

УДК: 524.38—36

ХИМИЧЕСКИЙ СОСТАВ КОМПОНЕНТОВ ДВОЙНОЙ ЛИТИЕВОЙ ЗВЕЗДЫ ι Peg

Л. С. ЛЮБИМКОВ, Н. С. ПОЛОСУХИНА, С. И. РОСГОПЧИН

Поступила 8 января 1991

Принята к печати 6 февраля 1991

На основе развитой ранее методики исследованы индивидуальные характеристики компонентов спектрально-двойной звезды ι Peg. Найлены следующие параметры: $T_{\text{эфф}} = 6750$ К и $\lg g = 4.35$ для компонента А, $T_{\text{эфф}} = 5350$ К и $\lg g = 4.57$ для компонента В. По CCD-спектрам в красной области измерены эквивалентные ширины W_{λ} линий каждого компонента; после их исправления определен химический состав. В целом содержание элементов в атмосферах компонентов оказалось близким к нормальному. Однако содержание Li, найденное путем расчета оптических спектров в области линии Li I $\lambda 6708$, оказалось высоким: $\lg \epsilon_A(\text{Li}) = 3.25$ и $\lg \epsilon_B(\text{Li}) = 2.58$. По разнице в содержании лития между компонентами получен возраст $\tau_{\iota \text{ Peg}} = 170 \pm 80$ млн. лет. Массы компонентов, оцененные по эволюционным трекам, составляют $M_A = 1.33 \pm 0.08 M_{\odot}$ и $M_B = 0.9 \pm 0.2 M_{\odot}$.

1. *Введение.* Звезда ι Peg (HR 8430 = HD 210027) известна как спектрально-двойная еще с конца прошлого века. В 1965 г. Хербиг [1] получил первые указания на присутствие в ее спектре линий второго, менее яркого компонента, причем оказалось, что оба компонента демонстрируют довольно сильную линию лития $\lambda 6708$. В 1983 г. Фекел и Томкин [2] провели детальное исследование спектра ι Peg в красной области на основе высококачественного наблюдательного материала, полученного с камерой Reticon на телескопе 2.7 м обсерватории Мак Дональд. Эти авторы построили надежную кривую лучевых скоростей не только для первого, но также и для второго компонента. Благодаря этому удалось существенно уточнить орбитальные элементы системы, в том числе ее период ($P = 10.2130$ суток). Были получены следующие оценки для масс компонентов: $M_A > 1.31 \pm 0.02 M_{\odot}$; $M_B > 0.81 \pm 0.1 M_{\odot}$; $M_A/M_B = 1.62 \pm 0.01$. Отметим также, что более массивному компоненту А соответствует спектральный класс F5V, в то время как класс компонента В оценен в работе [2] как G8V.



Особое внимание Фекел и Томкин [2] уделяли упомянутой линии $\text{Li I } \lambda 6708$. Ее анализ дал для компонента А содержание лития $\lg \varepsilon_A(\text{Li}) = 2.9$, а для компонента В— $\lg \varepsilon_B(\text{Li}) = 2.6$ (во втором случае указана ошибка определения ± 0.6). Таким образом, содержание этого элемента в атмосферах обоих компонентов оказалось довольно высоким, приближающимся к предельному значению $\lg \varepsilon(\text{Li}) = 3.1 \pm 0.2$, характерному для очень молодых звезд (см., например, [3]). Заметим, что содержание Li , как и других элементов, мы даем в обычной логарифмической шкале, где водороду соответствует значение $\lg \varepsilon(\text{H}) = 12.00$. Для сравнения можно указать, что современная оценка для атмосферы Солнца составляет $\lg \varepsilon_{\odot}(\text{Li}) = 1.1-1.2$ (см. [4]).

Звезда ι Peg была включена в нашу программу исследования химического состава компонентов двойных систем, для которых характерны аномалии в содержании некоторых элементов. Следует отметить, что до недавнего времени при анализе химического состава двойных звезд фактором двойственности часто пренебрегали, то есть определяли некое «среднее» содержание. Однако, как выяснилось, такое пренебрежение могло приводить к искажению реального химического состава компонентов; это было показано на примере исследования двойной звезды π Sgr [5], а также путем моделирования спектров двойных систем [6, 7]. Разработанная в Крымской обсерватории методика [5, 7], позволяет по общему спектру двойной звезды находить раздельно параметры компонентов и их химический состав. В случае ι Peg ситуация облегчается благодаря тому, что линии компонентов А и В в спектре разделяются, поэтому удается измерить эквивалентные ширины отдельно для звезд А и В.

Наша задача состояла в том, чтобы получить для ι Peg спектральный материал высокого качества в разных фазах орбитального периода и затем проанализировать его на основе упомянутой методики [5, 7]. Определены основные параметры компонентов: их эффективные температуры $T_{\text{эфф}}$, ускорения силы тяжести g , массы M и радиусы R . Оценен возраст системы t . При анализе химического состава компонентов особое внимание уделено литию, поскольку этот элемент, существенно меняющий свое содержание уже на фазе главной последовательности, привлекает в последние годы пристальное внимание исследователей.

2. Наблюдательный материал и его обработка. Спектральные наблюдения ι Peg проводились нами в период с 1985 г. по 1989 г. с помощью CCD-матрицы Хельсинского университета, установленной в фокусе куде телескопа 2.6 м Крымской обсерватории. Регистрировался ряд участков в красной области спектра, причем длина каждого участка составляла

Таблица 1

ДАННЫЕ О НАБЛЮДЕНИЯХ

Дата	Фаза	Экспозиция (мин).	Спектральная область (А)	Сигнал/шум
18-07-86	0.302	15	5396-5426	150
08-08-86	0.359	15		120
27-10-89	0.506	30	5655-5685	200
06-11-89	0.485	35		300
07-11-89	0.653	45		380
07-11-89	0.684	45		400
08-08-86	0.369	20	6015-6045	200
01-08-89	0.889	30	6424-6454	180
05-11-89	0.387	45		420
05-11-89	0.418	40		400
07-11-89	0.715	45	6427-6457	410
07-11-89	0.746	45		400
01-08-89	0.859	30	6630-6660	270
01-08-89	0.879	45		300
28-10-89	0.399	40		400
05-11-89	0.462	40		350
05-11-89	0.463	40		350
05-11-89	0.465	40		350
25-09-85	0.308	20	6692-6723	150
18-07-86	0.209	20		150
08-08-86	0.258	20		150
16-08-86	0.037	15		110
16-08-86	0.039	15		100
09-08-87	0.103	25		130
09-08-87	0.104	25		130
09-08-87	0.105	30		250
11-08-87	0.299	25		230
11-08-87	0.300	20		220
27-06-88	0.729	20		190
31-07-89	0.873	45		400
07-11-89	0.559	45		450
07-11-89	0.590	45		440
07-11-89	0.621	45		410

около 30 А. Разрешение спектрограмм около 0.1 А (2 пиксела CCD), дисперсия 2.5 А/мм. В табл. 1 приведены некоторые данные о наблюдениях, включающие дату наблюдений, фазу орбитального периода, экспозицию, начало и конец регистрируемого участка, отношение сигнал/шум. Отметим, что данные в табл. 1 сгруппированы по спектральным интервалам, а не в хронологическом порядке. Наибольшее количество спектрограмм приходится на область линии Li I $\lambda 6708$.

Полученная информация обрабатывалась на ЭВМ СМ-4 с помощью пакета программ, созданного специально для обработки CCD-спектров И. В. Ильиным. Эта процедура включала в себя чистку спектров от случайных выбросов (они обусловлены космическими частицами), введение поправки за плоское поле (учет неоднородностей CCD-матрицы), учет фона неба, проведение континуума, построение нормированного спектра и фильтрацию высокочастотных шумов.

В качестве примера на рис. 1 приведен ряд обработанных спектрограмм в области линии Li I $\lambda 6708$ для нескольких фаз. Стрелками указаны положения линии Li I второго компонента. В фазе $p = 0.25$ линии компонентов сливаются, поскольку здесь лучевые скорости совпадают: $v_r(A) = v_r(B)$.

Спектры, полученные вблизи фазы $p = 0.25$, имеют наиболее простой вид, поэтому они послужили основой при отождествлении линий. Это помогло отождествить сравнительно слабые линии компонента В, появляющиеся в других фазах. Необходимо было отделить их от линий компонента А, однако задача облегчалась благодаря тому, что мы рассматривали только красную область спектра, где линии расположены не столь густо, как, например, в синей области.

Эквивалентные ширины W_λ измерялись отдельно для каждого из компонентов в тех фазах, когда линии в спектре четко разделялись. Блендированные линии при этом обычно не учитывались. Для контроля была построена зависимость W_λ от центральной глубины линий, которая служила дополнительным критерием при отборе линий. Список линий, выбранных для анализа химического состава, приведен в табл. 2. Здесь же указаны потенциалы возбуждения χ их нижних уровней и силы осцилляторов gf . Были использованы следующие источники gf -величин: для Li I—[8], Ca I—[9], Ti II и Ni I—[10], Fe I—[11], Fe II—[12], для остальных элементов—[13]. О представленных в табл. 2 эквивалентных ширинах W_λ (они выражены в миллиангстремах) и соответствующих содержаниях элементов $\lg g$ будет сказано позже.

В заключение этого раздела следует отметить, что при выводе параметров $T_{\text{эфф}}$ и $\lg g$ компонентов А и В использовались эквивалентные ширины бальмеровских линий H_γ и H_δ . Они были определены по спек-

трограммам с дисперсией 4 и 6 А/мм, полученным фотографическим путем на том же телескопе 2.6 м.

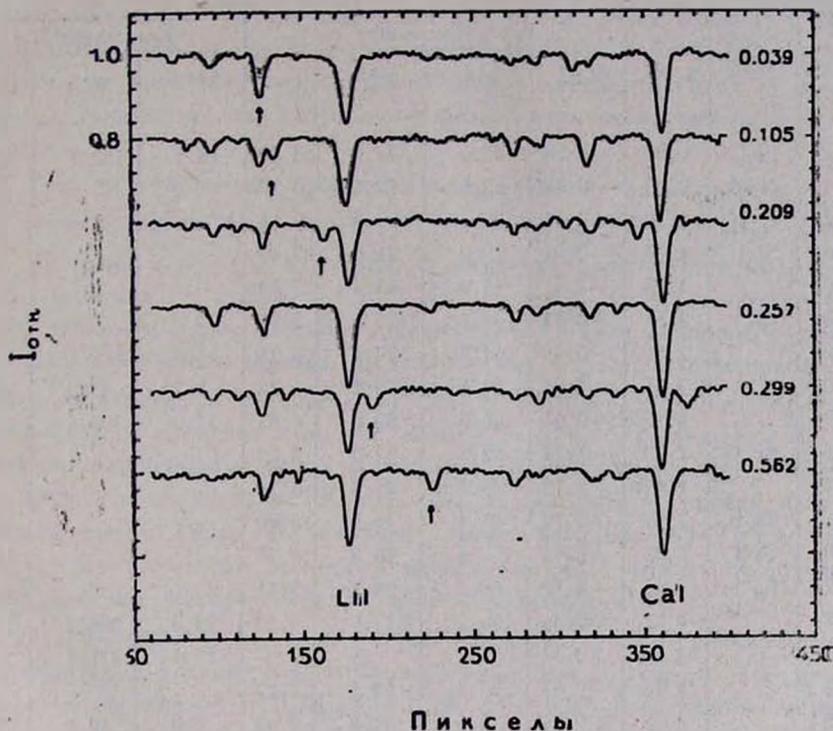


Рис. 1. Обработанные CCD-спектрограммы в области линии Li I $\lambda 6708$ для нескольких фаз p орбитального периода. Стрелками указаны положения линии Li I второго компонента. Каждая спектрограмма сдвинута на 0.2 вниз относительно предыдущей. Числа справа соответствуют фазам p .

3. Эффективные температуры и ускорения силы тяжести компонентов. Как уже отмечалось, в основу нашего анализа положена методика, изложенная в работах [5, 7]. На первом этапе необходимо было определить эффективную температуру $T_{\text{эфф}}$ и ускорение силы тяжести g каждого из компонентов. Для этого использовались следующие наблюдаемые характеристики. Во-первых, для некоторых фаз измерены суммарные эквивалентные ширины линий H_{γ} и H_{β} в общем спектре системы; получены средние значения $W_{H_{\gamma}} = 6.2 \pm 0.3 \text{ \AA}$ и $W_{H_{\beta}} = 7.2 \pm 0.5 \text{ \AA}$. Их не следует рассматривать как независимые, это фактически один критерий. Во-вторых, известен фотометрический индекс $[c_1]$ в четырехцветной системе *ubvy*; согласно каталогу [14], для исследуемой звезды $[c_1] = 0.387$.

ДАННЫЕ О РАССМОТРЕННЫХ ЛИНИЯХ

$\lambda, \text{Å}$	Элем.	$\chi, \text{эВ}$	$\lg g_f$	Компонент А			Компонент В		
				$W_{\lambda}^{\text{набл}}$	$W_{\lambda}^{\text{исп}}$	$\lg \varepsilon$	$W_{\lambda}^{\text{набл}}$	$W_{\lambda}^{\text{исп}}$	$\lg \varepsilon$
6707.87	Li I	0.00	+0.18	64.0	74.1	3.30	18.1	132.7	2.74
5682.64	Na I	2.09	-0.67	62.0	70.4	6.10			
5688.22		2.10	-0.42	87.4	99.3	6.11			
5665.56	Si I	4.90	-2.04	19.0	21.6	7.46			
5684.49		4.93	-1.41	55.9	63.5	7.60			
6439.08	Ca I	2.51	+0.47	109.1	125.5	5.92			
6449.82		2.51	-0.55	64.7	74.5	6.25	14.0	106.1	5.90
6455.60		2.51	-1.35	24.5	28.2	6.22	5.7	43.2	5.76
6717.69		2.70	-0.61	69.6	80.6	6.57	17.0	124.6	6.30
5667.15	Sc II	1.49	-1.24	32.6	37.0	3.35			
5669.04		1.49	-1.12	39.9	45.3	3.39			
5418.77	Ti II	1.57	-2.19	43.4	49.3	5.00			
5409.80	Cr I	1.03	-0.72	87.3	98.6	5.74			
5410.92	Fe I	4.45	+0.12	85.1	96.2	7.41			
5415.24		4.37	+0.36	104.3	117.9	7.32	23.8	206.9	7.33
5424.08		4.30	+0.34				19.7	171.2	7.08
5662.52		4.16	-0.68	55.9	63.4	7.47			
5679.03		4.63	-0.97	30.6	34.8	7.62	8.0	67.0	7.62
6633.76		4.54	-0.87	31.5	36.4	7.45			
6663.45		2.41	-2.48	47.0	54.4	7.60	15.8	116.4	7.72
6678.00		2.68	-1.46	75.8	87.7	7.47	20.1	148.0	7.28
6703.58		2.75	-3.16	9.0	10.4	7.48	5.2	38.3	7.37
6705.10		4.59	-1.37	22.3	25.8	7.77	4.6	33.9	7.41
6713.04		4.59	-1.58	12.7	14.7	7.63			
6713.74		4.77	-1.63	6.4	7.4	7.47			
6715.39		4.59	-1.66	10.1	11.7	7.59	3.2	23.5	7.44
6716.25		4.56	-1.88	4.7	5.4	7.41			
5425.26	Fe II	3.19	-3.63	45.8	51.8	7.78			
6432.68		2.88	-3.93	42.6	49.1	7.73	1.8	13.6	7.34
6456.39		3.89	-2.52	66.7	76.8	7.69			
6643.64	Ni I	1.67	-2.13	36.8	42.5	6.03	10.3	76.3	5.74
6645.13	Eu II	1.37	+0.08	2.0:	2.3:	0.33:			

В-третьих, использовалось отношение потоков $F(4625)/F(3625)$, измеренных в континууме на длинах волн 4625 и 3625 Å (аналог бальмеровского скачка). Каталоги [15] и [16] дают для ι Peg очень близкие значения этого отношения, в среднем же $\lg[F(4625)/F(3625)] = 0.237$. Подчеркнем, что во всех трех случаях речь идет о характеристиках суммарного спектра, поскольку получить их отдельно для компонентов А и В не удастся.

Трех перечисленных критериев недостаточно для определения четырех неизвестных параметров— $T_{\text{эфф}}(A)$, $g(A)$, $T_{\text{эфф}}(B)$, $g(B)$. Поэтому был применен еще один критерий, в основе которого лежит вывод о высоком содержании лития у ι Peg (см. выше). Согласно современным представлениям, столь высокое содержание Li может говорить о том, что система ι Peg очень молода. Действительно, запас этого элемента, например, в атмосфере звезды с массой $M = 1 M_{\odot}$ довольно существенно истощается со временем (см. рис. 4 в [17]). Тогда компоненту В, имеющему приблизительно такую массу, при $\lg \varepsilon(\text{Li}) \approx 2.6$ [2] должен соответствовать возраст $t \sim 100$ млн. лет. Иначе говоря, звезда находится в самом начале фазы ГП (главная последовательность). Путем сравнения с эволюционными расчетами можно показать, что из такого заключения следуют жесткие ограничения на значения $g(A)$ и $g(B)$.

Для надежности в нашей работе использованы три различных сетки эволюционных треков, рассчитанных при одном и том же исходном химическом составе— $X = 0.70$, $Y = 0.28$, $Z = 0.02$ (содержание водорода, гелия и металлов соответственно). Две из них опубликованы в 1988—1989 гг. в работах [18] и [19]; в качестве третьей применены результаты расчетов по программе STEV, разработанной в Ленинградском университете [20]. Все три источника указывают на то, что при возрасте, не превышающем нескольких сотен миллионов лет, и при ожидаемых значениях масс компонентов $M_A \approx 1.3\text{—}1.4 M_{\odot}$ и $M_B \approx 0.8\text{—}1.0 M_{\odot}$ ускорения силы тяжести $g(A)$ и $g(B)$ должны лежать в довольно узких интервалах:

$$4.3 \leq \lg g(A) < 4.4, \quad (1)$$

$$4.5 \leq \lg g(B) \leq 4.6. \quad (2)$$

Исходя из условия (1), мы приняли для компонента А значение $\lg g(A) = 4.35 \pm 0.05$. Таким образом, один из четырех неизвестных параметров найден.

Определение остальных трех параметров основано на методике [5, 7]. В частности, если линии компонентов в спектре двойной звезды не разделяются, то наблюдаемая «суммарная» эквивалентная ширина W_{AB} ка-

кой-либо линии связана с собственными ширинами W_A и W_B звезд А и В следующим соотношением:

$$W_{AB} = \frac{W_A + \beta_\lambda W_B}{1 + \beta_\lambda}, \quad (3)$$

где

$$\beta_\lambda = \frac{F_B(\lambda)}{F_A(\lambda)} \left(\frac{R_B}{R_A} \right)^2, \quad (4)$$

$F_A(\lambda)$ и $F_B(\lambda)$ — потоки в континууме, излучаемые компонентами А и В на соответствующей длине волны λ , а R_A и R_B — радиусы компонентов. Формулы (3) и (4) были применены для определения $T_{\text{эфф}}$ (А) по известным эквивалентным ширинам W_{AB} линий H_γ и H_δ .

В дальнейшем анализе были использованы модели атмосфер Куруца [21]. В частности, этим автором вычислены эквивалентные ширины H_γ и H_δ в зависимости от $T_{\text{эфф}}$ и $\lg g$, которые необходимы для применения соотношения (3). Кроме того, в это соотношение входит величина β_λ , которая, согласно (4), выражается через $(R_B/R_A)^2$. Учитывая, что $M_A/M_B = 1.62$ [2], находим

$$\left(\frac{R_B}{R_A} \right)^2 = \frac{M_B}{M_A} \cdot \frac{g(A)}{g(B)} = 0.617 \frac{g(A)}{g(B)}. \quad (5)$$

Как оказалось, основной вклад в суммарную эквивалентную ширину W_{AB} линии H_γ (или H_δ) вносит яркий компонент Λ . Поэтому в первом приближении при определении $T_{\text{эфф}}$ (А) параметры второго компонента можно задать довольно грубо. На основании его спектрального класса G8 V мы приняли $T_{\text{эфф}}$ (В) ≈ 5200 К и $\lg g(B) \approx 4.5$, а затем вычислили значения W_{AB} линий H_γ и H_δ при разных температурах $T_{\text{эфф}}$ (А) и при $\lg g(A) = 4.35$. Совпадение с наблюдаемыми эквивалентными ширинами было получено при $T_{\text{эфф}}$ (А) = 6750 К, причем обе линии — H_γ и H_δ — дали практически одно и то же значение.

Теперь, когда величины $T_{\text{эфф}}$ (А) и $\lg g(A)$ известны, можно найти аналогичные параметры для компонента В. Для этого мы использовали суммарные характеристики спектра — индекс $[C_1]$, отношение потоков $F(4625)/F(3625)$ и эквивалентные ширины линий H_γ и H_δ . Варьируя параметры $T_{\text{эфф}}$ (В) и $\lg g(B)$, необходимо добиться наилучшего согласия между теоретическими и наблюдаемыми характеристиками. Это было сделано с помощью диаграммы, приведенной на рис. 2. На ее ос-

нове окончательно приняты значения $T_{\text{эфф}}(B) = 5350 \text{ K}$ и $\lg g(B) = 4.57$. Отметим, что величина $\lg g(B)$ удовлетворяет условию (2).

Напомним, что первоначально, при определении $T_{\text{эфф}}(A)$ были заданы приближенные параметры $T_{\text{эфф}}(B)$ и $\lg g(B)$. Теперь, основываясь на найденных значениях $T_{\text{эфф}}(B)$ и $\lg g(B)$, мы попытались уточнить эффективную температуру компонента А, однако полученное выше значение $T_{\text{эфф}}(A) = 6750 \text{ K}$ практически не изменилось. Параметры компонентов вместе с ошибками их определения представлены в табл. 3. Следует отметить, что наши оценки $T_{\text{эфф}}(A)$ и $T_{\text{эфф}}(B)$ находятся в удовлетворительном согласии с упомянутыми выше спектральными классами компонентов (F5 V и G8 V).

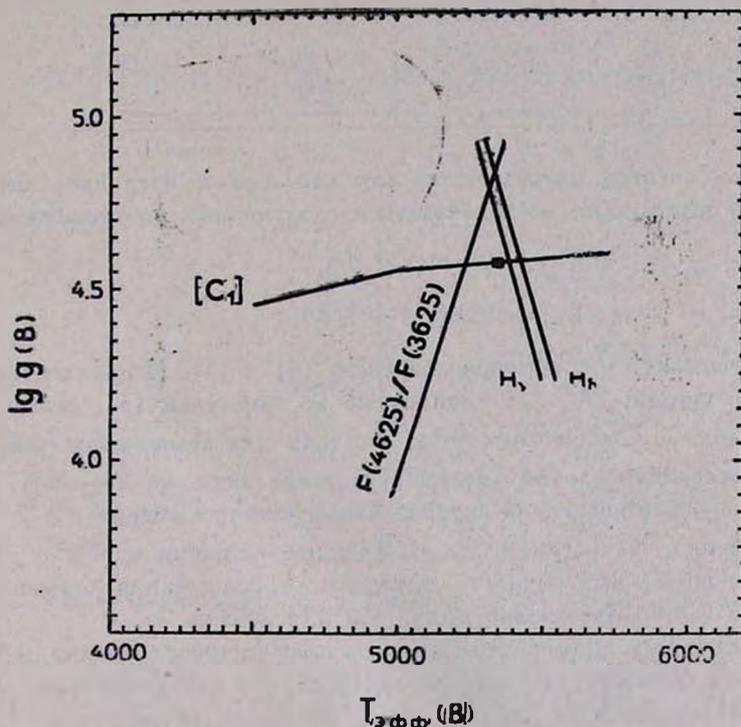


Рис. 2. Диаграмма для определения фундаментальных параметров компонента В. Квадратик соответствует принятым значениям $T_{\text{эфф}}$ и $\lg g$.

4. Анализ микротурбулентности и химического состава. Для каждого компонента была построена модель атмосферы, соответствующая приведенным в табл. 3 величинам $T_{\text{эфф}}$ и $\lg g$. В основе лежали модели атмосфер Куруца [21], причем в случае звезды А была применена ин-

терполяция, а в случае звезды В—экстраполяция данных [21] (значение $T_{эфф}$ (В) = 5350 К оказалось ниже минимальной эффективной температуры $T_{эфф} = 5500$ К в [21]).

Измеренные эквивалентные ширины $W^{набл}$ отдельно для компонентов А и В представлены в табл. 2. Как показано в [5], если линии ком-

Таблица 3

ЭФФЕКТИВНЫЕ ТЕМПЕРАТУРЫ, УСКОРЕНИЯ СИЛЫ ТЯЖЕСТИ И СКОРОСТИ МИКРОТУРБУЛЕНТНОСТИ В АТМОСФЕРАХ КОМПОНЕНТОВ А И В

Компонент	$T_{эфф}$, К	$\lg g$	ξ_t , км/с
А	6750 ± 150	4.35 ± 0.05	1.5 ± 0.5
В	5350 ± 350	4.57 ± 0.10	1.0 ± 0.5

понентов в спектре разделяются, для перехода к истинным значениям W_A и W_B необходимо воспользоваться следующими соотношениями:

$$\begin{aligned} W_A &= W_A^{набл} (1 + \beta_\lambda), \\ W_B &= W_B^{набл} (1 + 1/\beta_\lambda), \end{aligned} \quad (6)$$

где β_λ определяется с помощью равенств (4) и (5). Исправленные эквивалентные ширины $W^{ист}$, найденные по формулам (6), также приведены в табл. 2. Следует отметить, что если для компонента А значения $W^{набл}$ после исправления увеличились всего лишь на 13—16%, то для менее яркого компонента В эквивалентные ширины возросли в 7—8 раз; соответственно возросли и все случайные ошибки в $W_B^{набл}$. Отсюда можно ожидать, что точность определения содержания элементов для звезды В будет существенно ниже, чем для звезды А.

Исследованию химического состава предшествовал анализ микротурбулентности. Скорость микротурбулентности ξ_t для компонента А находилась по линиям Fe I традиционным способом: определялось содержание железа $\lg \epsilon(\text{Fe})$ при разных значениях ξ_t и искалась такая скорость ξ_t , при которой отсутствует ход в содержаниях $\lg \epsilon(\text{Fe})$ с ростом эквивалентной ширины $W_A^{ист}$. Таким путем было получено, что $\xi_t(\text{А}) = 1.5 \pm \pm 0.5$ км/с.

Провести подобный анализ в случае компонента В не удастся, поскольку разброс в значениях $\lg \epsilon(\text{Fe})$ для линий Fe I оказывается слишком большим. Здесь скорость микротурбулентности была оценена косвенным путем. Во-первых, по температуре $T_{эфф}$ и ускорению $\lg g$

компонент В достаточно близок к Солнцу (у которого $T_{\text{эфф}} = 5770$ К и $\lg g = 4.44$). Но микротурбулентность в атмосфере Солнца изучалась неоднократно, и сейчас для него можно принять $\xi_t \approx 1$ км/с. Во-вторых, можно воспользоваться усредненной зависимостью ξ_t от $T_{\text{эфф}}$ и $\lg g$, которую построил Ниссен [22] на основе изучения ξ_t у нескольких десятков F- и G-карликов. Из этой зависимости следует, что найденным для компонента В параметрам $T_{\text{эфф}}$ и $\lg g$ соответствует значение $\xi_t = 0.8$ км/с (заметим, что для компонента А указанная зависимость дает величину 1.6 км/с, хорошо согласующуюся с полученной выше скоростью $\xi_t(A) = 1.5 \pm 0.5$ км/с). Учитывая сказанное, мы приняли $\xi_t(B) = 1.0 \pm 0.5$ км/с.

Таблица 4

ХИМИЧЕСКИЙ СОСТАВ АТМОСФЕР КОМПОНЕНТОВ

Элемент	$\lg \epsilon_A$	$\lg \epsilon_B$	$\lg \epsilon_{\odot}$
Li	3.25*	2.58*	1.20
Na	6.11		6.28
Si	7.53		7.65
Ca	6.24	5.99	6.35
Sc	3.37		3.00
Ti	5.00		4.82
Cr	5.74		5.61
Fe	7.56	7.40	7.60
Ni	6.03	5.74	6.08
Cu	0.33:		0.70

* Содержание лития определено с помощью свитетических спектров

Имея для каждой из звезд А и В модель атмосферы и зная скорость микротурбулентности, мы могли на основе исправленных эквивалентных ширин $W_A^{\text{исп}}$ и $W_B^{\text{исп}}$ определить индивидуальный химический состав. Содержания элементов $\lg \epsilon$, полученные по отдельным линиям, представлены в табл. 2. А в табл. 4 приведены усредненные значения $\lg \epsilon_A$ и $\lg \epsilon_B$, здесь же для сравнения указаны солнечные содержания $\lg \epsilon_{\odot}$, соответствующие принятой системе сил осцилляторов.

Подтвердился заметный избыток лития (по сравнению с Солнцем) у обоих компонентов. Анализ эквивалентных ширин линии Li I $\lambda 6708$ привел к значениям $\lg \epsilon_A(\text{Li}) = 3.30$ и $\lg \epsilon_B(\text{Li}) = 2.74$. Поскольку ли-

тый представляет особый интерес, мы рассмотрим его отдельно в следующем разделе, уточнив полученные содержания с помощью синтетических спектров.

Как видно из табл. 4, для компонента А наряду с литием найдены содержания еще девяти химических элементов. В целом химический состав звезды А оказался близким к солнечному. Наибольшее отклонение ± 0.37 dex обнаружилось для Sc и Eu, однако содержание этих элементов определено по малому числу линий (2 линии Sc II и 1 линия Eu II). Кроме того, рассмотренная линия Eu II слаба ($W_\lambda \approx 2m_A$) и измеряется не очень точно. Для остальных элементов отклонения от солнечных значений $\lg \epsilon_\odot$ составляют менее 0.2 dex.

Для компонента В, линии которого в спектре ι Peg достаточно слабы, удалось, кроме лития, оценить содержания еще только трех элементов—Ca, Fe и Ni. Все они показали дефицит относительно Солнца, составляющий в среднем 0.3 dex. Эти элементы оказались в дефиците и по отношению к компоненту А (0.16 dex для Fe, 0.25 dex для Ca и 0.29 dex для Ni). Однако мы не можем считать реальным расхождение ~ 0.2 —0.3 dex, найденное к тому же только по трем элементам. Наш анализ показал, что неточности определения параметров $T_{\text{эфф}}$ и $\lg g$ компонента В (они указаны в табл. 3) вполне могут приводить к систематическим погрешностям в $\lg \epsilon_B$ порядка 0.3 dex. Таким образом, мы приходим к заключению, что в пределах допустимых ошибок химический состав компонента В также соответствует солнечному составу.

Представляет интерес анализ спектра ι Peg как одиночной звезды. Действительно, если бы плоскость орбиты была приблизительно перпендикулярна лучу зрения, мы не смогли бы обнаружить двойственность ι Peg и скорее всего считали бы, что исследуем одиночную звезду. Возникает вопрос: не могло ли это привести к каким-либо фиктивным аномалиям химического состава? Чтобы ответить на него, мы применили к ι Peg традиционный метод анализа, игнорируя ее двойственность. В соответствии с этим были измерены эквивалентные ширины $W_{\text{лв}}$ в фазах $p \approx 0.25$, когда линии компонентов не разделяются. Получены параметры $T_{\text{эфф}} = 6600$ К, $\lg g = 4.1$ и $\xi_t = 2.2$ км/с. Химический состав остался по-прежнему близким к солнечному. Лишь для Li сохранился избыток около двух порядков; кроме того, для Ca получился избыток 0.4 dex. Таким образом, в данном случае пренебрежение двойственностью не привело к большим ошибкам в определяемом содержании элементов. Однако следует подчеркнуть, что в отношении других двойных звезд такой вывод может оказаться неверным; на это указывают, как уже отмечалось, результаты исследования химического состава звезды π Sgr [5] и моделирование спектров двойных систем [6, 7].

5. *Содержание лития.* Содержание лития в атмосферах холодных звезд привлекает в последние годы большой интерес, о чем свидетельствуют многочисленные публикации в литературе. Исследования разных авторов показали, что литий, в отличие от многих других элементов, еще на стадии ГП может существенно понижать свою концентрацию в наружных слоях звезды. Учитывая сказанное, мы уделили этому элементу специальное внимание. Чтобы повысить точность наших оценок $\lg \varepsilon_{\lambda}(\text{Li})$ и $\lg \varepsilon_B(\text{Li})$, были рассчитаны синтетические спектры в области линии $\text{Li I } \lambda 6708$ для каждого компонента в отдельности.

Резонансный дублет $\text{Li I } \lambda 6708$ является единственной линией в видимой области, по которой определяется содержание Li . В наших вычислениях была учтена сложная структура этой линии, включающая разделение по изотопам ${}^7\text{Li}$ и ${}^6\text{Li}$. Необходимые данные о длинах волн λ и gf -величинах взяты из работы [23]. Принято отношение ${}^6\text{Li}/{}^7\text{Li} = 0.08$, характерное для солнечной системы (см. [24]). Это значение вполне согласуется с оценкой ${}^6\text{Li}/{}^7\text{Li} < 0.1$, полученной в [25, 26] для F- и G-карликов. Столь низкое отношение ${}^6\text{Li}/{}^7\text{Li}$ означает, что основной вклад в линию Li I вносит изотоп ${}^7\text{Li}$.

Вопрос о возможном блендировании дублета $\text{Li I } \lambda 6708$ линиями других элементов исследовала Хяни [27]. Выполненные ею тестовые расчеты синтетических спектров показали, что сколько-нибудь заметный вклад в полный профиль линии Li I могут внести только линии $\text{Fe I } \lambda 6707.44$ ($\chi = 4.61$ эВ, $\lg gf = -2.30$) и $\text{VI } \lambda 6708.08$ ($\chi = 1.22$ эВ, $\lg gf = -2.99$). Обе эти линии были учтены в наших вычислениях. Отметим, что расчеты синтетических спектров, описанные в этом разделе, выполнены по программе SYNTHEL [28].

Рассмотрим теперь наблюдательный материал, с которым сопоставлялись результаты вычислений. Мы построили для каждого из компонентов А и В усредненные по нескольким фазам профили линии $\lambda 6708$. От наблюдаемых профилей необходимо было перейти к истинным, то есть нормировать их к собственным континуумам звезд А и В. Обозначим через r_{λ} относительную интенсивность в линии. Тогда на основе соотношений, приведенных в работе [5], нетрудно получить следующие формулы:

$$\begin{aligned} r_{\lambda}(A) &= r_{\lambda}^{\text{набл}}(A)(1 + \beta_{\lambda}) - \beta_{\lambda}; \\ r_{\lambda}(B) &= r_{\lambda}^{\text{набл}}(B)(1 + 1/\beta_{\lambda}) - 1/\beta_{\lambda}, \end{aligned} \quad (7)$$

где β_{λ} по-прежнему определяется с помощью (4) и (5). Подчеркнем, что равенства (7) относятся к тому случаю, когда линии компонентов в спектре разделены.

На рис. 3 приведены наблюдаемые профили линии $\lambda 6708$ (штриховые кривые), а также исправленные по формулам (7) (сплошные кривые). Видим, что истинный профиль у компонента В значительно глубже, чем профиль, наблюдаемый в общем спектре.

В расчетах синтетических спектров учитывалось вращение. Первоначально для компонентов А и В были приняты скорости вращения $v \sin i$, приведенные в работе Фекела и Томкина [2]. Эти авторы получили $v \sin i = 7 \pm 2$ км/с для звезды А и $v \sin i = 9 \pm 3$ км/с для звезды В (отметим, что в каталоге [29] для ι Peg дано значение $v \sin i = 10$ км/с). Наши вычисления показали, что наилучшее согласие между теоретическими и наблюдаемыми (исправленными) профилями линии $\lambda 6708$ достигается при скоростях вращения 9 км/с и 8.5 км/с соответственно для А и В.

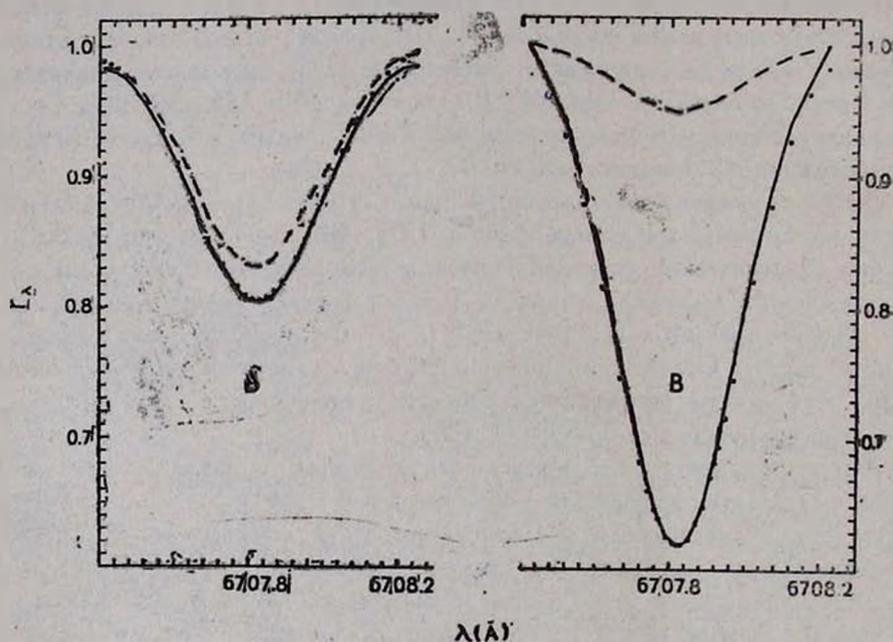


Рис. 3. Анализ профилей линии $\lambda 6708$. Штриховые кривые соответствуют наблюдаемым профилям компонентов А и В в общем спектре двойной системы, сплошные кривые — исправленным профилям, точки — синтетическим спектрам.

Содержание Li в расчетах варьировалось до тех пор, пока не было получено практически полное совпадение теории с наблюдениями. Окончательный вид синтетических спектров представлен на рис. 3 точками. Ему соответствуют следующие содержания: $\lg \epsilon_A(\text{Li}) = 3.25$ и $\lg \epsilon_B(\text{Li}) = 2.58$; именно эти значения приведены в табл. 4. Отметим,

что на долю изотопа ${}^6\text{Li}$ в этих величинах приходится только 0.03 dex. Имеется неплохое согласие с оценками $\lg \varepsilon(\text{Li})$, найденными выше по эквивалентным ширинам (3.30 и 2.74 соответственно для А и В).

Итак, содержание Li в атмосфере звезды В оказалось почти на 0.7 dex ниже, чем в атмосфере звезды А. Такое расхождение вполне согласуется с теми зависимостями $\lg \varepsilon(\text{Li})$ от $T_{\text{эфф}}$, которые получены рядом авторов для карликов классов F и G. Особенно отчетливо связь с $T_{\text{эфф}}$ видна у звезд сравнительно старых скоплений, например, в Гиадах (см. [30]). Для нас важен тот наблюдательный факт, что чем холоднее звезда, тем ниже содержание Li в ее атмосфере. Поэтому найденное нами различие в значениях $\lg \varepsilon(\text{Li})$ между компонентами А и В вполне может объясняться тем, что они довольно существенно отличаются по эффективным температурам ($\Delta T_{\text{эфф}} = 1400 \text{ K}$, см. табл. 3). В следующем разделе мы используем этот результат для оценки возраста τ Peg.

Согласно современным представлениям, чем меньше масса звезды, тем быстрее идет истощение запасов Li в ее атмосфере. Скорее всего такое истощение связано с перемешиванием между наружными и более глубокими слоями звезды на стадии ГП. Литий, попадая в результате перемешивания в более горячие области, разрушается, и это приводит к постепенному снижению содержания Li в атмосфере. Сначала высказывалось предположение, что механизмом перемешивания может быть конвекция (внешняя конвективная зона у карликов тем мощнее, чем меньше масса M). Однако количественные оценки показали, что конвекция не может объяснить всей совокупности наблюдательных данных. Поэтому в последние годы изучаются возможности других механизмов, в частности, потери массы [31] и меридиональной циркуляции, индуцированной вращением звезды [32].

6. *Массы компонентов и возраст системы.* Сопоставив найденные параметры $T_{\text{эфф}}$ и $\lg g$ с эволюционными треками, мы оценили массы M_A и M_B компонентов. Здесь мы вновь использовали те три набора эволюционных треков, которые были применены при выводе $\lg g(A)$, то есть работы [18], [19] и расчеты по программе STEV. Такой подход позволил более объективно судить о точности рассматриваемого способа оценки массы.

Полученные значения M_A/M_{\odot} и M_B/M_{\odot} приведены в табл. 5. Здесь же указаны принятые значения $M_A = 1.33 \pm 0.08 M_{\odot}$ и $M_B = 0.9 \pm 0.2 M_{\odot}$, причем погрешности определения M_A и M_B обусловлены прежде всего ошибками в $T_{\text{эфф}}(A)$ и $T_{\text{эфф}}(B)$ (см. табл. 3). В последнем столбце представлены нижние оценки M_A и M_B согласно Фекелу и Томкину [2]. Важно, что они получены совершенно другим методом (по кривым луче-

вых скоростей), тем не менее наши окончательные значения M_A и M_B вполне согласуются с этими оценками. Отметим также, что поскольку $M_A \sin^3 i = 1.31$ [2], получается, что угол i между перпендикуляром к плоскости орбиты и лучом зрения может быть заключен в пределах от 77° до 90° . Это означает, что луч зрения лежит почти в плоскости орбиты (наиболее благоприятный случай для разделения линий компонентов в общем спектре).

Таблица 5

ОПРЕДЕЛЕНИЕ МАСС КОМПОНЕНТОВ M/M_\odot ПО РАЗНЫМ ЭВОЛЮЦИОННЫМ ТРЕКАМ

Компонент	Используемые треки			Принятые значения	Нижний предел по [2]
	М. М. [18]	С. Г. [19]	STEV		
A	1.41	1.33	1.25	1.33 ± 0.08	> 1.31
B	0.95	0.91	0.72	0.9 ± 0.2	> 0.81

Отметим еще три результата, вытекающих из полученных значений M_A и M_B . Во-первых, мы оценили радиусы звезд А и В и получили $R_A = 1.28 R_\odot$ и $R_B = 0.77 R_\odot$. Во-вторых, из третьего закона Кеплера, зная период P и сумму $M_A + M_B$, можно найти большую полуось орбиты a . Наши вычисления дали значение $a = 0.12$ а. е. Отсюда $a/(R_A + R_B) = 13$, то есть расстояние между компонентами А и В существенно превышает их размеры. В-третьих, по формуле (5) из работы [5] мы нашли разность звездных величин $\Delta m_V = m_V(A) - m_V(B) = -2.13$, которая свидетельствует о том, что компонент А примерно на две величины ярче компонента В.

На основе эволюционных расчетов можно оценить не только массу M , но и возраст t звезды. Например, для компонента А получаются оценки t от 0 до 300 млн. лет в зависимости от того, какие треки использовать (см. выше). При этом ошибка определения t тоже может составлять 200—300 млн. лет. Однако, как сейчас мы покажем, более точную оценку t можно вывести из наших результатов по литию.

Для компонентов А и В было получено содержание лития $\lg \epsilon(\text{Li}) = 3.25$ и 2.58 соответственно (см. табл. 4). Как уже отмечалось, разница $\Delta \lg \epsilon(\text{Li}) = 0.67$ между А и В объясняется прежде всего различием в эффективных температурах. Напомним, что $T_{\text{эфф}}(A) = 6750$ К и $T_{\text{эфф}}(B) = 5350$ К. Кроме того, величина $\Delta \lg \epsilon(\text{Li})$ зависит от возраста звезд t . Это хорошо видно на примере F- и G-карликов из скоплений разного возраста. В частности, Содерблом и др. [30] построили усредненные зависимости $\lg \epsilon(\text{Li})$ от $T_{\text{эфф}}$ для звезд из скоплений

Гиалды ($t = 600$ млн. лет) и Плеяды ($t = 70$ млн. лет). Из этих зависимостей следует, что если принять для звезды с $T_{\text{эфф}} = 6750$ К содержание лития $\lg \varepsilon(\text{Li}) = 3.1$, тогда для звезды с $T_{\text{эфф}} = 5350$ К содержание Li будет ниже на 2.3 dex в случае Гиалд и на 0.3 dex в случае Плеяд. Отсюда нетрудно подсчитать, какому возрасту t соответствует разница 0.67 dex, полученная для компонентов звезды ι Peg. Оказалось, что обе зависимости (для Гиалд и для Плеяд) приводят к очень близким оценкам t для ι Peg. В среднем же можно принять $t = 170 \pm 80$ млн. лет, причем ошибку $\Delta t = \pm 80$ млн. лет мы оценили в предположении, что величина $\Delta \lg \varepsilon(\text{Li})$ может содержать погрешность $\sim \pm 0.3$ dex. Отметим, что наша оценка t_{Peg} сохраняется в пределах той же ошибки Δt , если вместо принятого возраста Гиалд и Плеяд воспользоваться другими значениями t , встречающимися в литературе (например, 800 млн. лет для первого скопления и 50 млн. лет для второго).

Возраст системы ι Peg оказался очень малым по сравнению с временем жизни компонентов А и В на главной последовательности $t_{\text{ГП}}$ (временем выгорания водорода в ядре). Из эволюционных расчетов можно оценить, что $t_{\text{ГП}} \approx (2-4) \cdot 10^9$ лет для звезды А и $t_{\text{ГП}} \approx 10 \cdot 10^9$ лет для звезды В. Отсюда следует, что возраст t_{Peg} составляет лишь несколько процентов от величины $t_{\text{ГП}}$. Таким образом, система ι Peg очень молода и ее компоненты А и В находятся в самом начале своей эволюции.

Следует отметить одно обстоятельство, которое, возможно, косвенным образом подтверждает молодость компонента А. Известно, что в распределении содержания Li по $T_{\text{эфф}}$ для карликов в относительно старых скоплениях наблюдается глубокий провал с центром на $T_{\text{эфф}} \approx 6600$ К и протяженностью ± 200 К; примером может служить скопление Гиалды [33]. Однако в таких молодых скоплениях, как Плеяды, подобного провала в распределении величины $\lg \varepsilon(\text{Li})$ нет [34]. Таким образом, для F-звезды, попадающей в указанную область $T_{\text{эфф}}$, высокое содержание лития $\lg \varepsilon(\text{Li}) = 3.1 \pm 0.2$ может свидетельствовать о малом возрасте t . Поскольку $T_{\text{эфф}}(A) = 6750 \pm 150$ К и $\lg \varepsilon_A(\text{Li}) = 3.2$, эти характеристики компонента А могут указывать на его молодость (хотя точность определения $T_{\text{эфф}}(A)$ не исключает и другую возможность—компонент А не попадает в область депрессии Li и поэтому сохраняет исходное содержание Li в течение длительного времени).

7. *Заключение.* Наше исследование двойной звезды ι Peg привело к следующим результатам.

1. Найдены эффективная температура и ускорение силы тяжести каждого компонента: $T_{\text{эфф}}(A) = 6750$ К и $\lg g(A) = 4.35$; $T_{\text{эфф}}(B) = 5350$ К и $\lg g(B) = 4.57$.



2. По CCD-спектрам в красной области исследован химический состав компонентов. Показано, что в пределах допустимых ошибок содержание элементов в их атмосферах (исключая литий) соответствует составу солнечной атмосферы.

3. Расчеты синтетических спектров в области линии Li I $\lambda 6708$ привели к следующим оценкам содержания лития: $\lg \epsilon_A(\text{Li}) = 3.25$ и $\lg \epsilon_B(\text{Li}) = 2.58$. Таким образом, оба компонента характеризуются высоким содержанием Li, причем у компонента А оно практически совпадает с «космическим» значением $\lg \epsilon(\text{Li}) = 3.1 \pm 0.2$, присущим межзвездной среде и молодым звездам.

4. Путем сопоставления найденных параметров $T_{\text{эфф}}$ и $\lg g$ с эволюционными треками определены массы компонентов: $M_A = 1.33 \pm 0.08 M_{\odot}$ и $M_B = 0.9 \pm 0.2 M_{\odot}$. Отсюда оценены радиусы компонентов, геометрическое расстояние между ними и разность их звездных величин (около 2^m).

5. Возраст системы ι Peg, найденный по разности в содержании лития между компонентами, составляет 170 ± 80 млн. лет. Сделан вывод, что система очень молода и находится в самом начале своей эволюции.

Авторы выражают благодарность П. А. Денисенкову за предоставление программы STEV и помощь в расчетах эволюционных треков.

Крымская астрофизическая
обсерватория

THE CHEMICAL COMPOSITION OF THE COMPONENTS OF THE LITHIUM BINARY STAR ι PEG

L. S. LYUBIMKOV, N. S. POLOSUKHINA, S. I. ROSTOPCHIN

The individual properties of components of the spectroscopic binary ι Peg were investigated on a base of technique developed earlier. The following parameters are found: $T_{\text{эфф}} = 6750$ K and $\log g = 4.35$ for the primary (A), $T_{\text{эфф}} = 5350$ K and $\log g = 4.57$ for the secondary (B). Using CCD-spectra in the red region we measured equivalent widths W_{λ} for each component; after W_{λ} correction the chemical composition was determined. On the whole the metal abundance in atmospheres of both components is close to normal one. However the Li abundance based on synthetic spectrum calculations in the Li I $\lambda 6708$ line region is high: $\log \epsilon_A(\text{Li}) = 3.25$ and $\log \epsilon_B(\text{Li}) = 2.58$. From the difference in Li abundance between components the age $t_{\iota \text{ Peg}} = (170 \pm 80) \cdot 10^6$ years is found. The masses of components evaluated from evolutionary tracks are $M_A = 1.33 \pm 0.08 M_{\odot}$ and $M_B = 0.9 \pm 0.2 M_{\odot}$.

ЛИТЕРАТУРА

1. G. H. Herbig, *Astrophys. J.*, 141, 588, 1965.
2. F. C. Fekel, J. Tomkin, *Publ. Astron. Soc. Pacif.*, 95, 1000, 1983.
3. J. A. Brown, C. Sneden, D. L. Lambert, *E Dutchover, Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 71, 293, 1989.
4. Я. В. Павленко, Кинематика и физика небесных тел, 5, № 6, 55, 1989.
5. Л. С. Любимков, Э. А. Самедов, *Изв. Крым. астрофиз. обсерв.*, 77, 97, 1987.
6. Л. С. Любимков, *Астрофизика*, 31, 519, 1989.
7. Л. С. Любимков, *Изв. Крым. астрофиз. обсерв.* 84, 1991 (в печати).
8. W. L. Wiese, M. W. Smith, B. M. Glennon, *Atomic Transition Probabilities, vol I, NSRDS—National Bureau of Standards 4, Washington, 1966.*
9. W. L. Wiese, M. W. Smith, B. M. Miles, *Atomic Transition Probabilities, vol. II, NSRDS—National Bureau of Standards 22, Washington, 1969.*
10. Р. И. Костык, *Инст. Теор. физ. АН УССР, Препр.* 33, 1, 1982
11. А. А. Боярчук, И. С. Саванов, *Изв. Крым. астрофиз. обсерв.*, 70, 57, 1985.
12. А. А. Боярчук, И. С. Саванов, *Изв. Крым. астрофиз. обсерв.*, 74, 49, 1986.
13. А. А. Боярчук, М. Е. Боярчук, *Изв. Крым. астрофиз. обсерв.*, 63, 66, 1981.
14. В. Хауэк, М. Мермиллод, *Astron. and Astrophys. Suppl. Ser.*, 40, 1, 1980.
15. И. Б. Волошина, И. Н. Глушинева, В. Т. Дорошенко и др. *Спектрофотометрия ярких звезд*, Наука, М., 1982.
16. А. В. Харитонов, В. М. Терещенко, Л. Н. Князева, *Спектрофотометрический каталог звезд*, Наука, Алма-Ата, 1988.
17. D. K. Duncan, *Astrophys. J.*, 248, 651, 1981.
18. A. Maeder, G. Meynet, *Astron. and Astrophys. Suppl. Ser.*, 76, 411, 1988.
19. A. Claret, A. Gimenez, *Astron. and Astrophys. Suppl. Ser.*, 81, 1, 1989.
20. П. А. Денисенков, *Канд. диссертация*, Ленинград, 1990.
21. R. L. Kurucz, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 40, 1, 1979.
22. P. E. Nissen, *Astron. and Astrophys.*, 97, 145, 1981.
23. D. L. Lambert, S. R. Sawyer, *Astrophys. J.*, 283, 192, 1984.
24. А. Д. У. Камерон, *Ядерная астрофизика* (под ред. Ч. Барнса и др.), Мир, М., 1986, с. 33.
25. J. Andersen, B. Gustafsson, D. L. Lambert, *Astron. and Astrophys.*, 136, 65, 1984.
26. R. Pillavincini, M. Cerruti-Sola, D. K. Duncan, *Astron. and Astrophys.*, 174, 116, 1987.
27. Л. Ф. Хяни, *Канд. диссертация*, Тарту, 1986.
28. Л. С. Любимков, *Изв. Крым. астрофиз. обсерв.*, 74, 3, 1986.
29. A. Ussugi, I. Fukada, *Revised Catalogue of Stellar Rotational Velocities*, Kyoto Depart. Astron. Kyoto Univ., 1982.
30. D. R. Soderblom, M. S. Oey, D. R. H. Johnson, R. P. S. Stone, *Astron. J.*, 99^o 595, 1990.
31. L. M. Hobbs, I. Iben, C. Pilachowski, *Astrophys. J.*, 347, 817, 1989.
32. P. Charbonneau, G. Michaud, C. R. Proffitt, *Astrophys. J.*, 347, 821, 1989.
33. A. M. Boesgaard, M. J. Tripicco, *Astrophys. J.*, 313, 389, 1987.
34. C. A. Pilachowski, J. Booth, L. M. Hobbs, *Publ. Astron. Soc. Pacif.*, 99, 1288, 1987.