

УДК 524.312.3/7-56/337

БЫСТРАЯ СПЕКТРАЛЬНАЯ ПЕРЕМЕННОСТЬ ϵ Per A

© 2013 В. В. Душин^{1*}, А. Ф. Холтыгин^{1**}, Г. А. Чунтонов^{2***}, Д. О. Кудрявцев^{2****}¹Астрономический институт Санкт-Петербургского государственного университета, Санкт-Петербург, 198504 Россия²Специальная астрофизическая обсерватория РАН, Нижний Архыз, 369167 Россия

Поступила в редакцию 21 сентября 2012 года; принята в печать 4 марта 2013 года

Представлены результаты спектрополяриметрических наблюдений высокого разрешения ($R = 60\,000$) субгиганта ϵ Per A спектрального класса В0.5. Обнаружены регулярные компоненты вариаций профилей линий с частотами 3.82–12.99 d^{-1} . Показана возможная связь между нерадиальными пульсациями звезды и найденными регулярными вариациями профилей линий. Выполнен вейвлет-анализ разности профилей линий в спектре ϵ Per A. Обнаружены два максимума амплитуды вейвлет-спектра: на масштабах 10–20 км/с и 50–60 км/с. Предположено, что первый максимум соответствует амплитуде флуктуаций поля скоростей крупномасштабных движений в нерадиально пульсирующей фотосфере звезды, тогда как второй связан с вариацией полуширин профилей линий в ее спектре. Получен верхний предел величины эффективного магнитного поля звезды.

Ключевые слова: *звёзды: колебания—звёзды: магнитное поле—звёзды: ветры, истечения—звёзды: индивидуальные: ϵ Per A*

1. ВВЕДЕНИЕ

Изучение структуры расширяющихся атмосфер OB-звезд и механизмов формирования их звездного ветра основано на анализе регулярной и нерегулярной (стохастической) переменности линий в звездном спектре.

Нерегулярная переменность линий может быть признаком существования мелкомасштабных структур (конденсаций или облаков) в звездном ветре. Времена жизни данных структур составляют от десятков минут до нескольких дней [1]. В то же время регулярные вариации профилей в спектрах звезд ранних спектральных классов могут быть связаны с нерадиальными фотосферными пульсациями (НФП) и вращательной модуляцией профилей линий.

Вращательная модуляция профилей линий обычно связывается с коротацией звезды и крупномасштабных структур в звездном ветре [2]. Триггером формирования крупномасштабных структур могут быть НФП [3]. Существование у звезды умеренного магнитного поля (несколько сотен Гаусс у поверхности) может быть ответственно

за стабилизацию крупномасштабных структур в атмосферах OB-звезд [4].

Амплитуда переменности профилей линий в спектрах звезд спектрального класса O и ранних B обычно невелика и составляет примерно 0.5–0.3% в единицах интенсивности соседнего с линией континуума [5–7]. Анализ переменности малой амплитуды — микропеременности профилей линий требует достижения высокого отношения сигнал/шум ($S/N > 300$) и высокого спектрального разрешения.

Настоящая статья продолжает серию статей по поиску магнитного поля и анализу микропеременности профилей линий в спектрах OB-звезд [8–10]. Представлен анализ переменности профилей линий в спектрах субгиганта ϵ Per A (В0.5). Данная звезда является одним из наиболее ярких объектов в нашем списке программных звезд для изучения быстрой переменности линий и поиска магнитного поля [5, 6], что позволяет достичь требуемого отношения сигнал/шум при относительно малых экспозициях в 3–6 минут.

В спектральных наблюдениях ϵ Per A, представленных в работе [11, 12], обнаружена переменность профилей линии Si III $\lambda 4818 \text{ \AA}$. В настоящей работе список линий, для которых выполнен поиск переменности профилей, существенно расширен. В работе [13] сообщается об измерении магнитного поля ϵ Per A. Полученное значение

*E-mail: slava.dushin@math.spbu.ru

**E-mail: afkholtugin@gmail.com

***E-mail: chunt@sao.ru

****E-mail: dkudr@sao.ru

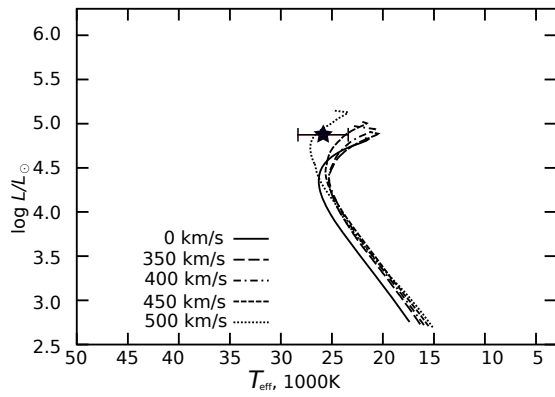


Рис. 1. Позиция ϵ Per на диаграмме Герцшпрунга-Рассела (звездочка). Указан интервал ошибок определения эффективной температуры звезды. Толстыми линиями показаны изохроны для возраста звезды $\tau = 10.4$ Муг и начальных скоростей вращения от 0 до 500 км/с с шагом 50 км/с. [23].

$B_l = 130 \pm 140$ Г не позволяет сделать вывод о его величине. В данной статье выполнен поиск магнитного поля ϵ Per A.

Раздел 2 работы посвящен изложению сведений о звезде, известных к настоящему времени. В разделе 3 представлены основные сведения о проведенных наблюдениях и их обработке. Результаты поиска микропеременности описаны в разделе 4. В разделе 5 представлены результаты поиска магнитного поля. Обсуждение полученных результатов дано в разделе 6.

Таблица 1. Параметры ϵ Per A; M_1 , R_1 — масса и радиус главного компонента, P_{puls} — период пульсации, P_{rot} — период вращения

Параметр	Значения	Ссылка
Спектральный класс	B0.5 III–V	[16]
M_1, M_{\odot}	13.5 ± 2	[14]
R_1, R_{\odot}	6.9 ± 0.2	[14]
T_{eff}, K	26405 ± 1549	[15]
$\log g, \text{cgs}$	3.85 ± 0.13	[15]
$v \sin i, \text{км/с}$	130	[17]
$P_{\text{puls}}, \text{d}$	0.1603	[17]
P_{rot}, d	2.24	[18, 19]
$-\log \dot{M}, M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$	6.90	[20]
$\log L/L_{\odot}$	4.86	[20]
Возраст τ , Муг	10	Наст. работа

2. ОБЩАЯ ИНФОРМАЦИЯ О ЗВЕЗДЕ

ϵ Per (HD 24760) — кратная звезда типа β Сер [14, 15], состоящая из трех компонент [15]. Главный компонент этой системы — быстровращающаяся звезда ϵ Per A спектрального класса B0.5 III–V [16] типа β Сер. В настоящей статье анализируются спектры только этого компонента.

Параметры главного компонента даны в Таблице 1. Звезда ϵ Per A является ярким источником рентгеновского излучения [21] и характеризуется большой скоростью потери массы [20]. Основной причиной спектральной переменности и мощного рентгеновского излучения ϵ Per A может быть, согласно [22], наличие у звезды умеренного магнитного поля.

Для того, чтобы определить возраст звезды τ , мы использовали сетку моделей эволюции и изохроны вращающихся массивных звезд главной последовательности (Рис. 7 в статье [23]). Исходя из данных о вращении звезды мы выбрали наиболее подходящую сетку моделей: на Рис. 1 представлены изохроны для звезд главной последовательности с возрастом $\tau = 10.4$ Муг в зависимости от эффективной температуры звезды для различных скоростей вращения. Позиция ϵ Per A, отмеченная на диаграмме звездочкой, соответствует возрасту звезды $\tau \approx 10$ Муг.

3. НАБЛЮДЕНИЯ И ОБРАБОТКА ДАННЫХ

Наблюдения звезды ϵ Per A были произведены 10–11 октября 2006 г. на 6-м телескопе Специальной астрофизической обсерватории РАН на эшелле-спектрографе НЭС [24] с регистрацией на ПЗС-матрице размером 2048×2048 пх. Инструмент снабжен анализатором круговой поляризации.

Полная длительность наблюдений $T = 0^{\text{d}}327$. Всего было получено 58 спектров с экспозицией в 300 секунд каждый в диапазоне длин волн $\lambda\lambda 4470\text{--}5930 \text{ \AA}$ со спектральным разрешением $R = 60\,000$. При такой экспозиции отношение $S/N \approx 300$ в каждом из спектров.

Каждый из 58 спектров представляет собой эшелле-спектр с 30-ю порядками, при этом регистрируются одновременно спектры в левой и правой круговых поляризациях.

Первоначальная обработка спектров производилась в пакете REDUCE [25]. Калибровка спектров по длинам волн была выполнена с помощью спектра торий-аргоновой лампы. Всего было получено четыре калибровочных спектра: один — сразу перед получением первого кадра, последний — сразу после получения последнего кадра. Второй и третий были получены во время наблюдений — после 20–30 кадров. Для калибровки спектров

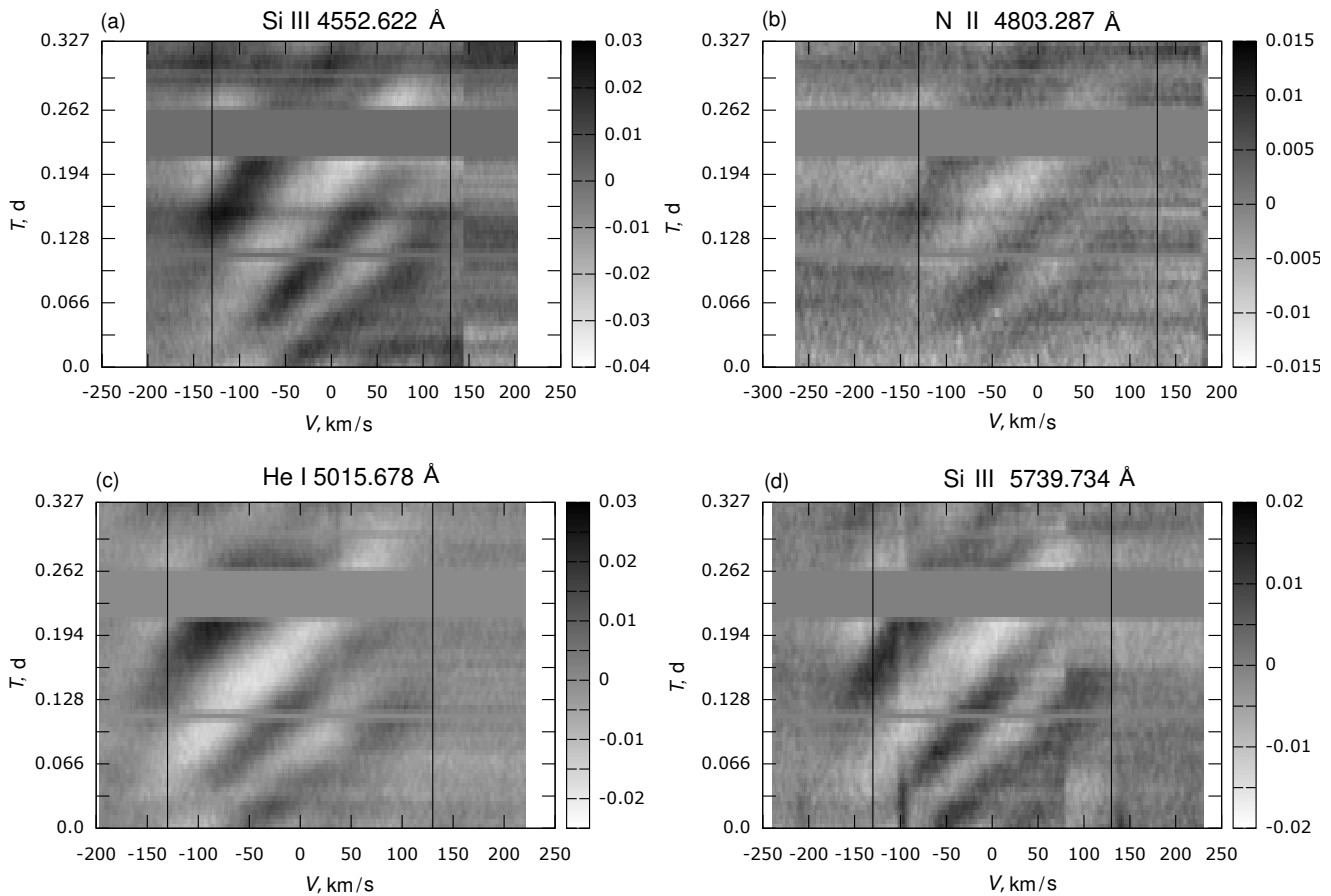


Рис. 2. Динамический спектр вариаций профилей линий Si III λ 4552.62 Å (a), N II λ 4803.29 Å (b), He I λ 5015.68 Å (c) и Si III λ 5739.73 Å (d). T — время наблюдения, отсчитываемое от момента $T = 0$ получения первого спектра. Оттенками серого цвета показаны отклонения от среднего спектра в единицах интенсивности континуума. Тонкие вертикальные линии показывают границы полосы $\pm v \sin i$ для главного компонента A системы ϵ Per.

звезды были использованы ближайшие к ним по времени спектры торий-аргоновой лампы. Все полученные спектры были нормированы на уровень континуума.

4. ПОИСК МИКРОПЕРЕМЕННОСТИ

Как видно из данных Таблицы 1, ϵ Per A является быстровращающейся звездой. В ряде работ уже сообщалось об обнаружении регулярных вариаций профилей линий в ее спектре с частотами в интервале $1.8\text{--}10.9 \text{ d}^{-1}$ [11, 12, 26–28]. В силу малости промежутка времени T , в течении которого были выполнены наблюдения, мы исследовали только вариации профилей с частотам $\nu \geq 1/T \approx 3 \text{ d}^{-1}$.

4.1. Разность профилей линий

Для изучения переменности мы отобрали 22 относительно глубокие неблендированные линии (см. список в Таблице 2). Далее из всех 58 спектров

был получен средний спектр. Для этого в каждом из 58 спектров складывались лево- и правополяризованные спектры. Полученный спектр считался неполяризованным. Затем все неполяризованные спектры складывались и результат делился на количество спектров. Разности профилей линий были получены как разности между индивидуальными профилями в отдельных спектрах и профилями в среднем спектре. Для визуализации переменности мы нарисовали разности профилей всех 22 отобранных линий как функцию доплеровского смещения от центра соответствующей линии для всего времени наблюдений (динамические спектры вариаций профилей линий).

Все линии оказались переменными. Для иллюстрации на Рис. 2 показаны динамические спектры для некоторых линий в спектре ϵ Per A. Отклонения профилей линий от среднего профиля показаны оттенками серого цвета. Картина переменности для всех оставшихся линий оказалась сходной с показанной на Рис. 2.

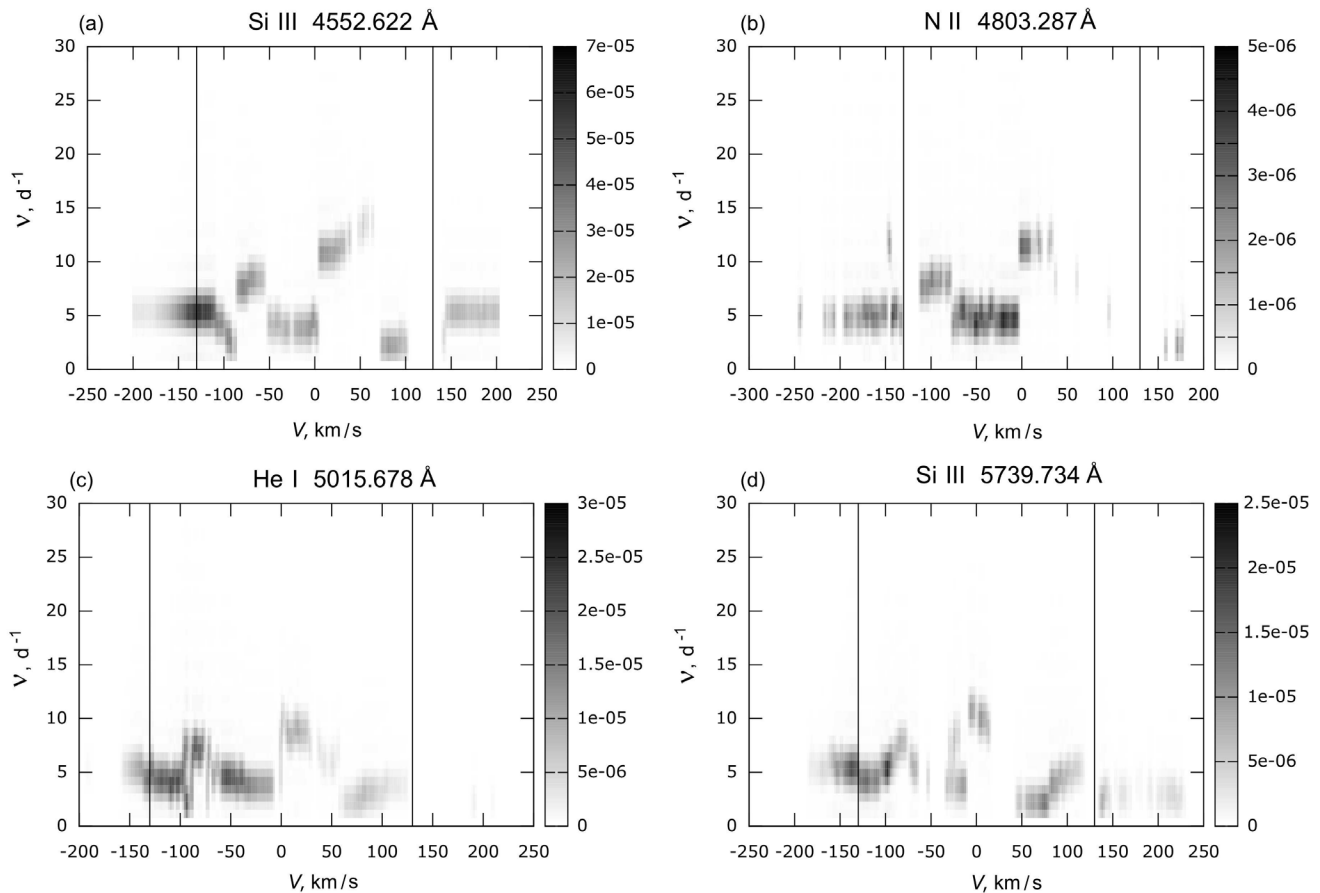


Рис. 3. Фурье-спектры мощности (периодограммы) для линий Si III λ 4552.62 Å (a), N II λ 4803.29 Å (b), He I λ 5015.68 Å (c) и Si III λ 5739.73 Å (d). Тонкие вертикальные линии показывают границы полосы $\pm v \sin i$.

На всех динамических спектрах видны переменные детали,двигающиеся от отрицательных к положительным значениям доплеровских смещений от центра линии. В частности, на Рис. 2a для линии Si III λ 4552.622 Å видна переменная квазиэмиссионная деталь (выделена светлым тоном) с шириной около 50 км/с, которая перемещается за время наблюдений от значений доплеровских смещений $V \approx -130$ км/с до $V \approx 130$ км/с. Такое поведение профилей линий типично при их переменности, вызываемой НФП [30].

4.2. Регулярная переменность профилей линий

Впервые о регулярной переменности профилей линий триплета Si III $\lambda\lambda$ 4552–4574 Å в спектре ϵ Per A с частотами от 1.8 до 10.9 d^{-1} было сообщено в статье [11]. Этот результат был подтвержден в работе [12]. Анализ переменности профилей в видимом и УФ диапазонах, выполненный в [27], подтвердил наличие регулярных компонент вариаций профилей линий с частотами в интервале

2.8–10.6 d^{-1} . Полный список ранее обнаруженных частот находится в Таблице 3.

Для всех отобранных нами 22 линий мы провели Фурье-анализ вариаций профилей линий при использовании алгоритма CLEAN [31]: каждую разность спектров можно представить в виде набора временных рядов, разбив эти спектры по оси лучевых скоростей.

Использовалась модифицированная версия алгоритма CLEAN [31], позволяющая более надежно, чем в стандартном варианте, удалить ложные пики Фурье-спектра. Для большей уверенности в реальности обнаруженных переменных компонентов вариаций профилей линий мы использовали малое значение уровня значимости $\alpha = 10^{-4}$.

В результате проведенного анализа были обнаружены периодические изменения в профилях всех выбранных линий. На Рис. 3 оттенками серого цвета изображены спектры мощности Фурье-преобразования вариаций профилей линий на данных частотах (d^{-1}) как функция доплеровского смещения от центра линии.

Таблица 2. Список линий, использованных при поиске переменности профилей линий. Здесь потенциалы возбуждения нижнего уровня линий ϵ_{low} , полуширины (FWHM) и глубины линий d взяты из базы атомных данных VALD [29]

Линия	$\lambda, \text{\AA}$	$\epsilon_{low}, \text{eV}$	FWHM, \AA	Глубина, %
Al III	4529.19	17.82	76.6	4.3
Si III	4552.62	19.02	82.4	10.3
Si III	4567.84	19.02	65.6	7.3
Si III	4574.76	19.02	59.8	4.5
O II	4590.97	25.66	59.0	4.4
O II	4596.17	25.66	55.0	3.6
N II	4613.87	18.47	59.9	1.9
O II	4661.64	22.98	71.1	4.7
N II	4674.91	18.50	74.2	4.5
He II	4685.70	48.37	64.1	3.3
N II	4803.29	20.67	70.3	2.3
Si III	4813.33	25.98	21.4	1.1
Si III	4828.95	25.99	63.4	1.9
H I	4861.32	10.20	100.3	27.0
O II	4906.82	26.31	60.9	1.5
He I	4921.93	21.22	55.6	15.7
He I	5015.68	20.62	48.1	8.2
He I	5047.74	21.22	65.2	2.8
O II	5190.56	26.55	58.8	0.7
N II	5666.63	18.47	71.5	2.9
Al III	5696.60	15.64	58.6	2.9
Si III	5739.73	19.72	63.9	3.8

Таблица 3. Ранее обнаруженные частоты

Частоты, d^{-1}	Ссылка
1.8, 7.3, 10.9	[11]
6.2, 10.7	[26]
5.4, 6.3, 7.9, 10.6	[12]
6.9	[27]
5.3–10.4	[28]

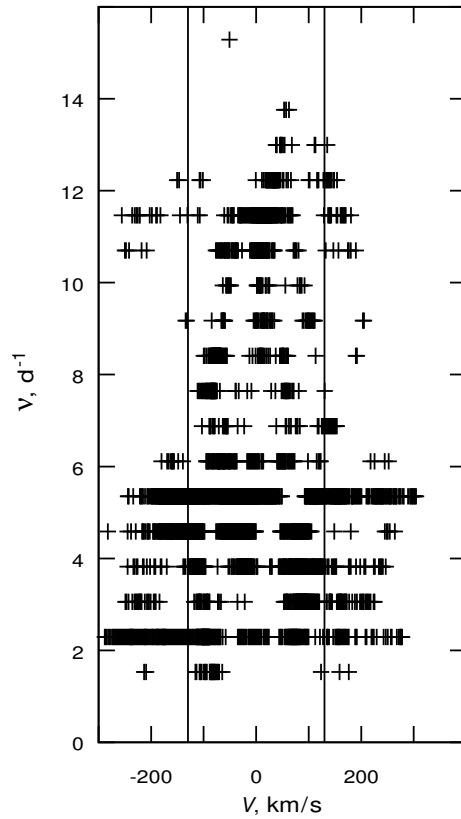


Рис. 4. Частоты регулярных компонент вариаций профилей всех исследованных линий в спектре ϵ Per A для различных расстояний от центра линии (крестики). Тонкие вертикальные линии показывают границы полосы $\pm v \sin i$.

Чтобы удостовериться, что обнаруженные регулярные компоненты вариаций профилей линий реальны, мы собрали их на одном рисунке для всех линий (см. Рис. 4). В том случае, если какая-либо из найденных частот регулярных вариаций профилей линий соответствует ложному пику Фурье-спектра мощности вариаций профилей линий, она будет видна только для какой-либо одной линии и, чаще всего, только для одного значения доплеровского смещения.

Из анализа Рис. 4 очевидно, что все обнаруженные частоты, за исключением частоты $\nu = 15.29 \text{ d}^{-1}$, обнаружены в Фурье-спектре, как минимум, для трех значений лучевых скоростей. Таким образом, мы можем предположить, что все остальные обнаруженные частоты реальны.

Всего было обнаружено 8 регулярных переменных компонент в спектре ϵ Per A с частотами от 3.8 до 13.0 d^{-1} . Они даны в Таблице 4. Все обнаруженные частоты с $\nu \leq 1/T_{obs}$ были исключены из списка.

Только один регулярный переменный компонент с $\nu = 12.99 \text{ d}^{-1}$ был обнаружен всего для четырёх

Таблица 4. Обнаруженные частоты регулярных компонентов вариаций профилей линий (отмечены знаком плюс). Знак минус в соответствующей строке означает, что данный компонент на заданном уровне значимости α не был обнаружен

Линия	$\lambda, \text{\AA}$	ν, d^{-1}							
		3.82	4.59	5.35	6.11	6.88	8.41	9.94	12.99
Al III	4529.19	+	+	+	-	-	-	+	-
Si III	4552.62	+	+	+	-	-	+	-	+
Si III	4567.84	+	+	+	-	+	+	-	-
Si III	4574.76	+	+	+	+	+	-	+	-
O II	4590.97	+	+	+	-	-	+	+	-
O II	4596.17	+	+	+	-	-	+	-	+
N II	4613.87	-	+	+	+	-	+	-	-
O II	4661.64	+	+	+	-	-	+	-	-
N II	4674.91	+	+	+	+	+	+	+	-
He II	4685.70	+	+	+	-	-	-	-	+
N II	4803.29	+	+	+	-	-	+	-	-
Si III	4813.33	+	+	+	+	-	+	+	-
Si III	4828.95	+	+	+	-	-	+	-	+
H I	4861.32	+	+	+	+	-	-	-	-
O II	4906.82	+	+	+	+	+	-	-	-
He I	4921.93	+	+	+	-	-	+	-	-
He I	5015.68	+	+	+	+	+	+	+	-
He I	5047.74	+	+	+	+	+	-	+	-
O II	5190.56	+	+	+	-	-	-	-	-
N II	5666.63	+	+	+	+	+	+	-	-
Al III	5696.60	+	+	+	+	+	+	+	-
Si III	5739.73	+	+	+	+	+	-	+	-

линий. Остальные компоненты найдены, как минимум, для девяти линий. Два регулярных компонента с частотами $\nu = 4.59$ и 5.35 d^{-1} присутствуют в Фурье-спектрах мощности всех анализируемых 22 линий.

4.3. Вейвлет-анализ переменности линий

Анализ разностей профилей линий в спектре звезды, показанных на Рис. 2, указывает на присутствие нескольких дискретных особенностей профилей линий с различными ширинами.

Мелкомасштабные особенности профилей линий могут быть связаны со стохастической пере-

менностью [7] и вкладом шумовых компонентов,¹ тогда как детали профилей с большими ширинами могут появляться из-за регулярной переменности профилей [5].

Наиболее подходящим математическим аппаратом для изучения локальных деталей профилей линий на различных масштабах является вейвлет-анализ (см., например, [32], [7]). В качестве материнского вейвлета удобно использовать

¹Мы здесь разделяем понятия “стохастический” и “шумовой”: стохастические компоненты — это вклад звезды, шумовые — вклад других случайных процессов (шум приёмника, неточность обработки сигнала и т.д.).

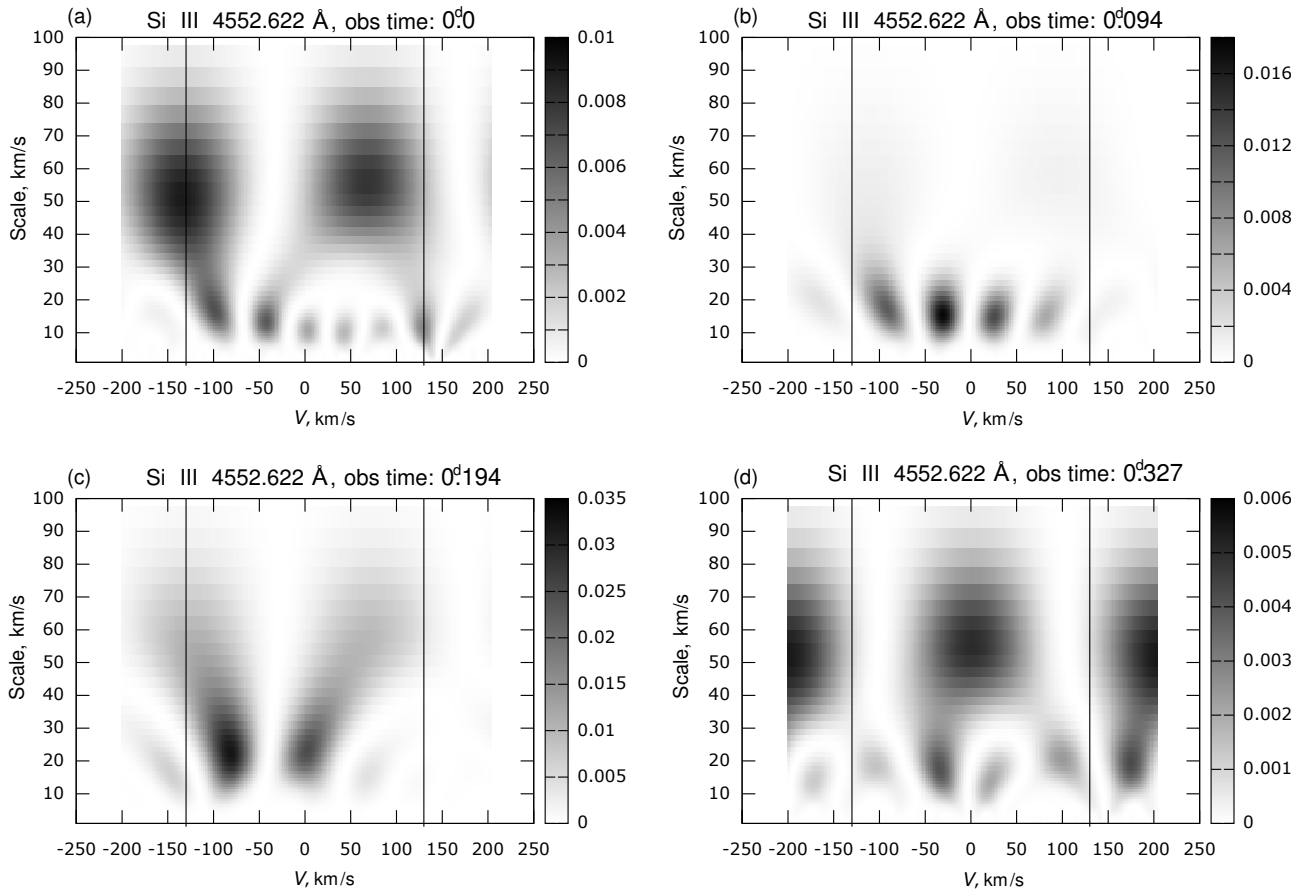


Рис. 5. Вейвлет-спектры мощности (скалограммы) для вариаций профиля линии Si III $\lambda 4552.62 \text{ \AA}$ для различных моментов времени T , отсчитываемых от момента начала наблюдений. Тонкие вертикальные линии показывают границы полосы $\pm v \sin i$ для главного компонента A системы ϵ Per.

МНАТ-вейвлет с узким энергетическим спектром:

$$\psi(x) = (1 - x^2) \exp\left(-\frac{x^2}{2}\right).$$

Материнский МНАТ-вейвлет является взятой со знаком минус второй производной функции Гаусса, и, таким образом, его использование удобно при описании гауссоподобных деталей разности профилей линии (пички, квазиабсорбции и т.д.).

При использовании МНАТ-вейвлета интегральное вейвлет-преобразование для анализируемых разностей профилей линий $i(x)$ может быть записано в следующем виде ([33], [7]):

$$W(S, V) = \frac{1}{S} \int_{-\infty}^{\infty} i(x) \psi\left(\frac{x - V}{S}\right) dx. \quad (1)$$

Здесь S — масштаб вейвлет-преобразования, ψ — материнский вейвлет. Значение $EW(S, V) = W^2(S, V)$ характеризует распределение энергии изучаемого сигнала в пространстве

(S, V) (масштаб, доплеровское смещение вдоль профиля линии).

Примеры вейвлет-спектров мощности (зависимости квадрата мощности непрерывного вейвлет-преобразования (1) от S и V) для линии Si III $\lambda 4552.622 \text{ \AA}$ для спектров, полученных в различные моменты времени T , начиная с момента $T = 0$, соответствующего началу наблюдений, представлены на Рис. 5.

На рисунках видны два главных компонента вейвлет-спектров мощности. Первый из них соответствует масштабу $S = 10\text{--}15 \text{ км/с}$, второй — $S = 40\text{--}70 \text{ км/с}$. Оба компонента, как первый (среднемасштабный), так и второй (крупномасштабный), являются сильно переменными. Вейвлет-спектры мощности для других линий выглядят подобным образом.

Для того чтобы изучить эволюцию деталей разности профилей линий, мы построили вейвлет-спектры как функцию времени для фиксированных масштабов S : $W_i(S, V) = W(S, V, t)$, где $T = T_i$ —

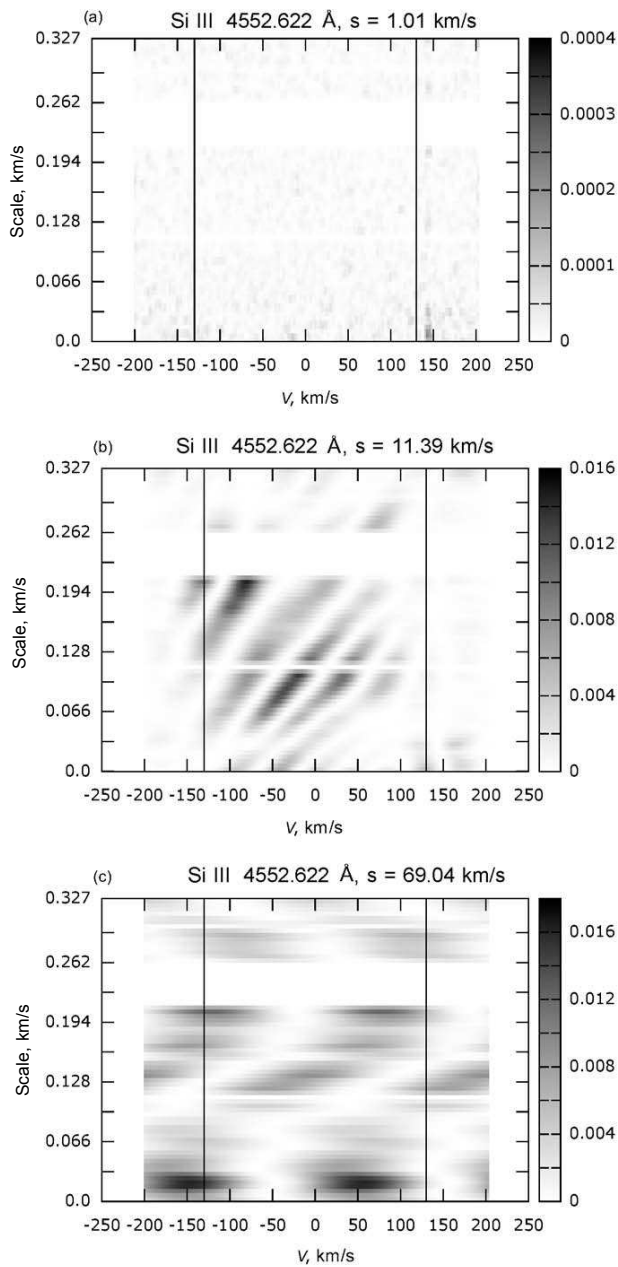


Рис. 6. Динамический вейвлет-спектр $W^2(S, V, t)$ вариаций профиля линии Si III $\lambda 4552.622 \text{ \AA}$ для различных масштабов: $S = 1.01 \text{ км/с}$ (а), $S = 11.39 \text{ км/с}$ (б), $S = 69.04 \text{ км/с}$ (с). Тонкие вертикальные линии показывают границы полосы $\pm v \sin i$ для главного компонента А системы $\varepsilon \text{ Per}$.

время начала экспозиции для i -го спектра для всех линий, представленных в Таблице 2. Набор функций $W(S, V, t)$ с для фиксированного масштаба S будем, как и в работе [7], называть динамическим вейвлет-спектром разности профилей линий.

На Рис. 6 для иллюстрации представлены динамические вейвлет-спектры для линии

Si III $\lambda 4552.622 \text{ \AA}$ на разных масштабах S . При малых значениях ($S \approx 1 \text{ км/с}$, Рис. 6а) можно видеть только вклад шумового компонента в амплитуду вейвлет-преобразования. Переменность динамических вейвлет-спектров на средних масштабах ($S = 11.4 \text{ км/с}$, Рис. 6б) вероятнее всего объясняется нерадиальными фотосферными пульсациями звезды и определяется переменной амплитудой вариации поля скоростей в фотосфере.

Переменность динамических вейвлет-спектров для масштабов ($S = 69 \text{ км/с}$, Рис. 6с) частично может быть связана с НФП, так как значения на шкале S близки к ширинам переменных деталей профилей линий. Следует также упомянуть, что значение параметра $S = 69 \text{ км/с}$ близко к половине скорости вращения $v \sin i$ (см. Таблицу 1). Можно сделать вывод, что крупномасштабные вариации вейвлет-спектров мощности связаны с изменениями полуширины линий в спектрах нерадиально пульсирующих звезд (см., например, [34]).

5. ПОИСК МАГНИТНОГО ПОЛЯ

До настоящего времени магнитное поле $\varepsilon \text{ Per A}$ не было обнаружено [13]. Для того чтобы оценить магнитное поле звезды по выполненным нами спектрополяриметрическим наблюдениям $\varepsilon \text{ Per A}$ мы использовали два метода: LSD (Least Squares Deconvolution [13]) и модифицированный дифференциальный метод (МДМ), предложенный Холтыгиным и др. [35, 36].

В методе МДМ используется стандартное соотношение между параметром Стокса V и производной по профилю [37]:

$$\begin{aligned} \frac{V(\lambda)}{I(\lambda)} &= -\Delta\lambda_B \frac{1}{I(\lambda)} \frac{dI(\lambda)}{d\lambda} \\ &= -\mathcal{K}_0 g_{\text{eff}} \lambda_0^2 \langle B_l \rangle \frac{1}{I(\lambda)} \frac{dI(\lambda)}{d\lambda}. \end{aligned} \quad (2)$$

Здесь $\Delta\lambda_B$ — величина зеемановского сдвига, λ_0 — длина волны линии, g_{eff} — эффективный фактор Ланде, \mathcal{K}_0 — числовой коэффициент.

Однако в отличие от традиционного подхода (см., например, [38, 39]), в котором производная $dI(\lambda)/d\lambda$ вычисляется численно, в методе МДМ используется сглаживание параметра Стокса V гауссовым фильтром переменной ширины σ и вейвлет-преобразование с материнским WAVE-вейвлетом $(2\pi)^{-1/2} x \exp(-x^2/2)$ и масштабным параметром S неполяризованной интенсивности $I(\lambda)$.

В методе LSD была использована маска, которая включает 42 линии, представленные в Таблице 5. Эффективные факторы Ланде для этих линий

Таблица 5. Список линий, использованных в LSD-маске при определении величины продольного компонента магнитного поля B_l звезды ϵ Per A

Линия	$\lambda, \text{\AA}$	g_{eff}	Линия	$\lambda, \text{\AA}$	g_{eff}
Al III	4529.19	1.10	Si III	4813.33	0.83
O II	4590.97	1.07	Si III	4819.71	1.00
O II	4596.17	0.90	Si III	4828.95	1.10
N II	4601.48	1.50	O II	4890.85	1.83
O II	4602.06	0.90	He I	4921.93	1.00
O II	4609.37	1.07	O II	4941.07	0.83
N II	4613.87	1.50	O II	4943.00	1.10
N II	4630.54	1.50	O II	4955.71	1.77
O II	4638.85	0.83	N II	5001.13	0.75
N III	4640.64	1.10	N II	5001.47	1.00
O II	4641.81	1.10	N II	5005.15	1.13
Si IV	4654.31	1.05	N II	5007.33	1.25
O II	4673.73	2.17	C II	5032.13	1.10
O II	4676.23	1.48	N II	5045.10	1.25
O II	4696.36	1.90	Fe III	5127.39	1.18
O II	4699.02	1.07	C II	5132.95	1.50
O II	4699.19	1.07	C II	5133.28	1.50
O II	4699.19	0.90	N II	5666.63	1.00
O II	4701.17	1.33	N II	5679.55	1.17
O II	4703.16	0.90	C III	5695.92	1.00
He I	4713.14	1.25	Al III	5696.60	1.17

были рассчитаны по классической формуле:

$$g_{\text{eff}} = 0.5(g_{\text{low}} + g_{\text{up}}) + 0.25(g_{\text{low}} - g_{\text{up}}) \times (\vec{J}_{\text{low}}(\vec{J}_{\text{low}} + 1) - \vec{J}_{\text{up}}(\vec{J}_{\text{up}} + 1)), \quad (3)$$

$$g = 1 + \frac{\vec{J}(\vec{J} + 1) - \vec{L}(\vec{L} + 1) + \vec{S}(\vec{S} + 1)}{2\vec{J}(\vec{J} + 1)}, \quad (4)$$

где g и J — фактор Ланде и полный орбитальный момент для, соответственно, нижнего (low) и верхнего (up) уровней. Факторы Ланде для отдельных уровней были рассчитаны в приближении LS-связи по формуле (4), в которой \vec{L} — полный угловой момент, а \vec{S} — спин. Некоторые факторы Ланде были взяты из статьи [40].

Таблица 6. Линии, использованные при поиске магнитного поля методом МДМ

Линия	$\lambda, \text{\AA}$	g_{eff}	Линия	$\lambda, \text{\AA}$	g_{eff}
Si III	4552.62	1.250	O II	4649.14	1.214
Si III	4567.82	1.750	O II	4661.64	1.467
O II	4574.76	2.990	O II	4676.23	1.484
O II	4590.97	1.070	He I	4713.14	1.500
N II	4596.17	0.900	H β	4861.33	1.000
N III	4630.54	1.500	He I	4921.93	1.000
O II	4640.64	1.100	He I	5015.68	1.000
N II, O II	4641.81	1.100	He I	5875.80	1.060
O II	4641.23	1.100			

Для МДМ мы отобрали 17 линий, представленных в Таблице 6. Критериями отбора были их неблендированность, симметричность профиля и отсутствие заметного вклада атмосферных линий. Кроме того, все отображенные линии имеют глубину $d \geq 0.05$ (в единицах соседнего с линией континуума).

Для того, чтобы учесть систематическую ошибку, вносимую инструментальной поляризацией, мы получили лево- и правополяризованные спектры, используя анализатор круговой поляризации в двух положениях: $\alpha = 0^\circ$ и $\alpha = 90^\circ$. Интенсивности лево- и правополяризованных компонентов линии (см. [41]) определяются как

$$I_L = \frac{1}{2} (I_L^0 + I_L^{90}), \quad I_R = \frac{1}{2} (I_R^0 + I_R^{90}), \quad (5)$$

где I_L^0 и I_L^{90} — интенсивности в левополяризованном спектре для двух ориентаций четвертьволновой пластинки, и I_R^0 и I_R^{90} — соответствующие значения для правополяризованных компонентов. Использование данной процедуры позволило увеличить эффективное отношение сигнал/шум до $S/N \approx 2000$.

На Рис. 7 полученные методом LSD значения продольного магнитного поля B_l представлены в функции времени (в долях дня) от начала наблюдений.

Общая длительность наблюдений мала: $T = 0^{\text{d}}33$. Значит, если $T \ll P_{\text{rot}}$ (период обращения вокруг оси ϵ Per A), мы можем усреднить все измеренные значения B_l . К сожалению, период вращения звезды не известен точно. Для оценки P_{rot} мы использовали следующее выражение:

$$P_{\text{rot}} = \frac{2\pi R}{v \sin i} \times \sin i = 2^{\text{d}}7 \times \sin i.$$

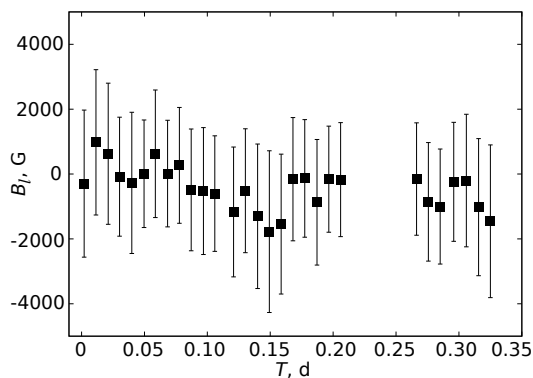


Рис. 7. Измеренные значения B_l продольного компонента магнитного поля ϵ Per A (квадраты) полученные из анализа LSD профилей параметра Стокса в функции времени (в долях дня) от начала наблюдений. Показаны ошибки индивидуальных измерений на уровне 1σ .

Оцененное значение $P_{\text{rot}} \leq 2^{\text{d}}24$ очень близко к полученному в [18, 19]. Это означает, что условие $P_{\text{rot}} \gg T$ выполнено, и можно усреднить значения B_l . Полученное среднее значение составляет $\langle B_l \rangle = 450 \pm 380$ G.

Использование МДМ дало другие результаты: $\langle B_l \rangle = 210 \pm 100$ G, что близко к измерениям [13].

6. ОБСУЖДЕНИЕ РЕЗУЛЬТАТОВ

Выполненный нами анализ быстрой переменности профилей линий в спектре ϵ Per A показал присутствие 8 регулярных компонентов с частотами $\nu = 3.8\text{--}13.0\text{d}^{-1}$ (см. Таблицу 4). Полученные значения ν согласуются с определенными в предыдущих работах [11, 12, 26–28] (см. Таблицу 3).

Таблица 7. Значения мод пульсаций l для регулярных компонентов вариаций профилей линий. Знак “+” означает, что мода с данным значением l найдена для конкретной линии, знак “–” — мода не найдена

ν, d^{-1}	Линия	$\lambda, \text{\AA}$	l	
			2	3
3.82	O II	4906.82	+	–
	O II	4590.97	–	+
4.59	Si III	4813.33	–	+
5.35	Si III	4552.62	+	–
	He I	4921.93	+	–
8.41	Si III	4552.62	+	–
	N II	5666.63	+	–

Из анализа старых и новых данных можно сделать вывод, что мы подтвердили следующие частоты: 5.35, 6.11 и 6.88, остальные являются вновь обнаруженными.

Короткопериодические вариации профилей линий в спектрах звезд ранних спектральных классов соответствуют нерадиальным фотосферным пульсациям [2].

Моды пульсации (l, m) могут быть определены по формулам: $l \approx 0.1 + 1.09|\Delta\phi_0|/\pi$ и $m \approx 1.33 + 0.54|\Delta\phi_1|/2\pi$, где $\Delta\phi_0 = \phi_{\text{red}} - \phi_{\text{blue}}$ — разность фаз между Фурье-компонентами в красном (ϕ_{red}) и синем (ϕ_{blue}) крыльях линий. Значения $\Delta\phi_1$ определяются схожим образом, но с использованием первых гармоник Фурье-спектров переменности в профилях линий ν_1 [34].

В Таблице 7 представлены полученные нами значения l , которые находятся в промежутке 2–3. Значения $\Delta\phi_1$ не могут быть найдены анализом вариаций профилей линий в полученных нами спектрах с необходимой точностью, поэтому значения m не были определены.

Также следует отметить, что подобная короткопериодическая переменность непостоянна, поэтому каждые новые наблюдения будут обнаруживать новые частоты. Наш результат это подтверждает.

Для того, чтобы установить, насколько значения обнаруженных частот регулярных вариаций профилей линий соответствуют современным теоретическим представлениям о нерадиальных пульсациях звезд ранних спектральных классов, мы нанесли эти частоты для случая $l = 2$ (Рис. 8) на диаграмму “эффективная температура звезды–период пульсаций,” взятую из [42]. Положения всех обнаруженных частот вариаций профилей ϵ Per A отмечены звездочкой. Из анализа рисунка можно сделать вывод, что обнаруженные частоты находятся в зоне пульсационной нестабильности для квадрупольной ($l = 2$) моды НФП массивных звезд.

В спектрах некоторых OB-звезд и звезд типа WR обнаруживается стохастическая переменность профилей линий, которая проявляется как случайное возникновение узких спектральных деталей (пичков) на профилях линий, которые после своего возникновения движутся от центра линии к ее краям. Такие детали в динамических спектрах обычно связаны с существованием неоднородностей (облаков) в атмосфере звезды, движущихся радиально в направлении от центра звезды. Такого рода деталей в профилях линий в спектре ϵ Per A не было обнаружено. Стохастическая переменность профилей линий на малых масштабах $S \approx 1$ км/с (см. Рис. 6а) связана только с вкладом шумового компонента профилей линий в амплитуду вейвлет-преобразования.

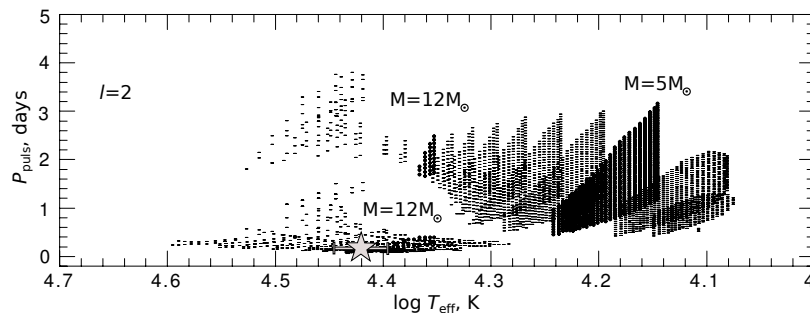


Рис. 8. Периоды пульсаций в квадрупольной моде $l = 2$ для звезд типа β Сер и медленно пульсирующих SPB-звезд в интервале эффективных температур $T = 10^4 - 5 \times 10^4$ K согласно [42]. Звездочкой показано положение частот вариаций профилей из Таблицы 7 для звезды ϵ Per A.

Измерение магнитного поля двумя способами дало различные результаты. Значения полученные с помощью МДМ близки к значениям из [13].

7. ЗАКЛЮЧЕНИЕ

В результате анализа спектрополяриметрических наблюдений ϵ Per A можно сделать следующие выводы:

- Обнаружены регулярные короткопериодические вариации профилей линий в спектре ϵ Per A с частотами $3.8 - 13 \text{ d}^{-1}$.
- Найдены средне- ($S = 10 - 15 \text{ км/с}$) и крупномасштабные детали ($S = 50 - 70 \text{ км/с}$) вейвлет-спектров мощности вариаций профилей в спектре звезды. Регулярные или квазирегулярные детали на масштабах $S < 10 \text{ км/с}$ обнаружены не были.
- Присутствие среднемасштабных компонент в динамических вейвлет-спектрах может быть связано с изменениями в поле крупномасштабных движений в фотосфере звезды при нерадиальных пульсациях. В то же время крупномасштабные компоненты могут быть объяснены коротацией крупномасштабных структурам в звездном ветре.
- Сделаны две оценки магнитного поля у ϵ Per A. Самое точное полученное значение $\langle B_l \rangle = 210 \pm 100 \text{ G}$.

8. БЛАГОДАРНОСТИ

Авторы выражают благодарность Huib Henrichs за важные замечания относительно методики измерения магнитного поля. Данная работа была выполнена в рамках проекта СПбГУ № 6.38.73.2011. Наблюдения на 6-м телескопе БТА проводятся при финансовой поддержке Министерства образования и науки РФ (госконтракты № 14.518.11.7070, 16.518.11.7073).

СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

1. N. A. Kudryashova and A. F. Kholtygin, *Astron. Rep.* **45**, 287 (2001).
2. J. A. de Jong, H. F. Henrichs, C. Schrijvers, et al., *Astronom. and Astrophys.* **345**, 172 (1999).
3. J. A. de Jong, H. F. Henrichs, L. Kaper, et al., *Astronom. and Astrophys.* **368**, 601 (2001).
4. J. Donati, G. A. Wade, J. Babel, et al., *Monthly Notices Roy. Astronom. Soc.* **326**, 1265 (2001).
5. A. F. Kholtygin, D. N. Monin, A. E. Surkov, and S. N. Fabrika, *Astron. Lett.* **29**, 175 (2003).
6. A. F. Kholtygin, G. A. Galazutdinov, T. E. Burlakova, et al., *Astron. Rep.* **50**, 220 (2006).
7. A. F. Kholtygin, T. E. Burlakova, S. N. Fabrika, and M. V. Valyavin, *Astron. Rep.* **50**, 887 (2006).
8. A. F. Kholtygin, S. N. Fabrika, N. A. Drake, et al., *Astron. Lett.* **36**, 370 (2010).
9. A. F. Kholtygin, S. N. Fabrika, N. A. Drake, et al., *Kinematics and Physics of Celestial Bodies* **26**, 181 (2010).
10. V. V. Dushin, A. F. Kholtygin, and G. A. Chountonov, *Astrophysical Bulletin* **67**, 71 (2012).
11. M. A. Smith, *Astronom. J.* **288**, 266 (1985).
12. D. R. Gies and A. Kullavanijaya, *Astronom. J.* **326**, 813 (1988).
13. S. L. S. Shorlin, G. A. Wade, J. Donati, et al., *Astronom. and Astrophys.* **392**, 637 (2002).
14. A. E. Tarasov, P. Harmanec, J. Horn, et al., *Astronom. and Astrophys. Suppl.* **110**, 59 (1995).
15. Y. Wu, H. P. Singh, P. Prugniel, et al., *Astronom. and Astrophys.* **525**, 71 (2011).
16. J. Libich, P. Harmanec, J. Vondrák, et al., *Astronom. and Astrophys.* **446**, 583 (2006).
17. A. Stankov and G. Handler, *Astrophys. J. Suppl.* **158**, 193 (2005).
18. P. Harmanec, *Astronom. and Astrophys.* **341**, 867 (1999).
19. P. De Cat, J. Telting, C. Aerts, and P. Mathias, *Astronom. and Astrophys.* **359**, 539 (2000).
20. I. R. G. Wilson and M. A. Dopita, *Astronom. and Astrophys.* **149**, 295 (1985).
21. T. W. Berghoefer, J. H. M. M. Schmitt, and J. P. Cassinelli, *Astrophys. J. Suppl.* **118**, 481 (1996).
22. A. M. T. Pollock, *Astronom. and Astrophys.* **463**, 1111 (2007).

23. I. Brott, S. E. de Mink, M. Cantiello, et al., *Astronom. and Astrophys.* **530**, A115 (2011).
24. V. E. Panchuk, I. I. Romanyuk, and D. O. Kudryavtsev, in *Proc. Int. Conf. on Magnetic Fields of Chemically Peculiar and Related Stars* (SAO RAS, Nizhnii Arkhyz, 2000), p. 75.
25. N. E. Piskunov and J. A. Valenti, *Astronom. and Astrophys.* **385**, 1095 (2002).
26. M. A. Smith, A. W. Fullerton, and J. R. Percy, *Astronom. J.* **320**, 768 (1987).
27. D. R. Gies, E. Kambe, T. S. Josephs, et al., *Astronom. J.* **525**, 420 (1999).
28. H. Saio, E. Kambe, and U. Lee, *Astronom. J.* **543**, 359 (2000).
29. F. Kupka, N. Piskunov, T. A. Ryabchikova, et al., *Astronom. and Astrophys. Suppl.* **138**, 119 (1999).
30. A. F. Kholtygin, S. N. Fabrika, T. E. Burlakova, et al., *Astron. Rep.* **51**, 920 (2007).
31. D. H. Roberts, J. Lehar, and J. W. Dreher, *Astronom. J.* **93**, 968 (1987).
32. L. Dessart and S. P. Owocki, *Astronom. and Astrophys.* **393**, 991 (2002).
33. C. K. Chui, *An Introduction to Wavelets* (Academic Press, San Diego (CA), 1992).
34. J. H. Telling and C. Schrijvers, *A&A* **317**, 723 (1997).
35. A. F. Kholtygin, N. P. Sudnik, T. E. Burlakova, and G. G. Valyavin, *Astron. Rep.* **55**, 1105 (2011).
36. A. F. Kholtygin, *Astron. Nachr.* (submitted).
37. J. D. Landstreet, *Astrophys. J.* **258**, 639 (1982).
38. S. Bagnulo, T. Szeifert, G. A. Wade, et al., *Astronom. and Astrophys.* **389**, 191 (2002).
39. S. Bagnulo, J. D. Landstreet, E. Mason, et al., *Astronom. and Astrophys.* **450**, 777 (2006).
40. S. J. O'Toole, S. Jordan, S. Friedrich, and U. Heber, *Astronom. and Astrophys.* **437**, 227 (2005).
41. S. Hubrig, D. W. Kurtz, S. Bagnulo, et al., *Astronom. and Astrophys.* **415**, 661 (2004).
42. A. A. Pamyatnykh, *Acta Astronomica* **49**, 119 (1999).

Rapid Spectral Variability of ε Per A

V. V. Dushin, A. F. Kholtygin, G. A. Chuntunov, D. O. Kudryavtsev

The results of high-resolution spectropolarimetric observations ($R = 60\,000$) of the B0.5-type subgiant ε Per A are reported. Regular components of line profile variations with the frequencies $3.82\text{--}12.99\text{ d}^{-1}$ are found. A relation is shown to possibly exist between the non-radial pulsations of the star and the observed regular variations of the line profiles. A wavelet analysis of the difference of line profiles in the spectrum of ε Per A is performed. The amplitude of the wavelet spectrum is found to have two maxima at 10–20 and 50–60 km/s velocity scales. It is suggested that the first maximum corresponds to the amplitude of fluctuations in the velocity field of large-scale motions in the non-radially pulsating photosphere of the star, whereas the second maximum is associated with the variation of the halfwidths of spectral line profiles. An upper limit for the effective magnetic field of the star is inferred.

Keywords: *stars: oscillations—stars: magnetic field—stars: winds, outflows—stars: individual: ε Per A*