# АСТРОФИЗИКА

## **TOM 49**

МАЙ, 2006

ВЫПУСК 2

УДК: 524.316

Обзоры

# ПЯТЕННАЯ АКТИВНОСТЬ ПОЗДНИХ ЗВЕЗД, МЕТОДЫ И РЕЗУЛЬТАТЫ

#### И.Ю.АЛЕКСЕЕВ Поступила 31 октября 2005 Принята к печати 17 февраля 2006

Рассмотрены три типа методов исследования поверхностных неоднородностей холодных звезд и результаты их применения к переменным типа BY Dra, RS CVn, FK Com и T Tau. Отмечены актуальность традиционных фотометрических методов и преимущества зональной модели запятненности. Приведены зависимости наибольших полных площадей, средних широт и температур пятен от глобальных параметров звезд. Рассмотрены проявления аналогов солнечного цикла в вариациях площадей и широт пятен, эффекты дифференциального вращения и активных долгот.

1. Введение. Активность солнечного типа на звездах разных масс и возрастов - одна из актуальных проблем современной астрофизики. которую часто выделяют в самостоятельное направление звездносолнечной физики. Ее основное утверждение состоит в том, что в основе всего разнообразия наблюдаемых нестационарных явлений на Солнце и других холодных звездах (пятна, активные верхние слои атмосферы - хромосферы и короны, мощные спорадические вспышки) лежит звездный магнетизм, вызванный сочетанием конвективного переноса энергии в подфотосферных областях звезды с нетвердотельным вращением звезд. Такая активность присуща огромному большинству звезд всех возрастов (рис.1). Прежде всего, это родственные Солнцу желтые и красные карлики - вспыхивающие звезды типа UV Cet и их подкласс - запятненные звезды типа ВУ Dra. Сильную магнитную активность демонстрируют переменные типа RS CVn (разделенные или полуразделенные системы, состоящие из компонент со спектральными классами F-G V-IV и G-K IV), быстровращающиеся G-К гиганты типа FK Com. некоторые T Tau и post-T Tau звезды, и тесные двойные системы типа W UMa.

Массы активных звезд составляют от 1.5 до  $0.05 M_{\odot}$ , возрасты - от миллиона до многих миллиардов лет, диапазон периодов осевого вращения - от десятка часов до многих десятков суток. В этом диапазоне параметров имеют место существенные изменения внутреннего строения

#### И.Ю.АЛЕКСЕЕВ

звезд, и в результате явления, физически родственные солнечной активности, обнаруживают существенное разнообразие. С другой стороны, исследования активных звезд позволяют установить основные характеристики солнечной активности в прошлом и будущем. В



Рис.1. Диаграмма Герципрунга-Рессела для запятненных звезд. Кружками обозначены переменные типа ВУ Dra, ромбами - системы типа RS CVn, квадратами - запятненные T Tau и роst T Tau звезды, треугольниками - звезды типа FK Com. Знак " $\Theta$ " - Солнце.

настоящем обзоре речь будет идти о поверхностных неоднородностях активных звезд-пятнах.

Темные пятна на Солнце - первое проявление активности, обнаруженное невооруженным глазом еще жрецами древнего Вавилона, и упоминаемое в средневековых хрониках Китая, западноевропейских анналах и древнерусских летописях. Наличие темных холодных пятен, покрывающих значительную часть фотосферы, показывают и многие холодные звезды с развитой конвективной оболочкой.

Еще в XVIII в. наблюдатели пытались объяснить с помощью пятен вариации блеска самых разных типов переменных, начиная с мирид и кончая новыми. Однако первые наблюдения эффекта запятненности у звезд типа RS CVn, W UMa и BY Dra были получены только в начале XX в. Это были затменные двойные системы, кривые блеска которых деформировались за счет создаваемого пятнами дефицита потока излучения. Однако первоначально такие деформации объяснялись с помощью потемнения к краю диска звезды, эффектов эллиптичности, влиянием околозвездной среды, и только в 50-х годах прошлого столетия - пятнами [1-3]. Широкое распространение исследования поверхностных неоднородностей звезд получили после открытия Чугайновым [4] запятненной звезды BY Dra.

В современную эпоху продолжаются интенсивные исследования звездных пятен, прежде всего как температурных неоднородностей поверхности звезды. Используемые для этого методы естественно разделить на три категории - спектральные, фотометрические и поляризационные.

2. Спектральные методы.

2.1. Молекулярные полосы. К прямым спектральным методам измерения температур пятен можно отнести исследование молекулярных полос TiO, CO, OH, VO, которые образуются при низких температурах в звездных атмосферах. В 1980г. Рамсей и Нэйшнз [5] обнаружили в спектре системы V711 Tau (G5IV + K1IV) полосу TiO 8860 Å (образуется при температуре ниже 3500 K) и связали ее с наличием холодных пятен в фотосфере одной из звезд системы. Позднее Фогт [6] нашел полосы TiO и VO у другой известной системы, II Peg, и показал их антикорреляцию с фотометрией звезды. На рис.2 приведены примеры молекулярной полосы окиси титана для холодных звезд различных спектральных классов.



Рис.2. Молекулярные полосы поглощения окиси титана и гидрида калышия для звезд разных спектральных классов [10].

Очевидно, что для независимого определения площади и температуры пятен нам необходимо рассмотреть, по крайней мере, две полосы с различной температурной чувствительностью: отношения интенсивностей линий дают температуру пятен, а их величины - фактор заполнения. Наиболее употребительной является пара полос окиси титана 7055 и 8860 А. По ним, начиная с 90-х годов, были получены оценки параметров пятен для пяти проэволюционировавших звезд (EI Eri, II Peg, V1762 Cyg, AAnd, V1794 Cyg), и четырех запятненных карликов (LO Hya, AG Dor, V833 Tau, EQ Hya) [7-11]. Также используются линии колебательно-вращательных переходов молекулы ОН 15630 Å [12]. Согласно полученным результатам, пятна на исследуемых звездах имеют температуры 3500-4000 К и занимают 20-50% поверхности звезды. В этих работах спектр пятна задавался как спектр звезды более позднего спектрального класса. Применение синтетических спектров началось с работы Бердюгиной [13], которая рассчитала по допплеровским картам синтетический спектр полос TiO для звезды IM Peg и отметила его хорошее сходство с наблюдаемым.

Помимо молекулярных полос, температуры и площади пятен можно определять и по фотосферным линиям. Предложенная в [14,15] методика использует измерения глубин 16 фотосферных линий: FeI (6200, 6215, 6256, 6253, 6265, 6270 ÅÅ), FeII 6247 Å, VI (6199, 6216, 6243, 6252, 6266, 6269, 6275 ÅÅ), Til 6215 Å и ScI 6211 Å. Полученные температуры звезд близки к "титановым", но пятна получаются в среднем теплее на 200 К.

2.2. Допплеровское картирование. Самым прогрессивным на сегодняшний день методом исследования звездных пятен является допплеровское картирование. Идея метода основана на различии профилей спектральной линии, даваемого элементом поверхности с аномальной температурой или химическим составом, и элемента нормальной фотосферы. Результирующий профиль звезды будет содержать особенность (обычно квазиэмиссионную), сдвинутую



Рис.3. Допплеровские профили линии запятненной звезды для различных фаз вращения. а) низкоппиротное пятно, b) высокоппиротное пятно. эффектом Допплера в зависимости от фазы вращения на некоторую величину (рис.3).

Первые идеи допплеровского картирования были высказаны в 1958г. Дейчем [16] для химически-пекулярных Ар-звезд. Позднейшее развитие метода, включающее уже анализ профиля линии, начинается с работ Хохловой [17] для исследования химических пятен, а его применение для картирования температурных неоднородностей - с работы Фогта и Пенрода [18], которые впервые использовали численный расчет теоретического профиля запятненной звезды и его подгонку к наблюдаемому. Такая подгонка является классической некорректной обратной задачей, и решается тремя основными методами - регуляризацией Тихонова, методом максимальной энтропии и методом Оккама. Широтное распределение пятен получается из оцененной по серии спектров амплитуды изменения лучевых скоростей особенности (чем выше широта, тем меньше допплеровский сдвиг). Для получения правдоподобных температурных карт метод требует следующих условий:

1. Значительная (> 20 км/с) скорость вращения, чтобы допплеровская ширина линии существенно превосходила все остальные источники уширения (например, ширину инструментального профиля). С другой стороны, при  $V \sin i \approx 100$  км/с становится трудно отделить реальные изменения профиля от слабых неизвестных бленд в спектре. Также величиной скорости вращения определяется плотность сетки интегрирования. Ошибки в определении скорости вращения звезды в пределах 5 км/с способны радикально изменить оценки широтного распределения пятен от полярной шапки к экваториальному поясу.

2. Для угла наклона оси вращения звезды наиболее предпочтительным является среднее ( $20^{\circ} < i < 70^{\circ}$ ) значение, при котором не только видны все детали, но и возможно разделение между северным и южным полушарием. Ошибки в определении угла наклона (оценивается из скорости вращения звезды и радиуса) также способны радикально исказить восстанавливаемую картину звездной поверхности.

3. Высокое (R > 40000) спектральное разрешение.

4. Амплитуда изменений профиля линии составляет обычно около 1% от интенсивности континуума, поэтому требуется высокое (не менее 150) отношение сигнал/шум, которое в первых работах пытались заменить наблюдениями в более глубокой линии. В современных работах по допплеровскому картированию типичным является отношение сигнала к шуму около 400.

5. Плотное (с минимальной частотой около 0.1 периода) фазовое перекрытие наблюдений (иначе мы получим неустойчивое решение и просто "белые пятна" на карте). Фазовым перекрытием определяется также разрешение мелких деталей и дифференциация пятен между северным и южным полушариями.

6. Естественно, ошибки налагаются и неопределенностями в принятой теории переноса излучения. Для их минимизации необходимо использование нескольких спектральных линий, желательно формирующихся в условиях ЛТР. Использование линий сразу нескольких различных элементов может хорошо сузить область возможных решений. Используемые линии должны быть неблендированными, и их параметры должны быть хорошо известны. Потребность допплеровского картирования в точных атомных данных привела к созданию Венской базы атомных данных VALD [19] - на сегодняшний день наиболее точной и общирной. В современных исследованиях используются линии FeI (6141, 6151, 6157, 6165, 6173, 6180, 6201, 6393, 6411, 6431, 6546 ÅÅ), NiI (6175, 6177, 6178, 6432 ÅÅ), VI (6199, 6430 ÅÅ), CaI (6166, 6439 ÅÅ). Отметим, что последняя линия очень часто используется, несмотря на сильные отличия от ЛТР.

Таким образом, допплеровское картирование налагает строгие ограничения не только на наблюдательную аппаратуру, но и на выбор объектов. В частности, оно применяется в основном к анализу запятненности звезд сравнительно большой светимости - типа RS CVn, FK Com и некоторых быстровращающихся PMS-звезд, и почти не используется для исследования запятненных карликов.

Принципиальным недостатком допплеровского картирования является неспособность точной оценки температуры пятен: при температуре пятна ниже некоторой критической линии насыщаются, и их интенсивность от температуры не зависит, что приводит к недооценке разности температур. Вероятный выход - комбинирование спектральных методов с фотометрическими. Пример допплеровской карты [20] приведен на рис.4.

С 1991г. (см. напр. [21]) техника допплеровского картирования дополняется зеемановской спектроскопией высокого разрешения. Метод ZDI, в котором измеряется круговая поляризация на разных участках профиля линии, позволяет картировать распределение не только температурных неоднородностей, но и магнитного поля по диску звезды, прежде всего его поперечной компоненты. Техника ZDI принципиально не отличается от обычного допплеровского картирования. Этот метод менее чувствителен к различным артефактам, чем обычное допплеровское картирование. Его основная трудность - разделение температурного и магнитного эффектов. Из-за малого вклада пятен в профиль линии метод чувствует прежде всего магнитное поле ярких областей. Техника ZDI требует очень большого (около 900) отношения сигнала к шуму для получения поля в 1 кГс с точностью 10% и использует более тысячи спектральных линий для восстановления трехмерной сгруктуры магнитного поля.

В настоящее время допплеровское картирование было проведено для пяти десятков активных звезд разных типов [22]: 20 переменных типа RS CVn, 10 запятненных Т Таи и post-Т Таи звезд, 11 переменных типа ВУ Dra (из них 4 в скоплениях), 4 звезды типа FK Com и две системы типа W UMa. Практически для всех объектов оно показывает присутствие гигантских околополярных пятен в сочетании с рядом других деталей, распределенных по всем широтам. Явных зависимостей широт пятен от каких-то параметров звезды не отмечается. Пятна холоднее окружающей фотосферы на 500-1000 К. Для наиболее хорошо изученных переменных (II Peg, V711 Tau, EI Eri, LQ Hya) получены длительные ряды допплеровских карт, которые позволяют делать выводы о цикличной активности и дифференциальном врашении звезды. Однако стоит заметить, что такие выводы еще являются противоречивыми, и оценки параметров активности, полученные для одной и той же звезды разными авторами, часто существенно различаются друг от друга.



Рис.4. Примеры допплеровских карт звезды UZ Lib [20].

3. Фотометрические методы. Хотя допплеровское картирование считается сейчас наиболее перспективным методом изучения звездных пятен, традиционные фотометрические методы не теряют своей актуальности. Это происходит по следующим причинам:

1. Фотометрические исследования любой звезды охватывают существенно более длительные периоды времени, чем спектроскопия высокого разрешения, и соответственно больше подходят для поиска циклов активности, дифференциального вращения и других длительных эффектов.

2. Часть запятненных звезд, прежде всего обладающая малыми скоростями вращения V sin i (например, практически все активные карлики типа BY Dra), в принципе недоступна допплеровскому картированию. Соответственно, только фотометрические исследования подходят при массовых (сейчас известно несколько сотен запятненных переменных) исследованиях активных звезд и поисках статистических зависимостей параметров звездных пятен от глобальных характеристик звезды для запятненных звезд всех типов.

3. До сих пор остается открытым вопрос и о корректности получаемых допплеровских карт, так как на конечный результат сильное влияние оказывают выбор исследуемых линий, точное определение скорости вращения звезды и угла наклона, подбор параметров модели атмосферы, вклад хромосферной активности, удачный выбор сетки интегрирования и т.д. Методы допплеровского картирования часто оказываются нечувствительными к очень холодным пятнам (завышают их температуру). Кроме того, синтетические кривые блеска звезд, построенные по имеющимся допплеровским картам, не всегда согласуются с имеющимися для этого сезона фотометрическими данными.

Таким образом, при ближайшем рассмотрении допплеровское картирование до сих пор остается овоего рода искусством, далеко не всем доступным, в то время как более грубая оценка параметров запятненности по фотометрическим наблюдениям свободна от этих ограничений. С другой стороны, при картировании звездной поверхности необходимо согласованное рассмотрение всех типов наблюдений, что в настоящее время делается очень редко.

Холодное темное пятно на поверхности вращающейся звезды проявляет себя как квазипериодическая малоамплитудная переменность - вращательная модуляция с периодом осевого вращения звезды. Медленные изменения конфигурации пятен дают плавные вариации кривой блеска от сезона к сезону (рис.5a, b).

На рис.6 приведены зависимости двух величин, характеризующих фотометрический эффект пятен - амплитуды вращательной модуляции блеска  $\Delta V$  и переменности среднего блеска звезды  $\Delta \langle V \rangle$  - от спектрального класса звезды и числа Россби, построенные для наиболее известных запятненных звезд.

Аналогичные зависимости были построены для запятненных карликов в работах [23-25] и для запятненных гигантов [26]. Из рисунка следует, что для запятненных карликов фотометрический эффект может достигать  $\Delta V = 0^{m}.33$  (СС Егі) и  $\Delta \langle V \rangle > 0^{m}.40$  (V775 Her, V833 Tau, BY Dra,



РZ Mon); для молодых PMS-звезд  $\Delta V = 0^{m}.65$  (V410 Tau, V836 Tau) и  $\Delta \langle V \rangle = 0^{m}.40$  (V827 Tau, SU Aur); для двойных систем типа RS CVn  $\Delta V = 0^{m}.60$  (XX Tri), а  $\Delta \langle V \rangle = 0^{m}.40$  (IL Hya, UZ Lib); в то время как для одиночных гигантов типа FK Com наибольшее значение  $\Delta V = 0^{m}.30$  (YY Men), а  $\Delta \langle V \rangle > 0^{m}.25$  (FK Com, YY Men, EK Eri). В то же время солнечные пятна дают эффект не более  $0^{m}.001$ .

Фотометрическая переменность, вызванная звездными пятнами, не



Рис5b. Долговременная кривая блеска VY Ari.

показывает явной зависимости от спектрального класса звезды. Однако из рисунка следует, что наибольший фотометрический эффект достигается у звезд спектрального класса К. Уменьшение фотометрического эффекта



Рис.6. Зависимость амплитуды вращательной модуляции блеска  $\Delta V$  и переменности среднего блеска звезды  $\Delta \langle V \rangle$  от спектрального класса и числа Россби. Обозначения типов звезд те же, что на рис.1.

к горячим звездам связано вероятно с уменьшением размера ячеек супергрануляции, в то время как уменьшение фотометрической переменности к красному концу выборки вероятно соответствует переходу к полностью конвективным звездам и смене характера звездного динамо [23]. С другой стороны, мы можем заподозрить рост фотометрической активности исследуемых звезд с уменьшением числа Россби и достижением насыщения при  $\log Ro = -1.0 \div -1.2$ . Такое поведение аналогично зависимости от числа Россби других индикаторов звездной активности.

3.1. Иерархическая модель. Фотометрические методы, будучи намного грубее допплеровского картирования, сами по себе не могут дать однозначной картины распределения звездных пятен по диску звезды. Реально из многоцветных наблюдений мы можем независимо получить только температуру звездных пятен (на сотни градусов холоднее спокойной фотосферы) и площадь их проекции на картинную плоскость (может доходить до половины видимого диска звезды) [27,28]. Все выводы о широтном распределении пятен обычно требуют некоторых априорных предположений. Этому вопросу посвящена общирная (более 500 названий) литература и многочисленные модели той или иной степени изощренности (см. обзор в книге Гершберга [29]).

Большинство методов построения поверхностных карт активных звезд по данным фотометрии использует подход Кшеминьского (1969) - собрать как можно больше пятен вместе. Такая модель очень удобна, потому что позволяет представить все неоднородности в виде сферического прямоугольника (для численных расчетов) или круглого пятна (в этой модели существует аналитическое решение). Наиболее популярным алгоритмом, основанном на подходе Кшеминьского, является исрархическая двухпятенная модель, впервые разработанная Торресом и Ферраз-Мелло (1973). Сводка полученных с ее помощью результатов приведена в обзоре [30]. Массовое применение двухпятенной модели позволило говорить о таких явлениях, как широтный дрейф пятен, активные долготы, время жизни пятен, дифференциальное вращение и пр. Однако такая модель обладает принципиальным недостатком - для звезд любых спектральных классов и типов светимости она предсказывает наличие на поверхности гигантских околополярных пятен, что резко отличается от картины солнечной запятненности.

3.2. Зональная модель. Однако существует и другой подход к задаче картирования запятненных звезд, предполагающий прежде всего качественное сходство получаемой картины с пятнами на Солнце. В работах [31-34] рассматривались различные варианты распределения многочисленных пятен по поверхностям запятненных звезд, в том числе и околоэкваториальные области запятненности. Численные эксперименты Итона и др. [35] показали, что от 5 до 40 случайно распределенных небольших пятен способны представить фотометрическое поведение любой реальной звезды.

Разработанная в КрАО зональная модель [36,37] показала для звезд различных типов, что их фотометрическое поведение хорошо описывается без привлечения околополярных пятен, и получаемая картина многочисленные мелкие пятна на низких и средних широтах - качественно аналогична солнечной. Применимость подобной зональной модели непосредственно к Солнцу показали Унру и др. [38]. Расчеты Алексеева показали пригодность рассмотренной модели для активных карликов типа ВУ Dra [39-41], переменных типа RS CVn [42-44], молодых PMSзвезл и переменных типа FK Com [45] независимо от спектрального класса звезды и ее типа светимости. Согласно модели, вся совокупность запятненных областей на звезде представляется двумя симметричными относительно экватора поясами запятненности, которые занимают области с широтами от  $\pm \phi_0$  до  $\pm (\phi_0 + \Delta \phi)$  с плотностью заполнения пятнами. меняющейся по долготе от единицы до некоторого числа /\_\_\_, причем 0 < f\_, <1. Такая модель не накладывает никаких ограничений на широту нахождения пятен, кроме естественного  $\phi_0 + \Delta \phi < 90^\circ$ . В простейшем случае представления только экстремальных точек кривой блеска используется линейный закон изменения плотности заполнения пятен от долготы. В этом случае для каждого сезона наблюдений модель использует экстремальные точки в полосе И: разницу между блеском незапятненной фотосферы и сезонным максимумом, а также амплитуду вращательной модуляции. Для двугорбой кривой блеска закон распределения скважности пятен по долготе усложняется и становится нелинейным.

Определяемыми характеристиками рассматриваемой модели являются значения  $\varphi_0$ ,  $\Delta \varphi$  и  $f_{min}$ , из которых определяются площади пятен  $S_{max}$ и  $S_{min}$  для более темной и более светлой полусферы звезды, и средняя широта пятен  $\langle \varphi \rangle = \varphi_0 + \Delta \varphi/2$ . Из модели получается и контраст пятен в какой-либо полосе (например  $\beta_V$ ), или, соответственно, разность температур спокойной фотосферы и пятен. На рис.7 приведены зависимости наибольших полных площадей пятен, их температур и средних широт от спектрального класса звезды и числа Россби, построенные по данным [39-45] для 51 звезды разных типов (24 звезды типа BY Dra, 16 RS CVn систем, 7 молодых PMS-звезд и 4 переменных типа FK Com), попадающих в достаточно широкий диапазон спектральных классов (от G0 до M4.5), классов светимости (II - V) и скоростей вращения (до 170 км/с). Из рисунка можно сделать следующие выводы:

1. Площадь запятненных областей может доходить до 50%

поверхности звезды. Она показывает тенденцию роста к более быстроврашающимся звездам (с уменьшением числа Россби) с достижением насыщения при  $Ro\approx0.1-0.2$ , т.е. показывает зависимость, сходную с известными соотношениями для других индикаторов активности. Более того, найденная критическая величина числа Россби попадает в известную зависимость  $Ro_{ert}$  от высоты формирования индикатора активности: в более высоких слоях атмосферы насыщение начинается быстрее. Отмечается тенденция понижения числа S к красному (полностью конвективные звезды) и синему (звезды без внешней конвективной оболочки) концам выборки.

2. Температура пятен  $T_{\mu\nu}$  составляет независимо от типа переменности звезды 2500 - 4500 К и растет к более горячим звездам. При этом разность температур невозмущенной фотосферы и пятен  $\Delta T$  изменяется от



Рис.7. Зависимость полной площали, средней широты и температуры пятен от параметров звезд по данным [39-45]. На правой верхней панели вертикальными сплошными линиями обозначены звезды типа ВҮ Dra, длинные штрихи - звезды типа RS CVn, короткие штрихи - запятненные PMS звезды, штрихпунктирные линии - звезды типа FK Com, точечная линия - Солнце. Значки на остальных панелях те же, что на рис.1.

1000 - 2200 К у горячих G карликов, горячих компонент систем типа RS CVn и переменных типа FK Com до 300 К у самых холодных M звезд. Во все найденные зависимости вписывается тень солнечных пятен.

3. Пятна расположены в низких (холодные М карлики) и средних (более горячие G - K звезды различных типов) широтах. На рисунке хорошо видна тенденция роста возможных широт нахождения пятен  $\langle \phi \rangle$  к более горячим звездам. Зависимости средней широты пятен  $\langle \phi \rangle$  от скорости вращения звезды и ее числа Россби не обнаружено. В найденную зависимость вписывается и область королевских широт на Солнце.

В настоящее время начали развиваться и современные методы восстановления изображений, использующие точные фотометрические данные. Например, Мессина и др. [46] с помощью методов максимальной энтропии и регуляризации Тихонова построили карту поверхности звезды HD 134319 (G5), а Бердюгина и др. использовали Оккамовский принцип для картирования LQ Hya [47] и FK Com [48,49].

4. Поляризационные методы. Поляриметрические методы исследования дают нам лишь косвенную информацию о звездных пятнах, так как они связаны сразу с двумя различными эффектами:

1. Рассеяние света в неоднородно освещенной атмосфере (то есть поляризация из-за пятен как более темных образований). Этот эффект имеет некоторую значимость только у запятненных гигантов, обладающих протяженной атмосферой.

2. Зеемановская поляризация линий поглощения в присутствии сильного (порядка нескольких килогаусс) магнитного поля. Согласно расчетам, этот эффект является доминирующим для всех типов активных звезд [50], и таким образом поляриметрические методы дают нам возможность исследования звездных пятен прежде всего как мест выхода локального магнитного поля на поверхность.

Для солнечных пятен широкополосная линейная поляризация излучения была найдена в начале 1960-х годов [51,52]. Позднее [53] была обнаружена слабая поляризация излучения Солнца как звезды, меняющаяся при движении пятна через диск. Начиная с 1980-х годов, собственная поляризация излучения, доходящая в полосе U до 0.3% [54-57], была уверенно обнаружена у нескольких десятков активных звезд различных типов. Наблюдаемая степень линейной поляризации и ее волновая зависимость указывают для всех программных звезд на присутствие локальных магнитных полей солнечного типа напряженностью в несколько кГс, которые занимают значительную долю поверхности звезды.

Одновременно была отмечена достоверная вращательная модуляция

параметров Стокса, также вызванная присутствием на звезде локальных магнитных полей. Сопоставление с фотометрическими наблюдениями показало, что эти поля локализованы в тех же активных долготах, что и наиболее запятненные области [57].

Наблюдаемая степень линейной поляризации показывает систематический рост к более холодным звездам, а также с уменьшением числа Россби, т.е. с ростом магнитной активности звезды, отражая известные зависимости напряженности поля и магнитного потока от общих параметров звезд [57].

5. Активные долготы. Общеизвестна секторная структура солнечного магнитного поля и солнечного ветра. Очевидно, что подобные структуры существуют и на более активных звездах. Первые сообщения о существовании у звезд выделенных активных долгот появились в конце 1980-х годов, в виде двухпятенной модели [58,59]. Позднее аналогичные результаты были получены для всех типов запятненных звезд - классических RS переменных, запятненных карликов и звезд типа FK Com [30,60]. Активные дологоты хорошо видны и на длительных сериях допплеровских карт [61-63]. Вблизи этих долгот также концентрируются области повышенной хромосферной активности [42,64-66], выходы локального магнитного поля [57] и наиболее мощные вспышки [67].

Около 10 лет назад [68] было обнаружено происходящее время от времени переключение доминирующей активной долготы с одной на другую - так называемый *flip-flop* эффект (рис.5а). Подобные переключения часто показывают тенденцию к цикличности [47-49, 69], хотя у некоторых звезд они могут происходить и нерегулярно [44]. Эффект наличия и переключения активных долгот обнаружен в слабой степени и на Солнце [70].

6. Дифференциальное вращение. По длительным рядам фотометрических наблюдений и допплеровских карт для некоторых звезд проводились сопоставления найденных широт пятен с периодами осевого вращения звезды в соответствующие эпохи. Таким образом, для этих звезд были получены оценки дифференциального вращения. Одна из первых таких оценок получена Фогтом [6] для классической запятненной звезды ВҮ Dra. Полученные с помощью двухпятенной модели оценки дифференциального вращения восьми десятков активных двойных систем [30] показали, что у всех звезд экватор вращается быстрее полюсов (вращение солнечного типа), и существует зависимость коэффициента дифференциального вращения от периода осевого вращения звезды и заполнения полости Роша, действующая для всех типов запятненных звезд. Согласно зависимости, дифференциальное вращение уменышается к более быстро вращающимся звездам, и асимптотически приближается к твердотельному, что плохо согласуется с выводами теории динамо. В то же время, допплеровское карпирование показало для некоторых активных гигантов (V711 Tau, UX Ari, HU Vir, V1794 Cyg) отрицательное значение коэффициента  $D_r$ , которое соответствует антисолнечному типу вращения (околополюсная зона вращается быстрее экваториальной). Признаки антисолнечного дифференциального вращения были обнаружены и у некоторых звезд солнечного типа по корреляции вращательного периода с вариациями линии CaII HK в течение цикла [71]. Вместе с тем, эти результаты тоже не являются окончательными, так как разные авторы дают для одной и той же звезды разный характер дифференциального вращения.

Независимые оценки дифференциального вращения двух десятков холодных звезд были получены Алексеевым [44,45,72,73]. Проведенные расчеты показали для большинства звезд наличие дифференциального вращения солнечного типа. Коэффициенты дифференциального вращения в среднем составляют  $D_r = 0.03 - 0.09$ , в то время как солнечное значение  $D_r^{\circ} = 0.19$ . В то же время пять наиболее холодных звезд показали дифференциального вращение антисолнечного типа с отрицательным коэффициентом  $D_r$ . Отметим, что характер дифференциального вращения, по-видимому, не зависит от эволюционного статуса звезды. Переход к антисолнечной картине вероятно происходит при достижении некоторого критического спектрального класса. Приведенная на рис.8 зависимость показывает уменьшение коэффициента дифференциального вращения  $D_r$  к более поздним спектральным классам. С другой стороны, полученные результаты в целом не противоречат найденному Холлом [30] росту  $D_r$  к более медленно вращающимся звездам.

7. Циклы активности. Цикличность солнечной активности была открыта в середине XIX века любителем астрономии Генрихом Швабе, и сейчас 11-летний солнечный цикл, регулирующий все стороны проявления активности от чисел Вольфа до солнечно-земных связей, является одним из наиболее известных явлений в жизни Солнца. Помимо этого цикла известны также вековой (80 - 90 лет) цикл Глайссберга и Маундеровские минимумы, происходящие раз в дватри столетия.

Первые данные о возможных аналогах солнечных циклов у активных звезд появились при рассмотрении их долговременной фотометрии. В 1973г. Чугайнов [74] заподозрил существование 8летней цикличности у известной запятненной системы ВУ Dra, а Филлипс и Гартманн [75] и Бондарь [76] обнаружили по фотопластинкам

# ПЯТЕННАЯ АКТИВНОСТЬ ПОЗДНИХ ЗВЕЗД



Рис.8. Зависимость скорости широтного дрейфа пятен и коэффициента дифференциального вращения от спектрального класса и темпа вращения звезды [72,73].

длительные (50-60 лет) изменения среднего блеска у звезд ВУ Dra, V833 Tau, CC Eri и PZ Mon, по-видимому, аналогичные циклу Глайссберга. Широко известны циклы хромосферной активности карликов солнечного типа, определяемые по потокам в эмиссионных линиях Call (НК проект Вильсона). В последнее время обнаружены циклические изменения во вспышечной активности звезд типа UV Cet [67], в переключении активных долгот и проявлении дифференциального вращения у звезд типа RS CVn, FK Com и некоторых запятненных карликов [47-49,68-70].

На основе моделирования запятненности нескольких десятков активных звезд различных типов Алексеев [44,45,72,73] обнаружил цикличность изменений полной площади и средней широты покрывающих звезду пятен. Длительности циклов колебаний широты и площади пятен при этом хорошо согласуются с известными длительностями фотометрических циклов. Для всех звезд, независимо

319

от их эволюционного статуса, в течение цикла наблюдается широтный дрейф пятен по мере роста их полной площади (рис.9). У большинства звезд этот дрейф происходит в направлении экватора (рис.9а), по аналогии с солнечной диаграммой бабочек [77]. Скорость широтного дрейфа пятен бо довольно сильно варьируется от цикла к циклу и от звезды к звезде. составляя в среднем  $\delta \phi = -0.8 + -2.6$  градусов в год, в то время как солнечное значение скорости широтного дрейфа составляет бо<sup>©</sup> = -3 + -4 градуса в год. Одновременно эти звезды показывают дифференциальное врашение солнечного типа, при котором экватор вращается быстрее околополюсных областей. Наиболее холодные звезды (V833 Tau, BY Dra. IM Peg и EV Lac) демонстрируют картину, противоположную солнечной дрейф пятен к полюсу по мере увеличения их плошали и дифференциальное вращение антисолнечного типа (рис.9b). Приведенная на рис.8 зависимость скорости широтного дрейфа пятен от спектрального класса звезды и ее периода вращения аналогична поведению дифференциального вращения звезды: скорость широтного дрейфа постепенно уменьшается к более холодным звездам, и при достижении



Рис.9. Циклические изменения запятненности звезд: кривая блеска, колебания полной площади и средней широты пятен, изменения фотометрического периода или фазы минимального блеска [72,73]. a) Диаграмма бабочек солнечного типа.

#### ПЯТЕННАЯ АКТИВНОСТЬ ПОЗДНИХ ЗВЕЗД

некоторого критического спектрального класса изменяет знак - дрейф пятен меняет характер на антисолнечный. По-видимому, две звезды - CG Cyg и HU Vir - находятся вблизи критической границы, так как у них сочетаются дрейф пятен к полюсу и слабое дифференциальное вращение солнечного типа.

Различие в характере широтного дрейфа активных областей в течение цикла было косвенно получено и по хромосферным линиям Call HK. Для 22 звезд HK проекта Донахью и Бальюнас [71] из сопоставления вариаций периода вращения звезды с ходом интенсивности линий в течение цикла нашли у 12 звезд выборки дрейф солнечного типа, у 6 - антисолнечного, и у 4 звезд заподозрили изменения направления дрейфа в течение цикла.



4-16 лет, т.е. сравнимы с 11-летним циклом Швабе. Длительности цикла не показывают явной зависимости от спектрального класса звезды, ее скорости вращения и числа Россби. Однако существует общая зависимость  $log(P_{cyc}/P_{rot})$  от  $log(1/P_{rot})$ , [78], в которую хорошо укладываются циклы,

321

определенные всеми методами (пятнообразование, *flip-flop*, Call HK, вспышечная активность, дифференциальное вращение и даже циклические вариации орбитальных периодов у алголей и RS CVn звезд). Из всего множества циклов зависимость выделяет три последовательности - цикл Глайссберга, цикл Швабе и наблюдаемый у ряда звезд короткий цикл. У ряда программных звезд сравнительно короткие циклы типа цикла Швабе сочетаются с более длительными и глубокими циклами, аналогичными вековому циклу Глайссберга. При этом полная площадь пятен может доходить в глубине вызванного циклом минимума блеска до половины поверхности звезды.

Открытым остается вопрос о совпадении между собой циклов, определяемых разными методами. Если у Солнца цикл Швабе синхронизирует все процессы активности, то для других звезд такой однозначной картины нет. Так, широко известные циклы хромосферной линии Call могут как совпадать с пятенными (кCet = HD 20630), так и не показывать никакой корреляции (например, BE Cet или EK Dra, где нерегулярная переменность линий кальция сочетается с 9-летним фотометрическим циклом). У активной вспыхивающей звезды EV Lac цикл вспышечной активности плохо согласуется с пятнообразованием, и кроме того наблюдается длительная (около 40 лет) переменность показателя цвета U-B, зависящего от хромосферной активности звезды [67]. Пятенный цикл достаточно плохо коррелирован и с излучением хромосферы в линии H $\alpha$  (LQ Hya, VY Ari, EV Lac [42,64-66]). Вероятно это связано с тем, что рассматриваемые звезды существенно моложе Солнца, и их циклическая активность еще не установилась [79].

Помимо циклических изменений средней широты и полной площади пятен у ряда звезд наблюдаются циклические переключения активных долгот (*flip-flop* эффект). В слабой степени такой эффект известен и на Солнце ( $P_{flip-flop} = 3.7$  лет). Длительности циклов переключения активных долгот не совпадают с циклом пятнообразования, но соотносятся как целые числа  $P_{cyc}/P_{flip,flop} = 3:1, 2:1, 3:2, 5:4$  и пр. У переменных V711 Tau (3:1) и CG Cyg (5:4) циклы *flip-flop* эффекта проявляются и в запятненности, как более слабые изменения [43,44]. При этом смена долгот происходит вблизи эпохи локального минимума площади пятен. Вероятно, такие отношения выражают взаимодействие различных мод звездного динамо [80].

8. Дефицит фотосферного излучения. Одним из актуальных вопросов солнечно-звездной физики является проблема создаваемого пятнами дефицита излучения. Даже для Солнца нет общепринятой теории стока энергии, и с равной степенью правдоподобия обсуждаются гипотезы сохранения энергии в подфотосферных слоях с небольшим подогревом конвективной зоны (Спруит), обтекание энергией области пятна и нагрев окружающей фотосферы (излучение суперполутени и

Таблица 1

Звезда	Por	P nip-flop	δφ	D,		S
	годы	годы	град/год			%
Солнце	11	3.7	-3 + -4	0.19	10 + 37	0.5
EK Dra	>30, 9.2	4	-1.6 + -2.0	$0.08 \pm 0.06$	48 + 62	27
BE Cet	6.7				53 + 54	13
DX Leo	6.4		-2.2 + -2.6	$0.04 \pm 0.02$	44 + 58	18
LQ Hya	11.4, 6.75	5.2	-0.9 + -1.7	0.09 ± 0.05	32 + 40	23
V833 Tau	68, 6.4	1	1.5 + 2.4	$-0.006 \pm 0.004$	23 + 30	58
BY Dra	55, 13.7	-	0.7 + 1.2	$-0.020 \pm 0.005$	2 + 14	38
EV Lac	>40, 7.5, 4.5		1.0 + 1.4	$-0.04 \pm 0.01$	3 + 10	27
VY Ari	9.5		$-0.8 \pm 0.1$	$0.05 \pm 0.03$	18 + 28	37
AB Dor	20.000	1	-2.8 + -2.9	$0.005 \pm 0.002$	34 + 62	38
PZ Tel	10000	and the second second	-0.6 + -1.1	0.01	25 + 48	19
FK Ser		1.1.1.1	$-0.4 \pm 0.2$		25 ÷ 56	44
V824 Ara	8		$-1.2 \pm 0.3$	$0.005 \pm 0.004$	40 + 54	48
IN Com	7.5		-1.0 + -1.3	$0.05 \pm 0.02$	39 + 51	22
V711 Tau	16.5, 5.5	5.5	-1.3 + -2.6	$0.04 \pm 0.002$	30 + 40	33
CG Cyg	20	16?	$0.45 \pm 0.11$	$0.042 \pm 0.015$	2 + 10	16
MS Ser	and the second second		$-4.0 \pm 0.1$	$0.007 \pm 0.002$	23 + 48	21
AR Psc	8.5		-0.6 + -0.9		23 + 28	44
IM Peg	10.1, 28.2	20.5, 6.5	0.6 + 1.1	$-0.023 \pm 0.010$	5.5 + 13	28
IL Hya	13	6.5	$-1.1 \pm 0.2$	$0.008 \pm 0.002$	37 + 50	47
EI Eri	13.5	. 9.0	-1.3 + -3.7	0.002	40 + 55	36
HU Vir	5.6		$0.80 \pm 0.16$	$0.024 \pm 0.015$	4 + 8	17
FK Com	12	6.5	-3.9 + -1.3	$0.05 \pm 0.02$	45 + 58	51
V1794 Cyg	9.07		-3.8 + -0.7	$0.04 \pm 0.02$	48 + 63	36
V1192 Ori	1. 1. 1. 1. 1. 1. 1. 1. 1. 1. 1. 1. 1. 1		-1.25	$0.12 \pm 0.05$	2 + 6	13

ПАРАМЕТРЫ ЦИКЛОВ АКТИВНОСТИ ЗВЕЗД

окружающих факельных полей), и наконец, вынос энергии из пятен вверх альвеновскими волнами (Паркер, Маллэн). При переходе от Солнца к более активным звездам, где дефицит излучения доходит до 30 - 40% светимости (около 5.10<sup>32</sup> эрг/с для звезд наибольшей светимости), острота вопроса неимоверно возрастает.

Алексеев и др. [81] выполнили непосредственное сравнение создаваемого пятнами дефицита энергии с одновременными радиационными потерями верхних атмосфер (хромосфер и корон) звезд. Сопоставление показывает, что в диапазоне изменений дефицита излучения  $\Delta L_{bol}$  на три порядка существуют его корреляции с излучением хромосферы

 $\log L_{chr} = (0.70 \pm 0.03) \cdot \log \Delta L_{bol} + (7.6 \pm 0.9)$ 

и короны

## $\log L_{cor} = (0.78 \pm 0.05) \cdot \log \Delta L_{bol} + (4.9 \pm 1.0),$

в которые вписывается и Солнце.

Полные радиационные потери внешних атмосфер при этом оказались существенно меньшими, чем дефицит потока. При росте радиативных потерь внешних атмосфер возрастает вклад коронального излучения. Изменение относительных вкладов различных слоев атмосферы в общее излучение по сравнению со спокойными звездами говорит о существенной перестройке их внешних атмосфер. Таким образом, дефицит излучения идет на глобальную перестройку верхней атмосферы звезды, аналогичную той, что происходит локально во время солнечных вспышек. В пользу такой гипотезы говорят следующие факты:

1. Более высокая по сравнению с солнечной плотность хромосфер активных звезд (сравнимая с плотностью хромосфер при вспышке). Более того, проведенные расчеты "спокойной" хромосферы вспыхивающей звезды EV Lac [82] показали на необходимость присутствия постоянной микровспышечной компоненты для воспроизведения наблюдаемых спектров.

2. Постоянно существующая горячая (6 - 15 МК) компонента корональной плазмы, наблюдаемая на Солнце только во время вспышек.

3. Квазистационарное микроволновое излучение короны, для поддержания которого также необходим постоянный микровспышечный фон.

9. Теория звездных пятен. Возникает вопрос, насколько реальны получаемые в результате наблюдений широты пятен. В настоящее время развит ряд моделей генерации звездного динамо и всплытия трубок магнитного поля, формирующих пятна. Согласно этим моделям [83,84], широта всплытия трубки поля определяется прежде всего действующей на трубку кориолисовой силой, и таким образом она зависит от глубины конвективной зоны и скорости вращения звезды.

В существующих расчетах рассматривались звезды с массами от  $0.4 M_{\odot}$  до  $1.7 M_{\odot}$ , имеющие эволюционный статус от post-T Tau звезд до ZAMS и темп вращения от 0.25 до  $63 \Omega_{\odot}$ . На T Tau звездах пятна независимо от массы должны занимать средние широты ( $10^{\circ} - 40^{\circ}$  для малых темпов вращения). С ростом скорости вращения растет диапазон возможных широт пятен, а при увеличении скорости вращения больше  $25 \Omega_{\odot}$  проявляется тенденция смещения пятен близко к полюсу. Для PMS и ZAMS звезд, на которые приходится подавляющее большинство активных красных карликов, пятна не поднимаются выше  $70^{\circ}$ . Наблюдается тенденция роста возможных широт с ростом скорости вращения

и с уменьшением массы звезды.

Таким образом, полярные пятна, предсказываемые допплеровским картированием для активных карликов LQ Нуа и ЕК Dra не находят подтверждения. Для систем типа RS CVn такие расчеты не проводились, и вопрос остается открытым. Высокоширотные пятна, даваемые допплеровским картированием для T Tau звезд подтверждаются данными расчетами.

Автор благодарен д.ф.-м.н. М.А.Лившицу (ИЗМИРАН), д.ф.-м.н. М.М.Кацовой (ГАИШ МГУ), д.ф.-м.н. Р.Е.Гершбергу (КрАО) за ценные замечания. Автор благодарен участникам семинара отдела физики звезд ГАО РАН за полезное обсуждение результатов. Работа была выполнена при частичной поддержке гранта No 02.07/00300 Украинского фонда фундаментального развития.

Крымская астрофизическая обсерватория, Украина, e-mail: ilya@crao.crimea.ua

## STARSPOT ACTIVITY OF LATE-TYPE STARS: METHODS AND RESULTS

#### I.Yu.ALEKSEEV

We considered the three methods of cool stars surface inhomogeneities investigations and the results of their application to BY Dra, RS CVn, FK Com and spotted T Tau-type stars. The urgency of the traditional photometric methods and the advantages of the zonal spottedness model are noted. The dependencies of the maximum total spotareas, starspot latitudes and temperatures on the main stellar parameters are given. Also we considered the stellar activity cycle tracers such as spotarea and starspot latitudes variations, and effects of the differential rotation and active longitudes.

Key words: (stars:)starspots

#### И.Ю.АЛЕКСЕЕВ

### ЛИТЕРАТУРА

- 1. G.E.Kron, Publ. Astron. Soc. Pacif., 59, 261, 1947.
- 2. G.E.Kron, Astron. J., 55, 69, 1950.
- 3. G.E.Kron, Astrophys. J., 115, 301, 1952.
- 4. P.F. Chugainov, Inform. Bull. Var. Stars., 122, 1966.
- 5. L.Ramsey, H.Nations, Astrophys. J., 239, L121, 1980.
- 6. S.S. Vogt, Astrophys. J., 247, 975, 1981.
- 7. S.H.Saar, J.E.Neff, Cool Stars, Stellar Systems and the Sun., G.Wallerstein (ed)., Astron. Soc. Pacif. Conf. Ser., 9, 171, 1990.
- 8. J.E.Neff, D.O'Neal, S.H.Saar, Astrophys. J., 452, 879, 1995.
- 9. D.O'Neal, S.H.Saar, J.E.Neff, Astrophys. J., 463, 766, 1996.
- 10. P.J.Amado, Physical Properties of Starspots, Ph.D.Thes., University of Belfast, 1997.
- S.H.Saar, A.Peterchev, D.O'Neal, J.E.Neff, Cool Stars, Stellar Systems and the Sun, R.J.Garcia Lopez, R.Rebolo, M.R.Zapatero Osorio (eds)., Astron. Soc. Pacif. Conf. Ser., 223, CD 1057, 2001.
- 12. D.O'Neal, J.E.Neff, Astron. J., 113, 1129, 1997.
- 13. S.V. Berdyugina, Astron. Nachr., 323, 192, 2002.
- 14. S. Catalano, K. Biazzo, A. Frasca, E. Marilli, Astron. Astrophys., 394, 1009, 2002.
- 15. A.Frasca, K.Biazzo, S.Catalano et al., Astron. Astrophys., accepted, 2004.
- A.J.Deutsch, Electromagnetic Phenomena in Cosmical Physics, B.Lehnert (ed)., Cambridge, 209, 1958.
- 17. В.Л.Хохлова, Астрон. ж., 52, 950, 1975.
- 18. S.S. Vogt, G.D. Penrod, Publ. Astron. Soc. Pacif., 95, 565, 1983.
- 19. N.E.Piskunov, F.Kupka, T.A.Ryabchikova et al., Astron. Astrophys. Suppl. Ser., 138, 119, 1999.
- 20. K.Olah, K.G.Strassmeier, M.Weber, Astron. Astrophys., 389, 202, 2002.
- J.-F.Donati, M.Semel, B.D.Carter et al., Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., 291, 658, 1997.
- K.G.Strassmeier, Cool Stars, Stellar Systems and the Sun, R.J.Garcia Lopez, R.Rebolo, M.R.Zapatero Osorio (eds)., Astron. Soc. Pacif. Conf. Ser., 223, 271, 2001.
- 23. И.Ю.Алексеев, Астрон. ж., 77, 784, 2000.
- 24. S.Messina, M.Rodono, E.F.Guinan, Astron. Astrophys., 366, 215, 2001.
- M.A.O'Dell, P.Panagi, M.A.Hendry, A.Collier Cameron, Astron. Astrophys., 294, 715, 1995.
- Th.Granzer, K.G.Strassmeier, Cool Stars, Stellar Systems and the Sun, R.J.Garcia Lopez, R.Rebolo, M.R.Zapatero Osorio (eds)., Astron. Soc. Pacif. Conf. Ser., 223, CD 748, 2001.
- 27. S.S. Vogt, Astrophys.J., 250, 327, 1981.
- 28. C.H.Poe, J.A.Eaton, Astrophys. J., 289, 644, 1985.
- 29. Р.Е.Гершберг, Активность солнечного типа звезд главной последовательности. Одесса: АстроПринт, 2002.

- 30. G.W.Henry, J.A.Eaton, J.Hamer, D.S.Hall, Astrophys. J. Suppl. Ser., 97, 513, 1995.
- 31. П.Ф.Чугайнов, Изв. Крымск. астрофиз. обсерв., 55, 94, 1976.
- 32. S.S. Vogt, Astrophys. J., 199, 418, 1975.
- 33. J.A.Eaton, G.W.Henry, C.Bell, A.Okorogu, Astron. J., 106, 1181, 1993.
- 34. M.Rodonó, A.F.Lanza, S.Catalano, Astron. Astrophys., 301, 75, 1995.
- 35. J.A.Eaton, G.W.Henry, F.C.Fekel, Astrophys. J., 462, 888, 1996.
- 36. И.Ю.Алексеев, Р.Е.Гершберг, Астрон. ж., 73, 579, 1996.
- 37. И.Ю.Алексеев, Р.Е.Гершберг, Астрон. ж., 73, 589, 1996.
- 38. Y.C. Unruh, R.Knaak, M.Fligge, S.K.Solanki, Cool Stars, Stellar Systems and the Sun, R.J.Garcia Lopez, R.Rebolo, M.R.Zapatero Osorio (eds)., Astron. Soc. Pacif. Conf. Ser., 223, CD 748, 2001.
- 39. И.Ю.Алексеев, Р.Е.Гершберг, Астрофизика, 39, 67, 1996.
- 40. И.Ю.Алексеев, Р.Е.Гершберг, Астрон. ж., 74, 240, 1997.
- 41. И.Ю.Алексеев, Запятненные звезды малых масс, Одесса: АстроПринт, 2001.
- 42. I.Yu.Alekseev, O.V.Kozlova, Astron. Astrophys., 403, 205, 2003.
- 43. И.Ю.Алексеев, А.В.Кожевникова, Астрофизика, 47, 519, 2004.
- 44. И.Ю.Алексеев, А.В.Кожевникова, Астрофизика, 48, 535, 2005.
- 45. И.Ю.Алексеев, в подготовке.
- 46. S.Messina, E.F.Guinan, A.F.Lanza, Astrophys. Space Sci., 260, 493, 1999.
- 47. S.V.Berdyugina, J.Pelt, I.Tuominen, Astron. Astrophys., 394, 505, 2002.
- 48. H.Korhonen, S.V.Berdyugina, I.Tuominen, Astron. Astrophys., 390, 179, 2002.
- 49. H.Korhonen, S.V.Berdyugina, I.Tuominen, Astron. Nachr., in press, 2004.
- 50. S.H.Saar, Ju.Huovelin, Astrophys. J., 404, 739, 1993.
- 51. A. Dollfus, Compt. Rend., 246, 3590, 1958.
- 52. J.L.Leroy, Ann. Astrophys., 25, 127, 1962.
- 53. D. Clarke, S.R. Fullerton, Astron. Astrophys., 310, 331, 1996.
- 54. Ju. Huovelin, S.H.Saar, I. Tuominen, Astrophys. J., 329, 882, 1988.
- 55. Ju. Huovelin, S. Linnaluoto, I. Tuominen, H. Virtanen, Astron. Astrophys. Suppl. Ser., 78, 129, 1989.
- 56. Ju. Huovelin, V. Piirola, O. Vilhu et al., Astron. Astrophys., 176, 83, 1987.
- 57. И.Ю.Алексеев, Астрон. ж., 80, 467, 2003.
- 58. M.Rodonó, G.Cutispoto, V.Pazzani et al., Astron. Astrophys., 165, 135, 1986.
- M.Zeilik, C.De Blasi, M.Rhodes, E.Budding, Cool Stars, Stellar Systems and the Sun, J.L.Linsky, R.E.Stencel (eds), Berlin: Springer-Verlag, 503, 1987.
- 60. L.Jetsu, Astron. Astrophys., 314, 153, 1996.
- S.V.Berdyugina, A.V.Berdyugin, I.V.Ilyin, I.Tuominen, Astron. Astrophys., 340, 437, 1998.
- 62. S.S.Vogt, A.P.Hatzes, A.A.Misch, M.Kürster, Astrophys. J. Suppl. Ser., 121, 547, 1999.
- 63. K.G.Strassmeier, J.Bartus, Astron. Astrophys., 354, 537, 2000.
- 64. И.Ю.Алексеев, О.В.Козлова, Астрофизика, 43, 339, 2000.
- 65. И.Ю.Алексеев, О.В.Козлова, Астрофизика, 44, 529, 2001.
- 66. И.Ю.Алексеев, О.В.Козлова, Астрофизика, 46, 41, 2003.

327

- 67. I.Yu.Alekseev, R.E.Gershberg, The Earth and the Universe, G.Asteriadis, A.Bantelas, M.E.Contadakis et al. (eds), Thessaloniki, Ziti Editions, 43, 1997.
- 68. L.Jetsu, J.Pelt, I.Tuominen, H.Nations, The Sun and Cool Stars: Activity, Magnetism, Dynamos. I.Tuominen, D.Moss, G.Rüdiger (eds), Springer: Berlin, Lecture Notes Phys., 380, 381, 1991.
- 69. S.V.Berdyugina, I.Tuominen, Astron. Astrophys., 336, L25, 1998.
- 70. S.V.Berdyugina, I.G.Usoskin, Astron. Astrophys., 405, 1121, 2003.
- 71. R.A. Donahue, S.L. Baliunas, Cool Stars, Stellar Systems and the Sun, J.P. Caillault (ed). Astron. Soc. Pacif. Conf. Ser., 64, 396, 1994.
- 72. И.Ю.Алексеев, Астрофизика, 48, 29, 2005.
- 73. I.Yu.Alekseev, Sol. Phys., 224, 187, 2004.
- 74. П.Ф. Чугайнов, Изв. Крымск. астрофиз. обсерв., 48, 3, 1973.
- 75. M.J.Phillips, L.Hartmann, Astrophys. J., 224, 182, 1978.
- 76. N.I.Bondar', Astron. Astrophys. Suppl. Ser., 111, 259, 1995.
- 77. М.А.Лившиц, И.Ю.Алексеев, М.М.Кацова, Астрон. ж., 80, 613, 2003.
- 78. K.Oláh, Z.Kolláth, K.G.Strassmeier, Astron. Astrophys., 356, 643, 2000.
- 79. Е.А.Бруевич, М.М.Кацова, Д.Д.Соколов, Астрон. ж., 78, 827, 2001.
- 80. S.V. Berdyugina, Sol. Phys., 224, 123, 2004.
- 81. И.Ю.Алексеев, Р.Е.Гершберг, М.М.Кацова, М.А.Лившиц, Астрон. ж., 78, 556, 2001.
- 82. И.Ю.Алексеев, Э.А.Барановский, Р.Е.Гершберг и др., Астрон. ж., 80, 342, 2003.
- 83. M.Schüssler, S.K.Solanki, Astron. Astrophys., 264, L.13, 1992.
- Th. Granzer, M.Schüssler, P.Caligari, K.G.Strassmeier, Astron. Astrophys., 355, 1087, 2000.