

АКАДЕМИЯ НАУК АРМЯНСКОЙ ССР

АСТРОФИЗИКА

ТОМ 12

НОЯБРЬ, 1976

ВЫПУСК 4

ОБ ЭЛЕКТРОННОЙ КОНЦЕНТРАЦИИ В ФОТОСФЕРАХ ЗВЕЗД F-G-K

Р. А. ЕПРЕМЯН

Поступила 13 мая 1976

По результатам измерения эквивалентных ширины (W_λ) линий поглощения 2755 Fe II и 2967 Fe I в спектрах более 60 звезд классов F0—K2 (рис. 1 и 2), коротковолновые спектральные снимки которых были получены с помощью космической обсерватории «Орион-2», построена эмпирическая зависимость между величиной $Q = W(2755)/W(2967)$ и спектральным классом звезды (рис. 3). В свою очередь эта зависимость используется для нахождения электронной концентрации (n_e) в фотосферах звезд F0—K2 (табл. 1). При этом n_e оказалась быстро уменьшающейся величиной при переходе от F0 к поздним классам (рис. 4).

Поведение линий поглощения Fe I и Fe II в звездных спектрах изучено достаточно хорошо. Известно, например, что линии Fe I появляются уже в спектрах поздних классов В, затем постепенно усиливаются с переходом в классы А, F и G, достигая максимума в классе К [1—4]. Качественно почти также ведут себя линии Fe II; они появляются у средних классов В, быстро возрастают по интенсивности у А и, достигая максимума у средних F, опять уменьшаются в классах G и К [1, 5, 6].

Все это относится, однако, к линиям поглощения, находящимся в оптическом диапазоне спектра длинее 3500 Å. Кроме того, поведение отдельных линий, в силу разных причин, может отклоняться от этой общей картины.

В связи с появлением первых результатов ультрафиолетовых спектральных наблюдений звезд во внеатмосферных условиях, поиски закономерностей в поведении той или иной группы коротковолновых линий поглощения в спектрах звезд разных классов должны представлять определенный интерес. Это относится, в частности, к линиям Fe I и Fe II, которых особо много в ультрафиолетовой области звездных спектров. Наименее была сделана такого рода попытка на основе наблюдательного материала, полученного с помощью космической обсерватории «Орион-2». При этом

для анализа было выбрано по одной ультрафиолетовой линии поглощения Fe I и Fe II, а именно, 2967 Fe I (резонансная линия) и 2755 Fe II, и определены их эквивалентные ширины W_λ в спектрах более 60 звезд спектральных классов от F0 до K2; эти данные приведены в [7]. На рисунках 1 и 2 эти же данные представлены в виде графической зависимости W_λ от спектрального класса.

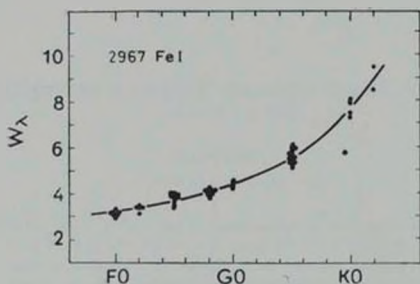


Рис. 1 Эмпирическая зависимость между эквивалентной шириной линии поглощения 2967 Fe I и спектральным классом звезды по данным «Ориона-2».

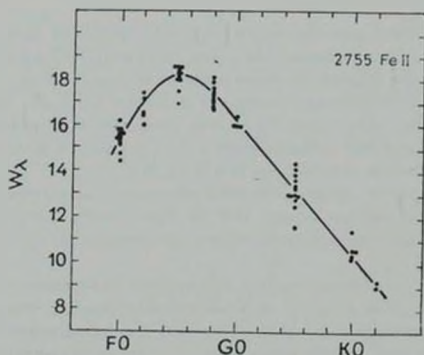


Рис. 2. Эмпирическая зависимость между эквивалентной шириной линии поглощения 2755 Fe II и спектральным классом звезды по данным «Ориона-2».

Следует отметить, что из-за невысокого спектрального разрешения спектральных снимков, полученных с помощью «Ориона-2», указанные ли-

нии, в особенности 2755 Fe II, не были выделены в спектрах изученных нами звезд в чистом виде; они оказались блендированными другими слабыми линиями поглощения. Но выбранные нами линии 2967 Fe I и 2755 Fe II обладают как раз тем преимуществом, что находящиеся в близком соседстве с ними линии поглощения принадлежат почти целиком нейтральному железу в первом случае и ионизованному железу во втором. Благодаря этому, эти линии, вернее, бленды, дают нам некую обобщенную информацию об относительном содержании нейтрального и ионизованного железа соответственно в фотосфере данной звезды. Тот факт, что поведение линий 2967 Fe I и 2755 Fe II вдоль спектральной последовательности, как следует из рис. 3, оказалось не противоречащим тому, что мы имели для линий поглощения Fe I и Fe II в оптическом диапазоне, может служить подтверждением правильности этих рассуждений.

Обращает на себя внимание довольно четко выраженный вид зависимости W_i от спектрального класса для обеих линий. Это обстоятельство можно использовать, как нам кажется, для нахождения электронной концентрации n_e в фотосферах звезд классов F—K по величине Q — отношению эквивалентных ширины указанных линий, то есть

$$Q = \frac{W(2755 \text{ Fe II})}{W(2967 \text{ Fe I})} \quad (1)$$

В отличие от эффективной температуры, величины которой для звезд того или иного спектрального класса мы знаем достаточно хорошо, наши представления об электронной концентрации в фотосферах звезд промежуточных классов менее уверенны и поэтому всякая новая попытка по ее нахождению может представить определенный интерес.

Использование Q для определения n_e будет обладать, в частности, тем преимуществом, что в этом случае автоматически исключаются систематические ошибки при измерении эквивалентных ширины упомянутых линий (бленд), величины которых и без того кажутся нам несколько завышенными.

Исходным положением в предлагаемом методе определения электронной концентрации в фотосферах звезд классов F—K является условие ионизационного равновесия между нейтральными и ионизованными атомами железа, которое на заданной оптической глубине пишется в следующем виде:

$$n_1 \int_0^\infty \alpha_1 \frac{4\pi B_1(T)}{h\nu} d\nu = n^* n_e \beta_1, \quad (2)$$

где n_1 и n^* — концентрации нейтральных и ионизованных атомов железа; n_e — электронная концентрация; α_1 и β_1 — коэффициенты непре-

равного поглощения и рекомбинации; ν_0 — частота ионизации железа; $B_\nu(T)$ — функция Планка при температуре T на данной глубине в фотосфере.

Умножая обе части (2) на dt (оптическая толщина внутри линии поглощения) и интегрируя от 0 до ∞ , найдем:

$$N_1 \int_0^\infty a_\nu \frac{4\pi B_\nu(T_0)}{h\nu} d\nu = N^+ n_e a_1, \quad (3)$$

где N_1 и N^+ — полное количество поглощающих атомов и ионов железа соответственно; $B_\nu(T_0)$ — функция Планка при некоей эффективной (средней) температуре T_0 , а n_e теперь будет означать среднюю электронную концентрацию тех слоев фотосферы, где формируется рассматриваемая линия поглощения.

Из (3) имеем:

$$\frac{N^+}{N_1} = \frac{4\pi}{a_1 n_e} \int_0^\infty a_\nu \frac{B_\nu(T_0)}{h\nu} d\nu. \quad (4)$$

Эквивалентные ширины линий 2755 Fe II и 2967 Fe I, как следует из рисунков 1 и 2, довольно велики — больше 10 Å в первом случае и от 3 Å до 10 Å во втором. Поэтому будем иметь в обоих случаях для кривой роста: $W_\lambda \sim \sqrt{N}$, где N — полное число атомов (ионов), принимающих участие в образовании данной линии поглощения. Величину N , то есть число атомов, находящихся на данном возбужденном уровне, мы не можем определить: для этого нужно будет решить систему из большого числа уравнений, содержащих большое количество неизвестных атомных параметров. Но мы знаем, что N пропорционально N_1 при возбуждении линии 2967 Fe I и пропорционально N^+ при возбуждении 2755 Fe II. Поэтому мы можем написать:

$$\frac{N^+}{N_1} \sim \frac{W^2(2755)}{W^2(2967)} \sim Q^2. \quad (5)$$

Из (4) и (5) имеем, после интегрирования и при допущении $a_\nu \sim (\nu_0/\nu)^2$:

$$n_e = C \frac{T_0}{Q^2} e^{-\frac{h\nu_0}{T_0}}, \quad (6)$$

где поставлено $\nu_0 = 1.91 \cdot 10^{15} \text{ сек}^{-1}$ для Fe I, а C — некоторая постоянная.

Соотношение (6) можно использовать для нахождения электронной концентрации в фотосфере той или иной звезды по известной из наблюдений величине Q . Однако для этого необходимо сперва найти числовое значение постоянной C .

Величину C мы можем определить, применяя соотношение (6) в отношении Солнца. Имеем для него: $T_{\text{ф}} = 5840$ К, $n_e \approx 10^{13}$ см $^{-3}$, что соответствует эффективной оптической толщине фотосферы $\tau \sim 0.2$ [8], и $Q = 3.10$ из рис. 3 для звезды класса G2. По этим данным найдем из (6) $C = 1.20 \cdot 10^{17}$. Тогда окончательно соотношение (6) примет следующий вид:

$$n_e = 1.20 \cdot 10^{17} \frac{T_{\text{ф}}^{\frac{w(2794)}{T_{\text{ф}}}}}{Q^2} e^{-\frac{w(2794)}{T_{\text{ф}}}} \text{ см}^{-3}. \quad (7)$$

Эта формула была использована нами для определения электронной концентрации n_e в фотосферах звезд классов F0—K2: результаты представлены в табл. 1, где значения $T_{\text{ф}}$ взяты из [8] (после соответствующей интерполяции), а Q — из рис. 3. С целью получения наглядного представления об изменении n_e в зависимости от спектрального класса, эти же результаты представлены в графическом виде на рис. 4.

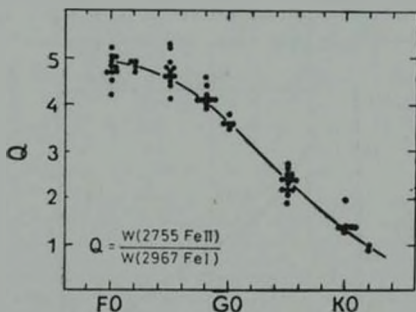


Рис. 3. Зависимость параметра $Q [= W(2755 \text{ FeII}) / W(2967 \text{ FeI})]$ от спектрального класса (по данным рис. 1 и 2).

Классы светимости звезд, использованных в нашем анализе [7], в большинстве случаев не удалось установить, но сверхгигантов среди них нет. Поэтому представленная на рис. 4 зависимость n_e от спектра в среднем должна относиться к звездам главной последовательности. Заметим, что возможное уточнение нормировки (нуль-пункта) приводит к параллель-

Таблица 1

ЭЛЕКТРОННАЯ КОНЦЕНТРАЦИЯ n_e В ФОТОСФЕРАХ ЗВЕЗД F0—K2, НАЙДЕННАЯ С ПОМОЩЬЮ ЛИНИЙ ПОГЛОЩЕНИЯ 2755 Fe II И 2967 Fe I [МЕТОД «Q», ФОРМУЛА (7)]

Спектр. класс	T, K	Q	n_e cm^{-3}
F 0	7400	4.80	$14.7 \cdot 10^{13}$
F 2	7000	4.85	6.7 "
F 4	6700	4.75	3.7 "
F 6	6450	4.50	2.3 "
F 8	6250	4.10	1.7 "
G 0	6030	3.60	1.25 "
G 2	5840	3.10	1.00 "
G 4	5600	2.65	0.66 "
G 6	5400	2.20	0.51 "
G 8	5150	1.75	0.32 "
K 0	4900	1.40	0.22 "
K 2	4650	1.00	0.15 "

ному перемещению кривой на рис. 4 вдоль оси n_e . Что касается дисперсии в величинах n_e вокруг средней кривой на рис. 4, то некоторое качественное представление об этом дает степень разброса точек на рис. 3.

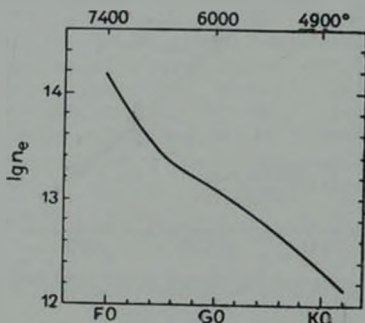


Рис. 4. Найденная методом «Q» зависимость электронной концентрации в фотосферах звезд промежуточных типов (F0—K2) от спектрального класса.

Правомерность применения формулы (7) для рассмотренных классов звезд определяется тем, в какой мере относительное распределение или

степень возбуждения атомов (ионов) по энергетическим состояниям в случае, например, звезд F0 или K2, соответствует тому, что мы имеем у звезд класса G2, по которому осуществлено нормирование соотношения (6). С этой точки зрения примененный нами метод «Q», конечно, не является достаточно строгим и последовательным. Однако, имея в виду, что эффективные температуры звезд F0 и G2 с одной стороны, и звезд K2 и G2 с другой отличаются друг от друга не очень сильно, такое допущение, по-видимому, можно считать приемлемым. Вместе с тем, найденные значения n_e для звезд классов F0 и K2 отличаются друг от друга очень сильно — в сто раз.

Других определений электронной концентрации в фотосферах звезд классов F0—K0 имеется немного, во всяком случае, все известные нам данные собраны в табл. 2 наряду с нашими результатами (второй столбец, метод «Q»). Исходным в методе «P», рассмотренном Аллером [9], является нахождение электронного давления в фотосфере звезды путем построения ее теоретической модели. В методе «Mg», примененном Р. С. Асатрян [10], используется наблюдаемое отношение интенсивностей линий поглощения 2800 Mg II и 2852 Mg I.

Таблица 2

ЭЛЕКТРОННАЯ КОНЦЕНТРАЦИЯ n_e В ФОТОСФЕРАХ ЗВЕЗД
КЛАССОВ F0—K2, НАЙДЕННАЯ РАЗНЫМИ МЕТОДАМИ

	n_e (см ⁻³)				
	Метод «Q»	Метод «P» [9]	Метод «Mg» [10]	Метод «H» [11]	Метод «Fe» [12]
F 0	$14.7 \cdot 10^{13}$	$8.0 \cdot 10^{13}$	$1.50 \cdot 10^{13}$	$8.5 \cdot 10^{13}$	—
F 2	6.7 "	5.0 "	0.80 "	5.6 "	$4.5 \cdot 10^{13}$
F 5	3.0 "	2.8 "	0.40 "	2.7 "	0.8 "
G 0	1.25 "	1.20 "	0.07 "	—	—
G 5	0.60 "	0.66 "	0.07 "	—	—
K 0	0.22 "	0.46 "	0.07 "	—	—

Электронная концентрация в фотосферах звезд ранних классов — ранее F5 была найдена И. М. Копыловым [11] с помощью водородных линий (по формуле Инглиз-Теллера и по эквивалентным ширинам водородных линий); его результаты (усредненные) для звезд F0, F2 и F5 также приведены в табл. 2 (метод «H»). Наконец, А. А. Боярчук [12] нашел n_e для трех звезд класса F с помощью формулы Саха и по эквивалентным ширинам группы линий Fe I и Fe II, находящимся в оптическом диапазоне спектра (длиннее 3850 Å); его результаты для двух звезд типа F2 и F5 приведены в последнем столбце табл. 2.

Сопоставляя данные, приведенные в табл. 2, мы видим, что наилучшее согласие между величинами n_e для звезд F0—K0 имеет место в методах «Q» и «P». Для звезд же F0—F5 почти все методы дают одинаковые по порядку величины значения для n_e . Исключение составляет метод «Mg»; в этом случае n_e оказалось заниженным почти на порядок. Трудно дать однозначный ответ о причине такого расхождения. Однако не исключено, что оно в какой-то мере может оказаться и реальным. Например, если линии магния формируются в поверхностных слоях фотосферы, а линии железа — в глубинных, то средняя величина n_e окажется соответственно меньше в первом случае и больше во втором. По-видимому, в действительности так оно и есть; ведь относительное содержание железа в звездных атмосферах примерно в десять раз меньше, чем атомов магния [13] и, стало быть, для формирования линии поглощения железа той же силы, что и линии магния, нужно, при прочих равных условиях, «забраться» значительно глубже в фотосферу, где концентрация электронов выше.

А вообще метод «Q» тоже имеет свои «странности», вызванные прежде всего тем, что сами линии 2967 Fe I и 2755 Fe II формируются, оказываясь, на разных глубинах в фотосфере звезды. Действительно, воспользовавшись формулой ионизации (2), находим, что при $T_e \sim 6000^\circ\text{K}$ имеет место условие $n^+ \sim n_1$, то есть, концентрация ионов и нейтральных атомов железа в фотосферах рассмотренных нами классов звезд должна быть примерно одинакова. Тогда отношение оптических толщ в центрах линий 2967 Fe I и 2755 Fe II должно быть приблизительно пропорционально отношению их сил осцилляторов g_l , которое равно, согласно [14], $0.51:29 \approx 1:50$. Отсюда следует, что область формирования 2967 Fe I простирается значительно глубже в фотосфере, чем область формирования 2755 Fe II. Вследствие этого величина Q окажется искусственно заниженной по сравнению с той, что мы должны были бы иметь для области формирования 2755 Fe II. Но Q находится в знаменателе формулы (7) и поэтому занижение Q приведет к завышению n_e . Отсюда вывод: метод «Q» дает верхний предел величины электронной концентрации в фотосферах звезд.

Из сказанного следует, что сопоставление между собой данных, найденных разными методами, не всегда будет правильным и что расхождения в величинах n_e действительно могут оказаться реальными, так как они относятся к разным слоям фотосферы.

Несмотря на свои недостатки, метод «Q» и вытекающая из него зависимость n_e от спектрального класса (рис. 4) позволяют, по крайней мере, составить некоторое представление о самом характере поведения электронной концентрации в фотосферах звезд промежуточных спектральных классов — от F0 до K2. А этот характер получается вполне определенный: n_e уменьшается, причем довольно сильно — на два порядка — при переходе от звезд F0 до K2. Для сравнения отметим, что согласно данным И. М. Копылова [11] электронная концентрация в фотосферах звезд классов

O5—F0 главной последовательности почти постоянная, со слабо выраженной тенденцией уменьшения при переходе от O5 до F0. Уверенное и довольно быстрое (десятикратное) уменьшение n_e наблюдается при переходе от класса O5 до A0 только у звезд-сверхгигантов.

Таким образом, общая картина изменения электронной концентрации в фотосферах звезд главной последовательности выглядит следующим образом: электронная концентрация наибольшая ($\sim 10^{14}$ см $^{-3}$) в фотосферах звезд O5, затем она падает непрерывно с переходом к звездам поздних типов. Однако сам градиент падения электронной концентрации от спектрального класса не постоянен: он очень мал в первой половине главной последовательности — в промежутке O5—F0 и очень большой во второй половине — в классах от F0 до K2 и позднее.

Автор выражает свою искреннюю благодарность профессору Г. А. Гурзядану за постоянное внимание и ценные советы при выполнении настоящей работы.

Гарнийская лаборатория
космической астрономии

ON THE ELECTRON CONCENTRATION IN THE PHOTOSPHERES OF F-G-K TYPE STARS

R. A. EPREMYAN

An empirical relationship between the parameter $Q [= W(2755 \text{ Fe II}) / W(2967 \text{ Fe I})]$ and spectral class is derived (Fig. 3) using the equivalent width data for absorption lines 2755 Fe II and 2967 Fe I obtained from the „Orion-2” shortwave spectral images of more than 60 F0—K2 type stars. With the help of Q , on the other hand, the electron concentration (n_e) in the photospheres of the F0—K2 stars is obtained (Table 1). The electron concentration is large in F0 stars and falls quickly in stars of late types (Fig. 4). The comparison of the obtained results with the data of other authors is given.

ЛИТЕРАТУРА

1. W. W. Morgan, Ap. J., 77, 291, 1933.
2. W. W. Morgan, Publ. Yerks. Obs., 7, 133, 1935.
3. S. van Dijke Beatty, Ap. J., 113, 93, 1951.
4. A. D. Thackeray, M. N., 109, 436, 1949.
5. J. A. Hynek, Ap. J., 82, 338, 1935.
6. C. T. Elvey, Ap. J., 79, 263, 1934.
7. Р. А. Епрмян, Сообщ. Бюраканской обс., 48, 137, 1976.

8. *W. C. Allen*, *Astrophysical Quantities*, 3th Edition, The Athlone Press, London.
9. *L. H. Aller*, *Stellar Atmospheres*, Ed. Greenstein, Chicago, 1961, p. 232.
10. *Р. С. Асатрян*, Сообщ. Бюраканской обс., 48, 187, 1976.
11. *И. М. Копылов*, Изв. КрАО, 26, 232, 1961.
12. *А. А. Боярчук*, Изв. КрАО, 26, 287, 1961.
13. *А. Аллер*, Распространенность химических элементов, ИЛ, М., 1963.
14. *Ч. Корлисс, У. Бозман*, Вероятности переходов и силы осцилляторов 70 элементов, Мир, М., 1968.