

# АСТРОФИЗИКА

ТАМ 47

НОЯБРЬ, 2004

ВЫПУСК 4

УДК: 524.3

## ВРАЩАТЕЛЬНАЯ МОДУЛЯЦИЯ БЛЕСКА И ПЯТНА НА ЗВЕЗДАХ IN Com, IL Com, UX Ari, V711 Tau

И.Ю.АЛЕКСЕЕВ<sup>1</sup>, А.В.КОЖЕВНИКОВА<sup>2</sup>

Поступила 12 мая 2004

Принята к печати 7 июля 2004

Представлены результаты *UBVRI*-фотометрических наблюдений и моделирования запятненности четырех незатменных систем типа RS CVn: IN Com (G5III/IV), IL Com (F8V + F8V), UX Ari (K0IV + G5V) и V711 Tau (K1IV + G5V). Для малоизученной звезды IL Com подтверждена малоамплитудная переменность, вызванная холодными ( $\Delta T = 1700$  K) пятнами, которые могут занимать до 19% поверхности звезды. Для IN Com, UX Ari и V711 Tau построены долговременные кривые блеска и оценены звездные величины и показатели цвета незапятненных фотосфер. Показано, что UX Ari синеет с уменьшением блеска, то есть ее переменность невозможна полностью объяснить с помощью холодных пятен. Для IN Com и V711 Tau по всему массиву имеющихся фотометрических наблюдений были построены модели запятненности звезд. У обеих переменных пятна расположены на средних широтах и занимают до 22% (IN Com) и 33% (V711 Tau) поверхности звезды. Для обеих звезд отмечена тенденция понижения средней широты пятен с ростом их площади - грубый аналог бабочек Маундера. Звезды показывают цикличность пятнистой активности и наличие дифференциального вращения солнечного типа.

**I. Введение.** Среди запятненных звезд наиболее изученными являются переменные типа RS CVn – разделенные или полуразделенные системы, состоящие из компонент со спектральными классами F-GV-IV и G-KIV. Такие звезды демонстрируют различные проявления активности, прежде всего вызванную пятнами малоамплитудную вращательную модуляцию блеска. Большинство методов построения поверхностных карт предсказывают для таких звезд наличие на них гигантских околополярных пятен. Однако разработанная Алексеевым и Гершбергом зональная модель запятненности [1,2] показала для активных карликов, что их фотометрическое поведение хорошо описывается и без привлечения околополярных пятен, и получаемая картина – многочисленные мелкие пятна на низких и средних широтах – качественно аналогична солнечной. Применение зональной модели к классическим RS-системам может поставить под вопрос существование гигантских околополярных пятен и для этих переменных.

В настоящей работе мы рассматриваем многоцветные *UBVRI*-наблюдения четырех незатменных переменных типа RS CVn, одна из которых, IL Com, изучена очень плохо, особенно что касается ее пятненной активности. В табл.1 приведены основные параметры программных звезд – спектральный класс, двойственность, наибольший блеск системы в полосе *V*, максимальная амплитуда вращательной модуляции  $\Delta V$  и

амплитуда изменений среднего блеска  $\Delta(V)$ , показатели цвета звезды  $U-B$ ,  $B-V$ ,  $V-R$ ,  $V-I$  для ее наиболее яркого состояния, период вращения и скорость вращения  $V \sin i$ .

Таблица 1

## ОСНОВНЫЕ ПАРАМЕТРЫ ПРОГРАММНЫХ ЗВЕЗД

Звезда	Sp	dupl	$V$	$\Delta V$	$\Delta(V)$	$U-B$	$B-V$	$V-R$	$V-I$	$P$ сутки	$V \sin i$ км/с
IN Com	G5III/IV	SB1	8 <sup>m</sup> .83	0 <sup>m</sup> .14	0 <sup>m</sup> .09	0 <sup>m</sup> .31	0 <sup>m</sup> .81	0 <sup>m</sup> .73	1 <sup>m</sup> .20	5.93	67
IL Com	F8V+F8V	SB2	8.08	0.04	0.07	-0.02	0.48	0.52	0.84	0.96	35
UX Ari	K0IV+G5V	SB2	6.34	0.30	0.21	0.48	0.91	0.70	1.19	6.44	37
V711 Tau	K1IV+G5V	SB2	5.63	0.23	0.14	0.52	0.93	0.79	1.32	2.84	41

2. *Наблюдения.* Наблюдения были выполнены нами в 2002-2003гг. на 1.25-метровом рефлекторе КрАО АЗТ-11, оснащенном пятиканальным двухлучевым фотометром-поляриметром Пииролы [3]. Для каждой звезды проводилось за ночь подряд по три цикла измерений, состоящих из последовательного наведения на объект, звезду сравнения и контрольную звезду. При каждом наведении снималось по 4-5 отсчетов с временем экспозиции 10с каждый. Формальные ошибки определения блеска звезды и ее показателей цвета не превышают при такой методике 0<sup>m</sup>.01. Данные о звездах сравнения приведены в табл.2.

Таблица 2

## ЗВЕЗДЫ СРАВНЕНИЯ И КОНТРОЛЬНЫЕ ЗВЕЗДЫ

Звезда	Звезда сравнения	$V$	$U-B$	$B-V$	$V-R$	$V-I$	Ссылка
IN Com	HD 112299	8 <sup>m</sup> .42	0 <sup>m</sup> .03	0 <sup>m</sup> .55	0 <sup>m</sup> .56	0 <sup>m</sup> .92	[4]
	HD 112706	8.49	0.79	0.98	0.81	1.35	[4]
IL Com	SAO 82325	8.97	0.03	0.53	0.55	0.89	наша привязка
	HD 20825	5.54	0.91	1.10	0.72	1.18	
UX Ari	HD 20644	4.47	1.86	1.55			
	HD 22796	5.55	0.67	0.94	0.71	1.18	[5]
V711 Tau	HD 22484	4.28	0.08	0.58	0.49	0.80	[5]

IN Com = HD 112313 проецируется на центр слабой планетарной туманности LoTr 5. Звезда имеет спектральный класс G5III-IV. Вращательную модуляцию блеска звезды нашли Шнелл и Пургатофер [6]. Фотометрический период переменной (около 6 суток) впервые оценили Носкова [7], Бонд и Ливио [8]. Ряд авторов, подтверждая 6-суточную переменность, заподозрили существование и более коротких периодов (суточный и шестичасовой), на основании чего предложили считать систему тройной [9-11]. Однако, согласно [4], 6-суточный период является

единственным реальным, хорошо согласуясь со скоростью вращения звезды  $V\sin i = 67 \pm 1$  км/с, а запятненный G-субгигант не входит в тесную систему. Связь переменной с видимым в ультрафиолете O-субкарликом - центром планетарной туманности - по-прежнему неясна: оценки расстояний до звезды и до туманности не противоречат друг другу, но имеют очень низкую точность.

Мы наблюдали IN Com в мае-июне 2003 г. На рис.1а приведена

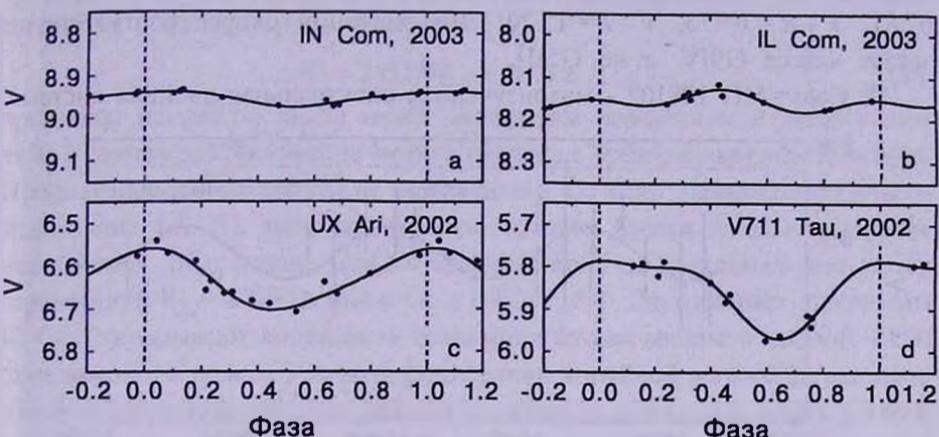


Рис.1. Кривые блеска программных звезд в полосе  $V$ . Сплошная линия - фурье-аппроксимация второго порядка.

кривая блеска звезды в фильтре  $V$ . Данные свернуты по фазе с помощью эфемериды [4]:

$$JD = 2445444.0 + 5.93474E. \quad (1)$$

Усредненные результаты наблюдений переменной приведены в табл.3. Кривая блеска в этот сезон имела малую ( $\Delta V = 0^m.04$ ) амплитуду и хорошо аппроксимировалась синусоидой. На рис.2а приведена сводная кривая в полосе  $V$  по данным [12-14], дополненная нашими наблюдениями. Из рисунка видно, что наиболее яркое состояние звезды  $V_{\text{min}} = 8^m.83$  достигалось в эпоху 1988.3 [12].

Ход показателей цвета звезды с фазой вращения показывает, что звезда краснеет к минимумам блеска, то есть мы видим более холодные области

Таблица 3

### РЕЗУЛЬТАТЫ $UBVRI$ -НАБЛЮДЕНИЙ ПРОГРАММНЫХ ЗВЕЗД

Звезда	Эпоха	$\langle V \rangle$	$\Delta V$	$U - B$	$B - V$	$V - R$	$V - I$
IN Com	2003.5	8 <sup>m</sup> .96	0 <sup>m</sup> .04	0 <sup>m</sup> .31	0 <sup>m</sup> .84	0 <sup>m</sup> .75	1 <sup>m</sup> .25
IL Com	2003.5	8.13	0.02	-0.01	0.50	0.54	0.86
UX Ari	2002.8	6.63	0.13	0.38	0.86	0.71	1.21
V711 Tau	2002.8	5.86	0.10	0.53	0.92	0.82	1.38

( пятна). При этом блеск звезды в полосах  $UBRI$  линейно зависит от блеска в полосе  $V$ , что типично для запятненных звезд и хорошо известно у запятненных карликов [15]. Коэффициенты линейной регрессии для этих зависимостей составляют  $dU/dV = 1.25 \pm 0.07$ ,  $dB/dV = 1.20 \pm 0.04$ ,  $dR/dV = 0.75 \pm 0.03$ ,  $dI/dV = 0.61 \pm 0.02$ . Тогда для наиболее яркого состояния звезды  $V_{\text{обр}}$ , которое мы считаем блеском незапятненной фотосферы, получаются следующие характеристики:  $M_V = 3^m.34$ ,  $U - B = 0^m.31$ ,  $B - V = 0^m.81$ ,  $V - R = 0^m.73$ ,  $V - I = 1^m.20$ . Эти значения скорее соответствуют звезде класса G9IV, а не G5III.

**IL Com** = HD 108102 – малоизученная спектральная двойная система.

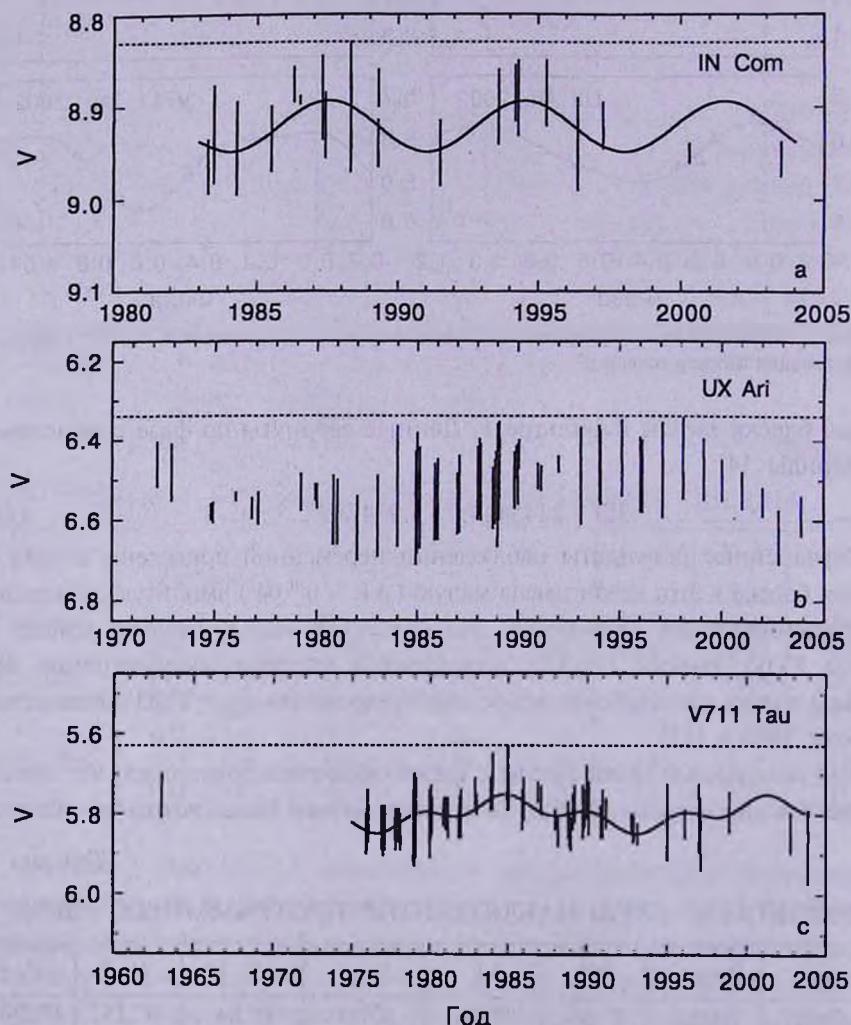


Рис.2. Долговременные кривые блеска IN Com, UX Ari и V711 Tau в полосе  $V$ . Вертикальные линии – амплитуды вращательной модуляции, сплошная линия – аппроксимация циклов активности известными длительностями  $P_{\text{ср}}$  по методу наименьших квадратов.

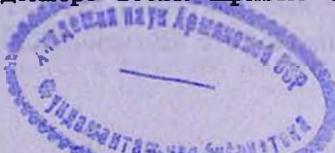
которая была впервые обнаружена Трамплером [16]. Это система типа SB2, состоящая из двух звезд спектрального класса F8V [17]. Ее фотометрическая переменность была обнаружена в 1982г. Зейликом и др. [18], которые отметили ее плохое совпадение с орбитальным периодом. Барри [19] обнаружил переменную эмиссию в хромосферных линиях CaII HK и отнес звезду к переменным типа RS CVn. Мы наблюдали IL Com в мае - июне 2003г. Кривая блеска переменной, свернутая с орбитальным периодом [19]

$$JD = 2452766 + 0.9616 E, \quad (2)$$

приведена на рис.1б. Из-за малой амплитуды переменности сказать что-либо о совпадении фотометрического периода с орбитальным мы не можем. Предыдущие фотометрические наблюдения IL Com немногочисленны и разрознены [20-23], поэтому сводную кривую блеска звезды построить невозможно. Мы можем только предполагать, что максимальный блеск переменной  $V_m = 8^m.08$  достигался в 1982г. [18]. Двухцветные диаграммы IL Com показывают линейность изменения блеска звезды в полосах *UBRI* от ее яркости в полосе *V*, с коэффициентами линейной регрессии, равными  $dU/dV = 1.45 \pm 0.10$ ,  $dB/dV = 1.42 \pm 0.11$ ,  $dR/dV = 0.71 \pm 0.15$ ,  $dI/dV = 0.63 \pm 0.03$ . Абсолютная величина и показатели цвета для наиболее яркого состояния звезды (которое мы считаем блеском спокойной фотосферы) равны  $M_V = 4^m.16$ ,  $U - B = -0^m.02$ ,  $B - V = 0^m.48$ ,  $V - R = 0^m.52$ ,  $V - I = 0^m.84$ , хорошо соответствуя спектральному классу F8V.

**UX Ari** = HD 21242 - одна из наиболее активных RS-переменных. Это яркая двойная SB2 система, состоящая из двух компонентов K0IV и G5V. Яркий компонент показывает сильную хромосферную эмиссию в линиях HK CaII (открыт еще в 1939г. Хоггом [24]) и переменную эмиссию в линии H $\alpha$ , коррелирующую с фазой вращения звезды [25,26]. UX Ari показала сильную активность в ультрафиолете, рентгене и радиодиапазоне. Это достаточно тесная система, показывающая признаки перетекания вещества и общей оболочки [27-29]. Фотометрические наблюдения звезды были начаты в 70-е гг. Холлом и др. [30], длительные ряды наблюдений получили Равендран и Мохин [31], Аарум Ульвас и Генри [32], Родено и Кутиспото [33]. Фогт и Хатчес [34] получили допплеровские карты яркого компонента системы. Наблюдения показали, что, в отличие от других систем типа RS CVn, пятна на UX Ari располагаются прежде всего в полушарии, противоположном вторичному компоненту [31,34]. Отмечается корреляция между запятненностью звезды и ее радиоизлучением, вызванным вспышками [35].

Мы наблюдали UX Ari в октябре-декабре 2002г. Кривые блеска звезды, свернутые с эфемеридой [25]



$$JD = 2445696.1142 + 6.43791 E, \quad (3)$$

приведены на рис.1с. Сводная кривая блеска переменной построена по данным [30-33], дополненным нашими наблюдениями. Максимальный блеск звезды  $V_{\text{бр}} = 6^m.344$  достигался в 1998г. [32]. В отличие от других запятненных звезд, для UX Alt мы наблюдаем поголубение показателей цвета звезды с уменьшением блеска. Двухцветные диаграммы переменной показывают линейную зависимость блеска в полосах  $UBRI$  от блеска в  $V$ , но с коэффициентами линейной регрессии, нехарактерными для запятненных звезд:  $dU/dV = 0.56 \pm 0.05$ ,  $dB/dV = 0.84 \pm 0.02$ ,  $dR/dV = 1.05 \pm 0.05$ ,  $dI/dV = 1.06 \pm 0.03$ . Звездная величина и показатели цвета системы в наиболее ярком состоянии составляют  $M_V = 2^m.85$ ,  $U - B = 0^m.474$ ,  $B - V = 0^m.913$ ,  $V - R = 0^m.724$ ,  $V - I = 1^m.233$ .

V711 Tau = HD 22468 - одна из самых ярких и наиболее изученных RS-звезд. Это незатменная двойная SB2-система, состоящая из компонентов классов K1IV и G5V. Яркий, более активный компонент звезды показывает сильную переменную хромосферную эмиссию [36], переменные линии переходной области [37], рентгеновское излучение [38]. Звезда известна как сильный источник переменного радиоизлучения [39]. Первые фотометрические наблюдения звезды получил Козинс в 1963г. [40], а вращательная модуляция блеска обнаружена Ландисом и Холлом [41]. За длительный период наблюдений были обнаружены циклы фотометрической активности звезды [42], отмечено наличие у нее активных долгот и дифференциального вращения [43]. Кривые блеска звезды сильно меняются от сезона к сезону. Первые модели запятненности V711 Tau [44-51] позволили приблизенно оценить площади и температуры пятен на звезде. Многочисленные исследования методами допплеровского картирования [43,52-56] показали наличие на звезде гигантских околополярных пятен.

Мы наблюдали V711 Tau в октябре-декабре 2002г. Ее кривая блеска, свернутая по эфемериде Боппа и Фекела [36]

$$JD = 2442766.069 + 2.83782 E, \quad (4)$$

приведена на рис.1d. Во время наблюдений в диафрагму попадал свет от близкого оптического компаньона ADS 2644B ( $dK6$ ,  $V = 8^m.83$ ,  $U - B = 0^m.79$ ,  $B - V = 0^m.99$ ,  $V - R = 0^m.86$ ,  $V - I = 1^m.42$ ), эффект диллюции от которого необходимо учитывать при моделировании запятненности. Сводная кривая блеска, построенная по данным [33,42,48-51,54-58] и дополненная нашими наблюдениями, приведена на рис.2с. Из рисунка видно, что наши данные не противоречат найденной в [42] 16.5-летней цикличности. Наибольший блеск звезды достигался в 1985г. и составлял  $V_{\text{бр}} = 5^m.63$  [58]. Двухцветные диаграммы для V711 Tau показывают, как и для остальных звезд, линейность изменения блеска в разных цветах с соответствующими

коэффициентами корреляции, равными  $dU/dV = 1.11 \pm 0.07$ ,  $dB/dV = 1.12 \pm 0.03$ ,  $dR/dV = 0.86 \pm 0.03$ ,  $dI/dV = 0.73 \pm 0.01$ . Абсолютная величина и показатели цвета системы в наиболее ярком состоянии равны  $M_V = 2^m.85$ ,  $U - B = 0^m.49$ ,  $B - V = 0^m.93$ ,  $V - R = 0^m.78$ ,  $V - I = 1^m.33$ .

*3. Модели запятненности.* В настоящее время наиболее перспективным методом исследования поверхностных неоднородностей на звездах является допплеровское картирование. Но, несмотря на то, что оно хорошо применимо к звездам типа RS CVn и, в частности проводилось для трех из программных звезд, фотометрические исследования таких систем не теряют своей актуальности. Во-первых, фотометрические исследования охватывают более длительные периоды времени и соответственно больше подходят для поиска циклов активности, дифференциального вращения и других длительных эффектов. Во-вторых, часть звезд, обладающих малыми скоростями вращения  $V \sin i$ , в принципе недоступна допплеровскому картированию, и только фотометрические исследования подходят для поисков статистических зависимостей параметров звездных пятен от глобальных характеристик звезды. Остается открытый вопрос и о корректности получаемых допплеровских карт, так как на конечный результат сильное влияние оказывают выбор исследуемых линий, точное определение скорости вращения звезды и угла наклона, подбор параметров модели атмосферы, вклад хромосферной активности, удачный выбор сетки интегрирования и т.д. При ближайшем рассмотрении допплеровское картирование до сих пор остается своего рода искусством, далеко не всем доступным, в то время как более грубая оценка параметров запятненности по фотометрическим наблюдениям свободна от этих ограничений.

Для моделирования запятненности использовалась зональная модель, разработанная Алексеевым и Гершбергом [1,2], которая дает качественное согласие с картиной солнечной запятненности, обеспечивая при этом необходимую точность представления фотометрических наблюдений для всех программных звезд, независимо от их спектрального класса [15]. Совокупность запятненных областей на звезде представляется в зональной модели двумя симметричными относительно экватора поясами запятненности, которые занимают области с широтами от  $\pm\phi_0$  до  $\pm(\phi_0 + \Delta\phi)$  с плотностью заполнения пятнами, меняющейся по долготе от единицы до некоторого числа  $f_{min}$ , причем  $0 < f_{min} < 1$ . В простейшем случае представления только экстремальных точек кривой блеска используется линейный закон изменения плотности заполнения пятен. В этом случае для каждого сезона наблюдений модель использует экстремальные точки в полосе  $V$ : разницу между блеском незапятненной фотосферы и сезонным максимумом, а также амплитуду вращательной модуляции. Помимо этих входных переменных, модель использует в качестве входных пара-

метров определяемые из наблюдений коэффициенты  $dB/dV$ ,  $dR/dV$  и  $dI/dV$  (позволяющие переходить от полосы  $V$  к другим полосам), углы наклона оси вращения звезды  $i$  и температуры фотосферы  $T_{\text{phot}}$ . Эти входные параметры моделей даны в табл.4.

Таблица 4

## ВХОДНЫЕ ПАРАМЕТРЫ МОДЕЛЕЙ

Звезда	$\Delta B/\Delta V$	$\Delta R/\Delta V$	$\Delta I/\Delta V$	$T_{\text{phot}}$ (К)	$i$
IN Com	$1.20 \pm 0.04$	$0.75 \pm 0.03$	$0.61 \pm 0.02$	5200	45
IL Com	$1.42 \pm 0.11$	$0.71 \pm 0.15$	$0.63 \pm 0.03$	5900	
V711 Tau	$1.12 \pm 0.03$	$0.86 \pm 0.03$	$0.73 \pm 0.01$	4750	33

Для расчетов запятненности IN Com использовались значения угла наклона оси вращения  $i$  и температуры фотосферы, принимавшиеся при ее допплеровском картировании [4]. Фотометрические наблюдения переменной полностью описываются в рамках модели со следующими параметрами: расстояние от экватора до нижней границы области пятен  $\Phi_0$  изменяется от  $32$  до  $42^\circ$ , а ширина пояса запятненности  $\Delta\phi$  - от  $7$  до  $20^\circ$ . Таким образом, средние широты пятен составляют  $39^\circ + 51^\circ$ . Параметр плотности заполнения пятнами  $f_{\text{fill}}$  изменяется за все время наблюдений от  $0.0$  до  $0.8$ , что дает общую площадь пятен, доходящую до  $22\%$  полной поверхности звезды. Отношение поверхностных яркостей пятна и незапятненной фотосферы в полосе  $V$  составляет в среднем  $\beta_V = 0.30$ , соответствующая температуре тени пятен около  $4600$  К. Допплеровское картирование, выполненное для марта 1994г. Штрасмайером и др. [4] при тех же параметрах звезды  $i$  и  $T_{\text{phot}}$  дало результат, близкий к нашим оценкам: пятна располагались на низких (около  $30^\circ$ ) широтах, их температура составляла около  $4700$  К, а площадь от  $12$  до  $20\%$  полной поверхности звезды в зависимости от выбранной линии.

Для IL Com мы не располагаем какими-либо надежными оценками блеска незапятненной фотосферы и угла наклона оси вращения. В таком случае единственной возможностью оценки запятненности звезды является метод Фогта (см. [15]). Для эпохи наших наблюдений наибольшая запятненность звезды составляла  $7\%$ , а наименьшая - около  $5\%$  полной поверхности. Известную по литературе переменность среднего блеска IL Com на  $0^m.09$  можно объяснить присутствием на звезде пятен, занимающих до  $19\%$  ее поверхности. Контраст пятен  $\beta_V$  составляет  $0.16$ , что дает разность температур фотосферы и тени пятна около  $1700$  К. Такая модель обеспечивает хорошее (в пределах погрешности наблюдений) представление величин  $\Delta V_{\text{max}}$  и  $\Delta V$  и коэффициентов  $dR/dV$  и  $dI/dV$ . Величина  $dB/dV$ , наиболее сильно зависящая от геометрии пятен, представляется хуже (в пределах  $2\sigma$ ).

Для UX Ari опубликованные результаты допплеровского картирования [34] и фотометрических моделей [59] предсказывают наличие на поверхности довольно больших и холодных пятен. Однако произвести моделирование запятненности этой звезды мы не можем, так как у UX Ari во все сезоны наблюдается систематическое поголубение цвета при уменьшении ее блеска. Основной вклад в фотометрическую переменность системы принадлежит, таким образом, не холодным пятнам, а какому-то другому механизму, например, ярким флоккулам или находящемуся между компонентами веществу.

Для V711 Tau мы принимаем угол наклона вращательной оси звезды  $i = 33^\circ$  [43–52], а температуру фотосферы  $4750\text{ K}$  [43,54–56]. Согласно нашим расчетам, расстояние от края полосы запятненности до экватора  $\phi_0$  составляло  $19^\circ + 30^\circ$ , а ширина пояса запятненности  $\Delta\phi = 16^\circ + 32^\circ$ . Таким образом, средняя широта пятен равняется  $\langle\phi\rangle = \phi_0 + \Delta\phi/2 = 30^\circ + 40^\circ$ . Параметр плотности заполнения пятен  $f_{\min}$  изменяется от 0.00 до 0.68, что дает общую площадь пятен  $S$ , доходящую до 33% полной поверхности звезды. Контраст пятна  $\beta_V = 0.10 + 0.13$  соответствует разности температур фотосферы и пятна  $\Delta T = 1300\text{ K}$ .

Оценка угла  $i$  была получена в неочевидном предположении, что ось звезды строго перпендикулярна орбитальной плоскости (система синхронизирована). Штрасмайер и Бартус [54] используют для допплеровского картирования несколько отличное значение  $i = 40^\circ$ , в случае принятия которого результаты наших расчетов остаются без принципиальных изменений: расстояние  $\phi_0$  увеличивается в этом случае примерно на  $4^\circ$ , а ширина пояса пятен  $\Delta\phi$  – уменьшается на  $2^\circ$ .

Запятненность V711 Tau очень активно моделировалась различными авторами по фотометрическим [44–51] и спектральным [43,52–56] наблюдениям. Сопоставление этих результатов с нашими расчетами показало их хорошее согласие с полученными нами значениями температуры и площадей пятен. Широты пятен, полученные нами, согласуются с результатами допплеровского картирования хуже. Наши результаты не показывают полярных пятен, получаемых в [43,52–54], а в случае предсказываемых среднеширотных пятен [55,56] их широта несколько выше, чем в наших расчетах. Отметим, однако, что получаемые при допплеровском картировании конфигурации с околоводородными пятнами намного хуже представляют одновременные фотометрические наблюдения, чем наше моделирование. В частности, они не могут представить наблюдаемый набор коэффициентов  $dB/dV$ ,  $dR/dV$ ,  $dI/dV$  с необходимой точностью.

4. **Заключение.** В данной работе нами представлены результаты фотометрических *UBVRI*-наблюдений и моделирования запятненности

четырех незатменных систем типа RS CVn: IN Com, IL Com, UX Ari и V711 Tau. По данным литературы и оригинальным наблюдениям для IN Com, UX Ari и V711 Tau были построены долговременные кривые блеска, оценены звездные величины переменных и их показатели цвета для наиболее яркого состояния звезд, которые мы считаем характеристиками спокойной фотосферы. Для малоизученной звезды IL Com мы подтвердили вызванную пятнами малоамплитудную фотометрическую переменность, вероятно с периодом, близким к орбитальному, и впервые определили показатели цвета в *UBVRI*-системе. Мы отмечаем для этой системы смену среднего уровня блеска, амплитуды и формы кривой вращательной модуляции по сравнению с предыдущими сезонами. Впервые были получены оценки запятненности IL Com (в приближении "без потемнения к краю" [15]). Пятна могут занимать до 19% поверхности звезды, они холоднее окружающей фотосферы на 1700 К.

Для UX Ari показано, что, в отличие от трех других переменных, звезда систематически синеет с уменьшением блеска, и таким образом ее фотометрическая переменность вызывается в основном не пятнами, а каким-то другим механизмом. Моделирование запятненности UX Ari по фотометрическим наблюдениям представляется невозможным.

Для IN Com и V711 Tau по всему массиву опубликованных и оригинальных фотометрических наблюдений были построены зональные модели запятненности звезд. Для IN Com мы получили, что пятна расположены на средних ( $40^{\circ}$ - $50^{\circ}$ ) широтах и занимают до 22% полной поверхности звезды, они холоднее окружающей фотосферы на 600 К. Эти оценки хорошо согласуются с результатами допплеровского картирования. Заподозрена цикличность средней широты пятен ( $\phi$ ) и их полной площади  $S$  с характерным временем 7-8 лет (рис.3). Отмечается тенденция понижения широты пятен с ростом их площади - аналог диаграмм бабочек Маундера, обнаруженный ранее для ряда активных карликов [60]. Скорость широтного дрейфа пятен составляет  $-1.0 \pm -1.3$  градусов/год, то есть в несколько раз меньше солнечной. Сравнение средних широт пятен с полученными для тех же эпох фотометрическими периодами IN Com [4,7,10,13,14] показывает, что экваториальные области вращаются быстрее околополюсных, значит на звезде присутствует дифференциальное вращение солнечного типа с коэффициентом  $D_r = +0.05$ .

У V711 Tau пятна занимают до 33% поверхности и холоднее спокойной фотосферы на 1300 К. Согласно нашим расчетам, пятна расположены на средних ( $30^{\circ}$ - $40^{\circ}$ ) широтах, что не согласуется с результатами допплеровского картирования. Однако предсказываемые им околополярные пятна не могут удовлетворительно обеспечить наблюдаемые изменения показателей цвета звезды. Приведенный на рис.3 ход средней

широты  $\langle\phi\rangle$  и площади пятен  $S$  со временем показывает цикличность этих величин с двумя характерными длительностями  $P_{\phi}$ , равными 16.5 и 5.5 лет, ранее отмеченными по фотометрическим наблюдениям [42, 61]. Обнаруженный по допплеровскому картированию [43] 3-летний цикл в

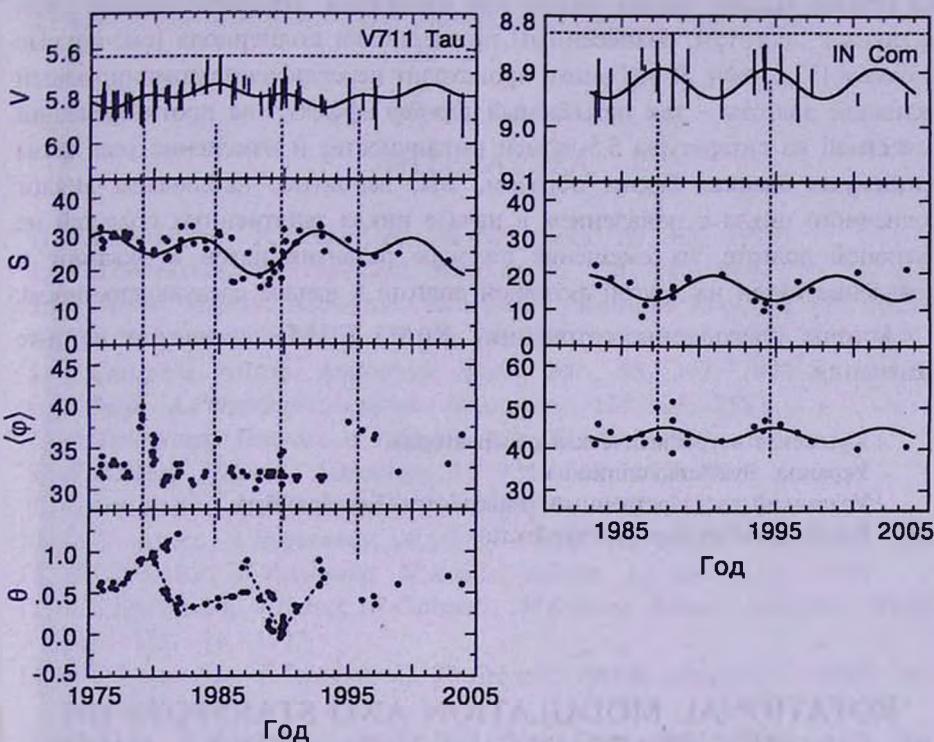


Рис.3. Циклические изменения пятенной активности IN Com и V711 Tau: долговременная кривая блеска, зависимость полной площади пятен  $S$  и их средней широты  $\langle\phi\rangle$  от времени, ход долготы максимальной запятненности  $\theta$ . Сплошными линиями обозначены аппроксимации синусоидой с известными длительностями цикла, вертикальные пунктирные линии соответствуют эпохам максимумов широты пятен.

наших результатах никак не отражается. V711 Tau также демонстрирует присутствие аналога бабочек Маундера. Скорость широтного дрейфа изменяется в зависимости от цикла от - 1.3 до - 2.6 градусов в год. Из рисунка следует, что понижение средней широты пятен сопровождается постепенным ростом фазы минимального блеска  $\theta$ , то есть запятненные области, смещаясь к экватору, попадают в зону более быстрого вращения, обгоняющую по фазе нулевой меридиан. Мы интерпретируем этот эффект как следствие дифференциального вращения солнечного типа. Сравнение полученных нами оценок средней широты пятен  $\langle\phi\rangle$  с долготой минимального блеска  $\theta$  дает значение коэффициента дифференциального вращения  $D_r = +0.03$ . Найденное нами значение  $D_r$  противоречит

результатам [43] (вращение антисолнечного типа,  $D_r = -0.0035$ ), зато хорошо согласуется с последними результатами допплеровского картирования [62], которое дает дифференциальное вращение солнечного типа с  $D_r = 0.05$ . Из рис.3 следует, что в эпохи 1980–82, 1987 и 1993 годов на кривых блеска звезды видны два минимума, соответствующие двум активным долготам, разнесенным примерно на полпериода (см. кривые блеска в [57,63,64]). В эти эпохи происходит переключение доминирующей активной долготы – так называемый *flip-flop* эффект, не противоречащий известной из литературы 5.5-летней цикличности, и изменение хода фазы минимума блеска. Таким образом, мы, вероятно, наблюдаем аналог солнечного цикла с появлением в начале цикла запятненных областей на активной долготе, их смещение по мере развития пятен к экватору и появление пятен на другой активной долготе в начале следующего цикла.

Авторы благодарны сотруднику КрАО С.И.Плачинде за ценные замечания.

<sup>1</sup> Крымская астрофизическая обсерватория,  
Украина, ilya@crao.crimea.ua

<sup>2</sup> Уральский государственный университет, Екатеринбург,  
Россия, kozhevnikova-a@yandex.ru

## ROTATIONAL MODULATION AND STARSPOTS ON RS CVn-TYPE STARS IN Com, IL Com, UX Ari, V711 Tau

I.Yu.ALEKSEEV<sup>1</sup>, A.V.KOZHEVNIKOVA<sup>2</sup>

We present results of photometric *UBVRI* observations and starspots modelling for four non-eclipsing RS CVn-type variables: IN Com (G5III/IV), IL Com (F8V + F8V), UX Ari (K0IV + G5V), and V711 Tau (K1IV + G5V). For insufficiently known star IL Com we confirmed that its small-amplitude photometric variability is caused by cool ( $\Delta T = 1700$  K) starspots which can occupy up to 19% of the total stellar surface. For IN Com, UX Ari, and V711 Tau we constructed long-term light curves and estimated absolute magnitudes and color indices of unspotted photospheres. It is shown that UX Ari become more blue with the brightness decrease, thus its variability can not be described by starspots. On the base of all published photometric observations of IN Com and V711 Tau we constructed their spottedness models. On the both variables starspots located in the middle latitudes and can occupy up to 22% (IN Com) and 33% (V711 Tau) of the

total stellar surface. For both stars we noted a tendency to the average starspots latitude decreasing with the spotarea growth. It is a rough analogue of the solar butterfly diagram. Also these stars show the starspot activity cycles and the solar-type differential rotation.

**Key words:** stars:spots - stars:individual: IN Com, IL Com, UX Ari, V711 Tau

## ЛИТЕРАТУРА

1. И.Ю.Алексеев, Р.Е.Гершберг, Астрофизика, 39, 67, 1996.
2. И.Ю.Алексеев, Р.Е.Гершберг, Астрон. ж., 74, 240, 1997.
3. V.Piirila, Observ. Astrophys. Lab. Univ. Helsinki Rep., 6, 151, 1984.
4. K.G.Strassmeier, B.Hubl, J.B.Rice, Astron. Astrophys., 322, 511, 1997.
5. G.Cutispoto, Astron. Astrophys. Suppl. Ser., 95, 397, 1992.
6. A.Snell, A.Purgathofer, Astron. Astrophys., 127, L5, 1983.
7. Р.И.Носкова, Письма в Астрон. ж., 15, 346, 1989.
8. H.E.Bond, M.Livio, Astrophys. J., 355, 568, 1990.
9. E.Kuczawska, M.Mikolajewski, Acta Astron., 43, 445, 1993.
10. G.Jasniewicz, A.Duquennoy, A.Acker, Astron. Astrophys., 180, 145, 1987.
11. H.L.Malasan, A.Yamasaki, M.Kondo, Astron. J., 101, 2131, 1991.
12. K.G.Strassmeier, J.Bartus, G.Cutispoto, M.Rodony, Astron. Astrophys. Suppl. Ser., 125, 11, 1997.
13. K.G.Strassmeier, E.Serkowitsch, Th.Granzer, Astron. Astrophys. Suppl. Ser., 140, 29, 1999.
14. M.Afsar, C.Ibanoglu, Inform. Bull. Var. Stars, 4980, 2000.
15. И.Ю.Алексеев, Запятненные звезды малых масс, АстроПринт, Одесса, 2001.
16. R.J.Trumpler, Lick Observ. Bull., 18, 167, 1938.
17. R.P.Kraft, Astrophys. J., 142, 681, 1965.
18. M.Zeilik, D.Batuski, S.Burke et al., Inform. Bull. Var. Stars, 2257, 1983.
19. D.C.Barry, Astrophys. J., 230, L87, 1979.
20. E.E.Mendoza, Bol. Observ. Tonanz. Tacub., 3, 167, 1963.
21. E.E.Mendoza, Bol. Observ. Tonanz. Tacub., 4, 149, 1967.
22. H.L.Johnson, C.Knuckles, Astrophys. J., 122, 209, 1955.
23. V.Andruk, N.Kharchenko, E.Schilboch, R.D.Scholz, Astron. Nachr., 316, 225, 1995.
24. F.S.Hogg, Publ. David Dunlap Observ., 1, 81, 1939.
25. R.C.Carlos, D.M.Popper, Publ. Astron. Soc. Pacif., 83, 504, 1971.
26. B.W.Bopp, J.C.Talcott, Astron. J., 83, 1517, 1978.
27. C.G.Rhombs, J.D.Fix, Astrophys. J., 216, 503, 1977.
28. F.Scaltiri, V.Piirila, G.V.Coyne et al., Astron. Astrophys. Suppl. Ser., 102, 343, 1993.
29. R.L.Mutel, J.F.Lestrade, R.A.Preston, R.B.Phillips, Astrophys. J., 289, 262, 1985.

30. D.S.Hall, R.E.Montle, H.L.Atkins, *Acta Astron.*, **25**, 125, 1975.
31. A.V.Raveendran, S.Mohin, *Astron. Astrophys.*, **301**, 788, 1995.
32. V.Aarum Ulvas, G.W.Henry, *Astron. Astrophys.*, **402**, 1033, 2003.
33. M.Rodonò, G.Cutispoto, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, **95**, 55, 1992.
34. S.S.Vogt, A.P.Hatzes, *The Sun and Cool Stars: Activity, Magnetism, Dynamos*, eds. I.Tuominen, D.Moss, G.Rüdiger, Springer-Verlag, 297, 1991.
35. N.M.Elias, A.Quirrenbach, A.Witzei et al., *Astrophys. J.*, **439**, 983, 1995.
36. B.W.Bopp, F.C.Fekel, *Astron. J.*, **81**, 771, 1976.
37. M.Rodonò, P.B.Byrne, J.E.Neff et al., *Astron. Astrophys.*, **176**, 267, 1987.
38. F.M.Walter, P.A.Charles, C.S.Bowyer, *Nature*, **274**, 569, 1978.
39. F.N.Owen, T.W.Jones, D.M.Gibson, *Astrophys. J.*, **210**, L27, 1976.
40. A.W.J.Cousins, *Mon. Notic. Astron. Soc., S. Africa*, **22**, 58, 1963.
41. H.J.Landis, D.S.Hall, *Inform. Bull. Var. Stars*, **1113**, 1976.
42. K.Oláh, Z.Kolláth, K.G.Strassmeier, *Astron. Astrophys.*, **356**, 643, 2000.
43. S.S.Vogt, A.Hatzes, A.A.Mirsch, M.Kürster, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, **121**, 547, 1999.
44. J.D.Dorren, E.F.Guinan, *Astrophys. J.*, **252**, 296, 1982.
45. Y.W.Kang, R.E.Wilson, *Astron. J.*, **97**, 848, 1989.
46. J.D.Dorren, M.J.Siah, E.F.Guinan, G.P.McCook, *Astron. J.*, **86**, 572, 1981.
47. J.Lodenquai, J.McTavish, *Astron. J.*, **96**, 741, 1988.
48. M.Rodonò, G.Cutispoto, V.Pazzani et al., *Astron. Astrophys.*, **165**, 135, 1986.
49. A.D.Andrews, M.Rodonò, J.L.Linsky et al., *Astron. Astrophys.*, **204**, 177, 1988.
50. D.S.Zhai, B.H.Foing, G.Cutispoto et al., *Astron. Astrophys.*, **282**, 168, 1994.
51. Padmakar, S.K.Pandey, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, **138**, 203, 1999.
52. S.S.Vogt, G.D.Penrod, *Publ. Astron. Soc. Pacif.*, **95**, 565, 1983.
53. J.-F.Donati, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **302**, 457, 1999.
54. K.G.Strassmeier, J.Bartus, *Astron. Astrophys.*, **354**, 537, 2000.
55. D.Garcia-Alvarez, B.H.Foing, D.Montes et al., *Astron. Astrophys.*, **397**, 285, 2003.
56. D.Garcia-Alvarez, J.R.Barnes, A.Collier Cameron et al., *Astron. Astrophys.*, **402**, 1073, 2003.
57. S.Mohin, A.V.Raveendran, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, **100**, 331, 1993.
58. K.G.Strassmeier, D.S.Hall, L.J.Boyd, R.M.Genet, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, **69**, 141, 1989.
59. C.H.Poe, J.A.Eaton, *Astrophys. J.*, **289**, 644, 1985.
60. М.А.Лиевшиц, И.Ю.Алексеев, М.М.Кацова, *Астрон. ж.*, **80**, 613, 2003.
61. G.W.Henry, J.A.Eaton, J.Hamer, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, **97**, 513, 1995.
62. P.Petit, J.-F.Donati, G.A.Wade et al., *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **348**, 1175, 2004.
63. C.Bartolini, C.Blanco, S.Catalano et al., *Astron. Astrophys.*, **117**, 149, 1983.
64. R.X.Zhang, J.T.Zhang, X.B.Zhang, D.S.Zhai, *Inform. Bull. Var. Stars*, **3930**, 1993.