

УДК: 524.3-62

ПЯТНА И АКТИВНЫЕ ОБЛАСТИ НА  
ЭМИССИОННЫХ ЗВЕЗДАХ. III. LQ Нуа

И.Ю.АЛЕКСЕЕВ, О.В.КОЗЛОВА

Поступила 29 октября 2002

Принята к печати 10 декабря 2002

Представлены квазидновременные фотозлектрические, поляриметрические и спектральные наблюдения активного одиночного красного карлика LQ Нуа. Фотометрическая переменность LQ Нуа полностью описывается в рамках зональной модели. Запятненные области занимают до 25% полной поверхности звезды при разности температур спокойной фотосферы и пятна в 800 К. Пятна локализованы в средних и низких широтах. Обнаружена циклическая активность в полных площадях запятненных областей и средней широте пятен. Отмечена тенденция концентрации наиболее запятненных областей, локальных магнитных полей и хромосферно активных областей вблизи одних и тех же выделенных активных долгот.

1. *Введение.* Холодные звезды, в строении которых существенную роль играет конвективный перенос энергии, очень часто показывают различные проявления активности, подобной солнечной - вспышки, пятна, наличие мощных хромосфер и корон и т.д. Звездные пятна проявляются в фотометрической переменности типа VY Dra - вращательной модуляции блеска и медленных вариациях кривой блеска, вызванных постепенными изменениями конфигурации пятен. Формирующие запятненную область локальные магнитные поля дают зеemanовскую поляризацию, которую возможно обнаружить при широкополосных линейно-поляриметрических наблюдениях. Хромосферная активность этих звезд проявляется в эмиссионных спектральных линиях, из которых наиболее типичной является водородная эмиссия  $H_{\alpha}$ . В предыдущих работах мы рассматривали взаимосвязь между различными проявлениями активности для MS Ser [1], V775 Her [2] и VY Aг1 [3].

LQ Нуа (Gl 355 = HD 82558 = BD - 10°2857) - молодая одиночная звезда класса K0Ve, только достигшая главной последовательности, что подтверждается оценками ее возраста по линии LiI 6707.8 Å [4]. Компоненты пространственных скоростей звезды, характерные для звезд молодого диска [5], также подтверждают ее молодость. Возраст, спектральный класс, темп вращения (в 15 раз быстрее Солнца) и рентгеновская светимость ( $L_x/L_{bol} = 0.45 \cdot 10^{-3}$ ) позволяют нам рассматривать LQ Нуа как хороший аналог молодого ( $6 \cdot 10^7$  лет) Солнца. Фотометрическую переменность звезды обнаружили Эгген [6] и Фекел и др. [4] в 1982г. Позднее фотометрические

наблюдения переменной были продолжены Штрассмайером и Холлом [7], Бойдом и др. [8]. Долговременные серии фотометрических наблюдений проводили Йетсу [9], Кутиспото [10-15], Штрассмайер и др. [16-18], Бердюгина и др. [19]. Эти наблюдения позволили Ола и др. [20], Бердюгиной и др. [19] отметить существование у звезды циклов активности, аналогичных солнечному.

Моделирование запятненности звезды на основе фотометрических наблюдений выполняли Штрассмайер и др. [16], Алексеев и Гершберг [21], Алексеев и Козлова [22], Бердюгина и др. [19]. Различные авторы проводили также дондеровское картирование LQ Нуа [16, 23-27]. Результаты такого моделирования, хорошо согласуясь друг с другом для площадей и температур запятненных областей, показали большое разнообразие в получаемом широтном распределении пятен.

Фекел и др. [4,28] отметили наличие у звезды очень сильных хромосферных эмиссий в линиях H и K CaII, в далеком ультрафиолете, а также в водородной линии H<sub>α</sub>. Вилху и др. [29] нашли изменения эмиссии H<sub>α</sub> с характерными временами от года до нескольких дней, причем в последнем случае эти изменения не коррелируют с осевым вращением звезды. В то же время Штрассмайер и др. [16] отметили признаки вращательной модуляции в параметрах линий CaII и H<sub>α</sub>. Это позволяет нам говорить о том, что хромосферная эмиссия в линии H<sub>α</sub> может формироваться как в связанных с пятнами активных областях (флоккулах), так и при малоскоростных локальных движениях в хромосфере [16].

Целью настоящего исследования является получение комплексной информации об активных областях на поверхности LQ Нуа. Для этого мы проводим однородное построение моделей запятненности звезды по всем имеющимся фотометрическим данным, как опубликованным, так и оригинальным. Вместе с этим, мы рассматриваем взаимосвязь между пятнами, хромосферной активностью звезды и локальными магнитными полями.

**2. Наблюдения и результаты. 2.1. Фотометрия.** Фотометрические наблюдения были выполнены нами на 1.25-метровом рефлекторе АЗТ-11 Крымской обсерватории с использованием двухканального *UBVRI*-фотометра-поляриметра Пииролы [30]. В качестве звезды сравнения мы использовали HD82508 (G2III,  $V=7^m.58$ ,  $U-B=0^m.35$ ,  $B-V=0^m.71$ ,  $V-R=0^m.59$ ,  $V-I=1^m.03$ , [10]), а звезда HD82477 (K2III,  $V=6^m.13$ ,  $U-B=0^m.49$ ,  $B-V=1^m.18$ ,  $V-R=0^m.89$ ,  $V-I=1^m.52$ , [10]) была контрольной. Одно наведение на звезду состояло из четырех 10-секундных экспозиций, проводимых одновременно во всех фильтрах. За ночь мы получали три серии "звезда сравнения - переменная - контрольная звезда - звезда сравнения". Точность наблюдений при такой методике составляет

0<sup>m</sup>.01. Предыдущие результаты наблюдений LQ Нуа опубликованы нами в работе [22].

Мы наблюдали LQ Нуа с 1994г. по 2002г. На рис.1 приведены кривые блеска звезды в полосе V, свернутые с фотометрическим периодом, найденным Йетсу [9]:

$$JD = 2445274.220 + 1.601135 E. \quad (1)$$

Также на рисунке представлены полученные в те же сезоны данные Штрассмайера и др. [17]. Число наблюдений в 1995г. и 1996г. было

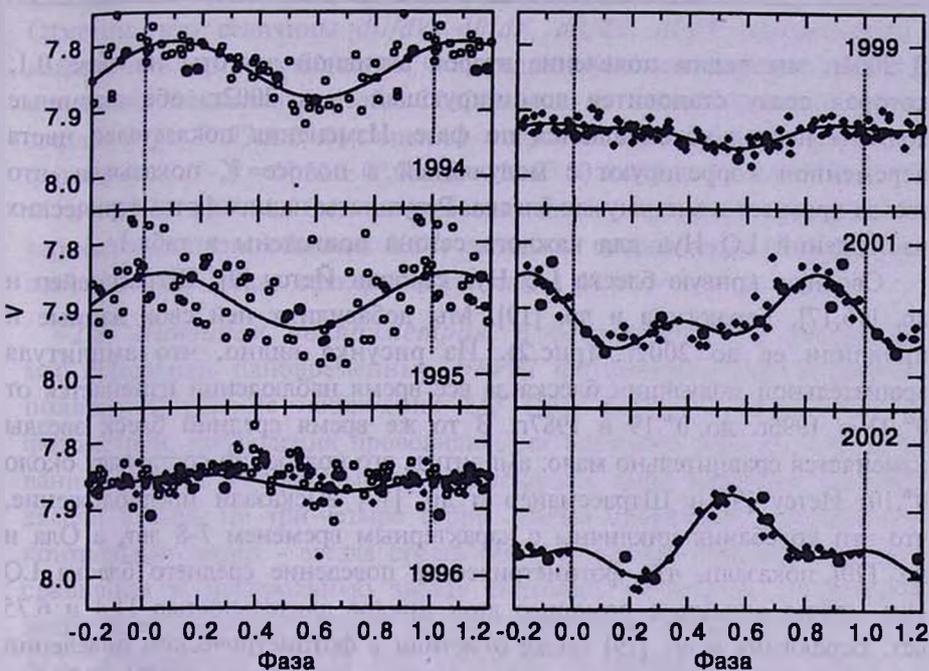


Рис.1. Кривые блеска LQ Нуа в полосе V. Точки - наши наблюдения; открытые кружки - данные телескопа T7 Венского университета; ромбы - данные телескопа APT Phoenix [17]; открытые ромбы - данные Бердогоиной и др. [19]. Сплошная линия - аппроксимация кривой блеска двумя фурье-гармониками.

недостаточным для построения кривой блеска, и мы можем только отметить, что наши точки хорошо ложатся на данные [17]. В 1994-1996гг. амплитуда вращательной модуляции блеска  $\Delta V$  уменьшилась от 0<sup>m</sup>.09 до 0<sup>m</sup>.02 при понижении среднего уровня блеска звезды на 0<sup>m</sup>.04, а кривые блеска аппроксимировались синусоидой. В 1999-2000гг. кривые блеска аппроксимировались двумя фурье-гармониками и имели амплитуду вращательной модуляции блеска  $\Delta V = 0^m.04, 0^m.11$  и  $0^m.14$  соответственно. Средний блеск звезды показывал медленные изменения от года к году в пределах 0<sup>m</sup>.10 (табл.1). Из рис.1 видно, что положение минимума блеска оставалось стабильным в течение 1994-1999гг., что говорит о наличии на звезде устойчивой активной долготы на фазе 0.6.

UBVRI - ФОТОМЕТРИЧЕСКИЕ НАБЛЮДЕНИЯ LQ Нуа

Эпоха	Число ночей	$\langle V \rangle$	$\Delta V$	$U - B$	$B - V$	$V - R$	$V - I$	Фаза
1994.3	5	7.84	0.09	0.59	0.88	0.78	1.33	0.60
1995.6	7	7.88	0.07	0.58	0.87	0.80	1.35	0.6
1999.2	6	7.94	0.04	0.59	0.88	0.82	1.38	0.57
2001.2	8	7.90	0.11	0.60	0.87	0.80	1.39	0.15
2002.2	8	7.95	0.14	0.62	0.87	0.81	1.37	0.23

В 2001г. мы видим появление второй активной долготы на фазе 0.1, которая сразу становится доминирующей, а к 2002г. обе активные долготы несколько смещаются по фазе. Изменения показателей цвета переменной коррелируют с модуляцией в полосе  $V$ , показывая, что звезда краснеет в минимумах блеска. Результаты наших фотометрических наблюдений LQ Нуа для каждого сезона приведены в табл.1.

Сводную кривую блеска LQ Нуа строили Йетсу [9], Штрассмайер и др. [16,17], Бердюгина и др. [19]. Мы добавили к ней свои данные и продлили ее до 2002г. (рис.2). Из рисунка видно, что амплитуда вращательной модуляции блеска за все время наблюдений изменяется от  $0^m.02$  в 1996г. до  $0^m.19$  в 1987г. В то же время средний блеск звезды изменяется сравнительно мало: амплитуда его колебаний составляет около  $0^m.10$ . Йетсу [9] и Штрассмайер и др. [17] высказали предположение, что эти колебания цикличны с характерным временем 7-8 лет, а Ола и др. [20] показали, что фотометрическое поведение среднего блеска LQ Нуа можно описать с помощью двух циклов длительностью 11.4 и 6.75 лет. Бердюгина и др. [19] также отметили в фотометрическом поведении звезды наличие двух циклов, но другой длительности - 15 и 7.7 лет. Наши наблюдения хорошо согласуются с найденными в [20] периодами, которые подтверждаются и в параметрах запятненности звезды (см. ниже).

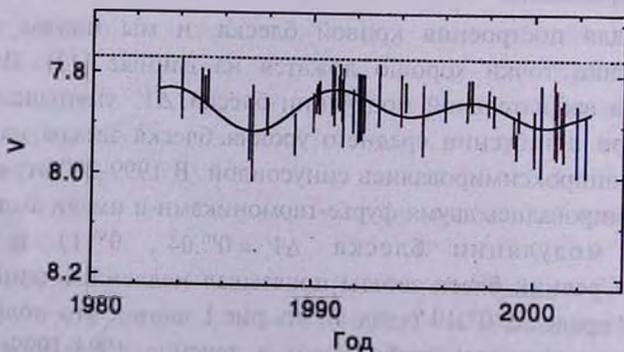


Рис.2. Сводная кривая блеска LQ Нуа в полосе  $V$ . Сплошная линия - аппроксимация циклической активности звезды двумя периодами [20].

В 1984г. и 1991г. переменная имела свое самое яркое состояние:  $V_{obs} = 7^m.77 \pm 0^m.01$ . Это значение мы в дальнейшем будем считать яркостью незапятненной фотосферы. Соответствующая абсолютная звездная величина LQ Нуа составляет  $M_v = 6^m.40$ .

Изменения показателей цвета звезды хорошо коррелируют с ее блеском. Их сравнение показало, что яркость звезды в полосах *UBRI* линейно зависит от яркости в полосе *V*, что характерно для всех звезд типа *VY Dra*. Соответствующие коэффициенты линейной регрессии составляют  $dU/dV = 1.29 \pm 0.15$ ,  $dB/dV = 1.10 \pm 0.11$ ,  $dR/dV = 0.80 \pm 0.01$  и  $dI/dV = 0.53 \pm 0.01$ . Отметим, что величины  $dU/dV$ ,  $dB/dV$ ,  $dR/dV$ ,  $dI/dV$  определяются из наблюдений намного надежнее, чем традиционно используемые амплитуды изменения показателей цвета. Сопоставляя их с максимальным блеском звезды  $V_{obs} = 7^m.77 \pm 0^m.01$ , оценим показатели цвета ее незапятненной фотосферы:  $U - B = 0^m.52 \pm 0^m.01$ ,  $B - V = 0^m.90 \pm 0^m.01$ ,  $V - R = 0^m.76 \pm 0^m.01$ ,  $V - I = 1^m.32 \pm 0^m.01$ . Эти показатели цвета несколько краснее, чем характерные цвета обычной *K0V*- звезды и скорее соответствуют, как и значение  $M_v$ , звезде спектрального класса *K2V*.

2.2. *Линейная поляриметрия.* В феврале 2001г. и январе 2002г. мы проводили одновременные *UBVRI* фотометрические и линейно-поляриметрические наблюдения LQ Нуа. Как и в случае "чистой" фотометрии, наблюдения проводились на телескопе АЗТ-11, с использованием той же аппаратуры, но по несколько иной методике. Мы также делали в ночь по три-четыре серии "звезда сравнения - переменная - контрольная звезда - звезда сравнения", но каждое наведение на звезду сравнения и контрольную звезду состояло из восьми 10-секундных экспозиций, соответствующих восьми различным положениям пластинки  $\lambda/2$ , а наведение на LQ Нуа состояло из четырех таких серий. Эта методика позволила нам получить точность определения параметров Стокса  $P_x$  и  $P_y$  около 0.02% в полосе *U* и около 0.01% в остальных полосах при сохранении точности фотометрических наблюдений.

Результаты осредненных по сезонам *UBVRI* поляриметрических наблюдений LQ Нуа приведены в табл.2. Для каждой полосы представлены усредненные параметры Стокса  $P_x$  и  $P_y$  с их дисперсиями, значениями  $\chi^2/(N-1)$  и

Таблица 2а

ЛИНЕЙНАЯ ПОЛЯРИЗАЦИЯ LQ Нуа В 2001г.

Полоса	$\langle P_x \rangle$	$\sigma$	$\chi^2/(N-1)$	$F_{\text{max}}$	$\langle P_y \rangle$	$\sigma$	$\chi^2/(N-1)$	$F_{\text{max}}$	$\langle P \rangle$	$\sigma$	$P_s$
<i>U</i>	-0.150	0.156	3.63	99	0.157	0.203	3.56	99	0.246	0.225	0.284±0.093
<i>B</i>	-0.036	0.061	2.90	95	-0.126	0.078	3.05	98	0.148	0.065	0.164±0.022
<i>V</i>	-0.011	0.062	6.69	99	-0.091	0.074	5.37	99	0.132	0.072	0.116±0.022
<i>R</i>	-0.026	0.026	2.42	92	-0.082	0.067	7.42	99	0.094	0.049	0.126±0.011
<i>I</i>	0.005	0.031	1.36	60	-0.082	0.045	3.35	99	0.093	0.035	0.090±0.014

## ЛИНЕЙНАЯ ПОЛЯРИЗАЦИЯ LQ Нуа В 2002г.

Полоса	$\langle P_x \rangle$	$\sigma$	$\chi^2/(N-1)$	$F_{\text{пр}}$	$\langle P_y \rangle$	$\sigma$	$\chi^2/(N-1)$	$F_{\text{пр}}$	$\langle P \rangle$	$\sigma$	$P_s$
U	-0.080	0.227	2.513	95	-0.238	0.192	1.398	68	0.413	0.178	0.322±0.068
B	-0.171	0.100	0.878	37	-0.100	0.157	0.315	5	0.248	0.091	0.221±0.037
V	-0.078	0.042	1.181	56	-0.107	0.056	1.723	80	0.134	0.061	0.126±0.039
R	-0.134	0.029	0.737	28	-0.017	0.044	1.142	54	0.161	0.035	0.132±0.026
I	-0.150	0.022	0.479	12	-0.047	0.045	1.317	63	0.184	0.025	0.138±0.024

соответствующими вероятностями  $F_{\text{пр}}$  того, что изменения параметров Стокса от ночи к ночи реальны. Далее, в таблице приведены средняя степень поляризации с дисперсией, а также оценка наиболее существенной степени поляризации  $P_s$ , полученная усреднением степеней линейной поляризации, которые отличаются от нуля более чем на  $2\sigma$ . Согласно [31], величины  $P_s$  являются хорошей оценкой максимальной наблюдаемой степени поляризации.

Из табл.2а мы видим, что звезда показывала в 2001г. значимую линейную поляризацию ( $P$ ) и реальную переменность параметров Стокса во всех полосах ( $F_{\text{пр}}$ ). В 2002г. линейная поляризация звезды также была значимой, но говорить о реальной ее переменности мы можем только для полосы U. Для обоих сезонов ясно виден рост средней степени поляризации от полосы I к U. В полосе U нами получена наибольшая амплитуда изменений параметров Стокса: 0.30% для  $P_x$  и 0.23% для  $P_y$  в 2001г. и 0.52% для  $P_x$  и 0.32% для  $P_y$  в 2002г. соответственно. На рис.3 приведен

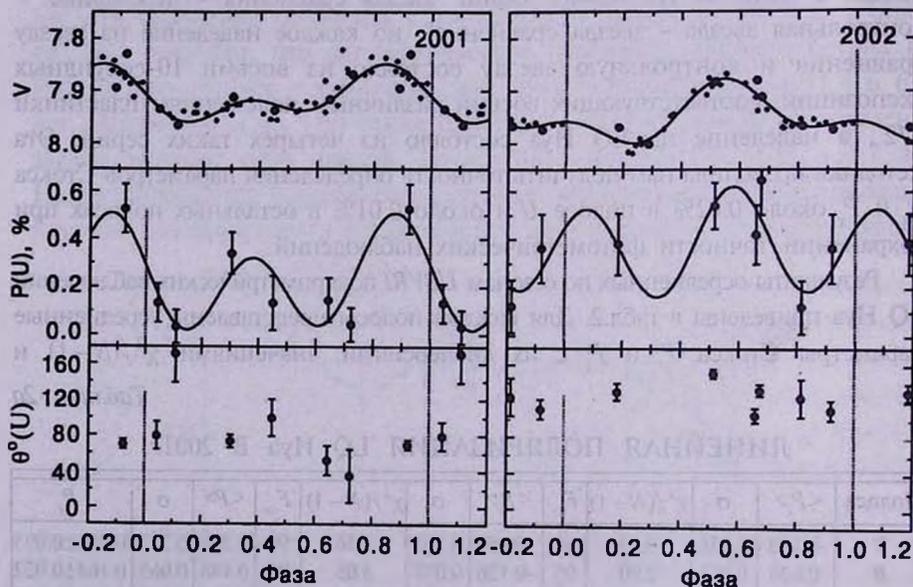


Рис.3. Кривые блеска LQ Нуа в полосе V и ход степени поляризации P и позиционного угла  $\theta$  в полосе U с фазой вращения звезды. Точки - наши наблюдения; открытые ромбы - данные Бердюгиной и др. [19]. Сплошная линия - аппроксимация двумя фурье-гармониками.

ход степени линейной поляризации и позиционного угла в полосе  $U$  с фотометрической фазой звезды, сопоставленный с кривой блеска в фильтре  $I$ . Как и кривая блеска, ход степени поляризации с фазой осевого вращения был аппроксимирован двумя фурье-модами. Результат аппроксимации позволяет нам предположить, что в обоих сезонах два минимума блеска звезды (главный и вторичный) сопровождаются двумя максимумами степени поляризации. При этом сдвиг между фазой минимального блеска (т.е. максимальной запятненности) и максимума степени поляризации составляет 0.20 периода в 2001г. и 0.35 периода в 2002г. Такой сдвиг, величина которого зависит от размеров и расположения пятен, очень характерен для замагниченных областей [32]. Таким образом, мы видим, что локальные магнитные поля на поверхности LQ Нуа концентрировались в 2001г. и 2002г. на тех же двух активных долготах, что и наиболее запятненные области.

Оценки параметров дающих поляризацию областей зависят от предположения об ее источниках. Это может быть зеемановская поляризация (механизм магнитного насыщения), а также рэлеевское и томсоновское рассеяние в неоднородно освещенной атмосфере. В настоящей работе рассматривается прежде всего механизм магнитного насыщения, потому что вклад томсоновского рассеяния пренебрежимо мал, а рэлеевское рассеяние играет значимую роль только для звезд с малым  $\log g$  и протяженной атмосферой, но никак не для красных карликов [32]. Саар и Хувелин [33] рассчитали сетку ожидаемых значений максимальной степени поляризации в полосах  $UBVRI$  для широкого диапазона  $4000 \text{ K} < T_{\text{eff}} < 6500 \text{ K}$  и  $3.0 < \log g < 4.5$ . Используя эти расчеты и полагая, что напряженность локальных магнитных полей

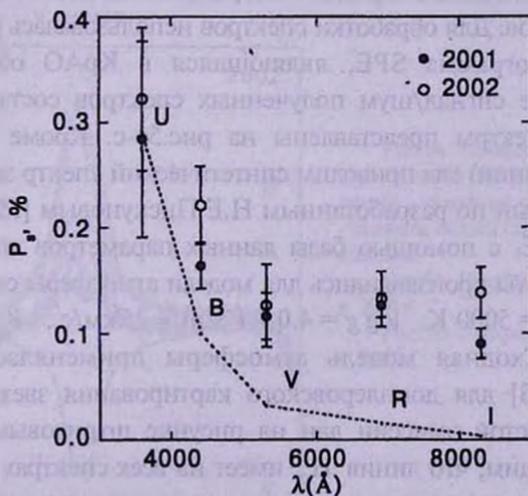


Рис.4. Волновая зависимость линейной поляризации. Точки - наблюдаемые значения  $P_l$  в 2001г., открытые кружки - значения  $P_l$  в 2002г., линия - максимальная ожидаемая поляризация для модели магнитного насыщения.

составляет около 2-3 кГц (характерное значение для K0V - K2V звезд [34]), мы можем оценить долю поверхности звезды, занимаемую локальными магнитными полями солнечного типа (фактор заполнения).

На рис.4 приведено сравнение наблюдаемых значений  $P_p$  (которые являются хорошими оценками максимальной степени поляризации) в полосах  $UBVRI$  в 2001г. (точки) и 2002г. (открытые кружки) с максимальной ожидаемой степенью поляризации для модели магнитного насыщения [33]. Для обоих сезонов мы видим, что максимальная наблюдаемая степень поляризации  $P_p$  в полосах  $U$  и  $V$  соответствует теоретически максимально возможной. Это достигается при факторе заполнения магнитного поля, равном  $S=24\%$  полной поверхности звезды. Такое значение хорошо согласуется с оценками площади запятненных областей, полученными нами для тех же сезонов (см. ниже). В полосах же  $VRI$ -значения наблюдаемой степени поляризации  $P_p$  существенно превышают теоретические значения, полученные по модели [33], что может быть связано с отличием реальной конфигурации магнитных областей от принятой в расчетах простейшей модели единичного пятна.

**2.3. Спектроскопия.** В течение четырех сезонов (с осени 1998г. по весну 2002г.) для LQ Нуа было получено 19 спектров с высоким ( $R=20000$ ) разрешением в области линии  $H_\alpha$ . Все спектры получены во втором порядке кудэ-спектрографа 2.6-метрового телескопа ЗТШ Крымской обсерватории. В качестве приемника использовалась CCD-матрица размером 1024x256 пиксел, дающая разрешение  $0.3 \text{ \AA}$  и полезный диапазон  $60 \text{ \AA}$ . Полученные изображения стандартным образом очищались от космических частиц и корректировались за плоское поле. Для удаления линий воды мы использовали наблюдения ярких быстровращающихся звезд ранних спектральных классов. Для обработки спектров использовалась разработанная С.Г.Сергеевым программа SPE, являющаяся в КрАО общепринятой. Среднее отношение сигнал/шум полученных спектров составляло 70-130.

Полученные спектры представлены на рис.5а-с. Кроме наблюдаемых спектров (тонкие линии) мы приводим синтетический спектр звезды (толстая линия), рассчитанный по разработанным Н.Е.Пискуновым [35] программам SYNTH и ROTATE, с помощью базы данных параметров атомных линий VALD [36,37]. Расчеты производились для модели атмосферы со следующими параметрами:  $T_{eff} = 5000 \text{ K}$ ,  $\log g = 4.0$ ,  $V \sin i = 25 \text{ км/с}$ ,  $V_{micro} = 0.5 \text{ км/с}$ ,  $V_{macro} = 1.5 \text{ км/с}$ . Сходная модель атмосферы применялась Райсом и Штрассмайером [23] для доплеровского картирования звезды. Результирующий спектр чистой эмиссии дан на рисунке штриховыми линиями.

Из рис.5 мы видим, что линия  $H_\alpha$  имеет на всех спектрах протяженные абсорбционные крылья и эмиссионное ядро с центральным самопоглощением, вызванным оптически толстой хромосферой. Эмиссионное ядро

показывает некоторую асимметрию: один из пиков (обычно "синий") сильнее другого. Причинами такой асимметрии, типичной для большинства одиночных красных карликов, являются слабые движения в хромосфере и вращательная модуляция от ярких флоккулов [16]. Мы видим, что для некоторых спектров (например, 17.02.99, 24.01.01, 17.03.01) более сильным является не "синий", как обычно, а "красный" пик. Такая смена более сильного пика от ночи к ночи указывает на присутствие яркого флоккула на поверхности вращающейся звезды. В то же время, ширина эмиссионной линии указывает на движение газа с типичными скоростями до 80-100 км/с. Некоторые спектры (9.12.99, 11.12.99) показывают сильную синюю асимметрию эмиссионного профиля  $H_{\alpha}$ , выраженную в протяженном эмиссионном крыле, достигающем скорости -150 км/с. Таким

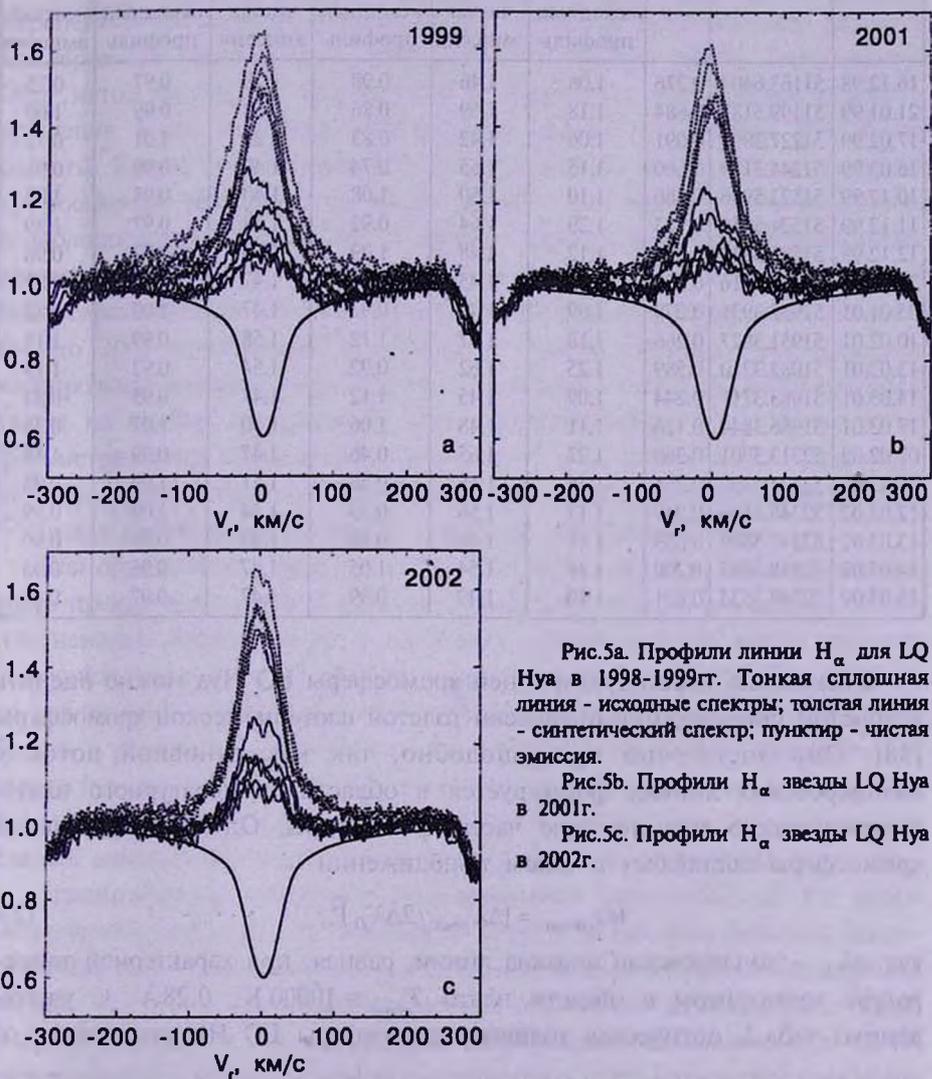


Рис.5а. Профили линии  $H_{\alpha}$  для LQ Hy в 1998-1999гг. Тонкая сплошная линия - исходные спектры; толстая линия - синтетический спектр; пунктир - чистая эмиссия.  
 Рис.5б. Профили  $H_{\alpha}$  звезды LQ Hy в 2001г.  
 Рис.5с. Профили  $H_{\alpha}$  звезды LQ Hy в 2002г.

образом, форма эмиссионной линии указывает на комбинацию вращения покрытой флоккулами звезды и местных истечений газа в хромосфере.

В табл.3 приведены основные характеристики полученных спектров LQ Нуа: юлианская дата и соответствующая фаза осевого вращения, отношения максимальной высоты эмиссии к континууму  $F_{max}/F_{cont}$  для исходного профиля и чистой эмиссии, расстояние между эмиссионными пиками  $\Delta\lambda_{peak}$  и отношение их интенсивностей  $F_{red}/F_{blue}$ , ширина чистой эмиссии FWHM и значение ее эквивалентной ширины.

Таблица 3

СПЕКТРАЛЬНЫЕ НАБЛЮДЕНИЯ LQ Нуа В ОБЛАСТИ ЛИНИИ  $H_{\alpha}$ 

Дата	HJD	Фаза	$F_{max}/F_{cont}$	$F_{max}/F_{cont}$	$\Delta\lambda_{peak}$	FWHM	$F_{red}/F_{blue}$	EW
			исходный профиль	чистая эмиссия	исходный профиль	чистая эмиссия	исходный профиль	чистая эмиссия
16.12.98	51163.6404	0.276	1.08	1.46	0.98	1.28	0.97	0.75
21.01.99	51199.5183	0.684	1.18	1.59	0.86	1.68	0.99	1.09
17.02.99	51227.3891	0.091	1.06	1.42	0.83	1.25	1.01	0.72
16.03.99	51244.3119	0.660	1.15	1.55	0.74	1.42	0.99	0.91
10.12.99	51522.5996	0.466	1.10	1.50	1.08	1.40	0.98	1.05
11.12.99	51524.5956	0.713	1.29	1.64	0.92	1.78	0.97	1.59
12.12.99	51525.5932	0.336	1.12	1.48	1.29	1.54	0.97	0.98
24.01.01	51934.3916	0.654	1.07	1.45	1.19	1.47	1.03	0.82
25.01.01	51935.3931	0.279	1.09	1.49	0.92	1.47	1.00	0.83
10.02.01	51951.3827	0.266	1.18	1.57	1.12	1.58	0.99	1.15
13.03.01	51982.3210	0.589	1.25	1.62	0.92	1.54	0.92	1.18
14.03.01	51983.3711	0.244	1.09	1.45	1.12	1.47	0.95	0.82
17.03.01	51986.3844	0.126	1.11	1.48	1.06	1.30	1.07	0.78
07.02.02	52313.3901	0.360	1.27	1.65	0.46	1.47	0.99	1.16
18.02.02	52324.4390	0.261	1.16	1.55	0.46	1.51	1.00	0.98
12.03.02	52346.3566	0.949	1.17	1.56	0.33	1.54	1.00	0.99
13.03.02	52347.3809	0.589	1.11	1.49	0.99	1.43	0.99	0.90
14.03.02	52348.3595	0.200	1.16	1.54	1.05	1.47	0.95	0.93
15.03.02	52349.3533	0.821	1.10	1.49	0.99	1.47	0.97	0.85

Физические параметры нижней хромосферы LQ Нуа можно оценить в простом приближении оптически толстой изотермической хромосферы [38]. Оно достаточно правдоподобно, так как основной поток в бальмеровских линиях формируется в области температурного плато, охватывающего значительную часть хромосферы. Оптическая толщина хромосферы составляет в таком приближении

$$\ln\tau_{chrom} = (\Delta\lambda_{peak}/2\Delta\lambda_D)^2, \quad (2)$$

где  $\Delta\lambda_D$  - доплеровская ширина линии, равная, при характерной температуре хромосферы в области плато  $T_{chrom} = 10000$  K,  $0.28 \text{ \AA}$ . С учетом данных табл.3, оптическая толщина хромосферы LQ Нуа изменяется от

1.5 до 200 в зависимости от фазы вращения звезды. Электронную плотность можно оценить из соотношения:

$$n_e = 1.67 \cdot 10^{14} (F_{max} / F_{cont}) (B(T_{eff}) / B(T_{chrom})) \tau_{chrom}^{-1} \quad (3)$$

Принимая данные табл.3, мы видим, что  $n_e$  изменяется от  $1.1 \cdot 10^{11}$  до  $2.4 \cdot 10^{12} \text{ см}^{-3}$ . Эти значения хорошо согласуются с аналогичными оценками, полученными для LQ Нуа Штрассмайером и др. [16]. Важно отметить, что в этот диапазон попадает критическое значение электронной плотности  $n_e \sim 6 \cdot 10^{11} \text{ см}^{-3}$ , при которой происходит смена механизма формирования линии с ударного на фотоионизационный [39], и малые вариации электронной плотности приводит к сильным изменениям профиля линии.

**3. Моделирование запятненности.** В настоящее время наиболее перспективным методом моделирования звездной запятненности является доплеровское картирование, обладающее, однако, рядом недостатков. Этот метод достаточно чувствителен к ошибкам в определении скорости вращения  $V \sin i$  и выбору спектральных линий, по которым проводятся расчеты. Кроме того, его результаты могут сильно искажаться и влиянием хромосферной активности на звезде, которая дает эффект смещения пятен в околополярные области [40]. С другой стороны, методика доплеровского картирования требует плотных рядов спектроскопических наблюдений быстровращающейся звезды в нескольких спектральных областях и с высоким (около 200) отношением сигнал/шум. Таким образом, доплеровское картирование налагает очень сильные ограничения как на выбор аппаратуры, так и на подбор программных звезд. Моделирование запятненности по фотометрическим наблюдениям свободно от этих ограничений и позволяет нам исследовать объекты с малой яркостью и любой скоростью вращения, оставаясь эффективным методом изучения запятненных звезд.

Для определения характеристик запятненных областей нам необходимо знать прежде всего яркость незапятненной фотосферы и отношения между изменениями блеска звезды в различных длинах волн. В наших расчетах мы используем в качестве яркости незапятненной фотосферы определенное из наблюдений значение  $V_{obs}$ . Для оценки отношений между изменениями блеска в различных длинах волн мы использовали вместо традиционных амплитуд изменений показателей цвета намного более надежно определяемые коэффициенты  $dB/dV$ ,  $dR/dV$  и  $dI/dV$ . Также нам необходимо сделать изначальные предположения о геометрии запятненных областей.

Традиционные алгоритмы моделирования запятненности по фотометрическим наблюдениям неизбежно ведут к появлению больших околополярных пятен, независимо от спектрального класса и возраста исследуемой звезды, что резко противоречит картине солнечной запятненности. Итон и др. [41] показали, что с помощью совокупности большого числа (5-40) низкоширотных пятен мы можем смоделировать фотометрическое поведение

любой реальной звезды. Таким образом, обратная фотометрическая задача не может дать нам однозначного решения, и традиционная модель с околполярным пятном вовсе не должна быть единственно верной.

Алексеев и Гершберг [42,43] показали, что запятненные области на холодной звезде возможно представить с помощью двух симметричных относительно экватора поясов запятненности. Эти пояса занимают с широтами от  $\pm \phi_0$  до  $\pm (\phi_0 + \Delta\phi)$ , а плотность заполнения пятнами изменяется вдоль по долготе от 1 в фазе минимального блеска до некоторого значения  $f_{max}$  в фазе максимального за сезон блеска, причем  $0 < f_{min} < 1$ . Такая зональная модель может полностью описать любую реальную кривую блеска запятненной звезды, не имеющую вторичных максимумов. Модель была успешно применена к моделированию запятненности ряда красных карликов со спектральными классами от G2 до M4.5 и скоростями вращения до 25 км/с [2,3,44,45] и показала хорошее согласие полученных результатов с характеристиками солнечной запятненности. Позднее аналогичная модель была применена Унру [46] для описания солнечных пятен. Предложенный алгоритм не налагает каких-либо ограничений на определяемую широту пятен кроме естественного предела  $\phi_0 + \Delta\phi < 90^\circ$ , при котором пояса запятненности вырождаются в полярные шапки. В нашей модели средняя широта запятненных областей является определяемым параметром, зависящим от коэффициентов  $dB/dV$ ,  $dR/dV$  и  $dI/dV$ .

В расчетах мы используем две входные переменные (амплитуду вращательной модуляции блеска  $\Delta V$  и разность  $\Delta V_{max}$  между максимальным блеском звезды в данный сезон и блеском незапятненной фотосферы), которые определяют экстремальные точки кривой блеска, и пять входных параметров (коэффициенты  $dB/dV$ ,  $dR/dV$ ,  $dI/dV$ , наклон оси вращения звезды  $i$  и температуру незапятненной фотосферы звезды  $T_{phot}$ ). При расчетах использовались коэффициенты потемнения к краю, приведенные Ван Хамме [47]. Дефицит излучения, создаваемый пятном в полосах *BVRI*, рассчитывался согласно формуле Доррена [48].

Для оценки угла наклона оси вращения  $i = 70^\circ$  мы использовали значения скорости вращения  $V \sin i = 25 \pm 2$  км/с, радиуса звезды  $R = 0.79 R_\odot$  и фотометрического периода  $P_{rot} = 1^d.601136$ , приведенные Йетсу [9]. Температура незапятненной фотосферы  $T_{phot} = 5000$  К была оценена из определенных нами показателей цвета незапятненной звезды  $(V-R) = 0^m.76 \pm 0^m.01$  и  $(V-I) = 1^m.32 \pm 0^m.01$ . Эта оценка совпадает с нашим спектральным определением и определением [16,23]. Модели запятненности LQ Нуа приведены в табл.4.

Согласно таблице, фотометрическое поведение LQ Нуа можно описать с помощью четырехпараметрической зональной модели, где расстояние от экватора до нижнего края полосы запятненности изменяется от  $\phi_0 = 20^\circ$  до  $\phi_0 = 34^\circ$ . Ширина пояса запятненности  $\Delta\phi$  меняется от  $9^\circ$  до  $25^\circ$ , и средняя широта пятен составляет таким образом  $33-40^\circ$ . Параметр плотности

Таблица 4

МОДЕЛИ ЗАПЯТНЕННОСТИ LQ Нуа

Эпоха	$\Delta V_{max}$	$\Delta V$	$\phi_0$	$\Delta\phi$	$f_{min}$	$\beta_V$	$S_{max}$	$S_{min}$	Литература
1983.00	0.014	0.075	33	12	0.00	0.37	7.6	2.5	[4]
1984.05	0.020	0.076	32	12	0.00	0.36	7.8	2.6	[6]
1984.07	0.000	0.119	32	16	0.00	0.35	10.4	3.5	[4]
1984.95	0.020	0.088	31	13	0.00	0.36	8.6	2.9	[7]
1985.10	0.034	0.055	31	10	0.20	0.37	7.1	3.6	[7]
1985.23	0.022	0.072	32	12	0.03	0.37	7.7	2.8	[7]
1987.12	0.078	0.120	25	20	0.23	0.33	13.7	7.1	[9]
1987.27	0.053	0.189	24	25	0.03	0.31	16.1	5.8	[9]
1987.95	0.083	0.066	27	15	0.41	0.35	11.0	7.2	[10]
1989.20	0.110	0.080	25	18	0.45	0.34	13.4	9.1	[11]
1990.03	0.065	0.075	28	15	0.30	0.35	10.6	6.1	[9]
1990.16	0.056	0.047	30	11	0.39	0.37	8.3	5.3	[9]
1990.2	0.05	0.04	30	10	0.41	0.37	7.1	4.6	[12]
1990.29	0.042	0.063	31	12	0.22	0.37	8.6	4.4	[9]
1990.87	0.011	0.099	32	15	0.00	0.36	9.8	3.3	[9]
1990.96	0.012	0.114	31	16	0.00	0.35	10.5	3.5	[9]
1991.10	0.010	0.090	32	13	0.00	0.35	8.4	2.8	[16]
1991.15	0.010	0.060	34	9	0.00	0.37	6.1	2.0	[16]
1991.3	0.04	0.08	30	14	0.15	0.36	9.5	4.3	[13]
1991.36	0.014	0.154	29	21	0.00	0.34	13.5	4.5	[9]
1991.83	0.056	0.085	28	15	0.22	0.35	10.6	5.5	[9]
1992.05	0.029	0.133	28	19	0.00	0.34	12.0	4.0	[9]
1992.18	0.034	0.125	28	18	0.02	0.34	11.8	4.1	[9,14]
1992.30	0.027	0.113	30	17	0.00	0.35	11.1	3.7	[9]
1993.0	0.03	0.10	30	16	0.03	0.35	10.2	3.7	[17]
1993.02	0.01	0.07	34	11	0.00	0.37	7.4	2.5	[15]
1994.0	0.01	0.12	31	17	0.00	0.35	10.9	3.6	[17]
1994.30	0.03	0.09	31	15	0.05	0.36	9.8	3.7	[17,22]
1995.0	0.08	0.08	27	17	0.35	0.35	11.9	7.2	[17]
1996.0	0.08	0.02	30	10	0.72	0.37	8.2	7.0	[17]
1997.0	0.06	0.06	29	13	0.34	0.36	9.3	5.6	[18]
1997.0	0.04	0.05	27	9	0.28	0.38	6.6	3.7	[19]
1997.2	0.04	0.06	27	10	0.22	0.37	7.4	3.8	[19]
1998.0	0.06	0.05	26	11	0.40	0.38	8.3	5.4	[19]
1998.3	0.07	0.06	25	13	0.39	0.37	9.3	6.0	[19]
1999.1	0.11	0.06	22	15	0.53	0.35	11.3	8.3	[19]
1999.2	0.15	0.04	24	17	0.67	0.33	13.7	11.2	[22], данная работа
1999.3	0.10	0.04	24	13	0.61	0.36	9.9	7.8	[19]
2000.0	0.10	0.11	21	19	0.33	0.34	13.4	8.0	[19]
2000.3	0.05	0.18	21	22	0.03	0.32	14.1	5.1	[19]
2000.9	0.04	0.15	23	19	0.02	0.34	12.3	4.3	[19]
2001.1	0.08	0.12	26	21	0.12	0.33	14.3	6.2	[22], данная работа
2001.2	0.09	0.08	23	16	0.39	0.35	11.5	7.4	[19]
2001.3	0.08	0.12	22	19	0.24	0.34	13.0	6.9	[19]
2001.9	0.09	0.14	20	21	0.23	0.33	14.1	7.4	[19]
2002.2	0.11	0.14	29	20	0.18	0.32	14.5	8.6	данная работа

заполнения поясов пятнами  $f_{\text{max}}$  изменяется от 0.00 до 0.67, что дает полную площадь пятен  $S_{\text{max}} + S_{\text{min}}$ , доходящую до 25% полной поверхности звезды. Отношение яркостей пятна и спокойной фотосферы  $\beta$ , изменяется от 0.31 до 0.37, что соответствует пятнам, которые холоднее фотосферы на 800 К.

LQ Нуа является хорошо изученной звездой, запятненность которой исследовалась как фотометрически, так и спектрально: по наблюдениям полос окиси титана и методом доплеровского картирования. Поэтому уместно сравнить результаты нашего моделирования с данными других авторов. Такое сравнение приводит нас к следующим выводам.

Для полной площади пятен наши расчеты показывают формальное согласие с точностью до 2-3% полной поверхности звезды как с результатами моделирования кривой блеска [16,19], так и с данными доплеровского картирования [16,23-27].

Для разности температур между спокойной фотосферой и пятнами  $\Delta T$  согласие наших расчетов с результатами других авторов несколько хуже. Так, моделирование кривой блеска [16] и ряд работ по доплеровскому картированию [16,23-26] демонстрируют пятна, более теплые, чем в наших моделях, с  $\Delta T$  около 500-600 К. В то же время последние результаты доплеровского картирования, [27], моделирования кривой блеска [19] и наблюдения полос окиси титана [49] очень хорошо согласуются с нашими определениями разности температур  $\Delta T$ .

Сравнение широтного распределения пятен, полученного нами, с данными других авторов показывает большое разнообразие. Моделирование кривой блеска [19], показавшее наличие пятен на средних широтах, неплохо согласуется с нашими результатами. С данными доплеровского картирования согласие намного хуже. С одной стороны, большинство доплеровских карт показывают присутствие на LQ Нуа среднеширотных пятен, согласуясь с нашими результатами. Однако те же карты демонстрируют одновременно наличие на звезде и околополярных пятен, которые не следуют из наших расчетов. Как известно, даваемое доплеровским картированием широтное распределение пятен крайне чувствительно к ошибкам в определении  $V \sin i$  [50] и вкладу хромосферной активности [40]. Поэтому разумно посмотреть, насколько хорошо результаты такого моделирования будут воспроизводить имеющиеся для тех же сезонов фотометрические наблюдения.

Мы рассмотрели опубликованные модели запятненности LQ Нуа и нашу зональную модель и построили для них синтетические кривые блеска в полосах *BVRI*. Для всех моделей величины в полосах *BRI* показали, как и в наблюдениях, линейную зависимость от величин в полосе *V*. Таким образом, мы можем ввести для синтетических кривых блеска параметры  $\Delta V_{\text{max}}$ ,  $\Delta V$ ,  $dB/dV$ ,  $dR/dV$ ,  $dI/dV$  и сравнить их с аналогичными наблюдаемыми величинами. Из нашего сравнения следует, что:

*Зональная модель* для всех эпох воспроизводит фотометрические наблюдения с необходимой точностью ( $0^m.01$  для переменных  $\Delta V_{max}$  и  $\Delta V$  и  $0.01$  для коэффициентов  $dB/dV$ ,  $dR/dV$ ,  $dI/dV$ ). Аналогичное сходство с наблюдениями во всех параметрах дает также и *решение кривой блеска*, выполненное Бердюгиной и др. [19].

*Модель трех прямоугольных пятен* [16] дает хорошее (с точностью  $0^m.01$ ) представление величин  $\Delta V_{max}$  и  $\Delta V$ , но для коэффициентов  $dB/dV$ ,  $dR/dV$ ,  $dI/dV$  разность с наблюдаемыми величинами составляет около  $0.06-0.09$ , что существенно превышает точность их определения.

Для всех сезонов наблюдений звезды мы рассчитали *модели околополярного пятна*, которые обеспечивают хорошее воспроизведение величин  $\Delta V_{max}$  и  $\Delta V$  для всех эпох. Однако коэффициенты  $dB/dV$ ,  $dR/dV$  и  $dI/dV$ , зависящие от температуры и местоположения пятен, воспроизводятся моделью околополярного пятна с точностью, худшей чем  $0.03-0.06$ .

*Доплеровское картирование*, выполненное Бердюгиной и др. [27], дает для всех эпох очень хорошее воспроизведение коэффициентов  $dB/dV$  (с точностью лучшей, чем  $0.01-0.02$ ),  $dR/dV$  и  $dI/dV$  (лучше, чем  $0.01$ ). Величины  $\Delta V_{max}$  и  $\Delta V$  хорошо представляются моделью в 1994г. (с точностью  $0^m.01-0^m.02$ ), в то время как в 1995г. согласие с наблюдениями хуже ( $0^m.03$ ), а в 1999г. разность между наблюдаемыми и модельными значениями  $\Delta V_{max}$  и  $\Delta V$  сравнима с величиной наблюдаемого фотометрического эффекта.

*Доплеровское картирование*, выполненное другими авторами [16,23,24], не дает удовлетворительного согласия с наблюдениями как для величин  $\Delta V_{max}$  и  $\Delta V$  (точность представления этих величин хуже, чем  $0^m.03$ ), так и для коэффициентов  $dB/dV$ ,  $dR/dV$ ,  $dI/dV$ , которые воспроизводятся с точностью, хуже, чем  $0.10$ . Мы считаем, что наиболее вероятной причиной плохого представления коэффициентов  $dB/dV$ ,  $dR/dV$ ,  $dI/dV$  этими моделями является недооценка принятой в них разности температур между спокойной фотосферой и запятненной областью ( $500-600$  К, в то время как наши модели дают около  $800$  К).

Таким образом, мы видим, что зональная модель удовлетворительно описывает фотометрическое поведение LQ Нуа. Доплеровское картирование зачастую не может дать удовлетворительного согласия с фотометрией. Отметим, что эти два метода обладают различной чувствительностью к ярким областям на поверхности звезды, и их совмещение может позволить нам построение самосогласованной трехкомпонентной модели неоднородностей звездной поверхности.

4. *Связь пятен с хромосферно-активными областями.* В настоящее время существует обширная литература, посвященная изучению связей звездных пятен с хромосферно-активными областями (флоккулами).

Например, мы отметили концентрацию флоккулов вблизи наиболее запятненных долгот для двух хромосферно-активных двойных - V775 Her и VY Aг1 [2,3]. Аналогично сопоставление запятненных областей и флоккулов мы провели и для LQ Нуа (см. также [22]). На рис.6а-с приведено совмещение кривых блеска LQ Нуа в 1999г., 2001г. и 2002г. с ходом параметров чистой эмиссии в линии  $H_{\alpha}$  в зависимости от фазы вращения звезды.

В 1999г. мы видим хорошее соответствие минимума блеска звезды (который соответствует наиболее запятненной долготе) и максимума эквивалентной ширины чистой эмиссии  $EW$ , ширины профиля чистой эмиссии  $FWHM$  и относительной интенсивности чистой эмиссии  $F_{max}/F_{cont}$ . Электронная плотность при этом изменяется от  $1.10 \cdot 10^{11} \text{ см}^{-3}$  в фазе максимума блеска до  $2.39 \cdot 10^{12} \text{ см}^{-3}$  в фазе минимума. Оптическая толщина в хромосфере изменяется от 6 до 200. Светимость звезды в линии  $H_{\alpha}$  составляла, в зависимости от фазы осевого вращения звезды, от  $7.52 \cdot 10^{28}$  эрг/с до  $1.62 \cdot 10^{29}$  эрг/с. Этот эффект указывает на присутствие на поверхности звезды хромосферно-активных областей (флоккулов) с повышенной электронной плотностью, которые концентрировались в 1999г.

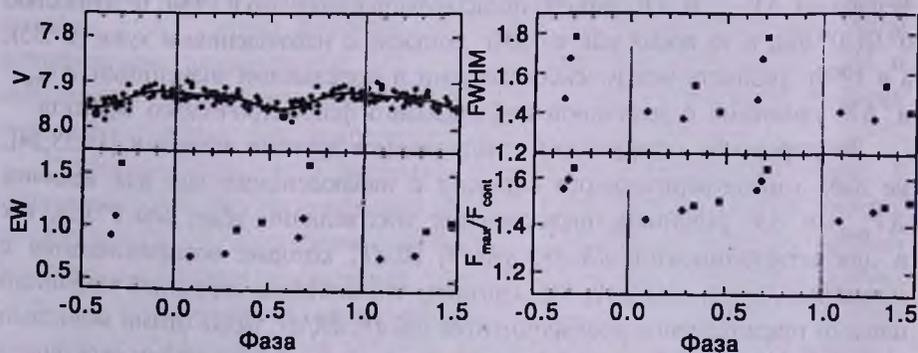


Рис.6а. Кривая блеска LQ Нуа в 1999г и ход параметров линии  $H_{\alpha}$  с фазой осевого вращения звезды. Точки - наши данные; открытые ромбы - данные [19]; ромбы - наши спектральные наблюдения зимы 1998/99 года, квадраты - наблюдения декабря 1999г.

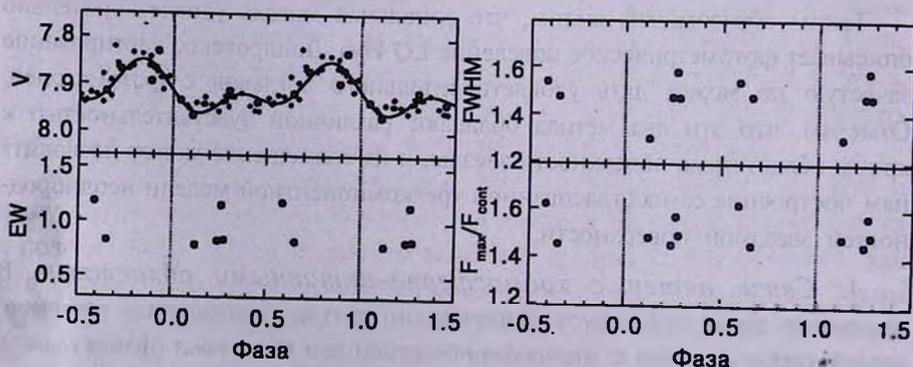


Рис.6б. То же самое для 2001г.

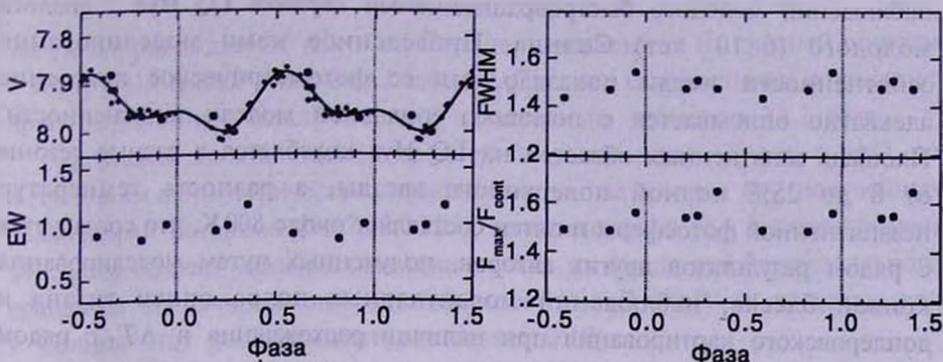


Рис.6с. То же самое для 2002г.

на той же активной долготе, что и наиболее запятненные области.

Мы не исключаем, что сходный, но более слабый эффект наблюдается в 2002г. На рис.6с мы можем заподозрить повышение EW к фазе минимума блеска, которое сопровождается небольшим повышением относительной интенсивности при примерно постоянной ширине *FWHM*. Колебания оптической толщины (от 1.5 до 33), электронной плотности  $n_e$  (от  $6.90 \cdot 10^{11} \text{ см}^{-3}$  до  $1.66 \cdot 10^{12} \text{ см}^{-3}$ ) и светимости хромосферы в линии  $H_\alpha$  (от  $8.65 \cdot 10^{28} \text{ эрг/с}$  до  $1.17 \cdot 10^{29} \text{ эрг/с}$ ) более слабые, чем в 1999г. Активные области в 2002г. распределены по долготе более равномерно, чем в 1999г., хотя концентрация флоккулов вблизи активных долгот не исключается.

В 2001г. изменения параметров эмиссии  $H_\alpha$  показывают большой разброс (рис.6b). Оптическая толщина хромосферы нерегулярно меняется от 15 до 90, электронная плотность - от  $2.39 \cdot 10^{11} \text{ см}^{-3}$  до  $1.64 \cdot 10^{12} \text{ см}^{-3}$ , а светимость хромосферы - от  $7.96 \cdot 10^{28} \text{ эрг/с}$  до  $1.24 \cdot 10^{29} \text{ эрг/с}$ . Малое количество точек не позволяет нам делать выводов о коррелированности изменения параметров эмиссии  $H_\alpha$  с кривой блеска.

В работе [22] мы рассматривали зависимость эквивалентной ширины чистой эмиссии в линии  $H_\alpha$  (по нашим наблюдениям и данным литературы с 1989г.) от блеска звезды. Это сравнение показало, что отсутствуют скоррелированные изменения *EW* с изменением *V* на  $0^m.2$  при сильном разбросе *EW* от 0.47 до  $1.59 \text{ \AA}$ . Рост площади пятен от 2 до 12% полной поверхности звезды возможно сопровождался слабым понижением светимости хромосферы  $L_{chr}$  с сильным разбросом от  $1.57 \cdot 10^{30}$  до  $5.12 \cdot 10^{29} \text{ эрг/с}$ . Полная энергия звезды, задерживаемая пятнами, составляет, по нашим оценкам, от  $1.02 \cdot 10^{31}$  до  $5.78 \cdot 10^{31} \text{ эрг/с}$ , и хромосфера LQ Нуа переизлучает таким образом от 1 до 13% энергии излучения звезды, задерживаемой пятнами.

**5. Заключение.** В данной статье мы продолжаем комплексные исследования активных запятненных звезд и приводим результаты одновременных фотометрических, поляриметрических и спектральных

наблюдений молодого быстровращающегося карлика LQ Нуа - аналог молодого ( $6 \cdot 10^7$  лет) Солнца. Проведенное нами моделирование запятненности звезды показало, что ее фотометрическое поведение адекватно описывается с помощью зональной модели запятненности. Площадь запятненных областей на LQ Нуа колеблется в разные сезоны от 8 до 25% полной поверхности звезды, а разность температуры незапятненной фотосферы и пятен составляет около 800 К, что согласуется с рядом результатов других авторов, полученных путем моделирования кривой блеска, наблюдений молекулярных полос окиси титана и доплеровского картирования при наличии расхождения в  $\Delta T$  с рядом других авторов.

Согласно нашей модели, пятна локализованы на средних ( $24-48^\circ$ ) широтах, что не согласуется с околополярными пятнами, предсказанными доплеровским картированием наряду со среднеширотными. Однако ряд опубликованных доплеровских карт не может обеспечить согласия построенных по ним синтетических кривых блеска с имеющимися для тех же сезонов фотометрическими наблюдениями. С другой стороны полученные нами средние широты запятненных областей согласуются с результатами расчетов всплытия силовых трубок магнитного поля ( $\langle \phi \rangle = 30 - 70^\circ$ ), полученными при различных предположениях о характере звездного динамо [51-53], в то время как согласие теории с предсказанными доплеровским картированием околополярными пятнами значительно хуже.

На рис.7-приведен ход со временем значений полной площади пятен и их средней широты  $\langle \phi \rangle = \phi_0 + \Delta \phi / 2$ . Из рисунка следует, что изменения полной площади пятен циклически с двумя характерными периодами -11.2 года и 6.75 лет, обнаруженными Ола и др. [20]. Рост площади пятен на

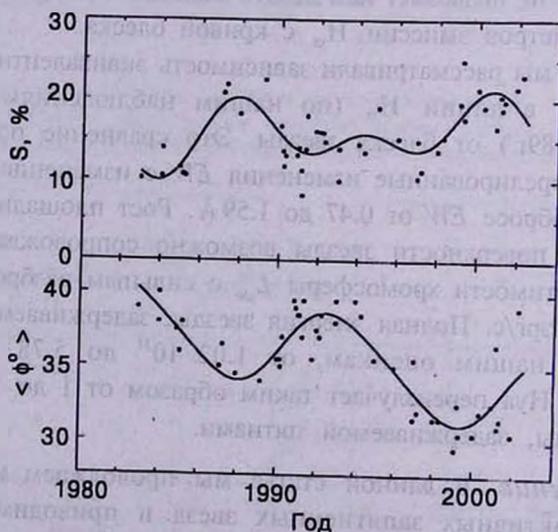


Рис.7. Ход площади и средней широты пятен LQ Нуа со временем.

звезде сопровождается, как и на Солнце, понижением их средней широты - это грубый аналог диаграммы бабочек. Средняя широта пятен показывает ярко выраженную цикличность с характерным временем 11.2 года.

Сравнение наших оценок средней широты пятен  $\langle \phi \rangle = \phi_0 + \Delta \phi / 2$  со значениями фотометрических периодов для тех же сезонов  $P_{phot}$ , полученных различными авторами [9,17,19,23,27], показало рост  $P_{phot}$  с возрастанием  $\langle \phi \rangle$ . Этот эффект указывает на присутствие на звезде дифференциального вращения солнечного типа с коэффициентом  $D_r = 0.10$  (в то время как у Солнца этот коэффициент составляет 0.19).

Мы впервые обнаружили на LQ Нуа слабую широкополосную линейную поляризацию излучения. Эта поляризация и ее переменность вызваны присутствием на поверхности звезды локальных магнитных полей, расположенных на тех же активных долготах, что и наиболее запятненные области. Оцененные нами значения фактора заполнения магнитных полей оказались сравнимы по величине с площадями пятен для тех же сезонов, что отличается от солнечной картины, где площади магнитных областей превышают площади пятен в несколько раз. С другой стороны, измерения магнитного поля, проведенные методом измерения зеемановского расщепления линий [26,27,34,54] показывают, что локальные магнитные поля на LQ Нуа занимают до 50-70% поверхности. Таким образом, наша оценка фактора заполнения локальных магнитных полей, вероятно, сильно занижена, что связано с существенным отличием конфигурации активных областей от принятой в использованных нами расчетах Саара и Хувелина [33] модели одного пятна.

Анализ формы линии  $H_{\alpha}$  подтвердил для ряда спектров отмеченную Штрассмайером и др. [16] комбинацию эффектов вращения покрытой активными областями звезды и локальных движений вещества в хромосфере. Электронная плотность хромосферы LQ Нуа составляет, согласно нашим оценкам, от  $1.10 \cdot 10^{11} \text{ см}^{-3}$  до  $2.39 \cdot 10^{12} \text{ см}^{-3}$ , что соответствует "смешанному" - как ударному, так и фотоионизационному - механизму формирования линии  $H_{\alpha}$  [38,39]. Найденное нами значение электронной плотности превышает на порядок электронную плотность в области плато у солнечной хромосферы ( $4 + 8 \cdot 10^{10}$ , [55]) и хорошо согласуется с нашими оценками  $n_e$  для других звезд [2,3].

Для оптически толстой хромосферы мы можем грубо оценить площадь активных областей в рамках чернотельного приближения. При характерной температуре в области плато  $T_{chrom} = 10000 \text{ K}$  [16] поток эмиссионного излучения в линии  $H_{\alpha}$  составляет  $3.4 \cdot 10^7 \text{ эрг с}^{-1} \text{ см}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$ . Для найденных нами значений хромосферной светимости в линии  $H_{\alpha}$  мы получаем, что площадь флоккулов составляет около 15-16% полной поверхности звезды, то есть сравнима с площадью пятен, что сильно отличается от солнечной картины.

Сравнение запятненности с данными по эмиссии линии  $H_{\alpha}$  в 1989-

2002г. [22] не показало какой-либо явной корреляции. Хромосфера звезды переизлучала около 10% задерживаемой пятнами энергии. О цикличности изменений хромосферной эмиссии мы ничего сказать не можем из-за недостаточного числа данных.

Квазисовременные фотометрические и спектральные наблюдения показали наличие на звезде активных областей хромосферы (флоккулов), которые характеризуются повышенной (до  $n_e = 2.4 \cdot 10^{12} \text{ см}^{-3}$ ) электронной плотностью и яркостью в линии  $H_\alpha$ . В 1999г. была видна концентрация флоккулов на тех же долготах, что и у наиболее запятненных областей. Подобную концентрацию мы не исключаем и в 2002г., в то время как в 2001г. явная взаимосвязь активных областей с максимумом запятненности не наблюдалась. Таким образом, эффект взаимосвязи звездных пятен и флоккулов неоднозначен, и требуются плотные ряды дальнейших наблюдений для выяснения надежной картины поведения  $EW$  с фазой осевого вращения звезды.

Наши наблюдения позволили предположить наличие на звезде активных долгот, с которыми связаны не только максимум запятненности, но и максимальная плотность локальных магнитных полей, а также активные области в хромосфере (флоккулы).

*Благодарности.* Авторы благодарны проф. К.Г.Штрассмайеру (Астрофизический институт, Потсдам) за фотометрические и спектральные данные для LQ Hya и предоставленные доплеровские карты; д-ру Дж.Кутиспото (Обсерватория Катании) и д-ру С.В.Бердюгиной (Университет Оулу) за присланные фотометрические данные; д-ру М.Веберу (Астрофизический институт, Потсдам) и д-ру С.И.Плачинде (КраО) за плодотворное обсуждение статьи.

Работа частично поддерживалась грантом No 02.07/00300 Украинского фонда фундаментального развития.

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

## SPOTS AND ACTIVE REGIONS ON EMISSION STARS. III. LQ Hya

I.Yu.ALEKSEEV, O.V.KOZLOVA

The quasisimultaneous electrophotometric, polarimetric and spectroscopic observations of the single active spotted star LQ Hya are presented. The photometric variability of the star can be described completely by a zonal

spottedness model. Spotted regions occupy up to 25% of the total stellar surface. The temperature difference between the unspotted photosphere and starspots is about 800 K. Starspots are localized at the low and middle latitudes. The total starspot areas and starspot latitudes demonstrate the cyclical variability. The mostly spotted regions, the local magnetic fields and the chromospheric places are concentrated near chosen active longitudes.

Key words: *stars:spots* - *stars:activity* - *stars:individual*: *LQ Hy*

## ЛИТЕРАТУРА

1. И.Ю.Алексеев, *Астрон. ж.*, **77**, 207, 2000.
2. И.Ю.Алексеев, О.В.Козлова, *Астрофизика*, **43**, 339, 2000.
3. И.Ю.Алексеев, О.В.Козлова, *Астрофизика*, **44**, 529, 2001.
4. F.C.Fekel, B.W.Bopp, J.L.Africano, B.D.Goodrich et al., *Astron. J.*, **92**, 1150, 1986.
5. R.D.Jeffries, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **273**, 559, 1995.
6. O.J.Eggen, *Astron. J.*, **89**, 1358.
7. K.G.Strassmeier, D.S.Hall, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, **67**, 453, 1988.
8. L.J.Boyd, R.M.Genet, D.S.Hall et al., *IAPPPC*, **42**, 44, 1990.
9. L.Jetsu, *Astron. Astrophys.*, **276**, 345, 1993.
10. G.Cutispoto, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, **89**, 435, 1991.
11. G.Cutispoto, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, **102**, 655, 1993.
12. G.Cutispoto, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, **119**, 281, 1996.
13. G.Cutispoto, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, **127**, 207, 1998.
14. G.Cutispoto, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, **131**, 321, 1998.
15. G.Cutispoto, M.Rodonó, S.Messina, *Astron. Astrophys.*, **367**, 910, 2001.
16. K.G.Strassmeier, J.B.Rice, W.H.Wehlau et al., *Astron. Astrophys.*, **268**, 671, 1993.
17. K.G.Strassmeier, J.Bartus, G.Cutispoto, M.Rodonó, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, **125**, 11, 1997.
18. K.G.Strassmeier, E.Serkowitsch, Th.Granzer, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, **140**, 29, 1999.
19. S.V.Berdyugina, J.Pelt, I.Tuominen, *Astron. Astrophys.*, **394**, 505, 2002.
20. K.Oláh, Z.Kolláth, K.G.Strassmeier, *Astron. Astrophys.*, **356**, 643, 2000.
21. И.Ю.Алексеев, П.Е.Гершберг, *Астрофизика*, **39**, 67, 1996.
22. I.Yu.Alekseev, O.V.Kozlova, *Astron. Astrophys.*, accepted, 2002.
23. J.B.Rice, K.G.Strassmeier, *Astron. Astrophys.*, **336**, 972, 1998.
24. J.-F.Donati, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **302**, 457, 1999.
25. S.H.Saar, N.E.Piskunov, I.Tuominen, *Cool Stars, Stellar Systems and the Sun*, Eds. M.S.Giampapa, J.A.Bookbinder, *Astron. Soc. Pacif. Conf. Ser.*, **26**, 255, 1992.

26. *S.H.Saar, N.E.Piskunov, I.Tuominen*, Cool Stars, Stellar Systems and the Sun, Ed. J.P.Caillault, Astron. Soc. Pacif. Conf. Ser., **64**, 661, 1994.
27. *S.V.Berdyugina, I.V.Ilyin, I.Tuominen*, Cool Stars, Stellar Systems and the Sun, Eds. R.J.Garcia López, R.Rebolo, M.R.Zapatero Osorio, Astron. Soc. Pacif. Conf. Ser., **223**, 1207, 2001.
28. *F.C.Fekel, T.J.Moffett, G.W.Henry*, Astrophys. J. Suppl. Ser., **60**, 551, 1986.
29. *O.Vilhu, B.Gustafsson, F.M.Walter*, Astron. Astrophys., **241**, 167, 1991.
30. *V.Pirola*, Observ. Astrophys. Lab. Univ. Helsinki. Rep., **6**, 151, 1984.
31. *Ju.Huovelin, S.H.Saar, I.Tuominen*, Astrophys. J., **329**, 882, 1988.
32. *Ju.Huovelin, S.H.Saar*, Astrophys. J., **374**, 319, 1991.
33. *S.H.Saar, Ju.Huovelin*, Astrophys. J., **404**, 739, 1993.
34. *S.H.Saar*, Stellar Surface Structure, Eds. K.G.Strassmeier, J.L.Linsky, Kluwer, Dordrecht, 237, 1996.
35. *Н.Е.Пискунов*, Магнетизм звезд, Ред. Ю.В.Глаголевский, И.И.Романюк, Наука, Санкт-Петербург, **92**, 1992.
36. *N.E.Piskunov, F.Kupka, T.A.Ryabchikova et al.*, Astron. Astrophys. Suppl. Ser., **112**, 525, 1995.
37. *N.E.Piskunov, F.Kupka, T.A.Ryabchikova et al.*, Astron. Astrophys. Suppl. Ser., **138**, 119, 1999.
38. *L.E.Cram, D.J.Mullan*, Astrophys. J., **234**, 579, 1979.
39. *M.S.Giampapa, J.Liebert*, Astrophys. J., **305**, 784, 1986.
40. *J.H.M.Bruls, M.Schüssler, S.M.Solanki*, Solar and Stellar Activity: Similarities and Differences, Eds. C.J.Butler, J.G.Doyle, Astron. Soc. Pacif. Conf. Ser., **158**, 182, 1999.
41. *J.A.Eaton, G.W.Henry, F.C.Fekel*, Astrophys. J., **462**, 888, 1996.
42. *И.Ю.Алексеев, П.Е.Гершберг*, Астрон. ж., **73**, 579, 1996.
43. *И.Ю.Алексеев, П.Е.Гершберг*, Астрон. ж., **74**, 240, 1997.
44. *И.Ю.Алексеев*, Запятненные звезды малых масс, Астропринт, Одесса, 2001.
45. *И.Ю.Алексеев*, Астрон. ж. (в печати), 2002.
46. *Y.C.Unruh, R.Knaak, M.Fligge, S.K.Solanki*, Cool Stars, Stellar Systems and the Sun, Eds. R.J.Garcia López, R.Rebolo, M.R.Zapatero Osorio, Astron. Soc. Pacif. Conf. Ser., **223**, 748, 2001.
47. *W.Van Hamme*, Astron. J., **106**, 2096, 1993.
48. *J.D.Dorren*, Astrophys. J., **320**, 756, 1987.
49. *S.H.Saar, J.E.Neff*, Cool Stars, Stellar Systems and the Sun, Ed. G.Wallerstein, Astron. Soc. Pacif. Conf. Ser., **9**, 171, 1990.
50. *Y.C.Unruh*, Stellar Surface Structure, Eds. K.G.Strassmeier, J.L.Linsky, Kluwer, Dordrecht, 35, 1996.
51. *M.Schüssler, P.Caligari, A.Ferriz-Mas et al.*, Astron. Astrophys., **314**, 503, 1996.
52. *Th.Granzer, M.Schüssler, P.Caligari, K.G.Strassmeier*, Astron. Astrophys., **335**, 1087, 2000.
53. *L.L.Kitchatinov, M.Jardine, J.-F.Donati*, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., **318**, 1171, 2000.
54. *G.Basri, G.W.Marcy*, Astrophys. J., **431**, 844, 1994.
55. *J.E.Vernazza, E.H.Avrett, R.Loesser*, Astrophys. J. Suppl. Ser., **45**, 635, 1981.