АСТРОФИЗИКА

TOM 59

АВГУСТ, 2016

ВЫПУСК 3

МАГНИТНЫЕ ЗВЕЗДЫ ПОСЛЕ ФАЗЫ ХАЯШИ. 11

Ю.В.ГЛАГОЛЕВСКИЙ

Поступила 1 февраля 2016 Принята к печати 22 июня 2016

Анализируются свойства магнитных звезд, полученные из наблюдательных данных Исследуется степень "магнитного" торможения родительских протозвезд, зависящая от величины магнитного поля и массы. Рассмотрены условия разделения магнитных и "нормальных" немагнитных звезд, зависящие, по-видимому, только от скорости вращения протозвезд. Анализируются причины различия средних величин магнитного поля у массивных и маломассивных магнитных звезд. Рассмотрены структуры магнитных полей магнитных звезд и их стабидьность со временем (твердотельность вращения).

Ключевые слова: Магнитные СР-звезды: эволюция: свойство магнитных полей

1. Введение. Настоящая статья является продолжением работы [1], она посвящена исследованию возможного сценария происхожления и оволюции магнитных звезд на основе анализа наблюдательных данных.

По мерс накопления фактических данных появляются возможности уточнять полученные ранее результаты и выявлять новые. Так, например. факт преимущественной ориентации магнитных полей в магнитных СРзвездах вдоль экватора вращения был обнаружен и впервые исследован Престоном [2]. Более полное исследование этого свойства было проведено Ландстритом [3]. Данные о преимущественной ориентации магнитных силовых линий вдоль экватора вращения позволили Потедамской группе астрофизиков пытаться применить теорию магнитного динамо α² - типа [4-6] для объяснения происхождения магнитного поля. Однако многочисленные трудности теории динамо привели позднее к более обоснованной реликтовой теории, предложенной Каулингом, Спитцером и Местелем [7-9]. Первые исследования структур магнитных полей звезд проводились Престоном при предположении, что они соответствуют структуре теорстического магнитного диполя, помещенного в центре звезды. Олнако работы Ландстрита показали, что во многих случаях структура магнитного поля соответствует модели магнитного диполя, смещенного из центра звезды вдоль его оси. Результат о преимущественной ориентации магнитных полей инициировал исследования, которые привели к предположению наличия медленной меридиональной циркуляции. склоняющей силовые линии к плоскости экватора вращения [10] в течение

жизни звезды. Дальнейшие исследования показали, что существует ряд звезд, у которых диполь может быть смещен не только вдоль, но и поперек его оси, а у некоторых структура магнитного поля предполагает наличие двух и даже трех магнитных диполей внутри звезды [11]. Такие случаи наблюдаются как у самых старых, так и у самых молодых объектов, у которых медленная меридиональная циркуляция не успела бы сориентировать магнитные силовые линии. Возникли другие трудности гипотезы меридиональной циркуляции. Созданная нами, совместно с Потедамскими астрофизиками, методика моделирования магнитных структур [12,13] позволила более детально изучить проблему преимущественной ориентации магнитных структур в магнитных звездах. Возникли возможности приблизиться к пониманию внутренних структур магнитных полей. Кроме причин преимущественной ориентации магнитных полей СР-звезд мы рассмотрим ниже другие важные свойства, приобретенные звездами в ранний период эволюции.

2. Механизм избирательного магнитного торможения протозвезд. Для того, чтобы понять причину наблюдаемого преимушественного распределения магнитных звезд по углам а, рассмотрим наиболее вероятный механизм торможения протозвездных облаков, заключающийся в следующем. В работе [14] показано, что если звезды формируются посредством коллапса или фрагментации намагниченных межзвездных облаков, может возникнуть процесс, при котором может произойти передача углового момента из коллапсирующего объема вещества к окружающей материи. Расчет показывает [14], что магнитное торможение в случае ориентации магнитного поля Ј Ц В может изменить угловой момент межзвездного облака на несколько порядков величины за время менее чем 10° лет. При указанной конфигурации магнитное торможение много эффективнее, чем в случае Ј || В. Это значит, что сильнее тормозятся те протозвездные облака, у которых магнитные силовые линии параллельны плоскости вращения. Такое избирательное по отношению к углу а торможение приводит к избытку магнитных звезд с $\alpha = 0^{\circ} \div 20^{\circ}$. Этот механизм приводит одновременно к двум особенностям магнитных звезд - медленному вращению и преимущественной ориентации магнитных силовых линий. Малая доля звезд с благоприятной ориентацией силовых линий приводит, очевидно, к 10% доле магнитных звезд.

3. Среди массивных (He-r+He-w) СР-звезд доля объектов с α = 0° + 20° преобладает. К настоящему времени получены модели магнитных полей и их параметров для 115 звезд. Величины средних поверхностных величин магнитного поля Вз и утлы наклона диполей к плоскости экватора вращения α, полученные методом моделей, приведены

МАГНИТНЫЕ ЗВЕЗДЫ ПОСЛЕ ФАЗЫ ХАЯШИ. 11 361

Таблица І

данные о структурах магнитных полей

_	and the second se			-		-	_			-	
Τ	HD	Тип	Bs	αi	α2	a3	Δ <i>a</i> 1	Δa2	Δa3	logr	M _o
I	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12
1	2453	SrCrEu	3737	10			0			8,88	2.18
2	3360	He-r	294	3			0:			7.36	4.73
3	3980	SrCrEu	1863	0			0:			8.39	1.93
4	4778	SrCrEu	2600	9			0			8.43	2.23
5	5737	He-w	3190	1.5			0			7.93	4.95
6	8441	SrCrEu	470	0			0:			8.63	2.33
7	9996	SrCrEu	4831	78			0:			8.40	2.14
8	10783	Si+	2244	25	0		0.07	0.50		8.48	3.09
9	11503	Si+	1000:	15			0:			8.44	2.68
10	12098	Si+	1690	44			0		1.00	8.93	2.31
11	12288	SrCrEu	7879	24			0.08			8.66	2.46
12	12447	Si+	782	0			0.20			8.57	2.04
13	12767	Si	159	0			0:			8.10	3.83
14	14437	SrCrEu	7665	2			0.15			8.36	2.92
15	15144	SrCrEu	1055	81			0			8 62	1.71
16	18296	SrCrEu	890:	2			0:			8.24	3 40
17	19832	Si	495:	0			0:			8.06	2.94
18	21699	He-w	6150	5			0.40			7.85	4.65
19	22470	He-w	2350	0			0			8.01	3.50
20	24155	Si	1790	14			0:			7.19	3.18
21	24712	SrCrEu	2600	52			0:			9.01	1.56
22	25267	Si	4879	7			0.37			8.24	3.53
23	25823	Si	914	55			0:			8.15	3.39
24	27309	Si+	1350:	50			0.			7.53	2.98
25	28843	He-w	580	8			0:			7.44	3.58
26	32633	Si+	12000	25	0		0.60	0.60		8.78	2.70
27	33629	SrCrEu	4760	25	0					8.16	3.96
28	34452	Si	1000:	21			0:			7.82	3.61
29	34736	Si	814	2			0			8.10	3.88
30	35298	He-w	2886	2			0			7.00	3.73
31	35456	He-w	1643	81			0:			7 90	3.57
32	35502	He-w	6500	10	10		0.10	0.10		7.40	4.00
33	36485	He-r	5890	5	5		0.30	0.23		7.34	6.48
34	36629	He-w	457	6			0:			7.00	4.80
35	37017	Hc-r	2144	12			0.05			7.50	7.97
36	37022	0	361	30			0:			4.8	337
37	37058	He-w	2665	5			0			7.30	0.00
38	37479	He-r	4312	15			0.10	0.0	0.5	7.32	0.09
39	37776	He-r	3760	L	4	15	0.5	0.5	0.5	7.00	8.77
40	40312	Si	650	5			0.20	0.10		8.33	3.41
41	45583	Si	4990	35	10		0.10	0.10		8.08	3.47
42	49333	He-w	1332	0			0			7.28	9.48
43	49606	He-w	141	21			-0.2	0.20		9.43	2.20
44	49976	SrCrEu	1359	0.0			0.10	0.30		8.42	2.27
45	50773	SrCrEu	441	0	2.5		0.15	0.40		0.40	
46	51418	SrCrEu	1126			1	0			0.00	

Таблица I (продолжение)

1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12
47	54118	Si	5400	L			0			8.40	2.69
48	55719	SrCrEu	6501	5			0.23			8.72	2.10
49	58260	Hc-r	3063	65	100		0			-	-
50	59435	SrCrEu	3234	40		1.00	0.10			8.78	2.09
51	62140	SrCrEu	1566	0			0.045			8 73	1.63
52	64740	Hc-r	850	16			0.20	}		7.08	8.58
53	65339	SrCrEu	13700	77			0.45		-	8.87	1.80
54	70331	Si	12312	2			0.3		10.000	7.90	3.00
55	71866	SrCrEu	3470	2			0.05	-	1000	8.77	2.05
56	72968	SrCrEu	1637	3	-		0		-	8.60	2.00
57	74521	SrCrEu	889	73			0		1.1	8.40	2.38
58	75049	SrCrEu	28160	18			0.10		1	8.23	1.56
59	78316	He-w	541	3			0		-	-	-
60	79158	Hc-w	1762	2			0.10			8.13	3.67
61	81009	SrCrEu	8301	69			0.1	P	1.1	8.90	2.05
62	83368	SrCrEu	8400	?			-0:			8.95	1.75
63	89822	Si+	306	15			0			8.49	2.07
64	90044	Si+	2153	2			0:	1.1		8.48	2.39
65	92664	Si	1140	50			0	100		7.87	4.07
66	96446	Не-г	955	6			0	100	-	7.17	11.12
67	96707	SrCrEu	841	48			0		-	8.87	2.25
68	98088	SrCrEu	1105	40			0			8.87	2 18
69	101412	0	535	13			0.13			-	-
70	107612	SrCrEu	439	10			0			8.72	2.18
71	108662	SrCrEu	1040	66			0:		100	8.40	2.39
72	112185	SrCrEu	330	8			0	-	-	8.60	2.48
73	112413	SrCrEu	2600	8		- 1	0.10			8.30	2.85
74	115708	SrCrEu	3850:	3			0:			8.96	1.74
75	116458	He-w	4676	78			0.07			8.48	2.30
76	118022	SrCrEu	1270	25		1.00	0.1	-		8.65	1.94
77	119213	SrCrEu	1237	35			0	1000		8.73	2.07
78	119419	Si	17300	73		1	0.05	1		8.30	2.44
79	122532	Si	1064	4			0	10		8.26	2.82
80	124224	Si	2200	3			0.30			8.04	3.03
81	125248	SrCrEu	7300	0			0			8.40	2.00
82	125823	He-r	390:	10			0:	10.00	-	7.48	5.83
83	126515	SrCrEu	12322	4		1.1	0.24			8.36	2 30
84	133029	Si+	6157	35			-0.3		1000	8.36	2.40
85	133652	Si	2200	50		-	0		199	7.78	3.16
86	133880	Si	5300	16			0.20		1000	8 16	2.93
87	137509	Si+	2967	20	17		0.10	0.10	-	7 98	3.43
88	137909	SrCrEu	5620	6	5		0.18	0.18	100	8 93	1.98
89	142301	He-w	6425	3	3		0.4	0.4		7.10	4.36
90	147010	Si+	12000	65			0.45			9.00	3.41
91	148112	SrCrEu	276	50			0-			8.70	2.13
92	148199	Si	1350	8			0		1	8.37	2.72
93	318107	Si+	13307	5			0.11			8.00	2.88
94	149438	09	828	5	5	5	0.4	0.4	0.4	5.76?	
95	151965	Si	9565	83:			0	1. A.	1000	7.73	4.07

МАГНИТНЫЕ ЗВЕЗДЫ ПОСЛЕ ФАЗЫ ХАЯШИ П

				_	_	_			-		
1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12
96	152107	SrCrEu	4100	7	4		0.5	0.5		8.72	1.89
97	166473	SrCrEu	7649	15			0.28			9 00	2.06
98	169842	SrCrEu	2000:	25:			0			8.81	2.11
99	170397	Si	1160	- 5 -			0:			8.13	2.20
100	178892	SrCrEu	8928	35	-		0.15	0.0		8 88	1.93
101	182255	He-w	<100	0:	0		0.20	0.20		7.90	3.86
102	184927	Hc-r	3265	13			0			7.15	6 18
103	187474	Si+	5317	66			0.10			8.50	2.55
104	188041	SrCrEu	3663	83			0.07			8.78	2.07
105	191612	0	600	22			0			6.0	
106	192678	SrCrEu	4668	20			0:			8 63	2.44
107	196178	Si	1847	40			-0.15			8.02	4 02
108	200311	Si+	8568	4			0.08			7.95	3.77
109	201601	SrCrEu	3846	5			0:			8.97	1.65
110	215441	Si	34000	80			0.03			7.00	5.19
111	220825	SrCrEu	678				0:			8.69	1.94
112	223640	Si	1026	38	0		0.40	1.0		8.05	3 09
113	343872	Si	3717	26	0		0.10	0.50		-	
114	200775	Ac/Bc	3950	0			0:				3.36
115	V381Ori	Ac/Bc	2010	0			0:			5	1.91

Таблица I (окончание)

в табл.). Там же даны расстояния Да монополей от центра звелы в единицах радиуса. Данные для таблицы взяты из [14-25]. В последующих столбцах табл. 1 приведены возрасты звезл, оцененные с помощью нараметров. приведенных в [20,21], с использованием эволюционных треков из [22]. В столбцах величины а и Да пронумерованы как 1, 2 и 3. В первом столбце приведены данные для самого "сильного" диполя, во втором для среднего и в третьем для слабого диполя (в соответствии с силой магнитного поля). Если рассмотреть распределение числа звезд с разными углами. приведенное в работе [23], то оказывается, что оно внешне ничем не отличается от распределений Престона и Ландстрита. Однако из рис.1а, b видно, что распределения, построенные отдельно для мало массивных звезд (Si+SrCrEu)-типа и массивных звезд (He-r + He-w)-типа, заметно различаются Обычно мы считаем, что если угол между осью диполя и плоскостью экватора вращения а находится в пределах 0° + 20°, то диноль находится в плоскости экватора вращения. Из рис. la и b видно, что среди массивных магнитных звезд преобладает число объектов с динолями, лежащими в плоскости экватора вращения и почти нет звезд с $\alpha > 20^\circ$. Среди звезд (Si+SrCrEu)- группы отношение числа объектов с малыми углами и большими утлами а равно 1.35. Для звезд (He-r + He-w)-группы это отношение равно 7. Особенно это свойство хорошо заметено на рис. 2a,b, где показано



Рис I. Распределение звезя по углам а. а - (St+SrCrEu)-звезды; b - (He-r+He-w)-звезды.

распределение углов α у магнитных звезд с разной массой. Хорошо видно, что массивные СР-звезды имеют углы в основном $\alpha < 20^{\circ}$. Чем можно объяснить такое различие? Предварительно можно предположить, что массивные протозвезды затормозить труднее, чем мало массивные. Известно также, что массивные протозвезды имеют более слабое магнитнос поле, как это видно далее в разделе 6, а также в [1]. Эти два фактора приводят к относительно более слабому торможению массивных протозвезд. Эффективное торможение испытывают только те протозвезды, для которых более жестко выполняется условие ориентации - $\alpha = 0^{\circ}$, приводящее к избытку звезд с $\alpha = 0^{\circ} \div 20^{\circ}$. Вероятно по этой же причине относительное количество массивных магнитных звезд много меньше, чем у маломассивных.

МАГНИТНЫЕ ЗВЕЗДЫ ПОСЛЕ ФАЗЫ ХАЯШИ Ц



Рис.2. Распределение углов а у цела разных масс

4. Маломассивные (SrCrEu+Si) звезды имеют максимальные периоды вращения. Рассмотрим следующее свойство магнитных звеза с разными массами. На рис За показаны зависимости масса – период вращения $M(\log P)$ для массивных (He-r + He-w)-звезд, на рис 3b для объектов со средней массой (Si)-типа и на рис.3c для мало массивных (SrCrEu)-звезды имеют в среднем массы, заключающиеся соответственно в пределах $M = 3 \div 6 M_{\odot}$, $2 \div 4 M_{\odot}$ и $1.5 \div 3 M_{\odot}$. Хорошо заметно большое различие между характером распределения этих трех групп звезд. Гелиевые звезды занимают диапазон периодов вращения $\Delta \log P = 0 \div 1.5$, кремнжевые звезды имеют средний диапазон масс и занимают диапазон периодов вращения $\Delta \log P = 0 \div 1.5$, к самый малый диапазон масс. Достаточно уверенно можно считать, что величина максимального периода вращения обратно пропор-

циональна массе звезд. У маломассивных SrCrEu-звезд наблюдаются самые большие периоды - до 70 лет. У Si- звезд максимальный период P(max) = 7 лет, у массивных He-звезд P(max) = 20 дней. Естественно



Рис.3. Распределение звезд разных масс по величинам log P. a) (Ee-r+He-w)-звезды, b) Si-звезды, c) SrCrEu-звезды.

предположить, что это связано с тем, что 1) чем меньше масса родительской протозвезды, тем легче ее затормозить и 2) у мало массивных звезд величина среднего поверхностного магнитного поля выше, чем у массивных звезд с гелиевыми аномалиями (см. раздел 6 и [1]), следовательно, их горможение сильнее. Кроме того маломассивные звезды дольше эволюционируют и процесс торможения у них дольше. Этот вывод такой же, как и в разделе 3. Причина разного диапазона масс у рассматриваемых трех групп звезд требует специального исследования.

5. Граница между нормальными и магнитными звездами. Из рис.З вилно, что магнитные звезды всех масс граничат с нормальными звездами практически при одинаковой величине - log P(c) = 0. Это может означать, что для возникновения в протозвезде дифференциального вращения [1,23] нужно единственное условие - превышение некоторой критической скорости вращения и, (при лифференциальном вращении внутренние области вращаются быстрее). Скорее всего, вследствие возникновения дифференимального вращения, магнитные силовые линии, закручиваются, создавая невидимое тороидальное магнитное поле. Формирующиеся "нормальные" звезды "без поля", имеют log P<0. Очевидно, что границу log P(c) удается преодолеть только тем тяжелым протозвездам (см. раздел 2), у которых наиболее благоприятные условия для торможения, т.е. у них самые малые углы а. Поэтому на рис.2 наблюдается преобладание массивных звезд с малыми углами α. Вследствие относительно слабого торможения тяжелых протозвезд из-за их большой массы и слабого магнитного поля границу log P(c) преодолевает только небольшая доля звезд, и все они имеют относительно короткие периоды вращения. К сожалению, слишком мало пока данных о звездах Не-г и Не-w для проведения уверенной статистики. В результате, максимально замедленные массивные протозвезлы превращаются в магнитные звезды в узком диапазоне $\log P = 0 + 1$, а маломассивные протозвезды замедляются сильнее, так что формирующиеся из них звезды имеют $\log P = 0 \div 4.5$.

6. Массивные магнитные (He-r+He-w)-звезды имеют более слабое поле. В работе [1] этот вопрос уже обсуждался. Зависимость величины среднего магнитного поля от температуры (массы) звезды, представлена на рис.4, которая является одним из самых интересных и достаточно четких свойств магнитных звезд. Одновременно мы можем сослаться на нашу работу [24], в которой показано, что доля магнитных звезд со слабым полем увеличивается в сторону увеличения их массы. На рисупке звездочками обозначены О-звезды HD37022, 101412 149438, их поле еще меньше. Причины такого хода могут быть разные. Первая из них может быть связана с разным средним возрастом звеза. Средний возраст звезд SrCrEu-ита в 20-30 раз больше возраста Не-г-звеза, стеловательно, релаксация

магнитного поля после ZAMS продвинулась у последних в меньшей степени, и дипольное магнитное поле выросло тоже меньше. Вторая причина может заключаться в том, что более массивные звезды формировались из большего объема протозвездного вещества, в котором число разноориентированных намагниченных объемов относительно больше. Поэтому полный вектор поля уменьшается. Сравним рис.3 и 4. Максимально заторможенные звезды имеют log P(max) = 1.5, (3 и 4.5) для массивных и менее массивных звезд, соответственно. Эти же группы звезд имеют средние величины Bs = 2.5, (5 1 и 4.9) кГс. Таким образом, намечается зависимость - чем сильнее магнитное



Рис.4. Средние величины магнитных полей *В*з у звезд с разной средней температурой (массой).

поле, тем сильнее звезды заторможены. Зависимость вполне ожидаемая и не вызывает вопросов. Однако в разделе 4 на основании рассмотрения рис За, b, с мы сделали предположение, что разное предельное значение log *P* может возникать в случае, если торможение малых масс происходит легче. Таким образом, оба эффекта действуют в одну сторону. Какой из них преобладает, неизвестно, скорее всего магнитное поле. Поскольку мы придерживаемся гипотезы о потере момента вращения прогозвездных облаков с участием магнитного поля, то необходимо, чтобы слабое поле у массивных прогозвезд было уже в период до фазы Хаяши. Это значит, что предположение о меньшей степени релаксации у звезд с гелиевыми аномалиями если и имеет место, то в небольшой степени.

7. Распределение магнитных полей у протозвезд с разным моментом вращения. Это распределение мы пытаемся исследовать с использованием данных о магнитных звездах Главной последовательности, преднолагая, что эта зависимость сохранилась за весь период предыдущей эволюции. В течение длительного времени разные авторы пытались найти

зависимость между скоростью вращения магнитных звезд (или периолом прациения) и величиной магнитного поля, предполагая, что такая зависимость обязательно должна быть и в случае потери момента вращения под действием магнитного поля, и в случае, если магнитное поле генерировалось посредством механизма динамо. В работах [26,27] был сделан вывод, что нет признаков торможения магнитных звезд на Главной последовательности, если оно и произошло, то только на более ранних стадиях эволюции [28]. В работах (29,30) была заподозрена антикорреляция между величиной магнитного поля и скоростью вращения. Зависимость (Be)(log P), изученная нами в 1986г. [3]] с использованием среднеквадратических величин магнитного поля Ве как оказалась, имеет максимум на log P = 07. Правая часть получена там по большому количеству звезд, и она надежно соответствует предположению о наличии антикорреляции. Левая часть менее надежна и соответствует прямой корреляции. По мере накопления наблюдательного материала выявилось [32]. что нет никакого сомнения в реальности этого максимума. Ранние работы не привели к определенному выводу о природе рассматриваемои зависимости. Не было найдено определенно ни признаков работы динамо, ни признаков действия механизма торможения. Сторонников работы динамо механизма становится все меньше.

В работах [2,4] данная проблема была пересмотрена. Изучалась не зависимость *Bs*(log*P*), а рассматривался характер распределения звезд в координатах *Bs* и log*P*. На рис.5 приведено это распределение, построенное



Рис.5. Распределение малиипых звезд с разным периодом вращения а) Распределение малиипных полей Rs по величинам log.P, b) Распределение числа звезд по величинам Rs

по данным работ [3,14]. Штриховой линией обозначена область, занимасмая маломассивными звездами SrCrEu-типа, штрих-пунктирной линией – звездами средней массы Si-типа, они похожи. Сплошной линией ограничена область массивных He-звезд. Она резко отличается от прелыдущих. Как мы видели выше, степень торможения протозвездного облака обратно пропорциональна массе и пропорциональна величине поля. У массивных протозвезд оба фактора действуют слабо (стрелка A). У мало массивных протозвезд оба фактора действуют сильно. По сравнению с массивными протозвездами степень торможения у них больше (стрелка B). В обоих случаях мы наблюдаем признак эффективности действия механизма торможения, зависящего от величины магнитного поля и массы В первом случае максимум эффективности приходится на $B_5 \approx 2.5$ кГс, а во втором случае на $B_5 \approx 5$ кГс.

Непонятной оказывается асимметрия зависимости $B_S(\log P)$ в сторону больших B_S для мало массивных протозвездных облаков в области log $P = 0 \pm 1$. Небольшое число звезд с максимальным полем оказались слабо заторможенными. Складывается впечатление, что некоторые протозвезды гормозятся слабее, несмотря на большое поле (стрелки C, D). Таким образом, часть протозвезд тормозится в соответствии с рассмотренными двумя причинами (стрелки A, B), тогда как причины слабого торможения самых намагниченных протозвезд остаются непонятными. Такие родительские протозвезды заторможены слабо, они только слегка отошли от границы, отделяющей нормальные звезды. Их число составляет 8.5% от общего количества звезд. Никакие особенности не выделяют их от других магнитных везд. Создается впечаление, что существует некоторая причина, ослабляющая горможение родительских протозвезд при больших полях. Это может быть, в частности, нетипичная структура протозвездных облаков. Проблема требует детального исследования.

Гораздо лучше максимальная эффективность торможения на $Bs = 5 \kappa \Gamma c$ заметна на рис.ба, где (Si+SrCrEu)-звезды отложены в координатах logBs - logP Вертикальной линией обозначено направление максимального торможения, соответствующего $Bs = 5 \kappa \Gamma c$, горизонтальная линия разделяет магнитные и нормальные звезды. Очевидно, что на рисунке звезды тормозятся в направлении снизу вверх. Аналогичный рисунок, но для звезд гипа (He-r+He-w) представлен на рис.6b. Звезд мало, но, похоже, что распределение подобно предыдущему. Для звезд этого типа максимальная эффективность торможения происходит при $Bs = 2.5 \kappa \Gamma c$. Степень торможения у массивных протозвезд существенно меньше.

Распределение магнитных плюс немагнитных СР-звезд по величинам v sini (вместо log P) было исследовано в [33]. Максимум их распределения приходится на vsini ~ 25 км/с, а максимум распределения нормальных звезд на vsin ~ 200 км/с. Максимальная величина скоростей вращения соответственно

МАГНИТНЫЕ ЗВЕЗДЫ ПОСЛЕ ФАЗЫ ХАЯШИ. 11 371

приходится на 150 км/с и 350 км/с. Зависимости относительного количества магнитных (точки) и немагнитных Ар и Вр-эвезд (звездочки) [33] на разных vsini построены отдельно, причем хорошо видно, что они подобны. Ход этих зависимостей соответствует распределению Bs(log P). Поскольку зависимости для магнитных и немагнитных СР-эвезд одинаковые, то это



Рис.6. Величины отклонений монополей Да от центра звезды у звезд разного возраста.

показывает, что их ход не зависит от магнитного поля, т.е. поле не участвует в процессе разделения звезд на химически пекулярные и нормальные. Отсюда делаем вывод, что основную роль, если не единственную, в разделении звезд играет скорость вращения, причем граница разделения приходится примерно на vsini=120 км/с, что соответствует периоду вращения $P \approx 1^d$. На рис.7 она обозначена вертикальной сплошной линией. В связи с этим предполагается (см. далее), что среди протозвездных облаков существует соответствующая критическая величина угловой скорости V_c , на которой происходит отделение магнитных и немагнитных СР-звезд от нормальных. Наличие такой границы

требует предположения о начале действия разделяющего механизма, зависящего от скорости вращения. Скорее всего, это дифференциальное вращение протозвезд закручивает магнитные силовые линии и таким путем формирует "нормальные" немагнитные звезды [3]. Менее вероятно действие меридиональной циркуляции у молодых звезд на стадии "до ZAMS". Таков возможный механизм отделения нормальных звезд от магнитных и CP-звезд без поля. Эта проблема требует дальнейшего серьезного исследования.

Вероятно, потеря момента вращения протозвездных облаков под действием



Рис. 7. Относительное количество магнитных (кружки) и не магнитных (звездочки) СР-звезд на разных и sini.

магнитного поля приводит также к известному дефициту тесных двойных среди магнитных звезд. В то же время, нормальное число тесных двойных среди металлических звезд может быть признаком того, что они не тормозились магнитным полем. Немагнитные Am, HgMn, λ Boo и др. сформировались скорее всего из немагнитных самых "медленных" протозвездных облаков, а магнитные звезды возникают из намагниченных заторможенных магнитных облаков или "медленных" изначально магнитных ротаторов. Различие между магнитными и химически пекулярными звездами без поля, по-видимому, состоит только в том, что при полной стабильности атмосферы в первом случае диффузия химических элементов происходит вследствие лучевого давления, гравитации и ветра в магнитном поле [34], а во втором то же самое, но без участия поля.

8. Структуры магнитного поля звезд с возрастом не изменяются. На рис.7 представлена зависимость $\Delta a(\log t)$. Величина Δa это смещение магнитных монополей от центра звезды. Чем оно больше, тем более сложной структурой магнитного поля обладает звезда. Если $\Delta a = 0$, то это значит, что структура магнитного поля соответствует центральному липолю. Кружками обозначены SrCrEu- и Si-звезды, треугольниками - Неr+He-w-звезды. Из рис.7 вилно, что среди самых молодых и самых старых звезд есть объекты со сложной структурой магнитного поля, причем в среднем отктонение Δа у массивных и у мало массивных звезд одинаково. Вывод единственный - структуры не меняются с возрастом. Звезды вращаются твердотельно. Уже на начальных этапах исследования магнитных звезд преднолагалось, что магнитные звезлы вращаются твердотельно [35-36]. Тем не менее, для объяснения преимущественной ориентации магнитных полей и других свойств, предлагались гипотезы о существовании медленной меридиональной и другой циркуляции [37], которые со временем изменяют структуру магнитного поля. Мы приводили доводы [1], противоречащие предположению о наличии каких-либо крупномасштабных движений внутри магнитных звезд. В работе [3], например, обсуждаются модели магнитного поля двух звезд, HD37776 и HD137909. Магнитные диполи у них расположены в плоскости экватора вращения, а их возрасты различаются на величину около двух порядков. При наличии крупномасштабных движений внутри звезд ориентация диполей стала бы различной. Можно привести и другие аналогичные примеры. В работах [3,35] и в настоящей работе, например, рассматривается распределение углов α. Оно имеет ясно выраженный максимум на $\alpha = 0^\circ \div 20^\circ$. Поскольку в это распределение входят звезды всех возрастов, то максимум неминуемо оказался бы "размытым", если бы внутри звезды были бы крупномасштабные движения вещества. К этому следует добавить результат моделирования звезд Ас/Ве Хербига [38], показавший, что у самых молодых звезд диполи уже ориентированы вдоль плоскости экватора вращения и никакие крупномасштабные движения не успели бы изменить их ориентацию. В работе [1] было показано, что магнитное поле СР-звезд затухает только за счет омических (джоулевых) потерь по крайней мере до возраста 10¹⁰-10¹¹ лет. Это говорит о том, что затухание поля происходит при условии отсутствия дополнительных разрушающих сил, таких как меридиональная циркуляция, дифференциальное вращение, турбулентность и вообще любых крупномасштабных движений внутри звездной плазмы.

Четыре характерных типа магнитных структур наблюдаются у звезд всех возрастов. Они не могли бы сохраняться в течение жизни магнитных звезд, равной самое большое $t = 10^9$ лет, если бы существовали крупномасштабные течения вещества. Благодаря отсутствию крупномасштабных движений вещества в магнитных звездах мы наблюдаем долговечные крупные структуры на примере звезд с несимметричными конфигурациями магнитного поля Δa (рис.7), которые покидают Главную последовательность, сохранив свою форму. Этот рисунок показывает также, что самые молодые звезды имеют уже несимметричную структуру, которая досталась с начальных фаз гравитационного колланса. Таким образом, графики зависимости распределения звезд с разной структурой по возрастам показали, что они распределены равномерно. Это значит, что структуры практически не меняются с возрастом. Все это показывает, что магнитные звезды вращаются твердотельно, как это уже давно предполагалось [35]. Крупномасштабные магнитные структуры чрезвычайно долговечны [1]. Они легко переживают весь срок от момента формирования до времени покидания Главной последовательности.

9. Замечания о природе немагнитных СР-звезд. На рис.За, b, c хорошо видно, что магнитные и нормальные звезды разделяются при $\log P(c) \approx 0^d$ вследствие возникновения дифферсициального врашения у протозвезд, вращающихся быстрее критической величины Ис. Эта проблема обсуждалась также в работе [1]. В отличие от утверждения в этой работе мы считаем, что вероятнее всего разделение происходит на стадии протозвездного коллапса, а не на стадиях после фазы Хаяши. Для нематнитных СР-звезл зависимость M(log P) мы построить не можем вследствие неизвестных величин периодов вращения. Но сравнивая число N/N(norm) магнитных и немагнитных СР-звезд при разных vsini относительно нормальных звезд, мы видим, что они одинаковы (рис.8 [38]). Это позволяет допустить, что 1) магнитное поле не участвует в разделении звезд, и 2) для обоих типов звезд граница log P(c) ≈ 0^d одинакова. На рис.8 эта граница очень "размытая" вследствие влияния угла наклона i, она находится около v sin i = 80 - 85 км/с. Магнитное поле замедляет вращение протозвеза, вследствие чего большое количество их пересекает границу $\log P(c) \approx 0^d$. Другое дело немагнитные Am. NgMn и





другие объекты. Их скорости вращения должны быть меньше критической от рождения.

10. Заключение.

1) Рассмотренные выше свойства магнитных звезд не противоречат гипотезе избирательного магнитного торможения протозвездных облаков. Торможение происходит эффективнее в тех облаках, у которых магнитные силовые линии параллельны плоскости вращения.

 Степень торможения протозвезд возможно зависит от массы облака, чем меньше масса, тем сильнее торможение. Маломассивные звезды имеют максимальные периоды вращения.

3) Степень торможения протозвезд зависит от величины магнитного поля, чем сильнее поле, тем сильнее торможение.

4) Из приведенных выше данных ясно, что граница, разделяющая магнитные и нормальные звезды, не зависит от массы - она соответствует $\log P \approx 0$. Этот факт не противоречит гипотезе возникновения дифференциального вращения в родительском протозвездном облаке при некоторой определенной скорости вращения V, при которой происходит запутывание силовых лини в "невидимую" тороидальную форму. Другое дело немагнитные Am, NgMn и другие объекты. Скорости вращения родительских протозвезд должны быть заранее меньше критических.

5) Впервые замечено, что распределение звезд $N(\alpha)$ у звезд больших и малых масс различается. Сделано предположение, что вследствие трудности торможения больших масс, и их относительно более слабых полей, тормозится только небольшая часть протозвезд с наиболее благоприятной ориентацией магнитных силовых линий в пределах $\alpha = 0^{\circ} \div 20^{\circ}$.

6) Давно исследуемое распределение звезд в координатах Bs - log P имеет уверенное объяснение. Оно возникает вследствие зависимости степени торможения от массы звезды и от величины магнитного поля (рис.3 и 4). Проблема требует теоретического анализа.

7) Структуры магнитных полей у магнитных звезд постоянны в течение всей жизни на Главной последовательности. Внугри звезд нет никаких крупномасштабных движений, которые могли бы исказить структуры магнитных полей в течение их жизни на Главной последовательности.

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

MAGNETIC STARS AFTER THE HAYASHI PHASE. II

Yu.V.GLAGOLEVSKIJ

The properties of magnetic stars obtained from observations are analysed. The extent of "magnetic" bracing of the parent protostars depending on the value of magnetic field and mass is investigated. The conditions of division of magnetic and normal stars depending, apparently, only on the velocity of rotation of protostars are considered. The reason of the difference of average values of magnetic field of massive and low-massive magnetic stars is analysed. Structures of magnetic fields of magnetic stars and their stability with time are considered.

Key words: Magnetic CP stars: evolution: properties of magnetic fields

ЛИТЕРАТУРА

- 1. Ю.В.Глаголевский, Астрофизика, 59, 191, 2016, (Astrophysics, 59, 164, 2016).
- 2. G.W. Preston, Astrophys. J., 150, 547, 1967.
- 3. J.D.Landstreet, Astrophys. J., 159, 1001, 1970.
- 4. F.Krause, Astron. Nachr., 293, 187, 1971.
- 5. L. Oetken, Astron. Nachr., 300. 1, 1977.
- 6. L Oetken, Astron. Nachr., 306, 187, 1979.
- 7. N.G.Cowling, Mon. Not. Roy. Astron. Soc., 105, 166, 1945.
- L.Spitzer, Diffuse Matter in Space., New York, Intersc. Publ. J.Wiley and Sons., 1968.
- L.Mestel, Magnetic and Related stars., Baltimore, Monobook Co., 1967, p.101.
- 10. D. Moss, Mon Not. Roy. Astron Soc., 209, 607, 1984.
- 11. Yu. V. Glagolevskij, Astrophys. Bull., 66, 144, 2011.
- E. Gerth, Yu. V. Glagolevskij, G. Scholz, Stellar magnetic fields, Moskow, 1997, p.67.
- 13. E. Gerth, Yu. V. Glagolevskij, Bull. SAO, 56, 25, 2003.
- 14 T.Ch. Mouschovias, E.V. Paleologou, Astrophys. J., 230, 204, 1979.
- 15. Ю.В.Глаголевский, Астрофизика, 56, 189, 2013, (Astrophysics, 56, 173, 2013).
- 16. Yu. V. Glagolevskij, Astrophys. Bull. 68, 78, 2013.
- 17. Yu. V. Glagolevskij, Astrophys. Bull., 69, 305, 2014.
- 18. Yu. V. Glagolevskij, F. F. Nazarenko, Astrophys. Bull., 70, 1, 2015.
- 19. Yu. V. Glagolevskij, Astrophys. Bull., 71, 2016 (in press)
- 20. Yu. V. Glagolevsky, Bull. SAO, 53, 33, 2002.
- 21. Yu. V. Glagolevskij, Astrophys. Bull. (in preparation)

магнитные звезды после фазы хаяши. П

- 22. S. Ekstrem et al., Astron. Astrophys., 537, A146, 2012.
- 23. Ю.В Глаголевский, Астрофизика, 58, 377, 2015, (Astrophysics, 58, 350, 2015).
- 24. Yu.V. Glagolevskij, G.A. Chountonov, Bull. SAO, 45, 105, 1998.
- 25. Ю.В.Глаголевский, Астрофизика, 57, 337, 2014, (Astrophysics, 57, 315, 2014).
- 26. P. North, Astron. Astrophys., 141, 328, 1984
- 27. E.F.Borra et al., Astron. Astrophys., 149, 266, 1985.
- 28 E.F.Borra, J.D.Landstreet, Astrophys. J. Suppl. Ser., 42, 421, 1980.
- 29. S. Hubrig et al., Astrophys. J., 539, 352, 2000.
- 30. P.D.Didelon, Astron. Astrophys. Suppl. Ser., 55, 69, 1984.
- 31. Yu.V. Glagolevskij, Izv. SAO, 23, 37, 1986.
- 32. Ю.В.Глаголевский, Астрофизика, 58, 37, 2015, (Astrophysics, 58, 29, 2015).
- 33. H.A.Abt, N.I. Morrell, Astrophys. J. Suppl. Ser., 99, 135, 1995.
- 34. S. Vauclair, Astron. Astrophys., 45, 233, 1975.
- 35. D.W.N.Stibbs, Mon. Not. Roy. Astron. Soc., 110, 395, 1950.
- 36. G.Preston, Publ. Astron. Soc. Pacif., 83, 571, 1971.
- 37. L. Mesel, D. Moss, Mon. Not. Roy Astron. Soc., 178, 27, 1977.
- 38. Yu. V Glagolevskij, E. Gerth., Bull. SAO, 55, 38, 2003.



the second se

the second of the second benefits to the second pro-

In the second second

The second second

and the first second states, the state is a second second

A COMPANY OF THE R. P. C. MARKED