

УДК 524.3

Пятна и активные области у системы IN Com: UBVRI-фотометрия и линейная поляризация

И.Ю. Алексеев, О.В. Козлова

НИИ “Крымская астрофизическая обсерватория” КНУ им. Т. Шевченко, Научный,
АР Крым, Украина, 98409

Поступила в редакцию 16 октября 2013 г.

Аннотация. На основе новых многоцветных UBVRI-фотометрических и линейно-поляриметрических наблюдений, полученных в течение 10 лет, рассматривается активность переменной звезды IN Com. Фотометрическая переменность звезды полностью описывается разработанной в КраО зональной моделью запятненности. Запятненные области занимают до 22 % полной поверхности звезды, а разность температур спокойной фотосферы и тени пятна составляет 600 К. Пятна расположены на средних и низких ($40\text{--}55^\circ$) широтах. Также мы впервые обнаружили собственную широкополосную линейную поляризацию IN Com и ее вращательную модуляцию в полосе U, связанные с локальными магнитными полями, расположенными вблизи наиболее запятненных (активных) долгот звезды.

STARSPOTS AND ACTIVE REGIONS ON IN COM. UBVRI PHOTOMETRY AND LINEAR POLARIMETRY, *by I.Yu. Alekseev and O.V. Kozlova*. We present the analysis of activity of variable star IN Com on the base of multicolor UBVRI photometric and linear polarimetric observations obtained during 10 years. The photometric variability of the star can be described by Crimean zonal spottedness model. Starspots regions occupy up to 22 % of the total surface. The temperature difference between the unspotted photosphere, and starspots is about 600 K. Starspots are localized at low and middle ($40\text{--}55^\circ$) latitudes. We detected confidently the intrinsic broad-band linear polarization of the stellar light in the U band and its rotational modulation due to local solar-type magnetic fields at the active (most spottedness) longitudes.

Ключевые слова: запятненные звезды, звездные пятна, UBVRI-фотометрия и поляриметрия

1 Введение

Холодные звезды, в строении которых существенную роль играет конвективный перенос энергии, очень часто показывают различные проявления активности, подобной солнечной.

Переменная IN Com = HD 112313 считается системой типа *RS CVn*. Она проецируется на центр слабой планетарной туманности *LoTr5*, но ее связь с видимым в ультрафиолете горячим O субкарликом – центром туманности – не ясна: оценки расстояний до звезды и до туманности не противоречат друг другу, и имеют очень низкую точность. При этом следы ожога фотосферы IN Com излучением горячего субкарлика отсутствуют (Ясниевич и др., 1996). Неясен и вопрос о кратности звезды. Хотя Акер и др. (1985) отметили сильную, до 100 км/с, переменность лучевых скоростей

IN Com, а Ясниевич и др. (1987) пришли к выводу о тройственности системы, последние наблюдения Штрассмайера и др. (1997а) не дали заметных колебаний лучевых скоростей звезды.

Спектральный класс переменной определяется в литературе как $G5III/IVe$, параметры ее фотосферы составляют $T_{eff} = 5150 \div 5300 K$, $lg(g) = 2.5 \div 3.0$, $V \sin i = 67 /$ (Ясниевич и др., 1996, Штрассмайер и др., 1997а).

Вращательную модуляцию блеска с амплитудой $0.^m11$ и периодом $5.^d93$ нашли Шнелль и Пургатофер (1983). Этот период был подтвержден Штрассмайером и др. (1997а). В предыдущей статье (Алексеев и Кожевникова, 2004) мы построили долговременную кривую блеска IN Com, отметив вращательную модуляцию блеска запятненной звезды, достигающую до $\Delta V = 0.^m14$ и вызванную медленными изменениями конфигурации пятен переменность среднего блеска от сезона к сезону с амплитудой около $\Delta < V > = 0.^m09$. На основе долговременной кривой блеска Алексеев (2004, 2005) нашел у звезды 7–8-летний цикл активности, аналогичный солнечному, а также широтный дрейф пятен и дифференциальное вращение солнечного типа. В данной работе мы продолжаем однородный ряд фотометрических наблюдений IN Com с 2004 до 2013 года и строим модели запятненности звезды с учетом двух активных долгот за все время ее фотометрических наблюдений.

2 Наблюдения

Фотометрические наблюдения IN Com проводились в течение 109 ночей весной-летом 2003–2013 годов на 1.25-метровом телескопе АЗТ-11 НИИ КрАО в Джонсоновских полосах UBVRi. Как во всех подобных наблюдениях, использовалась стандартная схема – в ночь выполнялось три серии наведений “звезда сравнения – переменная – контрольная звезда – звезда сравнения”. Мы использовали стандартную для этого объекта звезду сравнения HD 112299 ($F8III$, $V = 8.^m42$, $U - B = 0.^m03$, $B - V = 0.^m55$, $V - R = 0.^m56$, $V - I = 0.^m92$), а в качестве контрольной звезды HD 112706 ($K0V$, $V = 8.^m49$, $U - B = 0.^m79$, $B - V = 0.^m98$, $V - R = 0.^m81$, $V - I = 1.^m35$) (Штрассмайер и др., 1997а). Точность оценок блеска во всех полосах составляла $0.^m01 \div 0.^m02$.

В течение 14 ночей в 2010 и 2011 годы одновременно с фотометрией мы проводили линейные UBVRi поляризационные наблюдения IN Com. Эти наблюдения проводились параллельно фотометрическим на той же аппаратуре. При таких наблюдениях за одну ночь делалось несколько серий “звезда сравнения – переменная – контрольная звезда – звезда сравнения”. Каждое наведение на звезду сравнения и контрольную звезду состояло из восьми десятисекундных экспозиций, соответствующих восьми положениям полуволновой пластинки Савара. Одно наведение на объект состояло из двух-четырёх таких серий. Такая методика позволяет сочетать необходимую точность линейной поляризации $\sigma(U) = 0.04 \%$ и фотометрии $\sigma(V) = 0.^m01 \div 0.^m02$, и позволяет выделять собственную переменность звезды. Линейно-поляриметрические наблюдения проводились для IN Com впервые.

На рис. 1 приведена кривая блеска звезды в фильтре V. Данные свернуты по фазе с помощью эфемериды Штрассмайера и др. (1997а):

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

Кривая блеска в эти сезоны имела довольно малую ($\Delta V = 0.^m03 \div 0.^m10$) амплитуду вращательной модуляции (которая показывает неоднородность по долготе звездных пятен) при колебаниях среднего блеска звезды, которые отражают изменения конфигурации пятен от эпохи к эпохе, $\Delta < V > = 0.^m08$. Все изменения блеска были аппроксимированы с помощью двух первых гармоник ряда Фурье. В эпохи 2003.3, 2010.4 и 2011.4 они хорошо аппроксимировались простой синусоидой.

Мы считаем, что в эти сезоны наблюдалась одна активная долгота (на которой, в основном, группируются холодные пятна), а в эпохи 2004–2008 и 2012–2013 годов видны уже две активные долготы, разделенные примерно на полпериода, что характерно для всех типов запятненных звезд.

Построенная Алексеевым и Кожевниковой (2004) сводная кривая блеска IN Com была дополнена нашими новыми данными за 2006–2013 гг. (рис. 2). Она показывает, что наибольшая за все время наблюдений вращательная модуляция блеска имела амплитуду $\Delta V = 0.^m15$, в то время как переменность среднего блеска составляла $\Delta < V > = 0.^m08$. Наиболее яркое состояние звезды

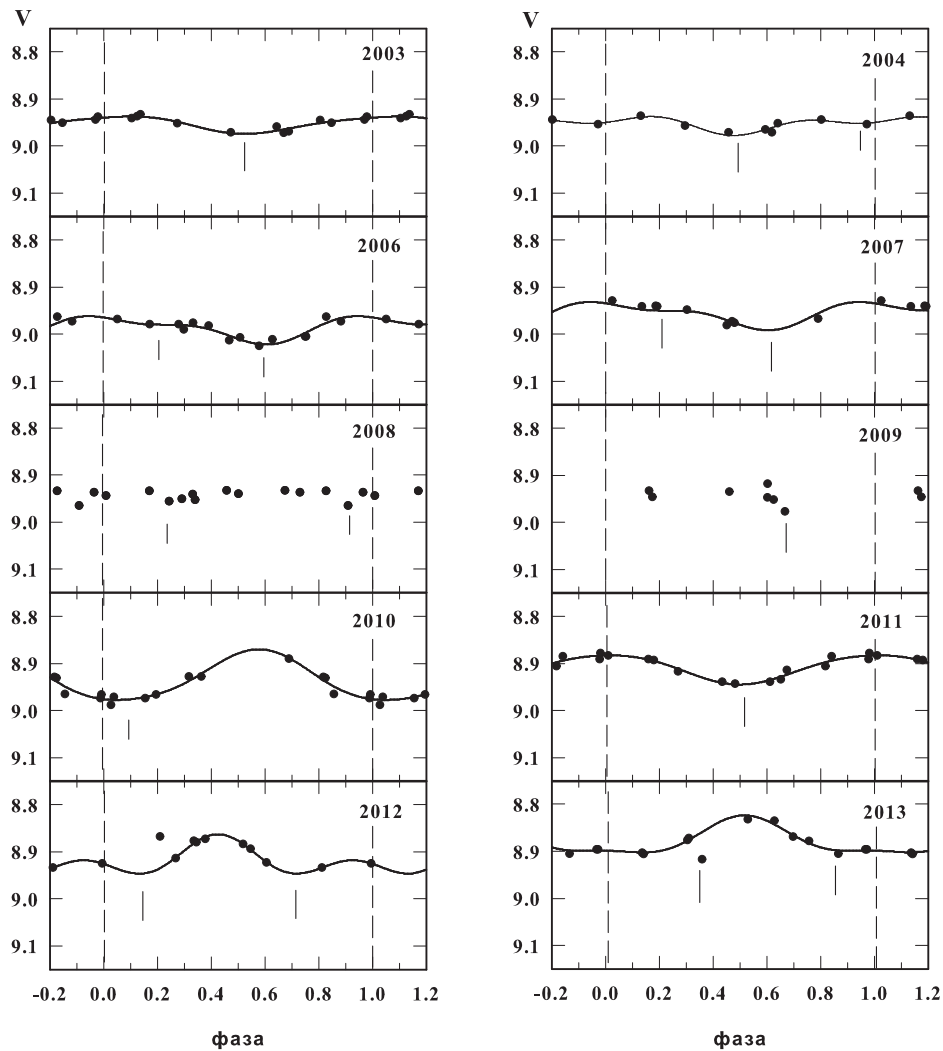


Рис. 1. Кривые блеска IN Com в полосе V, свернутые с эфемеридой Штрассмайера и др. (1997а). Сплошной линией показана Фурье-аппроксимация кривой вращательной модуляции блеска. Вертикальные линии соответствуют активным долготам – зонам максимальной запятненности звезды

$V_{abs} = 8.^m83$ достигалось в эпохи 1987.3 и 1988.5 (Носкова, 1989). Существует тенденция уменьшения амплитуды вращательной модуляции с уменьшением блеска звезды. Физически это означает более равномерное распределение пятен по долготе с увеличением их общей площади.

Ход показателей цвета звезды с фазой вращения показывает, что звезда краснеет к минимумам блеска, то есть мы видим более холодные области (пятна). На рис. 3 приведены двуцветные диаграммы блеска переменной (U,V), (B,V), (R,V), (I,V), построенные по нашим наблюдениям 2003–2013 годов и по опубликованным данным обсерватории Катании (Штрассмайер и др., 1997b). Из рисунка видно, что блеск звезды в полосах UBRI линейно зависит от блеска в полосе V, что типично для запятненных звезд. Коэффициенты линейной регрессии для этих зависимостей составляют $dU/dV = 1.25 \pm 0.07$, $dB/dV = 1.20 \pm 0.04$, $dR/dV = 0.75 \pm 0.03$, $dI/dV = 0.61 \pm 0.02$, что типично для переменности, вызванной пятнами. Тогда для наиболее яркого состояния звезды V_{abs} , которое мы считаем блеском незапятненной фотосферы, мы можем оценить следующие ее характеристики: $M_V = 0.^m82$, $U - B = 0.^m31$, $B - V = 0.^m81$, $V - R = 0.^m73$, $V - I = 1.^m20$.

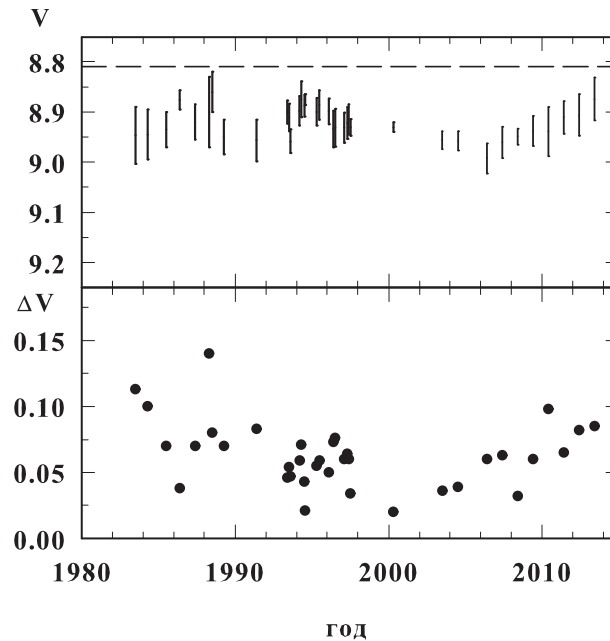


Рис. 2. Сводные кривые блеска IN Com в полосе V (верхняя панель) и временной ход амплитуды вращательной модуляции ΔV

В течение 2010 и 2011 годов мы обнаружили линейную поляризацию блеска звезды в полосах UBVRi. В эти сезоны отмечались довольно сильные колебания параметров Стокса, прежде всего в полосе U, вероятно имеющие характер вращательной модуляции с амплитудами $\Delta P_x = 0.55\%$, $\Delta P_y = 0.26\%$ в 2010 году и $\Delta P_x = 0.21\%$, $\Delta P_y = 0.32\%$ в 2011. К сожалению, ошибки наблюдений и их малое число не позволяют детально говорить о переменности степени и позиционного угла поляризации со временем. Волновая зависимость степени линейной поляризации характерна для запятненных звезд (Алексеев, 2003). Таким образом, наши наблюдения не противоречат гипотезе локальных магнитных полей с напряженностью около 1–2 кГс (Саар и Хувелин, 1993). Средняя степень линейной поляризации в полосе U составляет $P_s = 0.43 \pm 0.09\%$ в 2010 году и $P_s = 0.41 \pm 0.11\%$ в 2011.

3 Моделирование запятненности

На основе оригинальных авторских наблюдений и данных литературы мы построили модели запятненности IN Com за все время фотометрических исследований – с 1983 по 2013 годы. Для моделирования использовалась разработанная в КраО зональная модель с двумя активными долготами (Алексеев, 2008). Эта модель показала для звезд различных типов, что их фотометрическое поведение хорошо описывается без привлечения околополярных пятен, и получаемая картина – многочисленные мелкие пятна на низких и средних широтах – качественно аналогична солнечной (Алексеев, 2001, 2008). Согласно модели вся совокупность запятненных областей на звезде представляется двумя симметричными относительно экватора поясами запятненности. Они занимают области с широтами от $\pm\phi_0$ до $\pm(\phi_0 + \Delta\phi)$ с плотностью заполнения пятнами, меняющейся по долготе от единицы в главном минимуме блеска звезды (с долготой Θ_1) до некоторых чисел f_1 в максимуме блеска и f_2 во вторичном минимуме (с долготой Θ_2), причем $0 < f_1 < f_2 < 1$. Такая

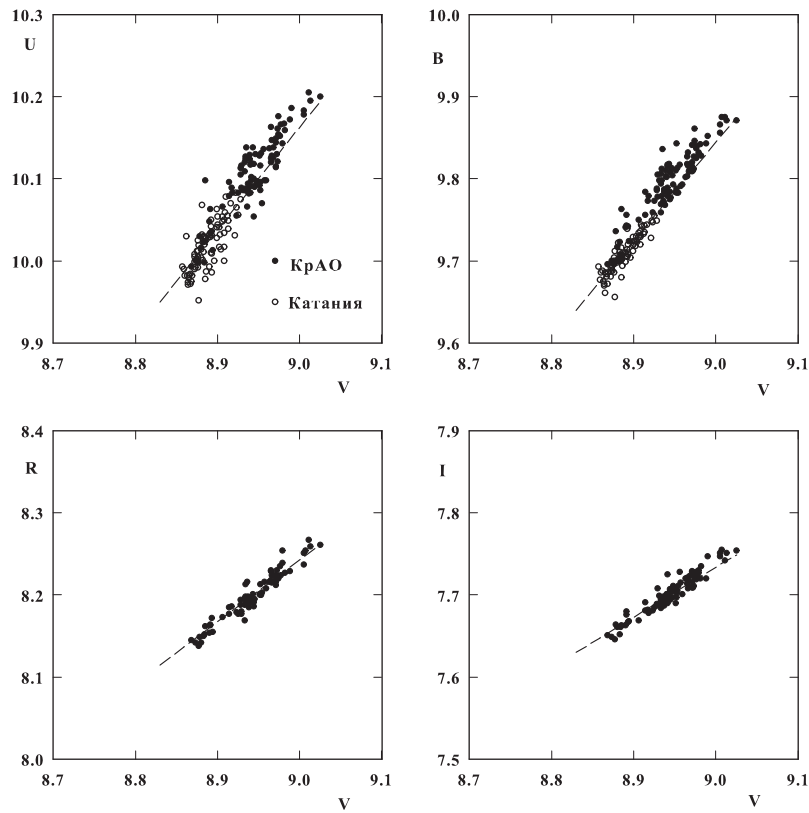


Рис. 3. Двухцветные диаграммы блеска IN Com. Точки – наши наблюдения, открытые кружки – данные обсерватории Катании (Штрассмайера и др., 1997b). Штриховая линия – линейная аппроксимация наблюдательных данных с коэффициентами dU/dV , dB/dV , dR/dV , dI/dV

модель не накладывает никаких ограничений на широту нахождения пятен, кроме естественного $\phi_0 + \Delta\phi < 90^\circ$. В таком случае мы используем для каждого сезона три экстремальных точки кривой блеска – локального максимума ($f = f_1$), первичного ($f = 1, \Theta_1$) и второго ($f = f_2, \Theta_2$) минимумов блеска.

При расчетах запятненности мы используем полосы Джонсоновской системы BVRI, которая позволяет не только корректно отделить геометрический эффект запятненности от температурного, но и учесть широтные эффекты в распределении пятен (Алексеев, 2001).

Мы не использовали в своих расчетах данные в фотометрической полосе U, так как излучение в ней для всех типов запятненных звезд заметно определяется хромосферной активностью программной звезды. В расчетах довольно важно предположение о распределении энергии в спектре пятна. Как и в случае линейной зональной модели, мы предполагаем, что энергия в спектре холодного пятна распределена также, как в спектре звезды более позднего спектрального класса. Согласно нашим оценкам (Алексеев, 2001), для IN Com имеют место следующие соотношения между контрастами пятна в различных полосах:

$$\begin{aligned} \beta_B &= \beta_V^{1.18} \\ \beta_R &= \beta_V^{0.72} \\ \beta_I &= \beta_V^{0.42} \end{aligned} \quad (2)$$

Таблица 1. Модели запятненности IN Com

эпоха	ΔV_{max}	ΔV_1	ΔV_2	ϕ_0	$\Delta\phi$	f_1	f_2	β_V	S	Θ_1	Θ_2	ссылка
1983.5	0.080	0.113	0.043	32	23	0.02	0.39	0.28	15.3	0.53	0.74	1, 2
1983.6	0.015	0.080	0.020	41	13	0.00	0.25	0.27	7.2	0.36	0.83	3
1984.3	0.085	0.100		32	21	0.18		0.29	15.8			1
1985.5	0.09	0.07		32	18	0.32		0.31	15.6			1, 4
1986.4	0.047	0.038	0.028	37	10	0.29	0.81	0.32	9.7	0.93	0.42	1, 4
1987.3	0.00	0.09	0.05	47	16	0.00	0.56	0.24	9.3	0.05	0.71	3
1987.4	0.075	0.07		33	17	0.26		0.31	13.9			1
1988.3	0.02	0.14	0.08	39	23	0.00	0.57	0.24	14.9	0.57	0.17	1, 3, 4
1988.5	0.01	0.08	0.02	42	13	0.00	0.25	0.26	7.0	0.11	0.77	3
1989.3	0.105	0.07	0.02	31	19	0.38	0.56	0.30	17.0	0.19	0.51	4
1989.4	0.046	0.043	0.024	36	11	0.25	0.67	0.32	9.9	0.22	0.71	5
1991.4	0.105	0.083	0.063	31	21	0.32	0.84	0.30	21.0	0.13	0.74	6
1993.4	0.067	0.046	-	35	13	0.35	-	0.32	11.4	0.15	-	7
1993.5	0.074	0.054	-	34	15	0.34	-	0.31	13.1	0.17	-	7
1993.6	0.125	0.047	0.014	31	18	0.56	0.69	0.31	18.6	0.30	0.85	7
1994.2	0.058	0.059	0.015	35	14	0.22	0.42	0.31	10.6	0.05	0.70	7
1994.3	0.029	0.071	0.026	38	13	0.00	0.37	0.29	8.3	0.27	0.87	8
1994.5	0.056	0.043	0.032	36	12	0.31	0.82	0.32	11.8	0.80	0.20	7
1994.6	0.055	0.021	-	37	9	0.54	-	0.33	9.0	0.05	-	7
1995.3	0.062	0.055	0.006	35	14	0.27	0.35	0.31	10.4	0.95	0.45	7
1995.5	0.047	0.059	0.049	36	13	0.15	0.86	0.31	12.2	0.85	0.15	7
1996.1	0.064	0.050	0.006	35	12	0.31	0.39	0.32	10.2	0.05	0.43	7
1996.4	0.087	0.073	-	32	18	0.30	-	0.31	15.3	0.00	-	1, 7
1996.5	0.083	0.076	-	32	18	0.27	-	0.30	15.0	0.10	-	7
1997.1	0.091	0.060	-	32	17	0.38	-	0.31	15.5	0.90	-	9
1997.3	0.080	0.064	0.010	33	16	0.31	0.42	0.31	12.8	0.81	0.29	9
1997.4	0.075	0.060	0.024	34	16	0.30	0.58	0.31	13.8	0.69	0.50	9
1997.5	0.104	0.034	0.007	33	15	0.59	0.67	0.32	15.4	0.43	0.91	9
2000.3	0.11	0.02	0.015	34	12	0.74	0.94	0.32	15.7	0.76	0.10	10
2003.5	0.127	0.067	-	30	20	0.46	-	0.30	19.4	0.53	-	11
2004.5	0.128	0.039	0.014	31	17	0.62	0.76	0.31	18.6	0.48	0.96	11
2005.4	0.152	0.060	0.018	29	21	0.55	0.69	0.30	21.6	0.60	0.20	12
2007.4	0.119	0.063	0.021	31	19	0.45	0.63	0.30	18.2	0.60	0.20	12
2008.4	0.123	0.032	0.023	32	16	0.66	0.90	0.31	18.7	0.91	0.24	12
2009.4	0.108	0.059		32	18	0.44		0.31	17.0	0.67		12
2010.4	0.080	0.098	0.038	32	21	0.17	0.49	0.29	16.2	0.03	0.36	12
2011.4	0.068	0.065	-	34	16	0.24	-	0.31	12.8	0.48	-	12
2012.4	0.055	0.082	0.081	35	17	0.10	0.99	0.30	16.6	0.13	0.72	12
2013.4	0.022	0.085	0.073	39	14	0.00	0.86	0.28	12.2	0.36	0.86	12

1: Штрассмайер и др., 1997а; 2: Шнелль и Пургатофер, 1983; 3: Носкова., 1989; 4: Маласан и др., 1991; 5: Ясниевич и др., 1994; 6: Кусавская, Николаевский, 1993; 7: Штрассмайер и др., 1997б; 8: Ясниевич и др., 1996; 9: Штрассмайер и др., 1999; 10: Афсар и Ибаноглу, 2000; 11: Алексеев и Кожевникова, 2004; 12: настоящее исследование.

Определяемыми характеристиками рассматриваемой модели являются значения ϕ_0 , $\Delta\phi$, f_1 и f_2 , из которых определяются площадь пятен S и их средняя широта $\langle\phi\rangle = \phi_0 + \Delta\phi/2$. Также из модели получается контраст пятен в какой-либо полосе (например β_V), или, соответственно, разность температур спокойной фотосферы и пятен. Входными переменными для моделирования являются величины ΔV_{max} (разность величин между локальным и абсолютным максимумами блеска), ΔV_1 (полная амплитуда вращательной модуляции блеска) и ΔV_2 (глубина вторичного минимума относительно локального максимума блеска), а также значения активных долгот Θ_1 и Θ_2 , выраженные в долях периода. Величины T_{eff} и $lg g$, являясь входными параметрами модели, корректно определяют используемые в моделировании значения коэффициентов потемнения к краю, определенные согласно расчетам Ван Хамме (1993). При расчетах мы принимаем $T_{eff} = 5200 K$, $lg(g) = 2.5$, $\iota = 45^\circ$ (Штрассмайер и др., 1997а).

Величины dB/dV , dR/dV , dI/dV , надежно определяемые из наблюдений, позволяют нам переходить в расчетах от полосы V к другим полосам системы BVRI, и тоже служат входными параметрами при расчетах. Расчеты линейных зональных моделей, полученные Алексеевым (2001), служат в качестве первого приближения для билинейных расчетов. Все опубликованные и оригинальные фотометрические данные были единообразно свернуты с вращательным периодом. Из полученных кривых блеска мы получили для каждой эпохи входные переменные ΔV_{max} , ΔV_1 , ΔV_2 , Θ_1 , Θ_2 .

В табл. 1 приведены результаты моделирования запятненности IN Com за все время наблюдений с 1983 по 2013 годы.

Согласно расчетам, фотометрическая переменность звезды полностью описывается в рамках зональной модели со следующими параметрами: расстояние от экватора до нижней границы области пятен ϕ_0 изменяется от 29° (в 2005) до 47° (в 1987 году), а ширина пояса запятненности $\Delta\phi$ составляет от 9° (1994 год) до 23° (в 1983 году). Таким образом, средние широты пятен $\langle\phi\rangle = \phi_0 + \Delta\phi/2$ составляют $39 - 55^\circ$. Параметры плотности заполнения пятнами изменялись за все время наблюдений: f_1 от 0.00 до 0.74, f_2 от 0.25 до 0.94, что дает общую площадь пятен, составляющую от 7 до 22 % полной поверхности звезды. Отношение поверхностных яркостей пятна и незапятненной фотосферы в полосе V составляет в среднем $\beta_V = 0.24 \div 0.33$, соответствуя разности температур спокойной фотосферы и пятен около 600 К. Наши результаты очень хорошо согласуются с Доплеровским картированием звезды (Штрассмайер и др., 1997а), выполненным при тех же значениях T_{phot} , $lg(g)$ и ι .

4 Заключение

В статье представлены результаты исследования фотометрической и активности звезды IN Com. Расчеты запятненности показали, что фотометрическая переменность звезды полностью описывается в рамках разработанной в КраО зональной модели с учетом двух активных долгот (Алексеев, 2008). Экстремальные точки кривых блеска для всех 39-ти эпох представляются моделью с точностью не хуже $0^m.01$ в полосе V , а параметры dB/dV , dR/dV , dI/dV воспроизводятся с точностью 0.01–0.02, то есть обычной точностью электрофотометрии.

Расчеты показали, что переменность звезды полностью объясняется в рамках гипотезы среднеширотных ($39 - 55^\circ$) пятен. Общая площадь пятен изменяется от 7 до 22 % полной поверхности звезды. Отношение поверхностных яркостей пятна и незапятненной фотосферы в полосе V составляет в среднем $\beta_V = 0.24 - 0.33$, соответствуя разности температур спокойной фотосферы и пятен около 600 К. Для сезона 1996 года наши расчеты очень хорошо согласуются с Доплеровским картированием звезды (Штрассмайер и др., 1997а), выполненным при тех же значениях T_{eff} , $lg(g)$ и ι .

В предыдущей работе (Алексеев и Кожевникова, 2004) мы говорили о возможной цикличности пятнообразования на IN Com с характерным временем около 7–8 лет. Зависимость долговременной активности звезды от времени приведена на рис. 4. На сводной кривой блеска видны две волны с расстояниями между максимумами блеска около 7 и 20 лет. Эти две волны отражаются в ходе изменений общей площади запятненных областей S . Расстояние между максимумами запятненности составляет около 14 лет.

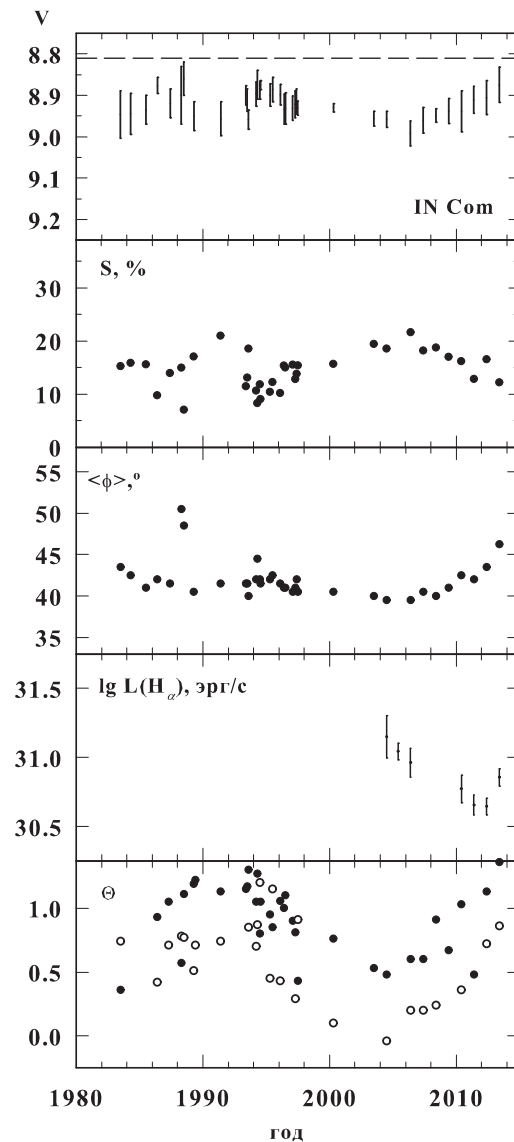


Рис. 4. Циклическая активность IN Com: зависимость блеска в полосе V, полной площади пятен S, средних широт пятен $\langle \phi \rangle$ и долгот пятен от времени

Начиная с 1994 года мы видим антикорреляцию полученных в рамках моделирования общей площади запятненных областей и их средней широты $\langle \phi \rangle$. Мы можем интерпретировать это как грубый аналог солнечной диаграммы бабочек Маундера, известный и у других запятненных звезд (Лившиц и др., 2003) – широтный дрейф пятен к экватору по мере их развития (роста площади). Скорость такого дрейфа составляет, согласно нашим расчетам, около 1 градуса в год – в 3–4 раза меньше солнечной.

На нижней панели рис. 4 приведен ход фаз минимального блеска переменной, причем точками показаны долготы главного минимума, а открытыми кружками – вторичного. Как и у других запятненных звезд, главный и вторичный минимумы разнесены примерно на полпериода. Из рисунка

следует, что фазы минимального блеска показывают колебания с характерным временем около 20 лет. Происходящее время от времени переключения активной долготы (flip-flop эффект) регулярности не показали.

Сопоставление полученных из расчетов средних широт пятен $\langle \phi \rangle$ с фазами минимального блеска Θ_{min} показывает их корреляцию – начиная с 1994 года с уменьшением широты пятен главный и вторичный минимумы отстают по фазе, а с увеличением – убегают вперед. Это может говорить о присутствии на звезде дифференциального вращения антисолнечного типа, где высокоширотные области вращаются быстрее экваториальных.

Литература

- Акер и др. (Acker A., Jasniewicz G., Gleizes F.) // *Astron. Astrophys.* 1985. V. 151. L. 13.
 Алексеев И.Ю. // *Запятненные звезды малых масс.* Одесса: АстроПринт. 2001.
 Алексеев И.Ю. // *Астрон. журн.* 2003. Т. 80. С. 467.
 Алексеев (Alekseev I.Yu.) // *Solar Phys.* 2004. V. 224. P. 187.
 Алексеев И.Ю. // *Астрофизика.* 2005. Т. 48. С. 29.
 Алексеев И.Ю. // *Изв. Крымск. Астрофиз. Обсерв.* 2008. Т. 104. С. 272.
 Алексеев И.Ю., Кожевникова А.В. // *Астрофизика.* 2004. Т. 47. С. 519.
 Афсар, Ибаноглу (Afsar M., Ibanoglu C.) // *Inform. Bull. Var. Stars.* 2000. N. 4980.
 Ван Хамме (Van Hamme W.) // *Astron. J.* 1993. V. 106. P. 2096.
 Кусавская, Николаевский (Kuczawska E., Mikolajewski M.) // *Acta Astron.* 1993. V. 43. P. 445.
 Лившиц М.А., Алексеев И.Ю., Кацова М.М. // *Астрон. журн.* 2003. Т. 80. С. 613.
 Маласан и др. (Malasan H.L., Yamasaki A., Kondo V.) // *Astron. J.* 1991. V. 101. P. 2131.
 Носкова Р.И. // *Письма в Астрон. журн.* 1989. Т. 15. С. 346.
 Саар, Хувелин (Saar S.H., Huvelin Ju.) // *Astrophys. J.* 1993. V. 404. P. 739.
 Шнелль, Пургатофер (Schnell A., Purgathofer A.) // *Astron. Astrophys.* 1983. V. 127. L. 5.
 Штрассмайер и др. (Strassmeier K.G., Hubl B., Rice J.B.) // *Astron. Astrophys.* 1997a. V. 322. P. 511.
 Штрассмайер и др. (Strassmeier K.G., Bartus J., Cutispoto G., et al.) // *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* 1997b. V. 125. P. 11.
 Штрассмайер и др. (Strassmeier K.G., Serkowitsch E., Granzer Th.) // *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* 1999. V. 140. P. 29.
 Ясниевич и др. (Jasniewicz G., Duquennoy A., Acker A.) // *Astron. Astrophys.* 1987. V. 180. P. 145.
 Ясниевич и др. (Jasniewicz G., Acker A., Maun N., Duquennoy, Cuypers J.) // *Astron. Astrophys.* 1994. V. 286. P. 211.
 Ясниевич и др. (Jasniewicz G., Thévenin F., Monier R., Skiff B.A.) // *Astron. Astrophys.* 1996. V. 307. P. 200.