

УДК 524.33

Характерные времена переменности ветра в классических звездах типа Т Тельца

Е.В. Бабина, С.А. Артеменко, П.П. Петров, К.Н. Гранкин

НИИ “Крымская астрофизическая обсерватория”, Научный, АР Крым, Украина, 98409
helenka_truth@mail.ru

Поступила в редакцию 11 февраля 2013 г.

Аннотация. Представлены результаты наблюдений быстрой переменности ветра у классических звезд типа Т Тельца RW Aur и DR Tau. В качестве индикатора плотности ветра на луче зрения используется отношение эквивалентных ширин эмиссионных линий H и K ионизованного кальция, поскольку излучение в линии H CaII поглощается абсорбцией линии He, возникающей в ветре на лучевой скорости около -120 км/с. Наблюдения показали, что плотность ветра RW Aur и DR Tau меняется с характерным временем от 4 до 5 суток, что несколько короче периодов осевого вращения звезд. Результаты интерпретируются в рамках модели конического ветра, предсказывающей циклические повторения эпизодов аккреции и выброса массы, вызванные взаимодействием магнитосферы звезды с ионизованным газом на внутренней границе аккреционного диска.

CHARACTERISTIC TIMES OF WIND VARIABILITY IN CLASSICAL T TAURI STARS, *by E.V. Babina, S.A. Artemenko, P.P. Petrov, K.N. Grankin.* Observations of short-term variability of wind in classical T Tauri stars DR Tau and RW Aur are presented. As an indicator of the wind density, the ratio of H and K CaII equivalent widths is used, because H CaII emission is absorbed by the blue-shifted He formed in the expanding wind at -120 km/s. We found that the wind density in DR Tau and RW Aur varies with the characteristic time of 4 to 5 days, which is somewhat shorter than rotational periods of the stars. The results are interpreted in the framework of the conical wind model, where cyclic repetitions of the accretion and wind events are caused by interactions of the stellar magnetosphere with the ionized gas at the inner edge of the accretion disk.

Ключевые слова: звезды переменные и пекулярные, звезды типа Т Тельца, звездный ветер

1 Введение

Звезды образуются в результате гравитационного сжатия холодных плотных ядер молекулярных облаков. Поскольку облако имеет некоторый начальный угловой момент, в результате сжатия образуется звезда с аккреционным диском. Уже на ранних стадиях эволюции, когда молодая звезда еще не видна как оптический объект, аккреция сопровождается интенсивным выбросом массы, что наблюдается как биполярные потоки и коллимированные джеты. На стадии до главной последовательности, в возрасте около 10 млн лет, у звезд солнечной массы еще наблюдается аккреция и

интенсивный ветер. Предполагается, что замагниченный ветер является одним из механизмов торможения вращения звезды (см., например, Феррейра и др., 2000; Мэтт, Падритц, 2005). Из наблюдений известно, что звезды типа Т Тельца (TTS), находящиеся в этой фазе эволюции, вращаются сравнительно медленно, около 0.1 критической скорости. По мере эволюции к главной последовательности звезда теряет связь со своим околозвездным диском, аккреция и ветер прекращаются.

Наблюдаемым признаком истечения вещества у классических звезд типа Т Тельца (CTTS) являются характерные профили бальмеровских эмиссионных линий с абсорбционными компонентами, смещенными в синюю сторону (см., например, атлас профилей линии $H\alpha$ в статье Рейпурт и др., 1996). Существуют различные классы моделей ветра молодых звезд. В модели дискового ветра предполагается, что газ в диске достаточно ионизован и магнитное поле достаточно велико, чтобы заработал механизм магнитной центрифуги, обеспечивающий отток вещества с протяженной поверхности диска, порядка астрономической единицы (Феррейра и др., 2000). В модели X-ветра область истечения вещества находится на внутренней границе аккреционного диска, вблизи радиуса коротации, где кеплеровская угловая скорость диска равна угловой скорости звезды (Шу и др., 1994). В модели конического ветра истечение также начинается с узкой кольцевой зоны на внутренней границе аккреционного диска, но механизмом ускорения ветра является не столько магнитная центрифуга, сколько магнитное давление в азимутальной составляющей магнитосферы (Романова и др., 2009). И, наконец, в модели звездного ветра ускорение вещества происходит вдоль открытых силовых линий магнитного поля, в основном в околополярных областях. Каждая модель имеет свои параметры потери углового момента.

Традиционный метод тестирования моделей ветра – вычисление профилей эмиссионных линий и сравнение их с наблюдаемыми профилями (см., например, Куросава и др., 2011; Гринин, Тамбовцева, 2011). При этом используются спектры высокого разрешения ($\lambda/\Delta\lambda > 30000$) с высоким отношением сигнал/шум. Другой подход – сравнение динамических параметров ветра, ожидаемых в модели, с наблюдаемыми. Например, вращательная модуляция профиля спектральных линий в случае нарушения осевой симметрии магнитосферы или нерегулярная переменность, связанная с изменениями плотности ветра на луче зрения при каких-то нерегулярных процессах, как корональные выбросы или изменения интенсивности аккреции/ветра. В этом случае, как будет показано ниже, возможно использование спектров низкого разрешения, что упрощает задачу.

Вследствие градиента скорости в расширяющемся ветре, в каждой точке профиля (т. е. при фиксированной скорости истечения) мы видим одну и ту же поверхность скоростей во всех бальмеровских линиях. Однако внутренние части ветра, где большая плотность и малые скорости, не прозрачны в линии $H\alpha$. Кроме того, в профиле линии $H\alpha$ на низких лучевых скоростях преобладает сильная эмиссия от большого объема периферийных частей ветра, не проектирующихся на звезду. Поэтому при исследовании внутренних частей ветра используются оптически тонкие линии, такие как инфракрасные линии HeI 10830 Å, $P\alpha\beta$, $Br\gamma$ или высокие члены бальмеровской серии, хотя последние обычно наиболее блендированы.

Непосредственное окружение классической TTS можно условно разделить на две области, различающиеся по температуре и плотности: область магнитосферы, ограниченная несколькими радиусами звезды, и более протяженная область ветра. В области магнитосферы, заполненной потоками падающего газа, типичные параметры $T_{eff} = 7000$ К, $\log N_e = 11 - 12$, в то время как область ветра представляет собой неоднородный поток более разреженного и более горячего газа: $T_{eff} = 10000 - 15000$ К, $\log N_e = 7 - 9$. При этом линии $CaII$ образуются преимущественно в магнитосфере, в то время как линии водорода образуются преимущественно в ветре (Эдвардс и др., 2006; Феррейра и др., 2006; Квэн, Фишер, 2010).

Этим обстоятельством вызван известный эффект: аномальное отношение эквивалентных ширинок эмиссионных линий H и K $CaII$ (далее – отношение H/K) у TTS с большим темпом потери массы: эмиссия H $CaII$ значительно ослаблена или почти отсутствует. Особенно явно это проявляется у фуоров, где темп потери массы на три порядка превышает среднее значение типичной CTTS (Хербиг и др., 2003). Отношение H/K зависит от скорости и плотности ветра, поскольку излучение в линии H $CaII$ поглощается в линии $H\epsilon$, образующейся в ветре. Длина волны линии $H\epsilon$ (3970.074 Å) на 1.6 Å больше длины волны H $CaII$ (3968.470 Å), что соответствует разности лучевых скоростей

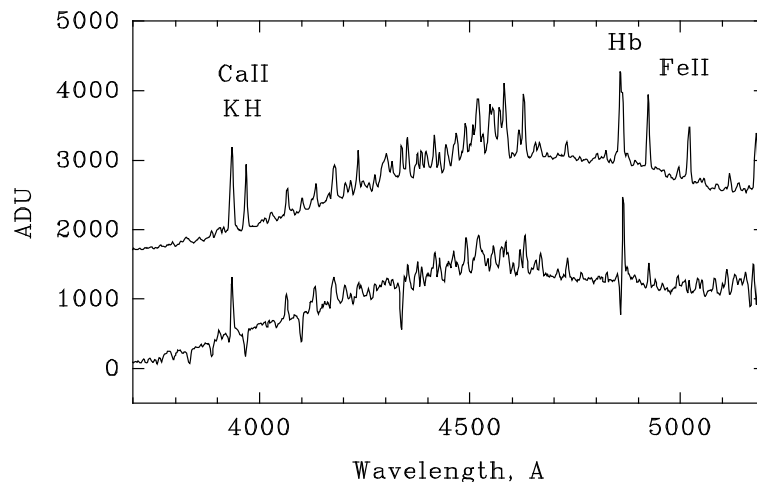


Рис. 1. Спектры низкого разрешения DR Tau (верхний) и V1331 Cyg (нижний). В спектре V1331 Cyg водородные линии имеют P Cyg профиль и линия H Ca II полностью поглощена P Cyg – абсорбцией линии Hε. Наблюдения авторов

121 км/с, то есть кальциевая эмиссия поглощается водородными атомами, движущимися к наблюдателю с лучевой скоростью -121 км/с. Это продемонстрировано на рис. 1, где приведены спектры двух звезд, различающихся темпом потери массы. В спектре V1331 Cyg все линии серии Бальмера имеют смещенную в коротковолновую сторону абсорбцию, что указывает на интенсивный ветер.

Фактически, поскольку ширина линий Ca II и Hε достаточно велика, поглощение происходит в некотором интервале скоростей. Рассмотрим это более детально на примере профилей спектральных линий, используя имеющиеся в нашем распоряжении спектры высокого разрешения двух CTTS: RW Aur и DR Tau. На рис. 2 и 3 показано, какие части эмиссионного профиля H CaII искажены поглощением в линии Hε. Так как линия Hε блендирована, мы используем в данной иллюстрации линию Hδ, поскольку ее профиль не существенно отличается от профиля Hε.

Как видно из рисунков, линия Hδ (и, следовательно, Hε) имеет сложный профиль с максимальной абсорбцией около нулевой скорости и абсорбционным крылом, простирающимся либо в синюю сторону (DR Tau), что указывает на истечение газа, либо в красную (RW Aur), что указывает на аккрецию. В спектре DR Tau, абсорбция в Hε на нулевой скорости глубже, чем в спектре RW Aur, что вызывает, соответственно, большее поглощение в красном крыле линии K CaII и приводит к меньшему значению отношения H/K.

На рис. 4 показано, что профиль линии Hδ (и, следовательно, Hε) не остается постоянным. Центральная абсорбция Hδ всегда находится вблизи нулевой скорости, поскольку на этой скорости мы “видим” газ на границе магнитосферы и диска, откуда начинается как падение на звезду, так и ускорение от звезды. В зависимости от того, какой процесс в данный момент преобладает, крыло абсорбции Hδ оказывается протяженным либо в синюю сторону, либо в красную. Соответствующие значения отношения H/K, измеренные по отношению эквивалентных ширин линий H и K в том же спектре, указаны на рисунке. Видно, что чем сильнее абсорбция в ветре, тем ниже значение H/K. Это и есть тот эффект аномального отношения H/K, который был показан выше на спектрах низкого разрешения (рис. 1).

Поскольку поглощение в линии Hε пропорционально количеству поглощающих атомов водорода на луче зрения (column density), отношение H/K можно использовать как индикатор плотности в основании звездного ветра. Это отношение легко измеряется на спектрах низкого разрешения ($\lambda/\Delta\lambda \approx 1000$).

Задача нашей работы: определить характерные времена переменности отношения H/K по серии спектральных наблюдений двух CTTS – DR Tau и RW Aur – с тем, чтобы сделать выбор между

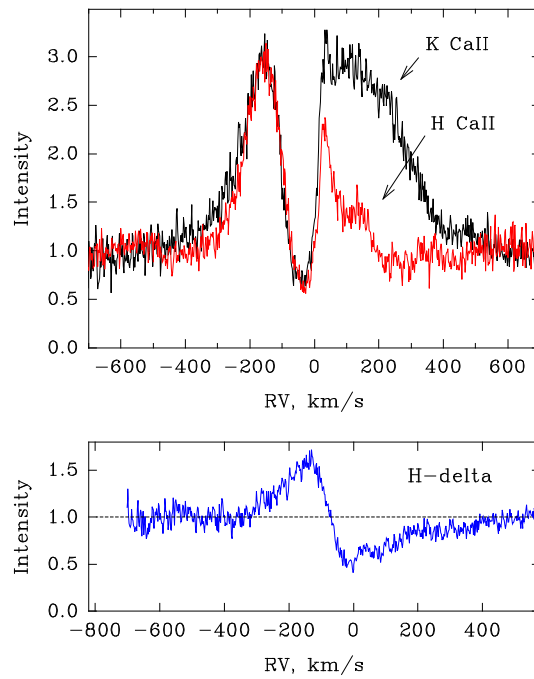


Рис. 2. Верхняя панель: сравнение профилей линий H и K CaII в спектре RW Aur. Различие в красном крыле вызвано поглощением в линии H ϵ . Нижняя панель: профиль линии H δ (аналог профиля H ϵ). Шкала лучевых скоростей смещена на 121 км/с в соответствии с разностью лабораторных длин волн (1.6 Å) H CaII и H ϵ

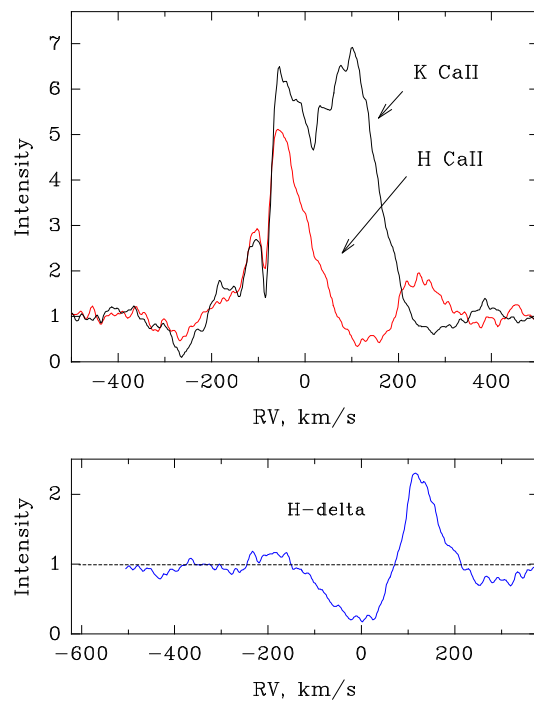


Рис. 3. Профили эмиссионных линий в спектре DR Tau

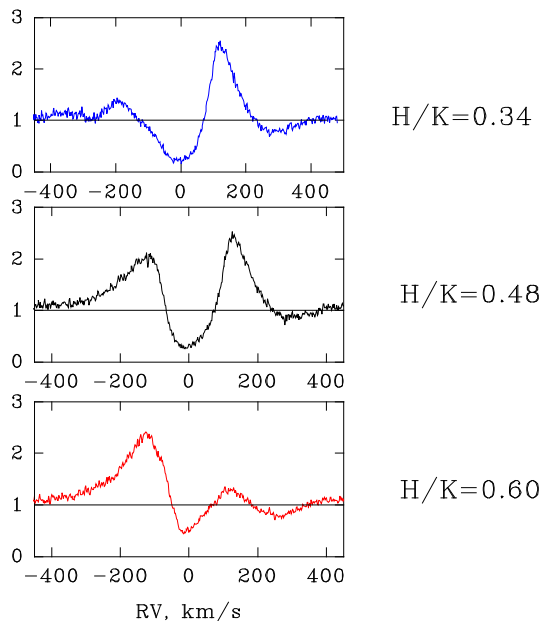


Рис. 4. Профили линии H δ в спектре DR Тау в разные ночи наблюдения. Справа указаны соответствующие значения отношения H/K, измеренные в том же спектре

Таблица 1. Основные параметры звезд

объект	сп.тип	$\log L_*/L_\odot$	M_*/M_\odot	R_*/R_\odot	$v \sin i$, км/с
RW Aur	K2	0.23	1.48	1.71	17
DR Tau	K7	0.23	0.74	2.46	5.0

разными моделями звездного/дискового ветра. В случае дискового ветра можно ожидать, что характерные времена больше, чем период вращения звезды. В случаях X-ветра или звездного ветра можно ожидать вращательную модуляцию, вызванную несимметричной магнитосферой. В случае конического ветра можно ожидать квазипериодические пульсации ветра (Романова и др., 2009).

Объекты наблюдения – RW Aur и DR Tau – это наиболее хорошо изученные СТТС. Основные параметры звезд приведены в табл. 1. согласно Артеменко и др. (2012). Звезды различаются также углом наклона оси вращения к лучу зрения: DR Тау видна почти с полюса, $i \approx 15$ градусов (Петров и др., 2011), в то время угол наклона RW Aur составляет более 45 градусов (Додин и др., 2012).

2 Наблюдения

Наблюдения проводились в Крымской астрофизической обсерватории на телескопе ЗТШ с помощью спектрографа СПЭМ с низкой дисперсией ($\lambda/\Delta\lambda \approx 1000$), с 2009 по 2012 гг. Спектр охватывает диапазон длин волн от ≈ 3500 до ≈ 5000 Å. В табл. 2 и 3 приведены даты наблюдений и измеренные значения отношения H/K в каждом спектре. Типичная относительная ошибка измерения этого отношения составляет около 5 %.

Кроме того, в те же сроки проводились фотометрические наблюдения на телескопе АЗТ-11. Данные приведены к международной системе UBVR Джонсона. Среднеквадратическая ошибка измерений составляет не более $0^m.01$ для полос В, V, R и не более $0^m.05$ для полосы U. Данные фотометрии представлены в табл. 4 и 5.

Таблица 2. Отношение Н/К в спектре RW Aur

JD-2450000	H/K	JD-2450000	H/K	JD-2450000	H/K	JD-2450000	H/K
4844.1748	0.50	5444.5574	0.24	5500.5876	0.36	5863.5126	0.40
4844.1808	0.50	5445.5501	0.62	5500.5912	0.41	5894.4479	0.57
4845.1543	0.66	5445.5513	0.59	5508.4618	0.32	5894.4607	0.58
4845.1638	0.64	5450.5571	0.46	5508.4656	0.38	5896.4229	0.51
4846.1494	0.63	5451.5510	0.23	5509.4584	0.29	5896.4271	0.49
4846.1567	0.66	5451.5551	0.28	5509.4599	0.11	5918.4204	0.21
4880.2007	0.38	5452.5413	0.43	5510.3540	0.22	5918.4241	0.23
4880.2164	0.43	5452.5453	0.46	5510.3585	0.03	5954.1841	0.21
4881.1749	0.19	5456.5521	0.43	5510.3668	0.07	5954.1879	0.23
4881.1840	0.19	5456.5560	0.43	5515.3546	0.18	5955.1614	0.47
4881.1872	0.22	5457.5603	0.61	5515.4417	0.20	5955.1649	0.49
4881.2113	0.17	5457.5643	0.56	5516.4225	0.22	5999.3032	0.59
4881.2148	0.12	5458.5626	0.43	5516.4263	0.22	5999.3068	0.61
4882.1718	0.36	5458.5665	0.39	5517.4240	0.25	6004.2495	0.20
4882.1809	0.36	5482.5804	0.46	5517.4277	0.14	6004.2533	0.18
5123.5936	0.53	5482.5840	0.46	5518.4322	0.13	6005.2177	0.36
5123.5946	0.53	5483.5859	0.49	5518.4357	0.08	6005.2213	0.39
5124.5662	0.41	5483.5896	0.45	5828.5700	0.57	6181.5810	0.23
5124.5699	0.46	5499.6186	0.41	5828.5740	0.60	6193.5690	0.56
5444.5517	0.26	5499.6223	0.56	5863.5010	0.40	6196.5940	0.40
5444.5535	0.25	5499.6261	0.53	5863.5060	0.43	6197.5960	0.34

Таблица 3. Отношение Н/К в спектре DR Tau

JD-2450000	H/K	JD-2450000	H/K	JD-2450000	H/K	JD-2450000	H/K
4845.2050	0.46	5482.6129	0.55	5516.4582	0.49	5955.2006	0.53
4845.2100	0.44	5482.6183	0.55	5516.4618	0.48	5999.3190	0.52
4845.2170	0.44	5483.6175	0.56	5517.4592	0.47	5999.3210	0.51
5124.6064	0.46	5483.6211	0.53	5518.4648	0.45	5999.3241	0.47
5124.6112	0.42	5500.6371	0.57	5518.4685	0.44	6004.2881	0.45
5445.5804	0.63	5500.6403	0.57	5828.5799	0.71	6004.2916	0.48
5451.5842	0.58	5508.4965	0.50	5828.5854	0.70	6005.2320	0.46
5452.5825	0.53	5508.5002	0.48	5896.4576	0.28	6005.2356	0.42
5457.5894	0.49	5510.4117	0.63	5918.4364	0.76	6181.5660	0.58
5457.5957	0.55	5510.4173	0.64	5954.2129	0.47	6193.5670	0.46
5458.5927	0.50	5510.4249	0.62	5954.2185	0.49	6196.5830	0.48
5458.5964	0.47	5515.4772	0.56	5955.1935	0.51	6197.5850	0.56

Таблица 4. Фотометрия RW Aur

JD-2450000	Vmag	U-B	B-V	V-R	JD-2450000	Vmag	U-B	B-V	V-R
5144.5997	10.819	0.014	0.944	0.945	5797.5457	10.278	-0.274	0.701	0.759
5145.5645	10.777	-0.113	0.892	0.926	5798.5607	10.445	0.020	0.757	0.809
5146.5330	10.403	-0.125	0.732	0.815	5799.5125	10.439	-0.178	0.752	0.823
5187.2731	10.506	-0.227	0.718	0.782	5803.5699	10.142	-0.044	0.683	0.742
5190.3125	9.964	-0.092	0.674	0.708	5806.5200	10.479	0.108	0.765	0.813
5223.2339	10.367	-0.029	0.716	0.762	5811.5144	10.397	0.119	0.791	0.801
5443.5205	10.004	-0.050	0.654	0.710	5828.6024	10.405	-0.228	0.709	0.803
5444.5425	10.144	-0.005	0.714	0.713	5870.6305	10.692	-0.031	0.836	0.877
5445.5724	10.668	-0.214	0.717	0.830	5894.5640	10.625	-0.086	0.860	0.908
5450.5374	10.990	-0.131	0.745	0.814	5898.2905	10.546	-0.056	0.774	0.837
5451.5379	10.778	0.036	0.766	0.758	5899.5866	10.481	-0.263	0.721	0.836
5454.5179	10.409	0.016	0.648	0.653	5900.5758	10.338	-0.161	0.648	0.766
5455.5409	10.681	-0.138	0.667	0.767	5924.5365	10.619	-0.146	0.772	0.868
5456.5872	10.425	-0.149	0.681	0.799	5942.3006	10.788	-0.240	0.756	0.889
5457.5444	10.773	0.007	0.869	0.916	5946.2170	10.499	0.050	0.724	0.792
5458.5484	11.069	0.276	1.014	1.025	5954.2420	9.892	0.029	0.636	0.668
5499.5663	11.878	0.079	0.958	1.006	5955.1867	10.507	-0.202	0.707	0.823
5500.5640	11.409	0.031	0.849	0.911	5967.2488	10.471	0.016	0.766	0.809
5506.6367	12.148	0.165	0.988	1.036	6004.2321	10.206	-0.069	0.689	-
5514.6066	11.702	0.104	0.839	0.869	6005.2503	10.071	-0.182	0.612	0.710
5515.5620	11.510	0.044	0.799	0.851	6006.2539	10.131	0.019	0.700	0.705
5516.5623	11.583	0.032	0.770	0.822	6181.5560	10.172	0.092	0.682	0.731
5517.5576	11.795	0.080	0.841	0.866	6196.5079	10.620	0.121	0.877	0.890
5518.5959	11.648	0.119	0.864	0.917	6197.4858	10.543	0.056	0.755	0.828
5539.5638	12.405	0.090	0.989	1.088					

Таблица 5. Фотометрия DR Tau

JD-2450000	Vmag	U-B	B-V	V-R	JD-2450000	Vmag	U-B	B-V	V-R
5482.6088	11.977	-0.427	0.946	1.111	5801.5678	12.317	-0.322	1.026	1.195
5499.5578	11.871	-0.263	0.863	1.031	5828.5901	12.094	-0.492	0.971	1.152
5500.5547	12.385	-0.521	1.062	1.221	5894.5500	11.795	-0.381	0.931	1.062
5506.6453	11.835	-0.413	0.876	1.020	5898.2773	11.802	-0.308	0.902	1.065
5514.6188	12.188	-0.556	1.031	1.207	5899.5981	12.120	-0.160	0.991	1.092
5515.5793	12.130	-0.425	0.976	1.130	5955.2025	12.209	-0.407	1.009	1.171
5516.5344	12.017	-0.444	0.982	1.149	6004.2464	11.451	-0.402	0.873	-
5517.5349	11.948	-0.486	0.994	1.135	6005.2398	11.877	-0.391	0.952	1.089
5518.5836	12.027	-0.527	0.967	1.126	6006.2294	11.453	-0.355	0.808	0.974
5539.4971	12.162	-0.368	1.013	1.192	6181.5700	11.950	-0.374	0.938	1.102
5797.5623	11.840	-0.409	0.931	1.074	6196.5220	11.923	-0.406	0.936	1.089
5798.5703	12.027	-0.517	1.016	1.141	6197.4981	12.018	-0.418	1.011	1.133
5799.5252	11.698	-0.437	0.887	1.069					

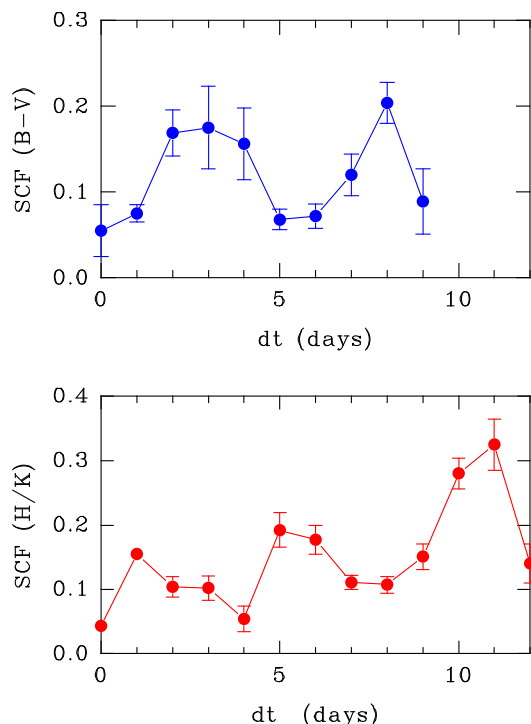


Рис. 5. Частотный анализ переменности показателя цвета B-V (вверху) и отношения H/K (внизу) для RW Aur

3 Анализ результатов

Наблюдаемые изменения отношения H/K не периодические и, по-видимому, не когерентные. Колебания с какой-то характерной частотой наблюдаются на протяжении небольшого отрезка времени, затем могут исчезнуть и появиться снова с другой фазой. Это не позволяет использовать методы Фурье-преобразования или методы, использующие фазовые диаграммы (наложение эпох). Мы воспользовались Self-Correlation Function (далее – SCF), описанной в статье Перси и др. (1993) и успешно применявшейся для анализа фотометрических рядов TTS в недавней работе Перси и др. (2010). В варианте, предложенном этими авторами, $SCF(\Delta t)$ представляет собой среднее значение абсолютного изменения переменной на временном интервале $\Delta t = 1, 2, 3, \dots$ n суток:

$$SCF(\Delta t) = \frac{1}{N(\Delta t)} \sum_{i=1}^{N(\Delta t)} |X(t_i + \Delta t) - X(t_i)|, \quad (1)$$

где t_i – моменты времени, $X(t_i)$ – значения временного ряда и $N(\Delta t)$ – количество пар значений временного ряда, разделенных промежутком Δt . Если в исследуемом ряду присутствуют циклические изменения с периодом P, то в функции $SCF(\Delta t)$ появляются минимумы, соответствующие $\Delta t = P, 2P, 3P$ и т. д. SCF является разновидностью вариограммы, подробное математическое описание которой можно найти в статье Эйер, Гентон (1999).

Интересующий нас интервал времени, на котором могут происходить изменения в ветре, составляет 2–3 оборота звезды, т. е. ≈ 10 –20 суток. Дискретность времени Δt выбрана равной суткам, так как наблюдения каждого объекта проводились один раз в ночь.

На рис. 5 даны SCF для фотометрического ряда RW Aur (табл. 4) и для ряда значений отношения H/K (табл. 2). Стандартное отклонение среднего значения SCF в каждом временном интервале показано баром ошибки. В вариациях показателя цвета B-V обнаруживается минимум SCF на временном интервале 5–6 суток. Это соответствует известному периоду вращения звезды $P = 5.4$ суток

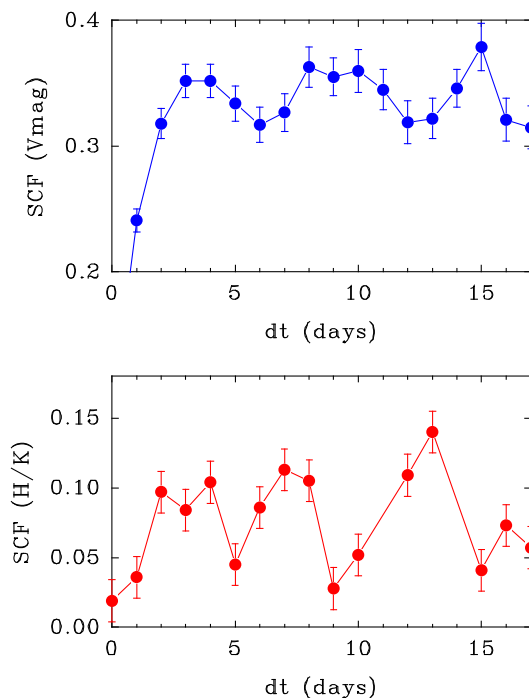


Рис. 6. Частотный анализ переменности блеска (вверху) и отношения Н/К (внизу) для DR Тау

(Петров и др., 2001). В вариациях Н/К видны минимумы на 4 и 8 суток. Это указывает на существование характерного времени переменности отношения Н/К около 4-х суток, что определенно короче, чем период вращения.

Аналогичный анализ данных DR Тау показан на рис. 6. Следует отметить, что период вращения не всегда (не в каждый сезон наблюдений) присутствует в изменениях блеска или цвета звезды. Это зависит от распределения температурных неоднородностей (пятен) по поверхности звезды. В случае DR Тау период удастся определить лишь с использованием продолжительного фотометрического ряда, представленного в каталоге (Гранкин и др., 2007). Фотометрия DR Тау выявляет период около 6 суток (рис. 6, верхняя панель), являющийся, по-видимому, периодом вращения звезды, поскольку близкое значение периода было найдено также по изменениям лучевых скоростей хромосферных линий (Петров и др., 2011). На нижней панели рис. 6 видно, что в переменности отношения Н/К SCF обнаруживает минимумы на более коротких временах: ≈ 5 и ≈ 10 суток.

Фотометрические наблюдения, проводившиеся параллельно со спектральными (см. табл. 3), использовались нами для того, чтобы выявить возможную связь между переменностью ветра и фотометрической переменностью. Ни у RW Aug, ни у DR Тау мы не обнаружили корреляции отношения Н/К ни с блеском, ни с цветом звезды. Последнее, очевидно, исключает присутствие пыли во внутренних частях ветра вблизи границы магнитосферы и диска.

4 Обсуждение результатов

Наблюдаемая переменность ветра может быть связана с вращением звезды, если магнитосфера несимметрична относительно оси вращения: наклон оси магнитного диполя, мультиполярная конфигурация поля и т. п. Такой вариант возможен как в модели звездного ветра, так и в модели Х-ветра. В этом случае можно ожидать изменений отношения Н/К с периодом вращения звезды. В случае дискового ветра периоды могут быть более продолжительными, связанными с кеплеровским вращением. Например, характерные времена переменности Р Суг абсорбции в линии Н α по

спектральным наблюдениям FU Ori составляют от 8 до 14 суток (Эррико и др., 2003; Хербиг и др., 2003), что интерпретируется как переменность дискового ветра. Наблюдаемые нами характерные времена переменности ветра короче периода вращения звезды, что, по-видимому, исключает указанные выше варианты.

Другой причиной переменности ветра могут быть нестабильные процессы, происходящие на границе магнитосферы и диска. Дифференциальное вращение звезды и диска приводит к перезамыканию магнитных силовых линий и корональным выбросам массы, причем характерное время таких процессов сравнимо или короче, чем период вращения звезды (Феррейра и др., 2000). Анализ и численное моделирование магнитогидродинамических процессов взаимодействия магнитного поля звезды с ионизованным газом на внутренней границе аккреционного диска, проводившиеся многими авторами (см. например, Романова и др. (2009), где даны ссылки на предыдущие работы), показали, что силовые линии магнитного поля, соединяющие звезду с диском, имеют тенденцию к инфляции (расширению, раздуванию). При этом могут происходить циклические перестройки магнитосферы. Каждый цикл такой перестройки включает в себя: 1) накопление массы ионизованного газа на границе магнитосферы, 2) диффузию газа внутрь магнитосферы, 3) инфляцию соответствующих петель магнитного поля, заполненных газом и 4) аккрецию части вещества на звезду вдоль замкнутых линий магнитного поля и выброс другой части газа вдоль открытых линий поля. После такой “разрядки напряженности” цикл повторяется. Продолжительность цикла зависит от таких параметров, как коэффициент диффузии и вязкость диска, априори неизвестных, поэтому сравнение модельных результатов с наблюдениями представляет большой интерес. В частности, циклическая переменность темпа потери массы, вызванная указанными процессами на границе магнитосферы, была получена путем численного моделирования модели конического ветра CTTS (Романова и др., 2009), причем характерное время переменности составляет 4–5 суток, что очень близко к полученным нами результатам.

5 Выводы

Предложен метод зондирования внутреннего ветра CTTS, основанный на измерении отношения эквивалентных ширин эмиссионных линий H и K CaII в низкодисперсионных спектрах CTTS. Наблюдения RW Aur и DR Tau показали, что плотность ветра на луче зрения меняется не периодически, но у каждой звезды есть определенное характерное время (квазипериод), составляющее 4–5 суток. Это время несколько короче, чем период вращения звезды. Полученные результаты хорошо согласуются с моделью конического ветра CTTS, предсказывающей осцилляции ветра вследствие магнитогидродинамических процессов на границе магнитосферы и аккреционного диска.

Литература

- Артеменко и др. (Artemenko S.A., Petrov P.P., Grankin K.N.) // *Astron. Lett.* 2012. V. 38. № 126. P. 872.
- Гранкин и др. (Grankin K.N., Melnikov S.Y., Bouvier J., Herbst W., Shevchenko V.S.) // *Astron. Astrophys.* 2007. V. 461. P. 183.
- Гринин, Тамбовцева (Grinin V.P., Tambovtseva L.V.) // *Astron. Rep.* 2011. V. 55. Issue 8. P. 704.
- Додин и др. (Dodin A.V., Lamzin S.A., Chuntunov G.A.) // *Astron. Lett.* 2012. V. 38. Issue 3. P. 167.
- Квэн, Фишер (Kwan J., Fischer W.) // *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.* 2010. V. 411. Issue 4. P. 2383.
- Куросава и др. (Kurosawa R., Romanova M.M., Harries T.J.) // *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.* 2011. V. 416. Issue 4. P. 2623.
- Мэтт, Падритц (Matt S., Pudritz R.E.) // *Astron. J.* 2005. V. 632. Issue 2. P. L135.
- Перси и др. (Percy J.R., Grynsko S., Seneviratne R., Herbst W.) // *Publ. Astron. Soc. Pacific.* 2010. V. 122. Issue 893. P. 753.
- Перси и др. (Percy J.R., Ralli J.A., Sen L.V.) // *Publ. Astron. Soc. Pacific.* 1993. V. 105. P. 287.

- Петров и др. (Petrov P.P., Gahm G.F., Gameiro J.F., Duemmler R., Plyin I.V., Laakkonen T., Lago M.T.V.T., Tuominen I.) // *Astron. Astrophys.* 2001. V. 369. P. 993.
- Петров и др. (Petrov P.P., Gahm G.F., Stempels H.C., Walter F.M., Artemenko S.A.) // *Astron. Astrophys.* 2011. V. 535. P. 6.
- Рейпурт и др. (Reipurth B., Pedrosa A., Lago M.T.V.T.) // *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* 1996. V. 120. P. 229. (atlas).
- Романова и др. (Romanova M.M., Ustyugova G.V., Koldoba A.V., Lovelace R.V.E.) // *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.* 2009. V. 399. Issue 4. P. 1802.
- Феррейра и др. (Ferreira J., Dougados C., Cabrit S.) // *Astron. Astrophys.* 2006. V. 453. Issue 3. P. 785.
- Феррейра и др. (Ferreira J., Pelletier G., Appl S.) // *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.* 2000. V. 312. P. 387.
- Хербиг и др. (Herbig G.H., Petrov P.P., Duemmler R.) // *Astrophys. J.* 2003. V. 595. P. 384.
- Шу и др. (Shu F., Najita J., Ostriker E., Wilkin F., Ruden S., Lizano S.) // *Astron. J.* 1994. V. 429. № 2. Pt. 1. P. 781.
- Эдвардс и др. (Edwards S., Fischer W., Hillenbrand L., Kwan J.) // *Astron. J.* 2006. V. 646. Issue 1. P. 319.
- Эйер, Гентон (Eyer L., Genton M.G.) // *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* 1999. V. 136. P. 421.
- Эррико и др. (Errico L., Vittone A.A., Lamzin S.A.) // *Astron. Lett.* 2003. V. 29. P. 105.