

УДК 524.338.5

II Сер А КАК ДОЛГОПЕРИОДИЧЕСКАЯ СПЕКТРАЛЬНО-ДВОЙНАЯ Ве ЗВЕЗДА ХЕРБИГА

© 2020 г. Н. З. Исмаилов^{1,*}, М. А. Погодин², У. З. Баширова¹, Г. Р. Бахаддинова¹

¹ Шамахинская астрофизическая обсерватория им. Н. Туси Национальной академии наук Азербайджана,
Пиркули, Азербайджан

² Главная (Пулковская) астрономическая обсерватория РАН, Санкт-Петербург, Россия

*E-mail: ismailovnshao@gmail.com

Поступила в редакцию 14.06.2019 г.

После доработки 06.09.2019 г.

Принята к публикации 06.09.2019 г.

Приведены результаты многолетнего спектрального мониторинга звезды Ве Хербига II Сер А. Впервые было обнаружено плавное изменение лучевых скоростей эмиссионного компонента в линиях водорода H α и H β . Абсорбционные линии гелия He I λ 4922, 5876 Å показывают сезонные изменения, однако эти изменения не коррелируют с изменениями эмиссии водорода. Лучевые скорости по узким линиям D Na I и DIB λ 5780, 5796 Å соответствуют лучевым скоростям межзвездной среды. Показано, что эмиссионные линии водорода образуются, по-видимому, в тройной системе, включающей близкую пару звезд класса В и удаленный маломассный компонент класса К-А. Были вычислены орбитальные элементы системы с использованием приближенной модели спектральной двойной, где близкая пара массивных В-звезд рассматривалась как один массивный компонент. Приведено обоснование подобного подхода для определения элементов орбиты. Был определен орбитальный период $P = 3550 \pm 28$ дней и оценены некоторые другие параметры орбиты.

DOI: 10.31857/S0004629920010041

1. ВВЕДЕНИЕ

Звезды типа Ae/Ве Хербига (H Ae Ves) являются молодыми объектами промежуточных масс (2–10 M_{\odot}) и находятся на эволюционной стадии до Главной последовательности (ГП). Эти звезды имеют спектральные классы В-А, типы светимости IV–V, и в их спектрах наблюдаются сильные эмиссионные линии. Они часто ассоциируются с темными облаками и яркими отражательными туманностями. Все они имеют сильные инфракрасные (ИК) избытки излучения (см., например, [1–3]). Можно сказать, что H Ae Ves являются промежуточным звеном между холодными звездами типа Т Тельца и более массивными звездами класса О. Так же, как и классические звезды типа Т Тельца (CTTS), звезды H Ae Ves окружены околозвездными остаточными газо-пылевыми дисками, которые переизлучают эмиссию центральной звезды и являются источниками теплового излучения в ИК-диапазоне.

К настоящему времени для некоторых подобных объектов получены прямые изображения околозвездных дисков (см., например, [4, 5]). Эти диски имеют, как правило, сложную пространственную структуру. Аккреция вещества из диска на звезду должна играть значительную роль в пе-

ременности спектра и блеска звезды. Поэтому изучение эмиссионного спектра у H Ae Ves может пролить свет на характер взаимодействия центральной звезды и околозвездного диска.

Звезда II Сер (HD 216629) является визуальной двойной с компонентами II Сер А ($\alpha_{2000} = 22^{\text{h}}53^{\text{m}}15.603^{\text{s}}$, $\delta_{2000} = +62^{\circ}08'45.02''$, $V \sim 9^{\text{m}}36$) и II Сер В ($\alpha_{2000} = 22^{\text{h}}53^{\text{m}}15.342^{\text{s}}$, $\delta_{2000} = +62^{\circ}08'51.629''$, $V \sim 13^{\text{m}}82$) с угловым расстоянием между ними 6".96 [6]. В [7] было показано, что звезда II Сер А также имеет более тесный визуальный компонент на угловом расстоянии 0".44 от яркого компонента, который слабее его на $\Delta V = 3^{\text{m}}5$. Очевидно, что при такой разности в блеске вклад тесного компонента в общий спектр звезды будет незначительным. В дальнейшем на нашей работе речь будет идти только о компоненте II Сер А.

По мнению Ассоуза и др. [8], II Сер является эмиссионным объектом, тесно связанным с отражательной туманностью, и является звездой типа Ae/Ве Хербига. По данным [9] и [10] звезда принадлежит к ассоциации Сер ОВ3. Однако, как показано в работе Алесиан и др. [11], при использовании значения расстояния до звезды в 720 пк

[12], на эволюционной диаграмме ГР звезда займет позицию ниже линии ZAMS (Zero Age Main Sequence). Принимая, что звезда является двойной системой, авторы в [11] не стали оценивать ее фундаментальные параметры по эволюционным трекам.

Хилл [13] обнаружил периодическую переменность блеска звезды с периодом 1^d401 , что, по мнению автора, могло быть вызвано затмениями в двойной системе. Поэтому звезда была включена в ОКПЗ [14] как затменная типа EA. Позже периодичность не была подтверждена, хотя переменность блеска звезды не вызвала сомнений [15]. Дальнейший анализ фотометрических данных Мельникова и др. [16] показал, что, возможно, блеск звезды меняется с периодом 50.91 дней с минимальной амплитудой $\Delta V = 0^m03$.

По данным разных авторов, спектр звезды был определен как B2IV-V [10], B3e [17], B0, B3, B2 (см. [9] и ссылки, приведенные в этой работе). По расчетам, описанным в работе [11], спектр звезды можно представить комбинацией спектров двух звезд с компонентами B3 и B4. Авторы отметили, что лучевые скорости (RV) звезды, приведенные в литературе, различаются от -39.4 км/с до 31 км/с [10, 11, 16]. По линиям межзвездного поглощения CaII были получены оценки RV от -11 км/с до -19 км/с [10, 16]. Многолетние спектральные наблюдения показали, что лучевые скорости эмиссионного компонента линий водорода H α и H β демонстрируют плавное долговременное изменение (Исмаилов и др. [18, 19]). Лучевые скорости узких линий D Na I в целом согласуются со скоростями линий межзвездного поглощения, полученными по CaII, при этом наблюдается и определенный вклад в этих линиях околозвездного газа [18]. Результаты измерений лучевых скоростей показали, что, возможно, звезда является спектрально-двойной с периодом около 10 лет [19]. Были и модельные расчеты оболочки объекта. Недавно в работе [20] было показано, что эмиссионный спектр звезды можно описать излучением околозвездной оболочки с радиусом в 25 радиусов звезды (R_*) под действием фотоионизирующего излучения звезды B2.

В различные годы разными авторами был получен значительный разброс значений эквивалентных ширин (EW) линии H α : 10 \AA [21], 21 \AA [16], 8 \AA [7], 34.5 \AA [22], что свидетельствует о ее сильной многолетней переменности. Профиль линии H α выглядит как двухкомпонентный с едва разделенными пиками, а линия H β показывает два уверенно разделенных пика и центральную абсорбцию (см., например, [19, 23]). Наши измерения показали существования значительных сезонных изменений эквивалентных ширин линий

водорода, которые не показывают корреляцию с изменениями лучевых скоростей звезды.

В данной работе мы продолжаем исследование переменности спектра звезды, используя также новый спектральный материал, полученный в 2015–2017 гг.

2. НАБЛЮДЕНИЯ

Спектральные наблюдения были выполнены в 2006–2017 гг. с аппаратурой, установленной в кассегреновском фокусе 2-м телескопа Шаманхинской астрофизической обсерватории Национальной академии наук (ШАО НАН) Азербайджана. Последовательно применялись два спектрометра: первый спектрометр (MUAGS, Modified Universal Astronomical Grid Spectrograph) был использован в 2006–2015 гг., он был выполнен на базе спектрографа UAGS (Микаилов и др. [24]; Исмаилов и др. [18]). Для данного спектрометра была использована камера Шмидта-Кассегрена с внешним фокусом $f = 150$ мм и диаметром зеркала 105 мм. После щели лучи проходят линзу и заполняют зеркало коллиматора параллельным пучком с диаметром 75 мм.

В этом спектрографе применялась ПЗС-матрица с 530×580 элементами, охлаждаемая жидким азотом. Матрица имеет линейный размер 9.5×13.9 мм, размер одного пикселя 18×24 мкм. Обратная линейная дисперсия в красной части составляет 10.5 \AA/мм , а в синей части – около 6 \AA/мм . Всю наблюдаемую область можно охватить за два приема. Наблюдения звезды IL Сер выполнялись в красной части спектра, который охватывает диапазон λ 4700–6700 \AA . Большая часть нашего спектрального материала была получена именно на этом спектрографе (2006–2015 гг.). Его спектральное разрешение составляет $R = 14000$; отношение сигнала к шуму в области линии H α – $S/N = 80$ –100, а в области линии H β – $S/N = 10$ –20. Вся обработка изображений, их перевод в стандартный формат и дальнейшее измерение спектрограмм выполнялись с использованием программы DECH20T, разработанной в CAO РАН [25].

Вторым прибором, использованным в наших наблюдениях, был оптоволоконный эшелле спектрограф ShaFES (Shamakhy Fibre Echelle Spectrograph). Он состоит из двух частей: первая часть – сам спектрограф, который установлен в термостатированной изолированной комнате на жесткой поставке. Вторая часть со светоотводящим устройством крепится в фокусе Кассегрена. Обе системы соединены оптоволоконным кабелем диаметром 200 мкм и длиной 20 м. Спектр в фокальной плоскости камеры спектрографа проецируется на ПЗС-матрицу с $4K \times 4K$ элементами, охлаждаемую жидким азотом. Размер пиксе-

ля 15 мкм, максимальный квантовый выход при длине волны λ 4000 Å составляет 90%. Подробное описание спектрографа ShaFES приведено в работе Микаилова и др. [26]. Спектральное разрешение спектрографа зависит от выбора размера пикселя: при $l_{px} = 15$ мкм получается $R = 56000$ и для $l_{px} = 30$ мкм — $R = 28000$. С такими разрешениями можно получать спектры звезд до 8 и 10 величины соответственно. Линейные размеры ПЗС 61×61 мм позволяют охватить диапазон λ 3800–8500 Å. Для IL Сер спектры были получены при разрешении $R = 28000$ в диапазоне 3900–7500 Å. Для редукиции и обработки спектрограмм были применены программы DECH95 и DECH30, разработанные Галазутдиновым (<http://www.gazinur.com/Image-Processing-.html>). Для контроля стабильности системы в каждую ночь наблюдений были также получены спектры стандартных звезд, изображение плоского поля и спектр сравнения. Для редукиции длин волн был использован спектр дневного неба и спектр лампы ThAr. По отобранным линиям спектра стандартных звезд и спектра дневного света регулярно измерялись спектральные параметры линий. Систематические измерения избранных линий показывают, что при разрешении $R \sim 14000$ полуширины FWHM одиночных атмосферных линий показывают хорошую стабильность в пределах стандартного отклонения ± 0.04 Å.

Оценка инструментального контура для спектрографа MUAGS была выполнена по спектральным линиям спектра сравнения в синей и красной части, которые получились 0.36 Å и 0.44 Å соответственно. Среднее значение инструментального контура по интенсивной линии аргона λ 6032.124 Å получилось 0.44 ± 0.04 Å, что может быть принято за верхний предел этого параметра [18]. Полуширина инструментального контура для спектрографа ShaFES была примерно вдвое меньше.

По спектрограммам стандартных звезд HR7300 (G8II-III) и HR 7794 (G8III-IV), полученных в одинаковых условиях, было показано, что по результатам 14 ночей наблюдений среднеквадратичное отклонение значений эквивалентных ширин меняется от 12% до 3.5% для линий со средним значением EW от 0.05 Å до 0.5 Å, соответственно. Наши измерения показали, что средняя ошибка измерений параметра EW центральной эмиссии в линии H α не превосходит 5%.

Учитывая сложность структуры измеряемых линий при измерении лучевых скоростей (RV), мы применили кросс-корреляционный метод. При таком измерении выделенный участок профиля сглаживается кубическим сплайном, и профиль накладывается на его зеркальное изображение, которое создается программой после сглаживания. При наложении этих профилей с

помощью сдвига качество полученного совмещения контролировалось коэффициентом корреляции. Контрольное измерение лучевых скоростей по различным стандартным звездам показало высокую степень совпадения измеренных значений RV с данными из каталога в пределах ошибок измерений ± 3 км/с. Систематическое различие в наших измерениях RV по стандартным звездам в пределах ошибок измерений не обнаруживалось. Лучевые скорости по спектрам спектрографа ShaFES были измерены с точностью около ± 1 км/с.

Серия наблюдений звезды-стандарта, выполненная в течение одной ночи в разных положениях телескопа, показала, что максимальное отклонение смещений отдельных спектральных линий не превосходит ошибки измерений. Контрольные измерения лучевых скоростей звезд-стандартов в разные ночи также показали хорошую стабильность в пределах ошибок.

Журнал наблюдений приводится в табл. 1, где в столбцах слева направо дается интервал даты наблюдений в каждом году, N — общее количество полученных спектрограмм, количество ночей наблюдений в году, характерное время накопления в секундах, отношение сигнала к шуму S/N около линии H α , тип спектрографа и спектральное разрешение. Общее время наблюдений составило 58 ночей. Каждая пара спектров, полученных за отдельные ночи, была усреднена. В 2012 г. наблюдения не были проведены из-за ремонта 2 м телескопа. В некоторые ночи были получены 2–3 пары спектрограмм звезды, по ним измеренные параметры также усреднялись за каждую ночь наблюдений.

На основе полученного материала были измерены спектральные параметры наиболее сильных спектральных линий: эквивалентные ширины EW, полуширины FWHM, центральные глубины, определенные как $R_\lambda = 1 - r_\lambda$, где $r_\lambda = I/I_0$ — центральная остаточная интенсивность, и гелиоцентрические лучевые скорости RV линий водорода H α , H β , дублета Na I D1, D2, He I λ 5876 Å, а также DIB $\lambda\lambda$ 5780, 5797 Å. Часть полученных измерений была опубликована в работах [18, 19].

3. ИЗМЕНЕНИЕ ПАРАМЕТРОВ ЛИНИЙ

3.1. Линии H α и H β

Как было показано в работах [18, 19], яркая линия H α в спектре объекта имеет эмиссионный профиль с двумя пиками. В некоторые даты они сливаются в одиночный пик.

На рис. 1 приведены графики изменений эквивалентных ширин EW и лучевых скоростей RV линии H α по всем спектрам, полученным к настоящему времени. Значения EW показывают переменность с разбросом примерно в ± 2 Å около среднего значения 13 Å, однако в один из сезонов

Таблица 1. Журнал наблюдений звезды IL Cep

Дата наблюдений	N	Кол-во ночей	Экспозиция, секунды	S/N у H α	Спектрограф	$R = \lambda/\Delta\lambda$
12.08.2006–19.08.2006	8	4	1500	100	MUAGS	14000
20.08.2007	2	1	2400	110	MUAGS	14000
04.08.2008–25.08.2008	10	5	1800	110	MUAGS	14000
08.07.2009–25.10.2009	22	11	2600	95	MUAGS	14000
01.08.2010–16.11.2010	24	12	3600	120	MUAGS	14000
07.11.2011	2	1	3600	110	MUAGS	14000
25.08.2013–17.10.2013	12	6	2400	90	MUAGS	14000
24.07.2014–28.08.2014	14	7	3600	115	MUAGS	14000
20.06.2015–06.09.2015	16	8	3600	110	MUAGS	14000
13.07.2016–19.08.2016	4	2	3600	90	ShAFES	28000
28.07.2017	2	1	3600	80	ShAFES	28000

в 2014 г. эта величина уменьшилась до 7 Å (рис. 1, левая панель). Лучевые скорости RV изменяются со временем совсем по-другому. В данном случае под величиной RV подразумевается бисекторная скорость эмиссионного профиля на уровне половины интенсивности от ее максимального значения. Плавное вековое изменение RV имеет характер фрагмента синусоиды (рис. 1, правая панель) и наблюдается в пределах от -50 до +10 км/с. Мы можем подозревать, что подобная переменность связана с орбитальным движением компонентов двойной системы. Это предположение будет проверено в следующих разделах данной статьи.

На рис. 2 приведено временное изменение полуширин FWHM эмиссии H α . Как видно, наблюдаются сезонные вариации этого параметра, но не выявляется синхронность с изменениями параметров EW и RV (рис. 1). Это свидетельствует об изменениях не только интенсивности и лучевой скорости линии, но и о сложных структурных изменениях формы ее профиля от сезона к сезону.

Эмиссионный профиль линии H β имеет два уверенно разделенных компонента, которые накладываются на широкие фотосферные крылья. Мы измерили RV у каждого из двух отдельных компонентов. Из-за более низкого уровня сигнала к шуму около H β ошибки измерений были примерно вдвое больше, чем для линии H α . Несмотря на это, среднегодовые значения бисекторных лучевых скоростей отдельных эмиссионных компонентов линии H β показали плавное многолетнее изменение, синхронное с подобным изменением в линии H α . На левой панели рис. 3 показаны временные изменения RV двух отдельных компонентов линии H β . Как видно из рисунка, их значения меняются практически синхронно и с одинаковой амплитудой. Лучевые скорости по отдельным компонентам показывают высокую степень корреляции, $r = 0.80 \pm 0.086$ (рис. 3, справа). Корреляция имеет коэффициент достоверности 93% по Спирману.

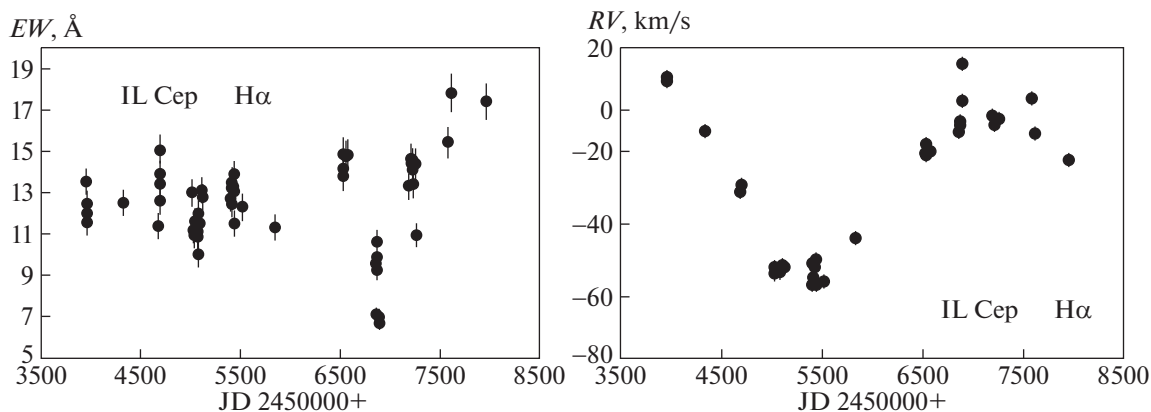


Рис. 1. Изменение со временем EW (слева) и RV (справа) эмиссионной линии H α .

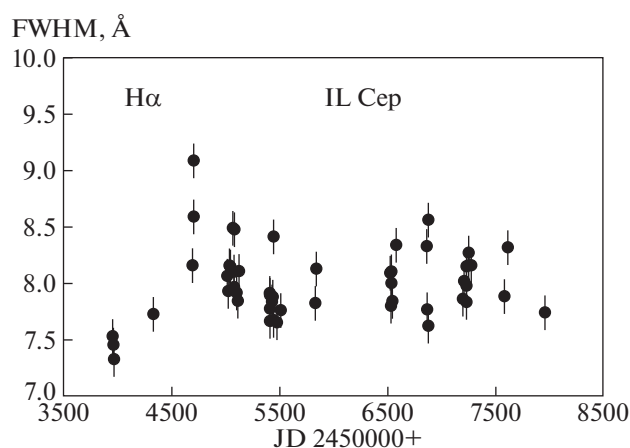


Рис. 2. Изменение со временем параметра FWHM эмиссионной линии $H\alpha$.

Можно сделать вывод, что поведение параметров линии $H\beta$ во времени, в целом, аналогично изменению параметров линии $H\alpha$, а наблюдающиеся различия связаны только с разным отношением сигнал/шум.

Для проверки двойственности объекта обычно используют абсорбционные спектральные линии, формирующиеся в атмосфере звезды. К сожалению, в полученном нами диапазоне спектра звезды не наблюдаются чистые абсорбционные линии фотосферы, чтобы по ним измерить лучевые скорости отдельных компонентов системы. Наиболее сильными абсорбционными линиями в спектре звезды в диапазоне $\lambda 4700$ – 6700 Å являют-

ся линии $He I \lambda 4922, 5876$ Å, D1, D2 Na I и полосы межзвездного поглощения DIB $5780, 5796$ Å [19].

3.2. Линии нейтрального гелия $He \lambda 4922$ и 5876 Å

Как показано в работах [27] и [28], линия $He I \lambda 5876$ Å в спектре IL Cep A имеет сложную многокомпонентную структуру и, возможно, содержит скрытый эмиссионный компонент. На рис. 4 показано изменение параметров RV и EW линий $He \lambda 4922$ и 5876 Å со временем. Линии $He I$ у молодых звезд могут частично формироваться в ударной волне в зоне дисковой аккреции. Поэтому, если даже в этой линии есть вклад в RV за счет орбитального движения главного компонента, то этот вклад выделить по сложной структуре линии невозможно.

3.3. Резонансный дублет нейтрального натрия $DNa I$

Линии D1, D2 Na I показывают незначительную переменность, они частично формируются в околозвездном диске, а их узкие компоненты – в межзвездной среде [18]. По узким компонентам линий D1 и D2 было получено среднее значение лучевых скоростей: -11.7 ± 1.9 км/с и -11.9 ± 1.6 км/с соответственно. Такие же значения RV были получены нами для полос межзвездного поглощения (Diffuse Interstellar Bands) DIB $\lambda 5780, 5796$ Å [18]. По данным [29] для IL Cep лучевая скорость по околозвездным линиям CO равна -10 км/с, что хорошо согласуется с нашими данными как по резонансным линиям нейтрального натрия, так и ионизованного кальция. Эта величина

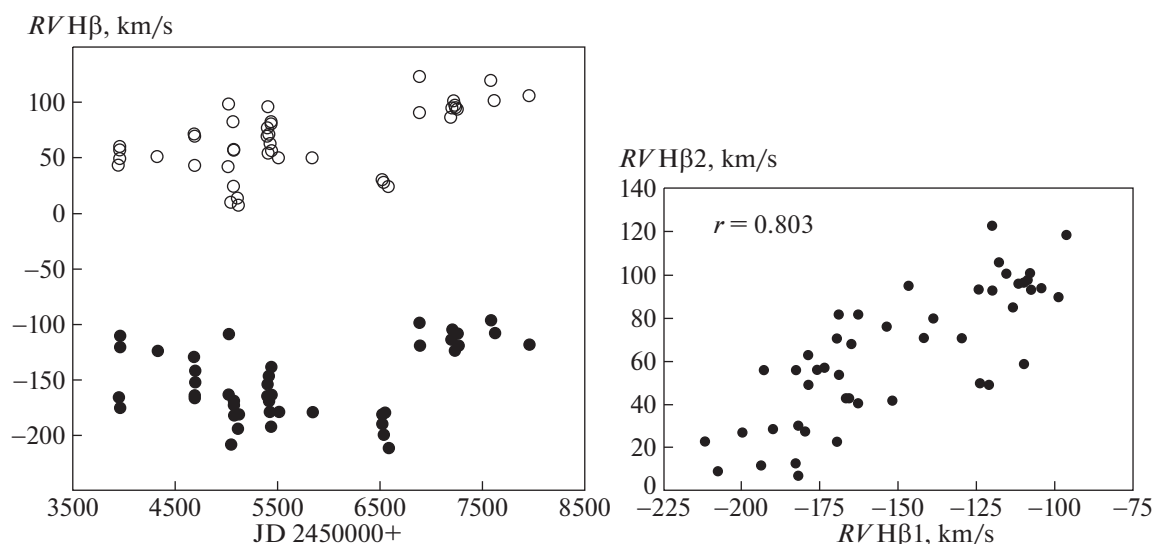


Рис. 3. Левая панель: изменение бисекторной лучевой скорости эмиссионных компонентов линии $H\beta$. Темные кружки – синий компонент, светлые кружки – красный компонент. Правая панель: зависимость лучевых скоростей синего ($RV_{H\beta 1}$) и красного ($RV_{H\beta 2}$) компонентов.

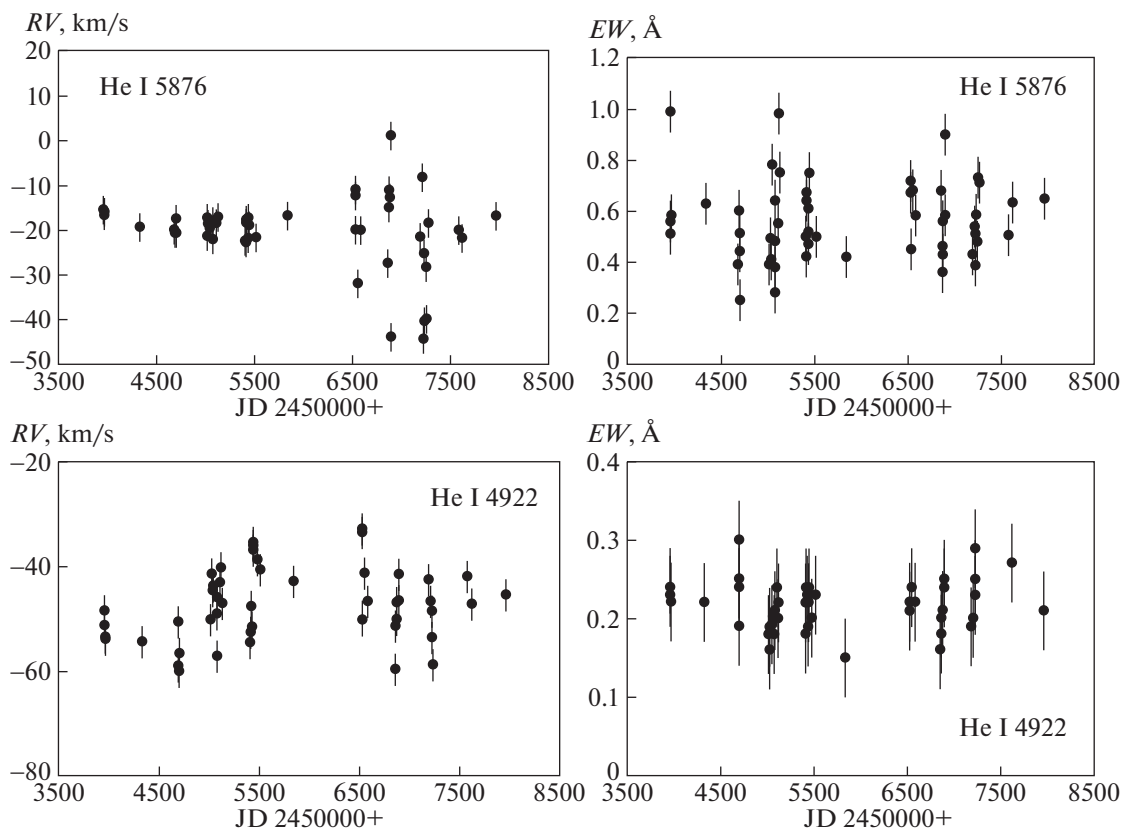


Рис. 4. Изменение со временем RV (слева) и EW (справа) линий He I $\lambda 4922$ и 5876 \AA . Вертикальные бары показывают уровень средней ошибки измерений параметров.

должна быть связана со скоростью межзвездных облаков в окрестности объекта.

4. ОПРЕДЕЛЕНИЕ ПАРАМЕТРОВ ОРБИТЫ II СЕР

Для выяснения вопроса, является ли II Сер двойной или кратной системой, нами были дополнительно измерены бисекторные лучевые скорости по эмиссионному профилю H α на уровнях $1.00I_c$, $1.25I_c$, $1.50I_c$, $1.75I_c$, $2.00I_c$, где I_c – интенсивность континуума. Мы исходили из предположения, что на уровнях интенсивности, близких к уровню непрерывного спектра, эмиссионные крылья формируются во внутренних слоях аккреционного диска, имеющего осевую симметрию относительно центра звезды. Поэтому величина V_{bis} должна соответствовать лучевой скорости самой звезды. Такое предположение было использовано, в частности, в статье Погодина и др. [30], посвященной определению орбитальных элементов спектрально-двойной звезды Ве Хербига HD200775.

Наши измерения лучевых скоростей на разных уровнях интенсивности показали, что наилучшее согласие по полученным кривым V_{bis} получено на уровне интенсивности от $1.00I_c$ до $1.50I_c$. При бо-

лее высоких уровнях интенсивности разброс точек значительно увеличивается. На рис. 5 приводится полученная кривая лучевых скоростей на трех разных уровнях интенсивности – $1.0I_c$, $1.5I_c$ и $1.75I_c$. Как видно на рисунке, разброс точек по отдельным сезонам наблюдений составляет от 10 до 15 км/с. Но среднегодовое значение V_{bis} плавно меняется от +5 до –80 км/с.

Метод наших расчетов основан на сравнении наблюдаемой фазовой кривой для предварительно определенного значения орбитального периода P с теоретической кривой для орбитального движения:

$$V_r = K[e \cos(\omega) + \cos(\theta + \omega)] + \gamma, \quad (1)$$

где K – полуамплитуда изменения V_r , e – эксцентриситет, ω – положение периастра, γ – лучевая скорость центра тяжести системы, а θ – истинная аномалия.

Истинная аномалия может быть разложена в ряд по степеням эксцентриситета по известной формуле:

$$\theta = M + 2e \sin(M) + 1.25e^2 \sin(2M) - 4/3e^3 \sin(M)[1 - 13/4 \cos^2(M)] + \dots, \quad (2)$$

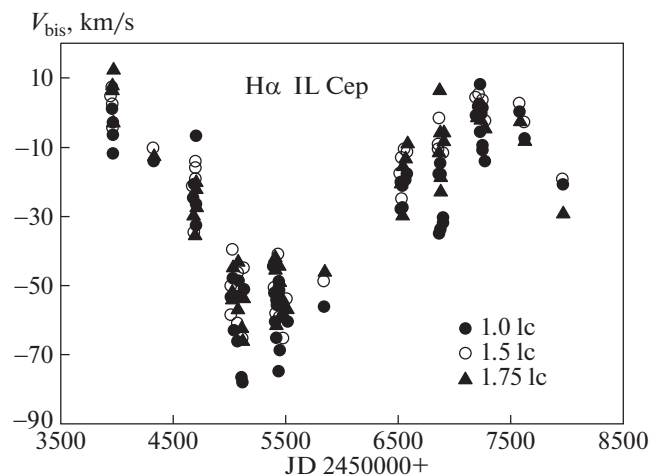


Рис. 5. Кривые лучевых скоростей по линии $H\alpha$ на разных уровнях интенсивности: темные кружки $1.0I_c$, светлые кружки $1.5I_c$ и треугольники $1.75I_c$.

где $M = 2\pi(\Phi + \Phi_0)$ – средняя аномалия, Φ – фаза орбитального движения ($\Phi \in [0,1]$), а Φ_0 – фазовый сдвиг между теоретической и наблюдаемой кривыми V_r , определяемый при расчетах. При небольших значениях эксцентриситета бывает достаточно двух-трех первых членов разложения. Успешное применение данного метода было продемонстрировано, в частности, в работах [31, 32]).

Аппроксимация наблюдаемой фазовой кривой с теоретической осуществляется путем минимизации суммы квадратов невязок для разных значений орбитальных элементов. При вычислениях каждого орбитального параметра использовался метод последовательных итераций, когда вначале фиксируются значения всех параметров, кроме одного, значение которого и определяется на данном этапе. После этого выбирается уже следующий параметр и уточняется его значение. На каждом этапе вычислений фиксированными значениями для остальных параметров становятся те, что были сосчитаны на предыдущих этапах. Процесс повторяется “по кругу” до наступления сходимости, то есть когда сумма квадратов невязок достигает минимума. Окончательный набор параметров орбиты, полученный при такой процедуре, и будет решением. При: а) малом эксцентриситете и б) удачном выборе начальных значений определяемых параметров сходимость наступает достаточно быстро (3–4 цикла итераций).

На следующем этапе производится минимизация суммы невязок уже для разных значений орбитального периода P , что позволяет его существенно уточнить.

В итоге, мы получили величину периода $P = 3550 \pm 28$ суток и полуамплитуду орбитальной скорости $K = 28.8 \pm 1.1$ км/с. На рис. 6 синусоидой

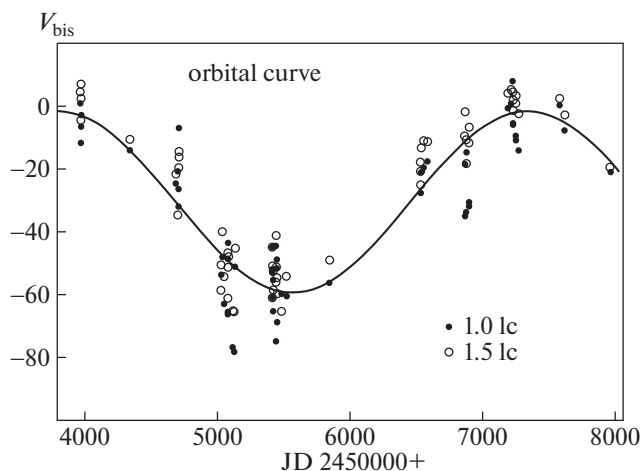


Рис. 6. Аппроксимация наблюдательных данных с помощью теоретической кривой лучевых скоростей для данных двух разных уровней интенсивности, точки – $1.0I_c$, кружки – $1.5I_c$.

приводится теоретическая орбитальная кривая лучевых скоростей для значений V_{bis} на уровне $1.0I_c$ и $1.5I_c$. Данные наблюдений наилучшим образом аппроксимируются представленной теоретической кривой лучевых скоростей. Для двух значений уровня интенсивности $1.0I_c$ и $1.5I_c$ мы получили элементы орбиты системы, которые приводятся в табл. 2.

Здесь P – период, K – полуамплитуда, γ – лучевая скорость центра тяжести системы, e – эксцентриситет, $a_2 \sin i$ – большая полуось орбиты и T_0 – момент перехода кривой через скорость гамма. Точность орбитальных элементов вычислялась как ошибка арифметического среднего из сравнения величин, полученных для уровней $1.0I_c$ и $1.5I_c$.

Для оценки масс компонентов можно воспользоваться стандартным уравнением для функции масс:

$$f(m) = \frac{K^3 P}{2\pi G}, \quad (3)$$

приняв $\sin i = 1$, $e = 0$. Здесь K – амплитуда, P – период, G – постоянная гравитации. Она получи-

Таблица 2. Элементы орбиты IL Cep A

Орбитальные элементы	$1.0I_c$	$1.5I_c$	Среднее
P_{orb} (days)	3570	3530	3550 ± 28
K (km/s)	28.0	29.6	28.8 ± 1.1
γ (km/s)	-33.3	-27.5	-30.3 ± 4.1
e	0	0	0
$a_2 \sin i$ (a.e.)			9.5
$T_0 = JD 2450000+$	2921	2885	2903 ± 25

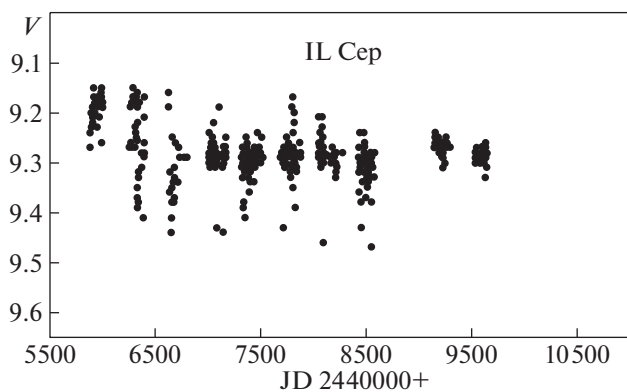


Рис. 7. Сводная V-кривая блеска звезды за 13 лет наблюдений.

лась равной $8.7 M_{\odot}$, что хорошо согласуется с результатом для функции масс, приведенным в [19]. Ошибка этой оценки не превосходит 8%, учитывая точность величин K и P из табл. 2. Известно, что:

$$\frac{M_2^3 \sin^3 i}{(M_1 + M_2)^2} = \frac{K_1^3 P}{2\pi G}, \quad \frac{M_1^3 \sin^3 i}{(M_1 + M_2)^2} = \frac{K_2^3 P}{2\pi G}. \quad (4)$$

Тогда, если считать, что изменения RV относятся к оболочке главного (массивного) компонента класса В, оценка массы второго компонента M_2 , вычисленная из следующего выражения, оказывается аномально высокой, больше 30 масс Солнца:

$$M_2/M_{\odot} = 8.7(M_1/M_2 + 1)^2, \quad (5)$$

так как $M_1/M_2 \geq 1$. Если изменения K относятся к оболочке менее массивного компонента, то из формулы

$$M_1/M_{\odot} = 8.7(M_2/M_1 + 1)^2 \quad (6)$$

следует, что масса главного компонента не может быть меньше $8.7 M_{\odot}$. Типичная масса звезды В2 – $10 M_{\odot}$ [33]. При этом масса второго компонента оказывается $0.7 M_{\odot}$. Если допустить, что масса главного компонента $15 M_{\odot}$, то M_2 получается уже $4.6 M_{\odot}$.

Как будет показано ниже, в работе [11] приведены данные, показывающие, что главный компонент может сам представлять из себя двойную систему, включающую две звезды класса В с более коротким орбитальным периодом и общей массой компонентов порядка 15 и более масс Солнца. Существование маломассивного компонента с подобной массой вполне реально, это должна быть звезда типа Т Таурі или Ae звезда Хербига.

Мы можем также оценить расстояние от этой звезды до центра масс системы:

$$a \sin i = \frac{KP}{2\pi}. \quad (7)$$

То есть даже при $\sin i = 1$ расстояние будет порядка 9.5 а.е.

Предположение же, что мы можем наблюдать две оболочки – по одной у каждого из компонентов – не подтверждается наблюдениями. В этом случае полуширина эмиссионного профиля линий H α и H β должна была бы изменяться циклически с периодом, равным $P_{\text{orb}}/2$, а этого не наблюдается. Высокоамплитудная переменность этой величины наблюдается в H α , но она носит совсем иной характер и, по-видимому, не связана с орбитальным движением (см. рис. 2).

5. ФОТОМЕТРИЯ IL Cep A

Наиболее продолжительные фотометрические *UBVR* наблюдения звезды IL Cep были выполнены в рамках программы РОТОР, которые приведены в архиве данных (<http://cdsweb.u-strasbg.fr/cgi-bin/qcat?J/A+A/461/183>) (см., например, Хербст и др. [34]). Для анализа фотометрических характеристик мы использовали около 700 измерений звезды в фильтрах *UBVR*. Все наблюдения были выполнены на 0.6 м и 0.48 м телескопах с одноканальным фотометром, работающим с фотоэлектронным умножителем в режиме счета фотонов. Поскольку звезда IL Cep A ($V = 9.3^m$) содержит визуальный компонент IL Cep B, при наблюдениях на телескопах с малой апертурой эти компоненты не могут быть измерены по отдельности. По данным [35] IL Cep B имеет визуальный блеск $V = 13.62^m$. Это свидетельствует о том, что вклад излучения менее яркого компонента на суммарный блеск системы в визуальной области является незначительным.

На рис. 7 приводится V-кривая блеска системы по всем наблюдениям. Как видно, во всех 11 сезонах наблюдений обнаруживается значительный разброс около среднего значения. Общий интервал переменности в полосе V составляет 9.0^m – 9.4^m . Кроме того, наблюдается многолетний тренд по среднегодовым значениям блеска.

Мы проверили существование 3550-дневного спектрального периода в изменении блеска. Для этого нами были усреднены все измерения по отдельным сезонам наблюдений и было вычислено их среднеквадратичное отклонение от среднего. Как показано в работе [34], типичные ошибки измерений для отдельных полос составляют около $\pm 0.01^m$. При этом среднеквадратичное отклонение от среднего в отдельные сезоны показывает интервал реальных изменений блеска в данном сезоне. Изменение блеска за год составляло от

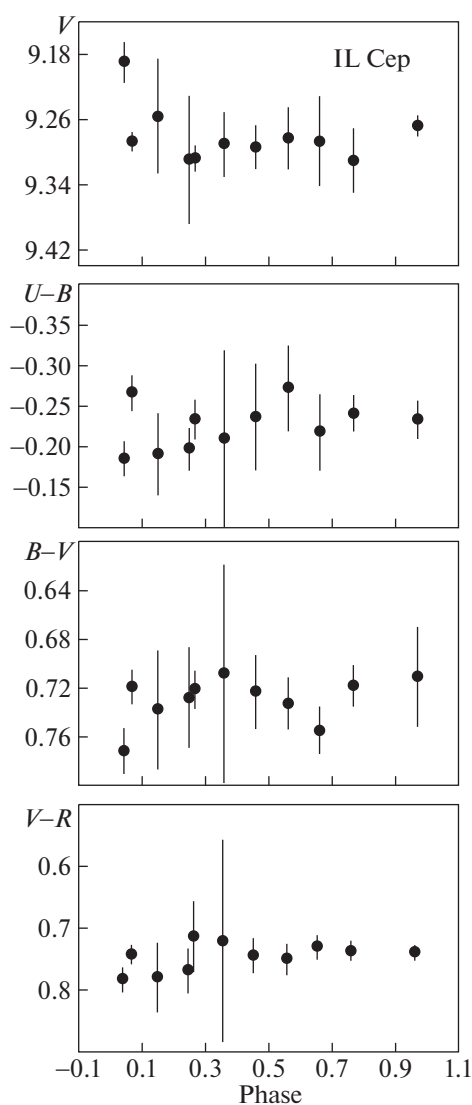


Рис. 8. Фазовая V -кривая блеска и цветов $U-B$, $B-V$ и $V-R$ звезды IL Cep. Вертикальные бары указывают величину стандартного отклонения от среднего в отдельные сезоны наблюдений.

0.15 до 0.4 по разным сезонам. Поскольку общий интервал времени (13 лет) наблюдений больше, чем значение периода спектральной орбиты, представляет интерес проверить существование такого же периода в изменении блеска звезды. На рис. 8 приводятся среднегодовая фазовая V -кривая блеска и показатели цвета $U-B$, $B-V$ и $V-R$. Фазы были вычислены по элементам $Vr(\gamma) = JD\ 2452903 + 3550E$, где $JD\ 2452903$ – дата пересечения кривой лучевых скоростей γ -скорости в дату, когда она растёт. Поскольку эксцентриситет близок к нулю, значение γ -скорости совпадает с линией полусуммы значений минимума и максимума на кривой лучевых скоростей, которую кривая лучевых скоростей пересекает дважды за период.

Если угол наклона плоскости орбиты к лучу зрения ($90^\circ - i$) достаточно мал (ориентация “edge-on”), то мы могли бы ожидать взаимное затмение компонентов при переходе кривой изменения орбитальной лучевой скорости через точку γ . Это проявилось бы на кривой блеска в виде фотометрического минимума. Как видно из рис. 8, ни на одной из диаграмм по блеску и цветам эффект затмения явно не выявляется. Это свидетельствует о том, что для данной системы величина $90^\circ - i$ достаточно велика и луч зрения достаточно близок к нормали плоскости орбиты. Заметим, что в работе Гринина и др. [23] по структуре профиля линий водорода $H\alpha$ и $H\beta$ наклон плоскости диска к оси вращения был оценен около $40^\circ - 50^\circ$.

5. ОБСУЖДЕНИЕ И ВЫВОДЫ

Спектральные наблюдения звезды типа Ве Хербига IL CepA за последние годы подтвердили наше предположение о том, что звезда является спектрально-двойной системой [19]. Мы впервые установили плавное изменение лучевых скоростей эмиссионных линий водорода $H\alpha$ и $H\beta$. При этом полуширина эмиссии $H\alpha$ не показывает периодических изменений. Это свидетельствует о том, что наблюдаемая эмиссия формируется в околозвездном диске, который принадлежит только одному из компонентов системы.

Еще в [18, 19] было показано, что линия $HeI\ \lambda 5876\text{\AA}$ имеет сезонные изменения лучевых скоростей и эквивалентных ширин, превосходящие ошибки измерений. Однако эти изменения не показывают определенной закономерности. Линии $D1, D2\ NaI$ и $D1B\ \lambda 5780, 5796\text{\AA}$ продемонстрировали относительно высокую степень стабильности. Небольшие вариации лучевых скоростей линий $D\ NaI$ свидетельствуют, что часть этих линий формируется в дисковом ветре. По-видимому, значения RV узких компонентов этих линий соответствует скорости межзвездных облаков, окружающих систему: $-11.8 \pm 2.0\text{ км/с}$. Это также хорошо согласуется с данными [10] по межзвездной линии $CaII$ и с данными [29].

Исходя из вышеприведенных результатов, следуя [30], мы построили зависимости RV для эмиссионной линии $H\alpha$ на разных уровнях интенсивности. Наиболее стабильные кривые получены на уровне интенсивности $1.0 I_c - 1.5 I_c$. Используя метод, описанный в работах [31, 32], мы определили орбитальные элементы системы. Анализ полученного значения функции массы системы показал, что в случае, если масса первичного компонента равна $10 - 15 M_\odot$, то второй компонент, по эмиссионным крыльям которого было обнаружено орбитальное движение, будет иметь массу $0.7 - 4.6 M_\odot$.

Было бы интересно сравнить полученный нами результат с результатами других работ, где также исследовалась возможная двойственность II Сер.

Одна из них – это работа Вилрайта и др. [7]. Авторам удалось разделить спектры двух близких компонентов II Сер А, находящихся на расстоянии $0.44''$. Они получили довольно близкие оценки спектрального класса обоих компонентов: V3 и V4 (см. Введение). При этом разность в величинах блеска оказалась достаточно большой – $\Delta V = 3.5$ звездной величины, хотя по светимости компоненты не должны были бы значительно отличаться. Это означает, что оба компонента по-разному удалены от наблюдателя. Учитывая, что расстояние до II Сер А оценивается в 720 пк, расстояние между компонентами системы должно быть более 300 а.е. только в картинной плоскости. Можно сделать вывод, что система из этих двух звезд слишком разнесена в пространстве, чтобы быть гравитационно связанной. По-видимому, они не составляют физически двойную систему.

В работе Алесиан и др. [11] для анализа спектральных особенностей большой группы Ae/Be звезд Хербига был применен высокоточный LSD метод, позволяющий получить усредненный профиль фотосферной линии на основе нескольких сот отдельных линий. Разумеется, точность этого метода значительно превосходит точность анализа по отдельным линиям. Авторам удалось по данным трех ночей наблюдений показать, что спектр II Сер А можно представить как составной из спектров двух звезд близкой светимости, демонстрирующих сдвиги по лучевым скоростям в разные даты наблюдений на временном масштабе в несколько месяцев. Такие сдвиги могли бы свидетельствовать о двойственности яркого компонента. Мы проанализировали, может ли эта двойственность быть связанной с найденным нами орбитальным решением.

В работе [11] была проведена аппроксимация профилей фотосферных линий, полученных в три даты наблюдений, модельными профилями двух звезд. Между первой и второй датой прошло около 6 мес. Между второй и третьей датой – около 11 мес. На рис. А47 в [11] видно, что первые две даты соответствуют приблизительно одной фазе предполагаемого орбитального движения двух звезд класса V3 и V4, причем более мелкий профиль имеет лучевую скорость порядка -120 км/с, а второй, более глубокий – около $+20$ км/с. При этом во вторую дату обе звезды продолжали удаляться друг от друга. В третью дату оба профиля почти совместились по лучевой скорости (около -30 км/с), но уже начали снова расходиться, проскочив точку “ γ ” (мелкий профиль сместился в более красную сторону). Эта величина (-30 км/с) хорошо согласуется с величиной γ , полученной в нашей работе, но период орбитального движения

оказывается совсем другим. При эксцентриситете, близком к нулю, время между максимальным разведением компонентов и их последующим совмещением на скорости γ (между второй и третьей датой) составляет менее 11 мес. То есть период орбитального движения двух В-звезд не должен превышать 4 лет. При таком периоде две первые даты, разделенные на 6 мес, также никак не могли бы соответствовать близким фазам орбитального движения В-звезд. Мы предполагаем, что орбитальный период этих звезд гораздо более короток, а три даты наблюдений попали на разные орбитальные фазы случайным образом. Орбитальные скорости обоих компонентов достаточно большие (не менее 50 и 70 км/с для, соответственно, более и менее массивного компонента). Отсюда отношение масс компонентов $7/5$ хорошо соответствует ожидаемым массам звезд класса V3 и V4. Однако такие скорости существенно превышают скорость нашего орбитального решения (29 км/с), и при этом они никак не проявились во временных изменениях наблюдаемых эмиссионных профилей II Сер. Мы сделали очередное предположение, что орбитальный период этой внутренней двойной системы может быть очень мал – порядка нескольких дней, а сама система окружена общей газовой оболочкой, которая дает эмиссионные профили линий, не изменяющиеся при орбитальном движении ни В-компонентов внутренней системы, ни удаленного маломассивного компонента, обнаруженного в нашей работе. Существование подобных “circumbinary” оболочек подтверждается, в частности, в работе Дунхила и др. [38], при этом индивидуальные околозвездные диски у каждого компонента не формируются. Маломассивная же звезда имеет свою собственную оболочку, ответственную за появление переменного компонента эмиссионных профилей, орбитальное движение которой и позволило определить элементы ее орбиты.

Анализ скоростей красной и голубой границ эмиссионного профиля H α , измеренных в нашей работе, показал, что ширина эмиссионных крыльев составляет 445 ± 20 км/с, что соответствует первой космической скорости для Солнца. Эта величина правдоподобна для эмиссионных линий звезды типа T Tauri или Ae звезд Хербига, где отношение M/R может быть примерно таким же, как у Солнца. В то же время профили эмиссионных линий, образующихся в общей оболочке массивной внутренней двойной системы, должны быть гораздо уже, так как радиус внешней оболочки может достигать 1 а.е. [38]. Тогда при массе системы около 10–15 масс Солнца, мы получим скорость вращения дискообразной оболочки примерно 0.2–0.3 от первой космической скорости для Солнца. Поэтому примененный нами метод определения элементов орбиты по самым

удаленным крыльям эмиссионного профиля Но вполне оправдан.

Следует отметить, что звезда типа Т Тау γ достаточно удалена от внутренней системы В-звезд, что не приводит к появлению неустойчивостей в общей кратной системе, а ее малая масса слабо влияет на орбитальную скорость центра масс внутренней системы, масса которой вполне может соответствовать массе в 15–17 масс Солнца, не нарушая таким образом общий результат наших расчетов. Существование внутренней двойной системы с собственными относительно неизменяющимися эмиссионными профилями позволяет также объяснить факт аномально высокой эквивалентной ширины наблюдаемых эмиссионных профилей линий, если бы оболочка присутствовала только у маломассивного компонента. Сложная картина переменности, наблюдаемая в центральных частях профилей эмиссионных бальмеровских линий (см. [19]), может свидетельствовать об активных процессах в общей кратной системе II Сер, но для их детального исследования не хватает имеющихся данных наблюдений.

Однако трех точек недостаточно для восстановления орбитальной кривой внутренней системы, состоящей из двух В-звезд. Для анализа признаков дополнительной двойственности самого массивного компонента требуется длительный ряд наблюдений с использованием таких точных методов, как LSD.

В результате, нам удалось на основе длительных наблюдений обнаружить маломассивный компонент, ответственный за циклическую переменность линий околозвездной оболочки.

Анализ многолетних фотометрических изменений блеска и колор-индексов показал, что блеск в V-полосе, а также показатели цвета U–V, B–V значительно меняются в отдельные сезоны наблюдений, но при этом их переменность не показывает заметной связи с фазой орбитального движения системы. Это подтверждает, что объект не является затменной переменной, и орбита системы наклонена к лучу зрения под достаточно большим углом. Среднее значение показателя цвета B–V около 0.75 (см. также [16, 21]) и величина $R = 3.1$ (характерная для комплекса Cen OB3 [36]) позволяют оценить коэффициент ослабления $A_v = 2.91$ (принимая $(B-V)_0 = -0.22$ [37]) и избыток цвета $E(B-V) = 0.94$. Тогда абсолютная и болометрическая светимости будут $M_v = -2.9$, $M_{bol} = -5.25$ и светимость $\log(L/L_\odot) = 4.1$. Это типично для звезд класса В [37] на стадии до ГП с массой около 10–15 M_\odot . Как уже отмечалось выше, для вторичного компонента была оценена масса порядка 0.7–4.6 M_\odot , и он, по-видимому, является звездой типа Т Тельца или Ae звездой Хербига.

ФИНАНСИРОВАНИЕ

Работа выполнена при поддержке Фонда развития науки при Президенте Азербайджанской Республики (грант Grant No EIF-BGM-4-RFTF-1/2017-21/07/1). Один из авторов (М.А. Погодин) благодарит также РФФИ (грант № 18-52-06004_Аз) за финансовую поддержку.

СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

1. G. H. Herbig, *Astrophys. J. Suppl. Ser.* **4**, 337 (1960).
2. P. S. The, D. de Winter, and M. R. Perez, *Astron. and Astrophys. Suppl. Ser.* **104**, 315 (1994).
3. S. L. A. Vieira, W. J. B. Corradi, S. H. P. Alencar, et al., *Astron. J.* **126**, 2971 (2003).
4. C. A. Grady, B. F. Woodgate, C. W. Bowers, et al., *Astrophys. J.* **630**, 958 (2005).
5. M. Fukagawa, M. Hayashi, M. Tamura, et al., *Astrophys. J.* **605**, L53 (2004).
6. N. Pirzkal, E. J. Spillar, and H. M. Dyck, *Astrophys. J.* **481**, 392 (1997).
7. H. E. Wheelwright, R. D. Oudmaijer, and S. P. Goodwin, *Monthly Not. Roy. Astron. Soc.* **401**, 1199 (2010).
8. G. E. Assousa, W. Herbst, and K. C. Turner, *Astrophys. J.* **218**, L13 (1977).
9. D. Peter, M. Feldt, Th. Henning, and F. Hormuth, *Astron. and Astrophys.* **538**, A74 (2012).
10. C. D. Garmany, *Astron. J.* **78**, 185 (1973).
11. E. Alesian, G. A. Wade, C. Catala, et al., *Monthly Not. Roy. Astron. Soc.* **429**, 1001 (2013).
12. D. L. Crawford and J. V. Barnes, *Astron. J.* **75**, 952 (1970).
13. G. Hill, *Astrophys. J. Suppl. Ser.* **14**, 263 (1967).
14. N. N. Samus, O. V. Durlevich, E. V. Kazarovets, et al., *GCVS database (Version 2012)*.
15. G. Hill and R. W. Hilditch, *Publ. Dom. Astrophys. Observ.* **15**, 1 (1976).
16. S. Yu. Mel'nikov, V. S. Shevchenko, K. N. Grankin, et al., *Astronomy Reports* **40**, 350 (1996).
17. U. Finkenzeller, *Astron. and Astrophys.* **151**, 340 (1985).
18. N. Z. Ismailov, G. R. Bahaddinova, O. V. Kalilov, and Kh. M. Mikailov, *Astrophys. Bull.* **68**, 196 (2013).
19. N. Z. Ismailov, O. V. Khalilov, and G. R. Bakhaddinova, *Astronomy Reports* **60**, 265 (2016).
20. P. Patel, T. A. A. Sigut, and J. D. Landstreet, *Astrophys. J.* **836**, 214 (2017).
21. U. Finkenzeller and R. Mundt, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, **55**, 109 (1984).
22. B. Acke, M. E. van den Ancker, and C. P. Dullemond, *Astron. and Astrophys.* **436**, 209 (2005).
23. V. Grinin, L. Tambovtseva, I. Potravnov, and D. Mkrtichian, *ASP Conf. Ser.* **508**, 185 (2017).
24. Kh. M. Mikailov, V. M. Khalilov, and I. A. Alekberov, *Tsirk. ShAO*, 109, 21 (2005).
25. Г. А. Галазутдинов, *Препринт САО РАН*, 92 (1992).
26. Kh. M. Mikayilov, F. A. Musayev, I. A. Alakbarov, et al., *Astron. J. of Azerbaijan* **12**, 1, (2017).

27. *T. Bohm and C. Catala*, *Astron. and Astrophys.* **301**, 155 (1995).
28. *N. Z. Ismailov, O. V. Khalilov, and G. R. Bahaddinova*, *Odessa Astronomical Publications* **28**, 231 (2015).
29. *T. Liu, H. Zhang, Y. Wu, S.-L. Qin, and M. Miller*, *Astrophys. J.* **734**, 22 (2011).
30. *M. A. Pogodin, A. S. Miroshnichenko, A. E. Tarasov, et al.*, *Astron. and Astrophys.* **417**, 715 (2004).
31. *M. A. Pogodin, N. A. Drake, E. G. Jilinski, and C. B. Pereira*, *Proc. Symp. IAU* **302**, 315 (2014).
32. *М. А. Погодин, Н. А. Драке, Е. Г. Жилинский и др.*, *Астрофизика*, **62**, 209 (2019).
33. *V. Straizys and G. Kuriliene*, *Astrophys. and Space Sci.* **80**, 353 (1981).
34. *W. Herbst, D. K. Herbst, E. J. Grossman, et al.* *Astron. J.* **108**, 1906 (1994).
35. *E. Hog, C. Fabricius, V. V. Makarov, et al.*, *Astron. Astrophys.* **355**, 27 (2000).
36. *R. F. Garrison*, *Astron. J.* **75**, 1001 (1970).
37. *S. J. Kenyon and L. Hartmann*, *Astrophys. J. Suppl. Ser.* **101**, 117 (1995).
38. *A. C. Dunhill, J. Cuadra, and C. Dougados*, *Monthly Not. Roy. Astron. Soc.* **448**, 3545 (2015)