

ЭВОЛЮЦИЯ МАГНИТНЫХ ПОЛЕЙ СР-ЗВЕЗД НА ГЛАВНОЙ ПОСЛЕДОВАТЕЛЬНОСТИ. I

Ю.В.ГЛАГОЛЕВСКИЙ

Поступила 15 декабря 2012

Принята к печати 1 марта 2013

На основании исследования средних поверхностных величин магнитного поля B_s получено, что время затухания магнитного поля у химически пекулярных звезд $\tau \sim 10^8 - 10^9$ лет, что соответствует предположению о действии омической диссипации. Очевидно, не существует других, кроме омических, источников разрушения магнитного поля, таких как дифференциальное вращение, меридиональная циркуляция, турбуленция и др. Подтверждены ранние предположения, что среднее поверхностное магнитное поле СР-звезд изменяется обратно пропорционально кубу эволюционно увеличивающегося радиуса, как и должно быть при дипольной конфигурации магнитного поля, но найдены также признаки одновременного постепенного увеличения магнитного поля, начиная от ZAMS, вплоть до момента ухода звезды с Главной последовательности. Вероятнее всего происходит постепенное упрощение и упорядочение поверхностной структуры поля ввиду неустойчивости мелких структур. По-видимому, СР-звезды делятся на 2 группы: с нормальными B_s и экстремальными. Нормальные звезды составляют основную массу, экстремальные - небольшую долю их. Возможно, они сформировались из наиболее намагниченных протозвездных облаков.

Ключевые слова: *СР-звезды; магнитные поля; эволюция*

1. *Введение.* Исследование изменения среднего поверхностного магнитного поля с возрастом интересно для выяснения того, имеются ли какие-либо магнитогидродинамические процессы внутри звезды. Согласно Каулингу [1], вследствие высокой проводимости вещества из-за омических потерь в магнитных звездах первоначальное поле должно распадаться по экспоненциальному закону $B_s = B_{s0} e^{-t/\tau}$, где B_{s0} - начальное поле, t - возраст звезды и τ - время затухания поля. Для Солнца оценка дает $\tau = 10^{10}$ лет, для звезд с большими радиусами, как у СР-объектов, $\tau = 10^{11}$ лет, так как $\tau \sim l^2$, где l - характерный размер рассматриваемого объема. Такое затухание поля может происходить при условии отсутствия дополнительных источников диссипации поля. Если внутри звезды существуют какие-либо нестационарные процессы - турбуленция, меридиональная циркуляция, дифференциальное вращение, то поле должно уменьшаться быстрее. Процессы диффузии химических элементов, приводящей к наблюдаемым химическим аномалиям, как известно, могут происходить только в стабильной атмосфере, а это служит дополнительным признаком отсутствия дополнительных источников диссипации магнитного поля. В работах [2-4] найдены признаки эволюционного уменьшения магнитного поля с возрастом за время $\tau \sim 10^8$

лет. Изменение поля с возрастом изучалось также в работах [5-7] с использованием среднеквадратических величин продольного магнитного поля $\langle Be \rangle$ в 13 скоплениях и ассоциациях разного возраста. В этих работах были собраны данные по $\langle Be \rangle$ для звезд поля и для звезд скоплений (132 звезды), которые были разбиты по возрастам на 10 групп. Оказалось, что поле не меняется в диапазоне $\log t = 6+9$, т.е. оно относительно стабильно. Поэтому величина $\tau \sim 10^8$ лет, полученная в ранних работах, вполне соответствует более поздним результатам.

Если существует распад поля с возрастом, то должна быть зависимость средней величины поля от температуры, так как холодные CP-звезды эволюционируют в примерно 100 раз медленнее горячих [8]. Изменение поля с возрастом мы изучали в работе [9]. Для этого строились графики зависимости $\langle Be \rangle$ и B_s от эффективной температуры звезды T_e . В результате был сделан вывод о том, что есть признаки уменьшения поля с возрастом. Однако на большем материале зависимость от температуры в работе [10] не подтвердилась. Было также обнаружено, что магнитное поле уменьшается по мере эволюционного движения звезд поперек полосы Главной последовательности вследствие увеличения радиуса [9,11] и сохранения полного магнитного потока [12]. Поэтому в работе [9] была сделана попытка исправить полученные ранее зависимости $\langle Be \rangle - \log t$ за эффект уменьшения магнитного поля вследствие эволюционного увеличения радиуса звезд путем приведения всех величин магнитного поля к одному относительному радиусу $R/R_z = 1.3$, где R - радиус звезды в настоящее время, а R_z - ее радиус на ZAMS. Это соответствует положению всех звезд в полосе V-класса светимости (см. ниже). В результате получилась зависимость с нулевым угловым коэффициентом вплоть до $\log t = 10^9 + 10^{10}$ лет: $\langle Be \rangle = (0.046 \pm 0.053) \cdot \log t + 1.65$. Такое время диссипации поля больше, чем время жизни звезд на Главной последовательности.

Таким образом, по одним данным поле не меняется вплоть до возраста 10^9 лет, по другим - оно уменьшается за 10^8 лет. Последние данные [13,14] показывают, что для звезд с $M > 3M_\odot$ поля уменьшаются с возрастом приблизительно как ожидается при сохранении потока вместе с увеличением звездного радиуса, или, возможно, еще быстрее, чем эта величина, приблизительно за $3 \cdot 10^7$ лет. Напротив, менее массивные звезды не показывают никакого свидетельства уменьшения поля даже на шкале времени нескольких единиц 10^8 лет.

Наша задача в данной работе состоит в дополнительном исследовании затухания магнитного поля на основе накопившихся данных о средних поверхностных величинах магнитного поля B_s . Из-за недостаточного количества величин B_s ранее использовали среднеквадратические величины магнитного поля $\langle Be \rangle$. Среднеквадратическая величина поля вычисляется по нескольким измерениям Be [15] по формуле $\langle Be \rangle = [\sum (Be_i^2 - \sigma_i^2) / N]^{1/2}$,

где N - число измерений, которые, к сожалению, зависят от ориентации звезды по отношению к наблюдателю. Но при исследованиях зависимостей, связанных с магнитным полем, желательно использовать средние поверхностные величины магнитного поля B_s , а не $\langle Be \rangle$. Измерения B_s выполняются по зеемановскому расщеплению спектральных линий в неполяризованных спектрах, либо по магнитному уширению линий. Кроме того, среднее поверхностное поле получается при моделировании магнитных структур. На рис.1 дано сравнение $\langle Be \rangle$ с величинами B_s . Данные для $\langle Be \rangle$ взяты из работы [16]. Соотношение между ними следующее $\langle Be \rangle = (371 \pm 135) + (0.16 \pm 0.03) \cdot B_s$. Величины $\langle Be \rangle$ сильно зависят от угла наклона звезды к лучу зрения и по значительному рассеянию точек на рисунке видно, что использование $\langle Be \rangle$ вместо B_s при анализе разного рода зависимостей может привести к искаженным результатам. Поэтому в данной работе сделана попытка исследования эволюционных изменений магнитного

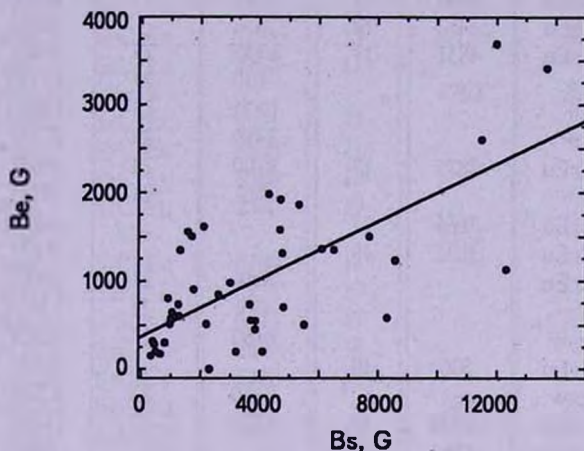


Рис.1. Соотношение между среднеквадратическими $\langle Be \rangle$ и средними поверхностными величинами магнитного поля B_s .

поля только по средним поверхностным величинам поля B_s , приведенных в табл.1, так как именно такое поле определяет физическое состояние поверхности звезд. Фактически, в данном случае мы повторяем работу [12], однако при существенно большем количестве звезд (133 вместо 53). В данном списке увеличено также число звезд с гелиевыми и кремниевыми аномалиями. Пересмотрена также шкала температур, особенно для SrCrEu- звезд.

2. *Среднее поверхностное магнитное поле B_s .* В табл.1 приведены данные о средних поверхностных магнитных полях B_s у СР-звезд, полученные разными методами и разными авторами. В 4 колонке ($B_s(a)$) даны результаты измерений по расщепленным компонентам в неполяризованных спектрах из работ [17-21]. Величины B_s из работы [17] представляют собой средние арифметические значения из всех измерений,

как правило, равномерно распределенных по фазам периода вращения и, следовательно, являются средними по периоду вращения. Данные в [18] это или одиночные измерения или средние величины из нескольких

Таблица 1

МАГНИТНОЕ ПОЛЕ B_s И ЭФФЕКТИВНЫЕ
ТЕМПЕРАТУРЫ CP-ЗВЕЗД

	HD	Тип	$B_s(a)$	Лит.	$B_s(b)$	Лит.	T_e , К	R/R_z
1	2	3	4	5	6	7	8	9
1	965	SrCrEu	4386	17			7500	1.4
2	2453	SrCrEu	3737	17	3750	23	8300	1.6
3	3360	He-r			294	23	21050	2.2
4	4778	SrCrEu			2600:	23	9400	1.3
5	5737	He-w			3190:	23	13620	2.5
6	5797	SrCrEu	1800	19			8200	2.1:
7	8441	SrCrEu	0	19			9000	2.1
8	9996	SrCrEu	4831	17	5000:	23	9800	1.5
9	10221	Si+			100	24	11770	1.5
10	11503	Si+			1000:	23	10000	1.3:
11	12098	Si+			2450	23	7700	1.4
12	12288	SrCrEu	7879	17	8100	23	9100	1.6
13	12447	Si+			782	23	9050	1.6
14	14437	SrCrEu	7665	17			10810	1.3
15	18078	SrCrEu	3835	19			8100	1.7
16	18296	SrCrEu			890:	23	10900	1.6:
17	19832	Si			495:	23	12450	1.4:
18	21699	He-w			6150	23	15800	1.3
19	22374	SrCrEu	500	19			8500	1.6
20	22470	He-w			2350	23	13200	1.4
21	24712	SrCrEu	2600	19	1250:	23	7220	1.1
22	28578	SrCrEu	2782	17			6900	1.4
23	29578	SrCrEu	5600	22			7800	1.1
24	32633	Si+			12000	23	9300	1.8
25	33629	SrCrEu	4760	18			7400	1.4
26	34452	Si			1000:	23	14800	1.7:
27	35298	He-w			3810		15200	1.2:
28	35456	He-w			1643		14000	1.4
29	35502	He-w			1700:	25	16200	0.9
30	37017	He-r			2144	26	19700	1.5
31	37479	He-r			4312	26	21700	2.5:
32	37776	He-r			35000	27	22900	1.2:
33	40312	Si			650	23	10260	2.4
34	42075	SrCrEu	8540	18			7700	1.4:
35	44226	SrCrEu	4990	18			8130	-
36	45583	Si			16000:	23	12830	1.4
37	46665	SrCrEu	4630	18			8400	1.6
38	47009	SrCrEu	7360	18			8530	2.0
39	47103	SrCrEu	16300	22			8180	2.2
40	49976	SrCrEu	10500	21	1315	28	9650	1.2
41	50169	SrCrEu	4790	17			9100	1.8

Таблица 1 (продолжение)

1	2	3	4	5	6	7	8	9
42	51418	SrCrEu			1126	28	8900	2.2
43	51684	SrCrEu	6100	20			8000	1.6
44	54118	Si			1055:	28	10500	1.4
45	55540	SrCrEu	12730	18			8750	-
46	55719	SrCrEu	6501	17			8600	1.2
47	59435	SrCrEu	3234	17			7000	1.4
48	61468	SrCrEu	7321	20			9000	1.9
49	62140	SrCrEu			1566	28	8200	1.2
50	64740	He-r			849	28	23830	1.4
51	65339	SrCrEu	12840	17	13700	23	8400	1.4
52	66318	SrCrEu	15500	22			9200	1.0
53	69013	SrCrEu	4800	19			7770	1.4
54	70331	Si	12312	17			14300	1.4
55	71866	SrCrEu			3470	28	8500	1.6
56	72316	SrCrEu	5180	18			8700	2.0
57	75049	SrCrEu	30290	18	28158	26	9820	1.1
58	75445	SrCrEu	2985	17			7800	1.2
59	79158	He-w			1762	28	12820	1.8
60	81009	SrCrEu	8301	17			8200	1.3
61	83368	SrCrEu	8400	21			7900	1.1
62	88701	SrCrEu	4380	18			8080	1.9
63	89069	SrCrEu	2300	19			9600	1.6
64	90044	Si+			2153		9780	1.5
65	92499	SrCrEu	8200	18			7900	1.2
66	93507	Si+	7154	17			9400	1.5
67	94660	Si+	6175	17			10640	1.5
68	96237	SrCrEu	2870	18			8000	1.8
69	101065	SrCrEu	2300	22			6600	1.4
70	108662	SrCrEu			1040	28	10020	1.3
71	110066	SrCrEu	4095	17			8830	1.7
72	110274	SrCrEu	4020	18			7610:	1.4
73	111133	SrCrEu	3700	19			9630	1.9
74	112185	SrCrEu			330	23	9230	1.5
75	112413	SrCrEu			2600	23	11200	1.4
76	115708	SrCrEu			3850:	23	7500	1.2
77	116114	SrCrEu	5953	20			7800	1.2
78	116458	He-w	4676	17	4650	23	10040	2.0
79	117290	SrCrEu	5380	18			8230	1.4
80	118022	SrCrEu	2900	19	1271	29	9100	1.3
81	119027	SrCrEu	3163	17			7150	1.4
82	119419	Si	17300	21	23000	23	10240	1.3
83	121661	SrCrEu	6160	18			8500	1.4
84	122970	SrCrEu	2500	22			6930	1.2
85	124224	Si			2200	23	12110	1.2
86	125248	SrCrEu	7300	21			9490	1.4
87	125823	He-r,w			390:	26	18500	1.4
88	126515	SrCrEu	12322	17	13000	23	9280	1.3
89	128898	SrCrEu	5600	21			8300	1.2
90	133792	SrCrEu	1100	22			9400	1.9
91	134214	SrCrEu	3091	17			7250	0.8

Таблица 1 (окончание)

1	2	3	4	5	6	7	8	9
92	135728A	SrCrEu	2500	18			8300	1.7
93	135728B	SrCrEu	3630	18			-	-
94	137509	Si+	23000	21			13030	1.6
95	137909	SrCrEu	5499	17	5500	23	7900	1.6
96	137949	SrCrEu	4676	17			7500	1.1
97	142070	SrCrEu	4923	17			9000	1.3
98	143487	SrCrEu	4230	18			6800	1.4
99	143473	Si	7600	21			9220	1.2
100	144897	SrCrEu	9014	17			10900	1.9
101	147010	Si+	10600		12000	23	7400	2.1
102	318107	Si+	13307	17	15000	30	11800	1.1
103	150562	SrCrEu	4887	17			7600	1.4
104	152107	SrCrEu					8950	1.3
105	153882	SrCrEu	4300				9470	1.8
106	165474	SrCrEu	6523	17			8300	1.4
107	166473	SrCrEu	7649	17			7800	1.4
108	170397	Si			1160		9500	2.0
109	170973	Si+	0.0	22			10750	2.2
110	175362	Si	12000	21			16270	1.1
111	176232	SrCrEu	2100	19			7700	1.4
112	177765	SrCrEu	3413	17			8000	1.7
113	178892	SrCrEu			17440	23	8200	1.3
114	182255	He-w			100	31	13420	1.1
115	187474	Si+	5317	17	5500	23	10140	1.4
116	188041	SrCrEu	3663	17	3600	23	8800	1.4
117	191742	SrCrEu	1800	19			8200	1.1
118	192678	SrCrEu	4668	17	4700	23	9160	1.4
119	196502	SrCrEu	2000	19			8333	1.7
120	335238	SrCrEu	8706	17			8000	1.4
121	200311	Si+	8568	17	8500	23	13500	1.3
122	201601	SrCrEu	3846	17	3800	23	7660	1.0
123	203932	SrCrEu	<1000	22			7550	0.9
124	204411	Si	500	19			8500	1.1
125	208217	SrCrEu	7958	17			8150	1.5
126	215441	Si	34000				16030	1.2
127	216018	Si?	5643	17			7650	1.1
128	216533	SrCrEu	2300	19			8750	1.8
129	217522	SrCrEu	1500	22			6750	1.0
130	221568	SrCrEu	1800	19			10580	1.5
131	223640	Si			2170	30	12340	1.1
132	200775	Ac/Be			3951	26	17000	-
133	V381Or	Ac/Be			2010	26	10000	-

Примечание: 1.4 - принято для всех звезд с $T_e < 8000$ К с неизвестными M_V .

наблюдений. Эти данные менее надежны вследствие малого числа измерений по фазам периода вращения. В этой колонке приведены также данные из работы Престона [19], которые получены по измерениям магнитного уширения спектральных линий и тоже без учета влияния переменности.

Величины B_s из работы [20] сняты с графиков в этой работе, а из [22] данные взяты в приведенной там табл.2.

В 6 колонке ($B_s(b)$) даны оценки B_s , полученные методом моделирования в работах [23-31]. Их величина определяется по модельной фазовой зависимости $B_s(\Phi)$ как $B_s = (B_s(\max) + B_s(\min))/2$. Сравнение показывает, что $B_s(a)$ и $B_s(b)$ не имеют систематических различий.

При исследовании зависимостей от B_s мы всегда использовали в первую очередь измеренные величины, если их нет, то модельные. Модельные величины охватывают более слабые поля по сравнению с измеренными, потому что последние имеют ограничения по чувствительности.

3. Эффективные температуры. Дальнейшие действия требуют в первую очередь знания эффективных температур T_e . Величины T_e определены нами по параметрам X для $T_e > 10500$ К и по $B2-G$ для $T_e < 10500$ К многоцветной фотометрии, а также по параметру Q UBV -фотометрии. Для звезд с $T_e < 8000$ К температура определялась по параметру β с помощью калибровки из работы [32].

Для проверки надежности нашей системы температур и пополнения нашего списка были использованы оценки T_e других авторов. Для некоторого числа звезд позднего типа ($T_e < 8000$ К) температуры были определены по параметрам β многоцветной фотометрии [18]. Использованы также температуры, приведенные в работе [21]. Как оказалось, температуры из этих источников и наши оценки во всем диапазоне хорошо соответствуют друг другу. Температуры приведены в предпоследнем столбце табл.1.

4. Изменение магнитного поля с возрастом. Используя средние поверхностные величины поля и эффективные температуры, были исследованы зависимости изменения поля с возрастом. Идея основана на том, что горячие СР-звезды примерно на два порядка моложе самых холодных, поэтому в случае существования омических потерь, можно ожидать у последних уменьшения поля со временем. При этом предполагается, что и те и другие в среднем занимают одну и ту же полосу на Главной последовательности, а именно полосу V класса светимости, на которой они находятся большую часть своей жизни, а также, что звезды всех масс имеют одинаковую величину B_p . На рис.2 показано распределение СР-звезд поперек полосы Главной последовательности, из которого видно, что более половины из них занимают полосу на Главной последовательности с $R/R_z = 1.2 - 1.6$, соответствующую V классу светимости. Здесь R - радиус звезды в настоящее время, а R_z - ее радиус был на линии нулевого возраста - ZAMS. Очевидно, что $R/R_z \propto \log g$ (см. далее). Искомая зависимость $B_s(T_e)$ показана на рис.3. Несмотря на довольно большое число звезд - более 120, из рассмотрения полученного графика трудно ожидать достаточно надежной зависимости $B_s(T_e)$ вследствие неравномерного распределения

звезд по температуре и величине поля. Линейная регрессия имеет угловой коэффициент равный 2σ ($R=0.18$),

$$Bs(G) = 2680 - (0.32 \pm 0.16) \cdot T_e,$$

но этот ход скорее всего не имеет ничего общего с предполагаемой диссипацией и происходит вследствие недостаточного количества данных для горячих СР-звезд и влияния нескольких объектов с экстремальным полем.

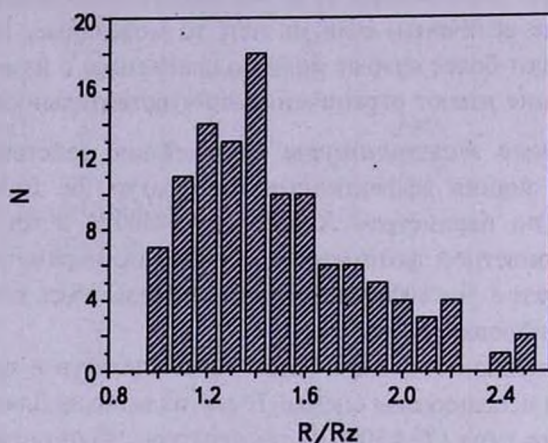


Рис.2. Распределение звезд поперек полосы Главной последовательности.

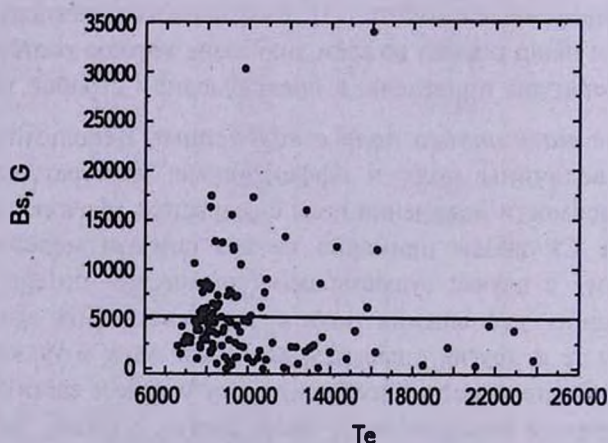


Рис.3. Зависимость величин B_s от температуры.

Учитывая то, что ожидаемая зависимость от возраста должна иметь экспоненциальный вид, в качестве второго шага была сделана попытка исследовать зависимость поля $B_s(\log t)$. Для этого на рис.4 по оси ординат отложены средние величины B_s отдельно для звезд разных типов пекулярности: (He - r + He - w), (Si+ (Si+)) и SrCrEu, а по оси абсцисс их средние возрасты (классификация звезд взята из [33], оценки возрастов будут опубликованы в статье II). На рисунке показано также количество

звезд в каждой группе. О самой правой точке будет сказано позднее. Линейная регрессия имеет вид

$$B_s(\text{kG}) = 8.63 - (0.30 \pm 1.21) \cdot \log t,$$

т.е. наклон отсутствует ($R=0.14$). Точки, принадлежащие звездам Si и Si+ отскакивают вверх потому, что среди них имеются объекты с уникально сильными полями (HD 215441, 119419, 137509 и др). Величины, обозначенные белыми точками, получены без учета этих звезд. Положение точки на графике, принадлежащей звездам SrCrEu- группы (87 звезд), определяется надежно. Точность углового коэффициента искомой линейной регрессии зависит от положения точек справа. Они определяются полным количеством звезд, которое тоже достаточно велико - 44. Обращает на себя внимание слишком малая средняя величина B_s для звезд с гелиевыми аномалиями. Она показывает, что величины поля у них в среднем вдвое меньше, чем у кремниевых звезд. Это одна из проблем и, возможно, она связана с особенностями природы звезд с гелиевыми аномалиями (см. далее). Сплошной линией показаны экспоненты,

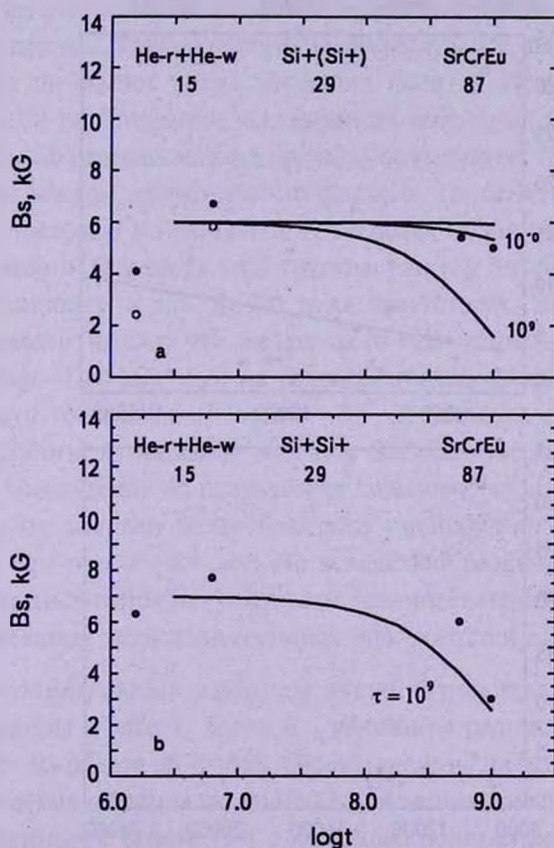


Рис.4. Зависимость средних величин B_s для звезд трех основных типов пекулярности от их среднего возраста. а) Зависимости без учета влияния кубической зависимости от радиуса; б) Та же зависимость с учетом кубической зависимости.

вычисленные при предположении $\tau - 10^9$ и 10^{10} лет.

Теперь о точке справа. На рис.3 заметно сгущение точек, принадлежащих SrCrEu- звездам. Складывается впечатление, что разброс величин B_s у них меньше, чем у кремниевых звезд. На рис.5а приведена зависимость $B_s(Te)$ только для SrCrEu- звезд, а на рис.5b и 5c - для остальных. Линейная

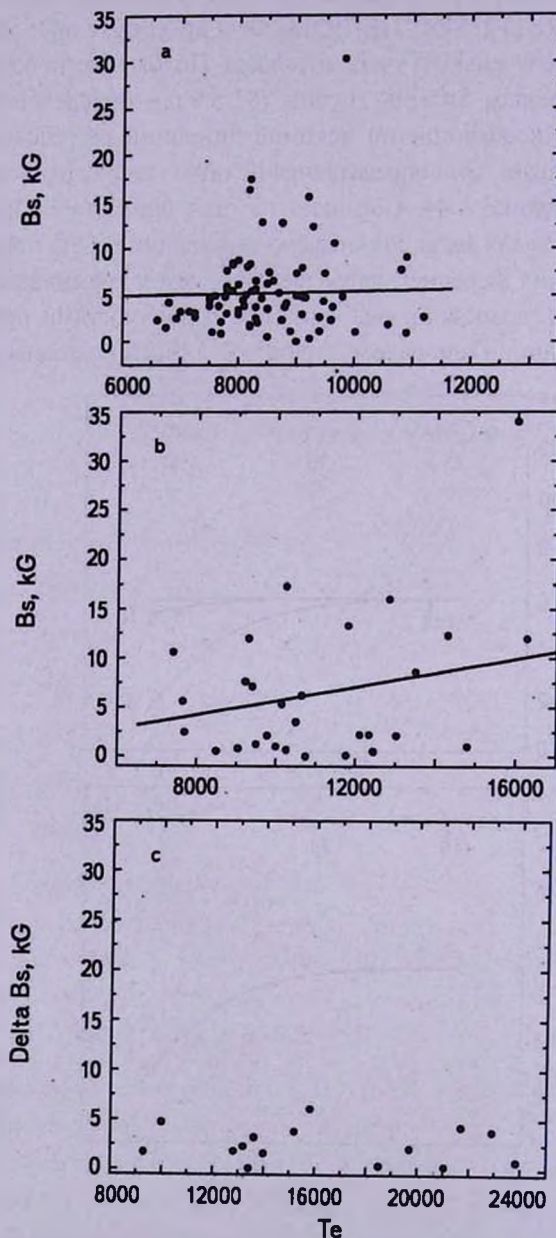


Рис.5. Зависимость величин B_s от температуры для звезд трех основных типов пекулярности после учета кубической зависимости: а- SrCrEu, б- Si+(Si+), в- He-r+He-w.

регрессия для звезд SrCrEu- группы имеет вид

$$Bs(kG) = 4.27 + (1.12 \cdot 10^{-4} \pm 4.35 \cdot 10^{-4}) \cdot Te,$$

т.е. наклон отсутствует ($R=0.1$). Звезды левой части ($Te = 6700 - 8000$ K) полученной зависимости имеют в среднем возраст $t \sim 10^9$ лет и среднюю величину поля порядка 3 килогаусс, именно эту величину мы и отложили справа на рис.4 для того, чтобы продлить зависимость. Из ее рассмотрения делаем вывод, что магнитные звезды сохраняют магнитное поле до возраста $\tau \sim 10^9$ лет, подтверждая выводы, указанные во *Введении*.

Зависимость на рис.5b для звезд с Si- аномалиями ведет себя несколько по-другому, разброс точек по оси ординат больше. Линейная регрессия имеет вид

$$Bs(kG) = -1.50 + (7.14 \cdot 10^{-4} \pm 5.12 \cdot 10^{-4}) \cdot Te$$

($R=0.26$, угловой коэффициент равен 1.4σ). Вследствие большого рассеяния точек не ясно, заметный ход вызывается дополнительным разрушением поля или случайным скоплением экстремальных магнитных звезд и недостаточного количества данных. Можно сделать предварительный вывод, что кремниевые звезды вряд ли имеют время затухания поля $\tau \sim 10^7$ лет, полученное в работах [13,14] на основании исследования всех звезд, кроме SrCrEu- звезд. Точки на рис.5b располагаются в пределах возрастов от 10^7 до 10^9 лет, поэтому полученный наклон, оцененный по формуле, соответствует $\tau \sim 10^9$ лет.

Рис.5с построен по звездам с гелиевыми особенностями. Видно, что разброс величин Bs у звезд этой группы, как и у SrCrEu- группы меньше, чем у кремниевых, а ход $Bs(Te)$ тоже отсутствует. В данном случае это следует ожидать, потому что звезды этого типа эволюционируют короткое время (от $\log t \sim 7$ до $\log t \sim 8.5$) на Главной последовательности и изменение должно быть только 0.6 кГ при $\tau \sim 10^9$. В отличие от звезд Si- группы разброс величин Bs невелик, как и у SrCrEu- звезд (см. далее).

Общее впечатление из полученных зависимостей на рис.4а, б, с состоит в том, что не заметно более быстрого уменьшения магнитного поля с возрастом, чем при $\tau \sim 10^9$ лет. Но вследствие различия средних величин Bs у звезд разных типов пекулярности возникает неуверенность в правильности проведения экспоненциальных зависимостей на рис.4.

5. Относительные радиусы звезд. Относительные радиусы звезд R/R_z приведены в табл.1. Здесь R - величины радиуса звезд в настоящее время, а R_z - их радиус на ZAMS. Они вычислены на основании абсолютных болометрических величин звезд $M_b(G)$, оцененных из абсолютных величин M_v , приведенных в работе [34] с помощью болометрических поправок из [35]. Кроме того, для некоторого числа звезд болометрические звездные величины $M_b(\beta)$ получены по параметрам β многоцветной фотометрии. Радиусы звезд вычислены по известной формуле

$$\log R = 8.46 - 2\log Te - 0.2 Mb.$$

Величины R_z получены путем продвижения звезды вдоль эволюционного трека до ZAMS. Среднее различие $R/R_z(G) - R/R_z(B) = \pm 0.2$, и, к сожалению, различие для отдельных звезд довольно велико. Поэтому задача ближайшего будущего состоит в увеличении точности этих величин. Для некоторого числа звезд использованы радиусы R/R_z , вычисленные на основании данных о $\log g$ из работ [21,36] по формуле

$$\log R/R_z = 1/2(\log g_{ZAMS} - \log g).$$

Величины $\log g_{ZAMS}$ взяты из [35]. Нескольким звездам с $Te < 8000$ К мы приписали одно и то же значение $R/R_z = 1.4$, так как интенсивности линий водорода и, следовательно, параметры β , в этом диапазоне температур практически не зависят от светимости, эти данные отмечены в таблице курсивом. Но если в работе [34] для таких звезд M_v определены, мы их использовали для оценок R/R_z . Окончательные данные приведены в табл.1 в колонке R/R_z .

Полученные выше результаты о величине τ мы попытались уточнить с учетом того, что рассмотренные зависимости включают в себя два эффекта - изменение B_s вследствие омической диссипации и вследствие эволюционного изменения радиуса. Как уже говорилось выше, магнитное поле при движении звезды поперек полосы Главной последовательности уменьшается в 8-10 раз по кубической зависимости от радиуса, как и ожидается при дипольной конфигурации магнитных полей. Это говорит о том, что при исследованиях разного рода зависимостей от магнитного поля данный эффект надо учитывать. Для уточнения вывода о наличии омической диссипации поля необходимо влияние этого эффекта исключить. На рис.6 показана зависимость $B_s(R/R_z)$, построенная по данным табл.1. Предполагаемая кубическая зависимость уменьшения поля при эволюционном увеличении радиуса нанесена сплошной линией. Черными кружками обозначены измеренные величины, а звездочками - модельные. Белыми кружками обозначены средние величины на разных R/R_z . Из этого рисунка видно, что после эволюционного движения звезды от ZAMS ее поле растёт вплоть до достижения $R/R_z = 1.2$. После этого поле становится стабильным и начинает преобладать действие эффекта уменьшения поля вследствие увеличения радиуса звезды. По-видимому это происходит в соответствии с предполагаемой кубической зависимостью вплоть до достижения $R/R_z = 1.8$. Дальше величина поля оказывается в 1.5 раза больше предполагаемого. Этот эффект можно, вероятно, объяснить тем, что продолжается рост поля, начатый с $R/R_z = 1$. Это видно также из рис.7, где приведена зависимость $\Delta B_s = B_s(\text{ср.}) - B_s(\text{куб.})$, где $B_s(\text{ср.})$ - средние величины, обозначенные на рис.6 кружками, а $B_s(\text{куб.})$ - величины, снятые с кубической зависимости. В таком случае приходим к предположению, что поле звезды испытывает три эффекта: 1) поле уменьшается вследствие омической диссипации,

- 2) среднее поверхностное поле растёт вследствие неизвестного механизма и
- 3) одновременно оно уменьшается вследствие роста радиуса.

Для исключения влияния увеличения радиуса все величины B_s мы привели к моменту нахождения звезды в полосе V-класса светимости, а именно к $R/R_z = 1.4$, где звезда проводит большую часть времени и на котором наблюдается максимум распределения рис.2.

$$B_s(1.4) = B_s(i) \cdot (R/R_z(i)/1.4)^3,$$

где $R/R_z(i)$ относительный радиус звезды в настоящее время. Мы не учитываем предполагаемый эффект роста поля в диапазонах $R/R_z = 1 - 1.2$

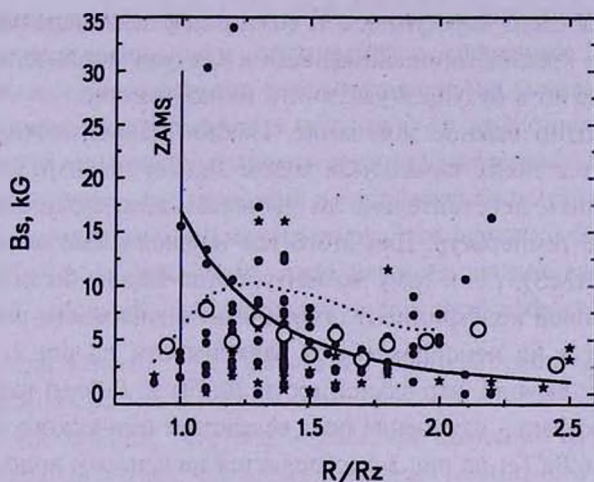


Рис.6. Распределение B_s -звезд поперек полосы Главной последовательности. Точки - измеренные величины. Звездочки - величины, полученные из моделей. Белые кружки - средние величины B_s на разных R/R_z . Штриховая линия отделяет звезды с экстремальным магнитным полем. Сплошная линия - предполагаемая средняя "кубическая" зависимость вследствие уменьшения поля от эволюционного увеличения радиуса звезд.

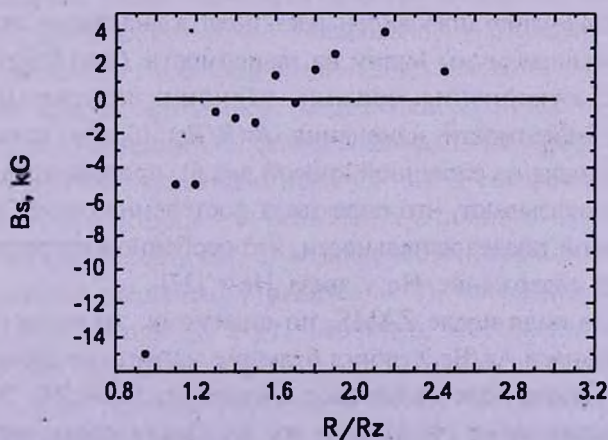


Рис.7. Отличие средних величин B_s от "кубической" зависимости, обозначающее постепенный рост поля.

и 1.75-2.5, так как там мало звезд и эффект изучен недостаточно хорошо.

Мы не приводим измененные зависимости $B_s(Te)$, так как в результате оказалось, что на построенных вновь зависимостях угловые коэффициенты незначимы, т.е. изменение B_s с возрастом отсутствует. Таким образом, учет влияния переменности радиуса с возрастом практически не дал эффекта. Но на рис.4b приводим новую зависимость $B_s(\log t)$, полученную по исправленным данным. Справа нанесена точка, соответствующая средней величине B_s левой части зависимости для звезд SrCrEu- группы, возраст которой $t \sim 10^9$ лет, а средняя величина не изменилась. На рис.4b отложена ожидаемая экспонента при предположении $\tau = 10^9$ лет. Результат не изменился, но положение точек слева выровнялось. К сожалению пока мало данных для звезд с гелиевыми и кремниевыми аномалиями и для окончательного решения проблемы необходимо в будущем увеличить их количество.

Сделаем еще одно важное замечание. Наклон зависимости $B_s(Te)$ и $B_s(\log t)$ определяется также начальным ходом $B_{s_0}(Te)$ на ZAMS. Поэтому необходимо выяснить, действительно ли мы имеем дело с одинаковым B_{s_0} во всем диапазоне температур. Для этого все наблюдаемые величины B_s приведены к $B_s(ZAMS)$, т.е. к тому моменту, когда звезды были на ZAMS и где $R/R_z = 1$. Угловой коэффициент полученной зависимости равен 1.7σ , т.е. такой же, как и на неисправленной зависимости на рис.3. В таком случае приходим к выводу, что зависимости $B_s(Te)$ и $B_s(\log t)$ включают в себя только один эффект - изменение поля вследствие омического затухания. А ход зависимости $B_s(Te)$ на рис.3 определяется начальным ходом $B_{s_0}(Te)$.

На основании рис.6 получено дополнительное подтверждение роста поля в начальный период жизни звезды на Главной последовательности, найденного в работе [11]. Во-первых, экстраполяция величин магнитного поля к моменту $R/R_z = 1$ приводит к очень большим величинам B_s , которые должны быть, но реально в диапазоне $R/R_z = 1 - 1.2$ не наблюдаются. Во-вторых, на рис.6 отчетливо виден рост поля в диапазоне от $R/R_z = 1$ до $R/R_z = 1.2$. То же самое мы видим на зависимости $\langle Be \rangle (R/R_z)$ в работе [11]. В-третьих, отклонения средних величин измеренных B_s от предполагаемой зависимости изменения $B_s(R/R_z)$ (белые точки минус соответствующая точка на сплошной кривой рис.6), приведенные на рис.7, с очевидностью показывают, что поле звезд постепенно растет вплоть до выхода их с Главной последовательности, что особенно интересно. В этот же период растет содержание He у звезд He-г [37].

Причина роста поля после ZAMS, по-видимому, заключается в том, что в стадии эволюции Ae/Be Хербига будущие магнитные звезды имеют среднее поверхностное поле B_s близкое к нулевому [9,38,39]. Это видно также из результатов работ [40,41], где мы не нашли среди звезд Ae/Be Хербига звезд, имеющих такие же сильные поля, как у CP-звезд Главной

последовательности. Действительно, последние поиски (например [42]) привели к открытию только слабых полей у звезд Ae/Be Хербига, которые после выхода их на ZAMS, должны появиться уже как сильные. Тем не менее впоследствии найдены отдельные объекты, например HD 200775 и V380 Ori [43], которые имеют довольно сильное поле и до ГП, но тогда после выхода на ZAMS они, вероятно, будут принадлежать к классу экстремальных магнитных, таких как HD 215441, 75049, 37776 и др. Это свойство мы планируем проанализировать в другой работе.

Представляется исключительно интересным то, что, по-видимому, механизм роста поля продолжает действовать вплоть до ухода звезд с Главной последовательности с постепенно уменьшающейся скоростью. Поэтому на рис.6 распределение звезд определяется действием трех факторов - 1) ослаблением полного магнитного потока за счет омического механизма, 2) ослаблением поверхностного поля за счет эволюционного увеличения радиуса и 3) усилением полного вектора поверхностного поля за счет, вероятно, постепенного упрощения и упорядочения поверхностной структуры (ввиду неустойчивости мелких структур). Этот процесс обсуждался в [44]. Не исключено, что эффект роста поля немного увеличивает величину τ . В следующей работе мы предполагаем учесть этот эффект.

6. **Заключение.** 1) В результате данной работы, основанной на использовании средних поверхностных величин магнитного поля B_s , можно прийти к заключению, что подтверждается сделанное в упомянутых выше работах предположение, что время затухания магнитного поля у химически пекулярных звезд не менее $t \sim 10^8 - 10^9$ лет (рис.4b), это соответствует предположению о действии омической диссипации. Полный магнитный поток, очевидно, не изменяется в течение пребывания звезды на Главной последовательности. Этот результат подтверждает предположение об отсутствии дополнительных, кроме омических, источников разрушения магнитного поля и подтверждает предположение о стабильности атмосфер магнитных звезд, которая способствует возникновению диффузии химических элементов. Не существует других источников разрушения магнитного поля, таких как дифференциальное вращение, меридиональная циркуляция, турбулентия и др.

2) Изменение магнитного поля CP-звезд со временем определяется действием трех факторов - 1) ослаблением полного магнитного потока за счет омического механизма, 2) ослаблением поверхностного поля за счет эволюционного увеличения радиуса и 3) усилением полного вектора поверхностного поля за счет, вероятно, постепенного упрощения и упорядочения поверхностной структуры (ввиду неустойчивости мелких структур). Этот процесс обсуждался в [44]. Не исключено, что эффект роста поля немного увеличивает величину τ . В следующей работе II мы предполагаем учесть все перечисленные эффекты.

3) Большое рассеяние величин B_s на зависимости $B_s(Te)$ на рис.3 не противоречит предположению (см. также в [43]) о реликтовом механизме возникновения магнитного поля СР-звезд из крайне *неоднородных* намагниченных протозвездных облаков.

4) Подтверждены ранние предположения, что среднее поверхностное магнитное поле СР-звезд изменяется обратно пропорционально кубу эволюционно увеличивающихся радиусов (рис.6), как и должно быть при дипольной конфигурации магнитного поля, а также получены свидетельства об одновременном росте (рис.7) среднего поверхностного поля в течение всего времени пребывания звезд на Главной последовательности.

5) Наблюдается малый разброс величин B_s у звезд SrCrEu- и He-g+He-w- групп по сравнению с Si- группой, что происходит, вероятно, вследствие разных характерных размеров протозвездных облаков, из которых они формируются.

6) По-видимому, магнитные звезды делятся на 2 группы: с нормальными, типичными средними поверхностными величинами B_s и экстремальными. На рис.6 видно, что типичные звезды образуют основную массу ниже штриховой линии, экстремальные образуют рассеянную область выше нее. На рис.8 приведена гистограмма распределения звезд по B_s , приведенных к $R/R_z = 1.4$. Гауссово распределение обозначено сплошной линией. Хорошо видно, что разделение звезд происходит на $B_s = 12$ килогаусс. Экстремальные

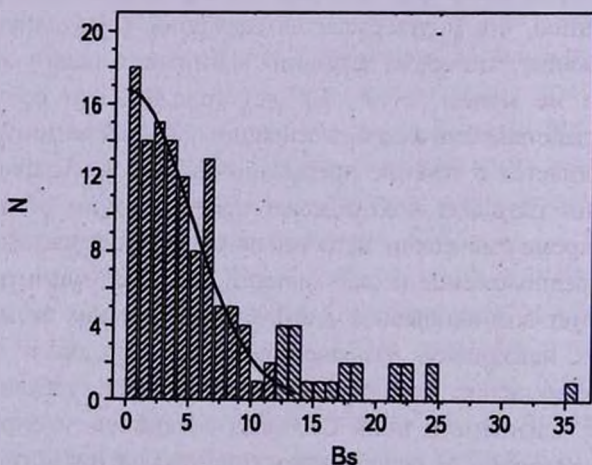


Рис.8. Распределение звезд по B_s . Сплошная линия — гауссовое распределение основной массы звезд.

звезды распределены равномерно по R/R_z и по типам пекулярности. Не замечено никаких особенностей в их свойствах, кроме экстремального поля. Очевидно, при их формировании либо были условия для лучшего сохранения первоначального поля, либо они образовались из наиболее намагниченных протозвездных облаков.

7) В процессе данной работы возникли следующие проблемы, которые необходимо решить для уточнения полученных результатов.

А) Необходимо получение более точных температур и параметров R/R_z .

В) Нужны дополнительные измерения B_s для гелиевых и Si-звезд.

С) Необходимы дополнительные измерения магнитного поля CP-звезд, находящихся в диапазонах $R/R_z = 1 - 1.2$ и $1.75 - 2.5$.

Специальная астрофизическая обсерватория РАН,
Россия, e-mail: glagol@sao.ru

THE EVOLUTION OF MAGNETIC FIELDS CP-STARS ON MAIN SEQUENCE. I

Yu.V.GLAGOLEVSKIY

Based on the research of the average surface magnetic fields B_s we deduce that the time of attenuation of the magnetic field in chemically peculiar stars is equal to $t \sim 10^8 - 10^9$ yrs that corresponds to the assumption of the effect of ohmic dissipation. Obviously, there are no other, except for ohmic sources of destruction of the magnetic field such as the differential rotation, meridional circulation, turbulence, etc. We confirm the early assumptions that the average surface magnetic field of CP stars varies in inverse proportion to the cube of the evolutionary increasing radius, as it should be at the dipole configuration of the magnetic field. However, we also found the signs of the simultaneous gradual increase of the magnetic field starting from the ZAMS and up to the moment of star leaving the main sequence. There is most likely a gradual simplification and ordering of the surface structure of the field in view of the instability of fine structures. Apparently, the CP-stars are divided in 2 groups: with normal and extremal B_s . Normal stars make up the bulk, while the extremes compose only a small part of them. They are probably formed from the most magnetized protostellar clouds.

Key words: *CP-stars:magnetic fields:evolution*

ЛИТЕРАТУРА

1. T.G.Cowling, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., **105**, 166, 1945.
2. E.F.Borra, Astrophys. J. Lett., **249**, L39, 1981.
3. D.N.Brown, J.D.Landstreet, I.Thompson, 23-d Coll., Liege, p.195, 1981.
4. P.North, N.Cramer, Astron. Astrophys. Suppl. Ser., **58**, 387, 1984.

5. Ю.В.Глаголевский, В.Г.Клочкова, И.М.Копылов, Магнитные звезды, Саласпилс, с.82, 1984.
6. Yu.V.Glagolevskij, V.G.Klochkova, I.M.Kopylov, Coll. MAS No90, D.Reidel Publ. Comp., p.29, 1986.
7. Ю.В.Глаголевский, В.Г.Клочкова, И.М.Копылов, Астрон. ж., 64, 360, 1987.
8. I.Iben, Astrophys. J., 141, 993, 1965.
9. Ю.В.Глаголевский, Magnetic stars, Leningrad, Nauka, p.206, 1988.
10. В.Д.Бычков, Ю.В.Глаголевский, В.Г.Елькин и др., Изв. САО., 30, 78, 1990.
11. Ю.В.Глаголевский, Е.Герт, ASP Conf. Ser., №216, 2003, p.1.
12. Ю.В.Глаголевский, Е.Герт, Бюлл., САО., 58, 17, 2005.
13. J.D.Landstreet, S.Bagnulo, V.Andretta et al., Astron. Astrophys., 470, 685, 2007.
14. J.D.Landstreet, S.Bagnulo, V.Andretta et al., Magnetic stars, 2011, p.14.
15. D.N.Brown, J.D.Landstreet, I.Thompson, 23-d Coll., Liege, 1981, p.195.
16. Ю.В.Глаголевский и др., Астрофиз. Исслед., 23, 37, 1986.
17. G.Mathys, S.Hubrig, J.D.Landstreet et al., Astron. Astrophys. Suppl. Ser., 123, 353, 1997.
18. L.M.Freyhammer et al., Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., 389, 441, 2008.
19. G.Preston, Publ. Astron. Soc. Pacif., 83, 571, 1971.
20. J.D.Landstreet, G.Mathys, Astron. Astrophys., 359, 213, 2000.
21. S.Hubrig, P.North, G.Mathys, Astrophys. J., 539, 352, 2000.
22. Т.А.Рябчикова et al., Astron. Astrophys., 480, 811, 2008.
23. Ю.В.Глаголевский, Астрофиз. Бюлл., 66, 158, 2011.
24. Ю.В.Глаголевский, Е.Герт, Астрофиз. Бюлл., 63, 276, 2008.
25. Ю.В.Глаголевский и др., Астрофизика, 53, 157, 2003.
26. Ю.В.Глаголевский, Астрофизика, 55, 189, 2012.
27. Yu.V.Glagolevskij, ASP Conf. №.248, 2001, p.337.
28. Ю.В.Глаголевский, Астрофиз. Бюлл., 67, 245, 2012.
29. Ю.В.Глаголевский, Астрофиз. Бюлл., 2013 (в печати).
30. Ю.В.Глаголевский, Астрофиз. Бюлл., (готовится к печати).
31. Ю.В.Глаголевский, А.В.Шаврина, Г.А.Чунтонов, Астрофиз. Бюлл., 66, 161, 2011.
32. Yu.V.Glagolevskij, Bull. SAO, 53, 33, 2002.
33. M.Jashek, D.Egret, Catalogue of stellar groups, IAU Coll. №23, Liege, 1981.
34. A.E.Gomez, X.Luri, S.Grenier et al., Astron. Astrophys., 336, 953, 1988.
35. V.Straizis, G.Kuriliene, Astrophys. Space Sci., 80, 353, 1981.
36. P.North et al., Astron. Astrophys., 258, 389, 1992.
37. Yu.V.Glagolevskij, G.A.Topilskaya, Т.А.Карташова, Stellar Magnetizm, Sankt Peterburg, Nauka, 1992, p.36.
38. S.Hubrig, M.Scholler, R.V.Yudin, Astron. Astrophys., 428, L1, 2004.
39. Yu.V.Glagolevskij, G.A.Chountonov, Bull. SAO, 45, 105, 1998.
40. Yu.V.Glagolevskij, G.A.Chountonov, Stellar magnetic fields, M., 1997, p.116.
41. Ю.В.Глаголевский, Астрофизика, 46, 399, 2003.
42. S.Hubrig et al., Astron. Astrophys., 446, 1089, 2006.
43. E.Alecian et al., Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., 400, 354, 2009.
44. Ю.В.Глаголевский, Астрофизика, 55, 369, 2012.