

УДК [524.338.2-56+524.338.2-337]/[524.3-735+524.3-75]

ОПТИЧЕСКАЯ И РЕНТГЕНОВСКАЯ ПЕРЕМЕННОСТЬ Be-ЗВЕЗД: ω Ori

© 2025 А. Ф. Холтыгин^{1*}, А. В. Додин², И. А. Якунин^{1,3}¹Санкт-Петербургский государственный университет, Санкт-Петербург, 199034 Россия²Государственный астрономический институт им. П. К. Штернберга Московского государственного университета имени М. В. Ломоносова, Москва, 119234 Россия³Специальная астрофизическая обсерватория РАН, Нижний Архыз, 369167 Россия

Поступила в редакцию 9 августа 2024 года; после доработки 3 ноября 2024 года; принята к публикации 6 декабря 2024 года

Настоящая работа посвящена исследованию переменности Be-звезды ω Ori. Анализируются оптические спектры звезды, полученные на 2.5-м телескопе SAI25 Кавказской горной обсерватории (КГО) ГАИШ МГУ. Обнаружена быстрая переменность профилей линий H и He с периодами от 37 до 150 минут. По фотометрическим кривым блеска ω Ori, полученным на спутнике TESS, обнаружены регулярные вариации блеска с периодами 0.94 и 1.86 суток. Обсуждаются рентгеновские наблюдения ω Ori и поиски ее магнитного поля.

Ключевые слова: звезды — Be-звезды: отдельные: *omega Ori*

1. ВВЕДЕНИЕ

Важным подклассом звезд спектрального класса В главной последовательности (ГП) являются звезды Be с эмиссионными линиями в спектре и скоростями вращения, близкими к критической (классические Be-звезды). Звезды этой группы обладают декреционным околозвездным диском, о присутствии которого свидетельствует наличие в их спектрах эмиссионных бальмеровских линий водорода и эмиссионных линий других элементов, в частности линий Fe II.

Форма эмиссионных линий в спектрах Be-звезд определяется структурой диска, физическими условиями в нем и углом, под которым диск виден наблюдателю. В случае малого наклона диска к лучу зрения эмиссионные линии в спектре Be-звезд становятся двухкомпонентными. Оптические и рентгеновские спектры, а также светимость Be-звезд переменны на коротких временных шкалах (часы–сутки), а их диски нестабильны, о чем свидетельствуют быстрые вариации профилей эмиссионных линий вплоть до почти полного их исчезновения. Большинство Be-звезд являются рентгеновскими источниками с типичной рентгеновской светимостью $L_X \sim 10^{29}$ эрг с⁻¹ (Güdel and Nazé, 2009).

У 10–12% В-звезд обнаружены сильные магнитные поля величиной до десятков килауэсс

(Schöller et al., 2017). Многие модели образования дисков Be-звезд требуют наличия у них магнитных полей (см., например, Brown et al., 2008). Однако, несмотря на большое число поляризационных наблюдений Be-звезд, ни у одной из них магнитное поле не было обнаружено, за исключением, возможно, звезды λ Eri (Hubrig et al., 2017). Этот факт может быть интерпретирован как то, что Be-звезды являются немагнитными (Grunhut et al., 2012; Wade et al., 2016). В подтверждение данного предположения можно отметить, что, согласно ud-Doula et al. (2018), присутствие у быстро вращающейся В-звезды даже слабого магнитного поля в 10–100 Гс приводит к быстрому разрушению диска.

Все указанные особенности Be-звезд присутствуют и у звезд типа γ Cas, выделенной группы Be-звезд с рентгеновской светимостью на 1–2 порядка выше, чем у обычных Be-звезд, и аномально высокой ($kT \sim 5–30$ кэВ) температурой плазмы, излучающей в рентгеновской области спектра. Анализ оптических и рентгеновских спектров звезд типа γ Cas представлен, например, в статьях Kholtygin et al. (2022b; c; 2023a; b).

Для понимания того, почему рентгеновские характеристики звезд типа γ Cas значительно отличаются от таких же характеристик обычных Be-звезд, важны сравнительные спектральные и фотометрические исследования обычных Be-звезд и Be-звезд типа γ Cas в оптической и рентгеновской областях спектра.

*E-mail: afkholtygin@gmail.com

Таблица 1. Параметры звезды ω Ori

Параметр	Величина	Ссылка*
Spectral type	B3 Ve	SIMBAD
m_V	4.59	SIMBAD
T_{eff} , K	$19\,000 \pm 500$	LL06
R_* , $R_\odot$	5.9	N2013
$\log g$	3.59 ± 0.10	LL06
$\log(L_*/L_\odot)$	3.68 ± 0.10	LL06
$M/M_\odot$	7.0 ± 0.5	LL06
d , pc	506	SIMBAD
$v \sin i$, km s^{-1}	170 ± 15	SG23
i , deg	59 ± 10	SG23
P_{rot} , days	1.51 ± 0.21	эта работа
Age, Myr	7.64 ± 0.09	LL06

* LL06 — Levenhagen and Leister (2006); N2013 — Neiner et al. (2013); SG23 — Sigut and Ghafourian (2023).

В настоящей статье мы исследуем переменность в оптическом диапазоне яркой одиночной B3 Ve-звезды ω Ori (HD 37490, HR 1934, MWC 117, BD+04 1002), не принадлежащей к группе звезд типа γ Cas. Параметры ω Ori даны в таблице 1.

Анализ вариаций профилей линий в спектре ω Ori, полученных в ходе наблюдений звезды по программе MUSICOS, представлен Neiner et al. (2002; 2003). В настоящее время доступны фотометрические наблюдения OBA-звезд на спутнике TESS (Jenkins et al., 2016). Звезда ω Ori наблюдалась на TESS в 2018–2019 гг. в течение 22 суток: с 15 декабря 2018 г. по 6 января 2019 г. Анализ кривых блеска ω Ori по данным TESS выполнен Labadie-Bartz et al. (2022).

Статья представляет результаты нашего исследования и организована следующим образом. Наблюдения и обработка данных описаны в разделе 2. В разделе 3 анализируется спектральная, а в разделе 4 — фотометрическая переменность звезды по данным TESS. Рентгеновские наблюдения ω Ori и поиски ее магнитного поля обсуждаются в разделе 5. Выводы к статье изложены в разделе 6.

2. НАБЛЮДЕНИЯ И ОБРАБОТКА СПЕКТРОВ

Анализируемые в настоящей статье наблюдения ω Ori выполнялись на 2.5-м телескопе SAI25 Кавказской горной обсерватории (КГО) ГАИШ МГУ в рамках программы «Быстрая переменность профилей линий в спектрах Be-звезд и природа их

Таблица 2. Журнал наблюдений ω Ori. В столбцах: (1) — даты наблюдений; (2) — продолжительность использованных экспозиций; (3) — количество полученных спектров в синем/красном каналах; (4) — полное время наблюдений в минутах для синего/красного каналов соответственно

Дата	T_{exp} , с	N_{sp} G/R	T_{tot} , мин G/R
(1)	(2)	(3)	(4)
2024.01.14	8–16	143/105	26.7/26.3
2024.01.23	14–16	464/465	180.2/180.4
2024.02.02	15–26	138/159	44.6/53.5

рентгеновского излучения» (ответственный заявитель — А. Ф. Холтыгин, СПбГУ) при использовании двухлучевого спектрографа низкого и среднего разрешения TDS (Potanin et al., 2020)¹.

Наблюдения проводились в спектральных каналах G (4310–5440 Å) и R (5640–7400 Å) со щелью 1" в условиях большого атмосферного размытия изображений звезд $FWHM > 2''$, что является положительным фактором, который обеспечивает равномерность засветки ширины щели и стабильность инструментального профиля. Спектральное разрешение составляло 3000 в G и 2500 в R . Время экспозиции определялось пределом насыщения детектора и менялось при изменении условий наблюдений от 4 до 20 секунд. Журнал наблюдений представлен в таблице 2.

Кадры плоского поля и спектр линейчатой лампы для контроля ухода калибровок получались каждые 15–30 минут мониторинга. За время мониторинга полное смещение калибровок составило 5 km s^{-1} , что может проявляться в плавном изменении разностных профилей, которые мы анализируем в дальнейшем, на уровне, не превышающем 1%.

Первичная обработка и экстракция спектров проводились по методике, описанной Potanin et al. (2020). Все полученные нами на 2.5-м телескопе спектры были нормированы на континуум. Процедура нормировки описана в статье Kholtygin et al. (2006). Усредненный по всем полученным спектрам ω Ori и нормированный на континуум средний спектр звезды представлен на рис. 1 отдельно для синего и красного каналов.

3. ОПТИЧЕСКАЯ ПЕРЕМЕННОСТЬ ω ORI

Анализ рис. 1 показывает, что линия $H\alpha$ — чисто эмиссионная, тогда как бальмеровская линия $H\beta$ — абсорбционная с вкладом относительно

¹<https://obs.sai.msu.ru/cmo/sai25/tds/>

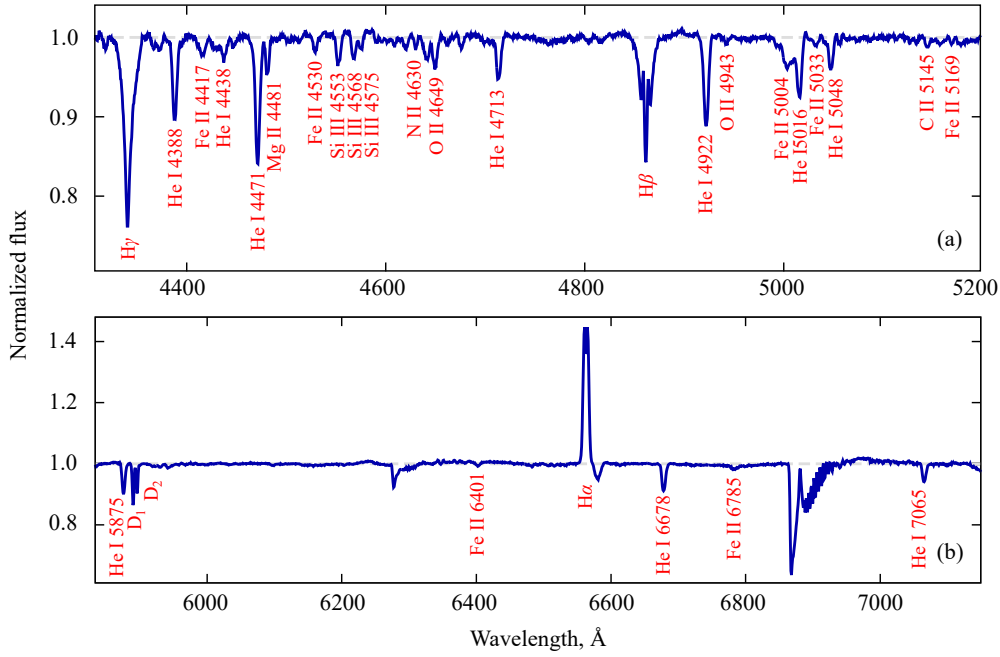


Рис. 1. Средний нормированный спектр ω Ori в синем канале (a) и в красном канале (b).

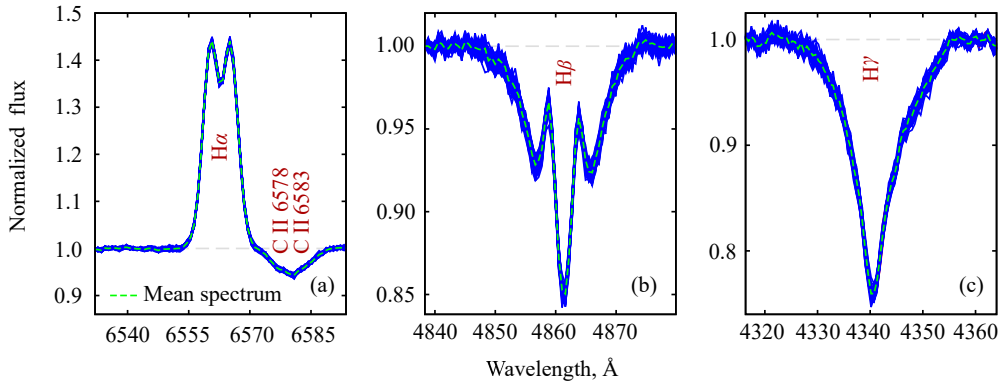


Рис. 2. Профили линий $H\alpha$ (a), $H\beta$ (b) и $H\gamma$ (c) в спектре ω Ori, полученные на 2.5-м телескопе SAI 25 14 января 2024 г. Штриховые линии — средние профили соответствующих линий.

слабой эмиссии. Вклад эмиссионного компонента в профиль линии $H\gamma$ пренебрежимо мал. Все остальные линии в спектре ω Ori чисто абсорбционные.

При анализе вариаций профилей линий в спектре звезды целесообразно рассмотреть линии достаточной глубины и без сильного блендирования. Исходя из этих принципов, были выбраны балмеровские линии водорода $H\gamma$, $H\beta$, $H\alpha$, линии $He\ I\ \lambda 4922$, $He\ I\ \lambda 5876$, $He\ I\ \lambda 7065$ и $Si\ III\ \lambda 4553$.

Переменность профилей линий $H\alpha$, $H\beta$ и $H\gamma$, полученных 14 января 2024 г., проиллюстрирована на рис. 2. Для каждой линии представлены все нормированные профили линий на указанную дату и показаны средние профили. Картина переменности профилей в другие даты наблюдений подобна полученной 14 января 2024 г.

Профиль $H\alpha$ имеет типичную для профилей этой линии форму в спектрах Be-звезд (см., например, Rivinius et al., 2013). Полная ширина профиля данной линии соответствует скорости расширения вещества звездного ветра — около 500 км с^{-1} . В то же время в красном крыле линии $H\alpha$ присутствует слабый абсорбционный компонент, который может быть интерпретирован как наложение абсорбционных профилей линий $C\ II\ \lambda 6578.048$ и $\lambda 6582.876$. Эти линии отмечены на рис. 2a.

Однако возможна и другая интерпретация абсорбции в красном крыле линии $H\alpha$ (по крайней мере, частично) — как профиля типа «обратный P Cyg-профиль», широко представленного в спектрах Ae/Be-звезд Хербига (Reiter et al., 2018), форма которого связана с аккрецией вещества

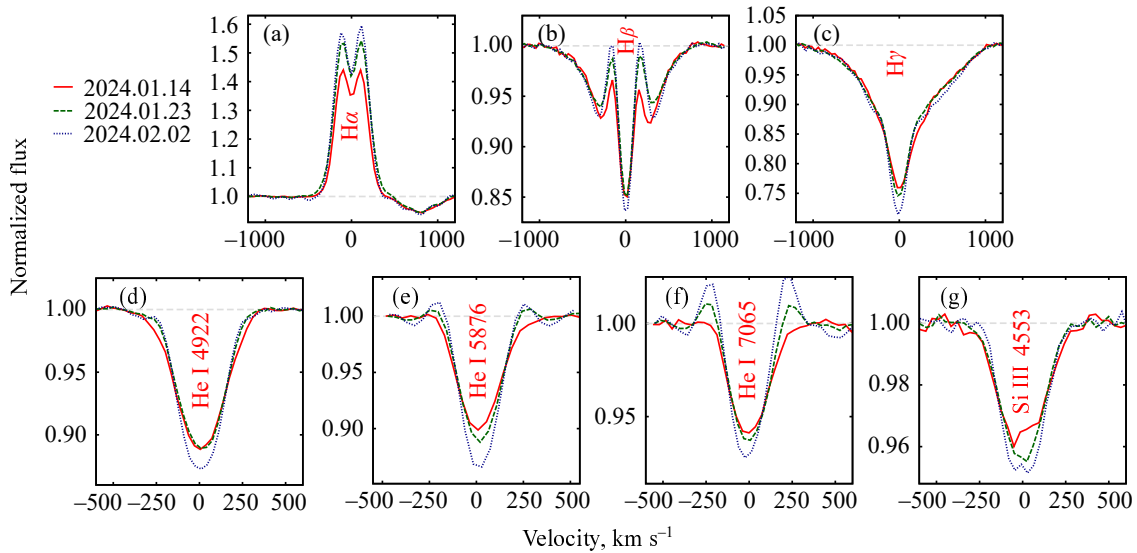


Рис. 3. Средние профили линий $H\alpha$ (a), $H\beta$ (b) и $H\gamma$ (c) и $He I \lambda 4922$ (d), $He I \lambda 5876$ (e), $He I \lambda 7065$ (f) и $Si III \lambda 4553$ (g) в спектре ω Ori, полученные 14 января, 23 января и 2 февраля 2024 г. (сплошная, штриховая и пунктирная линии соответственно).

протозвездного диска на звезду. Декреционные диски Ве-звезд существенно отличны от аккреционных дисков звезд Хербига. Диски Ве-звезд формируются из вещества экваториального звездного ветра. Эти диски нестабильны и иногда могут быстро разрушаться, согласно *ud-Doula et al. (2018)*. Разрушение дисков Ве-звезд может сопровождаться выпадением части вещества диска на звезду, что и приводит к появлению слабого поглощения в красном крыле линии $H\alpha$.

Профиль линии $H\beta$ (рис. 2b) характеризуется относительно слабым вкладом эмиссионного компонента. Однако и в этом случае профиль линии асимметричен и характеризуется большим поглощением в правом крыле линии, что не противоречит предположению об аккреции вещества разрушающегося декреционного диска на звезду. В профиле линии $H\gamma$ (рис. 2c) вклад эмиссионного компонента не обнаруживается.

На рис. 3a,b,c сравниваются средние за все наблюдения в разные даты профили линий $H\alpha$, $H\beta$ и $H\gamma$. Видно, что амплитуда эмиссионного компонента $H\alpha$ с первой до последней даты наблюдений возрастает на 10–12%, тогда как амплитуда абсорбционного компонента в красном крыле линии практически не меняется. Подобное увеличение вклада эмиссионного компонента заметно и в средних профилях линии $H\beta$ за разные даты. В то же время поведение средних профилей линии $H\gamma$ имеет другой характер, а именно: за 19 суток, с 14 января по 2 февраля 2024 г., глубина профиля увеличивается от 0.24 до 0.28 в единицах соседнего континуума. Глубина профилей линий $He I$ и $Si III$

2 февраля 2024 г. (см. рис. 3 панели (d)–(g)) также возрастает.

Природа таких изменений не вполне ясна, возможно, они связаны с увеличением поглощения излучения звезды околозвездным диском. Такое же увеличение глубины абсорбции, вероятно, присутствует и в профилях линий $H\alpha$ и $H\beta$, но оно может маскироваться увеличением вклада эмиссионного компонента. Ширина средних профилей линий $He I \lambda 4922$, $He I \lambda 5876$, $He I \lambda 7065$ и $Si III \lambda 4553$, показанных на панелях (d)–(g) рис. 3, соответствует значению $V \sin i$, вклад эмиссионного компонента в профили данных линий мал.

Для наглядного представления вариаций профилей линий используем их разностные профили $d_i(\lambda)$:

$$d_i(\lambda) = F_i(\lambda) - \bar{F}(\lambda), \quad (1)$$

где $F_i(\lambda)$ — нормированный на континуум поток в спектре с номером i , $\bar{F}(\lambda)$ — средний по всем наблюдениям поток на длине волны λ .

При анализе разностных профилей будем использовать вместо длины волны λ доплеровские смещения (лучевые скорости) $V = c(\lambda/\lambda_0 - 1)$ от лабораторной длины волны λ_0 линии в км с⁻¹, где c — скорость света.

Амплитуда вариаций профилей линии в спектре ω Ori достигает 2–6% в единицах потока в соседнем с линией континууме. На рис. 4 представлены динамические спектры вариаций профилей линий $H\alpha$ в разные даты наблюдений. Инспекция рисунка показывает, что характер переменности профилей подобен для разных дат наблюдений. Такое же

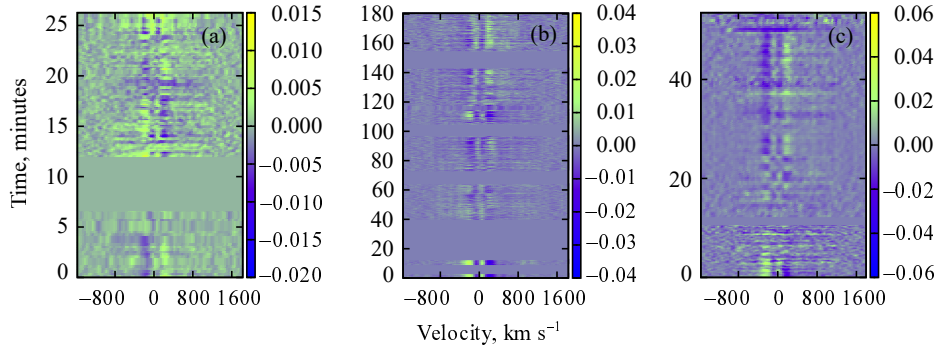


Рис. 4. Динамические спектры вариаций профилей линии $H\alpha$ 14 января 2024 г. (а), 23 января 2024 г. (b) и 2 февраля 2024 г. (с).

Таблица 3. Частоты и периоды регулярных компонент вариаций профилей линий в спектре ω Ori по данным, полученным 23 января 2024 г. на 2.5-м телескопе КГО

№	ν , мин ⁻¹	P , мин	α	H	He I
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)
1	0.00666	150.16 ± 125.18	10^{-6}	—	+
2	0.00721	138.61 ± 106.55	10^{-6}	+	+
3	0.00777	128.71 ± 91.94	10^{-6}	—	+
4	0.01304	76.68 ± 32.58	10^{-5}	+	—
5	0.02719	36.77 ± 7.49	10^{-4}	+	—

закключение можно сделать и для других анализируемых линий: H, He и Si III.

3.1. Регулярная переменность профилей линий в спектре ω Ori

Для поиска регулярных компонент в вариациях профилей линий в спектре ω Ori нами был выполнен Фурье-анализ разностных профилей линий $d(V)$. Для каждого значения длины волны λ_k на профиле линии, соответствующего доплеровскому смещению $V = V_k$, совокупность значений $d(V_k, t_i)$, $i = 1, \dots, N$, где N — число анализируемых профилей, представляет собой анализируемый временной ряд.

Поиск периодических компонент каждого из рядов для значений V_k в пределах профиля линии был выполнен с использованием метода CLEAN (Roberts et al., 1987). В Фурье-спектрах (периодограммах Шустера) разностных профилей линий выбираются регулярные компоненты с частотами, соответствующими максимумам амплитуды Фурье-спектра, которые превышают значение, соответствующее выбранному уровню значимости α .

Длительность временных рядов вариаций профилей в разные даты наблюдений существенно

различна (см. таблицу 2). Самая большая продолжительность наблюдений была 23 января 2024 г., поэтому прежде всего мы проанализировали наблюдения, проведенные в эту дату. Из полученных частот регулярных компонент были исключены те, которые являются гармониками или линейными комбинациями других частот. Также были исключены частоты с уровнем значимости $\alpha > 10^{-4}$.

В таблице 3 представлены частоты (колонка 2) и периоды (колонка 3) возможных гармонических компонент вариаций профилей линий H и He I, полученные нами из анализа спектров ω Ori. Уровни значимости найденных компонент приведены в четвертой колонке таблицы. В колонке (5) знак «+» указывает, что соответствующая компонента присутствует в Фурье-спектре балмеровских линии водорода, а знак «—» показывает, что данная компонента не обнаружена. Символы в последней колонке имеют те же значения, но для линий He I.

В вариациях профилей молекулярных полос $\lambda 6870$ присутствуют регулярные компоненты с периодами 163.81 ± 148.82 мин, 120.13 ± 80.03 мин, 112.62 ± 70.34 мин и 85.81 ± 40.80 мин. Возможно, они связаны с эффектом изменений освещения щели спектрографа светом звезды из-за переменности атмосферного размытия изображений, ошибок ведения и других инструментальных эффектов. Эти же компоненты присутствуют в Фурье-спектре анализируемых нами линий H и He в спектре звезды. Так как эти компоненты имеют явно незвездную природу, они были исключены из списка регулярных компонент в таблице 3.

Для оценки ошибок найденных периодов было использовано стандартное соотношение $\Delta\nu \leq 1/T$ (согласно, например, Vityazev, 2001), где $T \sim 180.0$ минут — полная длительность временного ряда наблюдений ω Ori на 2.5-м телескопе КГО ГАИШ МГУ.

Полученные нами частоты и периоды не были ранее обнаружены при анализе спектральных и

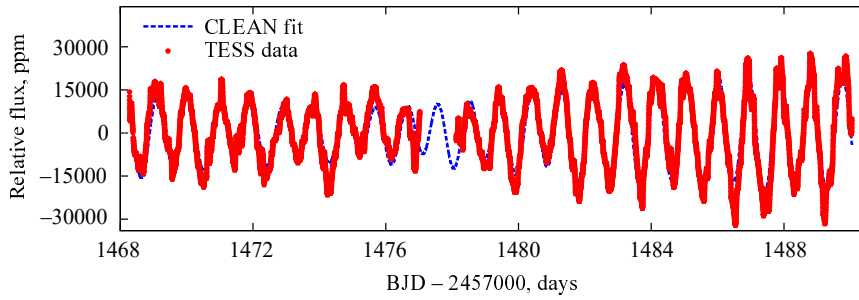


Рис. 5. Кривые блеска TESS ω Ori в 2018–2019 гг. Пунктирной линией показана аппроксимация кривой блеска, полученная методом CLEAN.

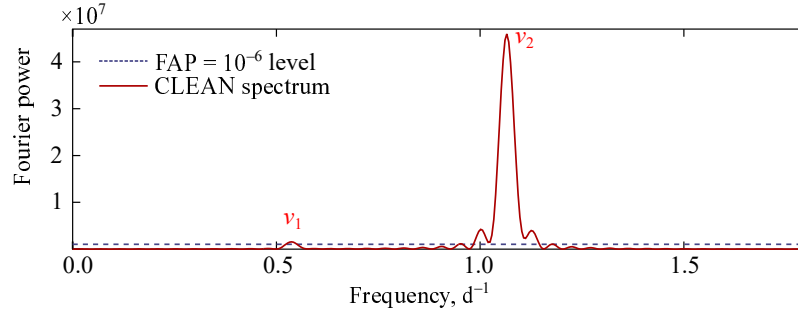


Рис. 6. Фурье-спектр (периодограмма CLEAN) вариаций TESS-блеска ω Ori для наблюдений в 2018–2019 г. (сплошная кривая).

фотометрических вариаций ω Ori. Найденные периоды близки к типичным периодам быстрых вариаций профилей линий в спектрах OBA-звезд (см., например, Dushin et al., 2013; Kholtygin et al., 2018).

Проведенный нами анализ переменности профилей линий в спектре ω Ori не выявил существенных отличий характера ее спектральной переменности от переменности звезд типа γ Cas (см., например, Kholtygin et al., 2024). В то же время амплитуда переменности профилей эмиссионных линий в спектре ω Ori существенно меньше амплитуды такой переменности в спектре звезд типа γ Cas.

Так, максимальное отклонение профилей линии H α в спектре ω Ori не превышает 6% (см. рис. 4), тогда как подобное отклонение в спектре звезды π Aqr типа γ Cas достигает 30% (Kholtygin et al., 2022a, рис. 2).

4. TESS фотометрия ω Ori

Данные фотометрии ω Ori на TESS доступны на сайте TESS Data For Asteroseismology Lightcurves (TASOC)². Извлеченные с сайта TASOC кривые блеска ω Ori представлены на рис. 5. Нами был выполнен анализ фотометрических кривых блеска ω Ori, полученных TESS, методом CLEAN.

²<https://archive.stsci.edu/hlsp/tasoc>

Таблица 4. Частоты и периоды периодических компонент вариаций блеска ω Ori по данным TESS

№	ν , d ⁻¹	P , days	α
1	0.5374 ± 0.0459	1.861 ± 0.159	10^{-6}
2	1.0656 ± 0.0459	0.938 ± 0.040	10^{-6}

На рис. 6 показана соответствующая Фурье-периодограмма. Отрицательные значения потоков определяются используемым методом коррекции систематических ошибок в наблюдаемых TESS-потоках (Lund et al., 2021).

Обнаруженные регулярные компоненты вариаций блеска ω Ori даны в таблице 4. Частота ν_2 близка к значению $\nu = 1.07$ d⁻¹, полученному из анализа TESS-кривых Labadie-Bartz et al. (2022). Период $P_2 \approx P_1/2$; возможно, это означает, что истинным периодом вариации блеска является P_1 , а период P_2 является его второй гармоникой.

Анализ вариаций профилей линий в спектре ω Ori (Neiner et al., 2002; 2003) показал присутствие вариаций профилей линий с частотой $\nu_{\text{NRP}} = 1.03$ d⁻¹ ($P = 0^{\text{d}}.97$). Авторы интерпретируют их как нерадиальные пульсации мод $l = 2, 3$ с $|m| = 2$. Отметим значимое различие частот ν_{NRP} и ν_2 в таблице 4, природа которого неясна. Наиболее вероятным является предположение, что оно связано с различием областей формирования спектральных линий и континуума.

Оценим возможное значение периода вращения звезды, используя данные таблицы 1 и стандартное соотношение:

$$P_{\text{rot}} = \frac{\sin i \times 50.61}{V \sin i [\text{км с}^{-1}]} \left(\frac{R_*}{R_{\odot}} \right) = 1.51 \pm 0.21 [\text{суток}]. \quad (2)$$

Найденное таким образом значение периода вращения P_{rot} близко к величине 1.54 суток, полученной Sigut and Ghafourian (2023) из анализа кривых блеска по данным TESS.

Neiner et al. (2003) оценили период вращения звезды $P_{\text{rot}} = 1^{\text{d}}286 \pm 0^{\text{d}}029$, проанализировав эквивалентные ширины УФ-дублета C IV λ 1550 по наблюдениям на спутнике IUE. Полученное значение соответствует углу наклона оси вращения звезды $i = 42^{\circ} \pm 7^{\circ}$. Однако существование данного периода вызывает сомнение, так как он не был обнаружен при анализе других наблюдений ω Ori, а наблюдения на спутнике IUE характеризуются низким значением $S/N \sim 10$.

5. РЕНТГЕНОВСКАЯ СПЕКТРОСКОПИЯ И МАГНИТНОЕ ПОЛЕ ω ORI

Звезда ω Ori наблюдалась на рентгеновском спутнике XMM, однако ее рентгеновское излучение не было зарегистрировано.

В 2019–2021 годах были выполнены обзоры рентгеновского неба с использованием телескопа eRosita (extended ROentgen Survey with an Imaging Telescope Array, Predehl et al., 2021) рентгеновской обсерватории Спектр–Рентген–Гамма (СРГ, Sunyaev et al., 2021).

Nazé and Robrade (2023) проанализировали первые четыре рентгеновских обзора СРГ в области энергий (0.2–10 кэВ), выполненных с декабря 2019 до декабря 2021 г., длительностью по полгода каждый. В этих обзорах было зарегистрировано рентгеновское излучение большого числа звезд, в том числе и ω Ori. Анализ рентгеновских спектров ω Ori, полученных на eRosita, позволил оценить рентгеновскую светимость звезды в полосе (0.2–5 кэВ): $L_X = (3.66 \pm 1.83) \times 10^{29} \text{ эрг с}^{-1}$.

Светимость звезды в области энергий более 5 кэВ мала, поэтому полученное значение L_X характеризует полную рентгеновскую светимость звезды. Данное значение типично для классических Ве-звезд: на 2–4 порядка меньше, чем рентгеновская светимость выделенного класса Ве-звезд типа γ Cas и на 5–7 порядков меньше рентгеновской светимости рентгеновских двойных с Ве-компонентами.

Магнитным полем обладают примерно 10–12% Ве-звезд. Вместе с тем до настоящего времени ни у одной Ве-звезды магнитное поле не обнаружено

с достаточной степенью надежности. Регистрация магнитного поля у звезды λ Eri (Hubrig et al., 2017) нуждается в дополнительном подтверждении. В статье Neiner et al. (2003) сообщалось об обнаружении дипольного магнитного поля ω Ori с напряженностью на полюсах $B_{\text{pol}} = 530 \pm 230 \text{ Гс}$. Однако последующие исследования Neiner et al. (2012) не подтвердили этот результат.

6. ЗАКЛЮЧЕНИЕ

В настоящей работе представлены результаты исследования оптической переменности Ве-звезды ω Ori. Исходя из анализа оптических спектров и кривых блеска звезды по данным TESS, можно сделать следующие выводы:

- Профили линий в спектре ω Ori переменны, с амплитудой 2–6% от уровня соседнего с линиями континуума. В вариациях профилей линий обнаружены регулярные компоненты с периодами 37–150 минут.
- Найденны свидетельства возможной аккреции вещества околозвездного декреционного диска на звезду.
- Анализ кривых блеска ω Ori, полученных на спутнике TESS, показал присутствие регулярных компонент с частотами 0.537 d^{-1} и 1.066 d^{-1} (периодами 0.94 и 1.86 суток), природа которых пока неясна. Частота второго компонента близка к значению $\nu = 1.07 \text{ d}^{-1}$, полученному из анализа кривых блеска TESS Labadie-Bartz et al. (2022).
- Амплитуда переменности профилей эмиссионных линий в спектре ω Ori оказалась существенно меньше типичной амплитуды переменности профилей в спектрах звезд типа γ Cas, что свидетельствует о больших изменениях в состоянии околозвездного декреционного диска, чем у обычных Ве-звезд. Такие изменения могут быть связаны со взаимодействием локальных магнитных полей звезды с околозвездным диском, приводящим к генерации рентгеновского излучения звезды (Smith et al., 2016).

БЛАГОДАРНОСТИ

Авторы глубоко признательны рецензенту за ценные замечания, которые способствовали улучшению текста статьи.

ФИНАНСИРОВАНИЕ

А.Ф.Х. и И.А.Я. признательны Российскому научному фонду за финансовую поддержку грантом РНФ № 23-22-00090.

КОНФЛИКТ ИНТЕРЕСОВ

Авторы заявляют об отсутствии конфликта интересов.

СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

1. J. C. Brown, J. P. Cassinelli, and M. Maheswaran, *Astrophys. J.* **688** (2), 1320 (2008). DOI:10.1086/592558
2. V. V. Dushin, A. F. Kholtygin, G. A. Chuntanov, and D. O. Kudryavtsev, *Astrophysical Bulletin* **68** (2), 184 (2013). DOI:10.1134/S1990341313020065
3. J. H. Grunhut et al. (MiMeS Collab.), *AIP Conf. Proc.* **1429**, pp. 67–74 (2012). DOI:10.1063/1.3701903
4. M. Güdel and Y. Nazé, *Astron. Astrophys. Rev.* **17** (3), 309 (2009). DOI:10.1007/s00159-009-0022-4
5. S. Hubrig, I. Ilyin, A. F. Kholtygin, et al., *Astronomische Nachrichten* **338** (8), 926 (2017). DOI:10.1002/asna.201713401
6. J. M. Jenkins, J. D. Twicken, S. McCauliff, et al., *SPIE Conf. Proc.* **9913**, id. 99133E (2016).
7. A. Kholtygin, M. Burlak, Y. Milanova, et al., *Astronomicheskij Tsirkulyar* **1652**, 1 (2022a). DOI:10.24412/0236-2457-2022-1652-1-4
8. A. F. Kholtygin, A. A. Batrakov, S. N. Fabrika, et al., *Astrophysical Bulletin* **73** (4), 471 (2018). DOI:10.1134/S1990341318040107
9. A. F. Kholtygin, T. E. Burlakova, S. N. Fabrika, et al., *Astronomy Reports* **50** (11), 887 (2006). DOI:10.1134/S1063772906110035
10. A. F. Kholtygin, A. V. Moiseeva, I. A. Yakunin, et al., *Geomagnetism and Aeronomy* **62** (8), 1136 (2022b). DOI:10.1134/S0016793222080126
11. A. F. Kholtygin, E. B. Ryspaeva, A. Moiseeva, et al., in *Proc. Conf. on Multifaceted Universe: Theory and Observations-2022, Nizhny Arkhyz, Spec. Astrophys. Obs. RAS, Russia, 2022*, id. 44 (2022c) (online at <https://pos.sissa.it/cgi-bin/reader/conf.cgi?confid=425>).
12. A. F. Kholtygin, E. B. Ryspaeva, I. A. Yakunin, and O. A. Tsiopa, *INASAN Science Reports* **8** (2), 86 (2023a). DOI:10.51194/INASAN.2023.8.2.008
13. A. F. Kholtygin, I. A. Yakunin, V. S. Bukharinov, et al., *Astrophysical Bulletin* **79** (3), 437 (2024). DOI:10.1134/S1990341324600765
14. A. F. Kholtygin, I. A. Yakunin, M. A. Burlak, and E. B. Ryspaeva, *Astrophysical Bulletin* **78** (4), 556 (2023b). DOI:10.1134/S199034132360031X
15. J. Labadie-Bartz, A. C. Carciofi, T. Henrique de Amorim, et al., *Astron. J.* **163** (5), id. 226 (2022). DOI:10.3847/1538-3881/ac5abd
16. R. S. Levenhagen and N. V. Leister, *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **371** (1), 252 (2006). DOI:10.1111/j.1365-2966.2006.10655.x
17. M. N. Lund, R. Handberg, D. L. Buzasi, et al., *Astrophys. J. Suppl.* **257** (2), id. 53 (2021). DOI:10.3847/1538-4365/ac214a
18. Y. Nazé and J. Robrade, *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **525** (3), 4186 (2023). DOI:10.1093/mnras/stad2399
19. C. Neiner, J. H. Grunhut, V. Petit, et al., *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **426** (4), 2738 (2012). DOI:10.1111/j.1365-2966.2012.21833.x
20. C. Neiner, J. H. Grunhut, V. Petit, et al., *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **436** (1), 943 (2013). DOI:10.1093/mnras/stt1554
21. C. Neiner, A. M. Hubert, M. Floquet, et al., *Astron. and Astrophys.* **388**, 899 (2002). DOI:10.1051/0004-6361:20020522
22. C. Neiner, A. M. Hubert, Y. Frémat, et al., *Astron. and Astrophys.* **409**, 275 (2003). DOI:10.1051/0004-6361:20031086
23. S. A. Potanin, A. A. Belinski, A. V. Dodin, et al., *Astronomy Letters* **46** (12), 836 (2020). DOI:10.1134/S1063773720120038
24. P. Predehl, R. Andritschke, V. Arefiev, et al., *Astron. and Astrophys.* **647**, id. A1 (2021). DOI:10.1051/0004-6361/202039313
25. M. Reiter, N. Calvet, T. Thanathibodee, et al., *Astrophys. J.* **852** (1), article id. 5 (2018). DOI:10.3847/1538-4357/aa9a3b
26. T. Rivinius, A. C. Carciofi, and C. Martayan, *Astron. and Astrophys.* **21**, article id. 69 (2013). DOI:10.1007/s00159-013-0069-0
27. D. H. Roberts, J. Lehar, and J. W. Dreher, *Astron. J.* **93**, 968 (1987). DOI:10.1086/114383
28. M. Schöller, S. Hubrig, L. Fossati, et al., *Astron. and Astrophys.* **599**, id. A66 (2017). DOI:10.1051/0004-6361/201628905
29. T. A. A. Sigut and N. R. Ghafourian, *Astrophys. J.* **948** (1), id. 34 (2023). DOI:10.3847/1538-4357/ac940c
30. M. A. Smith, R. Lopes de Oliveira, and C. Motch, *Advances in Space Research* **58** (5), 782 (2016). DOI:10.1016/j.asr.2015.12.032
31. R. Sunyaev, V. Arefiev, V. Babyshkin, et al., *Astron. and Astrophys.* **656**, id. A132 (2021). DOI:10.1051/0004-6361/202141179
32. A. ud-Doula, S. P. Owocki, and N. D. Kee, *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **478** (3), 3049 (2018). DOI:10.1093/mnras/sty1228
33. V. V. Vityazev, *Analysis of Uneven Timeseries* (SPbSU Press, St. Petersburg, 2001) [in Russian].
34. G. A. Wade, V. Petit, J. H. Grunhut, et al., *ASP Conf. Ser.* **506**, 207 (2016).

Optical and X-Ray Variability of Be Stars: ω Ori**A. F. Kholtygin¹, A. V. Dodin², and I. A. Yakunin^{1,3}**¹St. Petersburg State University, St. Petersburg, 199034 Russia²Sternberg Astronomical Institute, Moscow University, Moscow, 119234 Russia³Special Astrophysical Observatory, Russian Academy of Sciences, Nizhnii Arkhyz, 369167 Russia

The paper is aimed at studying the variability of the Be star ω Ori. We analyzed the optical spectra of the star obtained with the 2.5-m SAI25 telescope of the Caucasus Mountain Observatory (CMO) of SAI MSU. A rapid variability of the H and He line profiles with periods from 37 to 150 minutes are revealed. The photometric light curves of ω Ori obtained with the TESS satellite regular brightness variations with periods of 0.94 and 1.86 days have been detected. We also discuss X-ray observations and search for a magnetic field of ω Ori.

Keywords: *stars—Be stars: individual: omega Ori*