

УДК: 524.335

Обзоры

## ЗВЕЗДЫ ТИПА Т ТЕЛЬЦА

П.П.ПЕТРОВ

Поступила 20 июля 2003

Принята к печати 27 августа 2003

Дан обзор наблюдаемых характеристик молодых звезд солнечной массы (звезд типа Т Тельца); кратко рассмотрены современные теоретические концепции и модели этих звезд.

1. *Введение.* Наша планетная система образовалась на ранней стадии эволюции Солнца. Каким было Солнце в то время, можно узнать, наблюдая молодые звезды солнечной массы. Такие звезды называются звездами типа Т Тельца (T Tauri stars, TTS)<sup>1</sup>. Они расположены в областях звездообразования - газовой-пылевой комплексах Млечного Пути. TTS находятся на стадии звездной эволюции *до главной последовательности* (Pre-Main Sequence, PMS). По наблюдаемым характеристикам TTS отличаются от звезд главной последовательности (ГП) в основном избыточной непрерывной эмиссией, наиболее заметной в УФ и ИК, и эмиссионным спектром низкого возбуждения. Эти особенности наиболее сильны у так называемых *классических* TTS (Classical T Tauri Stars, CTTS), в то время как большинство TTS имеет слабые эмиссионные признаки (Weak Line T Tauri Stars, WTTS) и выделяются лишь эмиссией в линиях H $\alpha$  и НК Ca II.

TTS как класс астрофизических объектов был впервые выделен А.Джоем [1,2] по их характерным эмиссионным спектрам, напоминающим спектр солнечной хромосферы. До того времени эти звезды были известны как неправильные переменные, связанные с темными облаками и отражательными туманностями. Первый решающий шаг в понимании природы TTS был сделан В.А.Амбарцумяном, который выдвинул революционную идею о том, что процесс звездообразования в Галактике продолжается и в наше время [3]. Этот вывод был основан на открытии В.А.Амбарцумяном звездных ассоциаций. ОВ-ассоциации содержат как массивные горячие звезды, так и маломассивные, холодные. Т-ассоциации содержат только маломассивные звезды. Пространственная плотность

<sup>1</sup> В данном обзоре используются устоявшиеся в современной литературе сокращения: PMS, TTS, CTTS, WTTS, NTTS.

звездных ассоциаций невелика, они гравитационно не связаны и поэтому должны быть достаточно молодыми образованиями, так как приливные силы Галактики разрушают их за время менее 10 миллионов лет. TTS присутствуют как в T-ассоциациях, так и в OB-ассоциациях, и также должны быть молодыми объектами. Вывод о молодости TTS был впоследствии подтвержден и другими данными. Первое систематическое исследование TTS было выполнено Дж. Хербигом [4]. Наиболее полные обзоры наблюдаемых характеристик и моделей TTS даны в [5-7].

2. *Образование звезд малой массы.* По современным представлениям, звезды образуются в результате гравитационного коллапса фрагментов ядер плотных молекулярных облаков. Гигантские молекулярные облака являются самыми массивными объектами в Галактике ( $10^5$ - $10^6 M_{\odot}$ ). Они состоят из фрагментов меньшей массы, размером 2 - 5 пк, с температурой порядка 10 К и плотностью несколько сотен молекул водорода в  $\text{см}^3$  [8]. Массивные горячие звезды образуются только в гигантских молекулярных облаках, сконцентрированных в спиральных рукавах Галактики. Менее массивные облака, где образуются звезды меньшей массы, более равномерно распределены по галактическому диску. Например, комплекс в Тельце-Возничем содержит около  $10^4 M_{\odot}$  вещества; там нет массивных звезд, но есть много TTS.

Когда в центре коллапсирующего облака уже образовалась звезда в гидростатическом равновесии, на нее продолжается аккреция вещества, поэтому звезда окружена непрозрачной оболочкой и не видна как оптический объект. В этой стадии объект называется протозвездой. Протозвезды могут наблюдаться только в далеком ИК или радио диапазоне. Хотя резервуар массы в облаке огромен, аккреция вещества останавливается при накоплении некоторой массы центрального объекта. Что именно останавливает гравитационный коллапс, не вполне ясно, но из наблюдений известно, что уже на стадии протозвезды начинается истечение, выброс вещества. Как аккреция, так и истечение (потеря массы) продолжают и на стадии TTS, когда молодая звезда уже видна как оптический объект. Численное моделирование показывает, что коллапс вращающегося облака приводит к образованию звезды, окруженной околозвездным диском [9]. Эволюция такого диска и взаимодействие его с центральной звездой (при возможном участии магнитного поля) приводят к перераспределению углового момента вращения от центра к периферии, что способствует образованию звезды. Наша планетная система является конечным продуктом эволюции подобного диска вокруг молодого Солнца.

Вновь образовавшаяся звезда в центре коллапсирующего облака продолжает медленно сжиматься (фаза гидростатического сжатия). Перенос энергии в звезде первоначально радиативный. Со временем температура

становится достаточно высокой, чтобы в центре звезды начались реакции горения дейтерия. Энерговыведение таких реакций не достаточно велико, чтобы остановить сжатие, но радиативный температурный градиент становится достаточно большим, чтобы установилась конвекция.

Как только молодая звезда становится видимой как оптический объект, можно определить ее эффективную температуру и светимость и локализовать ее на диаграмме ГР. До ГП звезда эволюционирует сначала при приблизительно постоянной температуре и уменьшающейся светимости, вдоль "трека Хаяши". В этой фазе звезда полностью конвективна. Затем развивается радиативное ядро, и звезда переходит на "радиативный трек" и эволюционирует, увеличивая температуру при почти постоянной светимости. Размер радиативного ядра увеличивается и, когда звезда приходит на ГП, остается только внешняя конвективная зона. Звезда с массой  $1M_{\odot}$  проводит  $10^7$  лет на треке Хаяши и  $3 \cdot 10^7$  лет на радиативном треке [10]. До прихода звезды на ГП основным источником энергии в звезде является гравитационная энергия.

3. *Общие представления о ТТС.* На диаграмме ГР звезды типа Т Тельца расположены справа от ГП, в области теоретических эволюционных треков звезд с массой  $0.3-3M_{\odot}$  и с возрастом порядка 1-10 миллионов лет, и занимают область как конвективных, так и радиативных треков (рис.1). Выше на диаграмме располагаются более массивные молодые звезды, так называемые звезды Ae-Be Хербига (Herbig Ae-Be Stars, HАЕВЕ). HАЕВЕ - это звезды промежуточных масс, от 2 до  $10M_{\odot}$ . Они отличаются

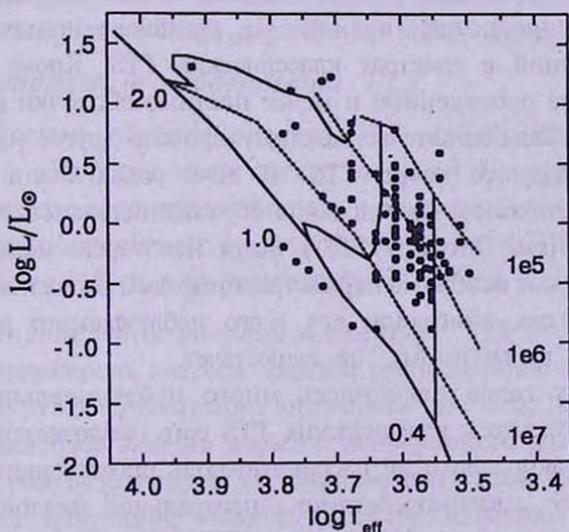


Рис.1. Положение звезд типа Т Тельца на диаграмме ГР. Температуры и светимости из работы Кенъона и Хартмана [11], эволюционные треки из работы Палла и Сталера [10]. Показаны три эволюционных трека для масс  $0.4M_{\odot}$ ,  $1.0M_{\odot}$  и  $2.0M_{\odot}$ , и три изохроны для возрастов  $10^5$ ,  $10^6$  и  $10^7$  лет.

от TTS не только по массе, но и по темпу эволюции, и по внутреннему строению. НАЕВЕ находятся на радиативном треке и не имеют таких конвективных зон, как TTS (см., например, обзор [12]). Ниже на диаграмме ГР находятся маломассивные ( $<0.3M_{\odot}$ ) красные M-карлики, известные как вспыхивающие звезды типа UV Cet [13].

Представления о том, как устроены звезды типа T Тельца, значительно менялись на протяжении полувека, как под влиянием новых наблюдательных данных, так и в результате прогресса в теоретических исследованиях. Можно выделить три основные направления исследований, доминировавших в разные периоды: 1) хромосферная или магнитная активность, 2) звездный ветер, 3) аккреционная активность. До конца 60-х годов считалось, что на TTS мы наблюдаем магнитную активность солнечного типа. Эти идеи были основаны на том, что TTS имеют глубокие конвективные зоны и сравнительно быстро вращаются, с периодами от 2 до 12 суток, и при наличии дифференциального вращения можно ожидать генерации магнитного поля и сопутствующей магнитной активности. В начале 70-х XX века уже имелись косвенные данные, указывающие на существование магнитных полей порядка килогаусса на поверхности TTS [14]. Впоследствии были получены и другие, более очевидные, доказательства: вспышки в рентгеновском диапазоне, корреляция рентгеновского излучения со скоростью осевого вращения, поляризация излучения в эмиссионных линиях и, наконец, Зеemanовское уширение магнито-чувствительных линий (см. "Магнитные поля и пятна", а также обзор [15]). Хотя магнитная активность на TTS несомненно присутствует, хромосферные модели не могут объяснить чрезвычайно большие потоки в линии  $H_{\alpha}$ , а также широкие профили Бальмеровских линий в спектрах классических TTS. Кроме хромосфер, должны быть более протяженные и менее плотные оболочки с некоторым полем скоростей. Это обстоятельство стимулировало другое направление - исследование звездного ветра TTS. В 80-х годах были проведены интенсивные теоретические исследования образования эмиссионных линий в оболочках TTS (см. "Модели TTS"). Хотя некоторые модели удовлетворительно объясняют основные параметры профилей эмиссионных линий, единой модели ветра, пригодной для всего наблюдаемого разнообразия профилей линий, по-видимому, не существует.

К началу 90-х годов накопилось много наблюдательных данных, указывающих на то, что у классических TTS есть околозвездные диски и что эти диски играют далеко не пассивную роль протопланетных систем, как считалось ранее, а взаимодействуют с центральной звездой. Основным свидетельством того являются ИК спектры TTS с плоским распределением энергии в диапазоне от 1 до 10 мкм и высокая светимость в ИК диапазоне, сравнимая и даже превосходящая светимость центральной звезды (см. "Диски"). Это можно объяснить тем, что околозвездный диск является не

пассивным, а аккреционным, и его ИК светимость обусловлена не только переизлучением света центральной звезды, но и собственной светимостью, определяемой темпом аккреции вещества диска на центральную звезду. Даже при умеренном темпе аккреции, сравнимом с темпом потери массы звездным ветром, потенциальной энергии аккрецируемого вещества достаточно для того, чтобы объяснить всю наблюдаемую энергетику TTS в широком диапазоне спектра. Модель аккреционного диска нашла также применение при объяснении феномена FU Ori (см. "Феномен FU Ориона").

В рамках этой концепции наблюдаемое различие между CTTS и WTTS объясняется тем, что CTTS имеют аккреционные диски, что обуславливает УФ и ИК избытки, массивный звездный ветер и большие потоки в эмиссионных линиях, в то время как WTTS аккреционных дисков не имеют, и у них присутствует только магнитная активность, плюс возможные ИК избытки от холодных пассивных дисков, переизлучающих звездный свет. Звезды, не имеющие явных признаков околозвездных дисков, иногда называют "голыми" (Naked T Tauri Stars, NTTs) [16]. CTTS и WTTS занимают одну и ту же область на диаграмме ГР, т.е. не различаются систематически по возрасту. Наличие или отсутствие аккреционных дисков связано, возможно, с начальными условиями образования звезды.

В процессе эволюции, по мере приближения к ГП, TTS теряют свои отличительные особенности и становятся так называемыми post-T Tauri звездами, трудно отличимыми от звезд ГП. Такие post - T Tauri звезды можно обнаружить, например, как вторичные компоненты двойных систем, в которых главный компонент является O-B звездой ГП и, следовательно, абсолютный возраст двойной системы не может быть большим [17].

#### 4. Спектральные особенности TTS.

В оптической области спектра TTS наблюдается фотосферный континуум и абсорбционный спектр звездной фотосферы, на который наложены нефотосферный континуум и эмиссионный спектр. Основные характеристики оптического спектра большого числа TTS даны в каталоге Хербига и Белл [18] и в фундаментальной работе Коэна и Куи [19,20].

4.1. *Распределение энергии в спектре.* TTS - это звезды-карлики поздних спектральных классов. Однако распределение энергии в спектре классических TTS существенно отличается от того, что наблюдается у звезд ГП. Наиболее заметен избыток непрерывного излучения в синей и УФ области (так называемый "ультрафиолетовый избыток"), где собственно фотосферное излучение холодной звезды невелико (см., например, [21,22]). Значительные избытки наблюдаются и в ИК области [23,24], причем распределение энергии более плоское, чем Релей-Джинсовское, что указывает на некоторый диапазон температур. Распределение энергии

от УФ до ближнего ИК в спектрах 61 TTS представлено в каталоге [25]. Наблюдения на спутнике IRAS расширили наблюдаемый диапазон до 100 $\mu$ m [26]. Распределение энергии в ИК диапазоне спектра в большинстве случаев может быть представлено как степенное:  $\lambda \cdot F_{\lambda} = \lambda^p$ , с показателем степени около единицы, что соответствует излучению пылевых околозвездных дисков (см. "Диски").

УФ избытки можно объяснить как дополнительное излучение горячего газа (свободно-свободные и свободно-связанные переходы в водородной плазме) при температуре порядка 10<sup>4</sup> К. Это же излучение дает некоторый вклад и в ближней ИК области, но у многих классических TTS ИК избытки столь велики, что необходимо привлечь еще один источник излучения - пылевые частицы при температуре в сотни Кельвин. Таким образом, распределение энергии указывает на составной спектр: фотосфера звезды + горячий газ + пыль.

**4.2. Фотосферный спектр. Veiling.** TTS имеют фотосферный спектр от позднего F до M, типичный спектр классической TTS K7 V [4,19]. Отличительной деталью фотосферного спектра TTS является усиленная абсорбция Li I 6707 (часто столь же сильная, как и соседняя линия Ca I 6717). Повышенное содержание лития в атмосферах TTS - это один из критериев молодости, поскольку содержание лития быстро уменьшается с приходом звезды на ГП [27]. Содержание лития в TTS исследовалось в работах [28,29].

У классических TTS линии фотосферного спектра менее глубокие, чем у нормальных звезд того же спектрального типа. На фотографических пластинках абсорбционный спектр CTTS выглядит слабым, вуалированным. Это вуалирование вызвано, в основном, дополнительным непрерывным излучением нефотосферного происхождения. Отсюда появился термин *veiling* (вуалирование), который часто используется в литературе по TTS. В общем случае глубина фотосферных линий может быть уменьшена не только дополнительным континуумом, но и присутствием эмиссии в той же самой линии (подобно эмиссионному ядру в линиях H и K CaII в солнечном спектре). Этот эффект был детально исследован в спектрах WTTS Финкензеллером и Басри [30]. У классических TTS эффект *veiling* может быть настолько большим, что объяснить его можно только дополнительным (нефотосферным) континуумом. У наиболее активных CTTS этот континуум может превышать фотосферный в несколько раз, при этом абсорбционный спектр фотосферы практически невидим, и только на спектрах высокого разрешения с большим отношением сигнал/шум можно заметить его слабые следы. Исследованию эффекта *veiling* было посвящено много работ (см., например, [31]). Интенсивность нефотосферного континуума возрастает в коротковолновую сторону, что указывает на

излучение горячей области. *Veiling* может значительно меняться за время около суток [32,33]. При сравнении наблюдаемых характеристик разных TTS обнаруживается корреляция *veiling* с интенсивностью эмиссионных линий  $H_{\alpha}$  [31], Ca II и He I [34], а также с избытком излучения в ИК диапазоне [35].

4.3. *Вращение*. В первых работах, где исследовались наиболее активные CTTS, было найдено, что скорости осевого вращения этих звезд довольно велики, до  $100 \text{ км с}^{-1}$  [4]. Это не противоречило представлениям о том, что недавно образовавшиеся в результате гравитационного коллапса звезды должны вращаться со скоростями, близкими к критическим. Позже были проведены систематические исследования скоростей вращения многих TTS по спектрам высокого разрешения (см, например, [36]). Оказалось, что большинство TTS вращается со скоростями гораздо меньше критической скорости. Проекция скорости осевого вращения на луч зрения ( $v \sin i$ ) находится в диапазоне от 6 до  $70 \text{ км с}^{-1}$ . Если же ограничиться только звездами с массой менее  $1.2 M_{\odot}$ , то диапазон сокращается до 6 -  $30 \text{ км с}^{-1}$  при средней скорости около  $15 \text{ км с}^{-1}$ . Есть заметное различие в скоростях вращения WTTS и CTTS: классические TTS вращаются медленнее (см. "Магнитные поля и пятна"). Это различие объясняется механизмом магнитного взаимодействия звезды с аккреционным диском (см. "Модели TTS").

4.4. *Эмиссионный спектр*. Эмиссионный спектр TTS похож на спектр солнечной хромосферы [1], т.е. образуется при физических условиях ( $T_e, N_e$ ), сходных с хромосферными. В оптической области спектра наиболее интенсивны эмиссионные линии  $H_{\alpha}$  и H, K Ca II, они присутствуют у всех TTS. Эмиссионный спектр CTTS более богатый, включая Бальмеровские линии, и линии нейтральных и однажды ионизованных металлов. Характерная особенность спектра TTS: линии Fe I 4063, 4132 усилены флуоресценцией [1,37]. Накачка верхнего уровня этих переходов осуществляется за счет эмиссии в крыле бленды H Ca II + He. Есть и другие флуоресцентные линии, их наиболее полный список приведен в статье [38].

УФ область спектра TTS была исследована с помощью спутника IUE. Основные результаты и ссылки на оригинальные работы можно найти в обзорах [39,40]. В ближней УФ области спектра наиболее интенсивны эмиссионные линии h и k Mg II около  $2800 \text{ \AA}$ . Поток излучения в этих линиях с одного  $\text{см}^2$  поверхности звезды в десятки раз больше, чем на Солнце и сравним с тем, что наблюдается лишь у наиболее активных красных карликов и звезд типа RS CVn. В коротковолновой области УФ спектра ( $\lambda < 2000 \text{ \AA}$ ) присутствуют эмиссионные линии, образующиеся при температурах до  $2 \cdot 10^5 \text{ K}$  (C IV, Si IV, N V и др.), потоки в этих

линиях на два-три порядка величины превышают соответствующие потоки в солнечной хромосфере и переходной зоне.

В ближней ИК области наиболее сильны линии триплета Ca II 8498, 8542, 8662, имеющие тот же верхний уровень, что и резонансный дублет H и K Ca II. Далее в ИК области наблюдаются линия He I 10830 и водородные линии серий Пашена и Брекета. Более далекий ИК спектр принадлежит уже не столько звезде, сколько ее окружению: газопылевому околозвездному диску и ветру. ИК спектры TTS, полученные на орбитальной обсерватории ISO, показывают, кроме абсорбций и эмиссий льда, силикатов, CO и OH, многочисленные эмиссии молекулярного водорода [41-44].

Характерным свойством TTS является переменность эмиссионного спектра. Наибольшая переменность наблюдается у классических TTS. Меняются как профили эмиссионных линий, так и потоки излучения в линиях. Характерное время изменений составляет порядка суток, но иногда значительные изменения происходят за несколько часов.

**4.5. Профили эмиссионных линий.** Профили эмиссионных линий обычно используются для изучения динамики околозвездной среды, например, для исследования движения газа в звездном ветре или аккреции газа на звезду. Наиболее полное описание профилей основных спектральных линий у большого числа TTS приведено в статьях [34,40,45-50].

Признаки истечения вещества (смещенные в коротковолновую сторону абсорбции) лучше видны в профилях резонансных линий, а также в линии H $\alpha$  (рис.2). Признаки аккреции наблюдаются в профилях более высоких членов Бальмеровской серии, а также в линиях He I, Fe II, и др. На рис.3 показан фрагмент спектра RW Aur в области линий He I и Na I. Аккреционный компонент этих линий (смещенная в длинноволновую

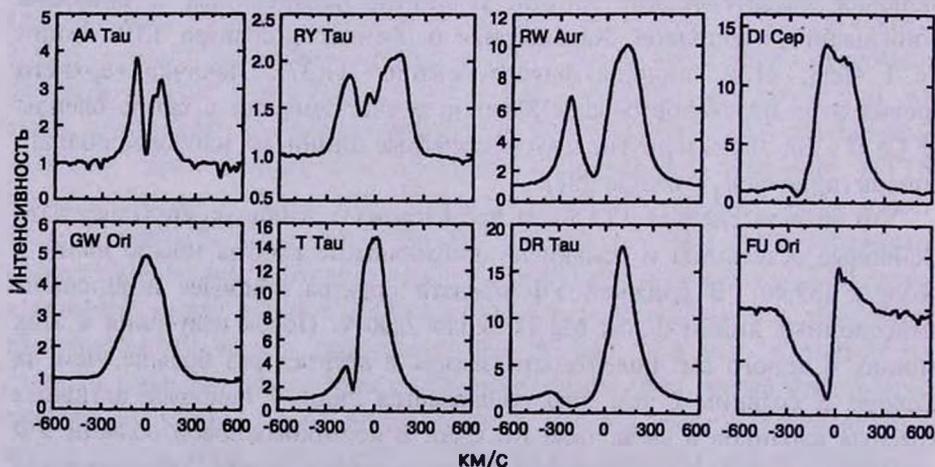


Рис.2. Профили линии H $\alpha$  в спектрах TTS (наблюдения автора).

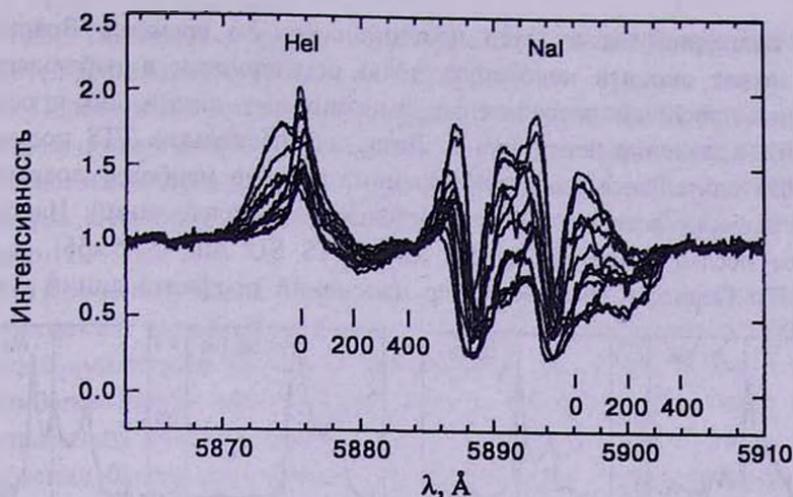


Рис.3. Переменность профилей линий в спектре RW Aur [33]. Эмиссия He I состоит из широкого и узкого компонентов. Шкала лучевой скорости (в км с<sup>-1</sup>) указана для красного крыла линий He I и Na I D<sub>1</sub>, где видны аккреционные компоненты.

сторону абсорбция) прослеживается до лучевой скорости +400 км с<sup>-1</sup>. Это скорость свободного падения на звезду с массой  $1 M_{\odot}$  и радиусом  $2.5 R_{\odot}$ . Обнаружение аккреционных компонентов, указывающих на течение газа к звезде со скоростями, достигающими скорости свободного падения, послужило одним из аргументов в пользу концепции магнитосферной аккреции (см. "Модели TTS"). Как истечение вещества, так и аккреция, могут наблюдаться одновременно, и даже в профиле одной и той же спектральной линии, например в H $\beta$  у SU Aur [51]. Следует подчеркнуть, что явления интенсивного звездного ветра и аккреции наблюдаются только у классических TTS. Другая отличительная особенность CTTS - сложный профиль разрешенных эмиссионных линий. На рис.3 видно, что эмиссия He I состоит из двух компонентов - узкого и широкого. В спектрах WTTS наблюдаются только узкие эмиссионные линии.

Запрещенные эмиссионные линии [OI], [SII] и др., наблюдаются в основном у классических TTS. Их интенсивность значительно ниже по сравнению с разрешенными эмиссионными линиями. Запрещенные линии возникают в разреженных газовых потоках (см. "Ветер и джеты") на больших расстояниях от звезды ( $> 1$  а.е.). У большинства TTS запрещенные линии имеют двойной профиль: центральный эмиссионный пик на лучевой скорости звезды (или слегка смещенный в синюю сторону), и эмиссионный пик на  $-50 \dots -150$  км с<sup>-1</sup>, образующийся в звездном ветре и/или в джете (рис.4). Иногда присутствует также эмиссионный пик с красной стороны, но обычно он значительно ослаблен, так как джет (или ветер), направленный от наблюдателя, экранируется околзвездным диском [52-54].

Как аккреция, так и ветер нестационарны во времени. Вращение звезды может вносить некоторую долю регулярности в наблюдаемые изменения профилей разрешенных эмиссионных линий, но в общем случае эти изменения нерегулярны. Лишь для нескольких TTS получены достаточно длительные ряды наблюдений, дающие наиболее представительную выборку всех возможных состояний профилей линий. Наиболее детальное исследование проведено для CTTS SU Aug [51,55,56], и RW Aug [33,57]. Периодический характер изменений профилей линий у этих

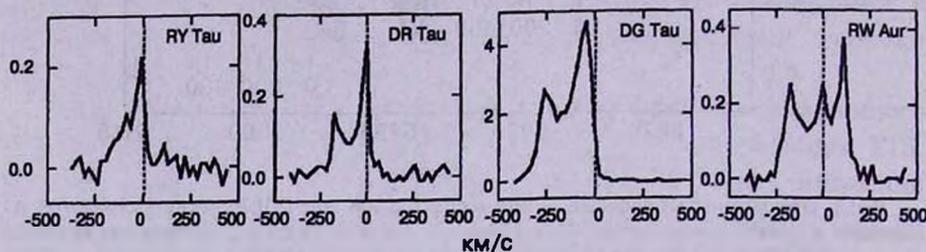


Рис.4. Профили запрещенной линии [OI]  $\lambda$  6300 Å в спектрах CTTS [54].

звезд в принципе согласуется с моделью магнитосферной аккреции [58]. Сложные изменения в профиле  $H\alpha$  наблюдаются у V410 Tau [59,60]. Эта WTTS не имеет явных признаков диска, ветра или аккреции. На ее поверхности находятся большие холодные пятна, вследствие чего ее блеск модулирован периодом вращения ( $1^d.87$ ) [61]. Поток в линии  $H\alpha$  усиливается, когда холодные пятна обращены к наблюдателю.

Длительные ряды спектров высокого разрешения были получены также для звезд DF Tau [62], DR Tau [63], BP Tau [64], AA Tau [65,66], Lk  $H\alpha$  264 [49].

**5. Фотометрическая переменность. Поляризация.** Еще до выделения TTS как класса по спектральным признакам, они были известны как неправильные переменные [67]. До середины 60-х годов фотометрия была в основном фотографической. Фотозлектрические наблюдения TTS в стандартных системах  $UBV$  и  $UBVRI$  охватывают период уже около 40 лет. Наиболее полный каталог  $UBVRI$  наблюдений большого количества TTS составили Хербст и др. [68].

Нерегулярная переменность блеска является характерной для большинства классических TTS, в то время как у многих WTTS наблюдаются периодические изменения блеска. Можно выделить три основных физических механизма переменности TTS [68]:

1) Вращательная модуляция блеска звезды с холодными пятнами на поверхности. Это периодическая переменность с периодом от 2 до 12 суток и амплитудой от нескольких сотых до нескольких десятых звездной величины (см. "Магнитные поля и пятна"). Наблюдается, в основном,

у WTTs. Типичный пример: V410 Tau. При ослаблении блеска усиливаются молекулярные полосы TiO [69,70].

2) Переменный темп аккреции газа на поверхность звезды, горячие короткоживущие пятна на поверхности. Нерегулярные или квазипериодические изменения блеска с амплитудой до  $1^m - 3^m$ , с характерным временем несколько суток. Наблюдается только у CTTS. Типичный пример: BP Tau [71].

3) Переменная экстинкция на луче зрения, в основном околос звездная, т.е. затмения звезды пылевыми облаками. Нерегулярные ослабления блеска с амплитудой до  $2^m - 3^m$  наблюдаются как у WTTs, так и у CTTS. В наиболее явном виде наблюдается у молодых звезд более раннего спектрального класса (НАЕВЕ типа UX Ori) [72]. Характерно, что при ослаблении блеска цвет сначала увеличивается, а потом уменьшается: по мере того, как затмевается звезда, усиливается вклад рассеянного на пылевых частицах света. В глубоких минимумах блеска увеличивается линейная поляризация. Спектр не меняется даже при значительных ослаблениях блеска. Типичный пример: RY Tau [70].

Кроме трех перечисленных выше механизмов переменности, существует также вспышечная активность, аналогичная звездам типа UV Cet, но в оптическом диапазоне эти явления наблюдаются редко или трудноотличимы на фоне других [73-77]. Вспышечная активность более очевидна в рентгеновском диапазоне (см. "Магнитные поля и пятна"). Особое место занимают звезды типа FU Ori, претерпевающие увеличение светимости на два порядка величины (см. "Феномен FU Ori").

Диаграммы цвет-величина показывают, что в общем случае с ослаблением блеска звезда краснеет, что может быть вызвано как околос звездным поглощением света, так и температурными изменениями. На рис.5 показаны примеры таких диаграмм для двух CTTS: RW Aur (K1 V) и

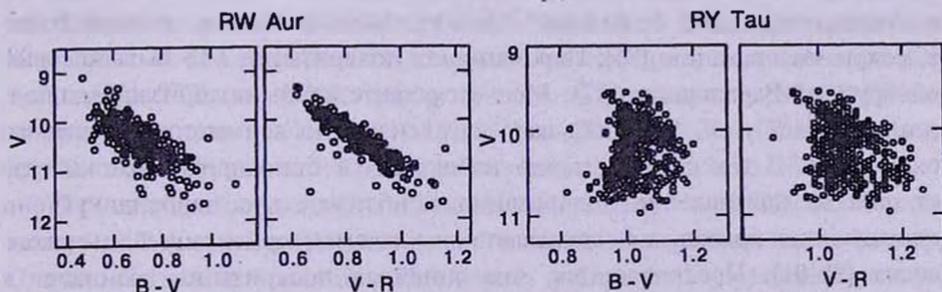


Рис.5. Диаграммы цвет-величина для двух CTTS (по данным [68]).

RY Tau (G1 IV). У RW Aur направление изменений цвета совпадает с межзвездным покраснением. У RY Tau при ослаблении блеска цвет сначала возрастает, а затем, при более глубоком ослаблении блеска, начинает уменьшаться.

Роль указанных выше причин переменности различна в зависимости от массы молодой звезды, что схематически представлено в табл.1. Магнитная активность наиболее ярко выражена у менее массивных, полностью конвективных красных карликов, известных как вспыхивающие звезды типа UV Cet. С другой стороны, околосветные пылевые диски наиболее явным образом проявляют себя у более массивных звезд Ae-Be Хербига.

Таблица 1

## ОСНОВНЫЕ МЕХАНИЗМЫ ПЕРЕМЕННОСТИ PMS ЗВЕЗД

Основные механизмы	Звезды Ae-Be 2 - 5 $M_{\odot}$	TTS 0.3 - 3 $M_{\odot}$	Звезды UV Cet 0.1 - 0.3 $M_{\odot}$
магнитная активность (холодные пятна и вспышки)	-	XXX	XXX
аккреция вещества на звезду (горячие пятна, <i>veiling</i> )	XXX	XXX	-
затмения околосветными пылевыми облаками	XXX	XXX	-

Эти звезды не имеют конвективных оболочек, что, по-видимому, исключает магнитную активность солнечного типа. У звезд типа Т Тельца присутствуют все три типа переменности, причем аккреционная активность наблюдается только у CTTS.

Присутствие пылевых облаков вокруг TTS проявляет себя не только в эпизодических ослаблениях блеска, но и в линейной поляризации света [78,79]. Систематическое исследование поляризации большого числа TTS и других молодых объектов выполнил Бастиен [80] (см. также [81-85]). У большинства TTS с измеренной линейной поляризацией степень поляризации  $P$  составляет 0.3 - 2%, и только 5% звезд имеют  $P > 4\%$ . Существует зависимость между степенью поляризации и ИК избытком излучения: звезды с большими ИК избытками имеют в среднем более высокую поляризацию [86]. Переменность поляризации TTS была впервые обнаружена Варданяном [87]. Меняется как степень поляризации, так и позиционный угол, что указывает на аксиальную асимметрию пылевого окружения. В тех случаях, когда наблюдаются биполярные потоки газа от звезды, направление поляризации приблизительно перпендикулярно направлению потока, т.е. совпадает с ожидаемой ориентацией пылевого диска [88-91]. Предполагается, что линейная поляризация возникает в результате рассеяния света звезды на пылевых частицах диска [92].

6. *Магнитные поля и пятна.* Есть много косвенных данных, указывающих на существование магнитных полей на TTS. Эмиссионный спектр WTTS, не имеющих аккреционных дисков, образуется по-видимому в хромосфере солнечного типа, но значительно более мощной, так как

потоки в УФ эмиссионных линиях в 50-100 раз превышают солнечные. Можно ожидать, что магнитное поле порядка килогаусса покрывает значительную часть поверхности звезды. Другим индикатором является рентгеновская светимость TTS, на три порядка превышающая рентгеновскую светимость солнечной короны [93,94]. Рентгеновская светимость хорошо коррелирует со скоростью вращения TTS [95] (так же, как и у активных звезд ГП и в двойных системах типа RS CVn). Поскольку нагрев короны происходит, скорее всего, за счет диссипации магнитной энергии, это указывает на генерацию магнитного поля механизмом динамо. У некоторых TTS наблюдались вспышки в рентгеновском диапазоне на шкале времени от нескольких минут до часа [96,97]. Интересно, что WTTS, как класс молодых объектов, были обнаружены сначала как рентгеновские источники, и лишь позднее обнаружилось, что это такие же молодые маломассивные звезды, отличающиеся от известных TTS менее интенсивным эмиссионным спектром, и потому менее заметные. В известных группировках TTS таких звезд гораздо больше, чем классических TTS [98]. Рентгеновское излучение, зависящее от скорости вращения, наблюдается как у WTTS, так и у CTTS. Магнитная активность TTS проявляется также и в радио диапазоне, хотя количество TTS, излучающих в радио, на порядок величины меньше, чем в рентгене (см. обзоры [98,99]).

В 90-х годах впервые удалось измерить магнитные поля у некоторых TTS, используя различные методы, основанные на эффекте Зеемана [100-104]. Напряженность магнитного поля на поверхности звезды составляет около 1-2 kG.

Наиболее очевидным свидетельством существования сильных магнитных полей на поверхности TTS являются холодные пятна, проявляющие себя во вращательной модуляции блеска и цвета звезды. Периодичности в изменениях блеска TTS были замечены давно [4,105], но систематические исследования вращательной модуляции блеска TTS были предприняты в 80-х годах в кооперативных программах фотометрического мониторинга нескольких TTS (см. [106], там же ссылки на предыдущие работы). Были найдены периоды у V410 Tau ( $1^d.9$ ), T Tau ( $2^d.8$ ), BP Tau ( $7^d.6$ ) и многих других звезд. Диапазон наблюдаемых периодов - от 1.2 до 12 суток.

По отношению амплитуд периодических изменений блеска и цвета можно найти температуру пятна и его площадь на поверхности звезды. Оказалось, что в большинстве случаев наблюдаются холодные пятна, аналогичные солнечным, но покрывающие гораздо большую долю поверхности. Температура пятен на 200 - 1200 K ниже фотосферной температуры, а их площадь составляет в среднем 5 - 10% поверхности звезды (такие же пятна наблюдаются и у двойных систем RS CVn).

Наиболее продолжительной и охватывающей большое число TTS

является программа ROTOR, начатая в 1986г. [106,107]. В результате этих наблюдений было найдено, что периоды, обусловленные холодными пятнами, сохраняются неизменными на протяжении многих лет. Более того, сохраняется также начальная эпоха, т.е. холодные пятна находятся постоянно на одних и тех же долготах на поверхности звезды. Самые большие пятна, покрывающие до 40% поверхности, наблюдаются у WTTs V410 Tau [59].

Холодные пятна наблюдаются как у WTTs так и у CTTS, но горячие пятна (с температурой выше фотосферной) наблюдаются только у CTTS, например у DN Tau, BP Tau [71] и DF Tau [108]. Горячие пятна имеют небольшие размеры, в большинстве случаев 1-2 % поверхности звезды. Их температура 7000-10000 К [68], что существенно превышает фотосферную, поэтому даже маленькие пятна вызывают значительную модуляцию блеска звезды с амплитудой, резко возрастающей в УФ области спектра. В отличие от холодных пятен, горячие пятна существуют недолго, не более нескольких оборотов звезды, поэтому исследовать их гораздо труднее. Горячие пятна, наблюдаемые фотометрически, являются, по-видимому, тем источником дополнительного излучения, который вызывает эффект вуалирования фотосферного спектра (*veiling*). Поскольку горячие пятна наблюдаются только у CTTS, т.е. у звезд с аккреционными дисками, предполагается, что эти пятна возникают в результате аккреции газа на поверхность звезды [108]. Подтверждением этому служит корреляция между амплитудой переменности блеска и величиной *veiling* [68]. Фотометрическая активность звезд типа Т Тельца, обусловленная горячими пятнами, образующимися при магнитной аккреции, была впервые описана на примере DF Tau Грининым [109].

Для нескольких TTS с пятнами было проведено картирование поверхности методом *Doppler Imaging* [110-116]. Оказалось, что большие холодные пятна TTS расположены преимущественно в высоких широтах. Вероятно, это связано с большой скоростью вращения исследованных звезд. Широта, на которой всплывают магнитные трубки, зависит от внутреннего строения звезды, в частности, от глубины конвективной зоны, а также от напряженности магнитного поля и скорости вращения. При большой глубине конвективной зоны у PMS звезд и большой скорости их вращения, магнитные трубки появляются на высоких широтах [117].

Существует систематическое различие в периодах вращения WTTs и CTTS: *классические TTS вращаются медленнее*. По наблюдениям TTS в Тельце и Возничем, периоды WTTs группируются около 2-5 суток, а периоды CTTS около 6-9 суток [118]. Такое же бимодальное распределение периодов было найдено и по наблюдениям TTS в других областях звездообразования.

Очевидно, что наличие аккреционных дисков и звездного ветра у

звезд CTTS каким-то образом приводит к более эффективному торможению вращения звезды. Возможный механизм такого торможения предложен в моделях магнитного взаимодействия звезды с аккреционным диском (см. раздел "Модели TTS").

7. *Диски.* Присутствие дисков вокруг молодых звезд ожидаемо, так как диск считается неизбежным компонентом процесса звездообразования. Околосветные диски TTS были обнаружены сначала по ряду косвенных признаков.

По наблюдаемым потокам в ИК диапазоне можно определить температуру и массу пылевой оболочки TTS и оценить экстинкцию, которую должна вызывать такая оболочка, если пыль распределена сферически-симметрично. Оказалось, что экстинкция должна быть гораздо больше, чем наблюдается на самом деле: у многих TTS с большими ИК избытками поглощение света на луче зрения очень мало. Это объясняется дисковой геометрией пылевых оболочек [119] и служит одним из косвенных свидетельств существования околосветных протопланетных дисков. Спектральными признаками холодного околосветного диска являются абсорбции льда  $H_2O$  на  $3.1\mu m$  и аморфных силикатов на  $10\mu m$ , наблюдаемые, например, у HL Tau, где околосветный диск виден с ребра [120]. Другим косвенным признаком околосветного диска является асимметрия профилей запрещенных линий [OI] и [SII], образующихся в звездном ветре и в коллимированных джетах (см. "Ветер и джеты"). Асимметрия обусловлена экранированием диском той части потока, который удаляется от наблюдателя.

Первые изображения околосветных дисков были получены методом интерферометрии в миллиметровом диапазоне (см. обзор [121]). Современные интерферометры дают возможность построить карту лучевых скоростей и измерить Кеплеровское вращение в околосветных дисках TTS [122-126]. Этот метод позволяет также определить массу одиночной звезды с диском. Наиболее впечатляющими являются изображения околосветных дисков, полученные с телескопом Хаббла. На изображениях звезд в туманности Ориона околосветные диски хорошо видны как темные силуэты в проекции на светлый фон туманности [127,128] (такие объекты даже получили специальное название "*proplyds*", сокращенное *proto-planetary disks*). В тех случаях, когда околосветные диски видны с ребра, они экранируют прямой свет центральной звезды и видны в рассеянном свете (см., например, [129]).

Концепция аккреционного диска, применяемая к широкому кругу астрофизических объектов, основана на теоретических работах Шакуры и Сюняева [130] и Линден-Белла и Прингла [131]. Это теория оптически толстого вязкого диска. Вещество диска вращается дифференциально,

по Кеплеровскому закону, но в силу вязкости энергия вращения переходит в тепло, диск нагревается и излучает, а вещество, теряя энергию, переходит на все более низкие орбиты, пока не достигнет поверхности звезды. Теория дает распределение энергии в спектре диска в зависимости от темпа аккреции и параметров звезды; температура диска падает с расстоянием от звезды по степенному закону. Наблюдаемое распределение энергии в ИК диапазоне до  $100\mu\text{м}$  в общем согласуется с тем, что ожидается в модели диска [132], хотя есть отклонения в сторону более плоского распределения. Следует учитывать, что многие TTS являются двойными звездами, где маломассивный вторичный компонент также излучает в ИК диапазоне (см. "Двойные и кратные TTS").

Распределение энергии в спектре диска должно быть примерно одинаково как для пассивного диска, переизлучающего в ИК диапазоне поглощенный свет звезды, так и для активного, самосветящегося аккреционного диска. Различить эти два случая можно по светимости: в случае пассивного диска наблюдаемая болометрическая светимость системы "звезда + диск" должна быть равна болометрической светимости звезды, соответствующей ее спектральному типу, в то время как в случае аккреции светимость диска может даже превышать светимость звезды. Наблюдаемые болометрические светимости дисков CTTS сравнимы, а в некоторых случаях и превосходят светимости звезд [133].

Параметры аккреционных дисков (температура, размер, масса) получают по наблюдаемому распределению энергии в ИК и мм диапазонах и по потоку в континууме на  $1.3\text{мм}$  с использованием модели аккреционных дисков. Предполагается, что в миллиметровом континууме диск оптически тонкий, поэтому наблюдаемый поток на  $1.3\text{мм}$  может служить индикатором массы диска. Массы дисков TTS оказываются, в большинстве случаев, в диапазоне от  $0.01$  до  $0.1M_{\odot}$  [134]. Нижняя граница массы диска определяется чувствительностью наблюдений и составляет около массы Юпитера. Типичный размер диска около  $100\text{а.е.}$ . Температура диска на расстоянии  $1\text{а.е.}$  от звезды около  $100\text{К}$ .

Систематический обзор большого числа TTS в мм диапазоне [134] показал, что частота встречаемости дисков гораздо выше у CTTS, чем у WTTS. Кроме того, у двойных TTS с разделением компонент от  $1$  до  $100\text{а.е.}$  наблюдается более низкое излучение на  $1.3\text{мм}$  по сравнению с одиночными TTS, т.е. присутствие близкого вторичного компонента препятствует образованию массивного диска (или сокращает время его существования). В широких парах TTS, а также в спектрально-двойных TTS с расстоянием между компонентами менее  $1\text{а.е.}$ , излучение на  $1.3\text{мм}$  такое же, как и у одиночных TTS. Отсюда можно сделать вывод, что в тесных парах доминирует общий (*circumbinary*) диск, а в широких

парах каждый компонент имеет свой диск. Критическое расстояние 50-100 а.е. соответствует среднему размеру диска. Это не противоречит теории двойных систем: околозвездные диски каждого компонента двойной могут иметь внешний радиус не более половины большой полуоси системы, а внутренний радиус общего диска системы должен быть по крайней мере в два раза больше большой полуоси [135].

Хотя в двойных TTS с разделением 1-100 а.е. массы дисков уменьшены по сравнению с одиночными TTS, эти массы все же достаточны для образования планет земного типа. Примечательно, что спектральные признаки аккреции наблюдаются одинаково часто как у одиночных, так и у двойных TTS [136].

8. *Ветер и джеты*. Хотя аккреция играет определяющую роль в жизни TTS, противоположный процесс - истечение вещества (*outflow*) от звезды в окружающее пространство - является наиболее очевидным и легко обнаружимым явлением. Истечение вещества часто ориентировано в двух противоположных направлениях, в виде биполярных потоков, более или менее коллимированных. Крупномасштабные биполярные потоки, наблюдаемые в молекулярных линиях, присущи широкому кругу молодых объектов в диапазоне светимостей от 0.1 до  $10^6 L_{\odot}$  [137]. Эти потоки приводятся в движение более компактными, узконаправленными, биполярными струями газа, так называемыми джетами. В тех случаях, когда известна ориентация околозвездного диска, направление биполярных потоков оказывается перпендикулярным плоскости диска [138,139]. Взаимодействие звездного ветра и коллимированных потоков газа с неоднородностями окружающей среды вокруг молодых звезд приводит к образованию ударного возбуждения свечения компактных туманностей, так называемых объектов Хербига-Аро (HNO), движущихся в звездном ветре по направлению от звезды (см., например, обзор [140]).

Существование интенсивного звездного ветра TTS обсуждалось уже в ранних работах Хербига [4] и Куи [141], где отмечалось, что профили линий H $\alpha$ , CaII и NaI D со смещенными в синюю сторону абсорбционными компонентами указывают на истечение вещества со скоростями от 100 до 400 км с<sup>-1</sup>. Термин "звездный ветер" в данном случае означает лишь истечение вещества от звезды в межзвездное пространство. Природа наблюдаемого явления может кардинально отличаться как от звездного ветра горячих звезд, так и от солнечного ветра.

По оценкам разных авторов, звездный ветер уносит от  $10^{-8}$  до  $10^{-7} M_{\odot}$  в год [142,54], что соответствует механическому потоку энергии от 1% до 10% болометрического потока излучения звезды [143]. Природа столь энергичного ветра у звезд низкой светимости не вполне понятна. Тепловой механизм ветра, аналогичный солнечному, не способен обеспечить такой

большой темп потери массы [144]. Модели ветра, движимого МГД волнами (предполагая, что TTS обладают магнитным полем, генерированным динамо солнечного типа) имели некоторый успех в объяснении интенсивности Бальмеровской эмиссии [145-148]. Однако, кроме CTTS, имеющих сильный ветер, есть более обширный класс звезд WTTS, которые также быстро вращаются, занимают такое же положение на диаграмме ГР, следовательно, имеют такое же внутреннее строение подфотосферных слоев и должны иметь такой же механизм динамо. Но WTTS не показывают признаков потери массы в виде звездного ветра, биполярных потоков или джетов. Кабрит и др. [133] предположили, что механизм звездного ветра TTS должен быть непосредственно связан с аккрецией, поскольку есть корреляция между диагностиками ветра, с одной стороны (светимость в линии  $H\alpha$ , образующейся в области внутреннего ветра,  $r \ll 10 R_*$ , и светимость в запрещенных линиях, образующихся во внешнем ветре,  $r \gg 1$  а.е.), и диагностиками дисковой аккреции (ИК светимость), с другой.

Оптические джеты молодых объектов видны на прямых снимках в эмиссионных линиях  $H\alpha$ , [NII] и [SII]. Первые джеты были обнаружены у звезд DG Tau, HL Tau, и др. [149]. Наилучшие изображения джетов были получены с телескопом Хаббла (например, джет HH Tau [150]). Джеты имеют такой же эмиссионный спектр ударного возбуждения, что и объекты Хербига-Аро: запрещенные линии низкого возбуждения [OI], [NII], [SII], [FeII] и Бальмеровские линии. Электронная плотность, определяемая по отношению линий [SII] 6716 и 6731 Å, порядка  $10^3 \text{ см}^{-3}$ , температура порядка  $10^4 \text{ К}$ . Джеты состоят из отдельных узлов (ярких пятен), а на продолжении джета, где направленный поток сталкивается с межзвездной средой, может наблюдаться светящаяся дуга - ударный фронт (*bow shock*). В джете HH34 наблюдается 13 узлов, линейное расстояние между узлами около  $10^{15} \text{ см}$ . Узельная структура джетов обусловлена импульсным характером ускорения джетов, с временным интервалом между импульсами от десятков до сотен лет [151].

Источники джетов - это, как правило, молодые звезды низкой светимости ( $1-10 L_{\odot}$ ), глубоко спрятанные в свои околос звездные пылевые оболочки с визуальной экстинкцией в несколько звездных величин, и являющиеся, по-видимому, наиболее молодыми TTS. Протяженность джетов таких молодых объектов в среднем 0.01 - 0.1 пк. Большинство классических TTS имеют более скромные джеты: типичный размер области, излучающей в запрещенных линиях, 100 - 500 а.е., средняя пространственная скорость джета около  $170 \text{ км с}^{-1}$  [152]. Профили запрещенных линий указывают на два компонента истечения: один на малой скорости ( $< 50 \text{ км с}^{-1}$ ) и другой на большой скорости ( $> 100 \text{ км с}^{-1}$ ).

Предполагается, что медленный компонент - это истечение вещества с поверхности аккреционного диска (ветер диска), а быстрый компонент - это узконаправленный джет [35,153,154]. Масса, уносимая джетом, невелика: от  $5 \cdot 10^{-10} M_{\odot}$  до  $2 \cdot 10^{-8} M_{\odot}$  в год. Это означает, что только малая доля звездного ветра коллимирована в джеты [140,155].

Около половины известных джетов биполярны, т.е. наблюдаются два противоположно направленных джета с двух сторон от центрального источника, при этом в половине случаев скорости двух джетов существенно различаются, т.е. противоположные джеты ускоряются не одинаково [156,157]. Механизм ускорения и коллимации джетов молодых звезд остается предметом дискуссии. Наиболее популярной является модель ускорения ветра магнитной центрифугой аккреционного диска с последующей коллимацией потока магнитным полем диска и межзвездной среды [154,158-162].

9. *Двойные и кратные TTS.* В предыдущих разделах при описании наблюдаемых свойств TTS подразумевалось, что наблюдаются одиночные звезды. Известно, однако, что среди звезд ГП солнечной массы доля двойных довольно велика [163]. Если наблюдаемые параметры двойной системы приписываются одиночной звезде, могут возникать заметные ошибки в определении эффективной температуры и светимости и, как следствие - ошибки в определении массы и возраста. Исследованию двойственности молодых звезд было посвящено много работ, особенно в последнее десятилетие, благодаря развитию методов высокого углового разрешения в ИК диапазоне спектра, поскольку маломассивные вторичные компоненты TTS легче обнаружить в ИК диапазоне, чем в оптике. Поиски и исследования двойных TTS были проведены в разных областях звездообразования. В недавнем обзоре Мэтью и др. [164] даны основные результаты и ссылки на оригинальные работы. Например, в ближайшей области звездообразования в Тельце методом ИК спекл-интерферометрии проведены поиски двойных TTS в диапазоне угловых расстояний между компонентами от  $0''.13$  до  $13''$  (от 20 до 2000 а.е.) [165,166]. Из 178 исследованных TTS найдено 68 двойных систем, 9 тройных и 3 квадрупольных. Таким образом, частота встречаемости неодионых звезд составляет около 42%, это вдвое больше, чем у звезд солнечного типа на ГП в том же интервале расстояний между компонентами. Не найдено значимое различие между CTTS и WTTS по частоте двойных систем. Аналогичный результат был получен методом покрытия звезд Луной на длине волны  $2.2 \mu\text{m}$  [167] в диапазоне разделения компонентов от  $0''.005$  до  $10''$ . В других областях звездообразования (например, в Трапедии Ориона [168,169]) частота встречаемости двойных примерно такая же, как у звезд ГП. Наблюдения указывают, что различие в частоте двойных

среди PMS звезд и звезд ГП не является эволюционным эффектом (не зависит от возраста), поэтому исследования последних лет направлены на выяснения корреляций между частотой двойных и начальными условиями звездообразования, такими как температура и плотность облака. По-видимому, двойные и кратные системы рождаются в процессе фрагментации коллапсирующего облака [164].

Наблюдения двойных дали возможность впервые измерить "непосредственно" массы PMS звезд, долгое время известные лишь косвенно, из сравнения с теоретическими эволюционными треками. Измерения тангенциальных скоростей двадцати TTS методом спекл-интерферометрии в течение нескольких лет позволили определить, что суммарные массы двойных составляют в среднем  $1.7 M_{\odot}$ , что неплохо согласуется с оценками масс по эволюционным трекам [170]. Применение инфракрасной спектроскопии заметно расширило список спектрально-двойных PMS звезд. В работе [171] приведен список всех известных к 2002г. спектрально-двойных TTS, где наблюдаются линии обоих компонентов. Диапазон отношения масс компонентов  $M_2/M_1$  составляет от 0.2 до 1.

Наблюдения двойных TTS позволяют калибровать теоретические эволюционные треки: поскольку абсолютный возраст обоих компонентов предполагается одинаковым, они должны лежать на одной изохроне на пересечении с треками, соответствующими их массам. Такое сравнение было сделано пока лишь для немногих систем [172-174]. Теоретические эволюционные треки PMS звезд удовлетворительно согласуются с наблюдаемыми параметрами - эффективной температурой, светимостью и массой - и дают, по-видимому, достоверную оценку абсолютного возраста звезд. Ошибки в определении эффективной температуры и светимости звезд пока еще не позволяют сделать уверенный выбор между различными моделями эволюционных треков.

10. *Модели TTS.* Единой модели звезды типа Т Тельца, объясняющей все наблюдаемые характеристики, пока не существует. Чаще всего проводится моделирование эмиссионного спектра, профилей эмиссионных линий или распределения энергии в спектре на основе какой-либо концепции. Из наблюдений определяются такие характеристики, как светимость, температура и скорость вращения звезды. По положению звезды на диаграмме ГР можно определить ее радиус, массу и возраст. В некоторых случаях из наблюдений можно непосредственно определить массу и радиус (см. "Двойные и кратные TTS"). Другие важные характеристики - темп потери массы и темп аккреции - можно найти, только пользуясь параметрическими моделями звездного ветра и моделями дисковой или магнитосферной аккреции, где эти характеристики являются свободными (варьируемыми) параметрами.

Первые модели TTS основывались на видимом сходстве их эмиссионных спектров с хромосферным спектром Солнца и вспыхивающих звезд. Концепция "глубокой хромосферы" была предложена Хербигом [175]. Он предположил, что область температурного минимума в фотосфере TTS лежит на большей оптической глубине, чем аналогичная область на Солнце. Если хромосферный подъем температуры начинается на оптических глубинах (в континууме) от 0.01 до 0.1, то можно объяснить как избыточный континуум (*veiling*), так и сильные эмиссионные линии. Эта концепция была проработана в серии полу-эмпирических моделей [176-179], в которых ход температуры с глубиной задавался параметрически. Эти модели удовлетворительно воспроизводят эмиссионные линии (например, ИК триплет CaII), наблюдаемые в спектрах WTTS, но не могут объяснить широкие интенсивные линии в спектрах CTTS и большие значения *veiling*. Основной недостаток модели глубокой хромосферы - это необходимость какого-то механизма, который поставлял бы в хромосферу мощность, иногда превосходящую фотосферную светимость. Хотя хромосферная модель не может объяснить все наблюдаемые спектральные особенности, она является необходимой составляющей более общей модели, поскольку как у WTTS, так и у CTTS присутствует магнитная активность солнечного типа (см. "Магнитные поля и пятна").

Кроме хромосферы, эмиссионный спектр образуется в более протяженной области звездного ветра, где широкие профили Бальмеровских линий могут быть обусловлены эффектом Доплера. Первые оценки потока массы в звездном ветре TTS были сделаны Куи [141] в рамках модели, где ветер ускоряется вблизи поверхности звезды до параболической скорости и далее движется баллистически. Темп потери массы оказался довольно большим,  $10^{-8} - 10^{-7} M_{\odot}$  в год, что поставило вопрос о механизме ускорения ветра TTS, поскольку наиболее распространенные механизмы - тепловое расширение короны или радиативное давление в линиях - могут обеспечить поток порядка  $10^{-9} M_{\odot}$  в год. Модели ветра, движимого МГД волнами, генерируемыми в конвективной зоне, разрабатывались Лаго [146,147], Декампли [144], Хартманом и др. [145]. Этот механизм ускорения обеспечивает темп потери массы порядка  $10^{-8} M_{\odot}$  в год при условии, что мощность потока МГД волн сравнима с фотосферной светимостью звезды.

Согласие модели звездного ветра с наблюдениями может быть проверено, в частности, сравнением теоретических и наблюдаемых профилей спектральных линий. Потoki в эмиссионных линиях MgII, CaII, NaI D и профили линий были рассчитаны Хартманом и др. [180] для сетки моделей сферически-симметричного ветра с ускорением. Было показано, что профили лучше согласуются с наблюдаемыми, если ввести турбулентную скорость, сравнимую со скоростью расширения: при этом достигается необходимая ширина эмиссионных линий, образующихся в основании

ветра. В работе Натты и Джиованарди [181] рассчитаны профили дублета NaD для сетки моделей сферически-симметричного ветра и определен темп потери массы для ряда TTS: от  $3 \cdot 10^{-8}$  до  $3 \cdot 10^{-7} M_{\odot}$  в год, что согласуется с оценками темпа потери массы по линиям CO. Коническая геометрия ветра, начинающегося от гипотетического граничного слоя между звездой и аккреционным диском, использовалась при моделировании Бальмеровских линий в работе [182]. Модель "стохастического ветра" TTS была разработана Грининым и др. [183,184]. В этой модели ветер не является непрерывным, а состоит из отдельных облаков, заполняющих около 10% объема; облака ускоряются вблизи поверхности звезды и тормозятся баллистически по мере удаления. Нельзя сказать, что наблюдаемые профили линий позволяют однозначно выбрать одну из моделей. Тем не менее, модели позволяют понять, каким образом профили линий зависят от различных параметров ветра и установить допустимые пределы этих параметров.

Классическая работа Линден-Белла и Прингла [131] положила начало серии аккреционных моделей. Первые расчеты профилей эмиссионных линий, образующихся в газе, падающем на звезду, были выполнены в работе Ульриха [185]. Непосредственное применение теории аккреционного диска для звезд TTS было сделано в работах Берту и др. [22,186], где полагалось, что вращающийся по квази-кеплеровским орбитам газ достигает поверхности звезды и создает ударный фронт (граничный слой) в экваториальной области. Согласно [131] светимость аккреционного диска определяется формулой  $L_{accr} = GM \cdot \dot{M}_{accr} / R$ . Половина аккреционной энергии высвечивается в диске, и другая половина - в граничном слое. В граничном слое между диском и звездой газ диска, вращающийся со сверхзвуковой орбитальной скоростью ( $\sim 250 \text{ км с}^{-1}$ ), тормозится до фотосферной скорости вращения ( $\sim 20 \text{ км с}^{-1}$ ). Это создает турбулентную, высокотемпературную ( $\sim 10^4 \text{ К}$ ) область, светимость которой может достигать светимости звезды, в зависимости от темпа аккреции и угла наклона к лучу зрения. Излучение граничного слоя может, в принципе, объяснить наблюдаемые избытки в УФ, оптике и ИК [31,187,188]. Зная из наблюдений параметры звезды ( $M$ ,  $R$ ,  $L$ ) и избыточную светимость, например, в оптическом диапазоне (*veiling*), можно найти  $L_{accr}$  и тем самым определить темп аккреции  $\dot{M}_{accr}$ . Практические формулы даны в [35]. Наблюдаемое распределение энергии в спектре CTTS от УФ до ИК достаточно хорошо воспроизводится в простых моделях как сумма трех составляющих: звезда позднего спектрального класса, аккреционный диск, и граничный слой [22,186,189].

Темп аккреции, по оценкам разных авторов, составляет от  $10^{-9}$  до  $10^{-6} M_{\odot}$  в год и значительно превосходит темп потери массы. Отношение темпа потери массы, определяемого по запрещенным линиям, к темпу аккреции, определяемого по уровню *veiling* в оптической области,

составляет в среднем (по выборке около 40 CTTS)  $\dot{M}_{wind}/\dot{M}_{accr} = 0.01$  [35]. Это далеко не очевидный результат, так как истечение вещества (ветер и джеты) с наблюдаемой точки зрения являются доминирующим явлением по сравнению с явлениями аккреции. Следует иметь в виду, однако, что при определении темпа потери массы по светимости запрещенных линий учитывается много параметров, и приведенное выше отношение может быть занижено на порядок величины.

Следующим шагом в развитии аккреционных моделей стала концепция магнитосферной аккреции. Мотивацией послужил тот наблюдательный факт, что радиальная скорость падающего газа, определяемая по смещенным в красную сторону абсорбционным компонентам спектральных линий, близка к скорости свободного падения на звезду ( $\sim 400 \text{ км с}^{-1}$ ) с расстояния нескольких радиусов звезды. Это явно не согласуется с тем, что газ приближается к звезде по кеплеровским орбитам. В модели магнитосферной аккреции, впервые рассмотренной для нейтронных звезд [190] и затем примененной к TTS [160-162], магнитное поле звезды останавливает дисковую аккрецию на расстоянии нескольких радиусов и направляет движение газа (частично ионизованного) вдоль силовых линий магнитного поля. Предполагается, что от внутренней границы аккреционного диска газ падает на звезду свободно. Если магнитосфера имеет дипольную структуру, то околос звездный газ, первоначально сконцентрированный в экваториальной плоскости, заканчивает свое падение на высоких широтах поверхности звезды. В основании аккреционных колонок на поверхности звезды образуется ударный фронт - горячее пятно или кольцо вокруг полюса (как полярное сияние в атмосфере Земли). В этой модели непрерывный эмиссионный спектр CTTS обусловлен излучением горячего пятна. Излучение аккрецирующего газа дает вклад также в линейчатый эмиссионный спектр. Джонс-Крулл и др. [191], анализируя IUE спектры TTS, нашли, что светимость в линии CIV 1549 превосходит значения, ожидаемые при магнитной активности на уровне насыщения. При этом избыточная светимость CIV коррелирует с темпом аккреции.

В рамках магнитосферной модели объясняются и малые скорости вращения CTTS: быстро вращающаяся звезда взаимодействует с медленно вращающимся диском посредством магнитного поля. Магнитное поле звезды, пересекающее околос звездный диск за пределами радиуса коротации, где кеплеровская угловая скорость меньше угловой скорости звезды, тормозит вращение звезды и таким образом регулирует эволюцию углового момента в течение PMS стадии звездной эволюции [162,192-194].

Шу и др. [58] предложили модель, объединяющую аккрецию и звездный ветер TTS. В этой модели ветер ускоряется магнитной центрифугой звезды. Магнитное поле звезды взаимодействует с ионизованным газом в аккреционном диске на определенном расстоянии  $r = R_X$ . Это расстояние зависит,

в основном, от напряженности магнитного поля  $B$  и темпа аккреции, и слабо зависит от массы и радиуса звезды. При  $B=1 \text{ kG}$  (на поверхности звезды) и  $\dot{M}_{\text{аккр}} = 10^{-7} M_{\odot}$  в год,  $R_x = 4 - 5 R_*$ . В окрестностях  $R_x$  диск пронизан как замкнутыми магнитными линиями магнитосферы звезды ( $r < R_x$ ), так и открытыми магнитными линиями диска ( $r > R_x$ ), удаляющимися от звезды по мере удаления от плоскости диска. Вещество диска может падать на звезду вдоль замкнутых линий, и может быть ускорено прочь от звезды вдоль открытых линий (рис.6). Эта модель объясняет тот наблюдательный факт, что явления звездного ветра и джеты наблюдаются только у звезд с аккреционными дисками.

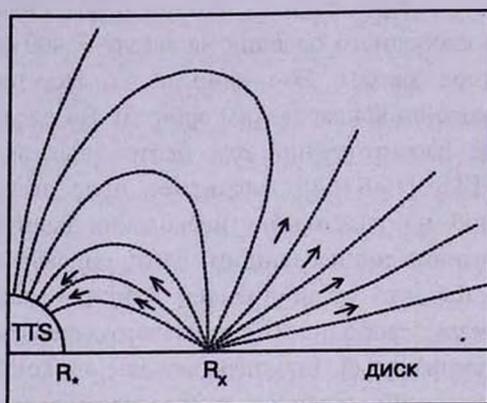


Рис.6. Направление газовых потоков в магнитном поле системы "звезда + диск" в модели Шу и др. [58].

Детальные расчеты структуры ударного фронта в основании аккреционной колонки и расчеты ожидаемого эмиссионного спектра были выполнены в работах [195-198]. Профили эмиссионных линий, вычисленные в рамках магнитосферной модели [199-202], имеют характерные особенности: широкие, слегка смещенные в синюю сторону эмиссионные линии, образующиеся в магнитосфере звезды, и смещенные в красную сторону абсорбционные компоненты, образующиеся в той части магнитосферы, которая видна в проекции на звезду. Это удовлетворительно согласуется с наблюдаемыми профилями Бальмеровских линий у большинства CTTS, хотя теоретические профили более асимметричны и менее широки, чем наблюдаемые.

В моделях магнитосферной аккреции остается еще много неясностей, касающихся магнитного взаимодействия магнитосферы и диска, механизма торможения вращения звезды и механизма ускорения звездного ветра [58,203-205].

11. *Феномен FU Ориона*. Звезда FU Ori, расположенная в темной туманности Барнард 35, в 1936 - 1937 годах увеличила свой блеск на

6 величин, от  $m_{ph} = 16$  до  $\approx 9.7$ . Два года спустя блеск звезды ослабел примерно на 1<sup>m</sup> и с тех пор, на протяжении уже более 60 лет, остается на уровне яркости  $B = 10.5 - 11.0$ . FU Ori имеет спектр сверхгиганта F-G. Наиболее полное исследование FU Ori было выполнено Хербигом [206], который показал, что эта звезда находится на стадии эволюции до ГП.

Другая звезда, V1057 Cyg, расположенная в туманности NGC 7000, в 1970г. увеличила свой блеск от  $m_{ph} = 16$  до  $\approx 10.5$  [207]. До увеличения яркости звезда была известна как неправильная переменная. Имеется только один спектр V1057 Cyg до вспышки, который показывает характерные эмиссионные линии звезды типа Т Тельца [208]. В максимуме блеска V1057 Cyg имела светимость около  $2000 L_{\odot}$  и спектр сверхгиганта A [209]. Два года спустя спектр был уже более поздним, F-GI-II. В течение нескольких лет после вспышки блеск V1057 Cyg уменьшался, и к 1980-м годам стабилизировался на уровне  $B = 13 - 13.5$  [210].

Термин "фуор" был введен В.А.Амбарцумяном в статье [211], где были рассмотрены основные наблюдаемые свойства FU Ori и V1057 Cyg и указано на то, что феномен FU Ori может оказаться закономерной фазой в эволюции звезд. Подробное обсуждение свойств фуоров и рассмотрение предлагавшихся гипотез можно найти в обзорах [208,210,212,213]. Сейчас к группе фуоров, кроме FU Ori и V1057 Cyg, можно отнести еще несколько объектов, например, V1515 Cyg, V1735 Cyg, V346 Nor [214], BBW76 [215]. Ни для одного из них, кроме V1057 Cyg, не известен спектр до вспышки, а подъем блеска был прослежен фотометрически только для FU Ori, V1057 Cyg и V1515 Cyg (кривые блеска даны в работах [208,216-219]). Есть еще несколько объектов, которые относят к фуорам на основании спектральных характеристик. Все фуоры расположены в областях звездообразования (в темных облаках) и связаны с отражательными туманностями.

Основные спектральные характеристики фуоров: светимость сверхгиганта ( $\log g \approx 2$ ), большой темп потери массы и широкие фотосферные линии. Спектральный тип, определяемый по красной и ближней ИК области, более поздний, чем по синей области спектра. Кроме того, у фуоров наблюдается повышенное содержание лития, характерное для молодых звезд. Темп потери массы FU Ori оценивается как  $\dot{M} = 10^{-5} M_{\odot}$  в год, что на три порядка превосходит средние значения  $\dot{M}$  классических TTS [220] (интенсивный ветер FU Ori виден в профиле линии H $\alpha$  на рис.2). Ширина фотосферных линий соответствует  $v \sin i = 70 \text{ км с}^{-1}$  у FU Ori и  $55 \text{ км с}^{-1}$  у V1057 Cyg [221]. Профили спектральных линий, однако, не вполне соответствуют классическому вращательному профилю сферической фотосферы с потемнением к краю: слабые (оптически тонкие) линии в

спектре фуоров имеют более крутые крылья и более плоское дно, по сравнению с вращательным профилем. Такой профиль может быть обусловлен либо присутствием большого полярного холодного пятна, либо несферической геометрией фотосферы. В некоторых линиях присутствует эмиссионное ядро, из-за чего линии выглядят раздвоенными.

В 1996г. блеск V1057 Cyg упал еще на одну звездную величину, до  $V = 14.5$ , и почти достиг предвспышечного уровня. При этом заметно усилились эмиссионные ядра линий и появились эмиссии низкого возбуждения, но фотосферный спектр по-прежнему остается спектром сверхгиганта F - G, т.е. возврата к спектру звезды типа Т Тельца не наблюдается [222].

Хартман и др. [223,224] предложили модель, согласно которой явление фуора представляет собой резкое увеличение темпа аккреции (до  $10^{-4} M_{\odot}$  в год). Высокий темп дисковой аккреции приводит к тому, что магнитное поле звезды уже не может контролировать движение газа в диске; диск простирается до поверхности звезды и, кроме того, разогревается настолько, что его светимость в видимом диапазоне значительно превосходит светимость звезды. Диск оптически плотный, и наблюдаемый спектр принадлежит уже не сферической фотосфере центральной звезды, а плоской фотосфере диска. Такая модель объясняет наблюдаемые профили спектральных линий, а также обеспечивает "извне" высокую светимость фуора за счет гравитационной энергии аккрецирующего вещества. Высокий темп потери массы (ветер) считается следствием высокого темпа аккреции. В отличие от катаклизмических переменных, где аккреционный диск пополняется за счет перетекания вещества от соседнего компонента двойной системы, аккреционный диск фуоров должен пополняться за счет аккреции вещества из окружающей околосреды. Увеличение темпа аккреции может быть следствием тепловой неустойчивости в диске, и может повторяться с интервалом в сотни лет.

Аккреционная модель фуоров интенсивно развивалась и уточнялась на протяжении более десятка лет (см. обзор [213]) и в настоящее время является общепризнанной. Тем не менее, не все наблюдаемые особенности фуоров могут быть объяснены в рамках этой модели. Детальное сравнение наблюдаемых спектров фуоров с модельными проведено в недавней работе Хербига и др. [221]. В этой же статье были высказаны следующие замечания. Если фуор - это аккреционный диск TTS, то большинство фуоров должно наблюдаться там же, где и большинство TTS. Однако ни одного фуора не было обнаружено в областях, наиболее богатых звездами Т Тельца, таких как туманность Ориона или скопление вокруг  $\rho$  Ori. В отличие от CTTS, у фуоров не наблюдается джетов - характерных признаков дисковой аккреции. Что касается потери массы, то в спектре V1057 Cyg,

полученном еще за 12 лет до вспышки, были видны признаки необычно высокого темпа потери массы. Все это наводит на мысль о том, что явление фуора может быть присуще какому-то немногочисленному классу молодых, быстро вращающихся звезд.

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

## T TAURI STARS

P.P.PETROV

Observable characteristics of young solar mass stars (T Tauri stars) are reviewed; modern theoretical concepts and models of the stars are considered briefly.

Key words: *Review:T Tauri stars*

## ЛИТЕРАТУРА

1. *A.H.Joy*, *Astrophys. J.*, **102**, 168, 1945.
2. *A.H.Joy*, *Astrophys. J.*, **110**, 424, 1949.
3. *V.A.Ambartsumian*, *Stellar evolution and Astrophys.*, Erevan: Acad. Sci. Armen. SSR, 1947.
4. *G.H.Herbig*, *Adv. Astron. Astrophys.*, **1**, 47, 1962.
5. *I.Appenzeller*, *R.Mundt*, *Astron. Astrophys. Rev.*, **1**, 291, 1989.
6. *C.Bertout*, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, **27**, 351, 1989.
7. *G.Basri*, *C.Bertout*, in *Protostars and Planets III*, eds. E.H.Levy, J.I.Lunine (Tucson, Univ. Arizona), 1993, p.553.
8. *F.Shu*, *F.C.Adams*, *S.Lizano*, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, **25**, 23, 1987.
9. *S.W.Stahler*, *Proc. 33<sup>rd</sup> ESLAB Symp. "Star formation from the small to the large scales"*, ASTEC, Noordwijk, eds. F.Favata, A.A.Kaas, A.Wilson, 2000, p.133.
10. *F.Palla*, *S.W.Stahler*, *Astrophys. J.*, **525**, 772, 1999.
11. *S.J.Kenyon*, *L.Hartmann*, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, **101**, 117, 1995.
12. *L.B.F.M.Waters*, *C.Waelkens*, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, **36**, 233, 1998.
13. *Р.Е.Гершберг*, "Активность солнечного типа звезд главной последовательности", Астропринт, Одесса, 2002, с.688.

14. *П. Петров, А. Щербаков*, в "Звезды и галактики в наблюдательном аспекте. Труды III Европейской астрономической конференции. Тбилиси, 1-5 июля 1975" Ред. Е.К.Харадзе. Тбилиси Мецниереба. 1976, с.163.
15. *П.Ф. Чугайнов*, *Astrophys. J.*, **34**, 271, 1991.
16. *F.M. Walter*, *Astrophys. J.*, **306**, 573, 1986
17. *K.P. Lindroos*, *Astron. Astrophys.*, **156**, 223, 1986.
18. *G.H. Herbig, K.R. Bell*, *Lick Obs. Bull.*, №1111, 1988.
19. *M. Cohen, L.V. Kuhi*, *Astron. J. Suppl. Ser.*, **41**, 743, 1979.
20. *M. Cohen, L.V. Kuhi*, *Astrophys. J.*, **227**, L105, 1979.
21. *L.V. Kuhi*, *Astron. Astrophys. Suppl.*, **15**, 47, 1974.
22. *C. Bertout, G. Basri, J. Bouvier*, *Astrophys. J.*, **330**, 350, 1988.
23. *V.E.E. Mendoza*, *Astrophys. J.*, **143**, 1010, 1966.
24. *V.E.E. Mendoza*, *Astrophys. J.*, **151**, 997, 1968.
25. *A.E. Rydgren, D.S. Zak, F.J. Vrba et al.*, *Astron. J.*, **89**, 1015, 1984.
26. *S. Rucinski*, *Astron. J.*, **90**, 2321, 1985.
27. *A. Skumanich*, *Astrophys. J.*, **171**, 565, 1972.
28. *G. Basri, E.L. Martin, C. Bertout*, *Astron. Astrophys.*, **252**, 625, 1991.
29. *A. Magazzu, R. Rebolo, I.V. Pavlenko*, *Astrophys. J.*, **392**, 159, 1992.
30. *U. Finkenzeller, G. Basri*, *Astrophys. J.*, **318**, 82, 1987.
31. *G. Basri, C.C. Batalha*, *Astrophys. J.*, **363**, 654, 1990.
32. *A. Chelli, L. Carrasco, R. Mujica et al.*, *Astron. Astrophys.*, **345**, L9, 1999.
33. *P.P. Petrov, G.F. Gahm, J.F. Gameiro et al.*, *Astron. Astrophys.*, **369**, 993, 2001.
34. *C.C. Batalha, N.M. Stout-Batalha, G. Basri, M.A.O. Terra*, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, **103**, 211, 1996.
35. *P. Hartigan, S. Edwards, L. Ghandour*, *Astrophys. J.*, **452**, 736, 1995.
36. *J. Bouvier, C. Bertout, W. Benz, M. Mayor*, *Astron. Astrophys.*, **165**, 110, 1986.
37. *G.H. Herbig*, *Pub. Astr. Soc. Pacif.*, **57**, 163, 1945.
38. *G.F. Gahm*, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, **18**, 259, 1974.
39. *C.L. Imhoff, I. Appenzeller*, *Scientific Accomp. of the IUE*, ed. Y.Kondo (Dordrecht: Reidel), 1987, p.295.
40. *A.I. Gomez de Castro*, in "Ultraviolet Astrophysics Beyond the IUE Final Archive", ESA SP-413, 1998, p.59.
41. *M.E. van den Ancker, P.R. Wesselius, A.G.G.M. Tielens et al.*, *Astron. Astrophys.*, **348**, 877, 1999.
42. *J. Gurtler, K. Schreyer, Th. Henning et al.*, *Astron. Astrophys.*, **346**, 205, 1999.
43. *A. Natta, M.R. Meyer, S.V.W. Beckwith*, *Astrophys. J.*, **534**, 838, 2000
44. *W.F. Thi, E.F. van Dishoeck, G.A. Blake et al.*, *Astrophys. J.*, **561**, 1074, 2001.
45. *F. Hamann, S.E. Persson*, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, **82**, 247, 1992.
46. *S. Edwards, P. Hartigan, L. Ghandour, C. Andruilis*, *Astron. J.*, **108**, 1056, 1994.
47. *S.H.P. Alencar, G. Basri*, *Astron. J.*, **119**, 1881, 2000.
48. *J. Muzerolle, N. Calvet, L. Hartmann*, *Astrophys. J.*, **492**, 743, 1998.
49. *M.T.V.T. Lago, J.F. Gameiro*, *Mon. Notic. Roy. Astr. Soc.*, **294**, 272, 1998.
50. *B. Reipurdt, A. Pedrosa, M.T.V.T. Lago*, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, **120**, 229, 1996.
51. *C.M. Johns, G. Basri*, *Astrophys. J.*, **449**, 341, 1995.

52. *I.Jankovics, I.Appenzeller, J.Krautter*, Publ. Astr. Soc. Pacif., **95**, 883, 1983.
53. *I.Appenzeller, I.Jankovics, R.Ostreicher*, Astron. Astrophys., **141**, 108, 1987.
54. *S.Edwards, S.Cabrit, S.E.Strom, I.Heyer, K.M.Strom, E.Anderson*, Astrophys. J., **321**, 473, 1987.
55. *M.S.Giampapa, G.Basri, C.M.Johns, C.L.Imhoff*, Astrophys. J. Suppl. Ser., **89**, 321, 1993.
56. *P.P.Petrov, E.Gullbring, I.Ilyin et al.*, Astron. Astrophys., **314**, 821, 1996.
57. *В.П.Гринин, П.П.Петров, Н.И.Шаховская*, Изв. Крымской астрофиз. обсерв., **71**, 109, 1985.
58. *F.Shu, J.Najita, E.Ostriker et al.*, Astrophys. J., **429**, 781, 1994.
59. *P.P.Petrov, V.A.Shcherbakov, S.V.Berdyugina et al.*, Astron. Astrophys. Suppl. Ser., **107**, 9, 1994.
60. *M.Fernandez, L.F.Miranda*, Astron. Astrophys., **332**, 629, 1998.
61. *W.Herbst*, Astron. J., **98**, 2268, 1989.
62. *C.M.Johns-Krull, G.Basri*, Astrophys. J., **474**, 433, 1997.
63. *S.H.P.Alencar, C.M.Johns-Krull, G.Basri*, Astron. J., **122**, 3335, 2001.
64. *E.Gullbring, P.P.Petrov, I.Ilyin et al.*, Astron. Astrophys., **314**, 835, 1996.
65. *J.Bouvier, A.Chelli, S.Allain et al.*, Astron. Astrophys., **349**, 619, 1999.
66. *J.Bouvier, K.N.Grankin, S.H.P.Alencar et al.*, Astron. Astrophys., in press, 2003.
67. *C.Hoffmeister*, Astr. Nach. **278**, 24, 1949.
68. *W.Herbst, D.K.Herbst, E.J.Grossman, D.Weinstein*, Astron. J., **108**, 1906, 1994.
69. *W.Herbst, R.M.Levreault*, Astron. J., **100**, 1951, 1990.
70. *P.P.Petrov, G.V.Zajitseva, Yu.S.Efimov et al.*, Astron. Astrophys., **341**, 553, 1999.
71. *F.J.Vrba, A.E.Rydgren, P.F.Chugainov et al.*, Astrophys. J., **306**, 199, 1986.
72. *V.P.Grinin, N.N.Kiselev, G.P.Chernova et al.*, Astrophys. Space Sci., **186**, 283, 1991.
73. *Н.Н.Кулячков, В.С.Шевченко*, Письма Астрон. ж., **2**, 494, 1976.
74. *Г.В.Зайцева, В.М.Лютый*, Перем. Зв., **20**, 255, 1976.
75. *G.F.Gahm*, in "Flares and Flashes", IAU Colloq. 151, Lecture Notes in Phys., 1995, p.203.
76. *W.Gotz, W.Wenzel*, Mitt. Veranderl. Sterne **5**, №8, 142, 1970.
77. *E.W.Guenther, J.P.Emerson*, Astron. Astrophys., **321**, 803, 1997.
78. *K.Hunger, G.E.Kron*, Publ. Astr. Soc. Pacif., **69**, 347, 1957.
79. *W.Hiltner, B.Iriarte*, Astrophys. J., **127**, 510, 1958.
80. *P.Bastien*, in Polarized Radiation of Circumstellar Origin, eds. V.G.Coyne et al., Vatican Observatory, 1989, p.541.
81. *J.H.Hough, J.Bailey, A.McCall et al.*, Mon. Notic. Roy. Astr. Soc., **195**, 429, 1981.
82. *R.Schulte-Ladbeck*, Astron. Astrophys., **120**, 203, 1983.
83. *A.Moneti, J.L.Pipher, H.L.Helfer et al.*, Astrophys. J., **282**, 508, 1984.
84. *Ю.К.Бергнер, А.С.Мирошниченко, Р.В.Юдин и др.*, Письма Астрон. ж., **13**, 208, 1987.
85. *Р.В.Юдин*, Астрон. ж., **65**, 1250, 1988.
86. *P.Bastien*, Astrophys. J. Suppl. Ser., **59**, 277, 1985.
87. *Р.А.Варданиян*, Сообщения Бюраканской обс., **35**, 3, 1964.

88. *T.Nagata, S.Sato, Y.Kobayashi*, *Astron. Astrophys.*, **119**, L1, 1983.
89. *R.Mundt, J.W.Fried*, *Astrophys. J.*, **274**, L83, 1983.
90. *K.W.Hodapp*, *Astron. Astrophys.*, **141**, 255, 1984.
91. *P.Bastien*, *Astrophys. J.*, **317**, 231, 1987.
92. *P.Bastien, F.Menard*, *Astrophys. J.*, **364**, 232, 1990.
93. *T.Montmerle, L.Koch-Miramond, E.Falgarone, J.E.Grindlay*, *Astrophys. J.*, **269**, 182, 1983.
94. *E.D.Feigelson, T.Montmerle*, *Astrophys. J. Lett.*, **289**, L19, 1985.
95. *J.Bouvier*, *Astron. J.*, **99**, 946, 1990.
96. *E.D.Feigelson, W.M.DeCampli*, *Astrophys. J.*, **243**, 89, 1981.
97. *F.M.Walter, L.V.Kuhi*, *Astrophys. J.*, **284**, 194, 1984.
98. *T.Montmerle, P.Andre*, in "Formation and Evolution of Low Mass Stars", eds: *A.K.Dupree, M.T.V.T.Lago*, *Kluwer Acad. Publ.*, 1988, p.225.
99. *E.D.Feigelson*, in *Cool Stars, Stellar Systems and the Sun*, eds *J.L.Linski, R.E.Stencel*, *Springer Lecture Notes in Physics*, **291**, 1988, p.455.
100. *G.Basri, G.W.Marcy, J.A.Valenti*, *Astrophys. J.*, **390**, 622, 1992.
101. *E.Guenther, H.Lehman, J.P.Emerson, J.Staude*, *Astron. Astrophys.*, **341**, 768, 1998.
102. *C.M.Johns-Krull, J.A.Valenti, C.Koresko*, *Astrophys. J.*, 516, 900, 1999.
103. *J.-F.Donati, M.Semel, B.D.Carter et al.*, *Mon. Notic. Roy. Astr. Soc.*, **291**, 658, 1997.
104. *C.M.Johns-Krull, J.A.Valenti, A.Hatzes, A.Kanaan*, *Astrophys. J.*, **510**, L41, 1999.
105. *C.Hoffmeister*, *Veroeff. Stern. Sonnenberg*, **6**, 97, 1965.
106. *V.S.Shevchenko, W.Herbst*, *Astrophys. J.*, **116**, 1419, 1998.
107. *К.Гранкин*, *Астрон. ж.*, **72**, 894, 1995.
108. *J.Bouvier, C.Bertout*, *Astron. Astrophys.*, **211**, 99, 1989.
109. *В.П.Гринин*, *Астрофизика*, **16**, 243, 1980.
110. *I.Joncour, C.Bertout, F.Menard*, *Astron. Astrophys.*, **285**, L25, 1994.
111. *K.G.Strassmeier, A.D.Welty, J.B.Rice*, *Astron. Astrophys.*, **285**, L17, 1994.
112. *A.P.Hatzes*, *Astrophys. J.*, **451**, 784, 1995.
113. *J.B.Rice, K.G.Strassmeier*, *Astron. Astrophys.*, **316**, 164, 1996.
114. *I.Joncour, C.Bertout, J.Bouvier*, *Astron. Astrophys.*, **291**, L19, 1994.
115. *C.M.Johns-Krull, A.P.Hatzes*, *Astrophys. J.*, **487**, 896, 1997.
116. *Y.C.Unruh, A.Collier Cameron, E.Guenther*, *Mon. Notic. Roy. Astr. Soc.*, **295**, 781, 1998.
117. *M.Schussler, P.Caligari, A.Ferriz-Mas et al.*, *Astron. Astrophys.*, **341**, 503, 1996.
118. *J.Bouvier, E.Covino, O.Kovo et al.*, *Astron. Astrophys.*, **299**, 89, 1995.
119. *P.C.Myers, G.A.Fuller, R.D.Mathieu et al.*, *Astrophys. J.*, **319**, 340, 1987.
120. *M.Cohen*, *Astrophys. J.*, **270**, L69, 1983.
121. *A.I.Sargent, W.J.Welch*, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, **31**, 297, 1993.
122. *A.Dutrey, S.Guilloteau, M.Simon*, *Astron. Astrophys.*, **286**, 149, 1994.
123. *S.Guilloteau, A.Dutrey, M.Simon*, *Astron. Astrophys.*, **348**, 570, 1999.
124. *A.Dutrey, S.Guilloteau, L.Prato et al.*, *Astron. Astrophys.*, **338**, L63, 1998.
125. *S.Guilloteau, A.Dutrey*, *Astron. Astrophys.*, **339**, 467, 1998.

126. *G. Duvert, A. Dutrey, S. Guilloteau et al.*, *Astron. Astrophys.*, **332**, 867, 1998.
127. *C.R. O'Dell, Z. Wen, X. Hu*, *Astrophys. J.*, **410**, 696, 1993.
128. *C.R. O'Dell, Z. Wen*, *Astrophys. J.*, **436**, 194, 1994.
129. *K.R. Stapelfeldt, J.E. Krist, F. Menard et al.*, *Astrophys. J.*, **502**, L65, 1998.
130. *N.I. Shakura, R.A. Sunyaev*, *Astron. Astrophys.*, **24**, 337, 1973.
131. *D. Lynden-Bell, J.E. Pringle*, *Mon. Notic. Roy. Astr. Soc.*, **168**, 603, 1974.
132. *F.C. Adams, C.J. Lada, F.H. Shu*, *Astrophys. J.*, **326**, 865, 1988.
133. *S. Cabrit, S. Edwards, S.S. Strom, K.M. Strom*, *Astrophys. J.*, **354**, 687, 1990.
134. *M. Osterloh, S.V.W. Beckwith*, *Astrophys. J.*, **439**, 288, 1995.
135. *P. Artymovitz, S.H. Lubow*, *Astrophys. J.*, **421**, 651, 1994.
136. *M. Simon, L. Prato*, *Astrophys. J.*, **450**, 824, 1995.
137. *J. Bally, C.J. Lada*, *Astrophys. J.*, **265**, 824, 1983.
138. *C.J. Lada*, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, **23**, 267, 1985.
139. *A.I. Sargent, S. Beckwith*, *Astrophys. J.*, **323**, 294, 1987.
140. *R.D. Schwartz*, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, **21**, 209, 1983.
141. *L.V. Kuhi*, *Astrophys. J.*, **140**, 1409, 1964.
142. *A. Natta, C. Giovanardi*, *Astrophys. J.*, **356**, 646, 1990.
143. *S. Edwards, S.E. Strom*, in *Proc. of 5<sup>th</sup> Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar System and the Sun*, eds. J.L. Linsky, R.E. Stencel (Berlin: Springer), 1988, p.443.
144. *W.M. De Campli*, *Astrophys. J.*, **244**, 124, 1981.
145. *L. Hartmann, S. Edwards, A. Avrett*, *Astrophys. J.*, **261**, 279, 1982.
146. *M.T.V.T. Lago*, PhD Thesis, 1979.
147. *M.T.V.T. Lago*, *Mon. Notic. Roy. Astr. Soc.*, **210**, 323, 1984.
148. *A. Natta, C. Giovanardi, F. Palla*, *Astrophys. J.*, **332**, 921, 1988.
149. *R. Mundt, J.W. Fried*, *Astrophys. J.*, **274**, L83, 1983.
150. *M.J. McCaughrean, K. Stapelfeldt, L. Close*, in "Protostars and Planets", IV (eds. V. Mannings, A.P. Boss, S.S. Russel) Tucson: Univ. of Arizona Press, 2000, p.485.
151. *A. Königl*, in "Disks and Outflows in Young Stars", eds. S. Beckwith, J. Staude, A. Quetz, A. Natta, 1994, p.700.
152. *G.A. Hirth, R. Mundt, J. Solf*, in "Disks and Outflows in Young Stars", eds. S. Beckwith, J. Staude, A. Quetz, A. Natta, 1996, p.609.
153. *F. Hamann*, *Astrophys. J. Suppl.*, **93**, 485, 1994.
154. *J. Kwan, E. Tadamaru*, *Astrophys. J.*, **332**, L41, 1988.
155. *R. Mundt*, in *Formation and Evolution of Low Mass Stars*, eds. A.K. Dupree, M.T.V.T. Lago, Dordrecht: Reidel, 1988, p.257.
156. *G. Hirth, R. Mundt, J. Solf, T. Ray*, *Astrophys. J.*, **427**, 99, 1994.
157. *J. Woitas, T.P. Ray, F. Bacciotti et al.*, *Astrophys. J.*, **580**, 336, 2002.
158. *R.D. Blandford, D.G. Payne*, *Mon. Notic. Roy. Astr. Soc.*, **199**, 883, 1982.
159. *R. Pudritz, C.A. Norman*, *Astrophys. J.*, **274**, 677, 1983.
160. *Y. Uchida, K. Shibata*, *PASJ*, **36**, 106, 1984.
161. *M. Camenzind*, *Rev. Mod. Astron.*, ed. G. Klare, **3**, 234, 1990.
162. *A. Königl*, *Astrophys. J.*, **370**, L39, 1991.
163. *A. Duquennoy, M. Mayor*, *Astron. Astrophys.*, **248**, 485, 1991.

164. R.D. Mathieu, A.M. Ghez, E.L.N. Jensen, M. Simon, in *Protostars and Planets. IV* (eds. V. Mannings, A.P. Boss, S.S. Russel) Tucson: Univ. of Arizona Press, 2000, p.703.
165. C. Leinert, H. Zinneker, N. Weitzel et al., *Astron. Astrophys.*, **278**, 129, 1993.
166. R. Kohler, C. Leinert, *Astron. Astrophys.*, **331**, 977, 1998.
167. M. Simon, A.M. Ghez, Ch. Leinert et al., *Astrophys. J.*, **443**, 625, 1995.
168. M.G. Petr, V. Coude Du Foresto, S.V.W. Beckwith, A. Richichi, M. McCaughrean, *Astrophys. J.*, **500**, 825, 1998.
169. M. Simon, L.M. Close, T.L. Beck, *Astron. J.*, **117**, 1375, 1999.
170. A.M. Ghez, A.J. Weinberger, G. Neugebauer et al., *Astron. J.*, **110**, 753, 1995.
171. L. Prato, T.P. Greene, M. Simon, *Astron. Astrophys. Suppl.*, **201**, 2017, 2002.
172. B.W. Casey, R.D. Mathieu, L.P.R. Vaz et al., *Astron. J.*, **115**, 1617, 1998.
173. P. Corporon, A.M. Lagrange, H. Beust, *Astron. Astrophys.*, **310**, 228, 1996.
174. R.J. White, A.M. Ghez, I.N. Reid, G. Schultz, *Astrophys. J.*, **520**, 811, 1999.
175. G.H. Herbig, *Mem. Soc. R. Sci. Liege*, **19**, 13, 1970.
176. L.E. Cram, *Astrophys. J.*, **234**, 949, 1979.
177. N. Calvet, G. Basri, L. Kuhi, *Astrophys. J.*, **277**, 725, 1984.
178. N. Calvet, G. Basri, C. Imhoff, M. Giampapa, *Astrophys. J.*, **293**, 575, 1985.
179. C.C. Batalha, G. Basri, *Astrophys. J.*, **412**, 363, 1993.
180. L. Hartmann, E.H. Avrett, R. Loeser, N. Calvet, *Astrophys. J.*, **349**, 168, 1990.
181. A. Natta, C. Giovanardi, *Astron. Astrophys.*, **356**, 646, 1990.
182. N. Calvet, L. Hartmann, R. Hewett, *Astrophys. J.*, **386**, 229, 1992.
183. V.P. Grinin, A.S. Mitskevich, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, **185**, 107, 1991.
184. A.S. Mitskevich, A. Natta, V.P. Grinin, *Astrophys. J.*, **404**, 751, 1993.
185. R.K. Ulrich, *Astrophys. J.*, **210**, 377, 1976.
186. G. Basri, C. Bertout, *Astrophys. J.*, **341**, 340, 1989.
187. P. Hartigan, L. Hartmann, S. Kenyon et al., *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, **70**, 899, 1989.
188. P. Hartigan, S. Kenyon, L. Hartmann et al., *Astrophys. J.*, **382**, 617, 1991.
189. J.A. Valenti, G. Basri, C.M. Johns, *Astron. J.*, **106**, 2024, 1993.
190. P. Gosh, F.K. Lamb, *Astrophys. J.*, **232**, 259, 1979.
191. C.M. Johns-Krull, J.A. Valenty, J.L. Linsky, *Astrophys. J.*, **539**, 815, 2000.
192. S. Edwards, S.E. Strom, P. Hartigan et al., *Astron. J.*, **106**, 372, 1993.
193. E. Ostriker, F. Shu, *Astrophys. J.*, **447**, 813, 1995.
194. L. Hartmann, *Astrophys. J.*, **566**, L29, 2002.
195. N. Calvet, E. Gullbring, *Astrophys. J.*, **509**, 802, 1998.
196. S.A. Lamzin, *Astron. Astrophys.*, **295**, L20, 1995.
197. S.A. Lamzin, *Astron. Rep.* **42**, 322, 1998.
198. A.I. Gomez de Castro, S.A. Lamzin, *Mon. Notic. Roy. Astr. Soc.*, **304**, L41, 1999.
199. N. Calvet, L. Hartmann, *Astrophys. J.*, **386**, 239, 1992.
200. J. Muzerolle, L. Hartmann, N. Calvet, *Astron. J.*, **116**, 455, 1998.
201. J. Najita, J.S. Carr, A.T. Tokunaga, *Astrophys. J.*, **456**, 292, 1996.
202. L. Hartmann, R. Hewett, N. Calvet, *Astrophys. J.*, **426**, 669, 1994.
203. J. Najita, F.H. Shu, *Astrophys. J.*, **429**, 808, 1994.

204. *P.Saifer*, *Astrophys. J.*, **494**, 336, 1998.
205. *M.Camenzind*, in *IAU Symp.192, HH Flows and the Birth of Low Mass Stars*, eds. *B.Reipurth, C.Bertout* (Dordrecht: Kluwer), 1997, p.241.
206. *G.H.Herbig*, *Vistas in Astron.*, **8**, 109, 1966.
207. *G.Velin*, *Astron. Astrophys.*, **12**, 312, 1971.
208. *G.H.Herbig*, *Astrophys. J.*, **217**, 693, 1977.
209. *G.L.Grasdalen*, *Astrophys. J.*, **182**, 781, 1973.
210. *Е.И.Конацкая*, *Труды АО ЛГУ*, **42**, 136, 1989.
211. *В.А.Амбарцумян*, *Астрофизика*, **7**, 557, 1971.
212. *Л.В.Мирзоян*, *Астрофизика*, **18**, 463, 1982.
213. *L.Hartmann, S.J.Kenyon*, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, **34**, 207, 1996.
214. *B.Reipurth*, in *IAU Symp 137, Flare Stars in Star Clusters, Associations and the Solar Vicinity*, eds. *L.V.Mirzozjan, B.R.Pettersson, M.K.Tsvetkov* (Dordrecht: Kluwer), 1990, p.229.
215. *B.Reipurth, L.Hartmann, S.J.Kenyon, A.Smette, P.Bouchet*, *Astron. J.*, **124**, 2194, 2002.
216. *S.J.Kenyon, L.W.Hartmann, E.A.Kolotilov*, *Publ. Astron. Soc. Pacif.*, **103**, 1069, 1991.
217. *E.A.Kolotilov, S.J.Kenyon*, *IBVS 4494*, 1997.
218. *M.Ibrahimov*, *IBVS 4691*, 1999.
219. *Е.Н.Конацкая, В.П.Гринин, Д.Н.Шаховской, О.С.Шулов*, *Астрофизика*, **45**, 175, 2002.
220. *K.Crowell, L.Hartmann, E.H.Avrett*, *Astrophys. J.*, **312**, 227, 1987.
221. *G.H.Herbig, P.P.Petrov, R.Duemmler*, *Astrophys. J.*, **595**, 2003, in press.
222. *P.P.Petrov, R.Duemmler, I.Ilyin, I.Tuominen*, *Astron. Astrophys.*, **331**, L53, 1998.
223. *L.Hartmann, S.Kenyon*, *Astrophys. J.*, **299**, 462, 1988.
224. *S.J.Kenyon, L.Hartmann, R.Hewett*, *Astrophys. J.*, **325**, 231, 1988.