

МАГНИТНЫЕ ПОЛЯ И ДРУГИЕ ПАРАМЕТРЫ ХИМИЧЕСКИ ПЕКУЛЯРНЫХ ЗВЕЗД. I

Ю. В. Глаголевский, И. И. Романюк, Н. М. Чунакова, В. Г. Штоль

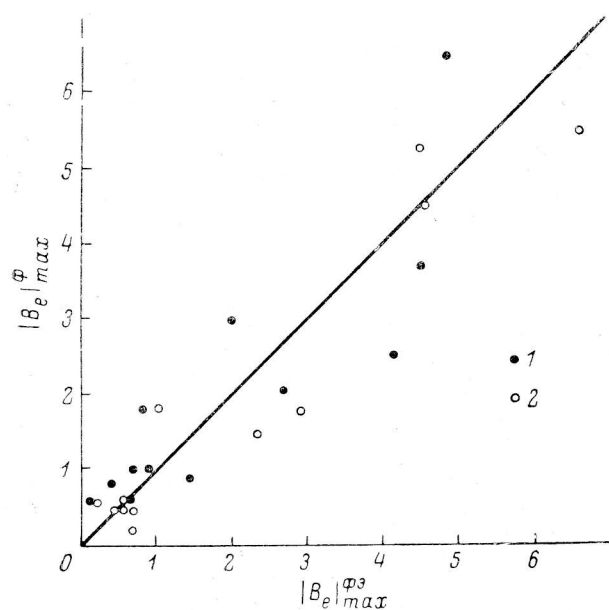
На основании литературных данных и наших измерений на 6-м телескопе составлен список средних квадратических значений магнитного поля $\langle B_e \rangle$ для более чем 200 звезд и список значений поверхностного поля B_s для 68 химически пекулярных звезд. Показано, что B_s , полученные по расщеплению спектральных линий в магнитном поле и по ширине линий (определенные Престоном), и наши определения B_s по кривым изменения B_e с помощью формул Стиббса—Престона не имеют систематических различий в пределах 20 %. Сопоставление B_s из нашего списка и B_s^{KM} из списка Крамера—Медера, полученных по параметру Z многоцветной фотометрии, показало, что примерно для половины звезд B_s соответствуют B_s^{KM} , а для половины звезд $B_s > B_s^{\text{KM}}$. Причина различий пока не выяснена. Найдены зависимости величины магнитного поля $\langle B_e \rangle$ и B_s от периода, которые имеют максимум на $P \approx 8^d$. Сделано предположение, что такая зависимость может произойти в случае генерации магнитного поля динамомеханизмом с последующим его ослаблением на поверхности звезд меридиональной циркуляцией. Получены данные в пользу существования зависимости магнитного поля CP-звезд от температуры. Обсуждается проблема перекрытия областей, занимаемых CP-звездами разного типа, на диаграмме Герцшпрунга—Рессела.

A list of mean square fields $\langle B_e \rangle$ for more than 200 stars and a list of the surface fields B_s for the 68 chemically peculiar stars have been compiled on the basis of literature data and our measurements on the 6-meter telescope. It is shown that B_s , estimated from the spectral line splittings in the magnetic fields and from the linewidths (both estimated by Preston), and our evaluations of B_s from the B_e variation curves, made with the formulae of Stibbs—Preston, have no systematic differences within 20 %. A comparison of B_s from our list with B_s^{KM} from the Cramer—Maeder list, estimated with the help of Z parameter of multicolor Geneva photometry, has shown that for about a half of stars B_s correspond to B_s^{KM} , and for another half $B_s > B_s^{\text{KM}}$. The reason of these differences is yet unknown. The dependences of the magnetic fields (B_e) and B_s on the period P , which have the maximum at $P \approx 8^d$ are determined. An assumption is made that such a dependence can occur in the case of the magnetic field generation by the dynamo mechanism with its following weakening on the star surface by the meridional circulation. Additional data are received in favour of the dependence existence between the magnetic field of CP stars and the temperature. The problem of overlapping the regions, occupied by CP stars of different type, on the Herzshprung—Russel diagram is discussed.

Со времени открытия Бэбкоком [1] первой магнитной звезды 78 Vir прошло около 40 лет. Сейчас уже совершенно ясно, что звезды с сильным магнитным полем имеют значительные химические неоднородности на их поверхности, более медленное, чем у нормальных звезд, вращение, значительную спектральную и фотометрическую переменность, пульсационную нестабильность и другие свойства, отличающие их от нормальных звезд той же температуры и радиуса. Последнее время их объединяют в общую группу и называют химически пекулярными звездами (CP). Модель наклонного ротатора для этих звезд уже не вызывает сомнения, так как она хорошо объясняет все основные свойства CP-звезд: магнитную, фотометрическую и спектральную переменность. Вместе с тем до сих пор неизвестны механизмы происхождения и эволюции магнитного поля, химических аномалий и их предполагаемой связи с магнитным полем, медленного вращения и др. Неясно также, почему происходит разделение звезд на нормальные и CP-звезды, почему среди последних есть такие, которые не имеют заметного магнитного поля (ртутно-марганцевые и металлические звезды).

Для объяснения возникновения магнитного поля существует две гипотезы — динамомеханизма и реликтового поля. Для объяснения химических аномалий используется, как правило, гипотеза Мишо [2], состоящая в том, что под действием лучевого давления в совершенно спокойной атмосфере (без перемешивания) происходит селективное обогащение верхних слоев атмосферы рядом химических элементов, часть же элементов под действием гравитации, наоборот, опускается в более глубокие слои атмосферы звезды, создавая их видимый дефицит на поверхности. Для объяснения уменьшенных скоростей вращения CP-звезд предложены гипотезы [3—5], в соответствии с которыми звезды замедляются за счет взаимодействия магнитосферы звезды с межзвездным веществом.

Проблема химически пекулярных звезд оказалась чрезвычайно сложной. Каждая звезда по своим свойствам является очень индивидуальной. Попытки



искать статистические зависимости между разными параметрами у CP-звезд приводят чаще всего к неуверенным результатам, и обычно можно говорить только о тенденциях и слабых корреляциях, а не о четких зависимостях между параметрами. Это, вероятно, происходит потому, что изучаемые параметры находятся под влиянием довольно многих факторов.

Рис. 1. Зависимость между экстремальными значениями поля, определенного по фотографическим $|B_e|_{max}^{\phi}$ и фотоэлектрическим $|B_e|_{max}^{\phi_e}$ по линиям водорода измерениям. Максимум: 1 — положительный; 2 — отрицательный.

Химически пекулярные звезды составляют 10—15 % от нормальных звезд главной последовательности в пределах температур от 7000 до 30 000 К. В последнее время наряду с «классическими» пекулярными звездами были обнаружены поля у звезд с аномальными линиями гелия (как с усиленными — He-r, так и с ослабленными — He-w линиями). В соответствии с последней классификацией [6] CP-звезды делятся на 5 типов: He-r, He-w, Si, (Si+Sr, Cr, Eu), холодные звезды (Sr, Cr, Eu). Эта классификация выделяет в отдельные группы звезды без магнитного поля (Hg, Mn)-типа, которые по своим температурам находятся в пределах, занимаемых звездами (Si) и (Si+), и звезды без поля металлические (Am), занимающие на диаграмме Герцшпрунга—Рессела область звезд (Sr, Cr, Eu)-типа и распространяющиеся в сторону еще более низких температур.

Результаты измерений продольных эффективных магнитных полей B_e . К настоящему времени поле B_e измерено у более 700 звезд разного типа, причем среди них количество химически пекулярных звезд превышает 200, у более чем 50 из последних известны кривые изменения магнитного поля с периодом вращения. Наиболее полный список звезд с измеренными магнитными полями содержится в каталоге Диделона [7].

Почти во всех случаях кривая изменения B_e , полученная фотографическим способом, отличается от кривой, полученной фотоэлектрически по линиям водорода. «Водородные» кривые практически всегда синусоидальны, вероятно потому, что водород распределен в атмосфере по поверхности звезды равномерно и величина поля в этом случае интегрируется по всей видимой полусфере, а в случае использования линий металлов, которые распределены по поверх-

Т А Б Л И Ц А 1

HD	Тип	$\langle B_E \rangle$, Гс	$\langle B_E \rangle_0$, Гс	$\pm\sigma$, Гс	N	Источник
1	2	3	4	5	6	7
358	HgMn	33	—	19	11	*
2453	SrCrEu	605	—	20	21	12
		520	730	20	6	13
3980	SrCrEu	1010	1160	220	8	14
5737	He-w	210	260	50	7	15
8441	SrCrEu	350	—	20	13	13
8855	SiCr	400	1210	170	2	*
9996	CrEu	700	2110	35	2	13
10221	SiCr	0	—	200	3	16
10783	SrCr	1530	—	90	12	17
		1300	—	30	18	13
11187	SiCr	610	760	45	7	13
11503	Cr	570	—	34	18	18
12447	Cr	300	—	30	22	16
12767	Si	220	260	35	8	16
14392	Si	0	—	230	2	16
14437	SrCrEu	1510	2160	50	9	*
15089	SrCr	135	240	75	4	16
15144	SrCr	830	—	10	39	13
		720	—	25	18	18
17775	SrCrEu	380	—	100	1	*
18296	SiSrCrEu	810	—	50	13	13
		140	420	135	2	16
19653	SrCrEu	550	—	110	1	*
19400	He-w	70	150	100	3	15
19805	He-w	1070	—	240	4	*
19832	Si	210	—	70	11	16
20135	Am	250	—	460	3	*
21590	Si	980	2050	250	3	*
21699	He-w	1360	—	710	2	*
22401	Cr	330	1000	400	2	*
22470	Si	0	770	770	2	19
22920	He-w	250	430	80	4	15
23408	He-w, P, Hg	410	—	120	5	*
24712	SrCrEu	730	—	90	20	20
25267	Si	220	280	35	7	16
25354	SrCrEu	220	—	40	4	13
25823	Si	510	1070	55	3	13
27309	Si	1990	—	165	13	*
28843	He-w	0	—	150	3	15
29305	Si	0	—	125	4	16
30466	SiCr	1370	2900	110	8	*
23408	He-r	410	—	120	5	*
32549	Si	0	—	65	4	16
32633	SiCr	2470	—	115	17	16
		2700	3380	50	7	13
33254	Am	400	1210	65	2	13
33904	HgMn	190	290	40	5	13
34452	Si	380	660	100	4	16
		750	890	195	9	*
35298	He-w	2230	3460	—	5	21
34456	He-w	615	860	—	6	21
35502	He-w	1490	2090	—	6	21
35912	He-r	315	535	265	4	22
		630	—	110	4	*
36313	Si	915	1280	—	6	21
36429	He-w	425	660	—	5	21
36430	He-r	260	—	110	4	*
36526	He-r	2130	2980	—	6	21
36540	He-w	470	820	—	4	21
36629	He-w	440	550	270	7	22
36668	He-w	900	1260	—	6	21
36916	He-w	600	1800	135	2	15
37017	He-r	1610	—	115	12	23
37043	He-w	0	—	335	3	22
37043B	He-w	0	—	720	1	15

ТАБЛИЦА 1 (продолжение)

HD	Тип	$\langle B_e \rangle$, Гс	$\langle B_e \rangle_0$, Гс	$\pm\sigma$, Гс	N	Источник
1	2	3	4	5	6	7
37058	He-w	740	1150	230	5	22
37140	He-w	450	630	—	6	21
37151	Si	190	330	—	4	21
37210	He-w	280	490	—	4	21
37470	Si	0	—	—	4	21
37479	He-r	1980	2280	155	8	24
37642	Si	2110	2950	—	6	21
37776	He-r	820	1030	110	7	23
38104	Cr	270	420	105	5	*
40312	Si	140	—	90	10	19
		210	—	13	19	16
42616	SrCrEu	600	—	75	4	13
49333	He-w	430	—	250	2	15
49606	He-w, P, HgMn, Si	830	—	175	12	*
49976	SrCr	1345	—	80	19	25
50169	SrCr	1205	1740	26	6	13
51418	SrCrEu	280	—	70	11	26
51688	He-w, P, Hg	0	—	695	2	*
54118	Si	975	—	175	12	27
55719	SrEu	1220	2560	415	3	28
		1470	—	25	24	29
56022	Si	130	230	60	4	16
56495	Am	375	—	160	2	13
58260	He-r	2150	3330	135	5	23
60344	He-r	0	—	275	3	23
62140	SrEu	1950	3000	300	5	30
		1210	—	50	17	31
64486	Si	900	1890	400	3	30
64740	He-r	510	710	30	6	23
65339	SrCrEu	3410	—	70	18	32
71886	SiSrEu	1480	—	20	57	33
		1995	—	50	16	34
72968	SrCr	390	610	210	5	30
		425	—	25	16	13
74521	SiCr	980	1080	30	9	13
77350	λ 4012	580	—	70	11	*
		330	990	60	2	13
78316	Hg	105	—	20	22	35
		325	370	25	8	13
79158	He-w, Mn, Si	900	2700	235	2	15
81009	SrCrEu	580	1020	110	4	30
89822	Hg	315	940	25	2	13
90569	SiCrSr	220	—	30	16	36
		220	310	25	6	13
92664	Si	890	980	40	9	11
93030	He-r	0	—	25	4	23
96446	He-r	1460	2050	115	6	23
96707	Sr	1590	2220	570	6	30
98088	SrCr	795	—	30	13	13
103498	SrCrEu	300	420	60	6	*
108651	Am	295	450	100	5	30
108662	SrCr	540	—	30	35	35
		740	815	30	9	13
108945	SrCr	175	370	160	3	16
		625	720	110	8	*
109026	He-w	330	510	45	5	15
110066	SrCrEu	205	315	10	5	13
110073	λ 4121, 4128	95	280	70	2	16
111133	SrCrEu	550	680	60	7	*
112185	Cr	260	—	55	18	19
		55	70	20	6	16
		0	—	65	17	*
112413	SiHgCrEu	845	—	70	33	37
115708	SrCrEu	545	1630	50	2	13
116458	SrEu	1920	2980	190	5	28

ТАБЛИЦА 1 (продолжение)

HD	Тип	$\langle B_e \rangle$, Гс	$\langle B_e \rangle_0$, Гс	$\pm\sigma$, Гс	N	Источник
1	2	3	4	5	6	7
118022	SrCr	590	—	65	12	16
		890	—	10	42	13
119213	SrCrEu	810	—	80	22	*
		810	890	70	9	*
120198	Cr	615	—	110	10	16, *
120640	He-w	0	—	150	5	23
120709	He-w	85	—	50	4	15
124224	Si	510	—	45	14	16
125248	CrEu	1710	—	105	15	16
		1100	—	25	11	13
125823	He-w	315	345	30	9	15
126515	CrSr	1465	—	70	10	38
		835	1740	190	3	30
		1075	3220	60	2	13
128898	SrEu	895	—	130	11	28
129174	HgMn	120	360	60	2	13
130158	Si	350	—	270	1	*
130559	SrCr	1260	—	130	13	*
		900	—	35	7	13
130559	CrSr	2300	—	410	3	*
131120	He-w, Si	0	—	85	4	15
133029	SiCr	2330	—	15	50	13
		3480	—	145	16	16
133518	He-w	0	—	150	3	23
133652	SiCr	150	—	850	1	*
133880	Si	2730	5720	250	3	27
134759	Si	130	225	80	4	16
134793	SrCrEu	310	480	80	5	13
135382	Eu	165	260	85	5	27
137909	SrCrEu	420	—	30	22	16
		540	—	10	65	13
137949	SrCrEu	1575	—	25	9	12
140160	SrCr	0	—	250	8	19
140728	Cr	615	—	160	3	*
142301	He-w	2060	—	95	20	15
142884	He-w	60	100	140	4	15
142990	He-w	1370	—	70	14	15
143699	He-w	90	160	70	4	15
143807	Hg	155	215	45	6	13
144334	He-w	740	—	75	12	15
144661	He-w	440	680	145	5	15
144844	He-w	175	300	135	4	15
145501	He-w	1370	2400	100	4	15
146001	He-w	520	810	175	5	15
147010	SiSr	3690	4710	130	11	*
147550	Si	0	—	215	4	30
148112	Cr	200	—	60	9	16
		0	—	250	2	*
148898	SrCr	180	320	85	4	16
149911	CrEu	825	1150	250	6	30
151346	He-w	0	—	495	1	15
152107	SrCr	705	985	70	6	16
		660	760	80	8	*
		1780	—	45	36	39
153286	Am	470	1420	85	2	12
153882	Cr	2020	—	40	25	34
		2200	2520	20	8	
		1380	—	25	12	13
162374	He-w	0	—	125	5	15
164258	SrCrEu	440	1110	160	12	*
168733	He-w	750	—	40	17	40
170000	Si	0	—	135	19	19
170397	Cr	450	790	165	4	16
173650	SiSrCr	350	—	50	20	13
175156	He-w	70	80	40	8	15
175362	He-w, Si	3910	—	60	12	15

Т А Б Л И Ц А 1 (продолжение)

HD	Тип	$\langle B_e \rangle$, Гс	$\langle B_e \rangle_0$, Гс	$\pm\sigma$, Гс	N	Источник
1	2	3	4	5	6	7
176232	SrCr	330	510	15	5	13
177003	He-r	160	—	80	5	*
177517	Hg, Si	210	445	190	3	16
179527	Si	0	—	270	2	16
179761	Si	460	810	55	4	13
183056	Si	180	545	210	2	16
183339	He-w	1360	1900	200	6	*
184927	He-r	1340	1870	1100	6	*
186205	He-r	430	—	135	2	*
187474	CrEu	1860	3470	65	2	13
188041	SrCrEu	730	—	10	19	13
191742	SrCrEu	610	1280	30	3	13
192678	Cr	1310	—	40	16	*
192913	Si	470	730	50	5	13
196178	Si	1040	1140	85	9	16
196502	SrCrEu	520	560	20	9	13
200177	CrSr	1040	1810	230	4	*
200311	HgMn	1230	3680	120	2	*
201601	SrCrEu	410	560	60	6	16
		485	—	10	21	13
202627	A2p	0	—	120	3	16
202671	He-w	110	190	75	4	15
203006	SrCrEuMg	80	170	60	3	16
204131	SiSrCr	500	620	220	7	*
205073	Am	0	—	270	2	*
205087	SiSrCrEu	330	—	110	4	*
206742	Si	140	200	65	6	16
209515	λ 4012, Mg	150	265	145	4	16
		370	650	130	4	*
210873	HgMn	830	—	180	10	*
212454	SrCrEu	0	—	340	3	*
213918	SiSr	1740	3630	120	3	
215441	Si	7945	—	125	14	41
		16828	—	345	14	42
217833	He-w, SiCr	3180	—	150	10	*
218393	Bpe	0	—	280	3	*
220825	CrSr	0	—	75	8	16
221394	SrCr	1200	—	270	4	*
221760	Si	0	—	55	5	16
224801	SiCrEu	1570	—	285	2	13
224926	He-w	0	—	85	4	15

ности звезды неравномерно, поле интегрируется практически лишь по площадям, занимаемым «пятнами». На линии металлов также сильнее влияют неоднородности физических условий в атмосфере звезды и ряд методических причин, обсуждавшихся Борра [8] и Пискуновым [9]. Различия кривых B_e для разных химических элементов зависят в первую очередь от химического состава «пятен» и их местоположения относительно магнитных полюсов. В среднем же систематических различий между экстремальными значениями поля, определенными фотографической методикой B_e (Ф) и фотоэлектрической методикой по линиям водорода B_e (Н), не существует (рис. 1). Для построения этого графика экстремальные значения B_e (Ф) и B_e (Н) сняты с кривых изменения магнитного поля, построенных по данным, опубликованным в литературе. Две точки принадлежат к нашим измерениям звезды HD 119213 [10].

В дальнейшем мы будем пользоваться средними квадратическими значениями поля $\langle B_e \rangle$, введенными в практику в работе [11]:

$$\langle B_e \rangle = [\sum (B_{e,i}^2 - \sigma_i^2)/N]^{1/2}. \quad (1)$$

Величины B_e для более 200 звезд, вычисленные нами, приведены в табл. 1. Здесь после номера HD даны тип пекулярности, $\langle B_e \rangle$, исправленные значе-

ния $\langle B_e \rangle_0$, о которых будет сказано далее, ошибка $\sigma' = \Sigma \sigma_i / (N \sqrt{N})$ (где σ_i — средние квадратические ошибки каждого значения $B_{e,i}$, N — количество измерений поля) и литературный источник (звездочкой обозначены наши измерения).

Рассмотрим свойства $\langle B_e \rangle$.

1. В формуле (1) из каждого $B_{e,i}$ вычитается ошибка его определения σ_i . Таким образом устраняется фиктивное значение поля, равное ошибке измерений в тех случаях, когда на самом деле поле у звезды отсутствует.

2. Величина $B_e = 0$ в столбце 3 табл. 1 характеризует лишь то обстоятельство, что B_e мало и сравнимо с величиной σ . Так, например, если для звезды HD 10221 $\langle B_e \rangle = 0$ Гс, а $\sigma = \pm 200$ Гс, то, следовательно, значение поля у нее в действительности может быть не равным нулю и находиться в пределах $\pm 3\sigma$.

3. В табл. 1 многие величины $\langle B_e \rangle$ получены на основании всего 2–4 измерений. Для проверки того, насколько можно доверять таким значениям $\langle B_e \rangle$, мы взяли несколько звезд, для которых поле изучено в течение всего периода измерений по большому числу измерений $B_{e,i}$, пронумеровали эти измерения и выбрали их затем с помощью таблиц случайных чисел по $N=2, 4, 7$ и 10. По этим величинам $B_{e,i}$ мы вычислили $\langle B_e \rangle$, которые нанесли на график $\langle B_e \rangle_N$ ($\langle B_e \rangle_{\text{макс}}$), где $\langle B_e \rangle_{\text{макс}}$ — поле, полученное по всем измерениям (в среднем по 30 измерениям). Оказалось, что, несмотря на разброс точек, значения $\langle B_e \rangle$, полученные по малому числу измерений, в общем дают правильное пред-

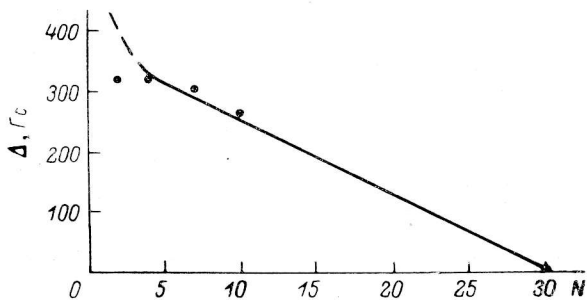


Рис. 2. Средние отклонения величин $\langle B_e \rangle$ от «истинного» значения в зависимости от N — числа измерений B_e .

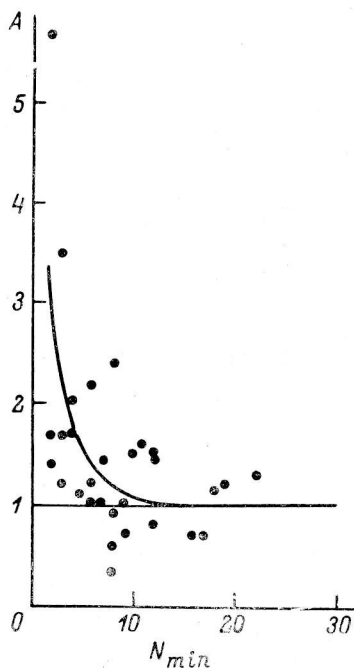


Рис. 3. Отношение A в зависимости от числа измерений $N_{\text{мин}}$.

ставление о порядке величины среднего квадратического поля. На рис. 2 приведена зависимость среднего рассеяния точек Δ на таких графиках от N . Прямая проведена так, чтобы она пересекла на оси абсцисс точку $N=30$. Полученный график показывает, что даже два измерения могут дать представление о том, какого порядка поле $\langle B_e \rangle$ у звезды, и вполне могут применяться для общих оценок в некоторых статистических исследованиях.

Однако практика показывает, что проблема оказывается несколько более сложной. В табл. 1 содержится много измерений одной и той же звезды, полученных разными авторами с разным числом N . Если нанести на график отношения

$$A = \langle B_e \rangle_{\text{макс}} / \langle B_e \rangle_{\text{мин}}$$

(здесь $\langle B_e \rangle_{\text{макс}}$ — значение поля при большом числе измерений N , а $\langle B_e \rangle_{\text{мин}}$ — при малом числе N) в зависимости от N , то получается ход, как это видно из рис. 3. Необходимо, по-видимому, вводить поправки A в значения $\langle B_e \rangle$, если $N < 10$. В табл. 2 приведены коэффициенты A для разных N , а в столбце 4 табл. 1 — исправленные с помощью этого коэффициента значения поля, обозначенные как $\langle B_e \rangle_0$.

Поверхностное поле B_s . Именно поверхностное поле B_s , а не эффективное значение продольной компоненты его B_e определяет физическое состояние поверхностных слоев звезды. Отсутствие данных о B_s заставляет многих исследователей пользоваться экстремальными значениями $B_{e \text{ макс}}$ или среднеквадратическими значениями $\langle B_e \rangle$, которые сильно зависят от угла наклона звезды i . Величину B_s можно измерять на зеемановских спектрограммах в том случае, если спектральные линии заметно разделяются на компоненты. Расщепление зеемановских компонент становится заметным при $v \sin i < 10$ км/с и $B_s > (5 \div 10)$ кГс [43, 44], дисперсия спектрограмм должна быть не менее 4 \AA/мм . Однако таких звезд, доступных по яркости и у которых B_s еще не измерено, в настоящее время нет, поэтому всякого рода статистические исследования, проверка правильности моделей магнитного поля у звезд разных типов или затруднены, или невозможны. Избранные линии должны также

ТАБЛИЦА 2

N	A	N	A
2	2.80	7	1.25
3	2.10	8	1.15
4	1.75	9	1.10
5	1.55	10	1.05
6	1.40		

иметь простые триpletные картины расщепления, а таких линий в спектре не более 20%. Вследствие перечисленных трудностей разные наблюдатели ищут косвенные способы оценок B_s , используя зависимость ширины или интенсивности линий от фактора Ланде. Однако эти способы пока не получили распространения, так как помимо трудоемкости они еще требуют самых высоких дисперсий.

Престон [43] определил B_s по 8 избранным линиям, имеющим большие и малые значения фактора Ланде z . Зеемановское расщепление может быть записано как $k\lambda z^2$, где k — постоянная, пропорциональная B_s , она определяется по звездам, для которых B_s оценены по расщепленным компонентам:

$$k = \left(\frac{\omega_L^2 - \omega_S^2}{\langle \lambda^4 z^2 \rangle_L - \langle \lambda^4 z^2 \rangle_S} \right)^{1/2}.$$

В этом случае $B_s = 0.5 \pm 7.9 k$. В предыдущей формуле ω_L — ширина линии с большим и ω_S — с малым значением z . В столбцах 2 и 3 табл. 3 приведены B_s , полученные Престоном по расщепленным компонентам и по данной формуле соответственно.

Другой способ, развитый Стиббсом и Престоном [44], основан на измерениях кривых изменения магнитного поля B_e при предположении дипольного характера магнитного поля, причем диполь расположен в центре звезды. Способ включает в себя ряд последовательных операций:

1) по известной эффективной температуре T_e с помощью эмпирической зависимости для звезд главной последовательности $R(T_e)$ [45] находится радиус звезды R , если он неизвестен;

2) по формуле $v = 50.6 R/P$ и известному периоду вращения P находится скорость вращения звезды на экваторе v , км/с;

3) по величине $v \sin i$ находится угол наклона оси вращения звезды к лучу зрения i ;

4) по формуле $\text{tg} \beta = (1-r)/(1+r) \text{ctg} \beta$ находится угол между осью вращения и осью диполя β . Параметр $r = B_e(\text{мин})/B_e(\text{макс})$ определяется по экстремальным значениям B_e на кривой $B_e(\varphi)$, где φ — фаза периода;

5) определяется поверхностное поле

$$B_s = \frac{0.67 B_e(\text{мин, макс})}{0.32 \cos(i \pm \beta)},$$

где коэффициент 0.67 получается интегрированием равномерно намагниченной сферы

$$B = 0.5 B_p (1 + 3 \sin^2 \alpha)^{1/2},$$

как

$$B_s = \int |B| J ds / \int J ds,$$

ТАБЛИЦА 3

HD	B_s^k , кгГс	B_s^{Φ} , кгГс	$B_s(\Phi)$, кгГс	$B_s(H)$, кгГс	$B_s(B)$, кгГс	\bar{B}_s , кгГс	Вес
1	2	3	4	5	6	7	8
2453	—	3.8	—	—	—	3.8	1
5737	—	—	—	1.6	—	1.6	2
5797	—	1.8	—	—	—	1.8	1
8441	—	0.0	—	—	—	0.0	1
9996	—	2.2	—	—	—	2.2	1
12288	6.1—8.6	6.1—8.8	—	—	—	7.4	3
12447	—	—	1.8	—	1.3	1.5	2
12767	—	—	0.7	—	—	0.7	1
18078	—	3.8	—	—	—	0.8	1
19832	—	—	1.5	—	0.8	1.1	2
22374	—	0.5	—	—	—	0.5	1
24712	—	2.6	2.8	—	—	2.7	2
25267	—	—	2.0	—	—	2.0	1
27309	—	—	5.9 *	—	—	5.9	—
32633	—	—	11.4	19.2	15.3	16.3	4
34452	—	—	1.7 *	—	—	1.7	—
37017	—	—	—	6.0	—	6.0	2
37479	—	—	—	10.8	—	10.8	2
37776	—	—	—	2.3	—	2.3	2
49606	—	—	7.6	—	—	7.6	1
49976	—	—	5.8	—	—	5.8	1
50169	—	5.6	—	—	—	5.6	1
51418	—	—	18.3	—	—	18.3	1
62140	—	—	3.5	—	—	3.5	1
64740	—	—	—	6.8	—	6.8	2
65339	12.00 **	—	11.6	—	—	11.9	3
71866	—	—	7.3	—	—	7.3	1
78316	—	—	7.2	—	—	7.2	1
81009	7.9	7.9	—	—	—	7.9	3
108662	—	—	1.6	2.7	—	2.3	3
110066	—	3.6	—	—	—	3.6	1
111133	—	3.7	3.3	—	—	3.5	2
112185	—	—	0.17	—	—	0.17	—
112413	2.9 ***	—	3.9	3.2	6.7	3.7	7
118022	—	2.9	3.7	2.4	—	2.8	4
119213	—	—	2.4	3.0	—	2.8	3
120198	—	—	2.4 *	—	—	2.4	—
125248	—	—	4.6	6.6	6.0	5.9	4
124224	—	—	—	3.6	—	3.6	2
126515	10—17	—	—	—	—	13.5	2
125823	—	—	2.0	—	—	2.0	1
133029	—	—	5.6	9.6	8.7	8.4	4
137909	5.4	5.5	2.7	2.5	—	4.0	6
137949	—	4.6	—	—	—	4.6	1
142301	—	—	—	20.0	—	20.0	2
142990	—	—	—	4.5	—	4.5	2
144334	—	—	—	3.1	—	3.1	2
147010	—	—	11.6	—	—	11.6	1
148112	—	—	—	0.9	—	0.9	2
152107	—	—	10.2	10.4	—	10.3	3
164258	—	—	2.0 *	—	—	2.0	—
165474	7.2	6.6	—	—	—	7.0	3
170000	—	—	1.1	—	—	1.1	1
170397	—	—	2.3	—	—	2.3	1
175362	—	—	37.1	34.2	—	35.1	3
176232	—	2.1	—	—	—	2.1	1
184927	—	—	—	17.4	—	17.4	1
188041	4.0	4.6	—	—	—	4.2	3
191742	—	1.8	—	—	—	1.8	1
192678	—	4.6	12.0 *	—	—	4.6	1
196502	—	2.0	1.8	—	—	1.9	2
BD + 29° 4202	9.1—11.8	—	—	—	—	10.5	2
201601	—	1.8	—	—	—	1.8	1

* Определение приближенным способом [65].

* * Взято из [66].

*** Взято из [67].

ТАБЛИЦА 3 (продолжение)

HD	B_s^N , кГс	B_s^P , кГс	$B_s(\Phi)$, кГс	$B_s(H)$, кГс	$B_s(B)$, кГс	\bar{B}_s , кГс	Вес
1	2	3	4	5	6	7	8
204411	—	0.5	—	—	—	0.5	1
215441	34.0	—	27.5	52.0	—	39.9	5
216533	—	2.3	—	—	—	2.3	1
221568	—	1.8	—	—	—	1.8	1

где $|B|$ — локальное поле и J — локальная яркость; ds — элемент поверхности звезды; B_p — поле на полюсе; α — магнитная широта точки на поверхности.

Поверхностное поле, определенное по описанной методике, приведено в столбцах 4 и 5 табл. 3, где $B_s(\Phi)$ и $B_s(H)$ получены на основании фотографических и фотоэлектрических (по линиям водорода) измерений соответственно. В столбце 6 приведены данные из [16]. Эффективные температуры, необходимые для расчета R , мы взяли из работы [46]. В ней приведены значения T_e для более чем 300 CP-звезд, полученные с помощью Q -индексов UBV -фотометрии, с помощью индексов X и $(B2-G)$ Женевской многоцветной фотометрии, а также данных, полученных по распределению энергии в непрерывных спектрах. Все температуры приведены к температурной шкале Адельмана [47—51]. Величины $\nu \sin i$ взяты нами в основном в [52], а периоды P — в [53].

Анализ показывает, что данная методика определения B_s очень чувствительна к точности используемых параметров.

1. Точность величин $\nu \sin i$ сильно влияет на значение угла i и, следовательно, на β . Эти параметры, к сожалению, определяются недостаточно надежно, что видно из сравнения их значений, полученных разными авторами. Как показано в [54], они в среднем увеличены на 30 %, т. е. наличие систематическая ошибка, причина которой пока неясна. Поэтому все $\nu \sin i$, которые мы используем, уменьшены на 30 %.

2. Радиус R обычно определяется по T_e , как было сказано выше. Однако ясно, что CP-звезды не являются звездами V класса светимости, они на диаграмме Герцшпрунга—Рессела занимают всю полосу главной последовательности [55]. Поэтому можно ошибиться в величине R до 1.5—2 раз.

3. В несколько меньшей степени на точность B_s влияет надежность T_e . Методика достаточно точных оценок T_e для CP-звезд все еще не разработана. Распределение энергии в непрерывном спектре, по которому тем или иным способом оценивается T_e , зависит от химического состава звезды, и ввиду значительной индивидуальности CP-звезд и неравномерности распределения химических элементов по поверхности проблема точных определений T_e очень сложна и вряд ли может быть решена в массовом порядке. Ошибка оценок T_e по UBV -фотометрии для звезд CP может достигать 1500 К при $T_e \approx 10\,000$ К, что приводит к неопределенности $\Delta R \approx 0.3-0.4$. Рассмотрение всех возможных неточностей [54] показывает, что ошибка в B_s может иногда достигать 100 %. Все это говорит о том, что ближайшей задачей является усовершенствование методик определения как B_s , так и других параметров.

В последних двух столбцах табл. 3 приведены средневзвешенные значения B_s и их итоговый вес, причем вес определений в столбцах 2 и 5 принят равным 2, а для остальных — 1. В столбце 6 даны B_s , полученные в [16].

B_s на основе многоцветной Женевской фотометрии. Параметр Z многоцветной Женевской фотометрии, зависимость величины которого от поверхностного поля B_s нашли Крамер и Медер [56, 57], связан с интенсивностью широкой полосы поглощения в области $\lambda 5200 \text{ \AA}$. Наличие этой полосы в спектрах магнитных звезд впервые было замечено Глаголевским [58] в 1963 г. и потом Кодайрой [59] в 1969 г., который нашел также еще одну полосу $\lambda 4200 \text{ \AA}$ и изучил их подробно. Механизм происхождения этих полос все еще неясен, однако многие придерживаются точки зрения, что это автоионизационные полосы SiII, другие полагают, что широкие полосы образуются при связанно-свободных переходах SiII или являются просто местным скоплением линий разных химических

элементов [60, 61]. Мы нашли, что существует зависимость между величиной Z и степенью пекулярности, найденной Леушиным в [62] для Si, Sr и Eu, представленная на рис. 4. Было бы интересно найти такие зависимости не от степени пекулярности линий того или иного элемента, которые слишком грубы для этой цели, а от избытка содержания. Тем не менее этот результат указывает на возможную связь интенсивности полосы $\lambda 5200 \text{ \AA}$ с интенсивностью линий этих элементов. Ясно, что не только кремний коррелирует с глубиной полосы $\lambda 5200 \text{ \AA}$. Вероятно, и эта полоса, и интенсивности спектральных линий ряда химических элементов коррелируют с величиной магнитного поля независимо

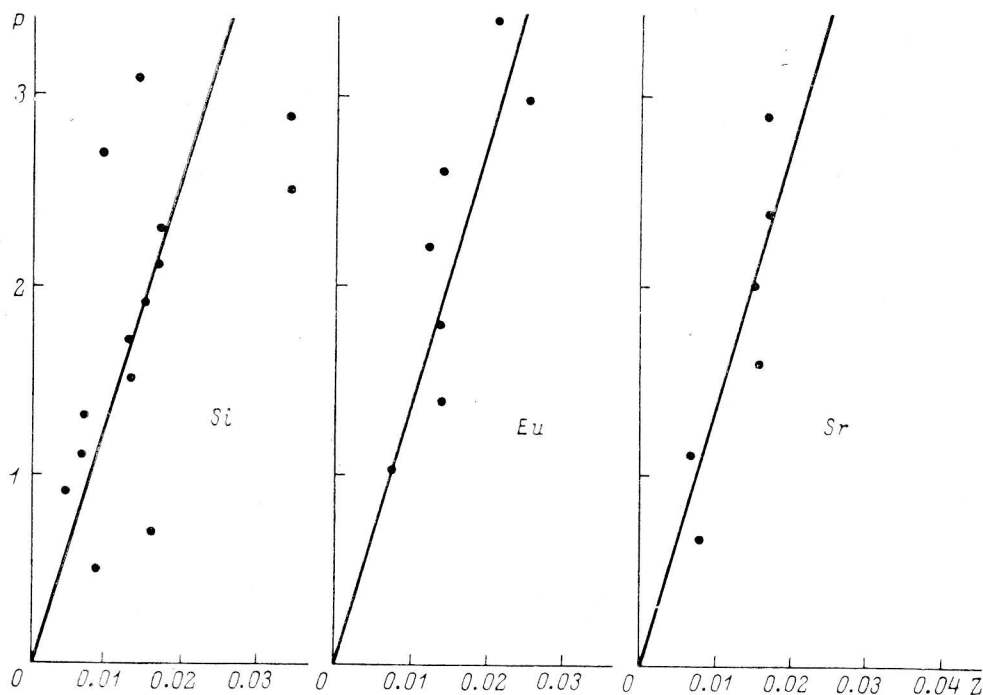


Рис. 4. Зависимость степени пекулярности, определяемой по разным химическим элементам, от параметра Z Женевской фотометрии.

и не связаны общим происхождением. Одним из предположений [63] является то, что увеличение непрозрачности в полосе (и вследствие этого увеличение ее глубины) можно объяснить увеличением зеемановского расщепления отдельных линий, из которых предположительно состоит полоса, при увеличении магнитного поля. При некотором максимальном значении поля σ - и π -компоненты спектральных линий уже настолько полно разделяются, что при дальнейшем увеличении поля не происходит роста их интенсивности (магнитного усиления), поэтому зависимость Крамера—Медера $B_s(Z)$ линейна только до $B_s \approx 5 \text{ кГс}$. В связи с этим очень важной задачей является измерение циркулярной поляризации в полосах $\lambda 4200 \text{ \AA}$, $\lambda 5200 \text{ \AA}$ и др.

В табл. 3 содержатся средние значения B_s для звезд, которые также есть в списке Крамера—Медера (19 звезд). По этим данным мы построили зависимость между нашими B_s и теми, которые получены по данным многоцветной фотометрии B_s^{KM} (рис. 5). Из рисунка видно, что во многих случаях $B_s > B_s^{\text{KM}}$, в других случаях B_s хорошо соответствуют калибровке (в пределах штриховой линии). К сожалению, слишком мало общих звезд в нашем списке и списке Престона [43], на основании которого построен редуцированный график Крамера—Медера [57]. Из тех звезд, которые имеются в обоих списках, пять имеют одинаковые с нашими значения B_s , а шестая, βCrV , обладает очень неопределенным значением $v \sin i \leq 3 \text{ км/с}$, из-за чего наша величина B_s является ненадежной (рис. 6). Можно предполагать, что вычисленные нами значения B_s и определения Престона не имеют систематических различий.

Для дополнительной проверки этого предположения мы попытались выяснить, нет ли систематических различий между зависимостями B_s ($\langle B_e \rangle$), полученными по данным Престона и вычисленными нами. Мы нашли, что для данных Престона $B_s = (6.4 \pm 1.0) \langle B_e \rangle$ (13 звезд), а для наших определений $B_s = (5.4 \pm 0.9) \langle B_e \rangle$ (44 звезды). Отсюда видно, что в пределах ошибок обе зависимости совпадают. Ошибки коэффициентов значительны ввиду большого рассеяния

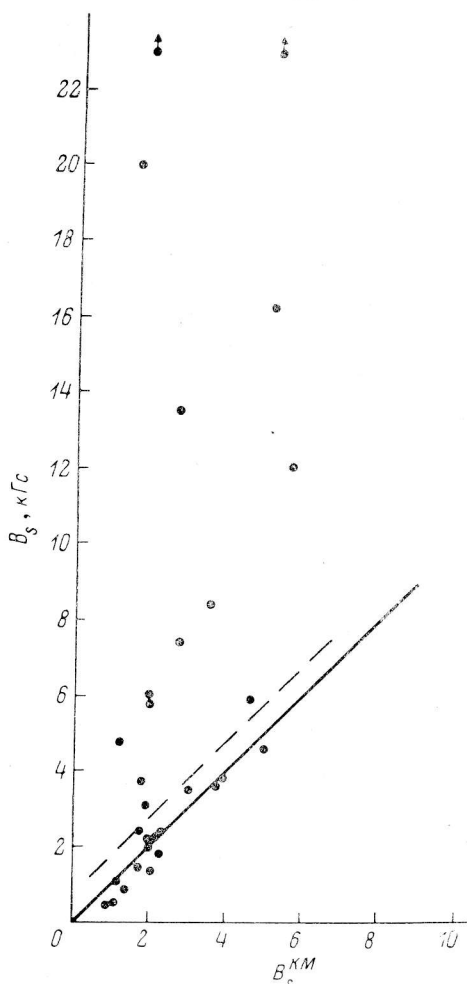


Рис. 5. Зависимость вычисленного поверхностного поля B_s от предсказанного B_s^{KM} на основе многоцветной женеваской фотометрии.

точек, происходящего в первую очередь из-за зависимости $\langle B_e \rangle$ от угла наклона звезды. На основании этих двух формул можно принять среднюю зависимость $B_s = (6.0 \pm 0.7) \langle B_e \rangle$. Таким образом, можно считать, что в пределах 20 % точности обе системы совпадают. Следовательно, неравенство $B_s > B_s^{KM}$ возникает либо из-за неточной оценки параметра Z , либо из-за нарушений калибровки Крамера—Медера для отдельных звезд. При использовании B_s^{KM} это надо учитывать.

В табл. 4 (разделы А и Б) приведены два списка звезд, соответствующих и не соответствующих калибровке Крамера—Медера. Для выяснения возмож-

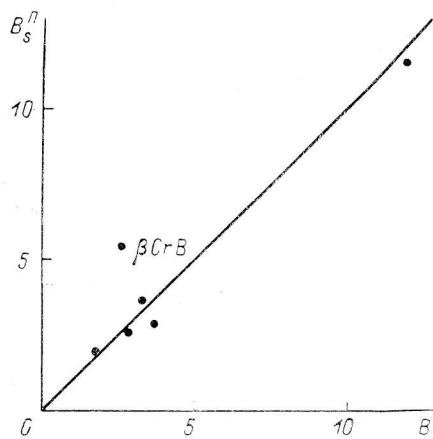


Рис. 6. Зависимость «точных» значений B_s от вычисленных в данной работе по формулам Стиббса—Престона.

ных различий этих групп по основным параметрам в таблице даны T_e , тип peculiarity, обратная величина периода $1/P$, углы i и β , экваториальная скорость v , радиусы R и отношение $v/P \sim \Omega$ (Ω — угловая скорость звезды). Видно, что группы различаются по угловой скорости. Даже если исключить две звезды — HD 12447 и HD 19832 в группе А, как имеющие слишком большие значения $v \sin i$, все равно среднее значение $1/P$ в ней будет больше, чем в группе Б. К сожалению, статистика невелика, и этот вывод нельзя считать надежным. Пока неясно, как медленное вращение может повлиять на полосу $\lambda 5200 \text{ \AA}$. Возможно, меньшая активность меридиональной циркуляции у звезд с медленным вращением сохраняет больший магнитный поток на поверхности звезд. Для решения проблемы необходимы дополнительные исследования свойств как полосы $\lambda 5200 \text{ \AA}$, так и магнитных полей B_s^{KM} звезд списка Крамера—Медера.

ТАБЛИЦА 4

HD	T_e	Тип	$1/P$	β	$v \sin i$, км/с	i	v , км/с	R	$v/R \sim \Omega$
А. Звезды, соответствующие калибровке Крамера—Медера									
2453	8500	SrCrEu	—	—	3.3	—	—	—	—
5797	7600	SrCr	—	—	3.3	—	—	—	—
9996	9670	CrEu	0.03	—	3.3	76	3.54	2.57	1.5
12447	9550	Cr	1.43	87	64	27	144	2.00	68
19832	12510	Si	1.43	84	97	33	191	2.75	69
25267	11825	Si	0.42	67	18	21	56	2.65	21
27309	12260	Si	0.62	—	36	20	85	2.70	32
34452	15650	Si	0.40	0	34	90	63	3.13	20
411133	9500	SrCrEu	0.06	27	5.3	54	7	2.22	3
120198	10300	Cr	0.71	—	27	17	90	2.50	37
170397	9600	Cr	0.45	86	31	41	50	2.17	22
196502	8900	SrCrEu	0.05	90	3.3	43	5	2.05	2.4
Среднее	10500		0.55	63	28	42	69	2.47	27.6
Б. Звезды, не соответствующие калибровке Крамера—Медера									
42288	8250	Cr	0.13	63	3.3	—	—	—	—
32633	12580	SiCr	0.13	63	15	46	22	2.85	7.7
49976	9650	SrCr	0.06	4	25	51	34	2.00	17
112413	11900	SiHgCrEu	0.11	86	16	47	24	2.63	9.1
125248	9300	CrEu	0.18	86	9.2	63	11	2.00	5.5
147010	12850	SiCr	0.08	8	16	45	35	2.75	12.7
192678	9000	Cr	0.33	—	4	42	6	2.00	3.0
215441	14900	Si	0.19	50	3.3	13	16	3.10	5.2
Среднее	11050		0.15	49	12	44	21	2.47	8.6

Проблема магнитных полей звезд, имеющих большую скорость вращения. Исследование зависимости магнитного поля СР-звезд от их скорости вращения приводит непосредственно к проблеме происхождения магнитного поля и его эволюции. Проблема медленного вращения магнитных звезд также не решена, хотя можно сказать, что лучше всего в настоящее время это явление объясняется магнитным торможением путем взаимодействия магнитосферы звезды с межзвездным веществом [3—5]. Например, интересно выяснить, есть ли особенности структуры поля быстровращающихся звезд и отличия остальных свойств от таковых для звезд с медленным вращением. Основная масса СР-звезд имеет периоды вращения до 10 дней, поэтому границу раздела можно принять на $P \approx 5^d$. Очевидно, что слишком грубо делить быстро- и медленновращающиеся звезды по их $v \sin i$ из-за неизвестных значений i , как это делают некоторые авторы. Именно так они были разделены в первой работе такого рода [19]. Авторы этой работы измерили поле 16 звезд с $v \sin i > 30$ км/с. Четких выводов нельзя было сделать, однако можно заметить, что у этих звезд поле в среднем ниже, чем у медленновращающихся.

В связи с этой же задачей мы изучили звезду HD 119213. Период ее вращения $P=2.45$, т. е. она относительно быстро вращается, имеет сильную спектральную и фотометрическую переменность. Нас интересовало в первую очередь то, каков характер изменений магнитного поля и существуют ли какие-либо особенности ее параметров по сравнению с аналогичными параметрами звезд с медленным вращением. Такая умеренно быстровращающаяся звезда была выбрана еще и потому, что ширина спектральных линий у нее $\omega \sim (0.3 \div 0.4) \text{ \AA}$, что позволяло измерить поле как фотографической, так и фотоэлектрической методикой [40, 64]. Поле, полученное фотографическим способом, как оказалось, изменяется от +950 до -650 Гс, а фотоэлектрическая методика (по линиям водорода) показала изменения от +1560 до -170 Гс. Подобные различия наблюдаются и у других звезд (рис. 1). Фотоэлектрическая кривая в пределах ошибок измерений представляется синусоидой. Фотоэлектрические кривые синусоидальны как у быстровращающихся, так и у медленновращающихся

ТАБЛИЦА 5

Группа звезд	ΔU	$\pm\sigma$	ΔB	$\pm\sigma$	ΔV	$\pm\sigma$	N
А	0.057	0.007	0.035	0.005	0.032	0.003	31
Б	0.046	0.009	0.035	0.012	0.035	0.010	18

звезд [16], и на примере HD 119213 мы в этом убедились еще раз. Амплитуда поля B_0 и значение поверхностного поля B_s у нее весьма средние, они не противоречат мнению [16], что быстровращающиеся звезды имеют в среднем меньшее поле, чем медленновращающиеся. Вместе с тем при измерении поля по зеемановским спектрограммам мы обнаружили с довольно большой значимостью [64], что разные химические элементы в отдельных фазах дают разное поле, в том числе разного знака. Аналогичный эффект уже упоминался в литературе для звезд α^2 CVn, HD 11187, HD 24712 и других, и его легко можно объяснить относительным смещением областей концентрации разных химических элементов на поверхности. Однако с этой точки зрения необъяснимыми являются различия кривых изменения поля, полученного по линиям FeI и FeII. Звезда HD 119213 изучается нами в настоящее время более подробно, и до сих пор не найдено

ТАБЛИЦА 6

β	P	Число звезд
$< 45^\circ$	$5^{\circ 2}$	13
> 45	4.1	28

значительных особенностей, отличающих ее от других звезд с более быстрым и более медленным вращением, кроме относительно слабого поля. Синусоидальность кривой $B_0(P)$, полученной по линиям водорода, говорит о том, что в первом приближении у нее дипольное поле и диполь расположен в центре.

С целью поиска более тонких эффектов мы провели сравнительный анализ двух групп звезд с $P < 2^d$ и с $10^d < P < 100^d$. Мы отобрали более 30 звезд

первой группы и 18 звезд второй группы с известными из литературы амплитудами изменения величин ΔU , ΔB , ΔV в UBV -системе или близких им по эффективным длинам волн величин из других фотометрических систем. Эти данные, а также средние квадратические ошибки приведены в табл. 5. Соответственно группы А и Б относятся к быстровращающимся и медленновращающимся звездам, N — число использованных звезд. Из таблицы видно, что различие можно заметить только между параметрами ΔU , да и то в пределах 3σ . Таким образом, если считать, что фотометрическая переменность возникает в основном в результате неравномерного распределения химических элементов по поверхности, то можно сделать вывод, что в среднем степень концентрации их не зависит от скорости вращения звезд. Судя по этому, можно также сделать вывод, что меридиональная циркуляция не влияет на темп диффузии химических элементов, так как ее интенсивность пропорциональна угловой скорости звезды. Возможно, это вызвано тем, что один оборот меридиональной циркуляции составляет 10^{10} лет [68], а характерное время концентрации химических элементов при диффузии под действием лучевого давления на несколько порядков меньше — 10^6 лет [69].

Рассмотрим проблему зависимости B_s от угловой скорости вращения Ω . Мы уже упоминали работы, в которых рассматривался этот вопрос. Вольф, например [70], считает, что SR-звезды теряют свой момент вращения, находясь на главной последовательности. Там же приводятся данные о том, что поздние звезды являются самыми долгопериодическими, а это может быть признаком более сильного торможения их по сравнению с ранними звездами, которые моложе и еще не успели затормозиться. Если торможение происходит путем взаимодействия магнитосферы с окружающим звезду веществом [5], то замедление должно быть сильнее у тех звезд, у которых $\beta \approx 90^\circ$, и оно должно происходить за время $t \approx 10^6$ лет, и слабее у звезд с $\beta \approx 0^\circ$ — за время $t \approx 10^9$ лет.

Для проверки этого предположения мы составили табл. 6, в которой сопоставлены средние значения периодов вращения со средними значениями β тех же звезд (из [54]).

Данные для звезд с очень большими периодами, HD 126515 ($P=130^d$) и HD 188041 ($P=225^d$), исключены из рассмотрения. Из таблицы видно, что нет зависимости P от угла наклона β , следовательно, либо теория торможения неверна, либо торможения не было и CP-звезды образовались с медленным вращением. В работе [71] показано, что скорость вращения не изменяется в период нахождения CP-звезды на главной последовательности, что тоже согласуется с нашим выводом.

Особый интерес представляет сравнительное изучение магнитных полей у быстро- и медленно вращающихся звезд, как уже говорилось выше. Очевидно, что правильнее использовать не $v \sin i$, а угловую скорость Ω или период вращения P . Мы использовали величины $\langle B_e \rangle$ из табл. 1, R определили по T_e из [46] с помощью эмпирической зависимости $R(T_e)$ для звезд главной последовательности [45]. На графике $\lg \langle B_e \rangle (\lg P)$ получилась зависимость, имеющая макси-

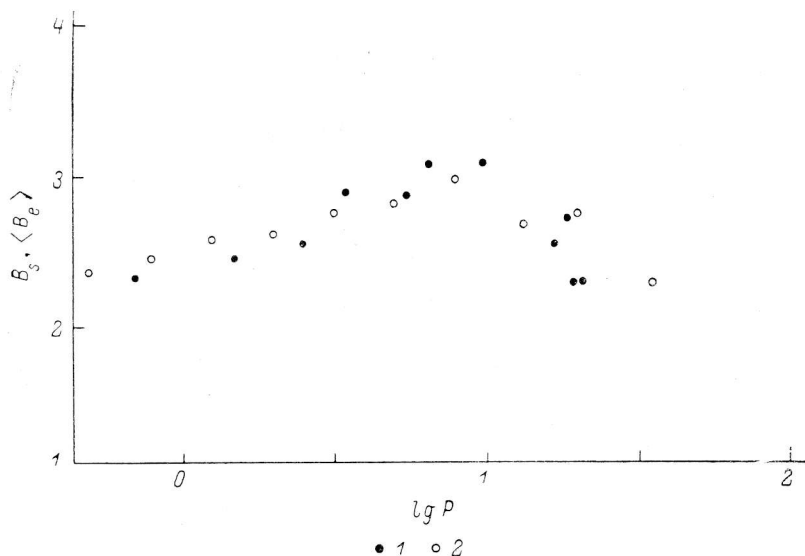


Рис. 7. Зависимость поверхностных значений B_s и среднеквадратических значений поля $\langle B_e \rangle$ от периода вращения звезды.

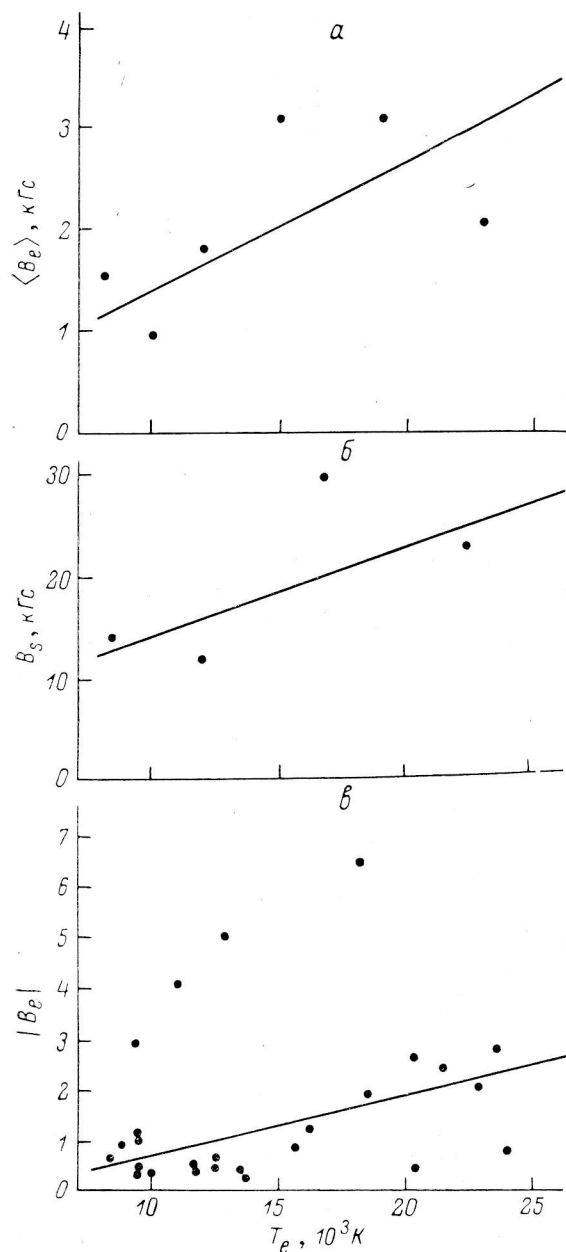
1 — B_s ; 2 — $\langle B_e \rangle$.

мум вблизи $P \approx 8^d$ (рис. 7, 1). Там же отложены данные из работы [72] $\lg B_s$ от $\lg P$ (рис. 7, 2). (Для лучшего сравнения последняя сдвинута вдоль оси ординат до совпадения путем умножения на некоторый коэффициент). Каждая точка на этом графике представляет собой среднее значение в узком интервале P .

Форма полученной зависимости противоречит предположению о реликтовой природе поля, так как в этом случае следовало бы ожидать отсутствия всякой зависимости. Теория звездного динамо предполагает существование обратной корреляции величины поля от P . В настоящее время обсуждается [68] проблема возможного влияния на зависимость $B(P)$ меридиональной циркуляции, которая «прячет» поле вглубь звезды и уменьшает тем самым поле на поверхности. Поскольку скорость циркуляции пропорциональна $1/P \sim \Omega$, то должна иметь место зависимость $B \propto 1/\Omega \sim P$, следовательно, быстро вращающиеся звезды не будут иметь сильного поля, о чем говорилось в работе [16]. Однако, как видно из рис. 7, прямая корреляция с P существует только до $P \approx 8^d$, на котором находится максимум, затем зависимость падает, показывая обратную корреляцию с P , которую предполагает динамомеханизм. Исходя из гипотезы меридиональной циркуляции, можно предположить, что при малых угловых скоростях ее мощность уже недостаточна для выноса поля с поверхности, поэтому начинает проявляться зависимость, обусловленная только динамопроцессом. К сожалению, слишком мало звезд имеет известные периоды в области $P > 10^d$, и зависимость в этом диапазоне периодов пока невозможно изучить достаточно точно.

В работе [71] показано, что скорость вращения СР-звезд не зависит от возраста, следовательно, от возраста не зависит и полученная нами зависимость $B(T)$.

К проблеме зависимости магнитного поля от T_e . В работе [73] получен график зависимости максимальной амплитуды магнитного поля звезд $|B_e|_{\text{макс}}$ от T_e . Там показано, что поле растет с температурой (или с массой звезды). В данной работе мы использовали большее число данных для построения та-



кой же зависимости, однако в отличие от нее (рис. 8, в) мы взяли B_s и $\langle B_e \rangle$ из табл. 1 и 3, предварительно исправив их за влияние зависимости от периода вращения. Для этого все $\lg B_s$ и $\lg \langle B_e \rangle$ приведены к значению $\lg P=0.9$ путем параллельного сдвига вдоль прямых на рис. 7. Полученные данные приведены на рис. 8, а, б. Оказалось, что введенные нами исправления существенно уменьшили разброс точек. Однако разброс точек остался все же значительным, и для лучшего представления искомой зависимости все значения поля были усреднены в узких интервалах температур. Прямые проведены способом наименьших квадратов:

$$\langle B_e \rangle = (0.14 \pm 0.04) T_e + (0.02 \pm 0.57) r = \\ = 0.70 \pm 0.14;$$

$$B_s = (0.87 \pm 0.14) T_e + (5.3 \pm 2.0) r = \\ = 0.82 \pm 0.12,$$

откуда видно, что углы наклона значимые. В работе [74] тоже показано, что существует уменьшение поля СР-звезд с уменьшением T_e .

Найденная зависимость может возникнуть по следующим причинам.

1. Имеет место омический распад поля или любая другая причина его уменьшения со временем, например меридиональная циркуляция. Это приведет к уменьшению поля с возрастом звезд, а так как звезды главной последователь-

Рис. 8. Зависимость магнитного поля от температуры звезды.

ности ранних подклассов приблизительно в 5—10 раз более молодые, чем звезды поздних А-подклассов [75], то возникает ход величины поля с T_e .

2. Среднее поле на поверхности звезды должно меняться при эволюционном движении ее поперек главной последовательности из-за изменения радиуса. Действительно, в работе [74] приведены данные, которые не противоречат этому предположению. Однако этот эффект вряд ли приведет к зависимости поля от T_e , так как и у горячих, и у холодных звезд изменение радиуса при продвижении

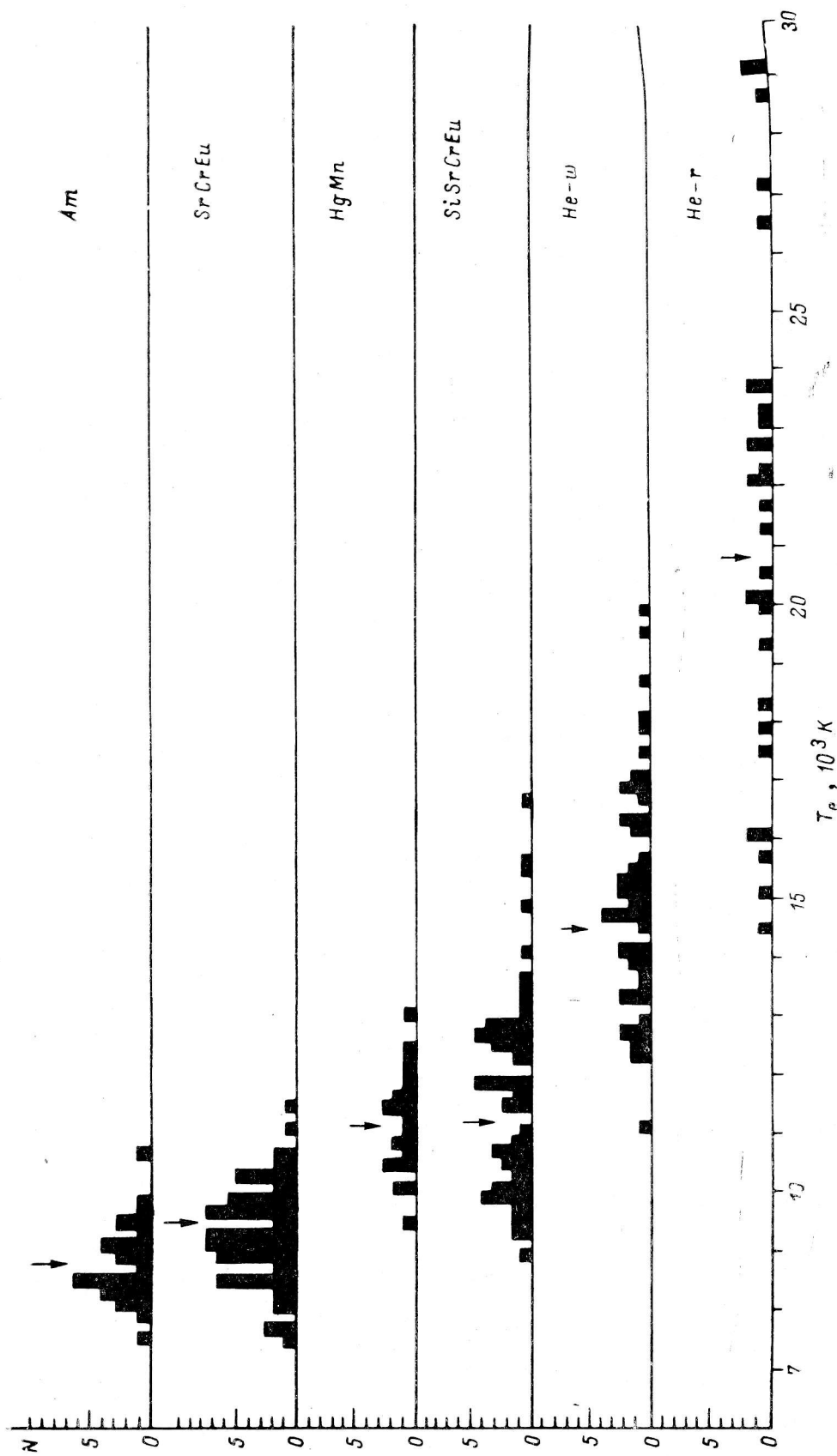
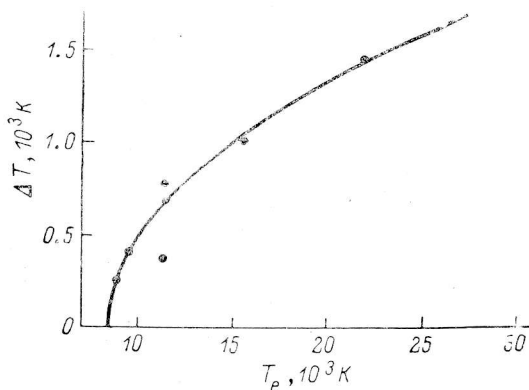


Рис. 9. Распределение SR-звезд разного типа вдоль температурной шкалы.

их к верхнему краю главной последовательности происходит приблизительно в одинаковое число раз.

Проблема перекрытия температур звезд разных типов пекулярности. В работе [46] приведено более 300 CP-звезд с известными эффективными температурами в системе Адельмана (см. разд. «Поверхностное поле B_s »). С помощью этого списка мы построили гистограммы распределения числа звезд, принадлежащих к разным типам пекулярностей, вдоль температурной последовательности (рис. 9). В первую группу вошли только металлические звезды (Am), во вторую — звезды, имеющие (Sr, Cr, Eu)-аномалии, в третью — (Hg, Mn)-аномалии, в четвертую — (Si) и (Si+Sr, Cr, Eu) — те звезды, в спектрах которых обязательно присутствуют усиленные линии кремния, в пятую группу и шестую группу вошли соответственно He-w- и He-g-звезды. Первое, что можно заметить из приведенных гистограмм, — это то, что области, занимаемые отдельными группами, существенно перекрываются. Многозначность классификации



возможна, но не во всех случаях. Так, например, звезды He-w и He-g перепутать невозможно, так же как Am- и CP-звезды (Sr, Cr, Eu)-типа. Звезды с (Hg, Mn)-аномалиями невозможно перепутать со звездами соседних типов. Таким образом, много звезд, обладающих разными характерными химическими анома-

Рис. 10. Зависимость ширины области, занимаемой CP-звездами разных типов пекулярности, от температуры.

Кривая соответствует параболической зависимости.

лиями, имеют одинаковые температуры. В то же время в области перекрытия групп встречаются звезды со смешанными признаками, например 33 Gem [76], так что бывает трудно их классифицировать достаточно надежно.

На рис. 10 видно также, что чем выше средняя температура группы, тем шире область, занимаемая ею. На рис. 9 средняя температура указана стрелками. Перекрытие групп нельзя объяснить ошибками T_e ; они равны 1000—2000 K у звезд с $T_e \approx 18\,000$ K и 500 K для звезд с низкой температурой. Проявление пекулярностей того или иного типа зависит в первую очередь от T_e из-за изменения степени возбуждения и ионизации атомов, но «расползание» каждой из групп, вероятно, зависит в первую очередь ввиду значительной дисперсии избытка химических элементов.

Заключение. Мы собрали все доступные нам данные по измерениям магнитных полей CP-звезд и дополнили их нашими, полученными на 6-м телескопе. Список, приведенный в табл. 1, содержит более 220 звезд, из которых мы впервые измерили поле у 43 звезд и для 10 звезд повторили измерения для получения более точных данных. К сожалению, не для всех звезд списка есть достаточное число определений поля, так, количество измерений $N < 5$ имеется у 70 звезд, что составляет более 30 %. Это обстоятельство снижает надежность получаемых статистических закономерностей, и, несомненно, для успешных дальнейших исследований необходимо устранить этот недостаток путем дополнительных измерений.

Число звезд, для которых в настоящее время есть данные о поверхностном поле, равно 67 (табл. 3). Это уже довольно много, имея в виду трудности оценок, но мало для статистических исследований. Основным недостатком имеющих величин B_s является недостаточная надежность некоторых из них. Поэтому усовершенствование методики определения B_s и накопление данных о поверхностных полях являются первоочередными задачами исследования магнитных звезд.

Весьма перспективным методом оценок B_s является метод Крамера—Медера, однако найденная нами двойственность зависимости B_s от Z пока не позволяет

использовать эти данные. Основной задачей ближайшего времени является изучение причин нарушения калибровки и метода его учета.

Проблема медленного вращения СР-звезд и связь этого явления с присутствием магнитного поля обсуждается в литературе уже давно, однако убедительных объяснений этим свойствам пока нет. Скорее всего, замедление вращения и появление поля произошли до прихода СР-звезд на главную последовательность. Поле могло возникнуть в конвективном ядре путем динамомеханизма и затем при помощи диффузии проникнуть сквозь радиативную оболочку на поверхность. Поэтому, если поле генерировалось в фазе Хаяши, то мы должны были бы наблюдать рост поля у молодых звезд, только что пришедших на главную последовательность. Известно, однако, что поле с возрастом медленно угасает, а по другим данным не изменяется вовсе [74]. Поэтому, скорее всего, звезда вышла из фазы Хаяши уже с полем и химическими аномалиями, и то и другое произошло за первые 10^6 лет ее жизни, затем в течение последующих 10^8 лет она остается практически неизменной. Если поле образовалось с помощью динамо, то, исходя из существующих механизмов, следует ожидать зависимости поля от скорости вращения $B \propto \Omega$. Однако в [16] показано, что на самом деле существует обратная корреляция $B \propto 1/\Omega$. Для объяснения этого пришлось вводить процесс, уносящий поле внутрь звезды, а именно меридиональную циркуляцию, скорость которой пропорциональна Ω и которая тем активнее уносит поле вглубь, чем больше скорость вращения. Такая же зависимость может возникнуть, если работает механизм торможения Флэка [5]. Однако мы обнаружили, что антикорреляция существует только для $P < 8^d$, а для $P > 8^d$, по-видимому, наблюдается прямая корреляция $B \propto \Omega$. Это может служить признаком того, что поле все же образовалось путем динамо. Реликтовое поле вряд ли может дать такую сложную зависимость. Паркер [78] отмечает, что турбулентная атмосфера является хорошим условием возникновения динамопроцесса, следовательно, турбулентная фаза Хаяши может быть фазой генерации магнитного поля.

Непонятной пока является зависимость магнитного поля от температуры. Необходимы также дальнейшие исследования причин перекрытия областей, занимаемых звездами разных типов пекулярности, на температурной шкале.

В заключение авторы выражают искреннюю благодарность И. М. Копылову за ценные советы и В. Д. Бычкову и В. Г. Ключковой за помощь в наблюдениях и обработке спектрограмм.

Литература

1. Babcock H. W. Zeeman effect in stellar spectra. — *Astrophys. J.*, 1947, 105, p. 105—119.
2. Michaud G. Diffusion processes in peculiar A stars. — *Astrophys. J.*, 1980, 160, p. 641—658.
3. Havnés O., Conti P. S. Magnetic accretion processes in peculiar A stars. — *Astron. Astrophys.*, 1971, 14, p. 1—23.
4. Strittmatter P. A., Norris J. The role of magnetic fields in Ap stars. — *Astron. Astrophys.*, 1971, 15, p. 239—250.
5. Fleck R. C. Hydromagnetic rotational deceleration of magnetic Ap stars. — 23-d Coll. Liege, 1981, p. 341—342.
6. Jaschek M., Egret D. Catalog of stellar groups. — Publ. specialite CDS, 1982, N 4, p. 1—25.
7. Didelon P. Catalog of magnetic field measurements. — *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 1983, 53, p. 119—138.
8. Borra E. F. On the interpretation of the magnetic curves of the Ap stars as determined by the photographic technique. — *Astrophys. J.*, 1974, 188, p. 287—290.
9. Пискунов Н. Е., Хохлова В. Л. Численное моделирование профилей круговой поляризации в спектрах. — Письма в АЖ, 1983, 9, с. 665—672.
10. Магнитное поле звезды HD 119213/3. Микулашек, Ю. В. Глаголевский, И. И. Романюк и др. — В кн.: Магнитные звезды. Саласпилс, 1984, с. 13—14.
11. Brown D. N., Landstreet J. D., Thompson I. A magnetic survey of Ap stars in young clusters — preliminary results. — 23-d Coll. Liege, 1981, p. 195—198.
12. Wolff S. C. The distribution of periods of magnetic A type stars. — *Astrophys. J.*, 1975, 202, p. 127—136.
13. Babcock H. W. A catalog of magnetic stars. — *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 1958, 3, p. 141—210.
14. Maitzen H., Weiss W., Wood H. Photometric and magnetic variability of the late Ap star HD 3980. — *Astron. Astrophys.*, 1980, 81, p. 323—327.

15. Borra E. F., Landstreet J. D., Thompson I. The magnetic field of helium weak B stars. — *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 1983, **53**, p. 151—167.
16. Borra E. F., Landstreet J. D. The magnetic fields of the Ap stars. — *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 1980, **42**, p. 421—426.
17. Preston G., Stepień K. The light, magnetic and radial velocity variations of HD 10783. — *Astrophys. J.*, 1968, **154**, p. 971—974.
18. Bonsack W. HD 15144, a magnetic Ap star with a possible intrinsic periodic variations of the magnetic field. — *Publ. Astron. Soc. Pacific*, 1981, **93**, p. 756—764.
19. A search for strong magnetic fields in rapidly rotating Ap stars / J. D. Landstreet, E. F. Borra, J. R. P. Angel, R. M. E. Illing. — *Astrophys. J.*, **201**, p. 624—629.
20. Preston G. W. The unique magnetic and spectrum variations of HD 24712. — *Astrophys. J.*, 1972, **175**, p. 465—472.
21. Borra E. F. Decaying stellar magnetic fields, magnetic braking; evidence from magnetic observations in Orion OB1. — *Astrophys. J.*, 1981, **249**, p. L39—L42.
22. Conti P. Zeeman measures of sharp-lined early B stars. — *Astrophys. J.*, 1970, **159**, p. 723—726.
23. Landstreet J. D., Borra E. F. The magnetic field of sigma Orionis E. — *Astrophys. J.*, 1978, **224**, p. L5—L8.
24. Borra E. F., Landstreet J. D. The magnetic field of the helium strong stars. — *Astrophys. J.*, 1979, **228**, p. 809—816.
25. Pilachovsky C., Bonsack W., Wolff S. C. The magnetic field, spectral and light variations of Ap star HD 49976. — *Astron. Astrophys.*, 1974, **37**, p. 275—279.
26. Jones T., Wolff S. C., Bonsack W. The holmium Ap star HD 51418. — *Astrophys. J.*, 1974, **190**, p. 579—586.
27. Borra E. F., Landstreet J. D. Discovery of magnetic fields in four southern Ap stars. — *Publ. Astron. Soc. Pacific*, 1975, **87**, p. 962—963.
28. Wood H., Campusano L. Zeeman observations of new southern magnetic stars. — *Astron. Astrophys.*, 1975, **45**, p. 303—305.
29. Bonsack W. HR 2727: A double line binary containing a magnetic Ap star. — *Astrophys. J.*, 1976, **209**, p. 160—167.
30. Van den Heuvel E. P. J. Zeeman observations of peculiar and metallic line A stars. — *Astron. Astrophys.*, 1971, **11**, p. 461—467.
31. Bonsack W. K., Pilachowski C., Wolff S. C. The variations of the magnetic Ap star 49 Cam. — *Astrophys. J.*, 1974, **187**, p. 265—270.
32. Borra E. F., Landstreet J. D. The surface magnetic field distribution of 53 Cam and α^2 CVn. — *Astrophys. J.*, 1977, **212**, p. 141—148.
33. Babcock H. W. The magnetic variable HD 71866. — *Astrophys. J.*, 1956, **124**, p. 489—498.
34. Preston G. W., Pypers D. M. The performance of the Zeeman analyzer of the 120-inch coude spectrograph. — *Astrophys. J.*, 1965, **142**, p. 983—989.
35. Preston G., Stepień K., Wolff S. C. The magnetic field and light variations of 17 Com and k Cnc. — *Astrophys. J.*, 1969, **156**, p. 653—660.
36. Bonsack W. The magnetic field and period of the Ap star 45 Leo. — *Publ. Astron. Soc. Pacific*, 1976, **88**, p. 19—21.
37. Borra E. F., Vaughan A. H. High resolution polarisation observation inside the spectral lines of magnetic Ap stars. II. The geometry of the magnetic field of β CrB. — *Astrophys. J.*, 1978, **220**, p. 924—930.
38. Preston G. W. The large variable magnetic field of HD 126515 and its implications for the rigid-rotator model of magnetic stars. — *Astrophys. J.*, 1970, **160**, p. 1059—1070.
39. Wolff S. C., Preston G. W. The magnetic, spectrum and photometric variations of the Ap star 52 Her. — *Publ. Astron. Soc. Pacific*, 1978, **91**, p. 406—411.
40. Jones J., Wolff S. C. The magnetic field of HR 6870. — *Publ. Astron. Soc. Pacific*, 1974, **86**, p. 67—69.
41. Babcock H. W. The 34-kilogauss magnetic field of HD 215441. — *Astrophys. J.*, 1960, **132**, p. 521—531.
42. Borra E. F., Landstreet J. D. The magnetic field geometry for HD 215441. — *Astrophys. J.*, 1978, **222**, p. 226—233.
43. Preston G. W. The mean surface fields of magnetic stars. — *Astrophys. J.*, 1971, **164**, p. 309—316.
44. Preston G. W. Surface characteristics of the magnetic stars. — *Publ. Astron. Soc. Pacific*, 1971, **83**, p. 571—584.
45. Straizys V., Kuriliene G. Fundamental stellar parameters derived from the evolutionary tracks. — *Astrophys. Sp. Sci.*, 1981, **80**, p. 353—368.
46. Глаголевский Ю. В., Чунакова Н. М. Об эффективных температурах химически peculiarных звезд. — *Астрофиз. иссл. (Изв. САО)*, 1986, **22**, с. 39—53.
47. Adelman S. J. Spectrophotometry of peculiar B and A stars. — *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 1980, **42**, p. 375—382.
48. Adelman S. J. Spectrophotometry of peculiar B and A stars. — *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 1981, **43**, p. 25—31.
49. Pypers D. M., Adelman S. J. Spectrophotometry of peculiar B and A stars. — *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 1983, **51**, p. 365—384.
50. Adelman S. J. Spectrophotometry of peculiar B and A stars. — *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 1983, **51**, p. 511—531.
51. Adelman S. J., Pypers D. M. Spectrophotometry of peculiar B and A stars. — *Astron. Astrophys.*, 1983, **118**, p. 313—320.

52. Uesugi A., Fucuda I. Revised catalog of stellar rotational velocities. — Kyoto Univ., Japan, 1982, p. 1—83.
53. Catalano F., Renson P. Catalogue of observed periods of Ap stars. — *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 1984, **55**, p. 371—393.
54. Глаголевский Ю. В. К проблеме поверхностных магнитных полей химически пекулярных звезд. — *Астрофиз. исслед.* (Изв. САО), 1985, **20**.
55. Ключкова В. Г., Копылов И. М. Пекулярные звезды в группах разного возраста. — В кн.: *Магнитные звезды*. Саласпилс, 1984, с. 78—79.
56. Sramer N., Maeder A. Photometric classification of B and A stars with an application to 3600 stars. — 23-d Coll. Liege, 1981, p. 61—66.
57. Sramer N., Maeder A. Catalogue of photometric data related to the surface magnetic fields. — *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 1980, **41**, p. 111—115.
58. Глаголевский Ю. В. Непрерывный спектр семи магнитных звезд. — *Изв. АН КазССР. Сер. Астрофизика*, 1963, **16**, с. 43.
59. Kodaira K. Osava's peculiar star HD 221568. — *Astrophys. J.*, 1969, **157**, p. L59—L62.
60. Maitzen H., Muthsam H. Broad flux depressions in Ap stars; a comparison between synthetic spectra and spectrophotometry. — *Astron. Astrophys.*, 1980, **83**, p. 334—338.
61. Buchholz M., Maitzen H. Variability of the λ 5200 flux depression of the Ap star HD 111133. — *Astron. Astrophys.*, 1979, **73**, p. 222—226.
62. Леушин В. В. Количественное исследование пекулярностей в спектрах звезд Ap. — *Астрофиз. исслед.* (Изв. САО), 1971, **3**, с. 36—61.
63. Романюк И. И. О некоторых проявлениях магнитного усиления линий в спектрах пекулярных звезд. — *Астрофиз. исслед.* (Изв. САО), 1984, **18**, с. 37—56.
64. Магнитное поле и другие параметры звезды HD 119213 / Ю. В. Глаголевский, И. И. Романюк, В. Д. Бычков и др. — *Астрофиз. исслед.* (Изв. САО), 1984, **18**, с. 57—63.
65. Исследование средних поверхностных полей / Ю. В. Глаголевский, В. Д. Бычков, И. И. Романюк, Н. М. Чунакова. — *Астрофиз. исслед.* (Изв. САО), 1985, **19**, с. 28—36.
66. Preston G. W. Partial resolution of Zeeman patterns in the spectrum of 53 Cam. — *Astrophys. J.*, 1969, **157**, p. 247—251.
67. Глаголевский Ю. В., Пискунов Н. Е., Хохлова В. Л. Определение геометрии магнитного поля Ap-звезды α^2 CVn. — *Письма в АЖ*, 1985, **11**, с. 371—376.
68. Moss D. Time dependent models of rotating magnetic stars. — *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 1984, **209**, p. 609—620.
69. Michaud G. The astrophysical context of diffusion in stars. — *Astron. J.*, 1980, **85**, p. 589—598.
70. Wolff S. C. The rotational velocities of magnetic Ap stars. — *Astrophys. J.*, 1981, **244**, p. 221—229.
71. Ключкова В. Г., Копылов И. М. Скорости вращения пекулярных звезд. — В кн.: *Магнитные звезды*. Саласпилс, 1984, с. 80—81.
72. Глаголевский Ю. В. О зависимости величины магнитного поля химически пекулярных звезд от периода вращения. — *Астрофизика*, 1985, **5**, **22**, с. 545—550.
73. Глаголевский Ю. В., Ключкова В. Г., Копылов И. М. Исследование магнитных полей пекулярных звезд разного возраста. — В кн.: *Магнитные звезды*. Саласпилс, 1984, с. 82—83.
74. Глаголевский Ю. В. и др. Магнитное поле и фотометрические характеристики трех пекулярных звезд. — В кн.: *Магнитные звезды*. Саласпилс, 1984, с. 16—17.
75. Iben I. Stellar evolution. The approach to the main sequence. — *Astrophys. J.*, 1965, **141**, p. 993—1018.
76. Глаголевский Ю. В., Ключкова В. Г., Копылов И. М. Исследования магнитных полей химически пекулярных звезд. — *Астрон. журн.*, 1987.
77. Mestel L. Theory of magnetic stars. — *Astron. Nachr.*, 1984, **305**, p. 301—309.
78. Паркер Е. — В кн.: *Космические магнитные поля*. М.: Мир, 1982, с. 1—608.

Поступила в редакцию 15.04.85