

УДК 524.316+523.98

О. С. Гопасюк, С. И. Гопасюк

Научно-исследовательский институт «Крымская астрофизическая обсерватория»
98409 п. Научный, Крым**Вращение Солнца и звезд и циклы их активности**

На основании результатов анализа дрейфа магнитных структур с циклом солнечной активности получено выражение для определения периода магнитной активности звезд нижней части главной последовательности. Выражение связало период активности звезды с периодом ее вращения T_{rot} , показателем цвета $B - V$ и показателем среднего уровня хромосферной эмиссии $\langle R'_{\text{HK}} \rangle$. Вычислены периоды активности 30 звезд (14 молодых и 16 старых), входящих в Вильсоновский обзор. Отмечено хорошее соответствие между вычисленным и наблюдаемым периодами магнитной активности.

ОБЕРТАННЯ СОЛНЦЯ ТА ЗІРОК І ЦИКЛИ ЇХНЬОЇ АКТИВНОСТІ,
Гопасюк О. С., Гопасюк С. І. — На основі результатів аналізу дрейфу магнітних структур з циклом сонячної активності отримано співвідношення для визначення періоду магнітної активності зірок нижньої частини головної послідовності. Співвідношення зв'язало період активності зірки з періодом її обертання T_{rot} , показником кольору $B - V$ і показником середнього рівня хромосферної емісії $\langle R'_{\text{HK}} \rangle$. Обчислено періоди активності 30 зірок (14 молодих і 16 старих), що входять у Вільсонівський огляд. Відмічається хороша відповідність між розрахованими і спостережуваними періодами магнітної активності.

THE ROTATIONS OF THE SUN AND STARS AND THEIR ACTIVITY CYCLES, by Gopasyuk O. S., Gopasyuk S. I. — The expression for the determination of the magnetic activity period for lower main-sequence stars is derived from the analysis of drift of magnetic structures with the solar cycle activity. The expression linked the activity period of a star with its rotation period T_{rot} , $B - V$ color index and average level of chromospheric emission $\langle R'_{\text{HK}} \rangle$. The activity periods for 30 stars (14 young and 16 old stars) from the Wilson sample are calculated. The calculated and observed activity periods are in good agreement.

Взаимодействие внутреннего дифференциального вращения, конвекции и турбулентности является, вероятно, ответственным за генерацию и поддер-

жание звездных (солнечных) магнитных полей. Поле, появившееся в глубоких слоях, проявляется в небольшом понижении плотности среды. Область с пониженной плотностью поднимается к поверхности, унося с собой и магнитное поле. Вышедшее на поверхность Солнца (звезды) магнитное поле формирует общее магнитное поле, активные области, пятна в них и другие активные образования. На Солнце зоны пятнообразования в течение 11-летнего цикла мигрируют в целом к экватору (закон Шперера). Средняя величина смещения составляет 2—3 м/с [2]. В это же время в течение цикла волокна, протуберанцы и структуры общего магнитного поля движутся к полюсам. Волокна и протуберанцы связаны с общим магнитным полем. Средняя скорость дрейфа волокон к полюсам составляет около 5 м/с [2]. Движение волокон к полюсам отражает дрейф к полярным зонам фоновых магнитных полей [3, 5].

Во вращающейся звезде, как показано в работе [1], появляется сила, которая создает в меридиональном направлении движение тел с плотностью ρ_m , отличной от плотности окружающей плазмы ρ_p . В простейшем случае при равномерном вращении звезды величина силы, действующей в меридиональном направлении на структуры с плотностью, отличной от плотности окружающей плазмы равна [1]

$$f_L = -(\rho_m - \rho_p)\omega^2 R \cos\varphi \sin\varphi,$$

где $\omega = \text{const}$ — угловая скорость вращения звезды, R — ее радиус, φ — широта, на которой находится магнитная неоднородность. В случае, если плотность тела меньше плотности окружающей плазмы, то сила направлена от экватора к полярным зонам. Тела с плотностью большей плотности окружающей плазмы под действием силы f_L дрейфуют от полярных зон к экватору. На экваторе и на полюсах сила становится равной нулю. Проведенное в [1] сопоставление данных наблюдений Солнца с результатами, обусловленными вращением, дало возможность заключить, что структуры общего магнитного поля отвечают более легким, по сравнению с окружающей плазмой, образованиям и движутся к полярным зонам. Зоны с пятнами следует отнести к более тяжелым структурам, которые дрейфуют к экватору.

На звездах, угловая скорость которых больше солнечной (при всех других равных условиях), скорость дрейфа магнитных структур к экватору и полярным зонам должна быть выше. По аналогии с Солнцем следует ожидать, что магнитные структуры на таких звездах должны достигать экваториальных и полярных зон за более короткое время. Следовательно, за более короткое время должна происходить и смена полярности общего магнитного поля. Это означает, что должна быть короче длительность цикла магнитной активности звезды. На звездах с меньшей скоростью осевого вращения, чем у Солнца, длительность магнитного цикла должна быть больше.

В настоящей работе результаты исследований [1] применены к звездам нижней части главной последовательности, для которых в течение продолжительного времени проводился мониторинг хромосферной активности.

НАБЛЮДЕНИЯ ЗВЕЗД НИЖНЕЙ ЧАСТИ ГЛАВНОЙ ПОСЛЕДОВАТЕЛЬНОСТИ

Наблюдения Солнца показали, что эмиссия в линиях H и K Ca II связана с локальными магнитными полями на поверхности [4, 7]. Были выявлены

изменения интегрированной по диску эмиссии Ca II, связанные с вращением Солнца и с циклом его активности [10, 11, 16, 17].

На звездах, расположенных в нижней части главной последовательности, систематические исследования эмиссии линий H и K Ca II позволили установить некоторые особенности их хромосферной активности [21]. Появление H- и K-эмиссии приблизительно совпадает с установлением ошутимой подповерхностной конвекции [12]. Интенсивность эмиссии ослабевает с возрастом звезд главной последовательности [18]. Исследования изменений хромосферной активности звезд, подобной солнечной, требуют наблюдений в течение 10 лет и более. Программа таких исследований была начата Вилсоном [19, 20], который на протяжении 12 лет проводил мониторинг изменений H- и K-эмиссии 91 звезды, расположенных в нижней части главной последовательности. В последующем программа была распространена на 112 звезд спектральных классов от F до K, включая одну звезду класса M. Время регулярных наблюдений многих звезд охватывает четыре десятка лет. Такие длинновременные регистрации содержат информацию о среднем уровне хромосферной эмиссии $\langle R_{HK} \rangle$, периоде осевого вращения звезды T_{rot} [8, 9], который не зависит от наклона оси вращения к лучу зрения, и о периоде ее магнитной активности T_{cyc} .

Из звезд, входящих в Вилсоновский обзор [8], были отобраны звезды, период активности T_{cyc} которых определен с низкой «ложной сигнальной вероятностью» ($FAP \leq 10^{-2}$) [8]. В соответствии с исследованиями [15] из рассмотрения исключены звезды HD 82885, HD 157856, HD 161239,

Данные наблюдений звезд

HD	S_p	$B - V$	$\lg\langle R_{HK} \rangle$	T_{rot} , сут	T_{cyc} , годы	T_{cyc}^* , годы	old/young
Солнце	G2 V	0.66	-4.901	26.09	10.0	10.0	o
1835	G2.5 V	0.66	-4.433	7.78	9.1	1.0	y
3651	K0 V	0.85	-4.991	44	14.6	17.4	o
4628	K2 V	0.88	-4.852	38.5	8.6	10.7	o
10476	K1 V	0.84	-4.912	35.2	9.6	11.7	o
16160	K3 V	0.98	-4.958	48	13.2	15.5	o
18256	F5 IV-V	0.45	-4.722	3	6.8	0.9	y
20630	G5 V	0.68	-4.420	9.24	5.6	1.2	y
26913	G3 V	0.70	-4.391	7.15	7.8	0.8	y
26965	K1 V	0.82	-4.872	43	10.1	13.3	o
32147	K5 V	1.06	-4.948	48	11.1	14.0	o
78366	G0 V	0.60	-4.608	9.67	12.2	2.0	y
81809	K0 V	0.80	-4.921	40.2	8.2	14.2	o
100180	F7 V	0.57	-4.922	14	3.6	6.2	o
103095	G8 V	0.75	-4.896	31	7.30	10.8	o
114710	F9.5 V	0.58	-4.745	12.35	16.6	3.6	y
115404	K1 V	0.94	-4.480	18.47	12.4	2.1	y
149661	K2 V	0.84	-4.583	21.07	16.2	3.3	y
152391	G7 V	0.76	-4.448	11.43	10.9	1.4	y
154417	F8 V	0.57	-4.533	7.78	7.4	1.4	y
156026	K5 V	1.16	-4.662	21	21	2.9	y
160346	K3-V	0.96	-4.795	36.4	7.00	8.2	o
165341A	K1 V	0.86	-4.548	19.91	15.5	2.8	y
166620	K2 V	0.87	-4.955	42.4	15.8	15.1	o
187691	F8 IV-V	0.55	-5.026	10	5.4	5.7	o
190007	K4 V	1.17	-4.692	28.95	13.7	4.2	y
190406	G1 V	0.61	-4.797	13.94	16.9	4.4	y
201091	K5 V	1.17	-4.764	35.37	7.3	6.1	o
201092	K7 V	1.37	-4.891	37.84	10.5	7.2	o
219834B	K2 V	0.91	-4.944	43	10.0	14.4	o

HD 194012, HD 219834A. Звезда HD 76151 имеет короткий период активности $T_{\text{сис}} \approx 2.5$ года, она также была исключена из рассмотрения. Для звезд, имеющих два периода активности, рассматривались только основные периоды, так как вторичные периоды определены менее надежно (FAR вторичных периодов выше FAR основных периодов). Для HD 190406 взят вторичный период, который определен с более низкой «ложной сигнальной вероятностью». Таким образом, наша выборка составила 30 звезд спектральных классов от F5 до K7. В таблице представлены номера звезд, их спектральный класс S_p , показатель цвета $B - V$, средний уровень эмиссии в Ca II за 25 лет ($\langle R'_{\text{НК}} \rangle$), период вращения звезды T_{rot} и период активности $T_{\text{сис}}$. Все значения характеристик взяты из работы [15]. Согласно результатам работы [13] звезды оказались разделенными на две возрастные группы: 16 звезд относятся к старым и 14 звезд — к молодым (таблица).

ВЫЧИСЛЕНИЯ

По своему строению звезды нижней части главной последовательности подобны Солнцу. Тогда, по аналогии с Солнцем, вследствие вращения звезды магнитные структуры должны мигрировать к экваториальной и полярным зонам. При однородном вращении звезды квадрат скорости дрейфа магнитных структур [1]

$$u^2 = \frac{\rho_p - \rho_m}{2\rho_p} \pi a \omega^2 R \sin 2\varphi, \quad (1)$$

где a — радиус сечения магнитной петли, образующей магнитную неоднородность.

Приведем выражение (1) к виду, который позволит использовать данные наблюдений (таблица).

Будем различать магнитные структуры с пятнами и без пятен. Принимаем, что в магнитных структурах без пятен температура плазмы внутри магнитной петли и вне ее одинакова. Для такой магнитной петли из условия равновесия с окружающей плазмой в фотосфере и в подфотосферных слоях

$$P_m + \frac{H_m^2}{8\pi} = P_p,$$

где P_m и P_p — соответственно давление плазмы внутри и вне магнитного поля, $H_m^2/(8\pi)$ — давление магнитного поля внутри магнитной петли, H_m — напряженность поля в магнитной петле. Так как $P = kT\rho/m$ (k — постоянная Больцмана, T — температура, m — масса атома водорода), имеем

$$\frac{\rho_p - \rho_m}{\rho_p} = \frac{H_m^2}{8\pi P_p}. \quad (2)$$

Такие магнитные структуры на Солнце, как более легкие образования дрейфуют к полярным зонам. Для магнитных структур с пятнами условие (2) не выполняются.

На Солнце над пятнами эмиссия в H и K Ca II существенно ослаблена. Напротив, в местах активной области без пятен величина эмиссии хорошо коррелирует с величиной напряженности фотосферного магнитного поля.

Для таких областей принимаем, что в фотосфере и в подфотосферных слоях условие (2) тоже выполняется.

Как следует из [1], период активности звезды связан со скоростью u дрейфа магнитных структур к полюсам:

$$T_{\text{сис}} = \frac{\pi R \sin 2\varphi}{2u}. \quad (3)$$

Предположим, что полный магнитный поток, наблюдаемый от поверхности звезды, $n\Phi_i = 4\pi R^2 H_m$ складывается из n магнитных потоков Φ_i отдельных магнитных структур. Учитывая это замечание, на основании выражений (1)—(3) получаем

$$T_{\text{сис}}^2 = 16\pi^2 T_{\text{rot}}^2 \frac{P_p}{\langle n\Phi_i \rangle^2 a} R^5 \sin 2\varphi. \quad (4)$$

Если полный магнитный поток от звезды пропорционален величине среднего уровня хромосферной активности $\langle R'_{\text{НК}} \rangle$, а радиус сечения магнитной петли a пропорционален толщине конвективной зоны ΔR , то из условия гидростатического равновесия

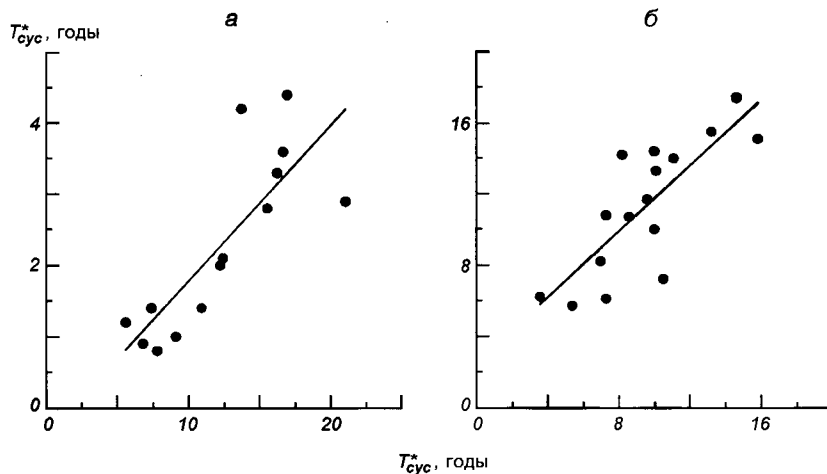
$$\frac{\Delta P}{\Delta R} = - \frac{MG}{R^2} \rho,$$

где P, ρ — давление и плотность газа, R, M — радиус и масса звезды, G — гравитационная постоянная, имеем

$$\frac{R^5 P}{a} = - M^2 G. \quad (5)$$

Учитывая перечисленные замечания, соотношение (5) и приведя выражение (4) к выражению для периода $T_{\text{сис}}$ активности Солнца, запишем выражение (4) для определения периода магнитной активности в виде

$$T_{\text{сис}} = T_{\text{сис}\odot} \frac{T_{\text{rot}}}{T_{\text{rot}\odot}} \frac{M}{M_{\odot}} \frac{\langle R'_{\text{НК}} \rangle}{\langle R_{\text{НК}} \rangle}. \quad (6)$$



Зависимость вычисленного по выражению (6) периода активности звезд от периода активности, полученного из наблюдений: *а* — для молодых звезд, *б* — для старых звезд

Масса звезды M связана с показателем цвета $B - V$ соотношением $\lg(M/M_{\odot}) = 0.28 - 0.42(B - V)$ [13].

По выражению (6) и данным таблицы были вычислены периоды активности $T_{\text{сус}}^*$ (см. таблицу). Построены зависимости вычисленного периода активности $T_{\text{сус}}^*$ от наблюдаемого периода $T_{\text{сус}}$ отдельно для молодых (рисунок а) и старых (рисунок б) звезд. Зависимости показывают хорошее качественное согласие вычисленного и наблюдаемого периода. Коэффициенты корреляции между вычисленными и наблюдаемыми периодами активности составили 0.66 и 0.63 для молодых и старых звезд соответственно. Все полученные выводы справедливы при условии, что дрейф магнитных структур обусловлен вращением звезды, и все физические процессы, происходящие на звездах, подобны солнечным.

ЗАКЛЮЧЕНИЕ

Магнитная активность звезд является следствием взаимодействия внутреннего вращения звезды, конвекции и турбулентности.

Как следует из наблюдений Солнца и исследований [1], скорость дрейфа магнитных структур к полярным и экваториальным зонам обусловлена угловой скоростью вращения звезды и влияет на продолжительность цикла магнитной активности звезды.

Звезды нижней части главной последовательности подобны по своему строению Солнцу. Это позволило на основании результатов анализа дрейфа магнитных структур на Солнце [1] получить выражение (6) для периода активности звезды. Выражение (6) связало период активности звезды с периодом ее вращения, показателем цвета и показателем хромосферной активности звезды.

Из Вильсоновского обзора звезд [8] были отобраны 30 звезд, для которых из наблюдений известны периоды вращения, показатель цвета, показатель хромосферной эмиссии линий H и K Ca II, и период активности определен с наименьшей «ложной сигнальной вероятностью». По возрасту звезды разделились на две примерно равные группы: 14 молодых и 16 старых звезд. С использованием данных наблюдений (таблица) и выражения (6) были вычислены периоды активности отобранных звезд. Как для молодых, так и для старых звезд получено хорошее соответствие между вычисленными и наблюдаемыми периодами активности (коэффициенты корреляции составили 0.66 и 0.63 соответственно). Вычисленные периоды активности для старых звезд в среднем в 1.2 раза больше наблюдаемых. Для молодых звезд наблюдаемые периоды больше вычисленных в 6—7 раз. Такие различия вычисленных и наблюдаемых периодов связаны, по-видимому, со следующими причинами. Во-первых, хромосферная эмиссия не тождественна магнитным полям, генерируемым в конвективной зоне. Она является результатом нагрева хромосферы, связанного с магнитными полями на поверхности звезды. Во-вторых, средний уровень хромосферной эмиссии линий H и K Ca II (R'_{HK}) для звезд нижней части главной последовательности в большей степени управляется параметром T_{rot}/τ_c — числом Россби (τ_c — время оборота конвективного элемента). Величина (R'_{HK}) увеличивается с уменьшением числа Россби [13]. Для больших чисел

Россби (старые звезды) $\langle R'_{HK} \rangle$ увеличивается с большей скоростью, чем для меньших чисел Россби (молодые звезды). Такая зависимость $\langle R'_{HK} \rangle$ от числа Россби связана с тем, что на хромосферно-активных быстровращающихся G и K карликах (молодых звездах) пятна занимают большие области, чем на менее активных медленно вращающихся (старых) звездах, подобных Солнцу [6, 14]. Тогда, если хромосферная эмиссия от пятен не увеличивается пропорционально с увеличением магнитного потока пятен (на Солнце хромосферная эмиссия уменьшается над пятнами) и если на быстровращающихся карликах (молодых звездах) доля магнитного потока, приходящаяся на пятна, больше, то отношение *H*- и *K*-эмиссии от звезды может достигать насыщения с увеличением динамо-активности даже в том случае, если общий магнитный поток не увеличивается [13].

Таким образом, период магнитной активности звезд зависит от многих параметров (выражение (6)). Добавление конвекции и силы Кориолиса может повлиять на скорость осевого вращения звезды с глубиной, что существенно изменит скорость дрейфа магнитных структур и, соответственно, продолжительность магнитного цикла. Безусловно, важно знать в деталях связь между отношениями эмиссии Ca II и подфотосферными магнитными потоками для звезд различных спектральных классов и с различными скоростями вращения, информацию о площади покрытия пятнами (яркостью поверхности) и площади покрытия хромосферными активными областями.

Авторы благодарны И. Ю. Алексеву (КраО) за полезное обсуждение результатов.

1. Гонасюк С. И., Гонасюк О. С. Вращение Солнца и меридиональный дрейф магнитных структур // Кинематика и физика небес. тел.—2004.—20, № 3.—С. 234—241.
2. Койпер Дж. П. Солнце. — М.: Изд-во иностр. лит., 1957.—610 с.
3. Макаров В. И. Широтная зональная структура коронального магнитного поля Солнца // Солн. данные.—1984.—№ 9.—С. 52—61.
4. Степанов В. Е., Петрова Н. Н. Яркость флоккулов, магнитные поля и механизмы нагрева // Изв. Крым. астрофиз. обсерватории.—1959.—21.—С. 152—179.
5. Степанян Н. Н. Изменение дифференциального вращения фоновых магнитных полей на Солнце // Изв. Крым. астрофиз. обсерватории.—1983.—67.—С. 59—65.
6. Чугайнов П. Ф. Новая переменная звезда типа BY Dra: HD 1835 // Изв. Крым. астрофиз. обсерватории.—1980.—61.—С. 124—126.
7. Babcock H. W., Babcock H. D. The Sun's magnetic field, 1952—1954 // *Astrophys. J.*—1955.—121.—P. 349—366.
8. Baliunas S. L., Donahue R. A., Soon W. H., et al. Chromospheric variations in main-sequence stars. II // *Astrophys. J.*—1995.—438.—P. 269—287.
9. Baliunas S. L., Sokoloff D., Soon W. Magnetic field and rotation in lower main-sequence stars: an empirical time-dependent magnetic bode's relation? // *Astrophys. J.*—1996.—457.—P. L99—L102.
10. Bumba V., Ruzickova—Topolova B. Variability of the integrated solar K line emission // *Solar Phys.*—1967.—1.—P. 216—219.
11. Halle G. E., Fox P. The rotation period of the Sun as determined from the motion of the calcium flocculi // *Carnegie Inst of Washington.*—1908.—Publ. 93.
12. Hoyle F., Wilson O. C. Some theoretical aspects of H and K emission in late-type stars // *Astrophys. J.*—1958.—128.—P. 604—615.
13. Noyes R. W., Hartmann L. W., Baliunas S. L., et al. Rotation, convection, and magnetic activity in lower main-sequence stars // *Astrophys. J.*—1984.—279.—P. 763—777.
14. Radick R. R., Hartmann L., Mihalas D., et al. The photometric variability of solar-type stars. I. Preliminary results for the Pleiades, Hyades, and the Malmquist field // *Publs Astron. Soc. Pacif.*—1982.—94.—P. 934—944.
15. Saar S., Brandenburg A. Time evolution of the magnetic activity cycle period. II. Results for an expanded stellar sample // *Astrophys. J.*—1999.—524.—P. 295—310.

16. *Sheeley N. R.* The average profile of the solar K-line during the sunspot cycle // *Astrophys. J.*—1967.—147.—P. 1106—1112.
17. *White O. R., Livingston W. C.* Solar luminosity variation. II. Behavior of calcium H and K at solar minimum and the onset of cycle 21 // *Astrophys. J.*—1978.—226, Pt. 1.—P. 679—686.
18. *Wilson O. C.* A probable correlation between chromospheric activity and age in main-sequence stars // *Astrophys. J.*—1963.—138.—P. 832—848.
19. *Wilson O. C.* Flux measurements at the centers of stellar H- and K-lines // *Astrophys. J.*—1968.—153.—P. 221—234.
20. *Wilson O. C.* Chromospheric variations in main-sequence stars // *Astrophys. J.*—1978.—226.—P. 379—396.
21. *Wilson O. C., Vainu Bappu M. K.* H and K emission in late-type stars: dependence of line width on luminosity and related topics // *Astrophys. J.*—1957.—125.—P. 661—683.

Поступила в редакцию 15.07.08