

УДК: 524.316.7.082

МАГНИТНЫЕ ПОЛЯ И СОДЕРЖАНИЯ ЖЕЛЕЗА НА ПОВЕРХНОСТИ КАРЛИКОВ ПОЗДНИХ СПЕКТРАЛЬНЫХ КЛАССОВ

И.С.САВАНОВ, Ю.Ю.САВЕЛЬЕВА

Поступила 25 декабря 1995

Принята к печати 25 февраля 1996

В статье содержится описание пакета программ, разработанного для реализации метода Стенфло-Линдегрена для исследования магнитных полей сложной структуры. С его помощью проведена диагностика магнитного поля нескольких G-K карликов. На поверхности двух из них - в Eг1 и b1 Суз A - зарегистрировано поле порядка 1 кГ. Для звезды в Eг1 результаты определения магнитного поля сопоставлены с опубликованными ранее. Приведено описание интерактивной программы для персонального компьютера, предназначенной для измерения эквивалентных ширин спектральных линий различными способами. Она была использована для определения содержания железа в атмосферах исследуемых звезд. Сопоставление полученных результатов с данными каталога [Fe/H] Г. Карела де Стробела [14] показало, что для двух звезд - в Eг1 и ξ Boo A - наши значения оказались выше на 0.2dex.

1. *Введение.* Исследование магнетизма звезд поздних спектральных классов главной последовательности представляет собой весьма актуальную задачу, т.к. физические процессы, которые (по аналогии с Солнцем) лежат в основе многих феноменов, наблюдаемых у холодных карликов (вспышки, пятна, хромосферная и корональная активность), тесным образом связаны с магнитными полями. Эмпирически установленная связь хромосферной и корональной эмиссии с вращением звезды указывает на то, что магнитные поля, обуславливающие активность этих объектов, генерируются посредством динамо-механизма. Для его понимания необходимы исследования корреляции магнитного поля со скоростью вращения звезды и глубиной конвективной зоны. Измерения магнитных полей необходимы также для изучения процессов превращения магнитной энергии в энергию разогрева короны и хромосферы.

Между тем, изучение магнетизма холодных звезд сопряжено с рядом трудностей: традиционные поляриметрические методы длительное время

не давали положительного результата для этих объектов. Это может быть обусловлено сложной структурой полей (подобной солнечной) на поверхности этих звезд, в результате при интегрировании по диску вклады областей противоположной полярности в суммарный магнитный поток компенсируют друг друга, и регистрируемый поляриметрический сигнал оказывается близким к нулю.

Возможное решение этой проблемы состоит в анализе неполяризованных профилей линий различной магнитной чувствительности, основанном на эффекте Зеемана. Однако в отличие от Ар- и Вр-звезд, в случае холодных карликов приходится иметь дело не с расщеплением линий, а со слабым магнитным уширением. Для его регистрации необходимы данные с высоким спектральным разрешением и отношением сигнала к шуму. Сейчас, когда с развитием высокоточных электронных детекторов (в частности, ССD-приемников) появилась возможность получать спектральные данные такого качества, решение проблемы стало доступным.

В настоящее время существуют несколько методов исследования магнитных полей сложной структуры. Один из них - статистический метод Стенфло-Линдегрена, разработанный первоначально для диагностики пространственно-неразрешенных магнитных полей на Солнце. [1]. Он основан на анализе большого числа спектральных линий, благодаря чему снижается зависимость точности метода от спектрального разрешения и присутствия слабых бленд в крыльях линий. В этом существенное достоинство метода Стенфло-Линдегрена по отношению к методу Робинсона [2] и другим методам, основанным на анализе двух спектральных линий различной магниточувствительности. Позднее метод Стенфло-Линдегрена был адаптирован Матисом и Соланки для анализа спектральных данных холодных звезд [3]. Именно в такой форме этот метод и был использован нами для диагностики магнитных полей нескольких G-K карликов.

2. Наблюдения. Спектральные данные, использованные в нашем исследовании, были получены в ходе наблюдений с ПЗС-камерой ССD-2000 (фирмы "Астромед"), установленной в щелевом спектрографе в фокусе Куде 2.6-м телескопа Крымской астрофизической обсерватории. Наблюдения характеризуются спектральным разрешением около 0.20\AA , а отношение сигнала к шуму составило от 70 до 120. Для всех исследуемых звезд было получено 10-15 спектральных участков длиной по 30\AA в

диапазоне длин волн от 6100 до 6900Å. Продолжительность экспозиции составляла 15 ± 5 мин. Первичная обработка спектрограмм была выполнена с помощью программ CCDFIT и SPE, созданных в КрАО. Даты наблюдений вместе с характеристиками исследуемых звезд (спектральным классом и др.) приведены в табл. 1.

Для одной из исследовавшихся звезд - ϵ Eri - нами были получены и новые наблюдения (12 ноября 1995 г.) на том же телескопе с новой ПЗС-камерой (фирмы "Фотометрикс"), полученной КрАО по грантам R2Q00 и U1C000 ISF и A-05-067 ESO. Новая матрица позволяет одновременно регистрировать спектральную область вдвое больше - длиной 60Å. Благодаря этому обстоятельству, а также тщательному отбору спектральных диапазонов, в новом спектре ϵ Eri было гораздо большее число линий, пригодных для проведения диагностики магнитного поля. Поэтому, для более наглядной иллюстрации работы метода Стенфлю-Линдегрена, в данной работе приведены результаты его применения и к новым спектральным данным для ϵ Eri. Что же касается определения содержания железа в атмосфере этой звезды, то оно проводилось только с использованием наблюдений 1993 г.

Таблица 1

ХАРАКТЕРИСТИКИ ИССЛЕДОВАВШИХСЯ ЗВЕЗД
И ДАТЫ НАБЛЮДЕНИЙ

Объект	Спектр. класс	HD	V	Дата	JD-2440000.0
ϵ Eri 70 Oph A	K2Ve	22049	3.73	04.01.93	8992.40
	K0Ve	165341	4.22	14.06.93	9153.49
				18.07.93	9187.29
				24.09.93	9255.25
				25.09.93	9256.20
σ Dra	K0V	85144	4.69	17.07.93	9186.41
				20.08.93	9220.43
				25.09.93	9256.27
61 Cyg A	K5Ve	201091	5.22	06.10.93	9267.24
ξ Boo A	G8Ve	131156	4.68	07.07.94	9541.31
				16.07.94	9550.31

3. *Диагностика магнитных полей.* Основная идея метода Стенф-ло-Линдгрена, использованного нами при изучении магнитных полей исследуемых звезд, заключается в получении путем статистического анализа большого числа спектральных линий как эмпирических корреляций между параметрами, характеризующими профили линий, так и зависимости этих параметров от атомных констант соответствующих переходов (потенциала возбуждения на нижний уровень χ_1 , центральной длины волны линии и λ_0 т.д.).

При этом используются следующие параметры профилей спектральных линий, нормированных к уровню континуума: 1) d - глубина линии; 2) длина хорды на уровне $0.5d$ выше нижней границы линии. Этот параметр выражается в единицах скорости как доплеровская полуширина гауссианы, профиль которой имеет на данном уровне ту же длину хорды; 3) последний параметр - S_l - представляет собой характеристику силы линии. Он равен площади в пределах профиля линии ниже хорды на уровне $0.5d$. Эквивалентная ширина не годится из-за эффектов слабых blends в крыльях. Для уменьшения влияния эффектов, зависящих от

длины волны, S_l выражается во фраунгоферах: $S_l [F] = \frac{S_l [\text{Å}]}{\lambda [\text{Å}]} 10^6$.

Авторами метода [1] была найдена эмпирическая зависимость величины V_d от других параметров профиля линии и от атомных констант перехода. Адаптируя этот метод к анализу звездных данных, Матис и Соланки внесли некоторые поправки в уравнение, представляющее эту зависимость. В их статье, посвященной магнетизму холодных карликов [3], основное регрессионное уравнение имеет вид:

$$V_d = x_0 + x_1 S_l + x_2 S_l^2 + x_3 \chi_e V_0 + \frac{x_4 \lambda_0^2}{V_0} + \frac{x_5 X_m \lambda_0^2}{V_0}. \quad (1)$$

Величина V_0 в этом уравнении представляет собой аппроксимирующее значение величины V_d . Оно определяется выражением $V_0 = y_0 + y_1 S + y_2 S^2$. Для нахождения коэффициентов y_0 , y_1 и y_2 с помощью метода наименьших квадратов находится приближение наблюдаемой величины V_d полиномом $y_0 + y_1 S + y_2 S^2$.

Члены уравнения (1) при коэффициентах x_0, x_1, \dots, x_5 (определяемых посредством регрессионного анализа) соответствуют различным механизмам уширения спектральных линий. Их подробное обсуждение приведено

в работе Матиса и Соланки [3]. Искомая магнитная часть уширения представлена в последнем члене уравнения (1). Параметр X_m , входящий в него, характеризует чувствительность ширины неполяризованной линии к магнитному полю. Эффективный фактор Ланде, использовавшийся для этого при анализе круговой поляризации, в данном случае не является оптимальным: он отражает лишь расщепление σ -компонент неполяризованной линии, не учитывая вклада в ее уширение π -компоненты. Этот недостаток был исправлен при определении величины X_m , введенной Матисом и Соланки (см. [3]). Как было показано Стенфлю и Линдгренем, ширина V_d линии, формируемой при наличии магнитного поля, связана с шириной V_{d0} той же линии, но в отсутствие магнитного поля, приближенным соотношением:

$$V_d \approx V_{d0} + \frac{k^2 c^2 X_m \lambda_0^2}{V_{d0}} f^2 H^2, \quad (2)$$

где $k=4.67 \cdot 10^{-13} \text{Å}^{-1} \text{G}^1$, а f представляет собой величину, пропорциональную квадратному корню из фактора заполнения (который равен доле поверхности звезды, покрытой магнитными полями). Сопоставляя уравнение (3) с магнитным членом регрессионного уравнения, можно получить оценку величины поля fH по значению коэффициента x_5 :

$$f H = \frac{\sqrt{x_5}}{kc}. \quad (3)$$

Остановимся подробнее на реализации этого метода. В спектре исследуемой звезды выбираются чистые линии одного и того же химического элемента в определенном состоянии ионизации (для холодных карликов лучше всего использовать линии Fe I, как наиболее многочисленные). Для отобранных линий определяются параметры профилей V_d и S_l . Из анализа синтетических спектров G-K карликов (рассчитанных с применением модели из сетки Куруца), мы отобрали несколько спектральных диапазонов длиной по 60Å содержащих наибольшее число чистых линии Fe I. Список всех линии из этих диапазонов, использовавшихся при анализе спектрограмм звезды ϵ Eri (наблюдения 1995г.), приведен в табл. 2. Критерием чистоты линии являлось отсутствие существенных бленд, искажающих ее профиль на уровне $\zeta=0.5$. Проверить это (гораздо надежнее визуальной оценки) можно с помощью фойгтовской аппроксимации профиля линии. Соответст-

ПАРАМЕТРЫ ЛИНИЙ Fe I,
ИСПОЛЬЗОВАННЫХ ДЛЯ РЕГРЕССИОННОГО АНАЛИЗА

λ	z_i	X_{ii}	λ	z_i	X_{ii}	λ	z_i	X_{ii}
4704.96	3.67	2.73	5636.71	3.62	0.44	6157.73	4.06	0.68
4741.53	2.82	0.98	5636.71	3.62	0.44	6180.22	2.72	0.27
5194.94	1.55	0.51	5638.27	4.20	0.58	6188.04	3.93	1.02
5196.10	4.24	0.41	5641.46	4.24	0.48	6219.29	2.19	1.29
5197.93	4.28	1.76	5646.70	4.24	1.78	6229.23	2.83	0.61
5198.71	2.21	1.09	5650.01	5.08	0.14	6230.73	2.55	0.68
5202.34	2.17	1.22	5650.71	5.06	0.31	6232.65	3.64	1.78
5213.35	4.37	2.05	5651.47	4.45	1.53	6240.65	2.21	0.67
5217.40	3.20	0.98	5652.32	4.24	0.98	6246.33	3.59	1.14
5223.19	3.62	0.11	5653.89	4.37	0.89	6252.56	2.39	0.52
5225.53	0.11	2.60	5661.36	4.27	0.98	6265.14	2.17	1.14
5242.49	3.62	0.44	5662.52	4.16	0.65	6270.24	2.85	0.11
5243.80	4.24	1.00	5677.68	4.09	0.38	6271.29	3.32	1.13
5247.05	0.09	1.79	5679.02	4.63	1.09	6280.63	0.86	0.96
5250.65	2.19	1.00	5680.26	4.17	1.09	6297.80	2.21	0.67
5253.48	3.27	0.98	5805.76	5.01	0.58	6311.51	2.82	0.85
5364.88	4.43	0.21	5809.25	3.87	0.73	6315.81	4.06	0.71
5365.40	3.56	0.44	5811.92	4.12	0.34	6322.69	2.58	1.02
5373.71	4.45	2.04	5814.80	4.26	0.53	6330.86	4.71	0.61
5379.58	3.68	0.44	5816.36	4.53	0.32	6336.82	3.67	1.92
5386.34	4.14	0.66	5827.89	3.27	2.27	6699.14	4.57	0.56
5389.46	4.40	0.37	5835.10	4.24	1.00	6703.57	2.75	0.53
5395.25	4.43	0.14	5838.42	3.93	1.09	6710.31	1.48	1.31
5398.29	4.43	0.05	5845.27	5.01	0.94	6713.76	4.77	1.28
5400.51	4.35	0.58	5849.67	3.68	0.71	6725.39	4.09	0.98
5412.80	4.42	0.47	5852.19	4.53	0.65	6726.67	4.59	1.09
5417.03	4.40	0.23	5855.13	4.59	0.21	6746.96	2.60	0.18
5461.54	4.43	1.20	5856.08	4.28	0.44	6750.15	2.41	0.98
5464.29	4.12	0.60	5858.77	4.20	0.99	6752.72	4.62	1.92
5466.40	4.35	0.31	5859.59	4.53	0.56	6806.85	2.72	0.67
5470.10	4.43	0.35	5861.11	4.26	1.02	6810.28	4.59	1.00
5473.17	4.17	1.29	5862.37	4.53	0.53	6820.43	4.62	1.09
5473.91	4.14	0.98	6055.99	4.71	0.56	6828.61	4.62	0.67
5487.15	4.40	0.67	6065.49	2.60	0.19	6837.00	4.57	0.68
5493.51	4.09	1.37	6078.50	4.77	0.44	6839.83	2.55	0.65
5494.47	4.06	0.25	6079.02	4.63	0.98	6842.67	4.62	2.73
5497.52	1.01	2.74	6082.72	2.21	1.92	6843.67	4.53	0.56
5501.47	0.95	1.61	6089.57	5.00	0.44	6855.18	4.54	0.72
5506.78	0.99	1.91	6093.66	4.59	0.40	6857.25	4.06	0.71
5522.46	4.19	0.98	6094.42	4.63	0.82	6858.16	4.59	0.44
5633.97	4.97	0.61	6096.69	3.97	1.09	6861.93	2.41	0.98
5635.85	4.24	0.41	6151.62	2.17	1.49	6862.48	4.54	0.40

вующая процедура описана в следующем разделе.

Для реализации этого метода нами был разработан пакет программ для персонального компьютера. Первая часть пакета служит для облегчения массового измерения параметров профилей спектральных линий V_d и S_I . С помощью программы пользователь может "вырезать" в спектре нужную линию и посредством процедуры фойгтовской аппроксимации исследовать ее на присутствие бленд. После этого линию либо исключают из анализа, либо программа рассчитывает ее параметры: V_d - посредством построения сплайна, и S_I - путем его интегрирования. Все результаты записываются в файл для последующего регрессионного анализа. Для его реализации служит вторая часть разработанного пакета программы. Она позволяет не только вычислить коэффициенты регрессии с их ошибками и соответствующую величину поля, но и детально проследить процедуру нахождения эмпирической корреляции между V_d и другими параметрами профиля и константами перехода. Для этого программа дает возможность просмотреть следующие графики, показывающие последовательные шаги приближения:

$$V_d \text{ vs. } S_I$$

$$\frac{(V_{d0} - V_d)}{V_d} \text{ vs. } \chi_e$$

$$V_d - x_0 - x_1 S_I - x_2 S_I^2 - x_3 \chi_e V_0 \text{ vs. } \frac{\lambda_0^2}{V_0}$$

$$V_m \text{ vs. } \frac{X_m(kc \lambda_0^2)}{V_0}$$

где V_m - искомое магнитное уширение, полученное вычитанием из величины V_d всех вкладов, не связанных с магнитным полем:

$$V_m = V_d - x_0 - x_1 S_I - x_2 S_I^2 - x_3 \chi_e V_0 - \frac{x_4 \lambda_0^2}{V_0}. \quad (4)$$

Отметим, что анализ последовательных этапов приближения полезен для выявления и исключения из анализа линий, плохо укладывающихся в общие зависимости. Для примера графики двух зависимостей -

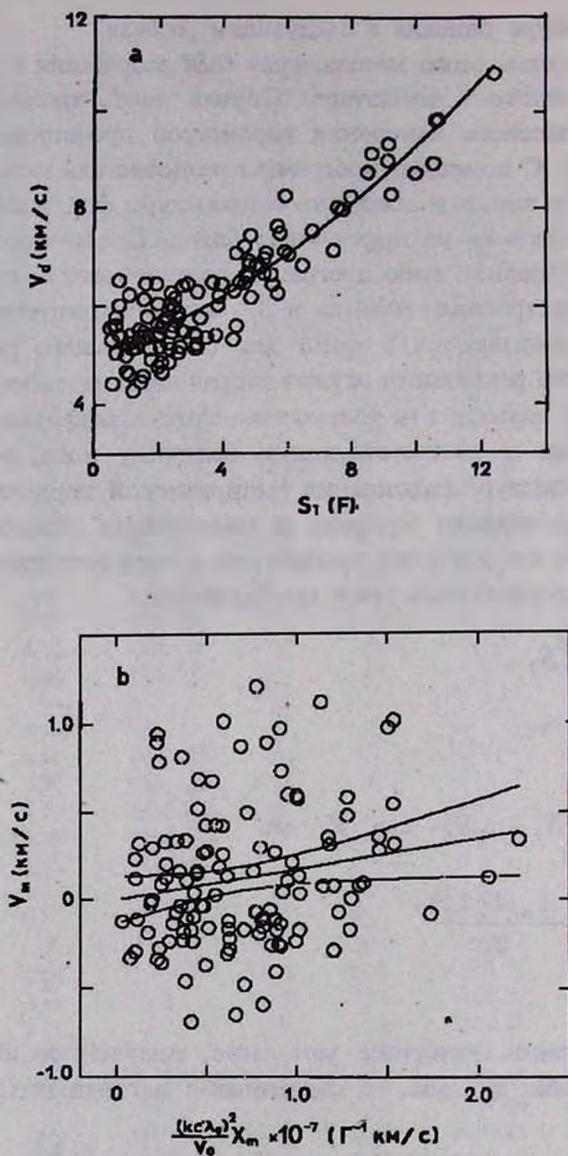


Рис. 1. Зависимости а) V_d от S_1 и б) магнитного уширения V_m от параметра магниточувствительности X_m для спектра звезды ϵ Eri. На рис. б) помимо регрессионной прямой представлены также кривые регрессии, соответствующие 95%-му доверительному интервалу.

$(V_d \text{ vs. } S_I)$ и $V_m \text{ vs. } \frac{X_m (kc \lambda_0^2)}{V_0}$, построенные в ходе анализа спектраль-

ных данных для ϵ Eri (наблюдения 1995г.), приведены на рис. 1.

Пакет программ, разработанный для реализации метода Стенфлю-Линдегрена, был использован для анализа спектральных данных нескольких G-K карликов (см. табл. 1). Из-за возможной переменности магнитного поля этих объектов (отмеченной, в частности, в работе Марси[4]) желательнее, чтобы все спектральные диапазоны исследуемой звезды были получены в течение одной ночи. Так как это требование было выполнено только для двух звезд, ϵ Eri и 61 Cyg A, то результаты определения магнитного поля для них являются наиболее достоверными. Найденные значения величины fB составили для 61 Cyg A - 1300 ± 250

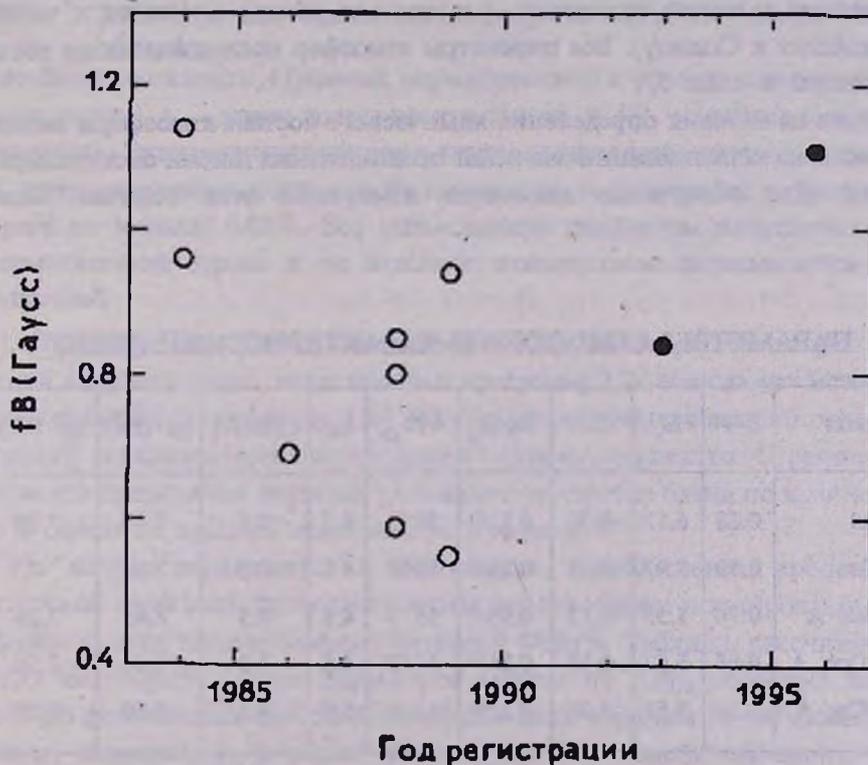


Рис. 2 Сравнение полученных значений величины fB для ϵ Eri с опубликованными ранее (заполненные кружки - результаты данной работы).

Гаусс, для ϵ Eri - 850 ± 200 Гаусс (1993 г.) и 1110 ± 300 Гаусс (1995 г.). Для наиболее часто исследуемой звезды, ϵ Eri, полученное значение магнитного поля мы сопоставили на рис. 2 с результатами других авторов, опубликованными ранее и взятыми нами из обзора Саара [5]. Можно заключить, что наш результат хорошо согласуется с предыдущими определениями величины fB . Однако анализировать данные, изображенные на этой диаграмме, как временной ряд не представляется возможным из-за больших ошибок и неоднородности представленных на ней измерений.

4. *Определение содержания железа.* Имеющийся материал для пяти карликов спектральных классов G-K был использован нами также для определения содержания железа в атмосферах этих звезд. Эффективные температуры были найдены с помощью цветовых калибровок (взятых из работ [6,7,8]). Для получения оценок $\lg g$ использовались данные о тригонометрических параллаксах исследуемых звезд, известные с достаточно высокой точностью (т.к. все эти звезды относятся к числу ближайших к Солнцу). Все параметры атмосфер исследованных звезд приведены в табл. 3.

Одна из методик определения химического состава атмосферы звезды основана на использовании значений эквивалентных ширин спектральных линий. Для облегчения массового измерения этих величин была

Таблица 3

ПАРАМЕТРЫ АТМОСФЕР И ХАРАКТЕРИСТИКИ ЗВЕЗД

Объект	$B-V$	M_V^1	BC^2	M/M_\odot	$\langle T \rangle_{\text{eff}}$	$\lg g$	ξ (km/s)	$\lg \epsilon$ (Fe) ³	$\lg \epsilon$ (Fe) ⁴
ϵ Eri	0.88	6.13	-0.30	0.81 ⁽⁵⁾	5050	4.7	0.5	7.42	7.19
σ Dra	0.79	5.92	-0.19	0.84 ⁽⁵⁾	5290	4.7	0.5	7.52	-
ξ Boo A	0.76	5.53	-0.13	0.90 ⁽⁵⁾	5375	4.6	0.5	7.45	7.24
70 Oph A	0.86	5.67	-0.19	0.84 ⁽⁵⁾	5110	4.5	0.3	7.60	7.50
61 Cyg A	1.18	7.58	-0.30	0.33 ⁽⁶⁾	4320	5.0	0.3	7.50	7.50

1 - У.Гиллес [6]; 2 - В.Л.Страйжис [7]; 3 - П.Харманек [8]; 4 - К.Аллен [9]; 5 - полученные нами результаты; 6 - Г.Крелл де Стробел и др. [14].

разработана программа EW. Программа предназначена для работы с ПЗС-спектрами, для которых первоначальная обработка (включающая проведение континуума, вычитание фона и т.д.) выполнена по существующей уже программе SPE, созданной в КрАО С.Г. Сергеевым. Отметим, что программа EW совместима с SPE, как по идеологии (работает с ASCII-представлением спектрограмм), так и по общей схеме построения диалога с пользователем. Разработанная программа дает возможность "вырезать" из спектра, представленного на экране в графическом режиме, нужную спектральную линию и рассчитать ее эквивалентную ширину посредством аппроксимации гауссианой или функцией Фойгта, или по остаточной интенсивности (для линий, крылья которых искажены блендами, а центральная часть нет).

I. Процедура аппроксимации профиля линии гауссианой

$A \cdot \exp\left(-\frac{(\lambda - \lambda_0)^2}{V_d^2}\right)$ методом наименьших квадратов определяет параметры:

масштабный множитель A (равный нормированной к уровню континуума глубине линии), λ_0 - длину волны центра линии, и V_d - ее доплеровскую полуширину. Эквивалентная ширина линии вычислялась путем численного интегрирования полученной гауссианы до значения, точность которого не меньше 0.05%. Все вычисленные параметры печатаются в информационной строке и по желанию пользователя записываются в файл.

II. Процедура измерения эквивалентных ширин посредством фойгтовской аппроксимации, включенная в программу EW, использует метод, предложенный Мейланом и др. [10]. Он был разработан для высокоточных измерений эквивалентных ширин линий солнечного спектра. Ограничением на его применение является требование отсутствия бленд по крайней мере в одном из крыльев измеряемого профиля.

Суть метода заключается в следующем. Приближение профиля фойгтовской функцией проводится путем интерполяции нормированных профилей в сетке табулированных функций Фойгта. Таблица, рассчитанная для некоторого набора параметров (взятая из [10]), содержит для каждой из фойгтовских функций половины длин хорд для 11-ти уровней глубины, выраженных в долях континуума. Все хорды выражены в единицах полуширины на уровне 0.5. Конечная цель - определение тех из 21 функций Фойгта, которые наилучшим способом приближают

красное и синее крылья профиля "вырезанной" линии. Этот выбор производится автоматически. Однако для того, чтобы пользователь мог убедиться в его оптимальности, программа открывает графическое окно с сеткой всех 21 функций Фойгта вместе с кривыми, соответствующими красному и синему крыльям реального профиля. Анализ этой диаграммы может быть полезен и в другом отношении. Для неблендированного крыла точки будут расположены либо точно на кривой одной из фойгтовских функций, либо строго между двух соседних кривых. Кривая же для блендированного крыла (даже если присутствие бленды визуально незаметно) отклоняется от семейства фойгтовских кривых и пересекает некоторые из них. Таким образом, описанная процедура не только даст высокоточные значения эквивалентных ширин, но и позволяет проводить диагностику присутствия бленд в крыльях наблюдаемых профилей.

Процедура измерения эквивалентных ширин посредством фойгтовской аппроксимации незаменима в случае сильных, насыщенных линий, для которых аппроксимация гауссианой (как показали наши численные эксперименты) приводит к занижению значения эквивалентной ширины до 20% из-за потерь в крыльях.

III. Процедура измерения эквивалентных ширин по остаточной интенсивности может быть использована при анализе слабых линий, плохо аппроксимирующихся гауссианой из-за шумов малого количества точек на профиле. Для использования этой процедуры необходимо предварительно создать файл результатов измерений остаточных интенсивностей и эквивалентных ширин чистых линий (т.е. хорошо аппроксимирующихся гауссианой) для проведения калибровочной кривой.

Силы осцилляторов линий, также необходимые при расчете химического состава, были взяты из таблиц Тевна [11,12]. Параметр микротурбулентности ξ , определяется классическим способом: величины I_{λ} рассчитывались для фиксированного набора линий Fe I при различных значениях ξ . Искомым являлось то значение микротурбулентной скорости, при котором отсутствует ход значений I_{λ} с W_{λ} .

Для расчета химического состава исследуемых звезд использовалась программа LINE, созданная в КраО. Модели атмосфер, используемые при расчетах, были интерполированы в сетке моделей Эрикссона (которые аналогичны моделям, опубликованным Беллом и др. [13]).

Результаты определения содержания железа в атмосферах исследуемых звезд приведены в 9-ом столбце табл. 3. Для четырех звезд эти значения

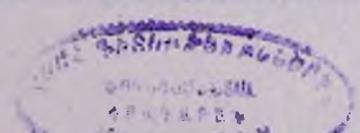
сопоставлены с данными каталога $[Fe/H]$ Г.Карела де Стробела [14] (см. 10-ый столбец табл. 3). В тех случаях, когда в каталоге было приведено несколько значений содержания железа для одной звезды, мы выбирали то, которое соответствовало значениям T_{eff} и lgg , наиболее близким к принятым нами (см. табл. 3). При переводе данных каталога [14] из относительных величин ($[Fe/H]_{\text{star}} - [Fe/H]_{\odot}$) в абсолютные мы использовали общепринятое значение содержания железа на поверхности Солнца $[Fe/H]_{\odot} = 7.50$. Сравнивая наши результаты с данными [14], следует отметить, что для двух звезд - ϵ Eri и ξ Boo A - данные каталога [14] существенно ниже полученных нами результатов. Причина этого может быть связана прежде всего с используемыми значениями g -величин для линий Fe I, и с оставшимися различиями в параметрах моделей атмосфер. Более подробное обсуждение результатов определения содержаний железа в атмосферах исследуемых карликов будет проведено отдельно при полном анализе химического состава их атмосфер.

Крымская астрофизическая обсерватория

THE MAGNETIC FIELDS AND IRON ABUNDANCE ON THE SURFACE OF THE LATE-TYPE DWARFS

I.S.SAVANOV, Y.Y.SAVELYEVA

The paper contains the description of the programme package developed for the realization of the Stenflo-Lindgren method which allows to investigate the magnetic fields with the complex structure on the stars surface. With the help of this package the magnetic field diagnostic was performed for some G-K dwarfs. On the surface of the stars ϵ Eri and 61 Cyg A magnetic field about 1 kG was detected. For the star ϵ Eri our results of the magnetic field determination were compared with that ones published before. Description of the interactive programme for the personal computer developed for the measurement of the spectral line equivalent widths by means of the different approximations is given too. This programme was used for the determination of the Iron abundance in the atmospheres of the stars under investigation. The comparison of the obtained results with the data from $[Fe/H]$ catalogue by G. Carel de Strobel indicates that for stars ϵ Eri and ξ Boo A our results are higher on 0.2 dex.



ЛИТЕРАТУРА

1. *J.O.Stenflo, L.Lindgren*, *Astron. Astrophys.* **59**, 367, 1977.
2. *R.D.Robinson, S.P.Worden, J.W.Harvey*, *Astrophys. J. (Letters)* **236**, L 155, 1980.
3. *G.Mathys, S.K.Solanki*, *Astron. Astrophys.*, **208**, 189, 1989.
4. *G.W.Marcy*, *Astrophys. J.*, **276**, 286, 1984.
5. *S.H.Saar*, *Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics, Preprint Ser.*, No.2970, 1989.
6. *W.Gliese*, *Catalogue of Nearby Stars*, 1969.
7. *В.Л.Страйжис*, *Звезды с дефицитом металлов*, 1982.
8. *P.Harmanec*, *Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia*, **39**, 336, 1988.
9. *К.У.Ален*, *Астрофизические величины*, 332, 1977.
10. *T.Meylan, I.Furenlid, M.S.Wiqqs and R.L.Kurucz*, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, **85**, 163, 1993.
11. *F.Tevenin*, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, **77**, 137, 1989.
12. *F.Tevenin*, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, **82**, 179, 1990.
13. *R.A.Bell, K.Eriksson, B.Gustafsson, A.Nordlund*, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, **23**, 37, 1976.
14. *G.Carel de Strobel, C.Bentilona, B.Hauck, A.Duquennoy*, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, **59**, 145, 1985.