

УДК 523.84

## Магнитные поля и запятненность маломассивных звезд

Р.Е. Гершберг

Крымская астрофизическая обсерватория, Украина

*Кратко излагается предмет солнечно-звездной физики, в которой с единых позиций исследуются различные явления активности Солнца и звезд с существенной ролью конвективного переноса энергии в подфотосферных слоях и эволюция такой активности. В рамках этого подхода дан обзор современного состояния исследований поверхностных неоднородностей и результатов измерений магнитных полей таких звезд.*

**МАГНІТНІ ПОЛЯ ТА ЗАПЛЯМОВАНІСТЬ МАСОМАСИВНИХ ЗІРОК**, Гершберг Р.Є. – Коротко викладається предмет сонячно-зоряної фізики, в якій з єдиних позицій досліджуються різноманітні явища активності Сонця і зірок з істотною роллю конвективного переносу енергії в підфотосферних шарах та еволюція такої активності. У рамках цього підходу подано огляд сучасного стану досліджень поверхневих неоднорідностей і результатів вимірів магнітних полів таких зірок.

**MAGNETIC FIELDS AND SPOTS OF LOW-MASS STARS**, by Gershberg R.E. – A short description of a content of the solar-stellar physics is given. In this branch of astrophysics various phenomena of the solar and stellar activity as well as its evolution are considered from the united point of view. Within the framework of such an approach, the modern state of study of surface inhomogeneities on stars with an essential role of convective transfer in subphotospheric layers and results of magnetometric investigations of these stars are reviewed.

### 1. ВВЕДЕНИЕ

В последние десятилетия физика звезд – астрофизика в узком смысле этого слова – обогатилась двумя новыми важнейшими концепциями: теорией поздних стадий эволюции тесных двойных систем и солнечно-звездной физикой. Первая из них описывает такие сравнительно немногочисленные, но весьма разнообразные объекты звездного мира, как сверхновые и новые звезды, пульсары, поляры и другие катаклизмические переменные; реальное моделирование таких экзотических объектов невозможно в земных условиях из-за существующих в них громадных плотностей вещества, напряженностей магнитных полей и интенсивности излучения, их познание проводится на “кончике пера” с привлечением последних достижений квантовой и релятивистской физики, что одновременно активно стимулирует развитие самой теоретической физики. А солнечно-звездная физика описывает подавляющее большинство звезд Галактики, в которых конвективный перенос энергии в

подфотосферных слоях играет существенную роль. С точностью до нескольких десятилетий, оставшихся до полного приручения термоядерных реакций на Земле, все рассматриваемые солнечно-звездной физикой процессы, в принципе, доступны лабораторному моделированию. Тем не менее, прямые наблюдения и их анализ остаются основным способом получения астрофизических знаний. Сравнительное изучение Солнца и звезд оказываются весьма плодотворными. Особенно плодотворным оказалось совместное рассмотрение Солнца и красных карликов – вспыхивающих звезд типа UV Кита – после того, как в последние десятилетия выяснилось, что, во-первых, вспыхивающие карликовые звезды – это вообще наиболее распространенный тип звезд и, во-вторых, физическая природа активности таких звезд тождественна природе солнечной активности.

Результаты наблюдений активных процессов на солнечной поверхности, проводимые с высоким временным, спектральным и пространственным разрешением, являются исходными данными для рабочих моделей скоротечных вспышек, темных пятен, активных областей, корональных петель и других локальных звездных структур. С другой стороны, вспышки на звездах типа UV Кита, в которых иногда выделяется в 100 – 1000 раз больше энергии, чем в самых мощных солнечных вспышках, дают весьма жесткий критерий правильности теоретических построений для солнечных вспышек: лишь та теория солнечных вспышек может быть верной, которая при соответствующем изменении входящих в нее существенных параметров сможет представить и на 2-3 порядка величины более мощную и более скоротечную вспышку, чем самые мощные и самые скоротечные вспышки на Солнце. Наконец, обнаруженные при исследовании звезд зависимости мощности перманентной хромосферной эмиссии и интенсивности теплового излучения короны от скорости вращения и возраста звезды являются исходными экспериментальными данными для построения эволюционной теории магнетизма звезд с конвективными оболочками вообще и эволюционной теории солнечной активности в частности. По существу, утверждение об идентичности физической природы активности Солнца и красных карликовых звезд лежит в основе быстро развивающегося направления солнечно-звездной физики.

К настоящему времени уверенно прояснились общие контуры эволюционных и физических основ активности таких звезд средних и малых масс: исходный вращательный момент протозвездного облака приводит к формированию вращающейся звезды  $\Rightarrow$  в гравитационно связанном газовом шаре вращение становится дифференциальным, а перенос энергии в его внешних слоях реализуется конвекцией  $\Rightarrow$  сочетание дифференциального вращения и конвекции приводит к генерации магнитного поля  $\Rightarrow$  это поле обуславливает в конечном счете все разнообразие явлений активности звезды: оно формирует ее поверхностные структуры и участвует в генерации и выносе потоков нерadiативной энергии из подфотосферных слоев; ее диссипация ответственна за само существование хромосферы, короны и звездного ветра; магнитное поле формирует пространственные структуры всей звездной атмосферы и решающим образом влияет на происходящие в ней нестационарные процессы. Поскольку конечным источником энергии всей этой цепи является вращение звезды, то ее реализация с неизбежностью ведет к вековому замедлению вращения. И каждое звено этой цепи сопряжено с богатством и разнообразием процессов и явлений.

Из всего этого богатства и разнообразия в отведенное мне время я ознакомлю вас лишь с двумя проявлениями активности красных карликовых звезд: с магнитными полями на уровне их фотосфер и с их запятнанностью. Начну с более простой части – со звездных пятен.

## 2. ЗАПЯТНЕННОСТЬ КРАСНЫХ КАРЛИКОВЫХ ЗВЕЗД

### 2.1. Немного истории

Темные пятна на Солнце – это первое проявление солнечной активности, которое, по видимому, было обнаружено еще жрецами древнего Вавилона. С XVII века, после построения Галилеем телескопа, начинается их научное изучение, а в начале XX века, после открытия Дж.Хейлом их сильных магнитных полей – астрофизический анализ солнечных пятен. Известные к настоящему времени основные характеристики солнечных пятен таковы.

Солнечные пятна – это области выхода на поверхность локальных магнитных полей напряженностью до нескольких килогаусс. Такие поля в значительной мере подавляют конвективный перенос – основной механизм передачи энергии снизу вверх в конвективной зоне Солнца, в результате чего эффективная температура в центральных частях пятен составляет 4200 К, почти на 2000 К ниже, чем в невозмущенной фотосфере. Поэтому солнечные пятна выглядят темными на фоне спокойной фотосферы. Самые малые пятна – поры – имеют размеры порядка 1000 км, что соответствует характерному размеру фотосферных гранул. Большие пятна достигают на порядок величины больших размеров, а самые крупные группы пятен занимают до 0.006 видимой полусферы Солнца и их диаметр достигает  $10^\circ$  в гелиоцентрической системе координат. Время жизни пор составляет несколько часов, тогда как большие пятна могут существовать несколько месяцев. Напряженность магнитного поля пятна и его размер не коррелированы, напряженность поля удовлетворяет условию гидростатического равновесия магнитной силовой трубки и окружающей пятно невозмущенной фотосферы.

Пятнистость звезд подозревалась еще в XVIII веке, но реально звездные пятна были открыты в конце 40-х годов нашего столетия. Дело в том, что пятнистость – это первая мысль, которая приходила в голову как причина вариаций блеска открывателям самых разных типов переменных звезд, начиная с мирид. В конце прошлого века была даже выдвинута идея объяснить все типы звездной переменности запятненностью звезд. Вскоре эту глобальную концепцию отвергли и при этом настолько дискредитировали саму идею пятнистости звезд, что когда Крон (1952) действительно обнаружил запятненность карликовых звезд в системе YY Gem, то это открытие не вызвало заметной реакции у “переменщиков”. Лишь через 15 лет, когда интерес к вспыхивающим эмиссионным карликовым звездам был уже весьма высок и Чугайнов (1966) обнаружил запятненность в двойной системе BY Dra, исследования этого явления получили широкое распространение. Для обозначения запятненных звезд вошел в употребление термин “звезды типа BY Dra”.

Итак, основной наблюдаемый эффект запятненности красных карликовых звезд – это периодические колебания блеска в оптическом диапазоне длин волн с амплитудами от одной сотой до двух-трех десятых звездной величины – см. рис.1, которые в течение 10-100 и более оборотов звезды происходят строго синхронно с ее осевым вращением, а на больших временных интервалах имеют место спорадические изменения среднего блеска, амплитуды его колебаний, сдвиги фазы и малые вариации периода этих малоамплитудных колебаний блеска. Очевидно, что все эти эффекты можно связать с появлением, развитием и распадом звездных пятен и их дрейфом по поверхности звезды, обладающей дифференциальным вращением. Однако, также очевидно, что определение характеристик поверхностной неоднородности звезды по вариациям наблюдаемого интегрального потока – задача весьма неоднозначная.

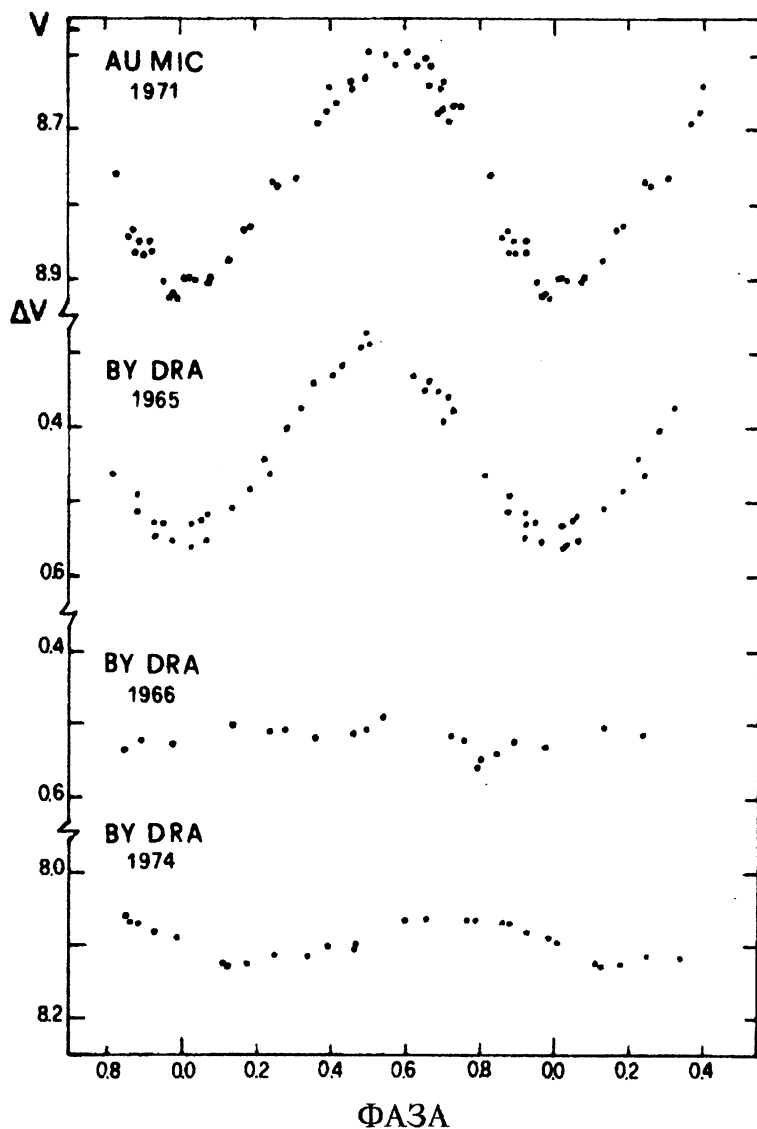


Рис.1. Вариации блеска двух красных карликов, обусловленные их запятненностью (Родоно, 1980).

## 2.2. Оценки параметров отдельных пятен

В качестве первого шага в этом направлении Кшеминьский (1969) “собрал” все неоднородности в одно пятно, “понизил” его температуру на 350 K – на два спектральных подкласса, и оценил размер пятна, необходимый для наблюдаемого фотометрического эффекта: получилось около 10% поверхности звезды. Результат Кшеминьского дал толчок построению целого ряда моделей запятненности красных карликовых звезд, и поиски количественных характеристик звездных пятен по наблюдаемой кривой блеска холодной звезды имеют богатую 30-летнюю историю: им посвящено около 300 публикаций. Для представления наблюдений теоретическими кривыми блеска отыскивались наиболее вероятные параметры круглых пятен и

пятен, ограниченных меридианами и параллелями; предполагались совсем темные пятна и по наблюдениям в двух фотометрических полосах оценивались их температуры; параметры пятен определялись с учетом потемнения диска звезды к краю и без такого учета, они находились простым подбором и разными методами оптимизации обратных задач. Для представления кривых блеска с непрерывными изменениями яркости звезды практически в течение всего периода осевого вращения привлекалась гипотеза о больших и незаходящих высокоширотных пятнах, для представления асимметричных кривых блеска привлекалось второе темное пятно.

С середины 80-х годов наибольшее применение нашла компьютерная интерактивная методика Родоно и др. (1986) для расчета моделей с двумя пятнами. Расчет проводился последовательно: сперва методом проб и ошибок по критерию  $\chi^2$  подбирались параметры одного пятна, затем по оставшимся невязкам оценивались параметры второго пятна. Благодаря большому числу варьируемых параметров, представление наблюдений этой методикой удавалось проводить с высокой точностью, представляя как симметричные, так и асимметричные кривые блеска – см. рис.2.

Суммируя результаты вычислений по описанной методике и в ряда предыдущих исследований, Родоно (1986) заключил, что при размахе колебаний блеска от  $0.^m05$  до  $0.^m35$  типичные пятна имеют радиусы от  $10^\circ$  до  $32^\circ$  и отношения температур пятен и спокойных фотосфер от 0.70 до 0.86; эти отношения находятся между величинами, присущими полутени и тени солнечных пятен, вплотную примыкая к последним. Для регистрации эффектов меньших по площади пятен требуется существенное повышение точности фотометрии.

По длительным рядам наблюдений проводились сопоставления широт пятен, найденных по моделям запятненности звезды, и значений периодов осевого вращения в соответствующие сезоны. Такие сопоставления позволили для ряда звезд получать оценки их дифференциального вращения. Но здесь нет согласия между результатами разных исследователей. Кроме того, найденные величины уменьшаются с переходом к более поздним спектральным классам, что противоречило ожиданиям, основанным на теории динамо. В одном случае угловая скорость околополюсной зоны оказалась даже больше, чем в экваториальной зоне.

Итак, развитые к настоящему времени аналитические и численные методы расчета теоретических кривых блеска и цвета запятненных холодных звезд, реализующие интегрирование интенсивности по поверхности звезды с переменной яркостью за счет случайных пятен и систематического потемнения диска к краю, дают решение прямой задачи проблемы фотометрического картирования. Что же касается обратной задачи – восстановления карты поверхности звезды по наблюдаемому интегральному потоку, то здесь, несмотря на развитие алгоритмов от простого подбора методом проб и ошибок до процедуры восстановления изображения Банка и др. (1991) и матричных операций Вилда и др. (1994), существующая ситуация весьма далека от желаемой. Конечно, нет сомнений в том, что звездные пятна на сотни градусов холоднее фотосферы и занимают до десятков процентов поверхности звезды. Но результаты традиционного фотометрического картирования вызывают серьезные сомнения.

Дело в том, что при всем разнообразии применявшихся вычислительных алгоритмов, все они были направлены по существу на решение задачи, поставленной Кшеминьским: представить наблюдаемые кривые блеска звезд минимальным числом отдельных поверхностных структур с определяемыми параметрами. Но совсем не очевидно, что путь к картированию запятненной звездной поверхности лежит через решение задачи Кшеминьского.

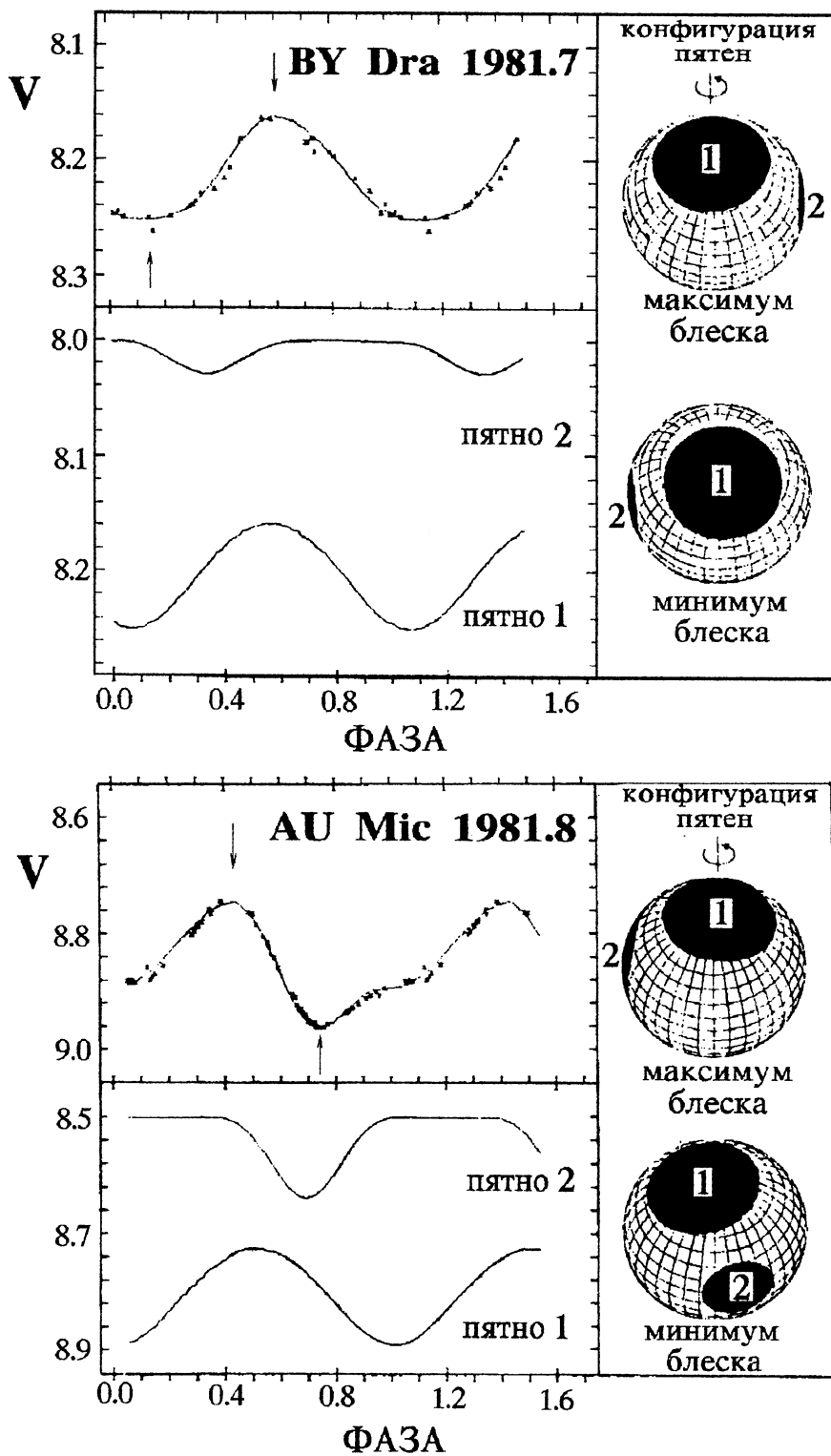


Рис.2. Представление кривых блеска двух красных карликов в рамках двух-пятенной модели (Родоно и др., 1986).

Более того, можно отметить некоторые принципиальные недостатки описанных выше моделей запятненности красных карликовых звезд.

Во-первых, во всех рассмотренных решениях для интерпретации кривых блеска без заметного горизонтального участка с максимальным блеском звезды – а таковыми являются практически все наблюдаемые кривые блеска – привлекается идея о высокоширотных или полярных пятнах. На Солнце таких пятен нет. Альтернативная идея неравномерной запятненности по долготе высказывалась неоднократно, но она не была доведена до количественного уровня для звезд типа BY Dra.

Во-вторых, среди развитых ранее алгоритмов были широко распространены поиски иерархических моделей, то есть, таких поверхностных структур, где сперва можно выделить главное пятно и оценить его параметры, после вычитания его фотометрического эффекта по разностной кривой оценить параметры второго по значению пятна. В нескольких случаях эта процедура доводилась до третьего пятна. Каждый шаг такой процедуры давал 3-4 дополнительных свободных параметра, так что очевидна возможность в рамках таких приближений добиться весьма высокого качества воспроизведения наблюдений. Однако, как и в случае с высокоширотными пятнами, получаемая картина даже отдаленно не напоминает пятнистость Солнца. Дело не в том, что это очень сильное упрощение картины солнечной запятненности, а в том, что оно в принципе не сходится к этой картине. Иными словами, в идеологию рассмотренных алгоритмов не включена важнейшая для восстановления изображения априорная информация: требование о таком классе решений, который включает картину наблюдаемой запятненности Солнца.

В-третьих, все модели с одним пятном имели и чисто фотометрический недостаток. Так, если пятно увеличивает свой размер, но при этом быстро не дрейфует к полюсу, то очевидно, что это должно приводить одновременно к понижению общего блеска звезды и увеличению амплитуды вращательной модуляции. Увеличение числа пятен и эффект потемнения диска к краю должны несколько размыть эту ожидаемую зависимость. Но наблюдения не оправдывают эти ожидания: Алексеев и Гершберг (1996в) собрали данные о 140 сезонах наблюдений 13 красных карликовых звезд и из 127 соседних сезонов наблюдений лишь в 32 случаях знаки изменения уровня максимального блеска и амплитуды периодических колебаний совпали.

Перечисленные недостатки существовавших алгоритмов фотометрического картирования запятненных красных карликовых звезд стимулировали принципиально новый подход к проблеме: вместо определения параметров отдельных пятен – поиск общих свойств запятненных областей звезды. Такой подход был предложен и развит в Крыму (Алексеев и Гершберг, 1996 абв, 1997).

### 2.3. Оценки параметров запятненных областей в рамках зональной модели

В простейшей модели зональной пятнистости совокупность звездных пятен аппроксимируется двумя симметричными относительно экватора темными полосами с переменной скважностью по долготе – см. рис.3, и такая модель описывается четырьмя свободными параметрами: расстоянием темных полос от экватора ( $\phi_0$ ), их шириной ( $\Delta\phi$ ), отношением поверхностной яркости пятен и невозмущенной фотосферы звезды ( $\beta_V$ ) и параметром изменения скважности по долготе ( $f_{\min}$ ). Предполагается, что скважность на некоторой долготе равна единице, то есть, там пятна занимают практически всю полосу в диапазоне  $\Delta\phi$ , на противоположной долготе она достигает некоторого минимума – его величина и есть четвертый

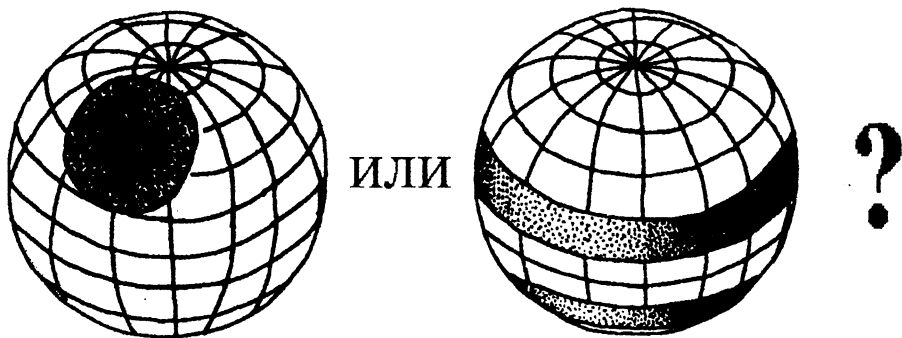


Рис.3 Модели запятненности с отдельными пятнами и зонами запятненности

параметр модели  $f_{\min}$ , а между этими экстремумами изменения скважности предполагаются линейными.

Развитый в Крыму вычислительный алгоритм для анализа наблюдений, выполненных в фотометрических полосах BVRI, был применен к наблюдениям 24 красных карликовых звезд в течение около 320 наблюдательных эпох. Поскольку общее число таких известных объектов со свидетельствами запятненности около 110, то анализ проведен по достаточно представительной выборке.

На рис.4 приведено сопоставление найденных параметров запятненности с глобальными параметрами звезд: широты  $\phi_0$ , температуры пятен и разности температур фотосфер и пятен сопоставлены с показателем цвета V-I, который тесно связан с температурой звезды, и числом Россби, равным отношению скорости циркуляции конвективных вихрей к скорости осевого вращения звезды; большим кружком с точкой отмечено положение Солнца. Рассмотрение полученных численных результатов и рис.4 позволяет сделать некоторые общие заключения о модели зональной запятненности.

Все наблюдаемое разнообразие параметров кривых блеска запятненных красных карликовых звезд в моменты максимумов и минимумов – амплитуды вращательной модуляции блеска и отношения амплитуд  $\Delta B/\Delta V$ ,  $\Delta R/\Delta V$  и  $\Delta I/\Delta V$  – удастся представить в рамках простейшей 4-параметрической модели зональной пятнистости при значениях параметра модели  $\phi_0$  в диапазоне от 0 до  $55^\circ$ , параметра  $\Delta\phi$  – от  $0.5^\circ$  до  $34^\circ$ , параметра  $f_{\min}$  – от 0.00 до 0.95 и параметра  $\beta_V$  от 0.03 до 0.58. В результате рассматриваемые модели описывают общую запятненность звезд в интервале от 1.9 до 42 % общей поверхности звезды. (Заметим, что найденные в рамках зональной модели параметры запятненности LQ Нуа не противоречат результатам спектрального картирования этой звезды, которому подавляющее большинство красных карликов недоступно из-за их слабого блеска.)

Зональная модель представляет наблюдения без привлечения гипотезы о больших холодных околополюсных пятнах, хотя при вычислении параметров модели налагалось лишь естественное ограничение  $\phi_0 + \Delta\phi < 90^\circ$  и околополярные пятна заранее не исключались.

Расчет параметров зональной модели не включает какие-либо иерархические соображения.

Поскольку средний блеск звезды и амплитуда периодических колебаний в рамках модели зональной пятнистости определяются двумя независимо варьируемыми параметрами –



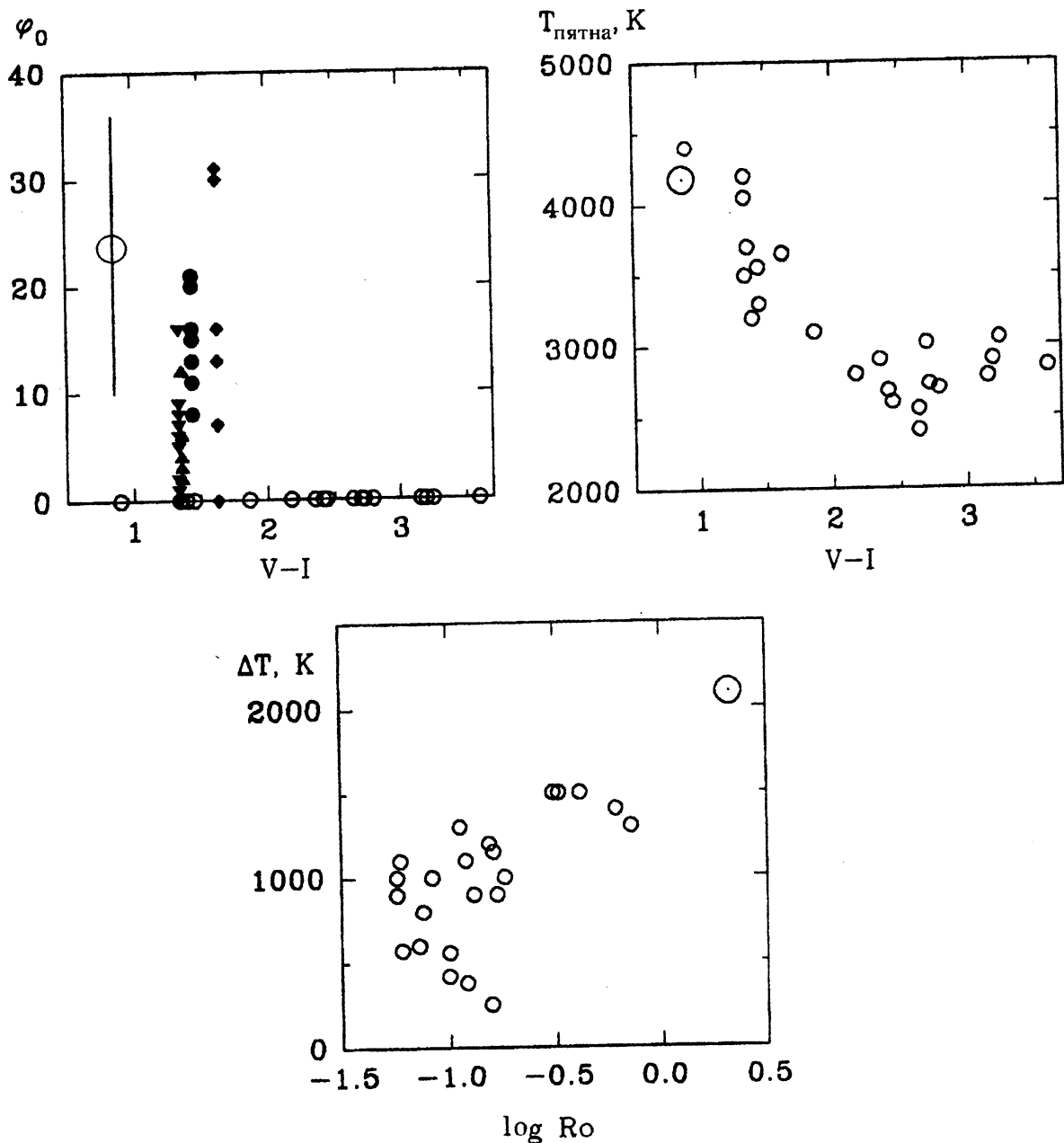


Рис.4. Сопоставление вычисленных параметров моделей зональной запятненности красных карликовых звезд и глобальных звездных параметров: показателя цвета  $V-I$  и числа Россби (Алексеев и Гершберг, 1997).

шириной полосы запятненности  $\Delta\phi$  и степенью ее однородности  $f_{\min}$ , то повышение среднего блеска звезды от сезона к сезону может сопровождаться как увеличением, так и уменьшением амплитуды вращательной модуляции ее блеска – что и наблюдается в действительности.

Совместное рассмотрение всех вычисленных моделей позволяет отметить некоторые статистические закономерности. На рис.4 у более холодных звезд с показателями цвета  $V-I > 1.6$  вычисления обнаруживают слияние двух предполагаемых симметричных относительно экватора полос запятненности в одну структуру. У половины более горячих звезд

вычисления дают две полосы, как и на Солнце. Среди самых горячих звезд рассмотренной выборки, которые, как и Солнце, имеют спектральный класс G, находятся объекты с наибольшим периодом осевого вращения, с наименьшей запятненностью и с наименьшей протяженностью полос запятненности по широте. Иными словами, намечается определенная тенденция к “стыковке” параметров рассчитанных зональных моделей с характеристиками солнечной пятнистости. Такая же тенденция обнаруживается при рассмотрении вычисленных температурных свойств звездных пятен. Это обстоятельство дает основание полагать, что полученные модели зональной запятненности звезд, действительно, отражают существенные свойства поверхностной неоднородности красных карликов.

Зональная модель требует пересмотра упомянутых выше результатов по дифференциальному вращению красных карликов, поскольку существенно меняются оцениваемые широты пятен.

Свободная от перечисленных выше принципиальных недостатков моделей с отдельными крупными пятнами, зональная модель в настоящее время заметно уступает им в части используемого математического формализма. Будучи моделью с 3-4 свободными параметрами, она может представить, как и модели с одним крупным пятном, лишь симметричные кривые блеска. По-видимому, этот недостаток может быть устранен при задании более сложного хода скважности по долготе: для двугорбого хода скважности, как и при добавлении второго пятна в развитых ранее алгоритмах, потребуется 3 дополнительных варьируемых параметра. Переход от наиболее употребляемых оценок методом наименьших квадратов к современным методикам восстановления изображения должен повысить надежность оценок определяемых параметров моделей.

## 2.4. Некоторые проблемы физики звездных пятен

Несмотря на неполноту сведений о внешних параметрах звездных пятен – реальных размерах отдельных пятен, их температурах, фотометрических профилях, временах жизни – следует, по крайней мере, перечислить некоторые ждущие решения физические проблемы этих структур.

Главная нерешенная теоретическая проблема солнечных и звездных пятен – это неопределенность в уравнении энергии, что не позволяет предвычислять их эффективную температуру и построить модель внутреннего строения.

Далее, большие запятненные области – это, действительно, гигантские пятна (или тесные пары разнополюсных пятен), достигающие десятка процентов поверхности звезды, или это группы пятен меньших размеров, как самые крупные группы солнечных пятен? Что определяет максимальный размер звездных пятен – полная глубина конвективной зоны или гигантские конвективные ячейки, по какой-то причине не деградировавшие до грануляционных ячеек, или размер супергранул? Когда на звезде существуют большие пятна, существуют ли одновременно и меньшие пятна? Сколь малые? Каков размер самых малых пятен на красных карликовых звездах?

Считается, что силовые трубки магнитного поля формируются на Солнце на границе конвективной зоны и радиативного ядра. А как обстоят дела на звездах малых масс, где такая граница может и не существовать вообще? Если там начинает действовать распределенное динамо, то всплывают ли пятна разных размеров с одной глубины? Какой?

Разрушаются ли большие пятна дифференциальным вращением звезды? Если да, то что

из них при этом получается? Сливаются ли малые пятна в большие?

Чему соответствуют определяемые температуры пятен? Есть ли у гигантских пятен структура типа тень/полутень?

Несмотря на этот внушительный список нерешенных вопросов, сам факт значительной запятненности вспыхивающих звезд достаточен для важного физического вывода: магнито-гидродинамическая ситуация на таких звездах должна, как правило, существенно отличаться от солнечной, где общая площадь запятненной поверхности не превышает 0,5 % поверхности Солнца. Из-за более тесного расположения звездных пятен в их окрестностях гораздо чаще, чем на Солнце, должны возникать мощные вспышки, что и наблюдается в действительности. Не ясно, сохраняются ли при такой плотности пятен изолированные активные области, не будут ли в таких условиях симпатические вспышки типичными, а не сравнительно редкими явлениями, как на Солнце.

### **3. МАГНИТНЫЕ ПОЛЯ НА ФОТОСФЕРНОМ УРОВНЕ КРАСНЫХ КАРЛИКОВ**

Магнитное поле Солнца на уровне фотосферы имеет очень сложную структуру. По-видимому, оно концентрируется в малых дискретных – диаметром в 100-200 км – неразрешаемых в наземных наблюдениях силовых трубках, которые выходят на поверхность Солнца и формируют различные видимые структуры: толстые жгуты таких трубок образуют темные солнечные пятна, а их небольшие группы ответственны за области повышенной яркости – светлые факелы и узлы хромосферной сетки; напряженность поля в этих трубках составляет 1-2 кГс. Общее магнитное поле Солнца весьма слабо – его напряженность порядка 1 Гс. Главные магнитные структуры – это локальные поля солнечных пятен, где напряженность составляет от 1.5 до 3-4 кГс. Солнечные пятна окружены факельными полями – областями с общим излучением, на несколько процентов превышающим излучение невозмущенной фотосферы. Факельные поля в десятки раз превышают по площади пятна и живут в 2-3 раза дольше; поэтому наблюдаются факельные поля и без пятен. Общая площадь намагниченной поверхности Солнца составляет 1-2%, в факелах фактор заполнения возрастает до 5-10%. Структура магнитного поля в солнечной фотосфере обнаруживает изменения за сутки или даже быстрее. Очевидно, что описанная сложная картина является лишь срезом на фотосферном уровне трехмерной структуры солнечного магнитного поля. Все это необходимо иметь в виду при обсуждении магнетизма красных карликовых звезд.

Когда были обнаружены громадные по солнечным масштабам области запятненности на красных карликовых звездах, у которых и вспышечная активность по мощности на порядки превышает солнечную, то задолго до того, как техника магнитометрических наблюдений позволила экспериментально исследовать эти структуры, появился ряд работ с оценками ожидаемых свойств звездных пятен. Не останавливаясь на этих догадках, перейдем к результатам измерений. Все методы прямых измерений магнитных полей на звездах основаны на различных проявлениях эффекта Зеемана – расщеплении спектральных линий в магнитном поле на мультиплеты с разной поляризацией компонентов.

#### **3.1. Зеемановская спектрополяриметрия**

Известные успехи магнитометрических исследований в поляризованном свете горячих магнитных звезд в значительной степени охладили интерес наблюдателей к холодным звездам, и почти за два десятилетия было выполнено лишь несколько таких исследований.

Браун и Ландстрит (1981) провели измерения продольного магнитного поля у 6 К-М карликов, но ни в одном случае не обнаружили такое поле, превышающее два десятка Гс; по их оценкам, у G8V звезды  $\xi$  Boo  $A\ B = +1 \pm 12$  Гс.

Борра и др. (1984) в течение 11 ночей провели 112 измерений продольного поля той же звезды  $\xi$  Boo A и в одну из ночей зарегистрировали поле в  $25 \pm 6$  Гс, а через 4 суток –  $72 \pm 30$  Гс; в другие ночи значимое поле не было обнаружено.

Для проведения спектрополяриметрических исследований в Крыму был изготовлен и установлен на 2.6м Шайновском телескопе стоксметр с ПЗС матрицей в качестве детектора. Первый реальный результат был получен Плачиндой и Тарасовой (1999), когда они нашли четкие периодические вариации общего поля звезды  $\xi$  Boo A от +30 до –10 Гс с периодом около 6 суток, совпавшим с периодом осевого вращения звезды. На построенную ими фазовую кривую неплохо укладываются результаты Брауна и Ландстрита (1981) и Борра и др. (1984).

### 3.2. Робинсонова спектрофотометрия

Современная магнитометрия красных карликовых звезд родилась с выходом статьи Робинсона (1980), в которой был предложен новый для исследования холодных звезд принцип магнитометрии по Зеемановскому уширению линий в неполяризованных спектрах, существенно повысивший возможности таких исследований. В этом методе наблюдаемый профиль линии поглощения  $F_{\text{набл}}$  представляется в виде суммы  $F_{\text{набл}} = f F_m(B) + (1-f) F_q(B=0)$ , где  $f$  – доля поверхности звезды, занятая магнитной областью,  $F_m(B)$  – профиль линии, возникающий в магнитной области с напряженностью поля  $B$ , и  $F_q$  – профиль линии, возникающий в невозмущенной фотосфере. Такое разложение наблюдаемых профилей линий в принципе возможно при рассмотрении линий с различной чувствительностью к магнитному полю, то есть, с разными факторами Ланде.

Первые наблюдения методом Робинсона были выполнены по линиям  $\lambda 6843 \text{ \AA}$  и  $\lambda 6810 \text{ \AA}$  нейтрального железа, принадлежащим одному мультиплету (Робинсон и др., 1980). Наблюдения все той же звезды  $\xi$  Boo A и солнечного пятна обнаружили ожидаемые различия профилей этих линий, тогда как на спокойной поверхности Солнца эти профили, как и следовало ожидать, оказались идентичны. Согласно этим наблюдениям, на  $\xi$  Boo A магнитное поле напряженностью до  $2900 \pm 550$  Гс занимало до 45% поверхности, а на K0V звезде 70 Oph A поле напряженностью до  $1800 \pm 350$  Гс занимало до 10% поверхности. При этом оценки напряженности поля в солнечных пятнах и факелах дали значения, близкие к результатам традиционных магнитометрических наблюдений Солнца. Упомянутые выше более поздние данные Брауна и Ландстрита (1981) и Борра и др. (1984) о малых продольных магнитных полях не противоречили найденным килогауссам при условии хорошей взаимной компенсации круговой поляризации от многочисленных разнополюсных локальных звездных магнитных полей.

Технология наблюдений методом Робинсона и идеология обработки получаемых данных и вычисления  $F_m(B)$  и  $F_q(0)$  прошли за минувшие годы значительное развитие. Принципиальными моментами в этом развитии были переход от простого Зеемановского триплета оптически тонкой линии к расчету профилей линии в рамках теории переноса излучения в магнитном поле, то или иное усреднение по диску звезды, разработка методики корректного учета слабых бленд, преимущественные наблюдения в инфракрасной области.

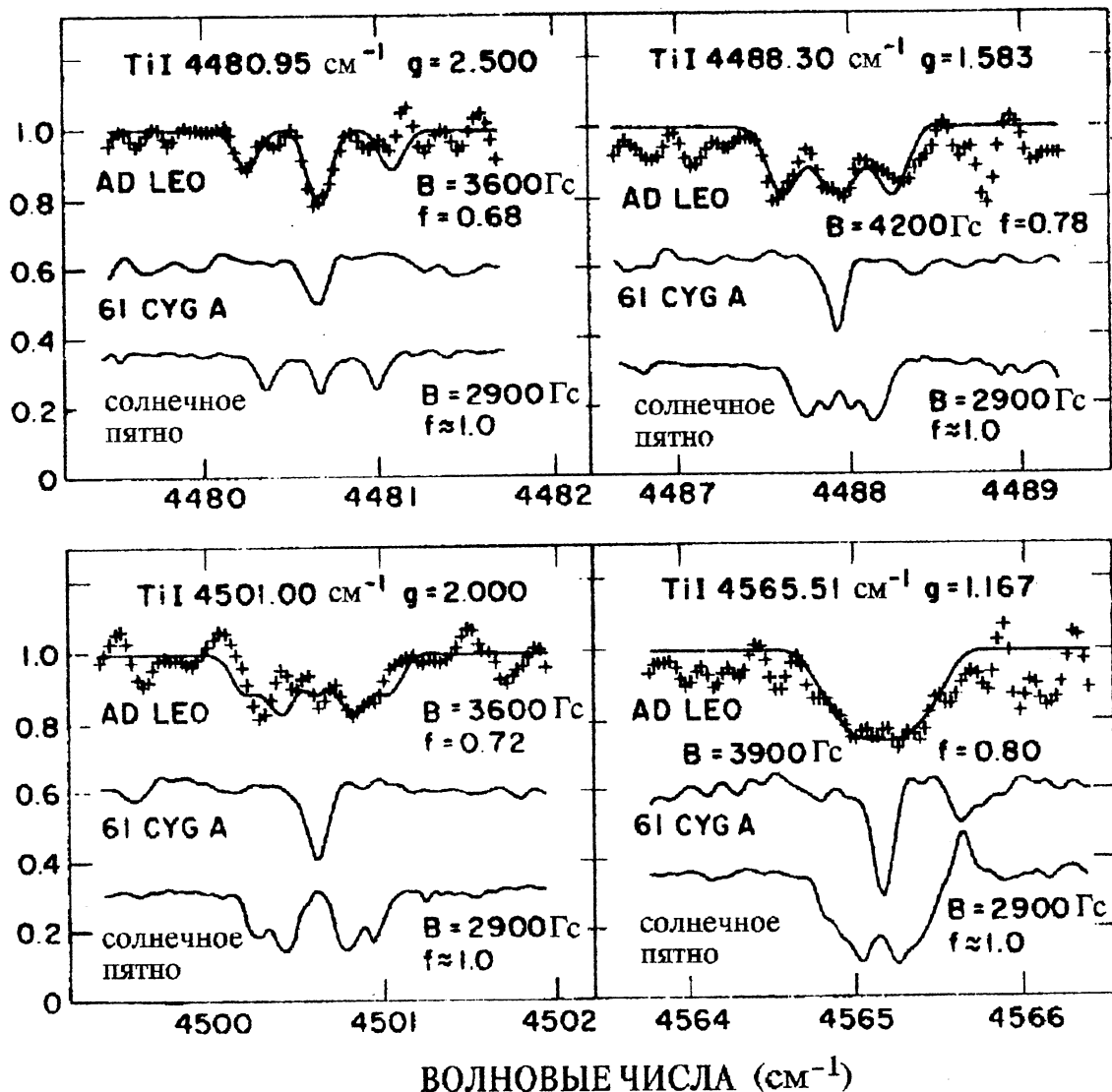


Рис.5. Спектры вспыхивающей звезды AD Leo, неактивной звезды 61 Cyg A и солнечного пятна в области инфракрасных линий нейтрального титана с разной магнитной чувствительностью (Саар и Линский, 1985)

Поскольку в этих исследованиях используется весьма сложная техника, то они проводятся лишь на немногих обсерваториях.

Первой вспыхивающей звездой, на которой по Зеемановскому уширению было обнаружено и измерено магнитное поле, была самая яркая вспыхивающая звезда AD Leo. Ее магнитометрические наблюдения были проведены Сааром и Линским (1985) на Фурье-спектрометре, установленном на 4м телескопе Мэйолла на обсерватории Китт Пик. Наблюдения проводились в инфракрасной области спектра около 2.22 микрон, где Зеемановское расщепление, пропорциональное квадрату длины волны, заметнее. Саар и Линский использовали 5 линии нейтрального титана и обнаружили магнитные поля с  $B = 3800 \pm 260 \text{ Гс}$  и  $f = 0.73 \pm 0.06$  – см. рис.5. Приведенные на рисунке результаты наблюдений солнечного пятна и неактивной звезды 61 Cyg A четко иллюстрируют заметный магнетизм AD

Leo. Как показали Саар и Линский, найденные напряженности поля соответствуют газовому давлению невозмущенной фотосферы, а большая площадь намагниченной области должна быть связана с высокой эффективностью генерации магнитного потока механизмом динамо в быстро вращающейся звезде.

Затем Саар и др. (1986) опубликовали свои магнитометрические наблюдения известной вспышечной и запятанной dK5e звезды EQ Vir. Зеemanовское уширение исследовалось на 4.5 м Многозеркальном телескопе по магниточувствительной линии Fe I  $\lambda$  6173 Å и близким линиям NaI, CaI и FeI с меньшими факторами Ланде. Впервые в таких исследованиях был учтен перенос излучения в линиях и сравнением со спектрами неактивной звезды 61 Cyg A были тщательно учтены бленды. В результате были получены оценки напряженности поля  $2500 \pm 300$  Гс, покрывающего  $80 \pm 15\%$  поверхности звезды. И эти результаты в сочетании с более ранними данными об отсутствии поля по измерениям в поляризованном свете свидетельствовали о сложной топологии магнитного поля и многочисленных небольших двухполосных структурах. Как и в случае AD Leo, величина напряженности оказалась соответствующей газовому давлению в фотосфере, а большое среднее поле  $\langle B \rangle = fB$  – большой скорости вращения звезды.

Объединив принцип Допплера картирования с магнитометрическим анализом по неполяризованным спектрам, Саар и др. (1992) исследовали спектры одиночного быстро вращающегося K2 карлика LQ Нуа в 7 фазах периода вращения. На основании такого анализа были построены температурные и магнитные карты звезды и на них было обнаружено неплохое соответствие темных и магнитных областей с  $fB = 1.0$  кГс, то есть фотометрически светлые факелы подавляются при магнитометрических наблюдениях темными пятнами.

Первые свидетельства сложного распределения напряженности магнитного поля по звезде были получены Сааром (1992) при анализе инфракрасных линий Ti I в спектре AD Leo по методике, описанной ранее (Саар и Линский, 1985). Полученные профили линий не могли быть представлены одной парой параметров  $f$  и  $B$ , описывающей двухкомпонентную фотосферу с однородными магнитными и немагнитными областями по всей звезде, но могли быть удовлетворительно представлены либо двумя типами магнитных областей с  $B_1 = 2.4$  кГс,  $f_1 = 0.45$  – факелы – и  $B_2 = 5.0$  кГс,  $f_2 = 0.30$  – пятна, либо магнитным полем с вертикальным градиентом напряженности. В связи с этой альтернативой следует напомнить ситуацию на Солнце, где в больших пятнах высока напряженность поля и мал вертикальный градиент, а в отдельных тонких силовых трубках – малая дисперсия напряженности на фиксированном уровне, но значительный вертикальный градиент.

При напряженности магнитных полей около 4 кГс, какие у активных M карликов были обнаружены Сааром (1994), расщепление  $\pi$  и  $\sigma$  компонент инфракрасных линий должно быть хорошо заметно на спектрах высокого разрешения. Исходя из этих соображений, Джонс-Крулл и Валенти (1996) провели наблюдения двух активных M4.5e карликов – EV Lac и Gl 729 на 2.7 м телескопе Харлана Смита в обсерватории МакДональд. Наблюдалась линия Fe I  $\lambda$  8468 Å с разрешением 120000, отношением сигнал/шум от 170 до 280 и экспозицией в несколько часов. Параллельно наблюдались и неактивные M карлики. Полученные спектры позволяют непосредственно “увидеть” Зеemanовское расщепление: вне магниточувствительной линии  $\lambda$  8468 Å спектры неактивных звезд Gl 725 B и Gl 876 “ведут” спектр EV Lac, но профиль самой линии резко отличается, его ядро существенно мельче и с обеих сторон четко обнаруживаются  $\sigma$  компоненты – см.рис.6. Для количественного анализа этих спектров были рассчитаны

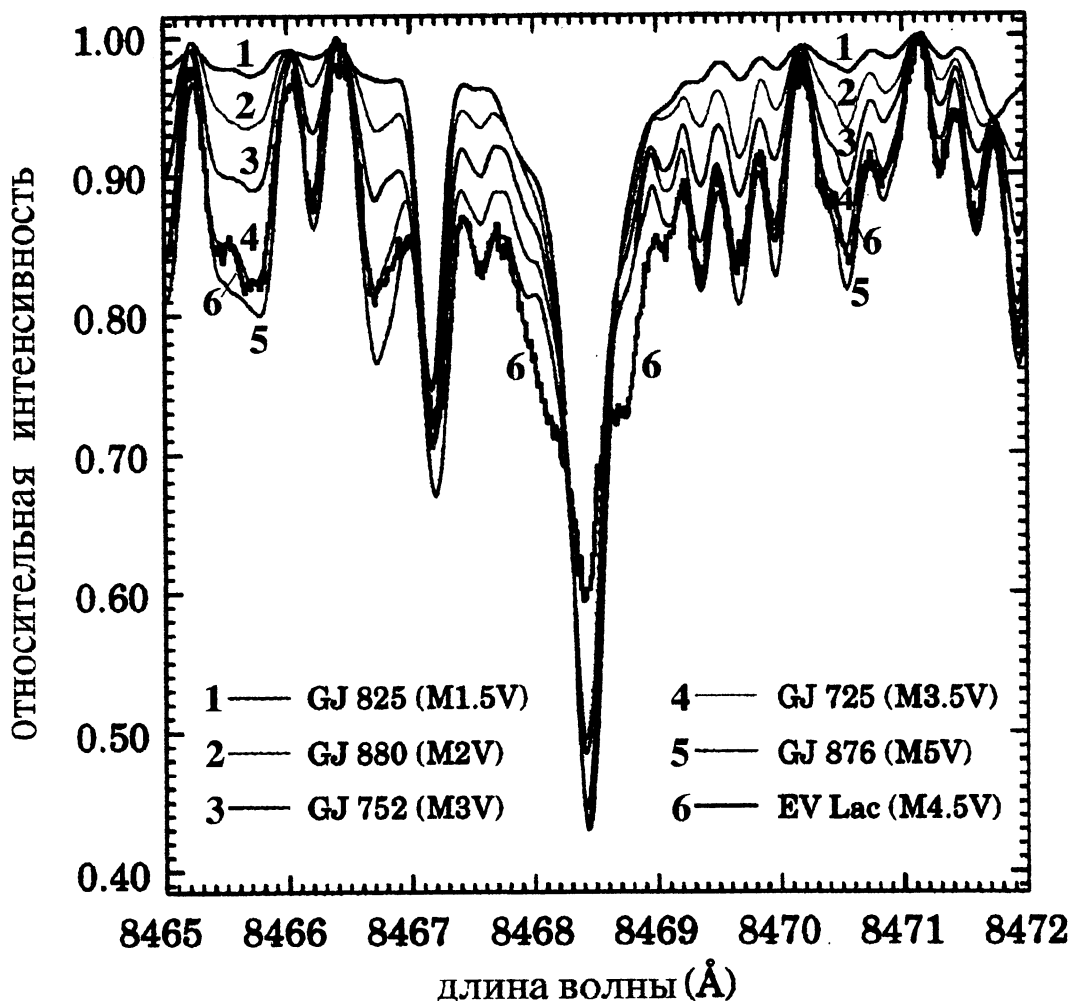


Рис.6. Спектры вспыхивающей звезды EV Lac и неактивных М карликов в области магниточувствительной линии  $\lambda$  8468 Å (Джонс-Крулл и Валенти, 1996).

теоретические профили этой линии для атмосферы с полем и без поля с использованием уравнений переноса для отдельных параметров Стокса. В результате оказалось, что параметры магнитных полей активных звезд определяются неоднозначно: для EV Lac по крыльям профиля  $B = 4.2$  кГс и  $f = 0.4$ , тогда как по всему профилю  $B = 3.4$  кГс и  $f = 0.6$ ; аналогично, для Gl 729 по крыльям линии  $B = 2.8$  кГс и  $f = 0.4$ , а по всему профилю –  $B = 2.4$  кГс и  $f = 0.6$ . Как и Саар (1992) при исследовании AD Leo, Джонс-Крулл и Валенти заключили, что отсутствие единых оценок означает неоднородность магнитных полей по поверхности звезд или их заметные вертикальные градиенты.

На базе космических технологий для магнитометрических исследований в инфракрасном диапазоне длин волн был разработан эшелльный спектрограф с сурьмяно-индиевым детектором, который в сотню раз превзошел по чувствительности ранее использовавшийся Фурье – спектрометр. По наблюдениям с этой техникой LQ Нунз Саар (1996) получил  $B = 3.5$  кГс и  $f = 0.7$ . Однако, эквивалентная ширина одной из инфракрасных линий титана оказалась в 4 раза больше, чем в менее активной звезде  $\epsilon$  Eri того же спектрального

Таблица 1. Магнитные параметры звезд-карликов по Саару (1997)

Звезда	Спектральный класс	Период осевого вращения (сутки)	f (%)	B (кГс)	$\lg F_x$	$\lg F_{civ}$
					(эрг/см <sup>2</sup> ·с)	
Солнце	G2 V	25.4	1.5	1.5	4.8	4.0
HD 115383	G0 V	4.9	19	1.0	6.2	5.1
HD 20630	G5 V	9.4	20	1.8	5.9	4.8
Ksi Boo A	G8 V	6.2	18	1.9	6.4	4.9
HD 131511	K1 V	9	6	1.7	5.8	4.7
HD 26965	K1 V	37	<2.7	1.7	5.3	3.7
HD 185114	K1 V	27.2	<1.9	1.36	5.0	4.0
HD 22049	K2 V	11.3	8.8	1.44	5.7	4.6
HD 17925	K2 V	6.76	35	1.5	6.1	5.0
LQ Hya	K2 Ve	1.60	70	3.5	7.3	5.6
Gl 171.2 A	K5 Ve	1.85	50	2.8	7.1	5.7
EQ Vir	K5 Ve	3.9	55	2.5	7.0	5.3
DT Vir	M2 Ve	1.54	50	3.0	6.9	
AD Leo	M3.5 Ve	2.6	60	4.0	6.6	5.5
YZ CMi	M4.5 Ve	2.78	67	4.2	6.8	5.3
EV Lac	M4.5 Ve	4.38	50	3.8	6.7	
Gl 729	M4.5 Ve	50	6.2			

класса; столь существенное усиление линии может быть объяснено только формированием ее при более низкой температуре, то есть магнитный сигнал в данном случае идет от пятен и для них получается  $f \sim 0.5$ . Все это требует введения трехкомпонентной картины: спокойной фотосферы, факелов и пятен.

В 1995 году Саар (1996, 1997) подвел итоги 15 годам измерений магнитных полей на карликовых звездах нижней части главной последовательности. Поскольку за эти годы техника наблюдений и полнота анализа данных прошли существенное развитие, то Саар исключил из рассмотрения все прежние наблюдения, которые были выполнены со сравнительно невысокими отношениями сигнал/шум, без учета переноса излучения в линиях и интегрирования по диску звезды, результаты по K звездам, полученные по линии  $\lambda 8648 \text{ \AA}$ , не согласующиеся с инфракрасными данными. Результаты, прошедшие такой суровый отбор, приведены в табл 1.

Эти данные подтвердили и несколько уточнили ранее отмеченные статистические закономерности. Так, для G-K звезд и по крайней мере одного малоактивного M карлика Gl 729 имеет место соотношение  $B \leq B_{eq}$ , где  $B_{eq} = (8\pi P_\phi)^{1/2}$ ,  $P_\phi$  – газовое давление в невозмущенной фотосфере. Далее, сохраняется выдвинутая ранее концепция критической скорости вращения звезды. У звезд с медленным вращением имеет место соотношение  $B \leq B_{eq}$  и величина  $f$  сильно зависит от скорости вращения: она пропорциональна  $P_{rot}^{-1.8}$  при  $P_{rot} > 3$  суток и при более быстром вращении наступает насыщение на уровне  $f \sim 0.6$ . В качестве глобального параметра звезды вместо периода осевого вращения можно рассматривать число Россби.

Принципиальным недостатком рассмотренных Сааром (1996, 1997) данных остается



гипотеза об одинаковых термодинамических структурах магнитных областей и нормальных фотосфер звезд.

Кроме нескольких наблюдений методом Зеемановской спектро-поляриметрии и Робинсоновой спектрофотометрии, в последние годы были предложены и начаты реализовываться еще несколько магнитометрических методов. Но они еще не дали сколько-нибудь значимых астрофизических результатов.

## ВЫВОДЫ

Магнитометрические наблюдения холодных звезд оказались одними из самых тонких экспериментальных исследований как в части получения надежных данных, так и в отношении их корректного анализа. Тем не менее, ряд результатов таких исследований можно считать надежно установленными. Эти результаты таковы.

Как и Солнце, звезды нижней части главной последовательности не имеют глобальных сильных магнитных полей, присущих некоторым звездам ранних спектральных классов. Напряженности таких глобальных полей рассматриваемых звезд не превышают одного-двух десятков Гс.

Многим звездам-карликам средних и малых масс, как и Солнцу, присущи локальные магнитные поля многочисленных небольших разнополюсных структур с напряженностью от сотен Гс до многих кГс, хотя среди изученных G-K-M карликов есть и такие, у которых поля оказываются слабее достигнутого порога обнаружения.

Интерпретация измеряемых параметров локальных магнитных полей не является очевидной и требует дополнительных модельных построений. По-видимому, измерения в оптической области, особенно на G и ранних K карликах, дают магнитные параметры фотосферных факелов, тогда как в инфракрасной области, особенно у M звезд, начинают обнаруживаться поля звездных пятен. Пока нет общепринятого алгоритма расчета трехкомпонентной модели, состоящей из нормальной фотосферы, факелов и пятен.

Напряженности локальных магнитных полей желтых и не слишком поздних красных карликовых звезд определяются условием равенства давлений поля и окружающей фотосферы. Поэтому они систематически возрастают от многих сотен Гс у G звезд до многих кГс у M карликов, “не помнят” конкретный механизм их генерации и не коррелируют ни с фактором заполнения поверхности, ни со скоростью вращения звезды.

Общая эффективность механизма генерации полей определяется глубиной конвективной зоны и скоростью вращения звезды. Как эта общая эффективность, так и временные вариации магнитного потока проявляются в величине фактора заполнения, систематически возрастающей от нескольких сотых у G звезд до приближающейся к единице у M карликов.

С ростом угловой скорости вращения возрастает общий магнитный поток или пропорциональная ему средняя напряженность поля  $fB$ .

Накопленные данные наблюдений до сих пор не дали прямых подтверждений существования в звездных пятнах магнитных полей с ожидавшейся напряженностью в десятки кГс, хотя поля факелов в несколько кГс можно рассматривать как косвенный аргумент в пользу таких сильных полей пятен.

1. Алексеев И.Ю. и Гершберг Р.Е., 1996а – Астрон. журнал Т.73 – С.589.
2. Алексеев И.Ю. и Гершберг Р.Е., 1996б – Астрон. журнал Т.73 – С.579.
3. Алексеев И.Ю. и Гершберг Р.Е., 1996в – Астрофизика Т.39 – С.67.
4. Алексеев И.Ю. и Гершберг Р.Е., 1997 – Астрон. журнал Т.74 – С.240.
5. Банкс и др. (Banks T., Kilmartin P.M. and Budding E.), 1991 – *Astrophys. Space Sci.* V.183 P.309.
6. Браун и Ландстрит (Brown D.N. and Landstreet J.D.), 1981 – *Astrophysical J.* V.246 P.899.
7. Борра и др. (Borra E.F., Edwards G. and Mayor M.), 1984 – *Astrophys.J.* V.284 P.211.
8. Вилд и др. (Wild W.J., Rosner R., Harmon R. and Drish W.F.), 1994 – in J.-P.Caillault (ed) “Cool stars, stellar systems, and the Sun”. *Astron.Soc.Pacific Conf.Ser.* V.64 P.628.
9. Джонс-Крулл и Валенти (Johns-Krull C.M. and Valenti J.A.), 1996 – *Astrophys.J.* V.459 L95.
10. Крон (Kron G.E.), 1952 – *Astrophys.J.* V.115 P.301.
11. Кшеминьский (Krzeminski W.), 1969 – in S.S.Kumar (ed) “Low-luminosity stars”. *Gordon & Breach Sci.Publ.* P.57.
12. Плачинда С.И. и Тарасова Т.Н., 1999 – (частное сообщение).
13. Робинсон (Robinson R.D.), 1980 – *Astrophys.J.* V.239 P.961.
14. Робинсон и др. (Robinson R.D., Worden S.P., Harvey J.W.), 1980 – *Astrophys.J.* V.236 L155.
15. Родано (Rodono' M.), 1980 – *Mem.Soc.Astron.Ital.* V.51 P.623.
16. Родано (Rodono' M.), 1986 – in M.Zeilik and D.M.Gibson (eds). “Cool stars, stellar systems and the Sun”. *Lecture Notes in Physics* V.254 P.475.
17. Родано и др. (Rodono' M., Cutispoto G., Pazzani V. et al.), 1986 – *Astron.Astrophys.* V.165 P.135.
18. Саар (Saar S.H.), 1992 – in M.S.Giampapa and J.A.Bookbinder (eds). “Cool stars, stellar systems, and the Sun”. *Astron. Soc.Pacific Conf.Ser.* V.26 P.252.
19. Саар (Saar S.H.), 1994 – in D.M.Rabin, J.T.Jefferies and C.Lindsey (eds). “Infrared solar physics”. *Kluwer. Dordrecht.* P.493.
20. Саар (Saar S.H.), 1996 – in K.G.Strassmeier and J.L.Linsky (eds). “Stellar surface structure”. *Kluwer Acad.Publ., Dordrecht.* P.237.
21. Саар (Saar S.H.), 1997 – in Y.Uchida, T.Kosugi and H.S.Hudson (eds). “Magnetodynamic phenomena in the solar atmosphere – prototype of stellar magnetic activity”. *Kluwer (in press).*
22. Саар и Лински (Saar S.H. and Linsky), 1985 – *Astrophys.J.* V.299 L47.
23. Саар и др. (Saar S.H., Linsky J.L. and Beckers J.M.), 1986 – *Astrophys.J.* V.302 P.777.
24. Саар и др. (Saar S.H., Piskunov N.E., Tuominen I.), 1992 – in M.S.Giampapa and J.A.Bookbinder (eds). “Cool stars, stellar systems, and the Sun”. *Astron.Soc.Pacific Conf.Ser.* V.26 P.255.
25. Чугайнов П.Ф., 1966 – *IBVS* N 122.

Поступила в редакцию 21.05.99