

ИЗУЧЕНИЕ ИЗМЕНЕНИЙ ВОДОРОДНОГО СПЕКТРА МАГНИТНО-ПЕРЕМЕННОЙ ЗВЕЗДЫ α^2 CVn

К. И. Козлова

Проведены наблюдения звезды α^2 CVn в течение периода изменения ее магнитного поля (5^d.469). По спектрограммам с дисперсией 30 Å/мм изучен ее водородный спектр в зависимости от фазы периода. Обнаружено изменение центральных глубин (R_0) и эквивалентных ширин (W_λ) водородных линий с высокими номерами, а также самих номеров последней наблюдаемой линии водорода (n_m) и электронной плотности ($\lg n_e$), найденной по формуле Инглиса—Теллера. Протяженность крыльев водородных линий никаких изменений с фазой не показала. Проведено сравнение с результатами других авторов. На основании полученных наблюдательных данных сделано предположение, что изменяются с фазой те параметры водородного спектра, которые характеризуют поверхностные слои атмосферы звезды со средними оптическими глубинами $\tau \sim 0.08—0.15$.

Observations of the star α^2 CVn were carried out during the period of its magnetic field variation (5^d.469). The hydrogen spectrum of this star was studied depending on the phase of that period using the spectrograms with the dispersion of 30 Å/mm. Variations of central depth (R_0) and equivalent width (W_λ) of high-number hydrogen lines were detected. The numbers of the last observed hydrogen line (n_m) and also the electron density ($\lg n_e$) calculated by the Inglis-Teller formula vary with phase as well. The extension of hydrogen line wings showed no variations with phase. A comparison with the results obtained by other authors is made. Based on the observational data obtained, the hydrogen spectrum parameters are supposed to vary with phase, which characterize the surface layers of stellar atmosphere having average optical depths $\tau \sim 0.08—0.15$.

ВВЕДЕНИЕ

α^2 CVn — спектрально-переменная звезда, отличающаяся правильной периодичностью и большой амплитудой изменения магнитного поля. К настоящему времени получено недостаточно сведений о поведении спектральных характеристик этой звезды в течение периода изменения магнитного поля. Имеются данные об изменении блеска и цвета звезды [1—3], изменении напряженности магнитного поля [4], изменении спектральных линий и характеристик непрерывного спектра [5—7] и т. д. Интересно было бы получить сведения о химическом составе, электронной плотности, температуре, турбуленции через каждую 0.1—0.2 фазы периода изменения магнитного поля звезды. Задача данной работы заключалась в изучении изменений водородного спектра звезды α^2 CVn с периодом.

§ 1. МАТЕРИАЛ НАБЛЮДЕНИЙ И ЕГО ОБРАБОТКА

Спектрограммы звезды α^2 CVn получены на телескопе АЗТ-8 с помощью спектрографа АСП-21 с дисперсией 30 Å/мм. Наблюдения проводились в обсерватории Астрофизического института АН КазССР (Каменское плато) в 1965 и 1967 гг.

В табл. 1 приводятся данные о наблюдательном материале.

Период изменения магнитного поля звезды составляет $5^d.469$. За начало периода принимается момент максимальной интенсивности линий европия (EuII Max). Фазы периода для всех моментов наблюдения вычислялись по следующей формуле [2]:

$$\text{EuII Max} = \text{JD } 24\ 19869.720 + 5.46939 E.$$

ТАБЛИЦА 1

№ п/п	Дата наблюдения	JD	Фаза периода (P)	Число спектров	Экспозиция (мин.)	Номер негатива
1	23 VII 1965	38965.146	0.325	4	18	15; 16
2	27 VII	969.144	0.056	2	15	19
3	28 VII	970.146	0.240	2	20	23
4	29 VII	971.149	0.423	2	20	26
5	30 VII	38972.146	0.605	2	15	29
6	13 V 1967	39623.250	0.650	2	10	1
7	18 V	629.142	0.728	2	10	3
8	30 V	641.188	0.930	3	10	4
9	31 V	642.188	0.113	2	8	5
10	1 VI	643.222	0.302	3	8	6
11	6 VI	648.192	0.211	2	7	7
12	14 VI	656.229	0.680	2	8	8
13	21 VI	663.188	0.952	2	10	9
14	22 VI	664.182	0.134	2	10	10
15	28 VI	39670.174	0.230	1	10	11

В наблюдениях 1965 г. использовались фотопластинки Kodak OaO, а 1967 г. — ORWO Zu2 Astroplatten (несенсибилизированные). Калибровка спектрограмм производилась на том же спектрографе с помощью ступенчатого ослабителя, калибровался каждый негатив. Фотометрическая обработка спектров велась на микрофотометре прямых интенсивностей в Астрофизическом институте АН КазССР.

Нами проводилось изучение профилей водородных линий серии Бальмера, определялись центральные глубины (R_0) и эквивалентные ширины (W_λ) линий. Наблюдения каждой отдельной ночи усреднялись. Результаты измерений R_0 и W_λ приведены в табл. 2 и 3 соответственно. Средне-

ТАБЛИЦА 2

P \ Линия	P																
	0.93	0.95	0.06	0.11	0.13	0.21	0.23	0.24	0.30	0.32	0.32	0.42	0.60	0.65	0.68	0.73	
H ₅	0.77	0.70	0.76	0.74	0.71	0.79	0.78	0.77	0.69	0.72	0.78	—	0.70	0.80	0.66	0.86	
H ₆	.78	.73	.76	.80	.71	.80	.81	.79	.64	.72	.76	—	.72	.82	.64	.85	
H ₇	.74	.78	.76	.74	.72	.76	.79	.79	.64	.74	.78	—	.71	.81	.69	.80	
H ₈	.73	.72	.74	.73	.70	.75	.90	.78	.65	.73	.77	—	.71	.78	.62	.72	
H ₉	.73	.68	.73	.73	.67	.71	.91	.76	.63	.76	.75	—	.70	.77	.62	.65	
H ₁₀	.70	.59	.70	.72	.65	.68	.83	.75	.59	.72	.72	—	.69	.72	.62	.80	
H ₁₁	.65	.57	.64	.62	.56	.65	.72	.64	.55	.70	.70	—	.66	.67	.57	.66	
H ₁₂	.60	.48	.61	.59	.47	.58	.74	.67	.48	.62	.65	0.62	.60	.60	.52	.60	
H ₁₃	.47	.36	.54	.58	.38	.51	.66	.62	.37	.56	.59	.56	.53	.52	.38	.44	
H ₁₄	.38	.28	.41	.39	.33	.44	.49	.49	.27	.47	.49	.44	.45	.46	.26	.38	
H ₁₅	.26	.22	.30	.36	.29	.36	.44	.42	.26	.37	.40	0.32	.37	.34	.26	.25	
H ₁₆	.17	0.14	0.22	.36	.21	0.20	.28	0.23	.22	.24	.27	—	0.22	.18	.18	.12	
H ₁₇	0.12	—	—	.16	.18	—	.21	—	.17	0.24	0.21	—	—	.14	0.13	0.08	
H ₁₈	—	—	—	0.10	0.12	—	0.18	—	0.10	—	—	—	—	0.10	—	—	

квадратичная ошибка определения R_0 составляет в среднем ± 0.06 , а для W_H — $\pm 0.5\text{\AA}$.

Определение электронных плотностей проводилось по формуле Инглиса—Теллера

$$\lg n_e = 23.26 - 7.5 \lg n_m. \quad (1)$$

ТАБЛИЦА 3

Р Линия	0.93	0.95	0.06	0.11	0.13	0.21	0.23	0.24	0.30	0.32	0.32	0.42	0.60	0.65	0.68	0.73
	H ₅	11.6	8.9	7.0	9.2	9.5	11.3	9.7	8.2	8.4	8.9	8.5	—	7.0	11.4	8.0
H ₆	10.9	8.5	6.9	9.4	9.3	11.7	9.5	7.6	8.2	6.0	8.4	—	6.1	11.3	8.1	8.8
H ₇	11.0	8.7	7.7	8.8	9.3	11.1	9.7	8.3	8.0	7.4	8.5	—	7.5	12.0	8.7	10.0
H ₈	10.4	8.0	7.6	8.9	8.8	9.5	10.1	7.9	8.0	5.9	9.0	—	6.9	10.0	7.5	8.8
H ₉	8.4	7.0	7.1	8.0	8.5	7.2	8.6	7.6	7.1	7.1	8.0	—	7.2	9.0	6.8	7.7
H ₁₀	6.6	5.7	6.3	6.1	7.3	6.2	7.5	6.6	5.2	5.0	6.4	—	6.9	7.4	4.8	6.2
H ₁₁	4.4	4.4	7.0	4.5	4.3	4.2	5.5	4.7	3.9	4.4	5.6	—	7.0	5.8	4.3	4.3
H ₁₂	3.5	2.7	3.6	3.3	3.1	3.2	4.5	4.7	2.8	3.5	4.6	4.0	3.9	4.2	2.9	3.4
H ₁₃	2.2	1.8	3.1	2.8	2.0	2.8	3.3	3.6	1.8	3.0	3.5	3.1	3.0	3.1	1.6	2.0
H ₁₄	1.9	1.3	2.2	1.6	1.7	1.8	2.2	2.0	1.0	2.2	2.3	1.9	2.2	2.0	1.0	1.6
H ₁₅	—	0.8	0.9	1.2	1.0	1.6	1.8	1.7	0.9	1.2	1.5	1.3	1.3	1.4	0.8	—
H ₁₆	—	0.5	0.8	—	0.7	—	0.8	—	—	0.6	0.8	—	0.9	—	0.6	—
H ₁₇	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	0.5	—	—	—	—	—

Номер последней наблюдаемой водородной линии (n'_m) находился для каждой даты наблюдения методом графической экстраполяции, n'_m снимались с графиков $R_0=f(n)$ и $W_H=f(n)$. Полученные значения n'_m исправлялись за влияние осевого вращения звезды. По исправленным значениям n_m

ТАБЛИЦА 4

Фаза периода, Р	$R_0 = f(n)$			$W_\lambda = f(n)$		
	Набл. n'_m	n_m	$\lg n_e$	Набл. n'_m	n_m	$\lg n_e$
0.06	18.8	18.9	13.45	17.6	17.6	13.67
.11	19.3	19.4	13.35	17.5	17.5	13.69
.13	19.6	19.8	13.30	17.8	17.8	13.65
.21	19.8	20.0	13.29	18.0	18.0	13.60
.23	19.7	19.9	13.28	17.6	17.6	13.67
.24	19.8	20.0	13.29	17.6	17.6	13.67
.30	19.6	19.8	13.30	17.4	17.4	13.71
.32	19.7	19.9	13.28	17.5	17.5	13.68
.42	19.1	19.2	13.39	17.4	17.4	13.71
.60	18.6	18.7	13.47	17.0	17.0	13.77
.65	18.3	18.3	13.56	16.9	16.9	13.78
.68	18.2	18.2	13.57	16.9	16.9	13.78
.73	17.6	17.6	13.67	16.8	16.8	13.79
.93	17.8	17.8	13.63	17.1	17.1	13.76
0.95	18.0	18.0	13.60	17.4	17.4	13.71

с помощью формулы Инглиса—Теллера были вычислены эффективные ионные плотности $\lg n_e$; последние исправлялись за влияние температуры на расширение водородных линий. Поправки за вращение и влияние температуры брались из работ И. М. Копылова [8, 9]. Результаты определения n_m и $\lg n_e$ приводятся в табл. 4. Среднеквадратичная ошибка значений $\lg n_e$ составляет в среднем ± 0.08 , а для n_m — ± 0.20 .

§ 2. ОБСУЖДЕНИЕ РЕЗУЛЬТАТОВ

Обнаружено изменение центральных глубин водородных линий в зависимости от фазы периода. Для величины $R_0 \left(\frac{H_6 + H_7}{2} \right)$ изменения почти незаметны, а с увеличением номера водородной линии амплитуда изменения растет. Изменение величины R_0 лежит между 0.74 и 0.77 для $\frac{H_6 + H_7}{2}$,

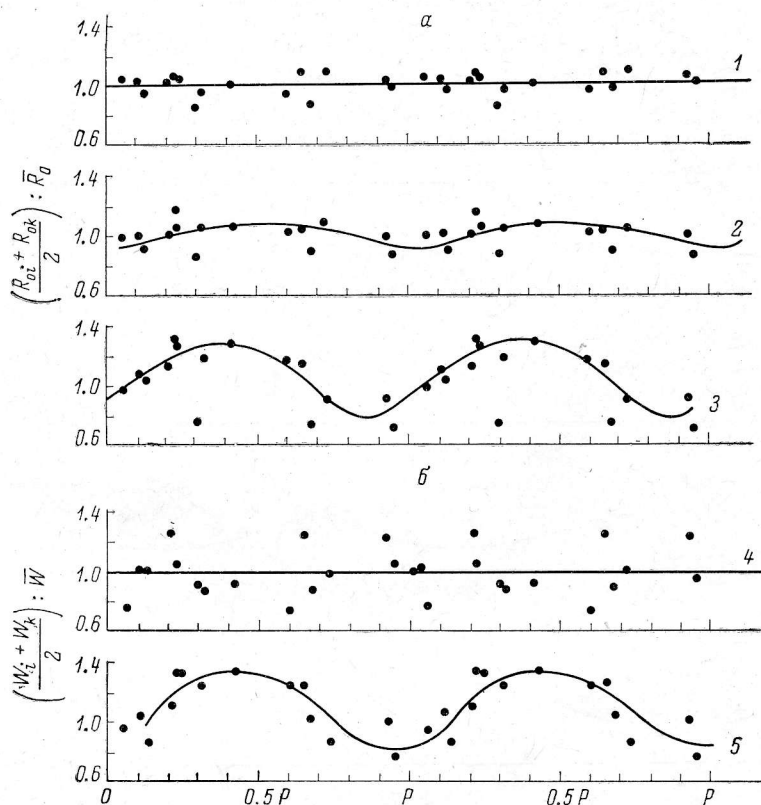


Рис. 1. Сопоставление относительных изменений центральных глубин (а) и эквивалентных ширин (б) водородных линий звезды $\alpha^2 CVn$ по фазам периода.

$$1 - R_0 \left(\frac{H_6 + H_7}{2} \right) : \bar{R}_0, \quad 2 - R_0 \left(\frac{H_{10} + H_{11}}{2} \right) : \bar{R}_0, \quad 3 - R_0 \left(\frac{H_{14} + H_{15}}{2} \right) : \bar{R}_0, \quad 4 - \\ W \left(\frac{H_5 + H_8}{2} \right) : \bar{W}, \quad 5 - W \left(\frac{H_{13} + H_{14}}{2} \right) : \bar{W}.$$

между 0.62 и 0.72 для $\frac{H_{10} + H_{11}}{2}$ и между 0.28 и 0.43 для $\frac{H_{14} + H_{15}}{2}$. Для последних двух пар линий амплитуда изменений составляет 0.10 и 0.15 соответственно, что превышает погрешности измерений R_0 . Максимум величины $R_0 \left(\frac{H_{14} + H_{15}}{2} \right)$ приходится на фазу 0.5, а минимум — на 0.1. Изменение центральных глубин водородных линий начинается с $n \sim 12$. Для наглядности мы построили графики изменений R_0 по отношению к средней величине \bar{R}_0 (рис. 1, а).

Изменение эквивалентных ширин линий водорода заметно у последних линий серии Бальмера. Обращает на себя внимание большой разброс

точек на графиках. Мы сначала построили графики зависимости W_H от фазы для $W\left(\frac{H_5+H_6}{2}\right), \dots, W\left(\frac{H_{15}+H_{16}}{2}\right)$, а затем для этих же величин (рис. 1, б) — изменения амплитуд W_H по отношению к амплитуде средней линии (величине средней \bar{W}). Оказалось, что существует изменение W_H с фазой только у линий с высокими номерами, начиная с $n \sim 12$. Известно, что эффективные глубины образования (τ) бальмеровских линий сильно различаются, причем линии водорода с высокими номерами возникают в самых поверхностных слоях атмосферы с $\tau \sim 0.1$ для звезд классов

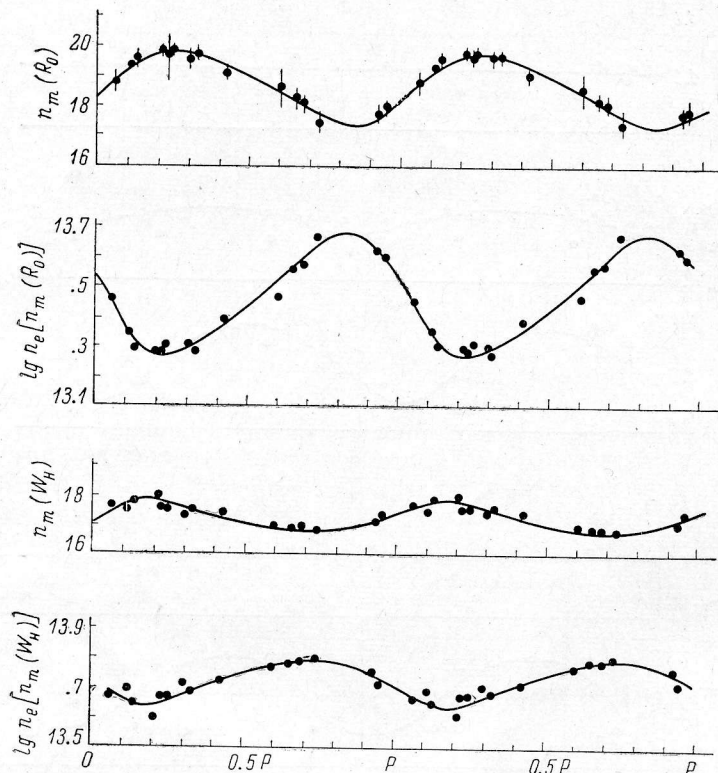


Рис. 2. Изменение номера последней наблюдаемой водородной линии и электронной плотности у звезды $\alpha^2 CVn$ по фазам периода.

O—F0 [9, 10]. И так, R_0 и W_H изменяются с фазой у водородных линий с высокими номерами ($n \geq 12$); у этих линий крылья практически отсутствуют и, следовательно, изменяются с фазой центральные части линий, т. е. ядра. Этот факт согласуется с результатами Р. Н. Кумайгородской [11], полученными при исследовании водородных линий по спектрограммам с высоким разрешением.

Заметного изменения протяженности крыльев водородных линий и изменений ширины профилей на разных глубинах линий нами не обнаружено. Известно, что крылья водородных линий образуются в глубоких слоях звездной атмосферы. Следовательно, изменения физических условий там сравнительно невелики.

Обнаружено изменение номера последней наблюдаемой водородной линии n_m с фазой. $n_m(R_0)$ меняется в пределах от 19.8 до 17.5, амплитуда составляет 2.3. Максимум величины n_m приходится на фазу 0.23, минимум — на 0.85. Изменение $n_m(W_H)$ с фазой выражено слабее, чем у $n_m(R_0)$

(рис. 2). $n_m(W_H)$ меняется в пределах от 17.8 до 16.8, т. е. амплитуда изменения составляет 1.0. Номера последних наблюдаемых линий водорода, определяемые графически по центральным глубинам и эквивалентным ширинам, систематически различаются между собой на 1—2 единицы, что хорошо видно из табл. 4. $n_m(R_0)$ всегда больше $n_m(W_H)$, потому что с увеличением номера линии серии Бальмера W_H изменяется быстрее (за счет сужения линий), чем R_0 . Следует заметить, что спектры звезды, полученные с дисперсией 30 Å/мм и меньшей, дают как бы «фиктивные» значения n_m , по сравнению, например, со спектрами, снятыми с дисперсией 15 Å/мм и больше, так как при дисперсии 30 Å/мм линии водорода в основном прослеживаются до номеров 16—17, а с дисперсией 15 Å/мм — до номера 20.

Амплитуда изменения $n_m(R_0)$ с фазой больше, чем у $n_m(W_H)$. Последнее, по-видимому, обусловлено тем, что центральные части линий образуются на поверхности звезды, а за W_H ответственны более глубокие слои, причем изменения физических условий на поверхности звезды больше, чем на глубине. Бэбкок [4] предполагает, что спектральная переменность звезды является результатом более высокой регулярности в распределении магнитного поля в верхних слоях атмосферы, имеющей место у периодических магнитно-переменных звезд.

Электронная плотность (рис. 2), определенная по формуле Инглиса—Теллера $\lg n_e [n_m(R_0)]$, меняется от 13.67 до 13.28, амплитуда изменения составляет 0.39. Величина $\lg n_e [n_m(W_H)]$ изменяется слабее, максимум равен 13.79 и приходится на фазу 0.73, а минимум величины составляет 13.64 и соответствует фазе 0.16. Амплитуда изменения равна 0.15. $\lg n_e(n_m)$ по Инглису—Теллеру у звезд O5—A5 характеризует, как известно, самые верхние слои атмосферы со средней оптической глубиной $\tau \sim 0.08—0.15$.

§ 3. СРАВНЕНИЕ ПОЛУЧЕННЫХ ДАННЫХ С РЕЗУЛЬТАТАМИ ДРУГИХ АВТОРОВ

Таи [1] изучал изменения блеска, цветовой температуры, интенсивности водородных линий (H_γ , H_δ , H_ϵ) у α^2 CVn с фазой. Цветовая температура (T_c) выведена из спектрофотометрических градиентов (φ) и дана в гринвичской системе, в которой нуль-пунктом является $\varphi_0=1.0$ и $T_c=18\ 000^\circ$. В этой системе T_c меняется от 17 000 до 27 000°, т. е. амплитуда изменений составляет 10 000°. Таи обнаружил, что температура максимальна, когда минимален блеск звезды, и с увеличением T_c увеличивается эквивалентная ширина водородных линий H_γ и H_ϵ . Изменение температуры соответствует изменению спектральных классов от A0 до B5. Изменения с периодом показали также линии EuII, TiII, FeII и др.

В. Б. Никонов и Э. С. Бродская [2] провели наблюдения α^2 CVn и звезды сравнения δ UMa на фотоэлектрическом фотометре, установленном на 33-сантиметровом рефлекторе Абастуманской обсерватории. Наблюдения велись со светофильтрами с $\lambda_{эфф}$ 3800 и 5300 Å. Оказалось, что у α^2 CVn имеются изменения блеска в желтых лучах ($\Delta m_{ж}$) и цвета (ΔC_0) с фазой периода (рис. 3). $\Delta m_{ж}$ взято при условии, что α^2 CVn ярче δ UMa; ΔC_0 взято при условии, что α^2 CVn синее δ UMa. Мы видим, что в максимуме звезда желтее, чем в минимуме. Полученные результаты качественно подтверждают наблюдения Таи.

Бродская и Никонов приняли для нуль-пункта спектрофотометрических градиентов $\varphi_0=1.00$ и нашли, что изменение цветовой температуры составляет около 1000°, в то время как она по данным Таи изменяется на 10 000°. Таким образом, наблюдения качественно подтверждают нали-

чие изменений как блеска, так и цвета у $\alpha^2 CVn$ с фазой, однако амплитуда изменения T_c различается у авторов работ [1] и [2] в 10 раз.

Ю. В. Глаголевский [5] провел детальное исследование непрерывного спектра в течение периода у $\alpha^2 CVn$. На рис. 3 приведены полученные им

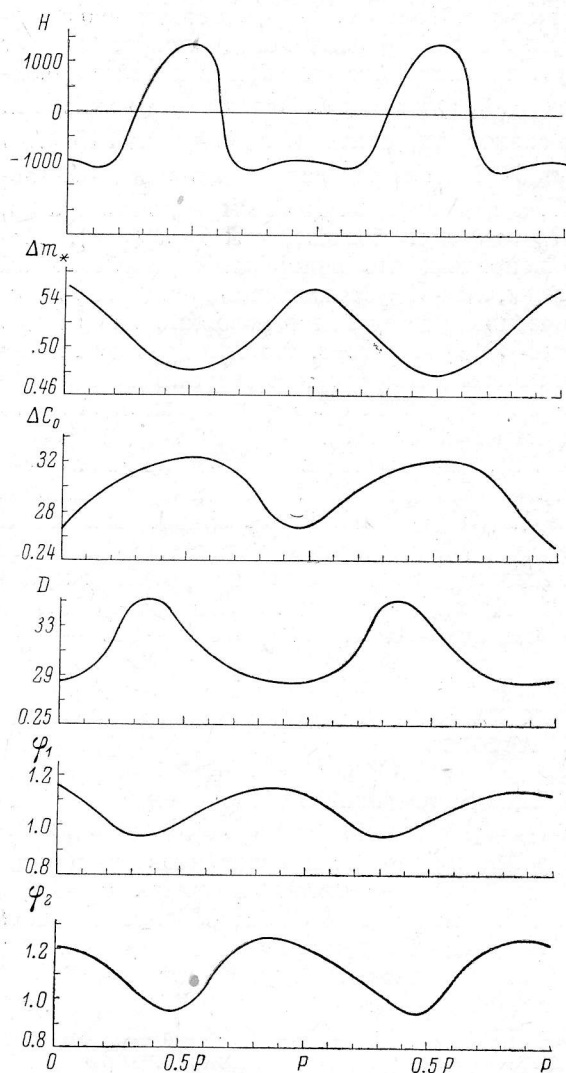


Рис. 3. Сопоставление изменений напряженности магнитного поля H (по данным Бэбкока), изменений блеска Δm_* и цвета ΔC_0 (по данным В. Б. Никонова и Э. С. Бродской), изменений бальмеровского скачка D и абсолютных спектрфотометрических градиентов φ_1 и φ_2 (по данным Ю. В. Глаголевского) у звезды $\alpha^2 CVn$ по фазам периода.

спектра (φ_2) образуется в самых верхних слоях атмосферы с $\tau \sim 0.1$. Таким образом, наблюдения непрерывного спектра $\alpha^2 CVn$ в течение периода показали наличие изменений параметров D , φ_1 и φ_2 , характеризующих как глубокие, так и поверхностные слои атмосферы звезды. В последнем наши результаты согласуются с результатами работы [5].

результаты. Мы видим, что имеются изменения бальмеровского скачка (D) и спектрфотометрических градиентов φ_1 и φ_2 с фазой. Бальмеровский скачок соответствует спектральному типу В8 и при своем изменении остается меньше, чем у нормальных звезд того же Sp, имеющих величину D в среднем 0.47. Абсолютные спектрфотометрические градиенты изменяются в следующих пределах: φ_1 от 0.97 до 1.18, а φ_2 от 0.98 до 1.26. Этому изменению градиентов соответствует изменение цветовой температуры: для T_1 17 200—13 400° $\Delta T_1 = 3800^\circ$; для T_2 15 600—12 000° $\Delta T_2 = 3600^\circ$. Величина изменения цветовой температуры меньше, чем у Таи, и больше, чем у Никонова и Бродской.

Из рис. 3 видно, что, когда цветовая температура T_c максимальна, скачок имеет также наибольшую величину. Звезда $\alpha^2 CVn$ имеет количественный спектральный класс В9.4, однако для нормальных звезд того же Sp зависимость D от спектрального класса такова, что при увеличении температуры бальмеровский скачок у них уменьшается. Физические параметры D , φ_1 и φ_2 относятся к разным слоям атмосферы звезды: у звезд типа А0 D и φ_1 образуются на глубине $\tau \sim 1.0$, а спектрфотометрический градиент в ультрафиолетовой области

Бербиджи [6] провели детальное спектрофотометрическое исследование α^2 CVn в течение периода. Спектры получались с дисперсией $4.8 \text{ \AA}/\text{мм}$. Изучены профили линий, получены эквивалентные ширины линий H_γ и H_δ в течение периода. Изменения эквивалентных ширин H_γ и H_δ не наблюдаются, а профили линий практически не изменяются.

Э. Бём-Витензе [12] показала, что у α^2 CVn изменяются с фазой лучевые скорости и профили линий EuII, CrII, FeII.

Сопоставим графики изменений некоторых физических параметров, характеризующих как верхние ($\tau \sim 0.4$), так и глубокие ($\tau \sim 1.0$) слои атмосферы звезды. Из рис. 2 и 3 видим, что, когда напряженность магнитного поля положительной полярности наибольшая, абсолютный спектрофотометрический градиент и электронная плотность имеют наименьшее значение. Звезда α^2 CVn изменяет свой спектральный класс от B8 в максимуме положительной полярности до A0 в максимуме отрицательной полярности [5], и величина электронной плотности в этой области растет от 13.3 до 13.7, в то же время нормальные звезды B8 имеют $\lg n_e = 13.65$, а звезды A0 имеют $\lg n_e = 13.70$. Таким образом, изменение $\lg n_e$ у α^2 CVn не может быть объяснено изменением температуры. Из рис. 3 видно, что, когда цветовая температура наибольшая (абсолютный спектрофотометрический градиент наименьший), бальмеровский скачок имеет максимальную величину, что также противоречит температурному изменению. В то же время протяженность крыльев водородных линий и величина эквивалентных ширин первых линий серии не изменяются (в пределах ошибок).

ВЫВОДЫ

Наши исследования звезды α^2 CVn, полученные в течение двух сезонов наблюдений в 1965 и 1967 гг., показывают: 1) наличие изменений центральных глубин, эквивалентных ширин водородных линий с высокими номерами, номеров последней наблюдаемой линии водорода (n_m) и электронной плотности, полученной по формуле Инглиса—Теллера; 2) отсутствие заметных изменений W_H первых линий водорода (H_5-H_{10}), протяженности крыльев и ширин профилей самих линий.

Найденные изменения R_0 , W_H , n_m и $\lg n_e$ не могут быть объяснены изменениями температуры. Можно предположить, что физические условия в поверхностных слоях атмосферы звезды ($\tau \sim 0.08-0.15$) изменяются с фазой сильнее, чем в глубоких.

Литература

1. W. S. Tai, Monthly Notices Roy. Astron. Soc., 100, No. 2, 1939.
2. В. Б. Никонов, Э. С. Бродская, Бюлл. Абастум. астрофиз. obs., 11, 7, 1950.
3. T. Jarzembowski, JAU Symposium, No. 22, 64, 1965.
4. Г. У. Бэбкок. Звездные атмосферы. Под ред. Гринстейна, М., 1963.
5. Ю. В. Глаголевский, Вестн. АН КазССР, 2, 46, 1965.
6. G. R. Burbidge, E. M. Burbidge, Astrophys. J. Suppl., 1, No. 11, 1955.
7. Ю. В. Глаголевский, К. И. Козлова, Астрофизика, 3, вып. 3, 1967.
8. И. М. Копылов, Изв. Крымск. астрофиз. obs., 26, 232, 1961.
9. И. М. Копылов, Изв. Крымск. астрофиз. obs., 35, 11, 1966.
10. J. Tuominen, T. V. Tuominen and K. Malm, Z. Astrophys., 68, 98, 1968.
11. Р. Н. Кумайгородская, наст. сборник, стр. 26.
12. E. Böhm-Vitense. Z. Astrophys., 64, № 4, 326, 1966.