

## V839 CEP – НОВАЯ ДВУЗАТМЕННАЯ СИСТЕМА

© 2024 г. И. М. Волков\*, А. С. Волкова\*\*, Л. А. Багаев\*\*\*

Московский государственный университет им. М. В. Ломоносова,  
Государственный астрономический институт им. П. К. Штернберга, Москва, Россия

\*E-mail: hwp@yandex.ru

\*\*E-mail: kravts@yandex.ru

\*\*\*E-mail: baglev@yandex.ru

Поступила в редакцию 29.05.2024 г.

После доработки 11.07.2024 г.

Принята в печать 18.07.2024 г.

Новые высокоточные фотометрические измерения затменной звезды V839 Cep ( $P = 9.96^d$ ,  $V_{A+B} = 9.64^m$ ,  $e = 0.07$ , B6 V + B7 V), являющейся компонентом “А” визуально-двойной звезды J21035+5925AB, позволили установить, что компонент “В” также является затменной переменной ( $P = 4.075^d$ , B9 V + G8 V). Для компонента “А” измерена скорость апсидального вращения  $\dot{\omega}_{\text{obs}} = 0.027^\circ/\text{год}$ , что превышает теоретическое значение при условии синхронизма  $\dot{\omega}_{\text{theor}} = 0.021^\circ/\text{год}$ . Получены физические параметры звезд-компонентов затменной пары “А”:  $T_1 = 13200 \pm 300$  К,  $M_1 = (3.7 \pm 0.15)M_\odot$ ,  $R_1 = (2.57 \pm 0.05)R_\odot$ ,  $T_2 = 11900 \pm 250$  К,  $M_2 = (3.2 \pm 0.15)M_\odot$ ,  $R_2 = (2.42 \pm 0.05)R_\odot$ , и компонентов затменной пары “В”:  $T_1 = 10600 \pm 200$  К,  $M_1 = (2.6 \pm 0.2)M_\odot$ ,  $R_1 = (1.97 \pm 0.05)R_\odot$ ,  $T_2 = 5540 \pm 50$  К,  $M_2 = (0.88 \pm 0.05)M_\odot$ ,  $R_2 = (0.84 \pm 0.05)R_\odot$ . Возраст системы определен в 70 млн лет при солнечном химическом составе. Компоненты звезды “А” являются пульсирующими переменными звездами типа медленных переменных  $\beta$  Цефея (SBC).

*Ключевые слова:* фотометрия, звезды, двойные системы, фундаментальные параметры, V839 Cep

DOI: 10.31857/S0004629924090034 EDN: IBHRKX

### 1. ВВЕДЕНИЕ

V839 Cep является известной оптически двойной J21035+5925AB [1, 2]. На основании данных фотометрического обзора ROTSE [3] в работе Отеро и др. [4] у нее были обнаружены и правильно интерпретированы затмения глубиной  $0.32^m$  и  $0.23^m$ . Фаза вторичного минимума оказалась равна  $\Phi_2 = 0.51$ , это указывало на эксцентricность орбиты. После опубликования работы [4] мы включили V839 Cep в наш список для наблюдений звезд, потенциально пригодных для исследования внутреннего строения методом измерения апсидального вращения [5]. Данная переменность относится к более яркому компоненту “А” визуально-двойной звезды J21035+5925A = V839 Cep. Компонент “В” оказался более сложной помехой, чем обычная добавка в виде третьего света в общий блеск системы, так как тоже оказался затменной звездой. Но, начиная наше исследование, мы об этом не знали, и считали V839 Cep обычной затменной звездой с априори боль-

шой долей третьего света от хорошо известного оптического спутника.

Первые результаты исследования V839 Cep были доложены на конференции [6] и опубликованы в [7]. В этих работах впервые были определены основные геометрические и физические параметры системы, обнаружено апсидальное вращение, которое оказалось близким теоретическому значению в предположении синхронности вращательных и орбитального моментов. Наши многоцветные *UBV* наблюдения позволили определить спектральные классы компонентов и величину межзвездного поглощения, которое оказалось значительным. Было отмечено, что вторичный, менее горячий компонент, оказался в решении кривой блеска больше по размерам. Также на кривой блеска были отмечены некоторые особенности, а именно, большой систематический разброс наблюдательных точек в главном минимуме. Это заставило предположить физическую переменность вторичного компонента. Как выяснилось

в дальнейшем, оба компонента действительно являются физически переменными звездами, но замеченная в первом исследовании переменность является следствием наложения в конкретную наблюдательную ночь на главный минимум компонента “А” главного затмения оптического спутника “В”. Глубина главного минимума компонента “В” в общем блеске четверной системы составляет  $0.04^m$ , вторичного  $0.005^m$ . Амплитуда физической переменности компонента “А” доходит до  $\pm 0.01^m$ .

Звезда, помимо всего прочего, располагается на небесной сфере в  $4.5^\circ$  от центра рассеянного скопления Трюмплер 37, богатого затменными и двойными звездами. Однако, уже первое наше исследование [7] показало, что V839 Сер ему не принадлежит. Так как полученные данные были недостаточно точными, особенно в том, что касается апсидального вращения, наблюдения объекта были продолжены.

Угловое расстояние между компонентами J21035+5925AB составляет  $0.2''$ , поэтому мы не можем измерять их по отдельности. Таким образом, в полученном нами наблюдательном ряду априори содержится значительная доля третьего света. Согласно измерениям [2], доля блеска оптического спутника в общем блеске системы должна составлять  $L_3 = 0.16$ . Запомним это значение, чтобы использовать в дальнейшем в качестве одного из критериев для проверки нашего решения кривых блеска V839 Сер, из которых доля третьего света определяется независимо. Два имеющих измерения углового расстояния и позиционного угла “А” и “В”, разнесенные во времени на 45 лет, оказались одинаковыми [8], что говорит о том, что период обращения должен составлять сотни и более лет.

## 2. НАБЛЮДЕНИЯ И ПЕРВИЧНАЯ ОБРАБОТКА

Наблюдения были начаты на обсерватории Словацкого Астрономического института в Старой Лесне с помощью двухканального *UBVRc* фотоэлектрического фотометра, работающего в одноканальном режиме. Фотометр оборудован фотоумножителем Hamamatsu R2949S и установлен на телескопе Цейсс-600. В настоящее время фотометр демонтирован и больше не используется. Он был заменен на *UBVRcIc* фотометр с ПЗС-матрицей Моравия G4-9000

чешского производства и на нем были выполнены наблюдения в одну из ночей. В дальнейшем наблюдения были продолжены в обсерватории ИНАСАН на г. Кошка в поселке городского типа Симеиз. Был использован телескоп Цейсс-1000 с ПЗС-матрицами FLI PL09000, FLI PL16803 и набором светофильтров, реализующим систему Джонсона-Казинса *UBVRcIc*, а также телескоп Цейсс-600 с *UBVRcRI* фотометром собственной конструкции, оборудованном ПЗС VersArray 512UV. Небольшое количество измерений в полосе *V* было получено на Звенигородской обсерватории ИНАСАН с автоматическим телескопом Celestron RASA 11" и приемником ZWO ASI 6200 MM Pro.

Наблюдения проводились в 2008–2024 гг. Журнал наблюдений с указанием обсерваторий, использовавшейся аппаратуры и количества измерений приведен в табл. 1.

Обработка кадров ПЗС-матриц проводилась с помощью программы Maxim DL 5, в качестве основной звезды сравнения при ПЗС наблюдениях была использована GSC 3964 465 ( $V = 10.5^m$ ,  $B - V = 0.57^m$ ), расположенная на угловом расстоянии  $4.6'$  от переменной.

Хотя показатели цвета звезд сравнения и переменной близки, мы все же предприняли те же меры предосторожности для учета цветового эффекта Форбса в наблюдениях, что и в наших предыдущих работах (см., напр., [9]).

Исследуемая звезда довольно яркая, и при наблюдениях на телескопах с апертурой  $0.6-1.0$  м приходится использовать короткие экспозиции, чтобы избежать переполнения приемного регистра матриц. При укорачивании экспозиций теряется точность измерений. Чтобы этого не происходило, мы увеличили число повторных измерений в конкретной полосе: в *B* делалось 2 экспозиции по 15 с, в *V* – 5 экспозиций по 3–5 с, в *R* – 5 экспозиций по 1–1.5 с, в *I* – 3 экспозиции по 6–8 с. В полосе *U* экспозиции доходили до 60 с. Увеличение общего времени накопления сигнала позволило минимизировать влияние атмосферных мерцаний. Раздробленные таким образом экспозиции при последующей обработке усреднялись и приводились к среднему времени измерения. Точность усредненного измерения в полосах *B*, *V*, *R*, *Rc*, *Ic* составила  $\pm(0.004 - 0.006^m)$ , в полосе *I* –  $\pm(0.008^m - 0.010^m)$ , и в полосе *U* –  $\pm 0.015^m$ . Условия наблюдений почти

Таблица 1. Журнал наблюдений

Год	JD2400000+	<i>N</i>	Телескоп и приемная аппаратура
2008	54831	125	Цейсс-600, Словакия, ФЭУ Hamamatsu R2949S, <i>UBVRc</i>
2008	54832	48	"
2012	56131	507	Цейсс-600, Словакия, ПЗС G4-9000, <i>BVRcIc</i>
2016	57551	3644	Цейсс-1000, Симеиз, ПЗС FLI PL 09000, <i>BVRcIc</i>
2016	57561	1517	"
2018	58283	371	Цейсс-600, Симеиз, ПЗС VersArray 512UV, <i>UBVRI</i>
2018	58293	615	Цейсс-1000, Симеиз, ПЗС FLI PL 09000, <i>BVRcIc</i>
2018	58338	410	Цейсс-600, Симеиз, ПЗС VersArray 512UV, <i>UBVRI</i>
2018	58343	623	"
2018	58348	380	"
2018	58358	425	"
2020	59135	414	"
2020	59160	373	"
2021	59394	368	"
2021	59494	34	Celestron RASA11", Звенигородская обсерватория ИНАСАН, ZWO ASI 6200 MM Pro, <i>V</i>
2024	60485	499	Цейсс-1000, Симеиз, ПЗС FLI PL1 6803, <i>BVRcIc</i>
2024	60490	912	Цейсс-1000, Симеиз, ПЗС FLI PL1 6803, <i>BVRcIc</i>
2024	60495	361	Цейсс-1000, Симеиз, ПЗС FLI PL1 6803, <i>V</i>

Примечание. *N* – количество измерений.

всегда были хорошими, в случаях небольшой облачности наблюдения усреднялись так, чтобы точность среднего была не хуже  $\pm 0.006^m$ . Количество усредненных кадров при этом могло достигать до 20, таких точек немного. Несколько сильно уклоняющихся точек (отбросы) были исключены из окончательного массива данных, который составил 11 172 измерений, из них 3003 точки получено в *V*, см. табл. 1.

Все наблюдения доступны в базе данных CDS через анонимный ftp<sup>1</sup> или на их сайте<sup>2</sup>. Образец представлен в табл. 2. В первом столбце приведена юлианская гелиоцентрическая дата наблюдения, отнесенная к середине экспозиции, во второй – звездная величина объекта.

Помимо собственных наблюдений, в данном исследовании был использован массив данных TESS [10], который для V839 Ser состоит из двух наблюдательных циклов длительностью 53 и 58 суток, разделенных тремя годами. Обычно в обоих циклах измерения идут с интервалом

<sup>1</sup> cdsarc.u-strasbg.fr (130.79.128.5)

<sup>2</sup> https://cdsarc.cds.unistra.fr/viz-bin/cat/J/other/ARep/68.886

Таблица 2. Таблица индивидуальных наблюдений (образец)

JD <sub>hel</sub>	Зв. величина
<i>U</i>	
2454831.23902	0.1338
2454831.24986	0.1597
2454831.26746	0.1803
2454831.28304	0.1787
2454831.29371	0.1893

2 минуты, некоторые имеют скажность 4 минуты, но таких измерений немного. Всего доступно 70 653 измерений TESS.

Была использована разработанная нами методика наблюдений и редукиции данных, подробно описанная в наших предыдущих работах [11, 12, 13, 14, 15].

### 3. ЗВЕЗДНЫЕ ВЕЛИЧИНЫ И МЕЖЗВЕЗДНОЕ ПОГЛОЩЕНИЕ

Для определения температур компонентов V839 Ser необходимо с максимально возможной

точностью определить показатели цвета исследуемой звезды, ее величины в полосе  $V$  и значение межзвездного поглощения. Соответствующие наблюдения были произведены на нескольких обсерваториях.

Сначала V839 Сер была привязана к фотометрическому стандарту на обсерватории Астрономического института Словацкой Академии Наук в Старой Лесне в фотометрической системе близкой к  $UBVR$  Джонсона-Моргана (см. табл. 1). В качестве основного стандарта была взята звезда HD 200205, которая расположена на угловом расстоянии  $31'$  от исследуемой области. Ее величины имеются в каталогах ГАИШ [16] и Мермильо и др. [17], для привязки были взяты средние значения этих двух источников, а также данные SIMBAD. При этом величины  $WBV$  из системы каталога ГАИШ были пересчитаны в  $UBV$  Джонсона-Моргана. Обычно считается, что величины  $B$ ,  $V$  каталога ГАИШ близки к стандартным, но это не так. Для красных звезд разница особенно заметна.

Другая привязка была сделана на обсерватории ИНАСАН в Симеизе с помощью телескопа Цейсс-600 и  $UBVRI$  фотометра с ПЗС VersArray 512UV. В качестве стандарта была выбрана звезда 107 473 = GSC 5017 35 из работы Моффета и Барнса [18]. Хотя данная звезда экваториальная и далеко отстоит от переменной, наша равновысотная привязка оказалась весьма точной и отлично совпала с измерениями, выполненными в Словакии.

Также в одну из ночей переменная была привязана к одному из стандартов, которые используются нами при наблюдениях объекта SS 433, GSC 471 1662 = № 4 [19]. Величины этой звезды мы надежно определили в работе [20]. Привязки к двум экваториальным стандартам дали нам величины V839 Сер в полосе  $I$ , недоступной при наблюдениях с фотоумножителями.

Полученные инструментальные  $UBVRI$ -величины мы пересчитали в стандартную систему Джонсона-Моргана и усреднили. Результаты представлены в табл. 3 и отображены на рис. 1–3 в виде косых крестиков. Также в этой таблице приведены величины звезд сравнения и стандартной звезды HD 200205. Эти величины HD 200205 гораздо более надежны, чем те, что приведены в каталогах ГАИШ [16] и Мермильо и др. [17].

Величины в системе Казинса,  $R_c$ ,  $I_c$  были получены из наших величин  $R$ ,  $I$  путем пересчета по формулам из работы Тейлора [22]:  $V - R_c = 0.286 \pm 0.020^m$ ,  $R_c - I_c = 0.318 \pm 0.020^m$ .

Для получения звездных величин переменной нужно к индивидуальным наблюдениям из табл. 2 прибавить величины на плато из табл. 3.

С помощью двуцветной диаграммы  $\{U - B, B - V\}$  (рис. 1), было определено значение межзвездного поглощения  $E(B - V) = 0.61 \pm 0.01^m$ . Эта величина превышает значение из обзора [23]:  $E(B - V) = 0.45^m \pm 0.03$ . Можно говорить об избыточном поглощении, как это было определено нами ранее для молодой затменной звезды с эллиптической орбитой V2544 Cyg [24]. Данные о межзвездном поглощении из каталога, представленные в [23], непрерывно обновляются, и в настоящее время значения, полученными нами ранее для GG Ori [25] и V944 Сер [26], значительного расхождения с каталогом не показывают. Ранее мы считали, что все эти звезды тоже имеют избыточное поглощение, но, похоже, это не так, имеет место клочковатая структура межзвездных облаков на луче зрения, а не поглощение в околозвездных оболочках. О клочковатой структуре говорит то, что близкие по угловому расстоянию к GG Ori и V944 Сер окрестные звезды также были

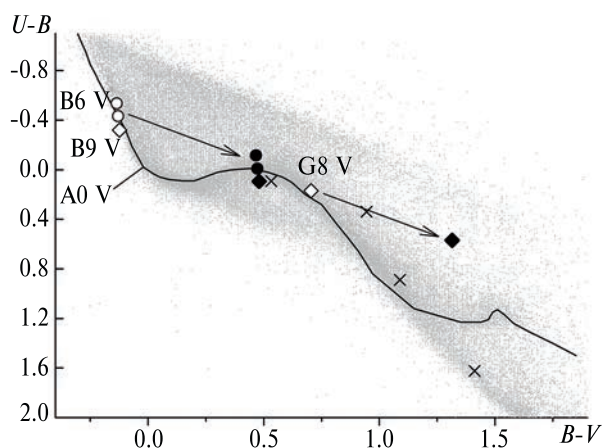


Рис. 1. Двуцветная диаграмма  $\{U - B, B - V\}$ . Черные кружки — показатели цвета компонентов “А”. Черные ромбы — показатели цвета компонентов “В”. Пустые кружки и пустые ромбы — индивидуальные показатели цвета, исправленные за межзвездное покраснение (показано стрелками). Сплошная линия соответствует нормальным показателям цвета звезд пятого класса светимости согласно данным Страйжиса [21]. Серый фон — данные каталога [17]. Косые крестики — звезды сравнения.

Таблица 3. Звездные величины V839 Cep на плато и звезд сравнения в системе Джонсона

Звезда	$V$	$U - B$	$B - V$	$V - R$	$R - I$	Примечание
V839 Cep	9.639	-0.040	0.473	0.428	0.336	Переменная, плато, “А” + “В”
	0.002	0.014	0.004	0.007	0.008	
V839 Cep, $A_{pri}$	10.459	-0.115	0.468	0.402	0.314	Главный компонент “А”
	0.009	0.025	0.007	0.015	0.020	
V839 Cep, $A_{sec}$	10.781	-0.006	0.473	0.441	0.340	Вторичный компонент “А”
	0.009	0.025	0.020	0.015	0.025	
V839 Cep, $B$	11.498	0.111	0.486	0.470	0.381	Компонент “В”
	0.012	0.025	0.020	0.015	0.025	
HD 200205	5.529	1.623	1.412	1.051	—	Стандарт при привязке
	0.007	0.009	0.004	0.004	—	С ФЭУ
GSC 3964 465	10.468	0.093	0.532	0.504	0.268	Звезда сравнения при ПЗС наблюдениях
	0.007	0.014	0.005	0.008	0.012	
GSC 3964 373	10.980	0.338	0.944	0.960	0.850	Контрольная звезда при ПЗС наблюдениях
	0.009	0.017	0.016	0.009	0.011	

Примечание. Ниже после каждого среднего значения приведена его погрешность.

измерены и показали значительно меньшее поглощение.

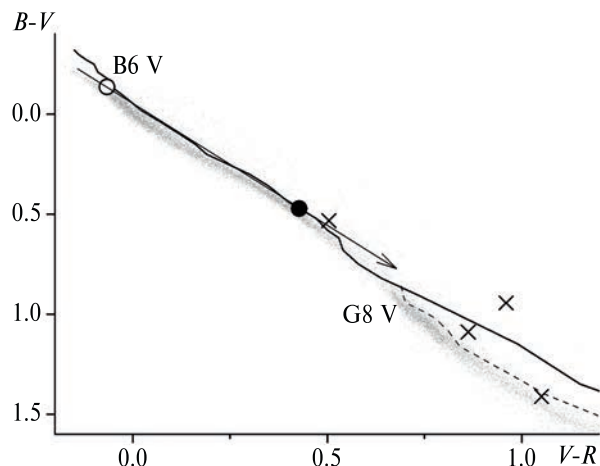
Полученные с учетом межзвездного поглощения и блеска оптического спутника показатели цвета дают нам возможность с помощью таблиц Флауэра [27] и Поппера [28] определить температуру звезд-компонентов. При этом мы ориентировались на калибровки Флауэра, калибровки Поппера использовались для контроля.

Средние показатели цвета каждого из компонентов были определены после решения кривых блеска, и они также представлены на рис. 1 и в табл. 3. Компоненты хорошо разделились по показателю цвета  $U - B$ , как это и должно быть для звезд спектральных классов более ранних, чем A0. А вот по показателю цвета  $B - V$  все компоненты, кроме вторичного компонента затменной звезды “В”, оказываются приблизительно одинаковыми. С одной стороны, можно искать причину такой ситуации в отличиях химического состава компонентов, а с другой, разница  $B - V$  для звезд спектральных классов от B6 до B9 мала и ситуация может быть объяснена небольшой неточностью определения относительного блеска компонентов из кривых блеска  $B$  и  $V$ . Относительный блеск определяется из решений кривых блеска наименее точно по сравнению с точностью других параметров модели. При определении величины межзвездного поглощения мы ориентировались на главный компо-

нент затменной звезды V839 Cep “А”. Он самый яркий и ошибки для него наименьшие. Температуры других компонентов определялись относительно него из условия равенства расстояния до всех звезд. Мы считаем, что в пределах ошибок определения относительного блеска, противоречий в наших наблюдениях и решениях нет. Дальнейшее накопление наблюдательных данных могло бы увеличить точность определения показателей цвета компонентов, но особого значения это не имеет, так как достигнутая точность уже соизмерима с ошибками калибровки показателя цвета по температуре.

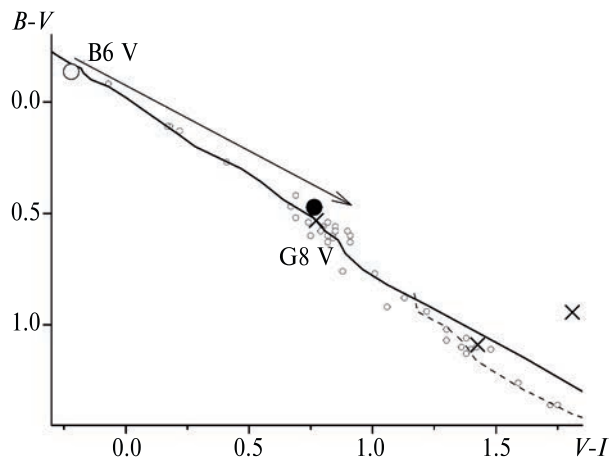
#### 4. ФИЗИЧЕСКАЯ ПЕРЕМЕННОСТЬ V839 CEP

В предыдущей нашей статье, посвященной V839 Cep, в которой были представлены результаты анализа наших первых наблюдений объекта, была заподозрена физическая переменность V839 Cep. После того, как выяснилось, что в реальности звезда состоит из двух затменных звезд и была определена эфемерида для затмений второй звезды, оказалось, что главный минимум, представленный в нашей первой статье [7, рис. 1], искажен наложением на него затмения в звезде “В” и не связан с физической переменностью компонентов звезды “А”. Тем не менее, после внимательного рассмотрения поведения звезды вне минимумов по данным TESS было обнару-



**Рис. 2.** Двухцветная диаграмма  $\{B - V, V - R\}$ . Черный кружок – показатели цвета V839 Сер. Пустой кружок – показатели цвета V839 Сер, исправленные за межзвездное покраснение (показано стрелкой). Серыми точками показаны данные каталога ГАИШ [16]. Сплошная линия соответствует нормальным показателям цвета звезд пятого класса светимости согласно [21]. Она лежит выше данных ГАИШ из-за отличия в калибровках ГАИШ и системы Джонсона. Косые крестики – звезды сравнения.

жено, что компоненты звезды “А” переменны, правда с очень небольшой амплитудой. Это хорошо видно из графика на рис. 4. Из него можно заключить, что в системе отсутствуют эффекты близости, но картина поведения звезды между минимумами весьма запутана. Мы предприняли специальное исследование для того, чтобы разобраться с физической переменностью V839 Сер. Начали с того, что из данных TESS были исключены все участки кривой блеска, где присутствуют минимумы обоих визуальных компонентов “А” и “В”. По оставшемуся массиву наблюдений, состоящему приблизительно из 52 тыс. точек, с помощью нашей программы [29] был проведен поиск периодов. Было выделено два наиболее значимых периода, близких к 1.2 и 0.97 суток. После вычитания из исходных данных синусоид с найденными периодами пульсации не ушли. Поэтому массив данных был исправлен за синусоидальные пульсации с этими двумя периодами и снова была запущена программа поиска. Это привело к обнаружению еще двух периодов: 1.015 и 1.35 суток. Их амплитуды меньше. Свертки наблюдений с найденными периодами представлены на рис. 5. Из каждой фазовой кривой сопутствующие периоды вы-

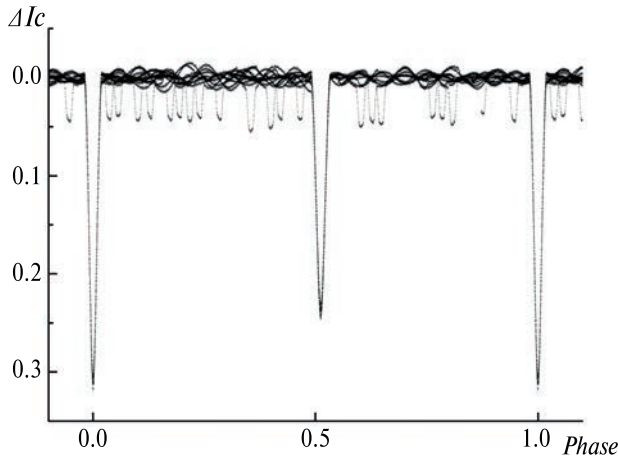


**Рис. 3.** Двухцветная диаграмма  $\{B - V, V - I\}$ . Черным кружком показано положение V839 Сер. Пустой кружок – показатели цвета V839 Сер, исправленные за межзвездное покраснение, которое показано стрелкой. Сплошная линия соответствует нормальным показателям цвета звезд пятого класса светимости согласно [21]. Пустые кружки – данные M67 так же, как и в [34] на рис. 4 и 5.

чтены. Остаточный разброс примерно одинаков для всех периодов и равен  $\pm 0.0028^m$ . Это хуже индивидуальной точности наблюдений TESS, которую мы определили по разбросу наблюдений в индивидуальные ночи как  $\pm 0.0010^m$  (см. рис. 6). На этом же рисунке показана аппроксимация некоторых индивидуальных ночей четырьмя найденными периодами. Формула для аппроксимации пульсаций следующая:

$$\begin{aligned} \text{Mag}_{TESS} &= \sum A_j \sin(2\pi\phi), \\ \phi &= (JD_{obs} - JD_j) / P_j, \end{aligned} \quad (1)$$

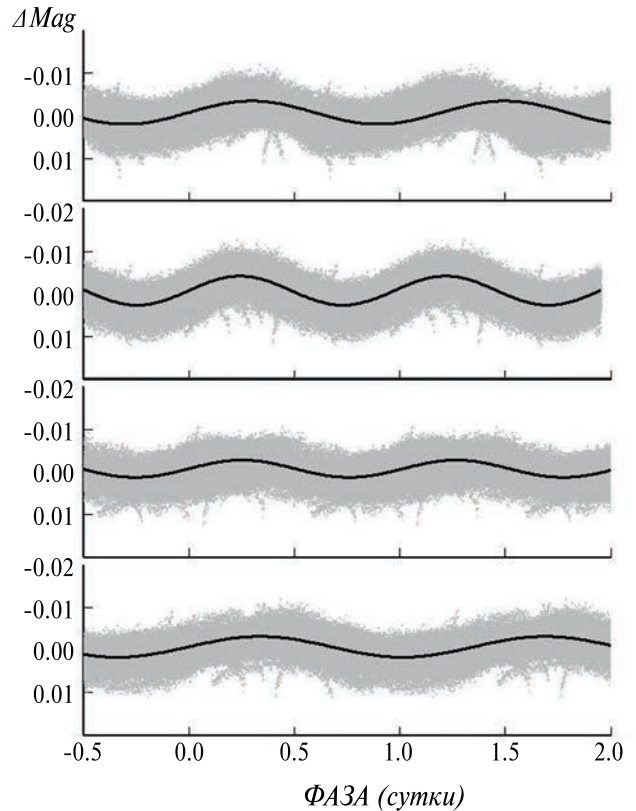
где  $j$  меняется от 1 до 4. Параметры пульсаций, входящие в данную формулу, представлены в табл. 4. За нулевую фазу принято начальное значение синуса в шкале звездных величин. Все четыре периода присутствуют в среднем, иногда некоторые из них исчезают, амплитуды пульсаций тоже меняются. Полностью удалить пульсации из всего наблюдательного ряда аппроксимацией из четырех периодов не удастся, разложение в ряд Фурье имеет количество членов больше четырех. Данные табл. 4 были использованы при решении кривых блеска с тем отличием, что амплитуды пульсаций при решении были другими. В таблице указаны амплитуды переменности в долях общего блеска звезды, а при решении амплитуды соответствуют



**Рис. 4.** Наблюдения в полосе TESS ( $I_c$ ), свернутые с периодом обращения компонента “А” ( $P = 9.9633^d$ ). Видны хаотично расположенные главные минимумы компонента “В”. Пульсации не исправлены.

изменению блеска конкретного пульсирующего компонента в долях именно его блеска.

Кроме того мы исследовали вопрос о принадлежности периодов тому или иному компоненту. Из рассмотрения графика наблюдений TESS в главных минимумах звезды “В” видно, что переменность в минимуме не исчезает и остается той же амплитуды, что и вне минимумов. Это можно видеть на рис. 4, 7. Это означает, что компонент “В” переменным быть не может. Остаются оба компонента затменной звезды “А”. Переменным мог быть каждый из них. Рассматривая графики изменений блеска внутри главного и вторичного минимумов компонента “А”, мы сравнивали, как менялся разброс вблизи дна минимума при вычитании из наблюдений пульсаций с тем или иным периодом. В главном минимуме уменьшение разброса должен давать учет периодов, соответствующих пульсациям вторичного компонента, а во вторичном минимуме наоборот. Таким образом была определена принадлежность различным компонентам



**Рис. 5.** Пульсации на плато, свернутые с каждым из найденных периодов, сверху вниз,  $P_1, P_2, P_3, P_4$  из табл. 4. Остаточные уклонения после вычета всех представленных периодов  $\sigma = 0.0028^m$ .

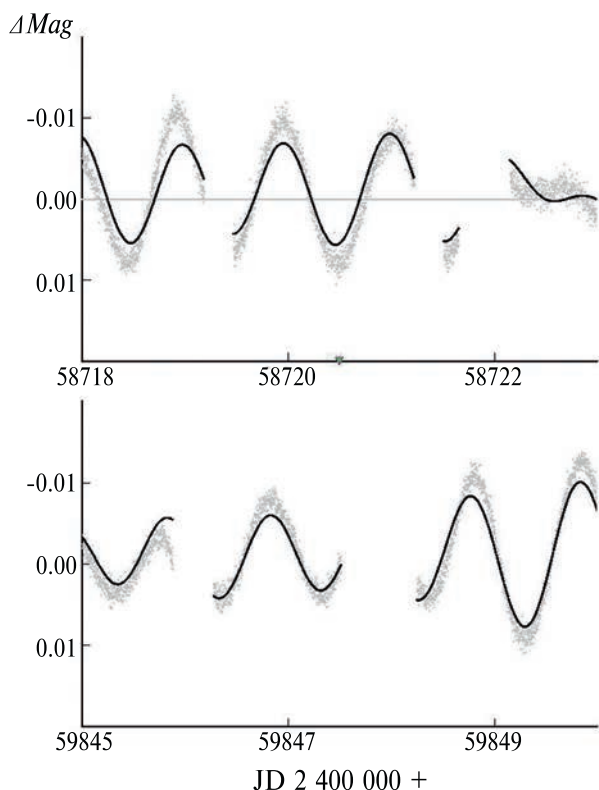
пульсаций с периодами, обозначенными в табл. 4. Соответствие периодов подтвердилось впоследствии при решении кривых блеска, где формула (1) была использована при поиске решения.

Полученные из показателей цвета V839 Cep температуры указывают на возможную принадлежность ее компонентов к звездам типа  $\beta$  Цефея “BC”, либо медленных пульсирующих переменных типа  $\beta$  Цефея “SBC” в обозначениях ОКПЗ [30]. На диаграмме Герцшпрунга-Рессела, представленной в работе Де Ката [31, рис. 1], оба

**Таблица 4.** Данные о физических пульсациях блеска V839 Cep по наблюдениям TESS

Параметр	$j = 1$	$j = 2$	$j = 3$	$j = 4$
$E_{p_j}, 2400\ 000 +$	58 744.874	58 745.020	58 714.7276	58 715.071
$A_j^m$	0.00273	0.00341	0.00203	0.00245
$P_j, \text{сутки}$	1.19698	0.97484	1.015125	1.352014

Примечание. Пульсации  $j = 1, 4$  соответствуют вторичному компоненту V839 Cep “А”;  $j = 2, 3$  – главному.



**Рис. 6.** Пример физической переменности в течении JD 2458718 – 2458723 (вверху) и JD 2459845 – 2459850 (внизу). Точность отдельного измерения составляет  $\sigma = 0.0010^m$ . Сплошной линией показан теоретический ход изменений блеска в соответствии с найденными параметрами пульсаций.

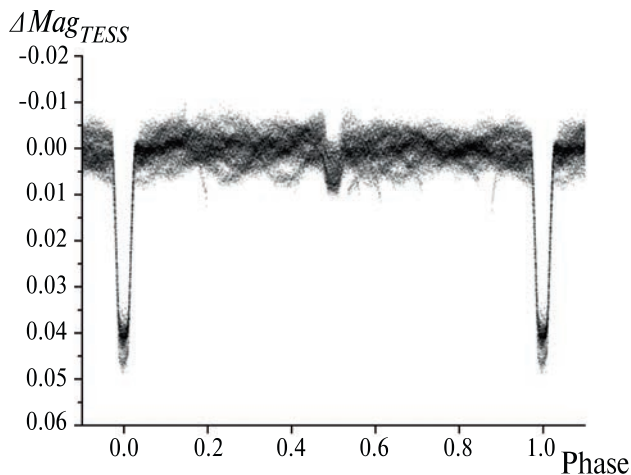
компонента попадают в область нестабильности для звезд указанных типов переменности. Согласно ОКПЗ, звезды типа SBC часто пульсируют с двумя периодами, каждый из которых близок суткам. Именно это мы и наблюдаем. Так что следует считать типом переменности для обоих компонентов V839 Cep “A” SBC.

V839 Cep в данном отношении оказалась похожей на затменные переменные с быстрым апсидальным вращением AS Cam [32] и V957 Cep [9].

Пульсации были включены в программу поиска решений кривых блеска в виде:

$$L_1 = L_{1\text{mean}} \left( 1 + A_2 \sin(2\pi(T - Ep_2) / P_2) + A_3 \sin(2\pi(T - Ep_3) / P_3) \right), \quad (2)$$

$$L_2 = L_{2\text{mean}} \left( 1 + A_1 \sin(2\pi(T - Ep_1) / P_1) + A_4 \sin(2\pi(T - Ep_4) / P_4) \right).$$



**Рис. 7.** Наблюдения TESS компонента V839 Cep “B”, свернутые с периодом  $P = 4.075^d$ . Затмения компонента “A” исключены, пульсации исправлены. Видно, что остаточные колебания сохраняются.

Значения параметров приведены в табл. 4. Величины  $A_j$  практически совпадают с приводимыми в этой таблице значениями  $A_j^m$ ,  $T$  – юлианская дата наблюдения.

## 5. РЕШЕНИЕ КРИВЫХ БЛЕСКА V839 CEP “A”

Все имеющиеся в нашем распоряжении кривые блеска в полосах *UBVRcIcI* были независимо решены и дали примерно одинаковые результаты. Основная трудность состояла в определении правильного соотношения радиусов компонентов. В нашей первой работе мы выбрали решение, в котором вторичный компонент больше по размерам, чем главный. Для такого выбора были свои основания. Дно минимума в эмпирической зависимости невязок от отношения радиусов компонентов плоское, особенно в случае близких по характеристикам звезд, (см., напр., [33, рис. 5]). Более того, температура вторичного компонента в первом нашем исследовании ошибочно получалась более высокой.

Новые наблюдения, особенно в ультрафиолетовом диапазоне, показали, что в реальности температура главного компонента заметно выше температуры вторичного. Дно минимума невязок по-прежнему оставалось плоским – обратные размеры компонентов одинаково хорошо удовлетворяли кривым блеска во всех фотометрических полосах. Но так как поверхностная яркость, а значит и температура



главного компонента, во всех решениях получалась более высокой, то логично было предположить, что и размеры его должны быть больше. Изредка встречаются обратные случаи. Если главный компонент в какой-нибудь двойной системе значительно массивнее вторичного, то в ходе более быстрой эволюции его температура может оказаться меньше или равной температуре вторичного. Это имеет место, например, в системе V1103 Cas [34] и системах NS Dra и EQ Vul [35]. В данном случае это не так: компоненты близки друг другу по всем параметрам, и логично ожидать, что главный, более массивный компонент имеет большие размеры.

Самыми точными и многочисленными оказались наблюдения TESS [10]. Их точность,  $\pm 0.0010^m$ , выше, чем у наших наиболее точных наблюдений в полосе  $B$ ,  $\pm 0.0065^m$ . К тому же, количество наблюдательных точек TESS в минимумах в три раза превышает наши самые многочисленные наблюдения в полосе  $V$ . Таким образом, за основу при решении кривых блеска мы приняли наблюдения TESS. Наши собственные  $UBVRcIcI$  наблюдения служили дополнительной проверкой полученной модели, а также основой для определения температур компонентов по показателям цвета.

При поиске решения наблюдений TESS пришлось ввести дополнительные параметры, а именно, пульсации компонентов (см. выше), а также поправки к внезатменному блеску системы. Оказалось, что введение этих параметров существенно уменьшает ошибки решения. Параметры пульсаций мы считаем неизменными на всем периоде наблюдений TESS, а поправки блеска пришлось брать разными для каждой даты наблюдений. Это объясняется неполным учетом физических колебаний блеска компонентов и инструментальными ошибками наблюдений TESS.

Решение искалось в рамках модели двух шаровых звезд, обращающихся по эллиптической орбите [36]. Оно представлено в табл. 5, столбец "А". Третий свет также был включен в поиск. Линейные коэффициенты потемнения к краю из решения не определяются, они фиксировались исходя из их теоретических значений [37]. График хода остатков  $O - C$  в зависимости от отношения радиусов компонентов  $k = r_2 / r_1$  представлен на рис. 8. Он имеет хотя и неглубокий, но

выраженный минимум. Радиус более яркого компонента действительно получается больше.

Как обычно, процесс поиска решений был итерационным. По мере уточнения параметров менялись температуры и размеры компонентов, а следовательно, и коэффициенты потемнения к краю. Также менялись поправки уровня блеска на даты наблюдений. Затем процесс решения повторялся. На каждом этапе итераций полученные параметры применялись к каждой имеющейся  $UBVRcIcI$  кривой блеска, и из них определялся относительный блеск компонентов в каждой фотометрической полосе. Новые значения показателей цвета давали новые значения температуры и ускорения свободного падения на поверхности, что позволяло уточнить коэффициенты потемнения к краю. В разных фотометрических полосах требовалось каждый раз от трех до десяти итераций новых поправок для нахождения окончательного значения относительного блеска. С новыми значениями коэффициентов потемнения мы снова заходили в решение TESS. Всего потребовалось четыре таких прогона, прежде чем мы пришли к окончательному решению, представленному в табл. 5, 6.

На рис. 9 представлены неисправленные за пульсации наблюдения TESS в минимумах (верхняя панель), а ниже приведены остаточные отклонения всех имеющихся наблюдений от полученной модели. Наблюдения в  $Rc$ ,  $Ic$  показывают заметные систематические отклонения, вероятно это связано с тем, что в связи с кратностью периода суткам эти наблюдения, в основном, получены в две последовательные ночи и включают два выхода из вторичного минимума, которые могли быть искажены наличием пятен на поверхности вторичного компонента. Возможные систематические отклонения в других наблюдениях хорошо усреднены за счет большого количества наблюдений, более равномерно распределенных по фазам орбитального цикла.

Важное уточнение: при определении температур по ходу итераций, мы ориентировались на температуру главного компонента; температура вторичного, полученная из его вновь определенных показателей цвета, определялась из условия равенства расстояний до компонентов. В пределах ошибок определения значения,

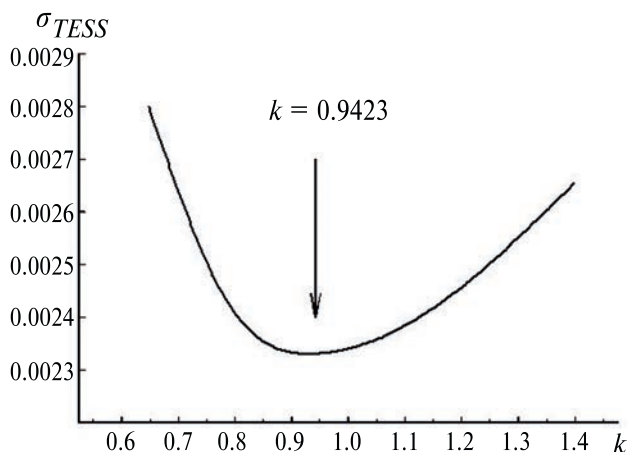
**Таблица 5.** Элементы, полученные из решений кривых блеска TESS

Параметр	“А”	“В”
JD 2400 000 +	58 343	58 713
$r_1$	0.0694(7)	0.1212(2)
$r_2$	0.0654(7)	0.0519(1)
$i, ^\circ$	87.14(2)	89.99(10)
$e$	0.0707(3)	0.0
$\omega, ^\circ$	74.89(5)	—
$L_1$	0.4550(9)	0.1853(3)
$L_3$	0.1875(2)	0.8125(2)
$J_2/J_1$	0.8896(9)	0.1291(9)
$u_1$	0.245	0.285
$u_2$	0.264	0.47
$N$	7060	8511
$\sigma_{o-c}^m$	0.00233	0.00135

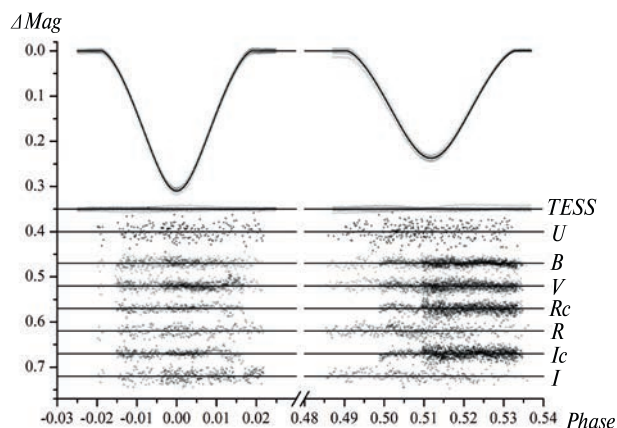
полученные обоими способами, совпадали. Показатель цвета  $B - V$  главного компонента оказался меньше вторичного на  $0.005^m$ , в то время как определяемые из условия равенства расстояний температуры говорят о необходимости большей разности. Главный компонент должен иметь показатель цвета  $B - V$  меньше на  $0.03^m$ , чем показатель цвета вторичного. Мы не считаем такое расхождение существенным, оно находится в границах точности измерений (см. табл. 3). Отличие других показателей цвета компонентов V839 Сер “А” укладывается в найденную разность температур. Кроме того, сами калибровки могут иметь соизмеримую неточность в привязке показателей  $B - V$  к температурам. Например, недостаток металлов приводит к уменьшению показателя цвета, что в таблицах Флауэра не отражено.

Значение третьего света из решения TESS оказалось равным  $L_3 = 0.187$ , что не критично отличается от приведенного выше значения светимости оптического компонента “В”  $L_3 = 0.16$  (см. раздел 3). Противоречия нет.

Полученное решение для данных TESS кардинально не отличается от полученных независимо решений для других фотометрических полос. Нет смысла приводить здесь все эти решения, их ошибки больше. Но наша многоцветная фотометрия позволила решить следующую задачу.



**Рис. 8.** Ход остаточных уклонений  $O - C$  решения кривой блеска TESS для компонента “А” в зависимости от отношения радиусов  $k = r_2 - r_1$ .



**Рис. 9.** Наблюдения TESS в полосе Ic в главном (слева) и вторичном (справа) минимумах (верхняя панель). Ниже представлены уклонения  $O - C$  наблюдаемых точек от модельных кривых для всех фотометрических полос. Масштаб по вертикали одинаков для всех полос наблюдений, что дает наглядное представление как о точности наблюдений, так и о соответствии их найденной модели. Видно, что разброс во вторичном минимуме имеет небольшие систематические уклонения.

Взяв за основу решение кривой блеска TESS, мы вновь решили все имеющиеся кривые блеска, варьируя при этом только доли относительного блеска каждого из компонентов. Результат представлен в табл. 6. Ход относительных светимостей с увеличением длины волны наблюдений плавный и соответствует принятым из калибровок Флауэра [27] температурам. Данные этой таблицы подтвердили то, что фотометрическая полоса

Таблица 6. Относительные светимости компонентов “А” во всех фотометрических полосах

Фотом. полоса	Параметр				
	$L_{1mean}$	$L_3$	$J_2 / J_1$	$N$	$\sigma_{o-c}^m$
TESS	0.4550(5)	0.1875(5)	0.8896(3)	7060	0.0023
$U$	0.5061(9)	0.1553(9)	0.7640(9)	518	0.0157
$B$	0.4721(8)	0.1784(9)	0.8454(9)	2468	0.0065
$V$	0.4701(9)	0.1805(9)	0.8470(4)	3084	0.0079
$Rc$	0.4579(9)	0.1883(9)	0.8757(6)	1907	0.0081
$R$	0.4588(9)	0.1877(9)	0.8771(7)	687	0.0090
$Ic$	0.4514(8)	0.1890(8)	0.9036(6)	1897	0.0082
$I$	0.4494(9)	0.1957(7)	0.8989(9)	659	0.0092

Примечание.  $L_{2mean} = 1 - L_{1mean} - L_3$ .

TESS близка фотометрической полосе  $Ic$  системы Казинса.

Известно, что ошибки решения, полученные методом дифференциальных поправок, получаются существенно заниженными (см., напр., [38]). При вычислении величин ошибок мы воспользовались тем, что в нашем распоряжении имеются восемь кривых блеска, каждой из которых соответствует свой набор параметров. Мы формально посчитали средние значения параметров, вычислили ошибки среднего и взяли их в качестве ошибок определения параметров в табл. 5. Они выше тех ошибок, которые дает метод дифференциальных поправок для наблюдений TESS. При вычислении средних значений вес брался как  $\sim (1 / \sigma_{param}^2) \times (1 / \sigma_{o-c}^2) \times N$ , где  $\sigma_{param}$  – формальное значение ошибки параметра, которое выдает программа дифференциальных поправок.

Учет пульсаций по формуле (1) уменьшает ошибку решения с  $0.0047^m$  (пульсации не учитываются) до  $0.0031^m$ . Параметры пульсаций, приведенные в табл. 4, удовлетворяют наблюдениям в среднем. Введение индивидуальных поправок в каждую дату наблюдений уменьшило остаточные отклонения  $O - C$  до  $\pm 0.0023^m$ . Предельную точность наблюдений TESS мы оценили в  $\pm 0.0010^m$  по шумовым дорожкам в индивидуальные даты наблюдений. Разница между этой величиной и точностью решения  $0.0023^m$  определяет уровень отклонения остающихся физических колебаний от модели с четырьмя периодами.

Также мы заметили странную особенность. А именно, на дне вторичного минимума

обнаруживается наилучшее соответствие наблюдений модели, а вот ветви вторичного минимума показывают отклонения. Кроме того, пульсации лучше устраняются в главном минимуме, чем во вторичном. Можно было бы предположить, что имеется еще один неучтенный период пульсаций вторичного компонента, синхронный с орбитальным периодом звезды, но ситуация, при которой колебания точно пропадают в момент наибольшей фазы частного затмения, маловероятна. Здесь скорее можно предположить присутствие на поверхности вторичного компонента обширных пятен, которые и искажают форму затмения. Причем в некоторых случаях затмения остаются симметричными, а иногда смещаются на чуть более раннее либо позднее время. Такая ситуация может возникнуть, если связанное с поверхностью спутника пятно меняет свое положение от затмения к затмению. Проще всего предположить, что осевое вращение спутника, определяющее положение пятна, не полностью синхронно с орбитальным вращением. В главном минимуме эффект меньше. Уровни блеска в главном минимуме немного варьируются, именно так и должно быть при наличии или отсутствии пятна на спутнике. Есть несколько минимумов, где блеск главного компонента в затмении испытывает внезапные изменения. Это можно объяснить уходом пятна на диске спутника за его край по ходу его прохождения по диску главного компонента.

Наличие пятен на поверхности затменных звезд спектральных классов В уже было предположено нами в работе [9]. Мы пока воздержимся от моделирования пятен на поверх-

ности звезд. Решение мы приводим для средней кривой блеска, в которой изменения блеска от пятен, как мы надеемся, усреднено. Нас в первую очередь интересуют фундаментальные параметры модели, такие как размеры звезд, их температуры и массы. Только построив точную модель можно в дальнейшем попытаться проследить миграцию пятен по поверхности звезды. Косвенно на возможную асинхронность осевого вращения звезд указывает и отличие наблюдаемого апсидального вращения от теоретического значения. При этом наблюдаемое значение превышает теоретическое, что, опять же косвенно, указывает на примерную параллельность осей вращения компонентов и орбиты. Ведь при ускоренном вращении компонентов, если наклонить ось вращения звезды, апсидальное вращение замедляется, компенсируя прибавку.

## 6. РЕШЕНИЕ КРИВОЙ БЛЕСКА V839 SER “B”

Исправленные за пульсации данные TESS, свернутые с периодом обращения компонента “B”, приведены на рис. 7. Отклонение от среднего уровня составляет  $\pm 0.0028^m$ . Из этого рисунка видно, что пульсации вычитаются не идеально. Амплитуды пульсаций при постоянстве периодов меняются. Кроме того, видны довольно сильно выпадающие из общего массива “хвосты”. Наиболее вероятной причиной их появления является аппаратная ошибка TESS, ведь данная систематика появляется обычно либо в начале, либо в конце суточного наблюдательного цикла TESS. Так в одну из дат наблюдения в главном минимуме пошли вверх. Эти наблюдения были нами отброшены. В принципе, можно было бы удалить из массива данных и остальные выпадающие хвосты, но мы этого делать не стали. Отклонения не столь велики и хотя немного портят картину физической переменности, устранение их из общего массива данных будет в некотором смысле субъективным. Поэтому такие отклонения будут нами рассматриваться как добавка к случайным ошибкам наблюдений.

Результаты решения кривой блеска для компонента V839 Ser “B” приведены в третьем столбце табл. 5 “B”. Так как орбита звезды круговая, то из поиска решения были исключены долгота периастра и эксцентриситет. Наблюдения в минимумах приведены на рис. 10. Под графиком

изменения блеска показаны отклонения  $O - C$  наблюдаемых точек от модельной кривой. Суточные поправки были включены в поиск решения, полученная средняя кривая блеска уклоняется от решения всего лишь на  $\pm 0.00135^m$ . Столь значительное улучшение точности показывает, сколь важен учет поправок. Основной причиной их появления в данном случае является физическая микропеременность звезд. Нестабильность аппаратуры тоже вносит свой вклад. Разделить эти две причины ошибок сложно. Большого значения, какая именно причина, звезда или аппаратура оказывает влияние, для решения не имеет.

С помощью найденной модели были получены моменты минимумов блеска наложением модельной кривой на индивидуальные наблюдения в конкретную дату. Моменты приведены в табл. 7. В первом столбце приведен индивидуальный момент минимума, во втором – остаточное отклонение от линейной эфемериды, вычисленной методом наименьших квадратов на основании данных табл. 7:

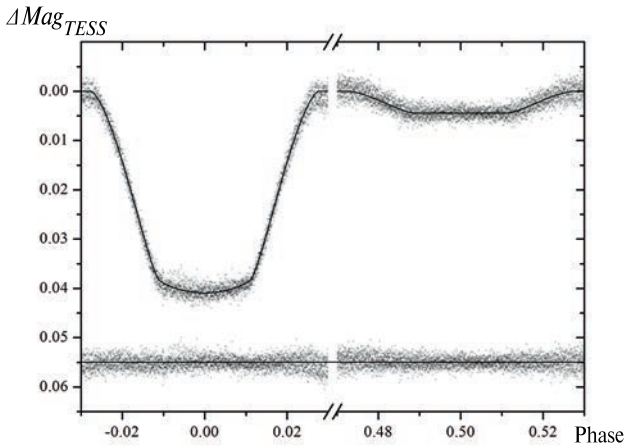
$$\text{Min}I = \text{HJD}2459870.5119(5) + 4.075003(2)^d \times E, \quad (3)$$

$$\phi \Pi = 0.5.$$

В среднем остаточные отклонения для индивидуального момента минимума равны  $\pm 0.0015^d$ , и это слишком большая величина для используемой нами методики [39], и весьма точных наблюдений TESS. Но следует учитывать, что в системе присутствуют пульсации и пятенная переменность, полностью учесть которые пока не удается. В целом полученную точность определения периода в 0.7 с, уравнение (3), для интервала наблюдений TESS в три года, можно считать удовлетворительной. Если в дальнейшем окажется возможным получать наблюдения такой же точности, можно будет использовать данные нашей табл. 7 в качестве начальной эпохи для последующего поиска невидимых спутников или экзопланет.

## 7. АБСОЛЮТНЫЕ ПАРАМЕТРЫ V839 SER, СРАВНЕНИЕ РЕЗУЛЬТАТОВ НАБЛЮДЕНИЙ С ТЕОРИЕЙ

Для V839 Ser отсутствуют спектральные наблюдения высокого разрешения, которые позволили бы построить кривую лучевых скоростей и непосредственно определить массы компонентов. Это затрудняет точное определение



**Рис. 10.** Левая половина рисунка – наблюдения TESS компонента “В” в главном минимуме, справа – во вторичном. Ниже представлены отклонения  $O - C$  наблюдаемых точек от модельной кривой. Пульсации вычтены в соответствии с найденными в данной работе параметрами компонента “А”. Остаточное отклонение отдельного измерения, исправленного за поправки уровня и пульсации,  $\sigma = 0.00135^m$ .

абсолютных параметров. Единственные параметры V839 Cep, известные из других наблюдений, это параллакс Gaia DR3  $\pi = 0.0027(1)''$  и спектр В8, указанный в базе данных SIMBAD. Полученные нами из решения кривых блеска показатели цвета хорошо соответствуют указанному спектру, но вот значение фотометрического параллакса оказалось почти на одну треть меньше. Вероятно, на определение параллакса спутником Gaia сильно влияет оптическая двойственность V839 Cep. Такой эффект нами уже замечался при наблюдении других затменных звезд, являющихся компонентами оптических пар. Например, для звезды V680 Mon, также имеющей оптический спутник, параллакс уменьшился от  $0.0025''$  (Gaia DR1) до  $0.0016''$  (Gaia DR3), но все еще превышает найденное нами значение  $0.0011''$  [40].

С помощью косвенного метода, описанного впервые в работе [41] и более подробно в статье [42], мы определили абсолютные характеристики звезд-компонентов. Результаты приведены в табл. 8. За основу были взяты температуры, полученные в соответствии с калибровками Флауэра [27].

Поместив полученные абсолютные данные на эволюционные графики  $\lg g$  от  $\lg T$  (см. рис. 11) и  $\lg L$  от  $\lg T$  (см. рис. 12), мы оценили возраст компонентов. Главный и вторичный компоненты

**Таблица 7.** Индивидуальные моменты главных минимумов V839 Cep “В”, полученные в данной работе из наблюдений TESS

HJD 2400 000+	$\epsilon_2$ , сутки
58 713.2128	0.0018
58 721.3615	0.0004
58 725.4356	-0.0005
58 729.5100	-0.0011
58 733.5882	0.0021
58 745.8100	-0.0011
58 749.8839	-0.0022
58 753.9608	-0.0003
58 758.0363	0.0003
58 762.1125	0.0015
59 825.6864	-0.0005
59 829.7644	0.0025
59 833.8349	-0.0019
59 841.9870	0.0002
59 850.1391	0.0022
59 854.2116	-0.0002
59 858.2866	-0.0003
59 862.3598	-0.0021
59 866.4379	0.0010
59 870.5128	0.0009
59 878.6600	-0.0019

располагаются на этих диаграммах в диапазоне от 65 до 100 млн лет при солнечном химическом составе. Учитывая больший вес главного компонента, можно отнести систему к возрасту 70 млн лет. Такому возрасту не противоречат и менее уверенные, но вполне достоверно определяемые параметры компонентов затменной звезды “В”. Они обозначены на рис. 11 и 12 незаполненными квадратом и кружком. Теоретические эволюционные расчеты были взяты из работы [43]. При этом полученные нами значения масс немного меньше тех, которые соответствуют их положению на диаграммах. Возможно, это связано с небольшим дефицитом металлов у обоих компонентов звезды “А”, но до получения кривых лучевых скоростей V839 Cep делать какие-либо выводы преждевременно. Отклонения находятся в пределах ошибок определения масс косвенным

методом, а также ошибок температурных калибровок по показателям цвета.

## 8. ВРАЩЕНИЕ ЛИНИИ АПСИД V839 CEP “A”

Для измерения скорости апсидального вращения необходимо определить точные моменты минимумов затменной звезды. Чем длиннее будет интервал наблюдений, тем точнее можно определить скорость поворота орбитального эллипса. Основой для определения скорости апсидального вращения при периодах в тысячи лет служит изменение фаз главного и вторичного минимумов на кривой блеска, так как невозможно увидеть непосредственно значительное изменение долготы периастра орбитального эллипса. Все измерения укладываются в один градус дуги, что соизмеримо с ошибкой определения этого параметра из самой точной кривой блеска или кривой лучевых скоростей. Самым чувствительным параметром к повороту орбитального эллипса при таких условиях являются периоды следования главных и вторичных минимумов. А вот они, как раз, определяются с очень высокой точностью. Первостепенное значение имеет также текущая ориентация орбитального эллипса конкретной звезды. Долгота периастра не должна быть близкой

к  $0^\circ$  или  $180^\circ$ . Для V839 Cep “A” ориентация орбитального эллипса благоприятна для измерений (см. табл. 5),  $\omega = 75^\circ$ , и разность периодов следования главных и вторичных минимумов максимальна. При этом период для вторичных минимумов должен быть короче, чем для главных, фаза вторичного минимума равна 0.512 и уменьшается, движется влево на рис. 4, сам вторичный минимум при этом становится шире, а главный — уже. Формула для вычисления скорости апсидального вращения на основании разности периодов следования главных и вторичных минимумов приведена, например, в работе [44].

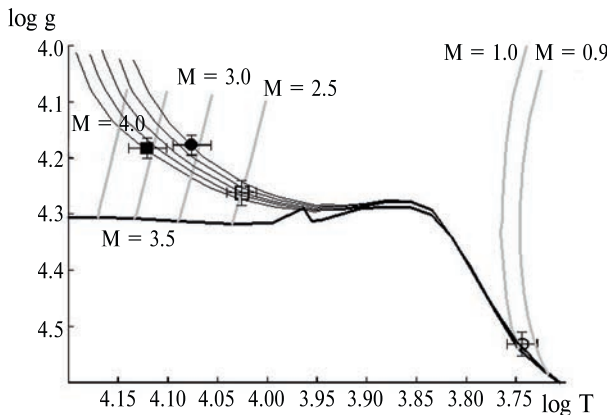
Первое определение скорости апсидального вращения  $\dot{\omega}_{obs} = 0.026 \pm 0.009^\circ/\text{год}$  было сделано нами в предыдущей работе [7]. Основой для измерений послужили наши собственные наблюдения и более ранние измерения ROTSE [3]. Измерения были основаны на двух моментах минимумов ROTSE, отстоявших на 19 лет от пяти измеренных нами моментов минимумов. Наши достаточно точные наблюдения показали неожиданно большой разброс, который на тот момент времени остался необъясненным.

Наши новые наблюдения, а также данные TESS позволили учесть влияние физической переменности компонентов и исключить из анализа

Таблица 8. Абсолютные параметры V839 Cep

Параметр	Гл. комп. “A”			Вт. комп. “A”			Гл. комп. “B”			Вт. комп. “B”		
		$\pm$			$\pm$			$\pm$			$\pm$	
Масса, $M_\odot$	3.67	$\pm$	0.15	3.22	$\pm$	0.15	2.6	$\pm$	0.2	0.88	$\pm$	0.05
Радиус, $R_\odot$	2.57	$\pm$	0.05	2.42	$\pm$	0.05	1.97	$\pm$	0.04	0.84	$\pm$	0.04
Светимость, $\lg L_\odot$	2.25	$\pm$	0.04	2.02	$\pm$	0.06	1.64	$\pm$	0.05	$\pm 0.22$	$\pm$	0.10
$(B - V)_0^m$	$\pm 0.136$	$\pm$	0.022	$\pm 0.125$	$\pm$	0.022	$\pm 0.111$	$\pm$	0.022	0.595	$\pm$	0.03
$(U - B)_0^m$	$\pm 0.537$	$\pm$	0.032	$\pm 0.430$	$\pm$	0.032	$\pm 0.319$	$\pm$	0.032	0.064	$\pm$	0.032
$T_{\text{эф}}$ , К	13 200	$\pm$	300	11 900	$\pm$	250	10 600	$\pm$	200	5540	$\pm$	50
Спектральный класс	B6 V			B7 V			B9 V			G8 V		
$\lg g \text{ см}/\text{с}^2$	4.183	$\pm$	0.008	4.177	$\pm$	0.006	4.262	$\pm$	0.006	4.531	$\pm$	0.004
В.С., mag	$\pm 0.968$			$\pm 0.721$			$\pm 0.381$			$\pm 0.128$		
$M_v$ , mag	0.02	$\pm$	0.03	0.33	$\pm$	0.05	1.00	$\pm$	0.04	5.41	$\pm$	0.04
$a$ , $R_\odot$	$37.0 \pm 0.1$						$16.2 \pm 0.05$					
$E(B - V)$ , mag	$0.609 \pm 0.005$											
Расстояние до системы, пк	$505 \pm 15$											
$\pi$	$0.00198 \pm 0.00006$											
Возраст системы, млн лет	$70 \pm 10$											

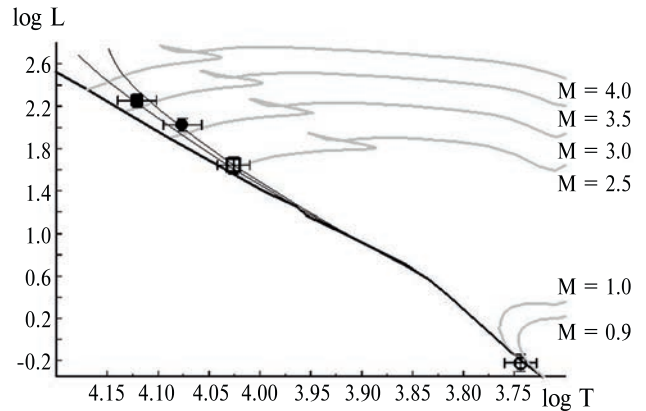
Примечание. Приведены:  $T_{\text{эф}}$  — эффективная температура объекта;  $\lg g$  — гравитационное ускорение; В.С. — болометрическая поправка;  $M_v$  — абсолютная визуальная величина;  $a$  — большая полуось;  $E(B - V)$  — межзвездное покраснение;  $\pi$  — фотометрический параллакс.



**Рис. 11.** Эволюционные треки, показывающие зависимость ускорения свободного падения от температуры звезды, построенные по данным [43] для избранных масс звезд. Сплошной жирной линией показано положение Начальной Главной Последовательности, ZAMS. Главный компонент “А” обозначен заполненным квадратом, вторичный – кружком; компоненты “В” – открытые квадрат и кружок. Показаны ошибки определения параметров. Для оценки масштаба сплошными кривыми линиями показаны изохроны для возрастов от 63 до 100 млн. лет. Все теоретические данные приведены для солнечного химического состава. Серые кривые – эволюционные треки для разных масс, указанных на рисунке.

индивидуальные минимумы, в которых наблюдалось наложение затмений от обеих затменных пар “А” и “В”. Сравнение моментов минимумов, полученных без вычитания пульсаций компонентов, показало, что пульсации даже такой небольшой амплитуды могут смещать наблюдаемый момент минимума на величину до  $\pm 0.0009^d$ . В данной работе мы эту ошибку частично устранили.

Также нам пришлось исключить из анализа данные ROTSE, так как стало понятно, что вследствие небольшого количества наблюдательных точек в минимумах, а также неудовлетворительной фотометрической точности измерений, порядка  $\pm 0.03^m$ , точность определения моментов совершенно недостаточна, хуже  $\pm 0.003^d$ . Не спасает положение даже значительный интервал времени, 25 лет, прошедший с эпохи наблюдений ROTSE. Единственный имеющийся в литературе момент минимума [45], оказался недостаточно точным и был исключен из анализа. Проверка показала, что фаза указанного значения, вычисленная по формуле (3), равна 0.0033 и вход в главный



**Рис. 12.** Зависимость светимости звезд в солнечных единицах от температуры для избранных масс [43]. Обозначения те же, что и на рис. 11.

минимум компонента “А” искажается главным минимумом компонента “В”, что должно было сместить определяемый момент минимума компонента “А” на более раннее время. Это и наблюдается, остаточное уклонение значения [45] от линейной формулы (4) (см. ниже) составляет  $-0.0025^d$ .

Небольшое количество наблюдений V839 Сер во вторичном минимуме присутствует в обзоре WASP [46], но получить из этих данных точный момент минимума невозможно: всего четыре точки вблизи дна минимума и хорошо заметные по наблюдениям на плато изменения нуля-пункта приводят к той же ошибке, что и в данных ROTSE.

Использовавшиеся для анализа моменты минимумов приведены в табл. 9, 10. В первом столбце табл. 9, 10 указан момент минимума, во втором – ошибки определения момента минимума, в третьем – остаточные уклонения моментов минимумов  $O - C$  от линейной формулы. Наши наблюдения почти всегда проводились в нескольких фотометрических полосах, для каждой из которых определялось свое значение момента минимума. Данные усреднялись, а ошибки определялись как для ограниченной выборки с интервалом вероятности в 68.2% от среднего значения, предполагая t-распределение Стьюдента. Для наблюдений TESS такой возможности для определения ошибки момента минимума нет. Можно было бы опираться на те ошибки, которые дает метод дифференциальных поправок при вычислении каждого конкретного момента. Но учитывая вероятное наличие пятен на поверхности компонентов, особенно на

вторичном, которые приводят к сдвигу минимума, не увеличивая при этом ошибку, которую формально дает метод дифференциальных поправок, мы провели линейную регрессию отдельно по группам минимумов TESS – отдельно для каждого из двух интервалов наблюдений. Ошибки в том же смысле, что и для наших наблюдений, были присвоены одинаковые для каждого минимума по принадлежности к конкретной группе.

Линейная регрессия данных обеих табл. 9, 10 приводит к следующим формулам:

$$\begin{aligned} \text{Min}I &= \text{HJD}2458721.9012(2) + 9.9633625(19)^d \times E, \\ \text{Min}II &= \text{HJD}2458727.0000(1) + 9.9633570(10)^d \times E. \end{aligned} \quad (4)$$

Остаточные отклонения моментов минимумов от линейных формул (4) представлены в третьих столбцах табл. 9, 10 и графически на рис. 13. Странным оказался тот факт, что точность определения моментов главных минимумов лучше, чем для вторичных, соответственно  $\pm 0.00081^d$  и  $\pm 0.00107^d$ . Этот факт мы и связываем с наличием на поверхности вторичного компонента медленно дрейфующих пятен достаточно

большого размера, которые искажают форму именно вторичного минимума, приводя к увеличению ошибки определения момента. Подобный эффект нами наблюдается в системе V957 Ser при затмении вторичного компонента, который очень близок по своим физическим характеристикам вторичному компоненту V839 Ser “A” [9].

Теперь обратимся к теории. Найденные нами абсолютные параметры системы позволяют на основании теоретических расчетов Кларета [47] определить константы концентрации вещества к центру звезд:  $k_{2,1} = 0.0063$ ,  $k_{2,2} = 0.0077$ . Тогда, по формулам из работы Шакуры [48], ожидаемая скорость апсидального вращения за счет вращательного и приливного искажения формы звезд-компонентов в условиях синхронизма вращательных и орбитального моментов в периастре:  $\dot{\omega}_{class} = 0.004 \pm 0.0002^\circ$ /год. Оценка масс компонентов и точное значение эксцентриситета позволяют с помощью формул из работы [49] получить релятивистский вклад во вращение линии апсид:  $\dot{\omega}_{rel} = 0.017 \pm 0.001^\circ$ /год. Все вместе это дает теоретически ожидаемую скорость вращения линии апсид:  $\dot{\omega}_{theor} = 0.021 \pm 0.001^\circ$ /год. При этом

**Таблица 9.** Индивидуальные моменты главных минимумов V839 Ser “A”, полученные в данной работе

HJD 2400 000+	$\epsilon_1$ , сутки	$\epsilon_2$ , сутки	Примечание
56 131.4272	0.0002	0.0003	<i>BVRcIc</i>
58 283.5132	0.0005	0.0000	<i>UBVRI</i>
58 293.4763	0.0001	-0.0002	<i>BVRcIc</i>
58 343.2932	0.0002	-0.0002	<i>UBVRI</i>
58 711.9381	0.0003	0.0003	TESS
58 721.9012	0.0003	0.0000	"
58 731.8645	0.0003	0.0000	"
58 741.8282	0.0003	0.0004	"
58 761.7540	0.0003	-0.0006	"
59 160.2896	0.0002	0.0005	<i>UBVRI</i>
59 827.8329	0.0009	-0.0015	TESS
59 837.7976	0.0009	-0.0002	"
59 847.7611	0.0009	0.0000	"
59 857.7252	0.0009	0.0007	"
59 867.6884	0.0009	0.0006	"
59 877.6504	0.0009	-0.0008	"
60 485.4152	0.0002	-0.0011	<i>BVRcIc</i>
60 495.3818	0.0006	0.0021	<i>V</i>



Таблица 10. Индивидуальные моменты вторичных минимумов V839 Ser “А”, полученные в данной работе

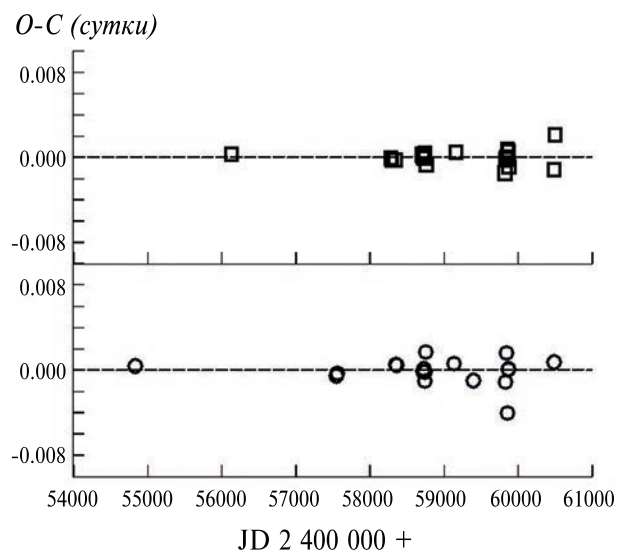
HJD 2400 000+	$\epsilon_1$ , сутки	$\epsilon_2$ , сутки	Примечание
54 831.3278	0.0022	0.0004	<i>UBVR</i>
57 551.3234	0.0003	-0.0005	<i>BVRcIc</i>
57 561.2869	0.0002	-0.0003	"
58 348.3930	0.0002	0.0005	<i>UBVRI</i>
58 358.3563	0.0005	0.0005	"
58 717.0366	0.0011	-0.0001	TESS
58 727.0001	0.0011	0.0001	"
58 736.9632	0.0011	-0.0001	"
58 746.9257	0.0011	-0.0010	"
58 756.8918	0.0011	0.0017	"
59 135.4983	0.0005	0.0006	<i>UBVRI</i>
59 394.5440	0.0002	-0.0009	"
59 832.9315	0.0014	-0.0011	TESS
59 842.8976	0.0014	0.0016	"
59 852.8553	0.0020	-0.0040	"
59 862.8228	0.0014	0.0001	"
59 872.7862	0.0014	0.0001	"
60 490.5150	0.0006	0.0008	<i>BVRcIc</i>

релятивистский вклад в четыре раза превышает классический. V839 Ser, таким образом, становится в общий ряд с малочисленным классом систем, в которых преобладает влияние релятивистского эффекта [50].

Наличие достаточно массивного спутника в виде компонента “В” также могло бы вносить свой вклад в апсидальное движение компонента “А”. Учитывая, что компонент “В” разрешается даже при оптических наземных наблюдениях, понятно, что он отстоит слишком далеко, чтобы оказывать заметное влияние. Но все же, проведем некоторые расчеты. С учетом определенного нами расстояния до V839 Ser, расстояние между компонентами “А” и “В” составляет 100 а. е. Тогда, с учетом масс компонентов из табл. 8, период обращения “А” и “В” должен составлять не менее 360 лет. Это косвенно подтверждается тем, что два измерения расстояния и позиционного угла оптического спутника из каталога [8], разделенные интервалом времени в 45 лет, совпадают, орбитальное движение пока что не наблюдается. Поэтому влияние компонента “В” на скорость вращения линии апсид компонента “А” в соот-

ветствии с формулами из книги Мартынова [51], ничтожно.

Сравним наши вычисления с полученным нами из наблюдений значением:  $\dot{\omega}_{\text{obs}} = 0.027 \pm 0.009^\circ/\text{год}$  или  $U_{\text{aps}} = 13500 \pm 4500$  лет. В пределах ошибок наблюдения и теория совпадают, хотя наблюдаемое значение, все же, стремится быть больше. Если вспомнить, что основной вклад в апсидальное вращение дает релятивистский член, надежность которого не подлежит сомнению, то даже для небольшого ускорения скорости апсидального вращения в рамках классической теории придется допустить значительную осевую скорость вращения компонентов. То есть синхронизм вращательных и орбитальных моментов может отсутствовать. Ускоренное апсидальное вращение наблюдается и в ряде других систем, например, в BW Aqr [52], где оно определяется вполне уверенно. Впрочем, учитывая довольно значительные ошибки в определении моментов минимумов, определенные выводы пока что делать рано. Необходимо продолжать регулярные наблюдения V839 Ser, причем вследствие большого естественного разброса в моментах минимумов, а также крат-



**Рис. 13.** Графики остаточных уклонений моментов минимумов от линейных формул, построенные отдельно для главных и вторичных минимумов, каждый со своим периодом, см. (4). Верхняя панель – главные минимумы, обозначены пустыми квадратами. Нижняя панель – вторичные минимумы – пустые кружки. Хорошо видно, что разброс для вторичных минимумов значительно больше. Возможно, это связано с наличием пятен на поверхности вторичного компонента.

ности периода суткам, следует наблюдать звезду при любой удобной возможности. При расчете ожидаемого времени затмений следует руководствоваться найденными нами эфемеридами (3) и (4), следя за тем, чтобы не наблюдать в те даты, когда минимумы оптических компонентов накладываются друг на друга.

## 9. ЗАКЛЮЧЕНИЕ

Анализ фотоэлектрических наблюдений новой двузатменной звезды V839 Сер позволил определить надежные геометрические и физические параметры всех четырех компонентов. Впервые достоверно измерена скорость апсидального вращения компонента “А”, которая оказалась немного выше теоретической, что может косвенно свидетельствовать об ускоренном осевом вращении компонентов затменной звезды V839 Сер “А”. Главный и вторичный компоненты V839 Сер “А” оказались физически переменными звездами типа SBC (медленные  $\beta$  Цефея). Оптический спутник “В” также является затменной системой на круговой орбите. Дальнейшие регулярные

фотометрические наблюдения в минимумах нужны для уточнения значения скорости апсидального вращения и решения вопроса о наличии синхронизма в системе V839 Сер “А”.

## БЛАГОДАРНОСТИ

Наблюдения выполнены на телескопах 60-см и 1-м обсерватории ИНАСАН в Симеизе. В работе использовались база данных SIMBAD Страсбургского центра астрономических данных (Франция), служба библиографических ссылок ADS (NASA, США) и каталог WDS (США). Также выражаем нашу искреннюю благодарность анонимному рецензенту за важные замечания.

## СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

1. *P. Müller*, *Astron. and Astrophys. Suppl. Ser.* **33**, 275 (1978).
2. *C. E. Worley and G. G. Douglass*, *Astron. and Astrophys. Suppl. Ser.* **125**, 523 (1997).
3. *P. R. Woźniak, W. T. Vestrand, C. W. Akerlof, R. Balsano, et al.*, *Astron. J.* **127**(4), 2436 (2004).
4. *S. A. Otero, P. Wils, G. Hoogeveen, and P. A. Dubovsky*, *Inform. Bull. Var. Stars* **5681**, 1 (2006).
5. *И. М. Волков, Н. С. Волкова*, *Астрон. журн.* **86**(2), 158 (2009).
6. *D. Chochol, A. S. Kravtsova, I. M. Volkov, and L. A. Bagaev*, in *Observing techniques, instrumentation and science for metre-class telescopes II*, *Proc. of the Conference, held in Tatranska Lomnica, Slovakia, September 24–28, 2018*.
7. *I. M. Volkov, L. A. Bagaev, A. S. Kravtsova, and D. Chochol*, *Contrib. Astron. Observ. Skalnaté Pleso* **49**(2), 434 (2019).
8. *B. D. Mason, G. L. Wycoff, W. I. Hartkopf, G. G. Douglass, and C. E. Worley*, *Astron. J.* **122**(6), 3466 (2001).
9. *И. М. Волков, С. А. Нароенков, А. С. Кравцова*, *Астрон. журн.* **101**(5), ... (2024).
10. *K. G. Stassun, R. J. Oelkers, M. Paegert, G. Torres, et al.*, *Astron. J.* **158**(4), 138 (2019).
11. *И. М. Волков, Н. С. Волкова, Д. Хохол*, *Астрон. журн.* **87**(5), 462 (2010).
12. *И. М. Волков, Н. С. Волкова, И. В. Николенко, Д. Хохол*, *Астрон. журн.* **88**(9), 894 (2011).
13. *И. М. Волков, Д. Хохол, А. С. Кравцова*, *Астрон. журн.* **94**(5), 436 (2017).
14. *М. Волков, А. С. Кравцова*, *Астрон. журн.* **97**(3), 190 (2020).

15. *M. A. Burlak, I. M. Volkov, and N. P. Ikonnikova*, *Contrib. Astron. Observ. Skalnaté Pleso* **48**(4), 536 (2018).
16. *V. G. Kornilov, I. M. Volkov, A. I. Zakharov, L. N. Kozyreva, et al.*, *Trudy Gosud. Astron. Inst. Sternberga* **63**, 4 (1991).
17. *J. C. Mermilliod, M. Mermilliod, and B. Hauck*, *Astron. and Astrophys. Suppl. Ser.* **124**, 349 (1997).
18. *T. J. Moffett and I. Barnes, T. G.*, *Astron. J.* **84**, 627 (1979).
19. *E. M. Leibowitz and H. Mendelson*, *Publ. Astron. Soc. Pacific* **94**, 977 (1982).
20. *I. Volkov*, *Inform. Bull. Var. Stars* **6022**, 1 (2012).
21. *V. Straižys*, *Multicolor stellar photometry* (Tucson: Pachart Pub. House, 1992).
22. *B. J. Taylor*, *Astrophys. J. Suppl.* **60**, 577 (1986).
23. *G. M. Green, E. F. Schlafly, D. P. Finkbeiner, H.-W. Rix, et al.*, **810**, id. 25 (2015).
24. *I. M. Volkov, L. A. Bagaev, and D. Chochol*, in: *The ESO Workshop on the Impact of Binaries on Stellar Evolution*, ESO Garching, July 3–7, 2017; edited by G. Beccari and H. M. J. Boffin (Cambridge: Cambridge Univ. Press, 2017).
25. *И. М. Волков, Х. Ф. Халиуллин*, *Астрон. журн.* **79**(9), 827 (2002).
26. *I. M. Volkov, L. A. Bagaev, and D. Chochol*, in *Living Together: Planets, Host Stars and Binaries*, edited by S. M. Rucinski, G. Torres, and M. Zejda, *Astron. Soc. Pacific Conf. Ser.* **496**, 266 (2015).
27. *P. J. Flower*, **469**, 355 (1996).
28. *D. M. Popper*, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* **18**, 115 (1980).
29. *I. Volkov*, *Peremennye Zvezdy* **42**(1), 1 (2022).
30. *Н. Н. Самусь, Е. В. Казаровец, О. В. Дурлевич, Н. Н. Куреева, Е. Н. Пастухова*, *Астрон. журн.* **94**(1), 87 (2017).
31. *P. De Cat*, in *Radial and Nonradial Pulsations as Probes of Stellar Physics*, IAU Colloq. 185; edited by C. Aerts, T. R. Bedding, and J. Christensen-Dalsgaard, *Astron. Soc. Pacific Conf. Ser.* **259**, 196 (2002).
32. *И. М. Волков*, *Астрон. журн.* **100**(4), 319 (2023).
33. *I. M. Volkov and A. S. Kravtsova*, *Astron. J.* **164**(5), id. 194 (2022).
34. *И. М. Волков, А. С. Кравцова*, *Астрон. журн.* **99**(6), 470 (2022).
35. *I. M. Volkov*, *Peremennye Zvezdy* **44**, 42 (2024).
36. *А. И. Халиуллина, Х. Ф. Халиуллин*, *Астрон. журн.* **61**, 393 (1984).
37. *R. A. Wade and S. M. Rucinski*, *Astron. and Astrophys. Suppl. Ser.* **60**, 471 (1985).
38. *M. K. Abubekеров, N. Yu. Gostev, and A. M. Cherepashchuk*, *Astron. Rep.* **53**(8), 722 (2009).
39. *Л. А. Багаев, И. М. Волков, И. В. Николенко*, *Астрон. журн.* **95**(10), 702 (2018).
40. *И. М. Волков, А. С. Кравцова, Д. Хохол*, *Астрон. журн.* **98**(3), 212 (2021).
41. *K. F. Khaliullin*, **299**, 668 (1985).
42. *I. M. Volkov, D. Chochol, J. Grygar, M. Mašek, and J. Juryšek*, *Contrib. Astron. Observ. Skalnaté Pleso* **47**(1), 29 (2017).
43. *L. Girardi, A. Bressan, G. Bertelli, and C. Chiosi*, *Astron. and Astrophys. Suppl. Ser.* **141**, 371 (2000).
44. *Х. Ф. Халиуллин, А. И. Халиуллина*, *Астрон. журн.* **66**(1), 76 (1989).
45. *J. Hubscher*, *Inform. Bull. Var. Stars* **6152**, 1 (2015).
46. *D. L. Pollacco, I. Skillen, A. Collier Cameron, D. J. Christian, et al.*, *Publ. Astron. Soc. Pacific* **118**(848), 1407 (2006).
47. *A. Claret*, *Astron. and Astrophys.* **424**, 919 (2004).
48. *Н. И. Шакура*, *Письма в Астрон. журн.* **11**, 536 (1985).
49. *T. Levi-Civita*, *American J. Mathematics* **59**(2), 225 (1937).
50. *A. Giménez*, in *Binary Stars as Critical Tools. Tests in Contemporary Astrophysics*, *Proc. IAU Symp. № 240*, held 22–25 August, 2006 in Prague, Czech Republic; edited by W. I. Hartkopf, E. F. Guinan, and P. Harmanec (Cambridge: Cambridge University Press, 2007), p. 290.
51. *D. Y. Martynov*, *Eclipsing Variable Stars*, edited by V. P. Tsesевич (New York: John Wiley and Sons, 1973).
52. *I. M. Volkov and D. Chochol*, *Contrib. Astron. Observ. Skalnaté Pleso* **43**(3), 419 (2014).

## V839 CEP – A NEW QUADRUPLE DOUBLY ECLIPSING SYSTEM

I. M. Volkov\*, A. S. Volkova\*\*, L. A. Bagaev\*\*\*

*Lomonosov Moscow State University, Sternberg Astronomical Institute, Moscow, Russia*

*\*E-mail: hwp@yandex.ru*

*\*\*E-mail: kravts@yandex.ru*

*\*\*\*E-mail: baglev@yandex.ru*

New high-precision photometric measurements of the eclipsing star V839 Cep ( $P = 9.96^d$ ,  $V_{A+B} = 9.64^m$ ,  $e = 0.07$ , B6 V + B7 V), which is the “A” component of the visual double star J21035+5925AB, have established that component “B” is also an eclipsing variable ( $P = 4.075^d$ , B9 V + G8 V). For component “A”, the apsidal rotation rate was measured to be  $\dot{\omega}_{\text{obs}} = 0.027^\circ/\text{year}$ , which exceeds the theoretical value under the condition of synchronism  $\dot{\omega}_{\text{theor}} = 0.021^\circ/\text{year}$ . The physical parameters of the component stars of the eclipsing pair “A” were obtained:  $T_1 = 13200 \pm 300$  K,  $M_1 = (3.7 \pm 0.15)M_\odot$ ,  $R_1 = (2.57 \pm 0.05)R_\odot$ ,  $T_2 = 11900 \pm 250$  K,  $M_2 = (3.2 \pm 0.15)M_\odot$ ,  $R_2 = (2.42 \pm 0.05)R_\odot$  and components of the eclipsing pair “B”:  $T_1 = 10600 \pm 200$  K,  $M_1 = (2.6 \pm 0.2)M_\odot$ ,  $R_1 = (1.97 \pm 0.05)R_\odot$ ,  $T_2 = 5540 \pm 50$  K,  $M_2 = (0.88 \pm 0.05)M_\odot$ ,  $R_2 = (0.84 \pm 0.05)R_\odot$ . The age of the system is determined to be 70 million years with solar chemical composition. The components of star “A” are pulsating variable stars of the slow  $\beta$  Cephei (SBC) type.

*Keywords:* photometric observations, binaries, eclipsing stars, fundamental parameters, V839 Cep