

О ХАРАКТЕРЕ ИЗМЕНЕНИЯ ВОДОРОДНЫХ ЛИНИЙ В СПЕКТРАХ МАГНИТНЫХ И ПЕКУЛЯРНЫХ ЗВЕЗД. II

СПЕКТРОФОТОМЕТРИЧЕСКОЕ ИССЛЕДОВАНИЕ HD 184905

Р. Н. Кумайгородская, Н. М. Чунакова

Изучено поведение феноменологических параметров водородных линий H_α — H_{11} и центральных глубин линий других элементов в спектре пекулярной звезды HD 184905 в течение периода. Обнаружена двойная волна с незначительно смещенными друг относительно друга положениями максимумов. По характеру изменения центральных глубин линий рассмотренных элементов можно предположить, что все они, кроме водорода, концентрируются в двух пятнах, различающихся размерами. Переменность водородных линий, по нашему предположению, вызывается в основном отличием структуры атмосферы в «пятнах» по сравнению с соседними участками поверхности, а изменение в течение периода — результат вращения звезды. Изменения в «ядрах» водородных линий больше, чем в «крыльях», что может быть следствием «сглаживания» неоднородностей («пятнистости») с глубиной.

Изучение полного поглощения в линиях в узком интервале спектра показало, что переменность блеска в этой области обусловлена в основном изменениями интенсивности самого непрерывного спектра.

The behaviour of phenomenological parameters of hydrogen lines H_α — H_{11} and central depths of lines of other elements in the spectrum of the peculiar star HD 184905 during a period is studied. A binary wave with insignificant displacements of maxima is discovered. From the character of variations in central depths of lines of the elements considered one may suggest that all of them, but for hydrogen, are concentrated in two spots differing in dimensions. The variability of hydrogen lines according to our suggestion is caused mainly by the atmospheric structure in the «spots» different from that of the neighbouring parts of the surface, and their variation during the period results from the star's rotation. The variations in the «cores» of hydrogen lines are more pronounced than in the «wings», which may be a result of «smoothing» of inhomogeneity (spotness) with depth.

The study of the total line absorption in a narrow spectrum interval has shown that the light variability in this region is mainly due to the intensity variations of the continuum itself.

Вводные замечания

Возросший за последнее время интерес к изучению водородных линий в спектрах магнитных и пекулярных звезд объясняется тем, что их интенсивности наряду с интенсивностями линий других элементов в некоторых случаях периодически изменяются. Более тщательное изучение водородных линий для большего числа таких звезд как спектрофотометрическими, так и фотоэлектрическими методами с привлечением моделей атмосфер может способствовать пониманию как причин этой переменности, так и природы пекулярности звезд в целом. В связи с этим нами начаты планомерные исследования водородных линий у ряда магнитных звезд различных типов пекулярности.

Спектрально-переменная звезда HD 184905 (AOp) была изучена визуально (по спектрограммам) Бэбкоком [1]. Кроме водородных линий,

спектр ее содержит относительно сильные линии SiII, SrII, CrII с переменными интенсивностями и профилями. Все линии довольно широкие, поэтому зеемановский эффект измерить трудно, однако визуальное исследование спектрограмм позволяет предположить существование сильного магнитного поля. Профиль линии KCaII более резкий с длинноволновой стороны, что может свидетельствовать, по предположению Бэбкока, об истечении ионов кальция с поверхности звезды. Возможно, из-за относительной слабости (визуальная величина 6^m6) HD 184905 количественно до сих пор не изучена.

Данные наблюдений

В мае—июне 1972 г. на дифракционном спектрографе АСП-II 50'' телескопа Крымской астрофизической обсерватории АН СССР было получено 16 спектрограмм HD 184905 с дисперсией 15 Å/мм (эмульсия Kodak 103a0) для различных фаз фотометрического периода. Для последнего имеется несколько определений. Наиболее уверенное, 2^d 17, приводится в [2]. Мы, однако, не смогли привязать наши наблюдения к фотометрическим [2], так как период определен с точностью до $\pm 0^d 02$, а промежуток времени между двумя рядами наблюдений большой. Поэтому при вычислении фаз за начальную эпоху была принята середина экспозиции первой полученной нами спектрограммы. В табл. 1 приведены даты наблюдений 1972 г., юлианские даты и фазы, отнесенные к периоду 2^d 17.

Спектрограммы записаны на микрофотометре прямых интенсивностей, проведена обычная обработка линий.

ТАБЛИЦА 1

Дата	JD 2441000+	Фаза	Ig n_e
Май 29/30	467.45	0.00	14.97
	467.52	0.03	14.92
	468.49	0.48	15.08
Июнь 31/1	469.47	0.93	14.98
	474.47	0.24	15.22
	475.46	0.69	14.94
	476.44	0.14	15.11
	477.44	0.59	15.09
	477.52	0.64	14.94
	479.39	0.50	15.06
	479.50	0.55	15.01
	481.50	0.46	15.11
	482.43	0.91	15.05
	483.48	0.39	15.17
	484.42	0.82	15.05
	484.51	0.86	14.94

Водородные линии

Для водородных линий H_γ—H₁₁ определены различные параметры: полные эквивалентные ширины W_λ , эквивалентные ширины «ядер» W_n и «крыльев» W_k , полуширины на различных глубинах $\Delta\lambda_i$, глубины на различных расстояниях от центра линии R_i , подобно тому как это сделано для α^2 CVn [3], и изучено их поведение в течение периода. Перечисленные параметры у всех бальмеровских линий изменяются с двойной волной различной амплитуды. На рис. 1 приведены некоторые результаты

для линии H_δ . Наибольшие изменения показывают эквивалентные ширины «ядер», составляя, например, для $H_\delta \approx 85\%$ в первом максимуме и $\approx 55\%$ во втором. Эти изменения реальны, о чем свидетельствует как их синхронность, так и то, что амплитуды в несколько (5—10) раз превосходят ошибки измерений, определенные по стандартной звезде [4]. Полные амплитуды изменений W_λ в первом и втором максимумах при переходе от низких к более высоким членам серии заметно не изменяются, составляя в среднем ≈ 30 и $\approx 20\%$ соответственно (рис. 2). Разброс точек в случае H_γ объясняется тем, что ее эквивалентная ширина определяется

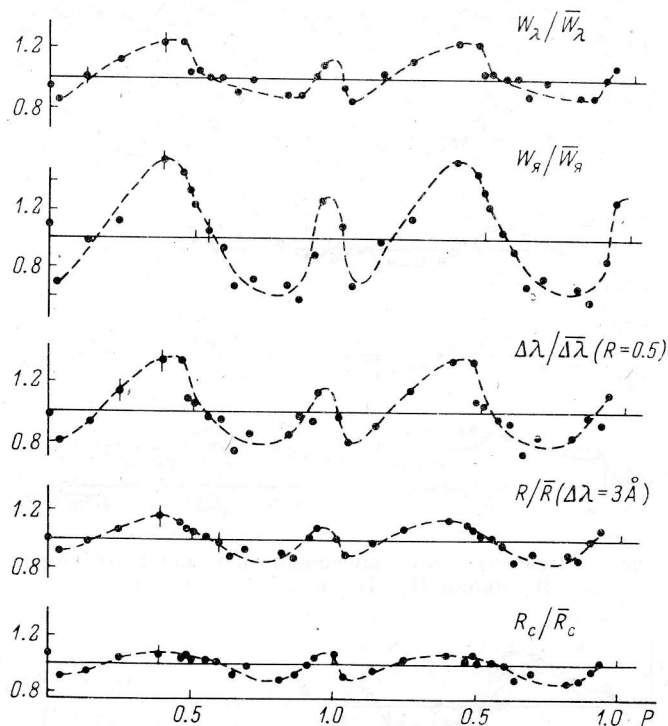


Рис. 1. Относительные изменения различных параметров H_δ в течение периода.

с меньшей точностью (линия находится на краю спектра). У HD 184905 изменения всех параметров водородных линий больше, чем у $\alpha^2 CVn$, причем второй максимум выражен более четко.

Для выяснения влияния поверхностных неоднородностей («пятен») на более глубокие слои атмосферы изменения ширины $\Delta\lambda_i$ водородных линий H_γ — H_{11} на разных глубинах были сопоставлены с изменениями глубин R_i на разных расстояниях от центра линии (предварительные результаты в [5]). Оказалось, что изменения происходят как в «ядрах», так и в «крыльях», однако в «ядрах» они примерно в 2 раза больше (рис. 3).

Мы произвели также оценки электронных плотностей по водородным линиям с учетом всех необходимых поправок [6]. Определенные методом Унзольда, они (табл. 1) относятся к тем слоям атмосферы, в которых в основном формируется абсорбционный спектр звезды. На той же эффективной глубине образуются линии H_γ и H_δ ($\tau \approx 0.2$ — 0.5). Возможные изменения полученных значений $\lg n_e$ в течение периода находятся в пределах ошибок, с которыми они обычно определяются [6].

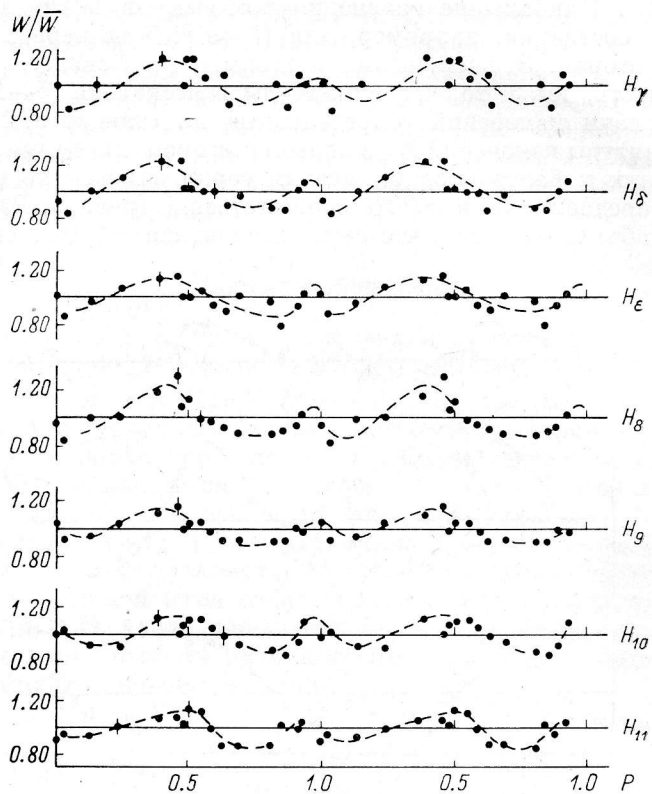


Рис. 2. Относительные изменения эквивалентных ширин W_λ линий H_γ — H_{11} в течение периода.

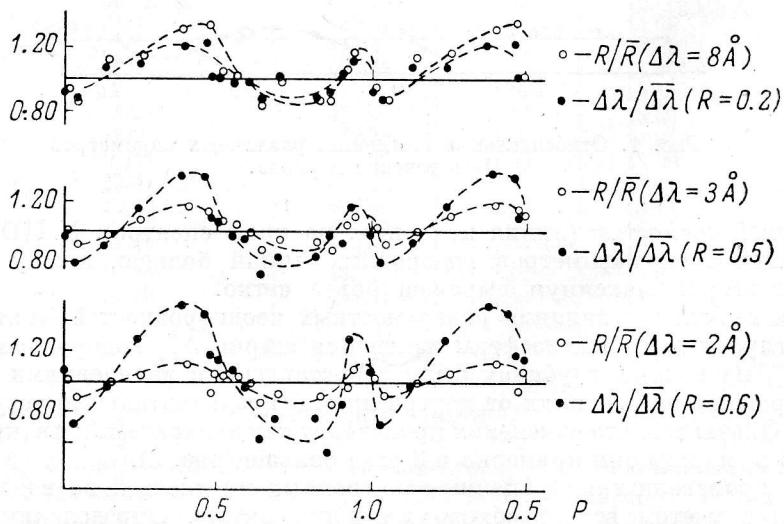


Рис. 3. Сравнение относительных изменений ширин линий H_γ на различных глубинах с относительными изменениями глубин на различных расстояниях от центра линии в течение периода.

Линии других элементов

Учитывая сходство звезд HD 184905 и α^2 CVn как по спектральному классу, так и по типу пекулярности при отождествлении линий в спектре нами использовались списки О. Струве и П. Свинга для α^2 CVn [7]. Спектр HD 184905 очень богат линиями, но из-за сильного их блендирования и большой ширины ($\omega \approx 1.0$) было невозможно достаточно полно изучить поведение различных параметров этих линий в течение периода.

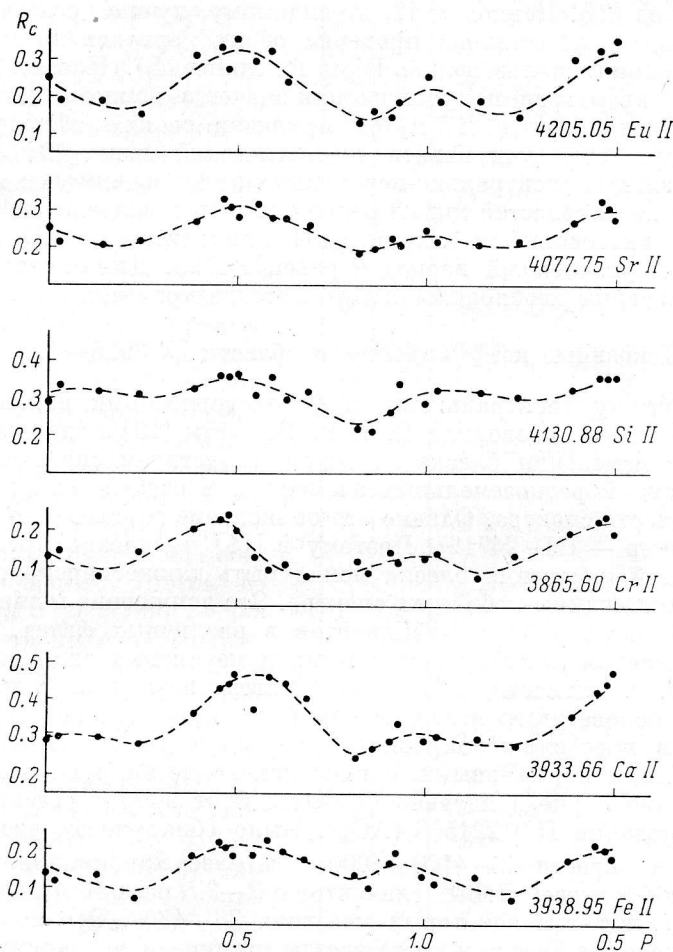


Рис. 4. Изменение центральных глубин R_c линий различных элементов в течение периода.

Мы исследовали лишь характер изменений центральных глубин R_c линий, определяющих пекулярность звезды (SiII, SrII, CrII), линий редкоземельных элементов EuII, GdII, CeII, а также CaII, FeII, TiII. На рис. 4 показано изменение величин R_c в течение периода для некоторых из рассмотренных элементов. Во всех случаях видна двойная волна (для некоторых линий второй максимум выражен не очень четко); наблюдается незначительное смещение положений первого и второго максимумов как друг относительно друга, так и относительно максимумов линий водорода. Центральные глубины некоторых линий почти не обнаруживают изменений (λ 4132.44) либо показывают очень большой разброс (λ 4130.37), что, по-видимому, вызвано сильным блендированием.

О периоде HD 184905

Как уже упоминалось, по данным [2] фотометрический период HD 184905 равен $2^d.17$, а по результатам десятицветной фотометрии — $1^d.845031$ [8]. Фазы, вычисленные для наших наблюдений с последним значением P , несколько меняют картину на рис. 1—4; разброс точек вблизи первого максимума увеличивается, однако двойная волна сохраняется (в этом случае спектрофотометрические наблюдения привязывались к эпохе T_0 из [2]). Период $2^d.17$, по-видимому, лучше представляет наши данные. Была осуществлена проверка обоих периодов по методу Лафлера—Кинмана (использовались W_λ и R_c линии H_δ). Наименьшие суммы (для обоих параметров) получились при значении периода $2^d.17$. Мы попытались уточнить период $2^d.17$ путем привязки своих наблюдений к данным [2], при этом учитывался статистический вывод [9] о том, что у редкоземельных спектрально-переменных звезд максимумы визуального блеска и интенсивностей линий редких земель совпадают по фазе. Максимальная интенсивность линий EuII приходится на JD 2441479.39. Полученный уточненный период P равен $2^d.1725$. Для определения более точного значения необходимы новые фотоэлектрические наблюдения.

Покровные коэффициенты в области $\lambda\lambda$ 3925—4175 Å

Связь между спектральными и фотометрическими данными у ряда пекулярных звезд позволила С. и Р. Вольфам [10] выдвинуть гипотезу о том, что изменения блеска являются следствием спектральной переменности линий редкоземельных элементов, в особенности в ультрафиолетовой области спектра. Однако это объяснение справедливо не для всех звезд (пример — HD 24712). Поэтому в [11] высказано предположение, что причиной изменения блеска может быть также переменный покровный эффект в видимых областях спектра. Это допущение можно проверить измерением покровных коэффициентов в различных фазах. Оценок общего поглощения линий у пекулярных и магнитных звезд немного; они выполнены, в частности, в [12] для 19 звезд различных типов пекулярности. На основе этого исследования были выведены некоторые закономерности в поведении покровного коэффициента у пекулярных звезд по сравнению с нормальными, однако изменение покровных коэффициентов в течение периода изучено не было. Этот вопрос рассмотрен в [13] при исследовании HD 221568 (AOp). Было обнаружено, что полное поглощение в области $\lambda\lambda$ 4100—4600 Å в фазе максимальной интенсивности линий редкоземельных элементов в 2—2.5 раза больше, чем в минимуме, и достигает в некоторых участках 36—43%. Это позволило объяснить изменения блеска и цвета звезды увеличением покровного эффекта в видимой области спектра. Однако покровные коэффициенты для α^2 CVn, полученные в [14], изменяются в течение периода незначительно, причем эти изменения меньше случайных ошибок измерений. Необходимо, правда, отметить, что покровные коэффициенты были определены лишь в нескольких фазах периода, причем в интервале $0^m.48$ — $0^m.58$ измерения отсутствуют, что, возможно, и помешало обнаружить переменность полного поглощения в линиях. Таким образом, имеются довольно противоречивые результаты относительно поведения покровных коэффициентов в видимой области спектра, несмотря на то что изученные звезды (α^2 CVn и HD 221568) близки по многим параметрам. Вопрос о поглощении в линиях как одной из причин переменности блеска Ap-звезд остается не вполне ясным.

Мы измерили покровные коэффициенты η у HD 184905 для участков шириной в 25 Å в области длин волн $\lambda\lambda$ 3925—4175 Å (этот интервал равен

полуширине полосы X в десятицветной фотометрической системе ЦИА ГАН [8]). В табл. 2 приведены значения η , которые включают и водородные линии, для 16 фаз обоих фотометрических периодов ($2^d 1725$ и $1^d 845031$). Ошибка измерения η вычислена по 5 спектрограммам стандартной звезды β UMa для нескольких участков ($\lambda\lambda 3925-3950 \text{ \AA}$, $\lambda\lambda 4100-4125 \text{ \AA}$, $\lambda\lambda 4125-4150 \text{ \AA}$); изменения η в каждом из них от спектрограммы к спектрограмме незначительны, среднеквадратичная ошибка одного измерения составляет 5—6%. Гораздо больше ошибка, вызванная неуверенностью в проведении непрерывного спектра; она особенно велика для звезд с широкими линиями. Зависимости η от фазы (рис. 5, а, б, в) для каждого участка показывают изменения покровного коэффициента, в несколько раз превосходящие среднеквадратичную ошибку одного измерения. Почти во всех участках довольно хорошо виден слабый вторичный максимум в изменении η . Если минимальные значения η по абсолютной величине такие же, как у нормальных звезд (0.04—0.06), то в максимуме они в 1.5—2 раза больше. Для трех участков ($\lambda\lambda 3925-3950 \text{ \AA}$, $\lambda\lambda 4125-4150 \text{ \AA}$, $\lambda\lambda 4150-4175 \text{ \AA}$) мы определили значения η при максимально высоком положении непрерывного спектра (которое, однако, нигде не превышало первоначальный уровень более, чем на 2—3%). Величины покровных коэффициентов при этом существенно увеличились (на 20—30%), но общий «ход» их остался прежним.

На основе полученных данных вряд ли можно говорить о каких-то отдельных полосах поглощения, являющихся переменными: полное поглощение изменяется во всем рассматриваемом диапазоне длин волн.

ТАБЛИЦА 2

Фазы P^* $\lambda\lambda, \text{ \AA}^{**}$	0.03	0.14	0.00	0.06	0.92	0.80	0.85	0.71	0.67	0.58	0.64	0.46	0.38	0.25	0.22	0.12
	0.00	0.05	0.12	0.14	0.19	0.31	0.35	0.40	0.43	0.50	0.53	0.64	0.73	0.88	0.97	0.98
3950	0.41	0.09	0.41	0.41	0.09	0.06	0.05	0.07	0.07	0.07	0.06	0.06	0.08	0.08	0.10	0.10
3975	0.39	0.39	0.37	0.36	0.38	0.36	0.31	0.36	0.39	0.39	0.36	0.35	0.42	0.52	0.45	0.37
4000	0.45	0.21	0.48	0.45	0.49	0.46	0.43	0.46	0.48	0.46	0.44	0.45	0.20	0.20	0.21	0.19
4025	0.07	0.09	0.08	0.06	0.08	0.05	0.04	0.06	0.06	0.06	0.05	0.05	0.07	0.07	0.09	0.08
4050	0.07	0.13	0.08	0.07	0.06	0.05	0.05	0.06	0.06	0.07	0.07	—	0.07	0.05	0.08	0.09
4075	0.05	0.07	0.06	0.04	0.06	0.07	0.06	0.06	0.07	0.05	0.05	0.05	0.06	0.08	0.08	0.07
4100	0.22	0.22	0.19	0.19	0.24	0.19	0.18	0.22	0.25	0.23	0.20	0.21	0.25	0.28	0.32	0.25
4125	0.31	0.32	0.31	0.26	0.31	0.29	0.27	0.31	0.32	0.31	0.28	0.31	0.34	0.38	0.38	0.32
4150	0.40	0.10	0.41	0.09	0.11	0.08	0.07	0.40	0.10	0.09	0.08	0.08	0.10	0.12	0.13	0.12
4175	0.06	0.08	0.07	0.06	0.07	0.06	0.04	0.06	0.06	0.07	0.06	0.04	0.07	0.08	0.08	0.06
$\bar{\eta}$	0.45	0.17	0.46	0.45	0.46	0.44	0.42	0.45	0.46	0.45	0.43	0.44	0.47	0.48	0.49	0.47

* В верхнем ряду приведены фазы для $P = 1^d 845031$, а в нижнем — для $P = 2^d 1725$.

** $\lambda\lambda$ указаны для длинноволновой стороны спектральных участков.

Положения максимумов всех кривых η слегка смещены при переходе от одного участка к другому. Это связано, очевидно, с тем, что в разных участках длин волн в общем поглощение вносят вклад линии различных элементов, изменяющиеся с некоторым смещением по фазе. Известно, что у многих пекулярных звезд линии различных элементов можно отнести к не-

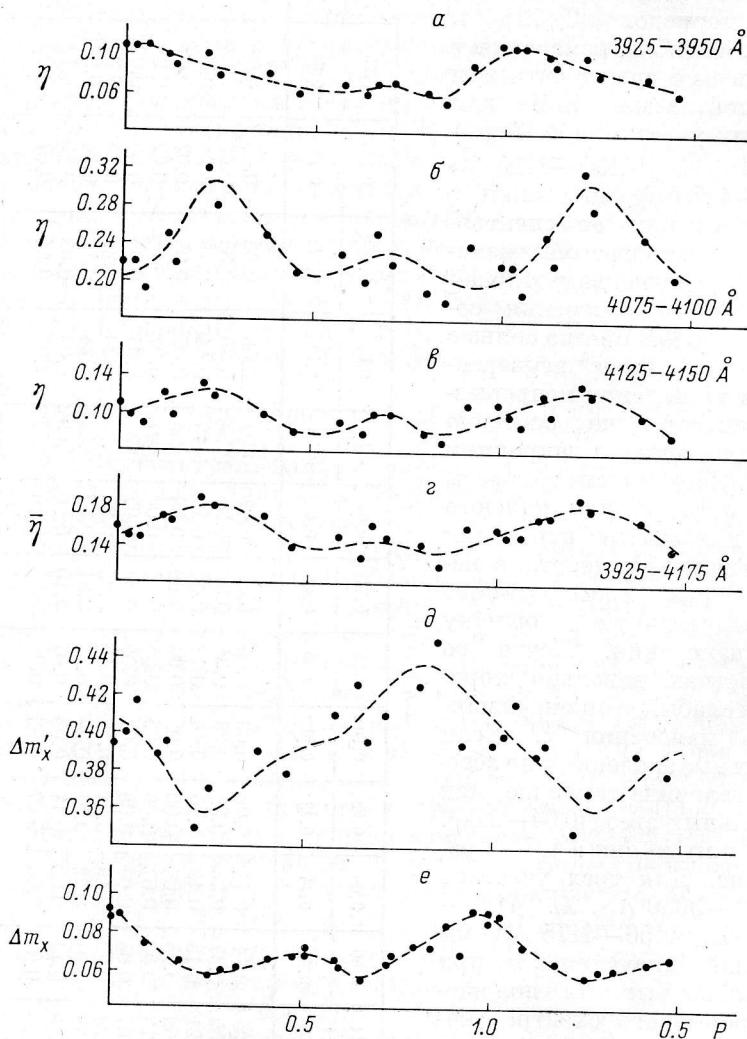


Рис. 5. Изменения в течение периода $P=1^{\text{d}}845031$.

$a, б, в$ — покрывной коэффициент η для различных спектральных участков; $г$ — среднее значение покрывного коэффициента $\bar{\eta}$; $д$ — непрерывный спектр, обусловленный полным поглощением в линиях (в звездных величинах); $е$ — блеск в фильтре X.

скольким группам в зависимости от характера изменения их интенсивностей (ослабление одних сопровождается усилением других). Такой характер переменности, возможно, будет «погашать» изменения полного поглощения в линиях, сводя его в некоторых случаях на нет (как это можно предположить, согласно результатам [14]).

Мы произвели оценки вклада линий поглощения в изменение блеска в фильтре X. Расчеты не совсем точны по двум причинам:

1) учитывалось полное поглощение не во всех длинах волн, охватываемых кривой реакции X , а только в тех, которые соответствуют полуширине этой кривой;

2) ввиду того что кривая реакции X десятицветной фотометрической системы ЦИА ГАН была нам неизвестна, использовались данные, взятые из [15], для вильнюсской системы (являющейся основой для десятицветной). Вряд ли эти упрощения сильно исказят конечный результат. Изменение усредненного по всему рассматриваемому спектральному интервалу покровного коэффициента η и обусловленное им изменение в непрерывном спектре (в звездных величинах) $\Delta m'_X$ показаны на рис. 5, *г*, *д*.

Обсуждение результатов

В связи с существованием двойной волны в изменениях величины R_c у линий различных элементов в течение периода можно предположить наличие двух «пятен» с аномальными физическими условиями на поверхности HD 184905. Величины амплитуд и ширин максимумов свидетельствуют о том, что эти «пятна» различаются размерами. Для разных элементов центры концентраций должны несколько отличаться, так как для них положения максимумов слегка смещены друг относительно друга.

Фотоэлектрические наблюдения HD 184905 — как четырехцветные [2], так и десятицветные [8] — не противоречат этой гипотезе: двойная волна также наблюдается в изменениях блеска во всех цветах.

Вычисленное нами полное поглощение в линиях в спектральном интервале $\lambda\lambda$ 3925—4175 Å, очевидно, не вносит существенного вклада в изменение блеска в фильтре X . Найденные значения $\Delta m'_X$ хотя и изменяются с большой амплитудой ($\approx 0^m08$), но они, возможно, в значительной степени будут компенсироваться не учтенным нами эффектом «обратного нагрева». Согласно результатам [12], для пекулярных и магнитных звезд спектрального класса АО суммарное действие блокировки линий и эффекта «обратного нагрева» дает амплитуду изменения блеска порядка 0^m01 — 0^m02 , что можно ожидать и в случае HD 184905. А так как амплитуда изменения блеска для звезды $\approx 0^m04$, то она, очевидно, обусловлена переменностью в интенсивности самого непрерывного спектра. Эта переменность может быть связана с перераспределением энергии в видимой области спектра за счет сильного поглощения в линиях различных элементов в ультрафиолете [16].

Описанные выше эффекты, так же как и наличие усиленного магнитного поля, избирочного поглощения ионами металлов и другие процессы приводят к изменению структуры атмосферы (в том числе и температурного градиента) в тех областях поверхности звезды («пятнах»), где в основном сконцентрированы все элементы. Поскольку трудно представить, что водород также сконцентрирован в «пятнах», то существование двойной волны в изменениях водородных линий в течение периода можно объяснить следующим образом. Необходимо рассматривать состояние атомов водорода в изменившихся физических условиях «пятен». Это приводит к изменению интенсивностей водородных линий по сравнению с соседними участками поверхности, а их переменность в течение периода — результат вращения звезды.

Отличие физических условий в «пятнах» может привести к тому, что разница в температурных градиентах «пятен» и соседних участков увеличивается в самых верхних слоях, где образуются «ядра» водородных линий, по сравнению с более глубокими. Об этом свидетельствуют и расчеты [17], согласно которым различие температур в «пятне» и «невозмущенной» атмосфере при $\tau \approx 0.005$ составляет примерно 500° . Однако эта оценка приближенная, так как при расчетах не были учтены многие важ-

ные эффекты. При таком градиенте температур эквивалентные ширины «ядер» будут увеличиваться, тогда как в «крыльях» они почти не изменяются. Это приводит к таким деформациям контуров водородных линий у магнитных звезд по сравнению с нормальными, которые и наблюдаются. Ввиду того что наблюдаемые изменения в «ядрах» водородных линий больше, чем в их «крыльях», можно сделать предположение об ослаблении неоднородностей в атмосфере («пятнистости») с глубиной.

На основании вышесказанного можно предположить, что своеобразное поведение водородных линий у магнитных звезд вызывается в основном отличием структуры атмосферы в «пятнах» по сравнению с соседними участками поверхности, а изменение в течение периода является результатом вращения звезд.

Изучение пекулярной звезды HD 184905 предполагается продолжить.

Литература

1. Н. Вабсоок, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 3, 141, 1958.
2. N. D. Morrison, S. C. Wolff, *Publ. Astron. soc. pacif.*, 83, 474, 1971.
3. Р. Н. Кумайгородская, *Астрофиз. исслед. (Изв. САО)*, 2, 27, 1970.
4. Р. Н. Кумайгородская, Н. М. Чунакова, *Сообщ. САО*, № 10, 21, 1973.
5. Р. Н. Кумайгородская, Н. М. Чунакова, *Астрофизика*, 9, 605, 1973.
6. И. М. Копылов, *Изв. Крымск. астрофиз. общ.*, 35, 11, 1966.
7. O. Struve, P. Swings, *Astrophys. J.*, 98, 361, 1943.
8. Циркуляр Шемахинской астрофиз. общ., № 34. Баку, Изд. «ЭЛМ», 1974.
9. G. Preston, *Publ. Astron. soc. pacif.*, 83, 571, 1971.
10. S. C. Wolff, R. J. Wolff, *Astron. J.*, 76, 422, 1971.
11. S. C. Wolff, N. D. Morrison, *Publ. Astron. soc. pacif.*, 85, 141, 1973.
12. S. C. Wolff, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 15, 21, 1967.
13. К. Кодайра, *Astron., Astrophys.*, 25, 189, 1973.
14. J. I. Cohen, *Astrophys. J.*, 159, 473, 1970.
15. В. Страйжис, К. Эданавичюс, *Бюлл. Вильн. астрофиз. общ.*, № 29, 15, 1970.
16. M. R. Molnar, *Astrophys. J.*, 179, 527, 1973.
17. J. Staude, *Astron. Nachr.*, 294, 3, 1972.