651 и 1302. Спектры с решетками R325 и R400 охватывают весь оптический диапазон, с R651 — диапазон длин волн 3510–6250 Å. С решеткой 1302 в основном проводились наблюдения в спектральном диапазоне 3860–5272 Å с разрешением 1.8–2.8 Å. Для мониторинга изменения эмиссионной линии He II 4686 Å (формы профиля, *EW*, лучевых скоростей) это самая удобная конфигурация на UAGS. Спектральный диапазон выбирался таким, чтобы линия He II по длине волны была расположена близко к максимуму квантовой эффективности

прибора. Для калибровки по длинам волн использовался спектр неон-аргоновой лампы. Для контроля гнущия прибора мы получали спектры сравнения до и после экспозиции спектра звезды или по крайней мере один раз в час при мониторинге. Спектральное разрешение оценивалось по ширине линий спектра лампы на уровне половинной интенсивности (*FWHM*) в центре кадра. Точность определения лучевых скоростей определялась по среднеквадратичному отклонению измерений линий спектра лампы от модельного представления дисперсионной кривой в виде многочлена n -й степени ($n = 1-4$).

Обработка спектров выполнялась в среде ESO MIDAS (Е. А. Барсукова), а также с помощью пакета программ SPEC (В. П. Горанский). Шкала длин волн была привязана в основном к усредненным спектрам неон-аргоновой лампы, которые были получены до и после спектра объекта. В этом случае в полученные лучевые скорости объекта были внесены расчетные гелиоцентрические поправки. Часть спектрального материала была обработана привязкой к ветровым эмиссионным линиям Fe II в спектре самой звезды CI Sam. Эти линии имеют «прямоугольный» профиль с крутыми краями (Klochko et al. 2022, Miroshnichenko et al. 2002) шириной примерно 75–100 км с⁻¹, что определяет

Таблица 2. Спектральные наблюдения СИ Сат низкого и среднего разрешения

JD 2450000+ начало—конец	Диапазон, Å	R , Å	Число спектров	Решетка
6-м телескоп БТА САО РАН, UAGS				
1204–3328 ^a	3800–6990	4.3–5.3	5	1302
6-м телескоп БТА САО РАН, SCORPIO				
1204–9609 ^b	3624–5396 5651–7373 3615–7892	5.6–6.0 18.2	13	VPHG1200G VPHG1200R VPHG550
Цейсс-1000 САО РАН, UAGS				
1485–9659 ^c	3476–7997 3506–6708 3860–5275 5730–7125	5.8–9.0 4.0–6.7 1.8–2.8 1.5–2.1	80 6 187 19	R325, R400 R651 1302 B 1302 R

Наблюдатели: ^a — А. Н. Буренков, Н. В. Борисов, Г. Г. Валявин, Д. Н. Монин, С. Н. Фабрика, Е. А. Барсукова, ^b — С. Н. Фабрика, Д. Н. Монин, А. С. Винокуров, А. Ф. Валеев, ^c — А. Н. Буренков, В. В. Власюк, Н. В. Борисов, В. П. Горанский.

Таблица 3. Спектральные наблюдения СИ Сат высокого разрешения

JD2450000+ начало—конец	Диапазон, Å	R , Å	Число спектров	Прибор
БТА 6-м САО РАН				
1150–1150	3936–5676	0.3	1	PFES
1206–1206	5000–7700 ^a	0.23	1	LYNX
2300–5933	4465–5930 ^b	0.14	12	NES
9551–9612	4225–4981 ^c	0.25	2	MSS
CFHT 3.6-m Hawaii				
3363–8438	3792–10492	0.09	2	ESPaDOoS
2.7-m McDonald				
2541–3725	3740–7523	0.10	5	CS2
2.7-m San Pedro Martir				
5142–7303	3630–7327	0.26	9	REOSC
2-m RCC telescope Rozhen				
8718–9531	4154–8849 ^d	0.19	5	Echelle

Наблюдатели: ^a — Е. А. Барсукова, Д. Н. Монин, ^b — В. Г. Клочкова, В. Е. Панчук, М. В. Юшкин, ^c — И. А. Якунин, В. П. Горанский, ^d — К. А. Стоянов, Л. Х. Илиев.

требуемую точность измерений. Ранее в спектрах высокого разрешения СИ Сат мы заметили медленный дрейф этих линий в диапазоне 14 км с^{-1} (от -55 до -41 км с^{-1}) (Barsukova et al. 2007) и отследили зависимость лучевой скорости от времени. Амплитуда этого движения приблизительно

равна или значительно меньше точности определения лучевых скоростей He II по нашим спектрам среднего и низкого разрешения. Зная гелиоцентрическую лучевую скорость линий Fe II на момент измерения относительной скорости эмиссии He II, мы вычисляли гелиоцентрическую скорость He II.

Такие измерения не подвержены влиянию гнуптия конструкции спектрографа.

Небольшое количество спектров получено на 6-м телескопе БТА с фокальным редуктором SCORPIO (Afanasiev and Moiseev 2005), с объемными фазовыми голографическими решетками VPHG 550, VPHG 1200G и 1200R. Данные о телескопах и приборах, использовавшихся для спектроскопии низкого и среднего разрешения, сведены в таблице 2. Всего в синем диапазоне получено 304 спектра низкого и среднего разрешения, из них в 38 спектрах (около 12.5%) эмиссия He II 4686 Å не видна или настолько слаба, что невозможно определить ее лучевую скорость. Эмиссия видна и измерена также в 10 спектрах высокого разрешения. Зависимость эквивалентной ширины линии He II 4686 Å от времени показана на рис. 3е.

Для исследования ускорения в ветровых эмиссионных линиях использовались спектры высокого разрешения. Основные параметры телескопов и приборов, число спектров и временной диапазон сведены в таблицу 3. Кроме БТА/ОЗСП это эшелле спектрографы. Наибольшее количество эшелле-спектров — 12 — было получено на БТА со спектрографом NES (Panchuk et al. 2017). Спектральное разрешение R приборов в ангстремах было оценено по полуширине $FWHM$ эмиссии ночного неба O I 5577 Å. Все приборы работают в апертурном режиме, так что спектры являются суммой спектра звезды и спектра ночного неба. Спектры высокого разрешения получены в основном при полной Луне и иногда при циррусах. При этих условиях оценки эквивалентной ширины эмиссионной линии He II оказываются заниженными из-за вклада ночного неба в континуум. Для исправления этих оценок использовались эквивалентные ширины близко расположенных контрольных эмиссионных линий [Fe III] 4701.62 Å и Fe II 4731.44 Å, интенсивность которых менее переменна.

В спектрах высокого разрешения измерялись лучевые скорости ветровых линий железа Fe I 6318.02 Å, Fe II 4555.89, 4629.34, 4731.44, 5316.70 (бленда), 5534.86, 7865.56 Å, а также запрещенной линии азота [N II] 5754.59 Å. Из линий железа мы выбирали 2–3 самые сильные, видимые в конкретном спектре, а их лучевые скорости усреднялись. Линия азота [N II] уникальна тем, что ее интенсивность не изменилась во время рентгеновской вспышки 1998 г., в то время как интенсивности других линий в спектре выросли в десятки раз. Через 250 дней после максимума интенсивность линии [N II] увеличилась в 1.8 раза

относительно уровня, наблюдавшегося во вспышке, а затем опустилась даже ниже спокойного уровня (Barsukova et al. 2006b). Эта запрещенная линия может быть сформирована только во внешних частях газопылевой оболочки, где плотность газа очень мала. Как предполагалось, увеличение интенсивности связано с тем, что выброшенное при взрыве вещество достигло края оболочки. По скорости выброса был определен верхний предел для радиуса оболочки C I Cam в 200 а.е. Наши наблюдения, однако, показывают, что для [N II] лучевая скорость, форма профиля и его ширина в спокойном состоянии практически не отличимы от линий железа.

В рентгеновском спектре C I Cam наблюдается широкая бленда Fe XXIV–XXV K_{α} , в которой Bartlett et al. (2013) выделили компоненты нейтрального железа Fe I, причем авторам не ясно, как нейтральные и полностью ионизованные атомы железа могут существовать одновременно. Такой факт предположительно свидетельствует о том, что компактный объект погружен в околозвездный материал. В оптическом спектре мы также наблюдаем сильную линию нейтрального железа Fe I 6318.0171 Å — электронный переход между уровнями $3d^7(4F)4p \rightarrow 3d^64s^2$. В некоторых работах ее ошибочно отождествляют как Fe II. По лучевой скорости она не отличается от других ветровых линий Fe II, имеет такую же структуру и ширину, т.е. явно формируется в ветровой оболочке В-звезды.

Результаты спектроскопии высокого разрешения — лучевые скорости и ширины линий на уровне половины интенсивности для линий железа и азота в зависимости от времени — показаны на рис. 3f–i.

5. ИСТОЧНИК ЭМИССИИ HE II И ЕГО ОРБИТА

Как видно на рис. 3е, эквивалентная ширина EW эмиссионной линии He II 4686 Å быстро меняется в пределах от нулевой до некоторой максимальной величины, и эта максимальная величина постепенно увеличивается со временем на протяжении 24 лет после вспышки.

На рис. 5 показаны результаты спектрального мониторинга эквивалентной ширины линии He II 4686 Å в течение пяти ночей. Под графиками этой линии показаны измерения более слабой контрольной линии [Fe III] 4701.62 Å, амплитуда переменности которой не превышает ошибок измерений. От ночи к ночи средний уровень EW линии He II меняется до трех раз. В течение ночи амплитуда переменности может увеличиться в 10 раз за 0.5 часа.

График фазовой кривой лучевой скорости эмиссионной линии He II 4686 Å представлен на

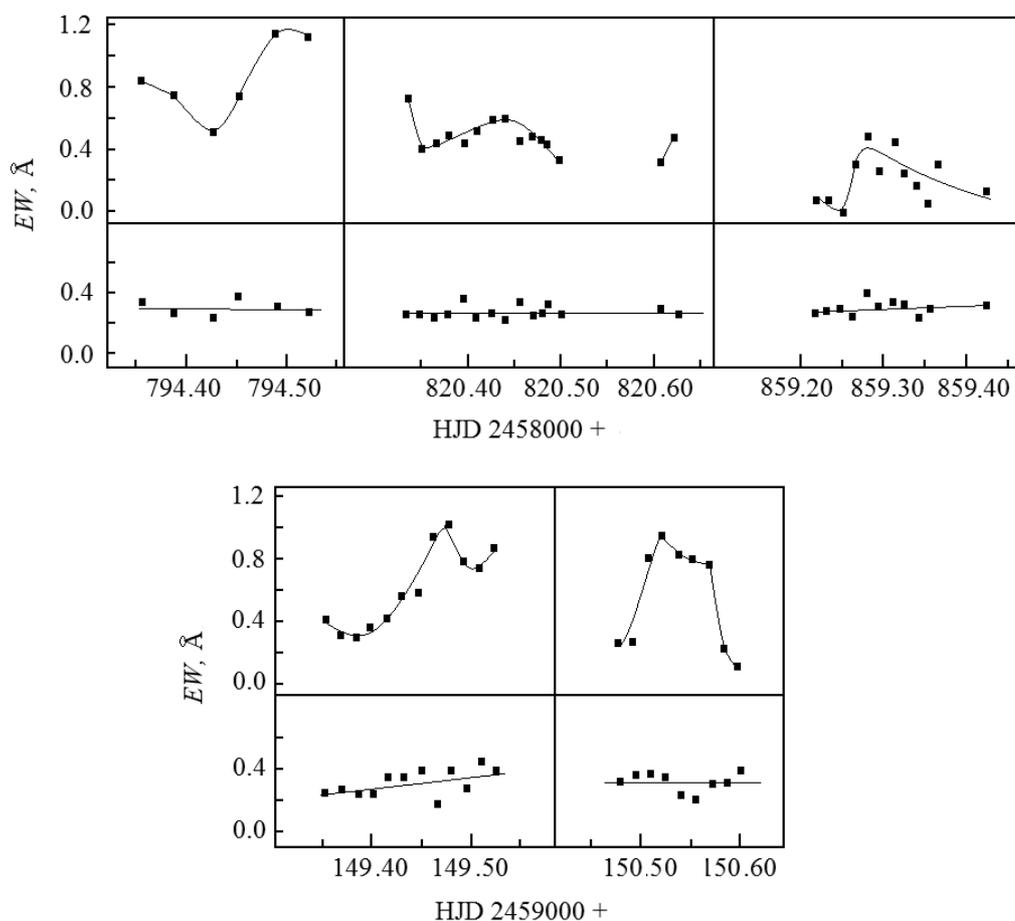


Рис. 5. Быстрые изменения эквивалентной ширины линии He II 4686 Å в течение ночи (в верхних частях графиков) и измерения эквивалентной ширины близко расположенной контрольной линии [Fe III] 4701.62 Å (в нижних частях) для пяти ночей наблюдений.

рис. 6а. Фазовая кривая построена с элементами $T_{dn} = JD\ 2455572.491 + 19^d.407E$, где T_{dn} — момент прохождения нисходящего узла (descending node) орбиты. Разброс значений на кривой лучевой скорости довольно большой и достигает 250 км с^{-1} в фазе нисходящего узла. Полный диапазон изменения лучевой скорости превышает 500 км с^{-1} (8 Å в спектре). Эмиссионная линия бывает несимметричной, с несколькими пиками интенсивности. Лучевая скорость определялась из средневзвешенной по интенсивности длины волны. Линия бывает слабой и тогда видна на фоне шумов континуума. Большой разброс кривой лучевой скорости определяет ошибку определения периода $\pm 0^d.004$.

Предостережение Bartlett et al. (2019) и авторов цитируемых ими работ о невозможности использовать эмиссию He II 4686 Å «для отслеживания динамики» требует специального внимания. Вопрос в том, можно ли определить элементы орбиты источника эмиссии He II Си Сат по лучевой

скорости этой эмиссии? В частности, в качестве примера непригодности этой линии для вычисления орбит Bartlett et al. (2019) упоминают микроквazar SS 433 и работу Goranskij (2011). SS 433 — затменная система с орбитальным периодом $13^d.082$, причем затмение в профиле линии He II не полное. Однако кривая лучевой скорости He II в затмении проходит через нуль в системе координат центра масс в верхнем соединении компактного компонента, то есть линия формируется именно вблизи компактного компонента или в его полости Роша. В работе Gies et al. (2002) обнаружено, что бленда C II 7231, 7236 Å у SS 433 ведет себя так же, как и He II. Эти линии ионизованных элементов используются как в этих двух, так и в других работах для определения орбиты. В то же время лучевые скорости линий H и He I в верхнем соединении компактного объекта максимальны и направлены от наблюдателя, а в квадратурах орбиты проходят через нуль, то есть их кривые лучевых скоростей смещены по фазе на $\pi/2$. Эти линии тоже фор-

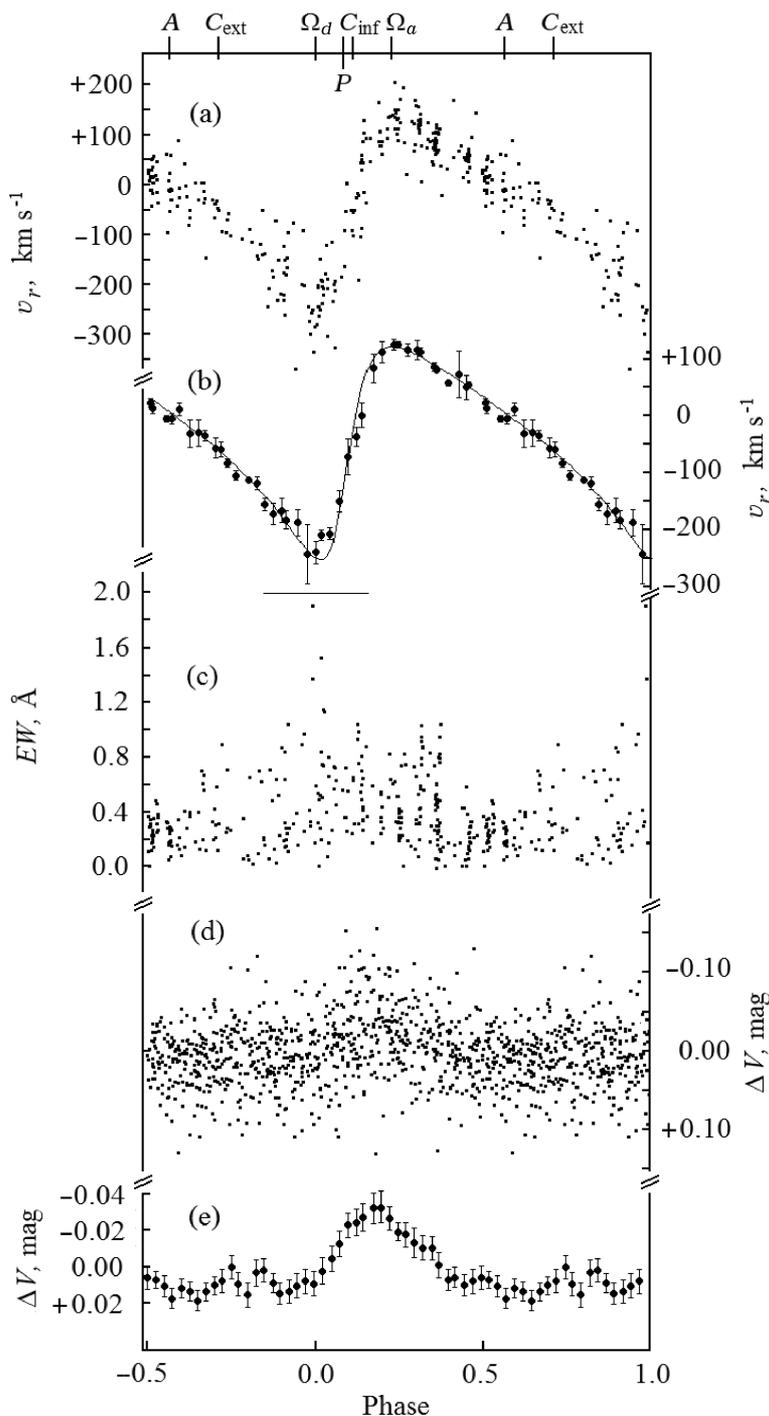


Рис. 6. Спектральные и фотометрические изменения, наблюдаемые для CI Sgr с изменением фазы орбитального периода $19^{\text{d}}.407$: (a) — кривая лучевой скорости эмиссии He II 4686 Å. (b) — сглаженная кривая лучевой скорости He II. Сплошная линия — модель кривой лучевой скорости, построенная с элементами орбиты, определенными графическим методом. (c) — зависимость эквивалентной ширины линии He II от фазы орбиты. (d) — фазовая кривая блеска в фильтре V, построенная по усредненным за ночь наблюдениям. Медленные изменения уровня блеска удалены методом Фурье-разложения на периодические компоненты и вычитания этих компонентов с помощью процедуры отбеливания (prewhitening). (e) — усредненная кривая блеска для орбитального периода. Вверху отмечены расчетные фазы орбиты: A — апоастр, C_{ext} — верхнее соединение источника эмиссии He II, Ω_d — нисходящий узел (здесь от нисходящего узла начинается отсчет орбитальной фазы), P — периастр, C_{inf} — нижнее соединение, Ω_a — восходящий узел орбиты.

мируются в звездном ветре, но в объеме, много большем, чем размеры двойной системы (Gies et al. 2002). Компактный объект имеет меньшую массу, а оптическая звезда класса A4–A7 III, заполняющая свою полость Роша ($q = 0.15$), блокирует жесткое излучение компактного компонента в широком конусе тени и не может ионизовать там атомы водорода и He I. Профили этих линий выглядят смещенными в сторону компактного компонента из-за недостатка излучающих атомов в тени. Именно поэтому линии H и He I не несут информацию об орбитальной скорости, но могут использоваться для оценки отношения масс компонентов q , от которого зависит ширина тени. И наоборот, линия He II возбуждается жестким излучением коллимированных струй, структура которых не может блокировать излучение He II. Доплеровский сдвиг именно этой линии позволяет оценить орбитальную скорость компактного объекта.

Заметим также, что доплеровские смещения эмиссии He II являются хорошим и часто единственным показателем лучевой скорости компактного объекта у катаклизмических переменных звезд с горячими белыми карликами, у остатков классических новых, у симбиотических систем, где эта линия формируется во внутренних частях аккреционных дисков. Чаше всего следов холодного маломассивного компонента в оптическом спектре катаклизмических систем для определения элементов его орбиты просто не существует.

В случае СИ Cam нужно отметить следующее:

1. Доминирующая в оптическом диапазоне В-звезда и ее оболочка, сформированная ветром, или околовзвездный диск не являются источником ни эмиссии, ни абсорбции He II 4686 Å. Профиль линии He II отличается от профилей ветровых линий. В тех случаях, когда эмиссия источника He II исчезает, следов абсорбции He II В-звезды не заметно. Линия He II наблюдается в основном в спектрах более горячих звезд класса Of в эмиссии или класса O в абсорбции, хотя ее можно обнаружить в спектрах некоторых Be-звезд, например, δ Sco (спектральный класс B0.3 IVe) (Miroshnichenko et al. 2013). В этой работе определялась орбита по линии He II в абсорбции.
2. He II 4686 Å — единственная линия в оптическом спектре СИ Cam, которая меняет свою лучевую скорость в очень большом диапазоне и с четко определяемым периодом, и потому относится к реально движущемуся объекту.
3. Не обнаружено какого-либо влияния движения этого объекта на профили и скорости ветровых линий.

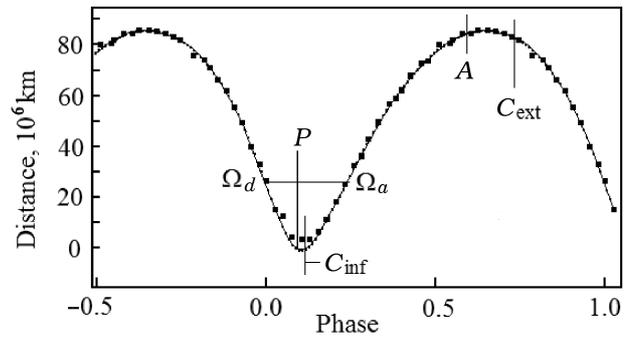


Рис. 7. Интегральная кривая, полученная по кривой лучевых скоростей. График определяет положение источника He II на луче зрения. Отмечены основные расчетные фазы орбиты (обозначения этих фаз описаны на рис. 6).

Действительно, если бы линия He II формировалась в звездном ветре из диска вокруг компактного компонента, мы наблюдали бы взаимодействие ветров этого диска и В-звезды. В работе Barsukova and Goranskij (2009) сообщалось о появлении абсорбционных деталей в профиле эмиссии He I 4713 Å, которые могли быть связаны с прохождением пульсационных волн в оболочке В-звезды, но связь этих деталей с орбитальным движением пока не установлена. К тому же профиль этой линии He I отличается от прямоугольных профилей ветровых линий В-звезды.

Все эти аргументы привели нас к выводу, что по лучевой скорости эмиссии He II можно определить элементы орбиты вторичного компонента и установить его природу. Элементы орбиты мы определяли по средней фазовой кривой графическим методом Henroteau (1928). Для этого фазовая кривая лучевой скорости была построена методом скользящего среднего (рис. 6b). Полуамплитуда лучевой скорости по средней кривой $K = 190 \text{ km s}^{-1}$. Интегрирование кривой лучевой скорости по времени (рис. 7) дает полную амплитуду перемещения источника эмиссии He II вдоль луча зрения — $86 \times 10^6 \text{ km}$ или 0.57 а.е. Расстояние между центром масс системы и периастром орбиты в проекции на луч зрения — $25 \times 10^6 \text{ km}$ или 0.17 а.е. Этот параметр накладывает ограничение на радиус В-звезды $36 R_{\odot}$.

Для оценки точности орбитальных элементов мы проделали расчеты орбиты по индивидуальным измерениям с программой rvfit пакета IRAF. Сравнение элементов, полученных этими двумя методами, дается в таблице 4.

Зависимость EW линии He II 4686 Å от фазы орбитального периода показана на рис. 6с. Самые большие EW эмиссии наблюдаются около нисходящего узла орбиты, но в этой фазе EW бывает и близкой к нулю. Barsukova et al. (2021) объясняют

Таблица 4. Сравнение элементов орбиты CI Cam, определенных графическим и компьютерным методами

Метод	Графический	Компьютерный
Орбитальный период, сут	19.407±0.004	19.4041±0.0002
Момент прохождения периастра T_P , HJD	2459028.266	2459028.52±0.01
Эксцентриситет e	0.49	0.44±0.01
Долгота восходящего узла ω , градусы	250	257.8±0.9
Системная скорость γ , км с ⁻¹	-33.5	-33.0±0.9
Полуамплитуда лучевой скорости K , км с ⁻¹	190	168.58±0.02
Функция масс $f(M)$, M_\odot	8	7.0±0.2
Количество наблюдений	152	217

пик эмиссии в этой фазе взаимодействием источника эмиссии с пульсационной волной, когда полная поверхность взаимодействия обращена к наблюдателю, и притом источник имеет протяженную структуру. Здесь источник, входя в плотные слои пульсирующей оболочки В-звезды, имеет скорость относительно окружающей среды более 200 км с⁻¹. Максимальные значения EW достигаются в широком диапазоне фаз эллиптической орбиты от -0.1 до +0.4, в котором объект находится в периастре и в нижнем соединении, то есть в наиболее плотных частях оболочки В-звезды. Близкие к нулю значения в нижнем соединении между узлами орбиты встречаются реже, чем в других фазах. В фазах 0.6–0.7 (вблизи апоафра) разброс значений EW уменьшается за счет отсутствия как больших, так и малых значений. Заметим, что это уменьшение EW происходит при наибольшем удалении источника эмиссии от В-звезды, а не в фазе верхнего соединения источника с В-звездой. Поэтому ослабление эмиссии не является следствием частного или полного затмения источника и, вероятно, связано с выходом источника эмиссии в менее плотные слои оболочки в апоастре.

Графики фазовых кривых блеска в полосе V для орбитального периода, построенные отдельно по средним значениям блеска за ночь (всего за 786 ночей), и средняя кривая блеска, построенная по этим данным методом скользящего среднего, представлены на рис. 6d,e. Результаты фотометрии показывают, что в среднем уровень блеска звезды, как и сила эмиссии He II 4686 Å, увеличивается между узлами орбиты, когда источник эмиссии He II проходит в районе периафра, где плотность оболочки В-звезды максимальна. Средняя амплитуда фотометрических изменений блеска, связанная с орбитальным движением, составляет 0^m04.

6. ПУЛЬСАЦИИ В-ЗВЕЗДЫ

Столь явные и когерентные пульсации (см. рис. 2) имеются лишь у единственной среди В[e]-звезд — звезды CI Cam. Они наблюдались в семи

кампаниях по мониторингу CI Cam, проводившихся в период с 2005 по 2020 год. Для этой области неба есть непрерывные ряды фотометрических данных, полученные на спутнике TESS с 28 ноября по 23 декабря 2019 г. (архив STScI MAST). Кривая блеска TESS, пересчитанная в звездные величины, показана на рис. 8. На этой кривой хорошо представлены как орбитальные изменения блеска, так и пульсации. Фазы орбиты показаны на верхней рамке рисунка. Таким образом, пульсации В-звезды и орбита источника эмиссии He II являются феноменом, надежно подтвержденным самыми точными наблюдениями на космической орбитальной обсерватории, действующей в оптическом и ближнем ИК-диапазоне.

Связь быстрой переменности CI Cam в течение ночи с мультипериодическими пульсациями была открыта в работе Barsukova and Goranskij (2008). В спектре доминировали колебания в двух модах с периодами $P_1 = 0^d4152$ (Ampl. = 0^m020) и $P_2 = 0^d2665$ (Ampl. = 0^m015) (Barsukova and Goranskij 2009). Детальный частотный анализ данных 2005–2006 гг. был опубликован в статье Goranskij and Barsukova (2009). Частотный спектр оказался сложным, выделены семь периодических составляющих. Третье место с амплитудой 0^m012 занимает период $P_3 = 0^d5223$. После того, как в 2018 г. было установлено, что CI Cam пульсирует в единственной моде с периодом 0^d4062, близким к P_1 (Goranskij and Barsukova 2018), мы проделали частотный анализ всех более ранних наблюдений в режиме мониторинга, начиная с 2012 г., и обнаружили, что звезда стала пульсировать исключительно в этой моде с 2012 г. после того, как ее блеск стал повышаться к максимуму в 2013 г. Данные интенсивного слежения в декабре 2012 г., полученные на восходящей ветви этого подъема блеска (отмечены буквой «с» на рис. 1 и на рис. 2), уже показали пульсации в этой единственной моде. Подтвердили этот вывод и данные TESS, которые имеют максимально высокую точность

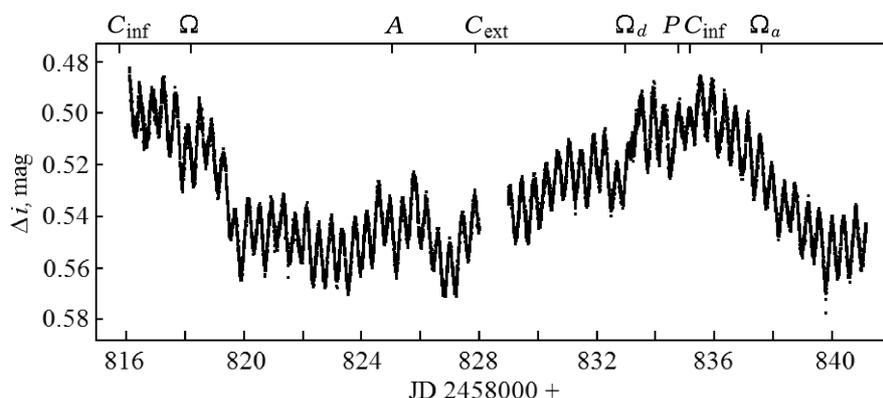


Рис. 8. Кривая блеска CI Cam, по наблюдениям на спутнике TESS в ноябре–декабре 2019 г. Видны одновременно пульсации с периодом $0^{\text{d}}.4056$ и орбитальная переменность блеска с периодом $19^{\text{d}}.407$. Вверху отмечены расчетные фазы орбиты (обозначения те же, что и на рис. 6).

(рис. 2g). Как оказалось, в амплитудном спектре ряда TESS нет периодических компонентов с периодами меньше суток, кроме этого единственного колебания. Значительный разброс этой кривой блеска определяется неправильными изменениями блеска на шкале больше суток. Орбитальная составляющая в данных TESS на рис. 2g вычтена.

На рис. 9 показана зависимость величины периода $P_1 \approx 0^{\text{d}}.41$ от средней звездной величины CI Cam в фильтре V . Звезда описывает трек на этой диаграмме: сначала период пульсаций постепенно увеличивался с возрастанием яркости звезды, а затем скачком уменьшился. Величина уменьшения периода равна $0^{\text{d}}.014$, что составляет 3.4%, при увеличении блеска на $0^{\text{m}}.4$ в фильтре V . Точность определения периода, в зависимости от продолжительности кампаний мониторинга от 22 до 13 дней, менялась в пределах $0^{\text{d}}.0015$ и $0^{\text{d}}.0026$ (0.38–0.65%).

Пульсации широко распространены среди В- и Ве-звезд. Известны два типа пульсирующих звезд спектрального класса В: β Cep и SPB⁴ (Aerts 2021). Это пульсирующие В-звезды вблизи ГП. β Cep — прототип группы звезд ранних спектральных подклассов В, пульсирующих в p -модах (pressure modes) с периодами в пределах 3–6 часов. SPB — В-звезды средних подклассов — фотометрические переменные, пульсирующие в g -модах — радиальных модах высоких порядков (gravity modes) с периодами в несколько дней (De Cat 2002). Открыты и гибридные В-звезды, которые демонстрируют одновременно два этих типа пульсаций. Полный диапазон масс пульсирующих В-звезд ГП — от 3 до $23 M_{\odot}$. В распределении

⁴Slowly Pulsating B-stars — медленно пульсирующие В-звезды.

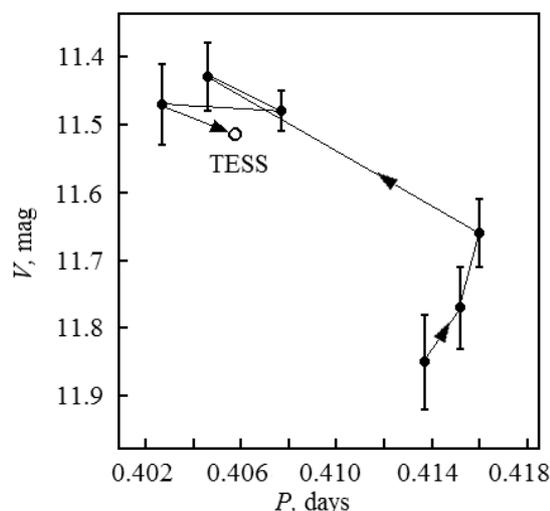


Рис. 9. Зависимость «период первого обертона — средняя звездная величина» для пульсаций CI Cam. Данные спутника TESS отмечены кружком.

В-звезд по частоте пульсаций есть два максимума, соответствующих этим типам звезд, с широким пробелом между ними (De Cat 2002), причем пульсационные частоты CI Cam попадают в этот пробел.

Анализ данных высокой точности, полученных для О- и В-звезд на спутнике TESS (Bursens et al. 2020), показал, что пульсируют даже сверхгиганты классов O5 Ifc–B9 Iab, типы пульсаций SLF⁵ и SPB. Очевидно, что пульсации CI Cam когерентны на характерных временах в месяцы или годы, и к таким типам не относятся. В работе Owocki and Cranmer (2002) в численных расчетах изучались

⁵SLF — стохастический процесс низкой частоты — случайные, непредсказуемые изменения блеска, которые могут быть описаны одним математическим параметром.

радиальные и нерадиальные пульсации, возникающие в ветрах горячих OB-звезд, а также возмущения в их оболочках, вызванные пульсациями звезд. Спектральные и фотометрические исследования таких связей и взаимодействий актуальны для CI Cam.

Однако нужно заметить, что периоды пульсаций CI Cam характерны для звезд типа RR Lyr. Звезды типа RR Lyr имеют массы меньше солнечной и пульсируют в радиальных модах. Период P_3 типичен для звезд типа RRab, которые пульсируют в основном тоне F (fundamental mode). Отношение периодов $P_1/P_3 = 0.795$ у CI Cam близко к отношению периодов 3:4 у звезд типа RRd с двухмодными пульсациями F и 1H (1H — первый обертоны). Отношение периодов $P_2/P_3 = 0.510$ у CI Cam близко к отношению 2:1, которое наблюдается у звезд типа RR Lyr с эффектом Блажко. Borkowski (1980) объяснял эффект Блажко у звезды AR Her тем, что кроме волны основного тона F резонансом возбуждена волна с периодом примерно вдвое меньшим (отношение, близкое к 2:1), которая может быть волной второго или третьего обертона (2H или 3H).

Отношение периодов колебаний с самой большой амплитудой у CI Cam $P_2/P_1 = 0.642$ близко к 2:3. В настоящее время на основе данных OGLE (гравитационно-линзовый эксперимент), космических миссий COROT и Kepler, интенсивных исследований звезд типа RR Lyr в шаровых скоплениях и цефеид в Магеллановых Облаках открыто большое количество звезд, в частотных спектрах которых обнаруживается «сигнал» с периодом P_x или $P_{0.61}$, с первым обертоном дающий отношение периодов P_x/P_{1H} в пределах от 0^d60 до 0^d65 (см. Jurcsik et al. (2015), Moskalik et al. (2015), Netzel et al. (2015), Soszyński et al. (2010) и ссылки в этих работах). Чаще всего волна с таким отношением периодов имеет малую амплитуду, всего 5% от амплитуды первого обертона. Причем эта волна наблюдается только у звезд с доминирующим первым обертоном. Часть исследователей считает волну с периодом P_x нерадиальной модой, вынося это предположение даже в заголовок статьи («Двухмодные радиально-нерадиальные звезды типа RR Лиры», Netzel et al. (2015)). Есть открытия и редких трехмодных звезд типа RR Lyr, например, EPIC 201585823 — звезда, которая пульсирует в основном тоне, в первом обертоне и, к тому же, в «нерадиальной моде», отношение периода которой к периоду первого обертона составляет $0^d616285$ (Kurtz et al. 2016). Несколько таких звезд уже открыто в шаровых скоплениях и балдже Галактики. Netzel and Smolec (2022) опубликовали результаты астеросейсмологических расчетов для звезд типа RR Lyr и цефеид с тройными модами на

основе кода для пульсирующей оболочки. Волны с отношением периодов 0.61 к первому обертоны объясняются гармониками нерадиальных мод порядков 8 или 9 для звезд RR Lyr и 7, 8, 9 для классических цефеид.

Принимая во внимание результаты всех этих исследований, мы можем надежно отождествить волну с периодом $P_1 = 0^d4152$ CI Cam как пульсацию в первом обертоне 1H и волну $P_2 = 0^d2665$ как пульсацию в этой загадочной «нерадиальной моде», которая с малой амплитудой присуща многим пульсирующим звездам. Однако относительно нерадиальной природы этой волны остаются существенные возражения.

В работе Goranskii (1989) предположение Боровского о том, что эффект Блажко у звезд типа RR Lyr является резонансом 2:1 двух радиальных мод, было подтверждено на примере звезды типа RR Lyr AH Cam. В работе Goranskij et al. (2010) показано, что двухмодные пульсации (F и 1H) звезд типа RR Lyr также являются резонансом, но с отношением периодов, близким к 3:4. У звезды V79 в шаровом скоплении M3 наблюдалось два состояния двухмодных пульсаций: доминирующая мода 1H (двухмодные пульсации, резонанс 3:4) и доминирующая мода F (эффект Блажко, резонанс 3:4). Амплитудная модуляция для такого эффекта Блажко с резонансом 3:4 была с очень коротким периодом 1^d389 . У этой же звезды позднее наблюдался также и классический эффект Блажко с резонансом 2:1 и с периодом амплитудной модуляции 65^d4 .

Признаками резонанса радиальных мод являются:

- волны в кривой блеска с отношением периодов близким к отношению целых чисел: 1:2, 2:3, 3:4;
- зависимость амплитуды вторичной волны от фазы доминирующей волны;
- неаддитивность этих волн в суммарной кривой блеска: модельная кривая блеска, состоящая из суммы средних кривых блеска выделенных волн, имеет значительно меньшую амплитуду, чем реальная, наблюдаемая кривая блеска.

«Биения» двух волн при резонансе выглядят как длительная перекачка энергии одной волны в другую, пока фазы волн близки и совпадают, и затем — в противофазе — откачка энергии. Такой резонанс в технике известен как параметрический. В системе, период колебаний которой зависит от какого-то параметра (например, период колебаний маятника зависит от длины его подвески), резонанс возникает от периодического воздействия, направленного на этот параметр (на

длину маятника). (Механизм раскочки детских качелей). У звезды этот параметр — ее радиус R . Для перекачки энергии требуется отношение периодов взаимодействия волн, близкое к отношению целых чисел. Как показано в работе Borkowski (1980), период резонансной моды P_x определяется через период основного тона P_F и период модуляции кривой блеска P_B (период эффекта Блажко) как $P_x = 1/(2/P_F + 1/P_B) \approx P_F/2$.

Механизм радиального резонанса F и 1H у звезд понятен. Движение в моде F — это движение всех слоев оболочки в одной фазе. Движение в моде 1H — это движение в противофазе верхних и нижних слоев с неподвижным слоем — узлом между ними. При двухмодных пульсациях (F и 1H) узел первого обертона движется вдоль радиуса с периодом основного тона. Движущим механизмом звездных пульсаций являются зоны ионизации гелия и водорода, расположенные под поверхностью звезды. При расширении пульсирующей звезды гелий рекомбинирует, и выделяющаяся при этом энергия дает толчок расширяющейся оболочке. Если зона рекомбинации совпадает с положением узла первого обертона, энергия толчка уходит в движение основного тона. При удалении зоны рекомбинации от узла энергия поддерживает движение первого обертона. Процесс более сложен, если оболочка пульсирует в двух обертонах. Однако параметрический резонанс возникает только в системах с двумя или несколькими собственными частотами (пульсационными модами), если на них нет внешнего периодического воздействия. Тем не менее резонансы между собственными частотами еще не воспроизведены на основе кода пульсирующих оболочек.

При выяснении природы Си Жирафа возникает вопрос о том, какие звезды, кроме звезд типа RR Лиг, могут пульсировать с периодами, близкими к тем, которые обнаружены фотометрическим методом. Из известной формулы Эддингтона для пульсационной константы, выведенной для самогравитирующих газовых шаров, $Q = P\sqrt{\rho}$, где P — период в сутках, а ρ — средняя плотность звезды в солнечных единицах, следует, что период радиальных пульсаций зависит только от средней плотности звезды. Christy (1966) в нелинейных расчетах пульсирующих звезд типа RR Лиг вычислил пульсационные константы $Q_F = 0.0365$ для основного тона и $Q_{1H} = 1.34Q_F$ — связь пульсационных констант основного тона и первого обертона. Тогда $Q_{1H} = 0.0272$.

Из формулы Эддингтона следует:

$$\rho = \left(\frac{Q}{P}\right)^2.$$

Подставив сюда периоды первого обертона Си Жирафа и пульсационную константу первого обертона с

учетом средней плотности Солнца, получаем среднюю плотность Си Жирафа 0.0060 и 0.0063 г см⁻³ соответственно до и после увеличения яркости в 2013 г. То есть наблюдаемое уменьшение периода первого обертона при увеличении блеска связано с уменьшением радиуса звезды. Те же расчеты для периода основного тона 0^d5223 дают близкую среднюю плотность Си Жирафа 0.0069 г см⁻³ (различие около 10%).

Полученную по пульсационным данным информацию сопоставим с ограничениями по массе и радиусу, которые определены по спектроскопическим данным и параметрам орбиты (см. диаграмму «масса–радиус» на рис. 10). Ограничения следующие: нижний предел массы В-звезды равен $8 M_{\odot}$ и верхний предел радиуса для нее — $36 R_{\odot}$. Преобразуем формулу Эддингтона:

$$\rho = \frac{M}{\frac{4}{3}\pi R^3} = \left(\frac{Q}{P}\right)^2.$$

Отсюда

$$M = \frac{4}{3}\pi R^3 \left(\frac{Q}{P}\right)^2.$$

Так что положение звезд, радиально пульсирующих с периодом первого обертона 0^d4152, в логарифмических шкалах $\lg M - \lg R$ представляется прямой линией $\lg M = 3 \lg R - 1.745$. На рис. 10 нанесены эта прямая линия и положения нормальных звезд спектральных классов O9–B5 классов светимости V (ГП), III (гигантов) и Iab (сверхгигантов). Значения масс, радиусов и других параметров нормальных звезд взяты из книги Straižys (1982). Звезды спектральных классов B0–B2 III располагаются вдоль этой прямой линии. Это звезды с массами 12–22 M_{\odot} и радиусами в пределах 8.3–11 R_{\odot} . Абсолютные звездные величины M_V таких звезд по этим данным находятся в пределах от -3^m7 до -4^m9 , показатели цвета $(B - V)_0$ — в пределах от -0^m24 до -0^m30 , а $(U - B)_0$ — между -0^m88 и -1^m09 . Сверхгиганты B0–B3 Iab еще помещаются внутрь эллиптической орбиты, но радиальные пульсации с подобным периодом у них невозможны. На рис. 10 верхний предел на радиальные пульсации проходит по звездам O9 V–O9 III–O9 Iab. Это горячие звезды, у которых область ионизации гелия находится на поверхности, и потому она не может отвечать за механизм поддержания пульсаций в оболочках.

В то же время можно сделать вывод, что В-компонент в системе Си Жирафа расположен глубоко внутри орбиты источника излучения He II, и периастр орбиты находится по крайней мере на высоте, равной двум его радиусам. Причем на такой высоте распространяются пульсационные

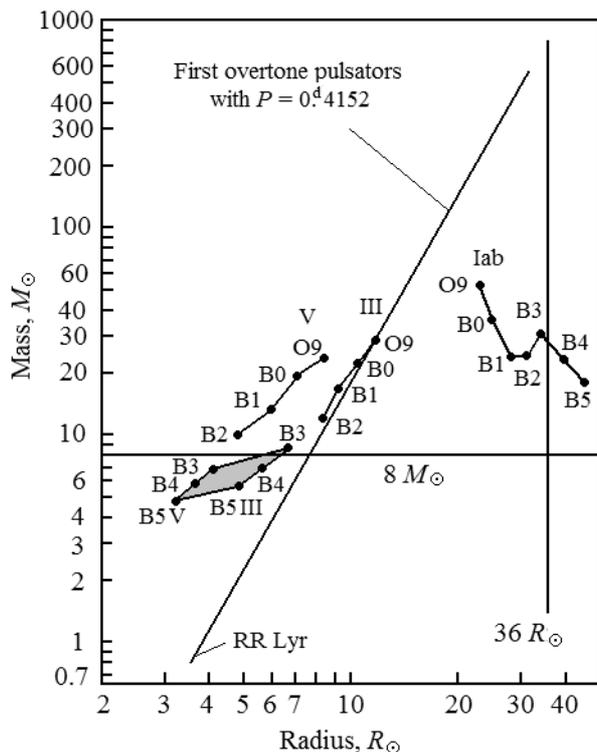


Рис. 10. Диаграмма «масса–радиус» в логарифмической шкале для нормальных звезд от главной последовательности (V) до сверхгигантов (Iab) и ограничения для массы и радиуса главного компонента системы CI Cam: по массе $8 M_{\odot}$ и радиусу $36 R_{\odot}$ (горизонтальная и вертикальная линии соответственно). Наклонная линия показывает положение пульсирующих звезд в первом overtone с указанным на рисунке периодом. Серым ромбом выделена область, соответствующая классификации CI Cam B4 III–V (получена по ширине абсорбционных линий водорода).

волны в оболочке, и источник эмиссии He II взаимодействует с ними.

Даже если принять максимальную абсолютную величину для такой пульсирующей звезды класса B0 III, как CI Cam, -4^m9 , максимальный зарегистрированный блеск 7^m1 в фильтре R и амплитуду вспышки 3^m5 , в сумме получаем абсолютную величину в максимуме вспышки -8^m4 , которая недостаточна, чтобы отнести CI Cam к импосторам сверхновых.

7. УСКОРЕНИЕ В ВЕТРОВЫХ ЛИНИЯХ И ЕГО ПРИРОДА

Медленные вековые изменения лучевой скорости эмиссионных линий железа и даже запрещенной линии азота являются еще одной загадкой CI Cam. Подобное явление еще не зарегистрировано у других звезд класса B[e]. На рис. 3 (зависимости (f) и (h)) видно, что линейный тренд уменьшения

скорости в 2007 г. сменился на противоположный. Goganskij et al. (2017) объяснили этот феномен близким прохождением третьего компонента в периастре эллиптической орбиты, которое привело к последующему увеличению яркости В-звезды, к изменению пульсационных характеристик и к изменению орбиты источника эмиссии He II. Кривую лучевой скорости В-звезды оказалось возможным приблизить орбитальным решением с нижним значением периода 220 лет. В дискуссии по этому докладу на конференции по B[e]-звездам 2016 г. в Праге (Чехия) Steven N. Shore предложил альтернативную интерпретацию этого феномена — прецессию оси вращения В-звезды и ее полярных истечений. Новые спектральные наблюдения с высоким разрешением прослеживают тенденцию увеличения скорости до 2015 г. Однако после трехлетнего перерыва в наблюдениях опять произошло уменьшение скорости. Одинаковая картина видна как в линиях железа Fe I и Fe II, так и в запрещенной линии азота [N II].

«Прямоугольные» ветровые линии с плоскими вершинами и крутыми спадами интенсивности на границах профиля часто наблюдаются у классических новых и у звезд Вольфа–Райе. Такие профили формируются как правило в оптически тонких линиях в сферических оболочках, в которых атомы ускоряются давлением излучения центральной звезды (Beals 1931). Хотя не исключается, что возможны другие комбинации геометрии, распределения плотности и скорости, которые тоже могут формировать такие же профили (Williams and Mason 2010). В профилях разрешенных линий могут проявиться эффекты оптической глубины. У звезд-гигантов ожидается также перекрытие диском звезды удаляющейся от наблюдателя части расширяющейся оболочки с максимальными скоростями удаления. Эти эффекты видны в профилях ветровых линий CI Cam (рис. 11). Вершины профилей ветровых линий не плоские, а имеют два пика: один (высокий) на голубой границе профиля и другой (низкий) на красной границе. Наблюдается также постепенный спад интенсивности в профиле от голубой к красной границе. Это связано с увеличением поглощения и рассеяния света в оболочке на луче зрения по пути к наблюдателю. Причем оболочка CI Cam более плотная, чем у классических новых. Область излучения [N II] является оптически тонкой, но излучение с противоположной стороны оболочки проходит через оптически толстую среду внутренних ее частей, где частично рассеивается. Этим определяется отличие структуры этой линии от линий железа.

Эффект оптической глубины и перекрытия диском звезды удаляющихся потоков звездного ветра проявляется в различии системной скорости CI Cam ($\gamma = -33 \text{ км с}^{-1}$), определяемой по кривой

лучевой скорости линии He II 4686 Å, и средней скорости В-звезды ($v_r = -52 \text{ км с}^{-1}$), определяемой по лучевой скорости ветровых линий Fe II и [N II]. Разница составляет -19 км с^{-1} . Очевидно, эффект оказывает влияние и на ширину *FWHM* ветровых линий железа и азота. Из-за эффекта оптической глубины изменение скорости В-звезды, измеряемой по профилям эмиссионных линий, вызвано изменением прозрачности ветровой оболочки, а также вкладом потоков ветра, удаляющихся от наблюдателя. При максимальной скорости В-звезды, измеренной сразу после вспышки, $v_r = -42 \text{ км с}^{-1}$ (рис. 3f,h), наблюдался даже фотосферный спектр звезды (Barsukova et al. 2006a, Hynes et al. 2002), который затем исчез при уменьшении прозрачности оболочки. Изменения плотности звездного ветра в оболочке CI Cam происходят на временной шкале в несколько лет. Это третья гипотеза, объясняющая ускорение, которое наблюдается в ветровых линиях.

Эффект рассеяния света в плотной среде оболочки может работать при движении в этой оболочке источника эмиссии He II, из-за чего при прохождении периастра суммарный блеск системы становится ярче на $0^{\text{m}}04$ в фильтре *V* (рис. 6d,e) и на $0^{\text{m}}05$ в фильтре *i* (рис. 8). В таком случае вклад этого источника в непрерывный спектр звезды может быть значительным. При этом затмение источника В-звездой не происходит.

Для проверки этих гипотез мы измерили полную ширину линий железа и запрещенной линии азота на уровне половины интенсивности, *FWHM*. Очевидно, что прецессия истечений из двух полюсов звезды приведет к расширению или к сужению профиля линии. Для измерения *FWHM* в качестве верхнего уровня принято значение интенсивности в середине между пиками эмиссионной линии (даже если оно ниже красного пика), и ширина определялась на уровне середины этого значения интенсивности. Образцы профилей линий железа и азота, а также методы измерения *FWHM* и лучевой скорости показаны на рис. 11. Результаты измерения *FWHM* представлены на рис. 3g для линий Fe и на рис. 3k для линии [N II]. За время наблюдений ширина «прямоугольных» линий увеличивалась от 74 до 94 км с^{-1} . С учетом эффекта оптической глубины и перекрытия звездного ветра диском В-звезды это соответствует изменению скорости ветра от 56 до 66 км с^{-1} . Усиление скорости ветра явно связано с увеличением яркости звезды в 2013 г.

К сожалению, наши спектральные наблюдения высокого разрешения пока не позволяют однозначно интерпретировать феномен ускорения в ветровых линиях. Недостаточно спектров высокого разрешения в период с 2012 до 2018 г. Периодичность этого феномена требует подтверждения.

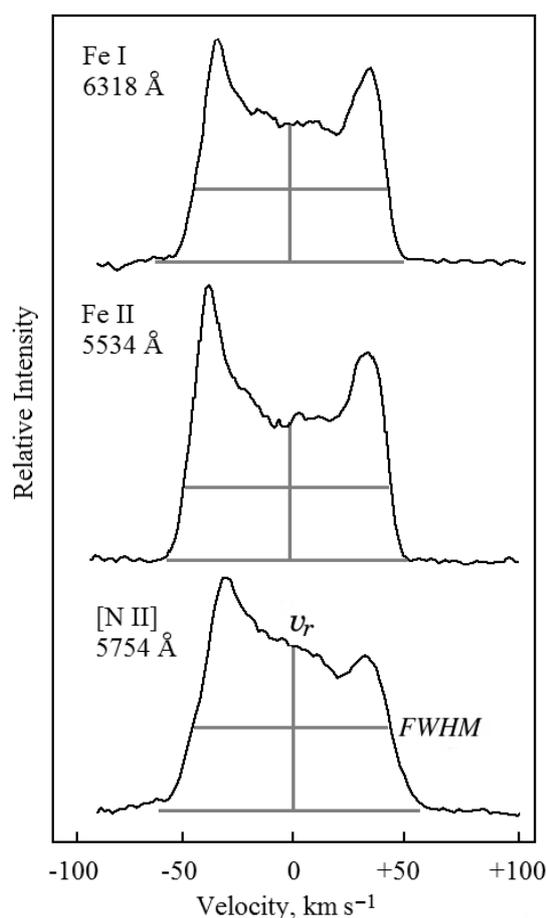


Рис. 11. Профили эмиссионных линий железа и запрещенной линии азота в спектре CI Cam, полученном на CFHT с эшелле-спектрографом ESPaDOnS 16 января 2018 г. Показан метод определения лучевой скорости v_r и ширины линий *FWHM*.

Первое наблюдение на БТА/PFES относится к периоду активности после вспышки 1998 г. и потому может исказить возможную периодическую картину. Однако орбита третьего компонента с периодом более 220 лет требует проверки, хотя не исключен и более короткий период в 14 лет. Связь лучевых скоростей В-звезды с плотностью звездного ветра может быть подтверждена модельными расчетами ветровой оболочки.

8. ОБСУЖДЕНИЕ РЕЗУЛЬТАТОВ

Итак, оптические наблюдения пульсаций дают возможность независимо от других наблюдательных данных уточнить пределы параметров главного компонента системы CI Cam: спектр в пределах В0–В2 III, его массу и радиус. Так как собственные показатели цвета $(B - V)_0$ звезд В0–В2 III на двухцветной диаграмме (рис. 4) находятся в узком интервале от $-0^{\text{m}}24$ до $-0^{\text{m}}30$, а средний показатель цвета континуума CI Cam без вклада

эмиссионных линий составляет $+0^{\text{m}}78$, избыток цвета можно определить без точного показателя цвета $U - B$ для континуума В-звезды. Он составляет $1^{\text{m}}05 \pm 0^{\text{m}}03$, при этом межзвездное покраснение $CI\text{Cam } A_V = 3^{\text{m}}23 \pm 0^{\text{m}}09$. Принимая значение блеска $CI\text{Cam } V = 11^{\text{m}}55$ в спокойном состоянии и диапазон абсолютных величин звезд В0–В2 III между $-3^{\text{m}}7$ и $-4^{\text{m}}9$, получаем расстояние 2.5–4.5 кпк. Пределы расстояния, определенное этим методом, не противоречат значению из последнего выпуска данных EDR3 Gaia: $4.1^{+0.3}_{-0.2}$ кпк.

Кроме пределов спектрального класса В0–В2 III для В-звезды и диапазона масс из пульсационных данных нам известна функция масс для этой звезды из спектральных данных о компоненте — источнике эмиссии He II. Вместе с Thureau et al. (2009), которые обнаружили пылевой диск вокруг В[e]-звезды и считают его компланарным с орбитой компонента, возьмем наклонение орбиты. Подставим в уравнение для функции масс компонента определенные ранее параметры:

$$f(M_1) = \frac{M_2^3 \sin^3 i}{(M_1 + M_2)^2},$$

где $f(M_1)$ — функция масс 7–8 M_{\odot} , M_2 — масса В-звезды 12–22 M_{\odot} , i — наклонение орбиты 67° , и решим уравнение относительно неизвестного M_1 . Для звезды В0 III получаем массу компонента в пределах 10–12 M_{\odot} , для В2 III — 0.98–1.77 M_{\odot} .

Маломассивный компонент в системе CI Cam, вероятно, является белым карликом, а вспышка 1998 года — термоядерный взрыв водорода, накопившегося на его поверхности в результате аккреции из оболочки В-звезды, в которой он движется. Эта гипотеза, как видим, ограничивает спектральный класс и массу главного компонента как В2 III и 12 M_{\odot} . Известны по крайней мере 10 аргументов, подтверждающие эту гипотезу.

1. Рентгеновский спектр CI Cam во вспышке (ВерроSAX, ASCA) до 10 КэВ оптически тонкий и тепловой, а также содержит много эмиссий высокой ионизации (K-shell): O, Ne, Si, S, Fe (Frontera et al. 1998, Orr et al. 1998, Ueda et al. 1998). Транзиенты с черной дырой или нейтронной звездой такие спектры не излучают (Ishida et al. 2004).
2. Рентгеновский спектр — двухтемпературный тепловой, продолжительность вспышки около недели (Orlandini et al. 2000), что согласуется с расчетами термоядерного взрыва на поверхности белого карлика с массой 1 M_{\odot} (Iben 1982).
3. Мягкий компонент рентгеновского спектра напоминает источники класса SSS (CAL 87/LMC) с термоядерным горением на поверхности (Ishida et al. 2004).

4. Нет быстрой переменности и жесткого хвоста в рентгеновском спектре, как у черных дыр, или пульсаций, как у нейтронных звезд (Orlandini et al. 2000).
5. В спокойном состоянии в рентгеновском диапазоне наблюдается эмиссия оптически тонкой плазмы с $kT_2 = 5.5$ кэВ, которая похожа на эмиссию от белого карлика, аккрецирующего вещество в системах карликовых новых (DN). Но светимость эмиссии у DN на порядок меньше, чем у CI Cam (при расстоянии до CI Cam 5–17 кпк) (Ishida et al. 2004).
6. При вспышке CI Cam в радиодиапазоне наблюдалась расширяющаяся оболочка, которая объясняется выбросом слоев, богатых гелием и водородом в результате термоядерного взрыва. Она подобна оболочкам, которые сбрасываются при взрывах классических новых (Orlandini et al. 2000). Такие оболочки не наблюдались у рентгеновских транзиентов с нейтронными звездами и черными дырами.
7. Сброшенная при взрыве оболочка была видна при вспышке CI Cam в профилях линий как пьедестал, а скорость ее расширения с параметрами замедления соответствует измерениям скорости в радиодиапазоне. Не обнаружено широких эмиссионных компонентов линий, свидетельствующих о струях (как у симбиотической звезды Z And).
8. В спокойном состоянии нет искажения профилей ветровых линий даже при прохождении периастра. Это значит, что компонент маломассивный.
9. Большая полуамплитуда лучевых скоростей (190 км с^{-1}) источника излучения He II, притом что в линиях звездного ветра В-звезды таких лучевых скоростей не наблюдается. Это еще одно свидетельство малой массы компонента.
10. Абсолютная величина в пике вспышки (за вычетом вклада звезды В[e]) в оптическом диапазоне в среднем $M_R = -8^{\text{m}}7$ (разброс ошибок в связи с неточностью расстояния от $-7^{\text{m}}9$ до $-9^{\text{m}}2$). Самые яркие классические новые в M 31 во вспышке имеют абсолютные величины M_V от $-8^{\text{m}}5$ до $-9^{\text{m}}9$ (Della Valle 2002).

Маломассивный компонент в системе CI Cam, источник излучения эмиссии He II, находится на более поздней стадии эволюции, так как является компактным объектом. Это значит, что первый обмен массы уже состоялся. В начале эволюции компонент был звездой более массивной, прошел фазу красного сверхгиганта, и его массивная и богатая водородом оболочка была перенесена на менее массивный компонент, который теперь является массивной В[e]-звездой. Часть вещества могла не попасть на менее массивный компонент

(неконсервативный случай), а сформировать вокруг системы оболочку, в которой была образована околозвездная пыль. Согласно моделям группы van Rensbergen et al. (2008), количество такого вещества может составлять несколько масс Солнца. По результатам нашего анализа пульсаций масса главного компонента, В-звезды, теперь составляет примерно $12 M_{\odot}$. В[e]-звезда окружена довольно плотной расширяющейся оболочкой и, возможно, газовым околозвездным диском. В-звезда уходит с ГП в область красных гигантов. При этом объем звезды превзошел объем ее полости Роша, и начался обратный обмен массы. Об этом свидетельствует интенсивный звездный ветер и накопление богатого водородом материала на поверхности маломассивного компонента, а также термоядерный взрыв водорода, который привел к вспышке звезды в 1998 году, распространившейся во все диапазоны электромагнитного спектра. Нет ясного понимания того, как после первого обмена масс компонент остается на эллиптической орбите. Возможно, это связано с наличием в системе третьего компонента.

Предположение о компактности маломассивного компонента системы также требует проверки. Иногда мы регистрируем резкое усиление эмиссии He II при прохождении нисходящего узла орбиты. Компонент при этом попадает в плотные слои оболочки В-звезды со скоростью, превышающей 200 км с^{-1} , и та часть его поверхности, где происходит столкновение со средой, обращена к наблюдателю. Такой же эффект может проявляться, если компонент окружен толстым аккреционным диском и происходит столкновение окружающей газовой среды с поверхностью края диска. Однако стабильного излучения такого диска в спектре мы не наблюдаем. Поведение оптической кривой блеска, в которой мы видим усиление яркости системы при прохождении нижнего соединения, наводит на мысль о том, что компонент вносит значительный вклад в суммарный спектр системы, а часть его излучения рассеивается и поглощается в оболочке или околозвездном диске В-звезды. Оценить такой вклад возможно, если построить модель околозвездной туманности, формируемой звездным ветром, и поглощения света в ней. Однако только по потере излучения этого компонента в континууме в фильтре V на $0^{\text{m}}04$ в суммарном блеске со звездой спектрального класса В0–В2 III при прохождении по орбите можно оценить нижний предел его светимости как $100\text{--}300 L_{\odot}$. Столь высокая светимость противоречит гипотезе о белом карлике. Как продукт первого обмена масс, компонент может оказаться остатком гелиевого ядра звезды, которая потеряла водородную оболочку при первом обмене массы в системе и светит за счет энергии горения гелия в центре. Им может быть горячий субкарлик класса Of, спектр которого невозможно отделить

от излучения В-звезды в суммарном спектре. Тогда вспышку СИ Cam 1998 г. можно объяснить возгоранием водорода в слое на дне водородной оболочки субкарлика, которая накопилась в результате аккреции из оболочки В-звезды.

9. ЗАКЛЮЧЕНИЕ

Получены кривые блеска и показателей цвета СИ Cam в системе $UBVR_C$ СИ Cam в 24-летний период после вспышки 1998 г. Отмечается повышение уровня блеска в среднем на $0^{\text{m}}4$ в 2013 году.

В спектре В[e]-звезды обнаружена быстрая переменность эквивалентной ширины эмиссии He II 4686 \AA на шкале десятков минут. Уточнены орбитальные элементы источника этой эмиссии: эксцентриситет орбиты определен в пределах $0.43\text{--}0.49$. Исследована зависимость интенсивности этой эмиссии от фазы орбиты, а также от времени в течение 24 лет после вспышки 1998 г.

Исследованы пульсации главного компонента СИ Cam (В-звезды), открытые нами ранее. В 2005–2009 гг. это были мультипериодические пульсации, которые можно описать резонансом трех волн основного тона, первого обертона и волны, которая образует отношение периодов 0.64 с первым обертоном. Последняя волна часто встречается у звезд типа RR Лиры и цефеид, пульсирующих с доминантным первым обертоном. Все три волны идентифицированы как радиальные колебания. После повышения уровня блеска в 2013 г. звезда стала пульсировать в чистом первом обертоном. Наблюдается зависимость «период–яркость», согласно которой при повышении уровня блеска радиус звезды уменьшился.

По средней плотности, определенной из пульсационных данных, главный компонент системы СИ Cam может быть классифицирован как гигант В0–В2 III с массой в пределах $12\text{--}22 M_{\odot}$. Предположение об источнике эмиссии He II как о белом карлике с массой менее $1 M_{\odot}$ по функции масс ограничивает классификацию главного компонента гигантом В2 III с массой $12 M_{\odot}$ и радиусом $8.3 R_{\odot}$. Классификация СИ Cam как сверхгиганта класса sgB[e] полностью исключается при наблюдаемых периодах его пульсаций. Вероятно, СИ Cam является системой в стадии после первого переноса массы, которую можно отнести к В[e]-звездам типа FS CMa. Так что нерешенные вопросы еще остаются для будущих исследований.

10. ЦИФРОВОЙ АРХИВ НАБЛЮДЕНИЙ

Наблюдения CI Cam в открытом доступе содержатся в виде ZIP-архива и в виде ASCII-файлов на сайте: <https://relay.sao.ru/jet/~bars/CICam-ARCHIVE/>. В архивных файлах содержатся таблицы, включающие данные фотометрических наблюдений, а также спектральные данные с лучевыми скоростями и эквивалентными ширинами линий, обсуждаемые в этой работе.

БЛАГОДАРНОСТИ

Авторы благодарны Н. В. Борисову, А. Ф. Вале-еву, Г. Г. Валявину, А. С. Винокурову, В. В. Власю-ку, В. Г. Клочковой, Д. Н. Моницу, В. Е. Панчуку, С. Н. Фабрике, М. В. Юшкину и С. Ю. Шугарову, принимавшим участие в наблюдениях, проявившим интерес к настоящему исследованию и предоставившим наблюдательный материал для анализа.

В работе использованы базы данных Gaia DR1–DR3, TESS (Mikulski Archive for Space Telescopes at STScI), база данных линий спектров атомов NIST.

Наблюдения на телескопах САО РАН выполняются при поддержке Министерства науки и высшего образования Российской Федерации. Обновление приборной базы осуществляется в рамках национального проекта «Наука и университеты». Работа выполнена как часть государственного контракта САО РАН, утвержденного Министерством науки и высшего образования Российской Федерации. Мы благодарим Национальный комитет по тематике российских телескопов за предоставление наблюдательного времени на БТА, а также администрацию САО РАН за наблюдательное время на телескопе Цейсс-1000. В. П. Горанский и Е. А. Барсукова благодарны администрации МГУ, ГАИШ и Крымской наблюдательной станции ГАИШ МГУ за предоставление времени на телескопах Крымской станции и многолетнюю поддержку работ по этой тематике.

Статья частично основана на наблюдениях, полученных на телескопе Канада-Франция-Гавайи (CFHT), который находится в ведении Национального исследовательского совета Канады, Национального института научных исследований Франции Национального центра научных исследований Франции и Гавайского университета. Эти наблюдения проводились с почтением и уважением на вершине Маунакеа, которая является важным культурным и историческим местом.

ФИНАНСИРОВАНИЕ

Л. Илиев, П. Недялков и К. Стоянов выражают признательность Институту Астрономии и Национальной астрономической обсерватории Болгарской академии наук за поддержку наблюдений. Исследование поддержано Российским фондом фундаментальных исследований и Болгарским национальным научным фондом проект № 19-52-18007 и грант КР-06-Russia-9/2019.

Работа частично финансируется Научным Комитетом Министерства образования и науки Республики Казахстан (грант № AP08856419) и Национальным Автономным Университетом Мексики (гранты № IN102120 и № IN119323). А. С. Ми-рошниченко и С. В. Жариков благодарны им за поддержку.

КОНФЛИКТ ИНТЕРЕСОВ

Авторы заявляют об отсутствии конфликта интересов.

СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

1. C. Aerts, *Rev. Modern Physics* **93** (1), article id. 015001 (2021).
2. V. L. Afanasiev and A. V. Moiseev, *Astronomy Letters* **31** (3), 194 (2005).
3. D. A. Allen and J. P. Swings, *Astron. and Astrophys.* **47**, 293 (1976).
4. E. A. Barsukova, N. V. Borisov, A. N. Burenkov, et al., *Astronomy Reports* **50** (8), 664 (2006a).
5. E. A. Barsukova, N. V. Borisov, A. N. Burenkov, et al., *ASP Conf. Ser.* **355**, 305 (2006b).
6. E. A. Barsukova, N. V. Borisov, V. P. Goranskii, et al., *Astronomy Reports* **46** (4), 275 (2002).
7. E. A. Barsukova, A. N. Burenkov, and V. P. Goranskij, *Astronomer's Telegram*, No. 14362 (2021).
8. E. A. Barsukova, S. N. Fabrika, S. A. Pustil'Nik, and A. V. Ugryumov, *Bull. Spec. Astrophys. Obs.* **45**, 147 (1998).
9. E. A. Barsukova and V. P. Goranskij, *Astronomer's Telegram*, No. 1381 (2008).
10. E. A. Barsukova and V. P. Goranskij, *Comm. Asteroseismology* **159**, 71 (2009).
11. E. A. Barsukova, V. G. Klochkova, V. E. Panchuk, et al., *Astronomer's Telegram*, No. 1036 (2007).
12. E. S. Bartlett, J. S. Clark, M. J. Coe, et al., *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **429** (2), 1213 (2013).
13. E. S. Bartlett, J. S. Clark, and I. Negueruela, *Astron. and Astrophys.* **622**, id. A93 (2019).
14. C. S. Beals, *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **91**, 966 (1931).
15. T. Belloni, S. Dieters, M. E. van den Ancker, et al., *Astrophys. J.* **527** (1), 345 (1999).
16. Y. K. Bergner, A. S. Miroshnichenko, R. V. Yudin, et al., *Astron. and Astrophys. Suppl.* **112**, 221 (1995).
17. K. J. Borkowski, *Acta Astronomica* **30**, 393 (1980).

18. S. Burssens, S. Simón-Díaz, D. M. Bowman, et al., *Astron. and Astrophys.* **639**, id. A81 (2020).
19. S. Carpano, F. Haberl, C. Maitra, and G. Vasilopoulos, *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **476** (1), L45 (2018).
20. R. F. Christy, *Astrophys. J.* **144**, 108 (1966).
21. J. S. Clark, A. S. Miroshnichenko, V. M. Larionov, et al., *Astron. and Astrophys.* **356**, 50 (2000).
22. J. S. Clark, I. A. Steele, R. P. Fender, and M. J. Coe, *Astron. and Astrophys.* **348**, 888 (1999).
23. P. De Cat, *ASP Conf. Ser.* **259**, 196 (2002).
24. T. J. Deeming, *Astrophys. and Space Sci.* **36** (1), 137 (1975).
25. M. Della Valle, *AIP Conf. Proc.* **637**, pp. 443–456 (2002).
26. R. A. Downes, *Publ. Astron. Soc. Pacific* **96**, 807 (1984).
27. F. Frontera, M. Orlandini, L. Amati, et al., *Astron. and Astrophys.* **339**, L69 (1998).
28. D. R. Gies, M. V. McSwain, R. L. Riddle, et al., *Astrophys. J.* **566** (2), 1069 (2002).
29. V. P. Goranskij, *Sov. Astron.* **33**, 45 (1989).
30. V. Goranskij, *Peremennye Zvezdy* **31** (5), 5 (2011).
31. V. Goranskij and E. A. Barsukova, *Peremennye Zvezdy* **7** (15), 15 (2007).
32. V. Goranskij, C. M. Clement, and M. Thompson, in *Proc. Intern. Conf. on Variable Stars, the Galactic halo and Galaxy Formation, Zvenigorod, Russia, 2009*, Ed. by C. Sterken, N. Samus, and L. Szabados, (Sternberg Astronomical Institute of Moscow University, Moscow, 2010), p. 115.
33. V. P. Goranskij and E. A. Barsukova, *Astrophysical Bulletin* **64** (1), 50 (2009).
34. V. P. Goranskij and E. A. Barsukova, *Astronomer's Telegram*, No. 12097 (2018).
35. V. P. Goranskij, E. A. Barsukova, K. S. Bjorkman, et al., *ASP Conf. Ser.* **508**, 307 (2017).
36. M. Heida, R. M. Lau, B. Davies, et al., *Astrophys. J.* **883** (2), article id. L34 (2019).
37. A. Henden and U. Munari, *Astron. and Astrophys.* **458** (1), 339 (2006).
38. F. C. Henroteau, *Handbuch der Astrophysik* **6**, 299 (1928).
39. R. M. Hjellming, A. J. Mioduszewski, E. L. Robinson, et al., *IAU Circ.*, No. 6862, 1 (1998).
40. R. I. Hynes, J. S. Clark, E. A. Barsukova, et al., *Astron. and Astrophys.* **392**, 991 (2002).
41. I. Iben Jr., *Astrophys. J.* **259**, 244 (1982).
42. M. Ishida, K. Morio, and Y. Ueda, *Astrophys. J.* **601** (2), 1088 (2004).
43. G. H. Jacoby, D. A. Hunter, and C. A. Christian, *Astrophys. J. Suppl.* **56**, 257 (1984).
44. J. Jurcsik, P. Smitola, G. Hajdu, et al., *Astrophys. J. Suppl.* **219** (2), 25 (2015).
45. V. G. Klochkova, V. E. Panchuk, and M. V. Yushkin, *Astrophysical Bulletin* **77** (1), 84 (2022).
46. A. Kostenkov, A. Vinokurov, Y. Solovyeva, et al., *Astrophysical Bulletin* **75** (2), 182 (2020).
47. D. W. Kurtz, D. M. Bowman, S. J. Ebo, et al., *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **455** (2), 1237 (2016).
48. H. J. G. L. M. Lamers, F.-J. Zickgraf, D. de Winter, et al., *Astron. and Astrophys.* **340**, 117 (1998).
49. J. F. Le Borgne, G. Bruzual, R. Pelló, et al., *Astron. and Astrophys.* **402**, 433 (2003).
50. P. W. Merrill and C. G. Burwell, *Astrophys. J.* **78**, 87 (1933).
51. A. J. Mioduszewski and M. P. Rupen, *Astrophys. J.* **615** (1), 432 (2004).
52. A. S. Miroshnichenko, *Astronomical and Astrophysical Transactions* **6** (4), 251 (1995).
53. A. S. Miroshnichenko, *Astrophys. J.* **667** (1), 497 (2007).
54. A. S. Miroshnichenko, V. G. Klochkova, K. S. Bjorkman, and V. E. Panchuk, *Astron. and Astrophys.* **390**, 627 (2002).
55. A. S. Miroshnichenko, A. V. Pasechnik, N. Manset, et al., *Astrophys. J.* **766** (2), article id. 119 (2013).
56. P. Moskalik, R. Smolec, K. Kolenberg, et al., *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **447** (3), 2348 (2015).
57. H. Netzel and R. Smolec, *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **515** (3), 3439 (2022).
58. H. Netzel, R. Smolec, and P. Moskalik, *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **453** (2), 2022 (2015).
59. M. Orlandini, A. N. Parmar, F. Frontera, et al., *Astron. and Astrophys.* **356**, 163 (2000).
60. A. Orr, A. N. Parmar, M. Orlandini, et al., *Astron. and Astrophys.* **340**, L19 (1998).
61. S. P. Owocki and S. R. Cranmer, *ASP Conf. Ser.* **259**, 512 (2002).
62. V. E. Panchuk, V. G. Klochkova, and M. V. Yushkin, *Astronomy Reports* **61** (9), 820 (2017).
63. E. L. Robinson, I. I. Ivans, and W. F. Welsh, *Astrophys. J.* **565** (2), 1169 (2002).
64. D. Smith, R. Remillard, J. Swank, et al., *IAU Circ.*, No. 6855, 1 (1998).
65. I. Soszyński, R. Poleski, A. Udalski, et al., *Acta Astronomica* **60** (1), 17 (2010).
66. V. Straizys, *Metal-deficient stars* (Institut Fiziki Akad. Nauk Litovskoj SSR, Mokslas, Vil'nyus) (1982).
67. N. D. Thureau, J. D. Monnier, W. A. Traub, et al., *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **398** (3), 1309 (2009).
68. Y. Ueda, M. Ishida, H. Inoue, et al., *Astrophys. J.* **508** (2), L167 (1998).
69. W. van Rensbergen, J. P. De Greve, C. De Loore, and N. Mennekens, *Astron. and Astrophys.* **487** (3), 1129 (2008).
70. V. A. Villar, E. Berger, R. Chornock, et al., *Astrophys. J.* **830** (1), 11 (2016).
71. V. Šimon, C. Bartolini, A. Guarneri, et al., *New Astronomy* **12** (7), 578 (2007a).
72. V. Šimon, C. Bartolini, A. Guarneri, et al., *Open European Journal on Variable Stars* **0075**, 24 (2007b).
73. R. Williams and E. Mason, *Astrophys. and Space Sci.* **327** (2), 207 (2010).

B[e] Star CI Camelopardalis in the Optical Range

E. A. Barsukova¹, A. N. Burenkov¹, V. P. Goranskij^{2,1}, S. V. Zharikov^{3,4}, L. Iliev⁵,
 N. Manset⁶, N. V. Metlova², A. S. Miroshnichenko^{7,8,9,4}, A. V. Moiseeva¹,
 P. L. Nedialkov¹⁰, E. A. Semenko^{1,11}, K. Stoyanov⁵, and I. A. Yakunin¹

¹Special Astrophysical Observatory, Russian Academy of Sciences, Nizhnii Arkhyz, 369167 Russia

²Sternberg Astronomical Institute, Moscow State University, Moscow, 119234 Russia

³Institute of Astronomy, National Autonomous University of Mexico, Ensenada, Baja California 22800 Mexico

⁴Al-Farabi Kazakh National University, Almaty, 050040 Kazakhstan

⁵Institute of Astronomy and National Astronomical Observatory Rozhen, Bulgarian Academy of Sciences, Sofia, 1784 Bulgaria

⁶Canadian-French-Hawaiian Telescope Corporation (CFHT), 65-1238 Mamalahoa, Camuela, Hawaii, 96743 USA

⁷University of North Carolina at Greensboro, Greensboro, 27402 USA

⁸Central (Pulkovo) Astronomical Observatory, Russian Academy of Sciences, St. Petersburg, 196140 Russia

⁹Fesenkov Astronomical Institute, Almaty, 050020 Kazakhstan

¹⁰Department of Astronomy, Sofia University, Sofia, 1504 Bulgaria

¹¹National Astronomical Research Institute of Thailand, Mae Rim, Chiang Mai, 50180 Thailand

¹²St. Petersburg University, St. Petersburg, 199034 Russia

We report the results of photometric and spectroscopic monitoring of CI Cam within 24 years since its outburst in 1998. Over this time, we found a system component emitting in the He II 4686 Å emission line, on an elliptical orbit with a period of 19^d.407 days and an eccentricity of 0.44–0.49. The variations of the optical brightness are observed with the same period and with an average amplitude of 0^m.04. The total amplitude of the He II radial velocity variations is about 380 km s⁻¹. The equivalent width of the line is variable on a time scale of tens of minutes as well as with the orbital period. Maximum equivalent widths of the He II line are observed when the companion passes the descending node of the orbit. The intensity of the He II 4686 Å emission gradually increases with time. Slow radial velocity variations on a scale of decades were detected by means of high resolution spectroscopy in the iron emission lines and a forbidden nitrogen line formed in the circumstellar nebula. The B-type star turned out to be a pulsating variable. During the period between 2005 and 2009, pulsations were multiperiodic with the dominant periods 0^d.5223, 0^d.41539, and 0^d.26630 days. However, since 2012 it has pulsated in a single mode with a variable period in the 0^d.403–0^d.408 day range depending on the star's luminosity. We identify the 2005–2009 pulsations as a resonance of the radial modes, and the residual stable mode as the first overtone. The pulsations are coherent on a scale of several months, and their average amplitudes are 0^m.02–0^m.04. The pulsation data constrain the spectral type of the main component to B0–B2 III, the distance to the system to 2.5–4.5 kpc, and the absolute visual magnitude M_V to the range of –3^m.7 to –4^m.9. The classification of the CI Cam main component as a B[e] supergiant is completely ruled out due to the observed pulsation periods. CI Cam may be a system at the stage after the first mass exchange and may be attributed to the FS CMa-type group of objects with the B[e] phenomenon.