

# АКАДЕМИЯ НАУК АРМЯНСКОЙ ССР

# АСТРОФИЗИКА

ТОМ 13

АВГУСТ, 1977

ВЫПУСК 3

ОБОЗРЫ

## ВСПЫШЕЧНАЯ АКТИВНОСТЬ ЗВЕЗД ТИПА UV КИТА

Р. Е. ГЕРШБЕРГ

Приводится обзор различных аспектов вспышечной активности красных карликовых звезд. Он состоит из трех разделов: вспышки, активность вне вспышек, интерпретация наблюдений вспышек и физическая модель вспышечной активности.

Вспыхивающие звезды (в. з.) типа UV Кита — это наиболее многочисленный тип переменных в окрестностях Солнца: из 33 звезд, находящихся на расстоянии не более 4 пс от нас, по крайней мере 13 относятся к типу UV Кита. По-видимому, эти карликовые звезды поздних спектральных классов К и М составляют самый многочисленный тип переменных звезд Галактики.

В. з. были открыты Герцшпрунгом в 1924 г. и в конце 40-х годов было начато их систематическое изучение. История открытия и исследования этих объектов до конца 1969 г. подробно изложена в монографии [1], некоторые результаты двух последующих лет приведены в книге [2]. Однако за последние 5—6 лет объем фотометрических данных по этим объектам возрос на порядок величины, в 2—3 раза увеличилось количество спектральных и радионаблюдений, было открыто рентгеновское излучение вспышек, обнаружено тесное родство вспыхивающих и «пятнистых» звезд, выявлены общие свойства активности в. з. поля в окрестностях Солнца и в звездных скоплениях. Анализ всех этих данных позволяет существенно продвинуться от первоначальной чисто феноменологической картины вспышек к физической модели вспышечной активности звезд поздних спектральных классов в целом, к пониманию роли этой активности в эволюции звезд и места в. з. среди переменных разных типов.

1. *Вспышки*. Определяющая характеристика переменных типа UV Кита — это вспышечная активность: неперIODические и резкие повышения яркости, спектральный состав излучения которых существенно отличается от спектра излучения звезды в спокойном состоянии. Основные свойства этих вспышек таковы.

1.1. *Фотометрия (кривые блеска, цвет, временное распределение и распределение по энергиям)*. Кривые блеска вспышек звезд типа UV Кита асимметричны: быстрый всплеск яркости сменяется более плавным затуханием. Обычно возгорание вспышки длится от нескольких секунд до нескольких десятков секунд и восходящая ветвь кривой блеска имеет монотонный вид; однако наблюдаются и очень быстрое возгорание, когда фотометр с постоянной времени 1 сек регистрирует чисто инструментальный «мгновенный» подъем, и медленные вспышки, у которых максимум блеска достигается за время более 10 мин. Подавляющее большинство вспышек имеет узкий и острый максимум, но у 10—15% вспышек вблизи максимума происходят быстрые неправильные колебания блеска. Нисходящая ветвь кривой блеска вспышки, как правило, состоит из двух частей: фазы начального быстрого спада, скорость которого по абсолютной величине лишь в  $1.5 \div 3$  раза меньше скорости подъема к максимуму, и фазы медленного затухания, при котором блеск звезды очень плавно приближается к уровню спокойного состояния звезды. Переход от быстрого спада к медленному затуханию имеет место на уровне 0.3—0.4 максимального блеска вспышки. Кроме того, на нисходящей ветви кривой блеска вспышки часто обнаруживаются вторичные всплески. Характерное время полного угасания вспышки — от нескольких до  $20 \div 30$  минут, самая мощная из вспышек типа UV Кита, зарегистрированных в ходе фотоэлектрического патрулирования блеска звезды, — вспышка YZ CMi 19.1.69 — длилась более 4 часов [3], вспышка EV Lac 3.8.75 продолжалась более 3 часов [4].

Несмотря на ряд общих свойств кривых блеска вспышек, трудно найти две вспышки с идентичными кривыми блеска, особенно если наблюдения ведутся с хорошим временным разрешением. При наблюдениях с малым уровнем шумов иногда перед резким подъемом к максимуму обнаруживаются небольшие предвспышки: плавные повышения яркости в течение времени порядка минуты до  $1/5 \div 1/3$  амплитуды предстоящей вспышки. Наконец, существуют достоверные данные о нескольких случаях небольшого понижения блеска звезды ниже его нормального уровня непосредственно перед подъемом к максимуму.

На одной и той же звезде типа UV Кита происходят вспышки весьма разные по амплитуде и длительности и с различными кривыми блеска. Диапазон полного излучения (в полосе В) вспышек, зарегистрированных на различных звездах, простирается от  $10^{27}$  до  $3 \times 10^{34}$  эрг, а светимость вспышек вблизи максимума блеска достигает  $10^{31}$  эрг/сек. (Полное излуче-

ние вспышки YZ CMi 19.1.69 в полосе U составило  $7 \times 10^{34}$  эрг, а ее светимость в максимуме —  $2 \times 10^{32}$  эрг/сек; более  $10^{34}$  эрг излучила в полосе U вспышка YY Gem 31.10.71 [5], полное излучение вспышки EV Lac 3.8.75 во всем оптическом диапазоне составило  $4 \times 10^{33}$  эрг [4]). Полное излучение вспышки, время ее возгорания и абсолютная скорость нарастания светимости вспышки являются статистически независимыми величинами, но абсолютная светимость в максимуме и абсолютная скорость угасания вспышки сразу после максимума связаны статистическим соотношением, общим для вспыхивающих звезд в диапазоне абсолютных светимостей от  $8^m$  до  $16^m$  [6].

Согласно [7], между полными энергиями излучения вспышек в полосах UVB существует четкая статистическая связь  $E_U = (1.20 \pm 0.08) E_B = (1.79 \pm 0.15) E_V$ , справедливая в диапазоне энергий от  $10^{27}$  до  $10^{34}$  эрг; это довольно «синее» излучение. Положения около двух сотен вспышек на двухцветной диаграмме U—B, B—V вблизи моментов максимума блеска по данным [8—10] приведены на рис. 1. Вспыхивающие же звезды в спокойном состоянии — это самые красные звездные объекты в этой системе. Поэтому эффект контраста приводит к быстрому увеличению амплитуды вспышки при переходе к наблюдениям с меньшей эффективной длиной волны. (Из этого обстоятельства не следует, однако, делать вывод, что наблюдения в полосе U всегда наиболее информативны. Из-за красного цвета в з. фотометрические измерения в ультрафиолете раньше сталкиваются с квантовыми шумами регистрируемого потока излучения, чем фотометрические измерения в области больших длин волны, и с переходом ко все более слабым объектам увеличение шума в записи фотометрического стандарта — звезды вне вспышки — не компенсируется уже большей амплитудой полезного сигнала — вспышки. Как показала Шаховская [11], для каждого телескопа, оснащенного фотометром, который достигает квантового шума регистрируемого потока, существует такая критическая видимая величина звезды (определяемая размером телескопа, цветами звезды и вспышки и астроклиматическими условиями наблюдений), что фотэлектрические наблюдения с целью регистрации вспышек на звездах ярче этой критической величины следует вести в полосе U, а на более слабых звездах — в полосе B. К такому выводу наблюдатели приходят и чисто экспериментальным путем [12].) Проблемы обнаружения предельно слабых вспышек и влияние селекции наблюдений на получаемые статистические характеристики вспышечной активности звезд рассмотрены в [13—17].

В настоящее время существует несколько весьма обширных рядов фотометрических наблюдений вспышек: результаты участников международных кооперативных программ, наблюдения Кункеля, выполненные на обсерваториях МакДональд (США) и Черро Тололо (Чили), наблюдения

Кристалды и Родано, проведенные в Катании (Италия), и наблюдения Моффетта, выполненные на обсерватории МакДональд.

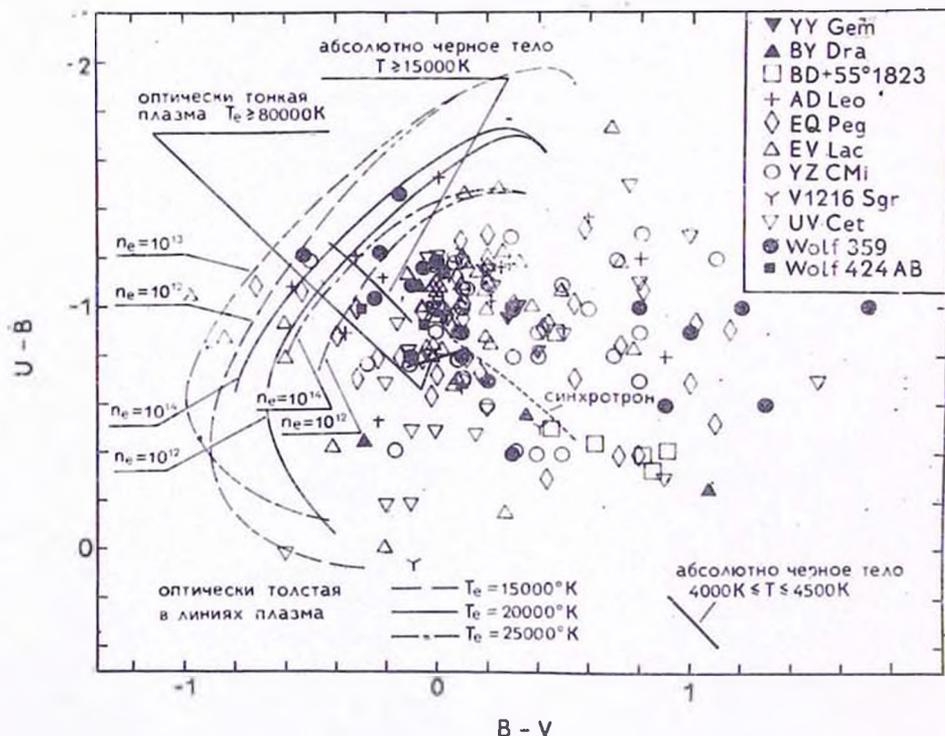


Рис. 1.

С 1967 г. в течение ряда лет Рабочая группа по в. з. Комиссии переменных звезд МАС организовывала кооперативные наблюдения этих объектов. Первоочередная задача международной кооперации состояла в получении круглосуточного патруля блеска с целью поиска возможных периодичностей во временном распределении вспышек. Рабочая группа ежегодно отбирала 4—7 звезд типа UV Кита и рекомендовала проводить патрульные наблюдения этих объектов в течение определенных 10—20 суток. До конца 1973 г. было проведено около 30 подобных кампаний; в них приняли участие астрономы более 20 обсерваторий Австралии, Великобритании, Венгрии, Греции, Индии, Италии, Новой Зеландии, Норвегии, Польши, СССР, США, Югославии, Южной Африки, Японии. Общая продолжительность выполненных фотоэлектрических наблюдений превышает 2500 часов, число зарегистрированных вспышек (в основном — в полосе В) составляет несколько сот. Сводка результатов кооперативных наблюдений (по 1971 г.) и анализ однородности и полноты полученных данных приведены в [13].

Кункель зарегистрировал около 1000 вспышек, наблюдая красные карликовые звезды в полосе U [14]. Кристальди и Родоно за 2255 часов патрульных наблюдений зарегистрировали более 500 вспышек и опубликовали около сотни кривых блеска вспышек, многие из которых регистрировались на трехканальном фотометре во всех полосах UVV-системы [18]. Моффетт ведет наблюдения с быстродействующим фотометром, с помощью которого он может исследовать тонкие детали кривых блеска вспышек; число обнаруженных им вспышек уже превышает 500 [10, 19]. Все эти данные в той или иной степени использовались для различных статистических исследований.

Используя результаты кооперативных наблюдений, Оскания и Терсбиж [20, 21] провели наиболее полное рассмотрение временного распределения вспышек. Они исследовали распределение числа вспышек в фиксированных интервалах времени, распределение интервалов времени от начала наблюдений до первой вспышки, распределение интервалов времени между последовательными вспышками и распределение числа временных интервалов непрерывных наблюдений, содержащих определенное число вспышек. В результате было найдено, что в целом истинное временное распределение вспышек с высокой степенью надежности соответствует пуассоновскому распределению, но число очень близких вспышек несколько превышает ожидаемое число при случайном распределении. Аналогичные выводы были получены также Кункелем [17]. И статистический анализ наблюдений Моффетта [7] показал, что распределение интервалов времени между последовательными вспышками соответствует случайному распределению вспышек. Согласно Лукацкой [22], в распределении вспышек UVSet нет периодических составляющих с периодом менее 30 часов. По-видимому, отмеченные некоторыми наблюдателями свидетельства периодичности вспышек (эти свидетельства перечислены в [13]) следует отнести за счет малой статистики и модулирующего эффекта периодичностей в расписании наблюдений [23].

Согласно [7], нет корреляции между полной энергией излучения вспышки и временем, прошедшим после предыдущей вспышки на звезде.

Общий уровень вспышечной активности звезды не удается охарактеризовать одной какой-либо величиной, и разные исследователи использовали в качестве подходящей характеристики среднюю частоту вспышек, среднюю амплитуду, среднюю энергию вспышек и полную энергию вспышек, отнесенную к спокойному излучению звезды. Следует отметить, что различия в видимых и абсолютных величинах в. з. вызывают эффекты наблюдательной селекции, которые по-разному влияют на перечисленные параметры.

Пти [24] нашел, что средняя частота регистрируемых вспышек систематически возрастает с увеличением абсолютной величины в. з. Гурзаян [25] показал, что при переходе к абсолютно более слабым звездам

вместе с частотами возрастают и средние наблюдаемые амплитуды вспышек, но общая энергия вспышек при этом убывает, хотя отношение суммарной энергии зарегистрированных вспышек к постоянному излучению звезды увеличивается. Кристалды и Родоно [9] уточнили результаты [26, 13, 14] о суммарном излучении вспышек: они нашли, что вклад вспышек в общую светимость звезды в полосе В составляет более 1% у  $M_V \approx 16^m$  и падает до 0.03% к  $M_V \approx 8^m$ ; из установленной по 9 объектам четкой зависимости относительного вклада вспышек в полную светимость звезды от ее абсолютной светимости явно выпадает как звезда с аномально низкой активностью V 1216 Sgr: ее вспышки дают лишь около 0.03% суммарного излучения звезды при  $M_V \approx 13^m$ . Согласно [7], для 8 в. з. в диапазоне  $M_V$  от  $8^m.4$  до  $16^m.6$  средняя величина  $\lg E_U$  соответствует эквивалентной продолжительности вспышки около 100 сек, то есть средняя энергия регистрируемых вспышек растет линейно со светимостью звезды; усредненная же по времени светимость зарегистрированных вспышек изменяется со светимостью звезды  $L_U$  как  $(L_U)^{0.77}$ , а с учетом слабых вспышек, находящихся ниже порога обнаружения, — как  $(L_U)^{0.6-0.7}$ . Кристалды и Родоно [9] высказали предположение о существовании абсолютного максимума вспышечной активности, который имеет место у звезд K0 и составляет  $9 \times 10^{25}$  эрг/сек в полосе В, то есть  $2 \times 10^{-4}$  стационарного излучения этих звезд.

Осканиян и Теребиж [15] обнаружили значительное сходство в распределении по амплитудам и в функциях частот вспышек звезд AD Leo, EV Lac и YZ CMi, чьи абсолютные светимости близки друг к другу, и заметное отличие соответствующих характеристик самой UV Cet, которая абсолютно в десятки раз слабее этих трех звезд. Наиболее полную картину распределения вспышек по энергиям и зависимости частоты вспышек от энергии дает энергетический спектр вспышек, впервые рассмотренный Чугайновым [27, 16]. Детальный анализ такого спектра на основе кооперативных наблюдений в з. был выполнен Гершбергом [13]. Оказалось, что энергетический спектр вспышек наиболее активных звезд в окрестностях Солнца в диапазоне энергий вспышек от  $10^{10}$  до  $10^{22}$  эрг может быть представлен степенной зависимостью вида  $\nu(E) \propto E^{-1.7}$ , где  $\nu(E)$  — средняя частота вспышек с энергией  $E$ . При таком спектре основной вклад в суммарное излучение вспышек вносят редкие, но наиболее мощные вспышки. Энергетический спектр самой UV Cet прослеживается до менее мощных вспышек и оказывается более мягким, при этом возрастает вклад слабых вспышек в суммарном излучении вспышек. Подтверждая [13], энергетический спектр вспышек, зарегистрированных Моффеттом на 8 в. з., представляется в виде  $\nu(E) \propto E^{-(1.4-2.0)}$ , причем у абсолютно более ярких звезд спектр систематически более жесткий [7]. Краснобабцев и Герш-

берг [28] нашли, что сходным энергетическим спектром обладают и в. з. в скоплениях, и, более того, на плоскости ( $\lg \nu$ ,  $\lg E$ ) энергетические спектры вспышек звезд разных возрастов и абсолютных светимостей занимают сравнительно узкую полосу. Физический смысл универсальности энергетического спектра вспышек, происходящих на столь различных звездах и охватывающих диапазон энергий вспышек в 6 порядков величины, остается невыясненным.

Кункель [14, 17] подробно исследовал распределения вспышек по их абсолютной светимости в максимуме блеска и нашел, что средняя частота вспышки  $R$  с абсолютной светимостью в шкале звездных величин  $m$  удовлетворяет соотношению  $R(m) = \exp[a(m - m_0)]$ , где  $a$  — некоторая постоянная и  $m_0$  — светимость вспышек, для которых на рассматриваемой звезде  $R=1$ . Величина  $a$  аналогична спектральному индексу в описанных выше энергетических спектрах вспышек, и, как показали исследования, она практически одинакова для дюжины изученных Кункелем в. з. Взаимосвязь энергетических спектров вспышек и распределений вспышек по абсолютным светимостям в максимуме блеска обсуждалась в [17, 28].

Известна статистическая связь абсолютной светимости звезды и средней длительности регистрируемых на ней вспышек: у более ярких звезд вспышки более продолжительны. Однако не ясно, существует ли физическая связь светимости звезды со средней скоростью развития вспышки или наблюдаемая зависимость отражает лишь селекцию наблюдений: на более ярких звездах доступны наблюдениям лишь более мощные вспышки, которые, как правило, и более продолжительны [29—31].

Анализ имеющихся сейчас обширных рядов фотометрических наблюдений показывает, что отмечавшиеся ранее изменения параметров вспышечной активности различных звезд от сезона к сезону являются случайными отклонениями статистически определяемых величин, а не реальными изменениями уровня активности [14, 20, 27, 32]. Единственным исключением является, по-видимому, звезда V 1054 Oph = Wolf 630, у которой Кункель [33] обнаружил заметные колебания параметра  $m_0$  с периодом, равным орбитальному периоду этой двойной системы.

1.2. *Спектры (непрерывная и линейчатая эмиссия, временное развитие спектра вспышки, ширины, контуры и сдвиги эмиссионных линий, бальмеровский декремент)*. Спектр вспышки звезды типа UV Кита резко отличается от спектра звезды в спокойном состоянии и быстро меняется по мере развития вспышки. Отличительные спектральные особенности вспышек — это сильная непрерывная короткоживущая эмиссия в ультрафиолетовой и синей областях и интенсивные эмиссионные линии с более медленным развитием.

Получение спектров вспышек требует продолжительных наблюдений на крупном телескопе, и до настоящего времени зарегистрировано лишь несколько десятков спектров около двух десятков вспышек; достаточно подробные спектральные данные получены лишь для нескольких довольно мощных и сравнительно продолжительных вспышек. Поэтому исходные данные для спектрального анализа вспышек несравненно беднее фотометрических данных. Лучшее временное разрешение, достигнутое при спектральных наблюдениях вспышек, составляет 20—30 секунд, а реальное разрешение по спектру не лучше нескольких ангстрем. Практически все спектры вспышек с высоким временным разрешением получены на Шайновском рефлекторе в Крыму, на телескопе Струве и других рефлекторах обсерватории МакДональд. Если не считать нескольких сообщений, в которых на основании обнаруженных спектральных изменений красных карликовых звезд сделан вывод об их принадлежности к переменным типа UV Кита, то публикации [8, 34—48, 5] исчерпывают, по-видимому, все имеющиеся спектральные данные по вспышкам.

Непрерывная эмиссия вспышек обнаруживается в их начальной фазе развития и изменяет до неузнаваемости коротковолновую область спектра звезды. Эта эмиссия простирается в ультрафиолет далеко за бальмеровский предел, а в синей области замыкает даже такие сильные абсорбционные линии, как  $\lambda 4227 \text{ \AA Cal}$ . В визуальной и красной областях непрерывная эмиссия практически не заметна и может быть обнаружена лишь при аккуратных измерениях изменений глубин линий и полос абсорбционного спектра; в качественном же отношении абсорбционный спектр в этих областях длин волн даже во время самых сильных вспышек остается неизменным.

Вблизи бальмеровского предела непрерывное излучение вспышек обнаруживает эмиссионный скачок, величина которого, согласно спектральным измерениям, оценивается в пределах от  $\lg I_-/I_+ = 0.76$  [8] до 0.15 [42]; спектроколориметрические измерения [49, 50] дали свидетельства систематического изменения величины скачка: 0.36 — на восходящей ветви, 0.16 — вблизи максимума и более 0.4 — на нисходящей ветви кривой блеска вспышек.

Спектральные наблюдения Моффетта и Болпа [45, 5] показали, что именно непрерывная эмиссия определяет быстрый подъем блеска вспышки к максимуму, а также вторичные резкие всплески яркости. Подобие цветов быстрых всплесков и восходящей ветви сильной вспышки обнаружено также многоцветными наблюдениями [4]. Эффективная длительность сильного непрерывного излучения вспышек не превышает 1—3 минут, и высвечивание непрерывной эмиссии соответствует переходу к фазе медленного затухания вспышки.

Однако в тех случаях, когда перед резким всплеском яркости наблюдался плавный подъем блеска, этот последний был обусловлен в основном линейчатой эмиссией [45, 5]. В спектре вспышек появляются сильные эмиссионные линии: бальмеровская серия водорода, которая прослеживается до  $H_{11}$  [8], линии нейтрального гелия, эмиссия в линиях H и K CaII. В спектрах вспышек самой UV Cet была зарегистрирована эмиссионная линия ионизованного гелия  $\lambda 4686 \text{ \AA}$  [35, 39], а также линия нейтрального магния [45]; эмиссия нейтрального магния заподозрена также во вспышке Wolf 359 [40]; на спектрах вспышек EV Lac и YY Gem, полученных в куде, обнаружено усиление эмиссии линии нейтрального кремния  $\lambda 3905 \text{ \AA}$  [46, 48]. К сожалению, необходимость использовать спектральную аппаратуру умеренного разрешения ограничивает возможности обнаружения и анализа слабых эмиссионных линий в спектрах вспышек.

При резком возгорании вспышки интенсивность линейчатой эмиссии нарастает медленнее, чем излучение в коротковолновом континууме, и максимум излучения вспышки в линиях достигается обычно позднее, чем максимум непрерывного излучения. Вблизи максимума блеска вспышки линейчатая эмиссия дает лишь  $5 \div 11\%$  общего излучения вспышки в полосе В, но к фазе медленного угасания эта доля возрастает до  $16 \div 28\%$  [5]. Эмиссия в линиях разных элементов развивается по-разному. Линии гелия обнаруживаются в начальной фазе вспышки одновременно с непрерывной эмиссией и исчезают вскоре после угасания этой эмиссии; в некоторых вспышках гелиевая эмиссия вообще не обнаружена. Водородные линии эффективно излучают практически на протяжении всей вспышки, а излучение кальция нарастает медленнее других излучений и очень медленно затухает, оно было обнаружено даже через несколько часов после сильной вспышки [47]. Согласно [5], в 7 вспышках на 4 звездах максимум излучения в линии  $H_{\beta}$  наступил через  $1 \div 19$  минут, а максимум в линии K CaII — через  $4 \div 52$  минуты после максимума непрерывного излучения, причем с переходом от слабых к абсолютно более ярким звездам это время запаздывания систематически возрастало.

Различия в развитии непрерывной и линейчатой эмиссии вспышек приводят к весьма сложной и неоднозначной зависимости между блеском звезды и эквивалентными ширинами эмиссионных линий во время вспышек. На самой UV Cet в моменты максимума блеска сильных вспышек эквивалентная ширина эмиссии  $H_{\beta}$  составляет от полутора-двух до нескольких десятков ангстрём, наблюдаемые эквивалентные ширины других линий бальмеровской серии еще больше, а вскоре после исчезновения короткоживущей непрерывной эмиссии континуум вблизи высших членов бальмеровской серии и линий CaII столь ничтожен, что вообще не удается измерить эквивалентные ширины этих эмиссий. У более ярких вспыхи-

вающих звезд амплитуды вспышек обычно меньше и соответственно менее контрастны спектральные проявления вспышек.

Ширины эмиссионных линий в спектрах вспышек обычно возрастают на несколько ангстрём, максимальные зарегистрированные ширины на уровне половинной интенсивности достигают  $10 \div 15 \text{ \AA}$  [40, 42, 43]. Наблюдаемые ширины линий слабо коррелируют с их интенсивностью: в менее мощных вспышках иногда наблюдаются весьма широкие линии, в других вспышках ширины линий максимальны в момент максимума блеска, в других — несколько позже, когда максимальны эквивалентные ширины линий. Обычно с развитием вспышки ширины линий довольно быстро уменьшаются, но зарегистрирован случай, когда интенсивности линий уже вернулись к предвспышечному уровню, а ширины еще оставались увеличенными [43]. Уширение линий во время вспышек имеет явно недоплеровскую природу, так как на спектрах, охватывающих несколько бальмеровских линий, отношение  $\Delta\lambda/\lambda$  меняется от линии к линии. Уширение кальциевых линий, видимо, несколько меньше, чем линий водородной эмиссии.

Крайне скудны данные о профилях эмиссионных линий вспышек. Известно, что вблизи максимума блеска иногда обнаруживается асимметрия профилей: «красное» крыло линии оказывается более протяженным, чем «синее» [42, 43, 45, 48]. Были зарегистрированы также плоские вершины контуров водородных линий с небольшими центральными понижениями интенсивности [43].

Немногочисленны данные и о смещениях эмиссионных линий в спектрах вспышек. Джой [37] заподозрил смещение эмиссии вспышки UV Cet относительно ее абсорбционного спектра на  $+30 \text{ км/сек}$ . Гринштейн и Арп [40] оценили сдвиг кальциевой эмиссии вспышки Wolf 359 величиной  $-59 \text{ км/сек}$ , а сдвиг водородной эмиссии — величиной  $-23 \text{ км/сек}$  относительно соответствующих эмиссий перманентного эмиссионного спектра звезды. Однако в обоих случаях наблюдатели отмечают неуверенность полученных оценок. Кулапова и Шаховская [43] нашли, что сдвиг эмиссии  $H_{\alpha}$  вспышки AD Leo от нормального положения этой эмиссии в спектре спокойного состояния звезды не превышает  $45 \text{ км/сек}$ . Еще более жесткое ограничение на возможный сдвиг линий в спектрах двух вспышек EV Lac дали наблюдения Боппа [48].

Относительные интенсивности эмиссионных линий водорода в спектрах вспышек обычно весьма медленно убывают с ростом номера линии, то есть вспышки характеризуются пологим бальмеровским декрементом. В нескольких сильных вспышках зарегистрирован даже инверсный декремент:  $I_{n_2} < I_{n_1} < I_{n_0}$ . По мере угасания вспышки высшие члены бальмеровской серии затухают быстрее, чем первые члены серии, и бальмеровский декремент перестает быть инверсным и становится все более крутым. Результа-

ты измерений относительных интенсивностей эмиссионных линий водорода приведены в [8, 51, 45, 5].

Обладая перечисленными общими свойствами, спектральные характеристики вспышек обнаруживают вместе с тем значительное разнообразие. Хорошим примером неповторимости спектров вспышек могут служить две последовательные вспышки самой UV Cet, разделенные промежутком времени в 13 минут и детально описанные Боппом и Моффеттом [45].

1.3. *Поляриметрические наблюдения* вспышек могут дать астрофизическую информацию лишь при условии, что полный цикл одного измерения параметров поляризации существенно короче характерного времени изменения блеска звезды, а питающий телескоп достаточно велик, чтобы естественные ошибки такого измерения были значительно меньше измеряемых величин. Не все выполненные к настоящему времени поляриметрические наблюдения вспышек звезд типа UV Кита [52—60] удовлетворяют этому необходимому условию. Наиболее уверенные поляриметрические данные были получены в Крыму Ефимовым и Шаховским [55] при наблюдениях на 2.6 м Шайновском рефлекторе. Они измерили параметры поляризации излучения сильной вспышки звезды EV Lac в трех точках на восходящей ветви кривой блеска, в момент максимума блеска и в 21 точке на нисходящей ветви и нашли, что с точностью до ошибок измерений ( $\pm 0.5\%$ ), которые были обусловлены в основном статистикой квантов регистрируемого потока, излучение вспышки в области В неполяризовано. Верхние пределы степени поляризации излучения умеренных и слабых звездных вспышек были получены также Варданяном, Григоряном и Ерицяном. Но в сообщениях об обнаружении переменной поляризации во время сильных вспышек не приводится исчерпывающий анализ ошибок измерений, который убеждал бы в астрофизической значимости этих результатов.

1.4. *Радиоизлучение* вспышек звезд типа UV Кита зарегистрировано в диапазоне длин волн от 6 см до 15 м. Это излучение имеет явно нетепловую природу: в области метровых волн яркостная температура этого излучения часто превышает  $10^{11}$  К и есть подозрения, что она может достигать  $10^{11} \div 10^{20}$  К [61, 62].

Как и спектральные исследования, радиоастрономические наблюдения звездных вспышек требуют много времени крупнейших радиотелескопов, и основные результаты в этих исследованиях получены Ловеллом с помощью радиотелескопа в Джодрелл Бэнк в Англии, Сли и Хиггинсом на кресте Миллса и на рефлекторе в Парксе в Австралии и Шпэнглером, Ранкином и Шайном на радиотелескопе в Аресибо в Пуэрто-Рико. Данные по ра-

диовспышкам звезд типа UV Кита, охватывающие исследования до 1971 г., приведены в [1, 61, 62].

Несмотря на сравнительную немногочисленность радиоастрономических наблюдений, они обнаружили значительное разнообразие радиовспышек звезд.

Чаще других регистрируются радиовспышки, которые начинаются за несколько минут до оптического максимума, имеют плавный подъем кривой радиояркости с максимумом через несколько минут после оптического максимума и общую длительность, сравнимую с длительностью оптических вспышек. Спектральный индекс таких радиовспышек в метровом диапазоне длин волн около  $-1.5$ . Реже регистрируются события, где обнаруживается запаздывание максимума радиоизлучения на низких частотах по сравнению с максимумом излучения на более высоких радиочастотах; в таких вспышках обнаруживается более пологий спектр и излучение на низких частотах более продолжительно.

Весьма сложную картину показала вспышка звезды V 571 Ori 30.II.62, длившаяся около получаса и изученная на 3 радиочастотах: всплески излучения на 19.7 и 1410 *MHz* были зарегистрированы в начальной фазе этой вспышки, а на частоте 410 *MHz* была получена подробная кривая радиояркости вспышки, которая имела в целом довольно симметричный колокообразный вид с полудюжиной резких «замираний» длительностью от 6 до 20 сек на нисходящей ветви [63].

При патрулировании в э. на нескольких радиочастотах вспышки чаще всего обнаруживаются на самой низкой из частот [64], но вспышка UV Cet 8.10.67. была обнаружена на 11 см и не зарегистрирована в области больших длин волн [65], а вспышка YZ CMi [66] была зарегистрирована одновременно на 6 см и 1.87 м.

Вспышка YZ CMi 19.1.69, которая излучала в оптике в течение 4 часов, сохраняла заметную радиосветимость на 240 и 408 *MHz* более 3 часов [67]. Спектральный индекс радиоэмиссии в период медленного затухания был заключен в пределах от  $-1.0$  до  $-2.5$ , а по некоторым характерным деталям кривых радиояркости можно было обнаружить дрейф излучения по частоте со скоростью  $0.5 \div 0.7$  *MHz/сек*. Полная энергия радиоизлучения этой вспышки составила около  $3 \times 10^{26}$  эрг.

11.10.72 радиоизлучение звезды UV Cet на частоте 408 *MHz* начало плавно возрастать одновременно с развитием быстрой оптической вспышки большой амплитуды ( $\Delta B > 4^m 5$ ), но через несколько минут, когда оптическое излучение вспышки уже практически затухло, произошел сильный радиовсплеск, который достиг максимума лишь через 11 минут после оптического максимума и медленно угасал около 40 минут [68]. Сходная ситуация имела место и при слабой вспышке EV Lac 2.10.72 [69].

С конца 1973 г. радиоастрономические наблюдения в з. ведутся на крупнейшем радиотелескопе Аресибо, где достигнута чувствительность, на порядок величины превосходящая чувствительность прежних радиоизмерений. В результате за 140 часов наблюдений 4 звезд удалось зарегистрировать 26 радиовсплесков, многие из которых сравнительно слабые (десятые доли  $10^{-26}$  вт/м<sup>2</sup>Гц) и короткие (до 5 ÷ 15 секунд) [70]. Средняя частота таких всплесков на метровых волнах оказалась сравнимой со средней частотой оптических всплесков на соответствующих звездах при фотоэлектрическом патрулировании их блеска с помощью телескопа среднего размера. Спектральный индекс таких радиовсплесков оказался в диапазоне от —1.4 до —4.3. Длительность этих радиовсплесков на 196 МГц систематически превосходит длительность излучения на 318 и 430 МГц, однако в 2 из 4 зарегистрированных на 196 и 318 МГц радиовсплесков YZ CMi максимум радиояркости на высокой частоте предшествовал максимуму радиояркости на низкой частоте, а в двух других всплесках — наоборот; радиовспышка звезды Wolf 424 достигла максимума на этих частотах одновременно.

Во время вспышки AD Leo 1.4.74 была обнаружена сильная круговая поляризация излучения на частоте 430 МГц: 56% в момент максимума и до 92% на нисходящей ветви кривой радиояркости; степень линейной поляризации в течение всей этой вспышки, длившейся около 40 секунд, составляла около 20% [71].

Шпэнглер и Моффетт [72] проанализировали одновременные наблюдения в з., проводившиеся в начале 1974 г. на 91 и 76 см рефлекторах обсерватории МакДональд и радиотелескопе Аресибо. За время этих наблюдений было зарегистрировано 62 оптические вспышки. Независимый анализ радиоданных привел к обнаружению 13 радиовсплесков, а при использовании известных моментов оптических всплесков удалось выявить еще 15 радиовсплесков. Обнаружено значительное разнообразие временных соотношений и вида кривых блеска в оптическом диапазоне и кривых радиояркости на различных частотах; в большинстве случаев радиомаксимум на частоте 318 МГц наступал через 0 ÷ 5 минут после оптического максимума, но найдены вспышки, где соотношение было обратным, а вспышка YZ CMi 3.12.75. [66] началась в U полосе и на радиочастотах 196 и 318 МГц одновременно с точностью  $\pm 2$  сек. Радиовспышки не показали четкой тенденции ассоциироваться только с сильными вспышками, хотя у 2 из 3 самых сильных оптических всплесков было зарегистрировано сильное радиоизлучение.

1.5. Жесткое излучение звездных всплесков впервые было зарегистрировано со спутника ANS во время вспышки звезды YZ CMi 19.10.74. [73, 74]. В областях мягкого (0.2 ÷ 0.28 Кэв) и среднего (1 ÷ 7 Кэв) рентгена быстрый всплеск излучения произошел практически одновременно, но в

мягком рентгене вспышка наблюдалась в течение 6 минут, а в более жесткой области — только 1.5 минуты. Максимальная светимость вспышки в указанных диапазонах достигала  $2.5 \times 10^{29}$  и  $3.6 \times 10^{30}$  эрг/сек, а полное излучение —  $4 \times 10^{31}$  и  $2 \times 10^{32}$  эрг соответственно.

8.1.75 в оптике и в рентгене была зарегистрирована вспышка звезды UV Cet [74]. Излучение в области мягкого рентгена регистрировалось в течение 48 сек, начиная с момента оптического максимума вспышки, хотя в оптике вспышка продолжалась около 4 мин. В момент максимума рентгеновская светимость составляла  $6 \times 10^{28}$  эрг/сек, а полное рентгеновское излучение вспышки превысило  $3 \times 10^{30}$  эрг.

В конце 1975 г. были организованы одновременные наблюдения п. з. YZ CMi в оптике, радио- и рентгеновском диапазонах [66]. Во время 15 из 22 вспышек, зарегистрированных в оптических лучах, и во время 7 зарегистрированных радиовспышек проводились и рентгеновские наблюдения звезды, но ни разу не было обнаружено излучение, превышающее уровень  $3\sigma$  в рентгене. Три самые сильные оптические вспышки позволили оценить верхнюю границу этого излучения:

$$I. (0.25 \div 0.8 K_{эв})/L_B \leq 0.26 \div 0.39.$$

Карицкая [75] связывает с активностью звезд типа UV Кита и обнаруженные недавно спорадические всплески космического  $\gamma$ -излучения. Возможно, что вспышки UV Cet-звезд излучают также мягкие космические лучи [61, 76].

2. *Активность вне вспышек.* Энергетический спектр вспышек звезд типа UV Кита определенно простирается в область малых энергий за пределы фотометрически регистрируемых всплесков и естественно считать, что в излучение в. з., находящиеся в состоянии минимального блеска, малые, отдельно не регистрируемые вспышки могут вносить определенный вклад. Существенные изменения спектрального состава излучения во время регистрируемых вспышек дают, однако, основание полагать, что вклад слабых вспышек в минимальный блеск звезд невелик. Поэтому с точностью до этого малого эффекта в. з. в минимальном блеске можно считать звездами вне вспышек или в спокойном состоянии.

Характерные особенности в. з. вне вспышек — это сильный эмиссионный спектр и малые квазипериодические колебания блеска.

2.1. *Эмиссионный спектр.* Спектрограммы в. з., полученные вне вспышек даже с малой дисперсией, обычно обнаруживают сильные эмиссионные линии ионизованного кальция и водорода. Как показала Шаховская [77], между интенсивностью этого эмиссионного спектра, которую можно характеризовать эквивалентной шириной линии H<sub>ε</sub>, и уровнем вспышеч-

ной активности звезды, который можно определить отношением усредненной по времени переменной компоненты светимости к постоянной компоненте светимости звезды, существует четкая положительная корреляция: у самых активных вспыхивающих объектов YZ CM1 и UV Cet  $W_{H\alpha} = 8 \div 14$  А и светимость вспышек составляет около 1% светимости звезды в области В; у звезд с  $W_{H\alpha} \approx 1 \div 2$  А относительная светимость вспышек в 20—30 раз ниже; существуют, наконец, звезды с самым низким уровнем вспышечной активности — SZ UM1 и BD +43°44 А, у которых эмиссия, видимо, столь слаба, что не обнаруживается на спектрах с низкой дисперсией. Эта корреляция была успешно использована Андерсеном и Петтерсеном [12, 78] для поиска новых в. з. Согласно [79], максимум абсолютной поверхностной яркости хромосферы в линии К CaII, как и абсолютный максимум вспышечной активности [9], имеет место у звезд спектрального класса K0.

Спектрограмма в. з. EV Lac с высокой дисперсией (9 А/мм) была получена вне вспышки Вилсоном [80]. Абсорбционный спектр EV Lac оказался практически идентичным абсорбционному спектру нормальной звезды того же класса dM4, а в эмиссии, кроме водорода и ионизованного кальция, были обнаружены линии H $\alpha$ , CaI, FeI и SiI; никаких следов линии HeII  $\lambda$  4686 А не было найдено. Измеренные ширины водородных линий показали, что электронная температура излучающей эти линии среды не превосходит 14000 °К. Бопп [46] подтвердил заподозренную еще Струве и Зеберге [81] систематическую разность  $\tau$ -скорости эмиссионного и абсорбционного спектров спектрально-двойной системы YY Gem, где оба компонента вспыхивают:  $V_{эм} - V_{абс} = -7 \pm 2$  км/сек.

Относительные интенсивности водородных линий эмиссионного спектра разных в. з. оказались весьма сходны между собой и близки к бальмеровскому декременту солнечной хромосферы [77, 82], отношения же интенсивностей кальциевой и водородной эмиссии в. з. разной абсолютной светимости заметно различаются: у абсолютно более ярких звезд это отношение систематически больше [77].

Сопоставление крымских спектрограмм ряда в. з., полученных в разное время, привело к обнаружению переменной интенсивности их эмиссионного спектра [77, 83, 84], и в качестве причины такой переменности можно было рассматривать как сезонные колебания эмиссии, так и остаточное свечение линий после вспышек, которые могли иметь место незадолго до начала спектральных наблюдений. Однако Бопп [46, 48, 85] провел спектральные исследования ряда в. з. с дисперсией от 150 до 18 А/мм и, хотя параллельные фотоспектрические наблюдения не зарегистрировали вспышек, обнаружил колебания интенсивности их эмиссионных спектров с малым характерным временем. Примерно в течение часа Бопп зарегистрировал возрастание эквивалентной ширины линии H $\beta$  в спектре UV Cet от

$3 \div 4$  А до обычной для этой звезды величины около 10 А; он наблюдал практически полное исчезновение водородной и кальциевой эмиссий в спектре YZ CMi за 50 минут; на двух последовательных спектрах BD + 48°1958 А он обнаружил уменьшение эквивалентной ширины линии  $H_{\alpha}$  от обычной для этой звезды величины  $0.7 \div 0.9$  А до 0.33 А. Такая переменность может быть обусловлена лишь весьма быстрыми изменениями физических условий в области, где возникает эмиссия, или условий видимости этой области. В спектрах других в. з., которые фотографировались с большей временной скважностью, Бопп обнаружил изменения эмиссионного спектра, сходные с теми, что отмечались крымскими наблюдателями.

Сопоставление спектроскопических данных по YU Gem за прошлые десятилетия показало, что существуют эпохи большей и меньшей стабильности эмиссионного спектра этой системы. YU Gem является спектрально-двойной с хорошо наблюдаемыми эмиссионными линиями обеих компонент и, поскольку кинематика системы хорошо известна, Боппу удалось сопоставить интенсивность эмиссионного спектра с условиями видимости различных участков каждой из звезд пары. В результате он обнаружил на каждой из компонент области сильной и слабой эмиссии, причем снимки 1959 г. и 1971 г. дали различную локализацию таких областей на поверхности звезд, и протяженность активной области на главной компоненте в 1971 г. не превосходила  $20^{\circ}$  [46]. Недавно Ферланд и Бопп [114] провели фотоэлектрическое сканирование линий  $H_{\alpha}$  и  $H_{\beta}$  в спектре YU Gem и обнаружили увеличение эквивалентных ширин этих эмиссий до 25% в фазе затмения — свидетельство активной области на затмевающей компоненте.

Физическая интерпретация всех этих данных наблюдений достаточно проста и, по-видимому, однозначна. Совокупность линий эмиссионного спектра в. з. вне вспышек, которая дает представление об ионизационном состоянии излучающего вещества, и ширина линий, дающая оценку электронной температуры этого вещества, приводят к заключению, что этот эмиссионный спектр образуется в условиях, типичных для хромосферы. Сходство бальмеровского декремента спокойных спектров в. з. и хромосферы Солнца дает дополнительное доказательство в пользу такого вывода [82]. Приложением теории бальмеровского декремента, развитой для ударного возбуждения сред с пренебрежимо малым влиянием внешнего поля понижающей радиации и с большой оптической толщиной в линиях [86], к наблюдениям в. з. вне вспышек удалось оценить характерную электронную плотность звездных хромосфер:  $n_e = (1 + 4) \times 10^{12} \text{ см}^{-3}$  [87]. Наблюдения Боппа [46, 48, 85] и Ферланда и Боппа [114] обнаруживают заподозренную еще Кроном [88] существенную неоднородность поверхностной яркости звездных хромосфер, которая в сочетании с вращением звезд приводит к заметным колебаниям яркости эмиссии. С учетом полученных Боп-

пом количественных оценок пятнистости звездных хромосфер их эффективные толщины должны составлять от нескольких сот до нескольких тысяч километров [87].

Таким образом, фотосферы в. з., которые существенно холоднее фотосферы Солнца, окружены более плотными, по-видимому, несколько менее протяженными и гораздо более «пятнистыми» хромосферами, чем хромосфера Солнца. Характерное время жизни области повышенной яркости хромосфер на компонентах системы YY Gem—месяц [46].

*2.2. Колебания блеска малой амплитуды.* Еще в 1950 г. Крон [88] обнаружил колебания блеска малой амплитуды в затменной системе YY Gem, которые не могли быть объяснены эффектами затмения, отражения или эллиптичности компонент. Затем Чугайнов [89] нашел малые колебания блеска другой красной карликовой звезды—BY Dra и показал, что сопровождающие их очень малые изменения цвета звезды исключают интерпретацию этих колебаний блеска в рамках пульсационной схемы. В обоих случаях для интерпретации наблюдений была предложена модель вращающейся звезды с неоднородной поверхностной яркостью. Первое время изучение этих «пятнистых» звезд, которые позднее стали называться звездами типа BY Dra, проводилось практически независимо от исследований в. з. Но вскоре Кшеминьский и Крафт [90, 91] показали, что периодические или квазипериодические колебания блеска малой амплитуды свойственны dM-звездам, но не наблюдаются у dM-звезд, а затем Торрес и Ферраз-Мелло [92] нашли, что практически все пятнистые красные карликовые звезды являются вспыхивающими: на них были зарегистрированы отдельные сильные вспышки типа UV Кита и (или) в моменты минимума блеска было обнаружено заметное возрастание дисперсии блеска в ультрафиолете, что естественно рассматривать как суммарный эффект слабых вспышек [91].

Помимо перечисленных работ, сведения об изученных к настоящему времени пятнистых звездах, число которых приближается к 20, содержатся в [85, 93—99]. Амплитуды малых колебаний блеска этих объектов составляют от нескольких сотых до нескольких десятых звездной величины, соответствующие амплитуды изменения цвета обычно находятся на пределе обнаружения и не превосходят несколько сотых звездной величины, характерный период — от долей суток до ста суток. В наиболее изученных объектах обнаружены изменения амплитуды этих колебаний до их почти полного исчезновения, изменения фазы этих колебаний и даже небольшие изменения периода. В частности, Чугайнов [93, 98] нашел плавные изменения периода малых колебаний, среднего блеска и среднего цвета звезды BY Dra в течение ряда лет и предложил интерпретировать все эти факты как результат дрейфа пятна по широте звезды, обладающей дифференциальным вращением. Согласно [99], в 1973—74 гг. период малых колебаний блеска

BY Dra достиг максимума и начал убывать. Фогт [96] подтвердил изменимость периода малых колебаний блеска этой звезды, но поставил под сомнение вывод о существовании многолетнего периода синхронных изменений всех этих фотометрических параметров.

Количественный анализ фотометрии пятнистых звезд был начат Кшеминским [91], который заключил, что наблюдаемые малые колебания блеска dMe-звезд могут быть обусловлены пятном размером около 10% поверхности звезды и с эффективной температурой на  $350^\circ$  ниже эффективной температуры фотосферы, что соответствует сдвигу на 2 спектральных подкласса. Эванс [95] построил первую теорию кривой блеска пятнистой звезды, ограничившись случаем, когда пятно находится на экваторе звезды и наблюдатель находится в плоскости экватора. Затем Торрес и Ферраз-Мелло [92] обобщили теорию кривых блеска пятнистой звезды на случай произвольного положения пятна на звезде и произвольной ориентации оси вращения звезды относительно луча зрения. В рамках этой более полной схемы им удалось представить наблюдения BY Dra [89] и SS Eri [95], где  $\Delta V \approx 0^m 25$ , а  $\Delta(B - V) \leq 0^m 03$  (тогда как расчеты [95] требовали для такой амплитуды блеска одновременных изменений цвета не менее  $0^m 07$ ); при этом размер пятна должен составлять  $5 \div 7\%$  поверхности звезды  $\Delta T = 500 \div 800^\circ \text{K}$ . Двумя пятнами, находящимися на широте  $35^\circ$ , занимающими 10% поверхности звезды и разнесенными на  $18^\circ$  по долготе, с  $\Delta T = 500^\circ \text{K}$ , Торрес и Ферраз-Мелло представили асимметричную кривую блеска звезды AU Mic. Они показали также, что если пятну и невозмущенной фотосфере приписывать излучение, соответствующее звездам несколько различных спектральных классов, то при данной амплитуде блеска амплитуды цветов представляются несколько лучше, чем в расчетах, где предполагается чернотельное излучение пятна и сложной фотосферы. Результаты обширных расчетов кривых блеска пятнистых звезд с чернотельным излучением были опубликованы также Фридеманом и Гюртлером [100].

Определив спектроскопические орбиты систем BY Dra и SS Eri и предполагая, что оси вращения их компонент перпендикулярны плоскостям орбит, Бопп и Эванс [94] пришли к выводу, что темные пятна на этих звездах должны достигать довольно высоких широт —  $30^\circ \div 65^\circ$  в различные сезоны наблюдений, поскольку на кривых блеска нет участков постоянной яркости и, следовательно, темные области никогда не скрываются полностью за лимбом звезды. Они рассмотрели чернотельную модель с гораздо более низкой температурой пятна ( $2000^\circ \text{K}$ ) и показали, что она может представить наблюдения SS Eri (за 3 сезона) и BY Dra (за 2 сезона), если протяженность пятна по долготе составляет от  $30$  до  $105^\circ$ , а его площадь —  $5 \div 20\%$  полусферы звезды. Такие пятна, будучи существенно холоднее невозмущенной фотосферы, вносят ничтожный вклад в оптическое

излучение, что может привести к малым колебаниям цвета при заметной амплитуде блеска.

Эти результаты Боппа и Эванса были критически пересмотрены Фогтом [96]. Он показал, что если в теории кривых блеска пятнистых звезд учесть влияние блеска вторичного компонента двойной системы и более точно учесть распределение энергии по спектру, то требование на высокие широты пятен существенно ослабевает, и наблюдения BY Dra представляются не однозначно, а широким набором моделей, в которых размер пятна варьируется от 12 до 35% полусферы звезды с одновременным изменением его эффективной температуры от 0 до 3450°K, причем при температуре ниже 2800°K зависимость размера подходящего пятна от температуры практически пропадает. Фогт отметил, что в предыдущих исследованиях выбор подходящей модели из набора теоретически допустимых определялся возможностью представить амплитуды блеска и цвета и вид кривой блеска, полученных в отдельные сезоны, тогда как, представляя наблюдения одной и той же звезды за разные сезоны, необходимо использовать дополнительный критерий: соответствие вычисленного и наблюдаемого изменения среднего блеска звезды от сезона к сезону. С учетом всех этих соображений Фогт показал, что все прежние наблюдения BY Dra удается представить в рамках модели холодного пятна, но его собственные наблюдения, выполненные в период, когда звезда была в очень спокойном состоянии (амплитуды колебаний блеска  $\Delta V = 0^m034$  и цвета  $\Delta(B - V) = 0^m014$ ) не укладываются в эту схему и требуют привлечения горячего пятна. Он высказал предположение, что таким горячим пятном может быть область повышенной яркости хромосферы, кальциевый флоккул, однако спектроскопические наблюдения Шпэнглера и Фикса [101], проводившиеся в тот же сезон, не обнаружили необходимого усиления кальциевой эмиссии.

Таким образом, исследования неоднородностей поверхностной яркости пятнистых звезд приводят к необходимости рассматривать «центры активности» (по терминологии Мартинса [97]) по всей глубине атмосфер этих звезд. На BY Dra и SS Eri такие центры существуют по несколько месяцев, то есть в течение многих десятков оборотов звезд [94], на YY Gem — около месяца [46]. Для анализа структуры центров активности перспективны наблюдения в узких фильтрах, выделяющих излучение, которое идет с разных глубин звездной атмосферы [102]. Первая попытка измерить радионизлучение активных корональных областей вне вспышек не привела, однако, к успеху [103].

Хотя практически все пятнистые звезды известны как вспыхивающие, лишь около четверти объектов типа UV Кита известны как пятнистые звезды, и средний спектральный класс пятнистых звезд несколько более ранний, чем средний спектральный класс в. з. Поэтому возникает вопрос, в какой мере пятнистость следует считать свойственной всем звездам ти-

па UV Кита. Оставляя окончательное решение этого вопроса за наблюдениями, можно высказать некоторые предварительные соображения по этому поводу. Во-первых, поиски колебаний малой амплитуды, проводящиеся методом высокоточной фотометрии, требуют лучших условий наблюдений и более квалифицированного наблюдателя, чем патрулирование блеска с целью обнаружения вспышек — и это обстоятельство способствует открытию большего числа в. з. Во-вторых, у абсолютно более слабых звезд вспышечная активность приводит к столь частым хаотическим колебаниям блеска, что на их фоне чрезвычайно трудно выделить квазипериодические колебания малой амплитуды — это обстоятельство приводит к упомянутому смещению средних спектров. В-третьих, как показали расчеты [100], при разности температур фотосферы и пятна около  $1500^\circ\text{K}$  и при равномерном распределении осей вращения звезд в пространстве и положений пятен на их поверхности лишь 72% звезд с круглым пятном размером  $45''$  и лишь 44% звезд с пятном размером  $25''$  дадут колебания блеска с амплитудой  $\Delta V \geq 0^m 1$ . Таким образом, можно думать, что эффекты наблюдательной селекции приводят к тому, что малые колебания блеска обнаружены еще на малой части в. з.

В ходе изучения пятнистых звезд Эванс [95] выдвинул альтернативную модели холодного пятна гипотезу о затмении компонента в двойной системе пылевым облаком, находящимся в точке Лагранжа системы. Эта гипотеза встретила динамические возражения [92, 84]. Но во время вспышки звезды YY Gem Бонп [46] наблюдал слабый несмещенный компонент эмиссионной линии водорода, который, видимо, можно отождествить с неким газовым образованием, расположенным вблизи точки Лагранжа и возбуждаемым при вспышке. Возможно, переменная поляризация этой системы [104] возникает в том же околос звездном облаке.

*3. Интерпретация наблюдений вспышек и физическая модель вспышечной активности.* Интерпретация вспышек звезд типа UV Кита должна содержать ответы на вопросы: каковы характерные параметры горячего газа, ответственного за линейчатый спектр вспышки, может ли этот газ объяснить все наблюдаемое излучение вспышек или необходимы дополнительные излучатели другой природы, откуда берется горячий газ в атмосферах холодных звезд и какова связь скоротечных вспышек с особенностями строения в. з.

За время изучения вспышек звезд типа UV Кита для интерпретации этих явлений было предложено много различных теоретических схем и гипотез: модель горячего пятна (Гордон и Крон, 1949 г.), аккреционная модель (Гринстейн, 1950 г.), гипотеза релятивистских электронов (Гордон, 1953 г.), гипотеза выброса внутризвездного вещества (Амбарцумян, 1954 г.), электромагнитная гипотеза (Бербиджи и Шацман, 1955 г.), гипо-

теза вынужденного излучения неравновесной плазмы (Франк-Каменецкий, 1962 г.), модель всплывания горячего пузыря (Горбацкий, 1962 г.), небулярная модель (Гершберг, 1963 г., Эндрюс, 1964 г., Кункель, 1967 г.), модель комптоновского рассеяния фотосферных квантов на быстрых электронах (Гурздян, 1965 г.), гипотеза молизации водорода (Климишин, 1969 г.); все эти модели и гипотезы подробно изложены в [1]. Но после опубликования [1] теоретические исследования в области вспышек звезд типа UV Кита были сосредоточены на разработках лишь двух направлений: на попытках представить эти вспышки как явления, физически родственные солнечным хромосферным вспышкам, и на развитии Гурздяном гипотезы быстрых электронов, которую он рассматривает как физическую конкретизацию общей концепции Амбарцумяна о выносе плотного дозвездного вещества из звездных недр к поверхности, где его распад обуславливает мощные нестационарные процессы.

Гипотеза быстрых электронов систематически изложена Гурздяном в монографии [2]. В ее основе лежит предположение, что распад гипотетического дозвездного вещества приводит к появлению потоков электронов высоких энергий, комптоновское взаимодействие которых с фотосферным излучением звезды дает наблюдаемые эффекты вспышек. Эта гипотеза встречает ряд серьезных возражений. Во-первых, в условиях звездных атмосфер энергетические потери потоков быстрых электронов определяются не комптоновским взаимодействием, а ионизационными потерями и возбуждением плазменной турбулентности; это обстоятельство сводит на нет всю формально-математическую сторону развитой теории [2]. Во-вторых, рентгеновские наблюдения вспышек звезд типа UV Кита не обнаруживают того огромного потока жесткого излучения, которое предсказывается гипотезой Гурздяна [105]. В-третьих, как следует из расчетов [2], переход энергии быстрых электронов в оптическое излучение при комптоновском рассеянии чрезвычайно мало эффективен, так что для обеспечения наблюдаемой светимости вспышек источник энергии этих электронов должен быть существенно более мощным, чем источник энергии, обеспечивающий стационарную светимость звезды. Иными словами, гипотеза Гурздяна заставляет отказаться от представлений о звездах как о квазиравновесных газовых шарах, излучающих в конечном счете энергию, которая выделяется в ходе гравитационного сжатия или термоядерного синтеза, и рассматривать их как несущественные оболочки хранилища энергии неизвестной природы; в свете существующей теории внутреннего строения и эволюции звезд эта концепция не представляется привлекательной. Перечисленные возражения заставляют отказаться от гипотезы Гурздяна, а приводимые в ее пользу наблюдательные свидетельства [2, 106, 107] при внимательном рассмотрении сказываются данными, мало чувствительными к той или иной теоретической модели.

3.1. *Локальность вспышки.* Модель вспышки как небольшое горячее пятно на холодной звезде была предложена Гордон и Кроном [108]. Они нашли, что при чернотельном излучении площадь пятна должна составлять около  $2 \times 10^{-4}$  площади фотосферы. Современные наблюдения дают ряд независимых подтверждений идеи локальности вспышек.

Существующие в спектре вспышек столь разнородные детали, как молекулярные полосы поглощения окиси титана и эмиссионные линии гелия не могут возникать в одном и том же объеме, и общий характер изменений спектра в з. во время вспышки приводит к мысли о фотометрическом сложении двух пространственно разделенных излучений: спектра собственно вспышки и перманентного спектра звезды.

Ряд из 4 вспышек, зарегистрированный Моффеттом [106] на звезде Wolf 424 в течение 12 минут, отмечавшиеся ранее японскими наблюдателями тесные группы вспышек на звездах UV Cet и YZ CMi [109], обнаруженные Шаховской [110] группы вспышек BD +43°44 В, две близкие вспышки UV Cet [45] и известный из статистики избыток близких вспышек на фоне общего пуассоновского распределения этих событий во времени [20, 76] наводят на мысль о существовании явлений типа солнечных симпатических вспышек, последовательно возникающих в различных точках диска звезды. В двойной системе вторичный пик может быть обусловлен и вспышкой другой компоненты, как это было во время трех вспышек в системе BD + 19°5116 [111], но, согласно [112], около 50% вспышек обнаруживают вторичные максимумы. (Это обстоятельство успешно использовано на обсерватории МакДональд для повышения к.п.д. спектральных наблюдений: после слабой вспышки-предшественника, обнаруженного фотометрически, возрастает вероятность получить спектр сильной вспышки [23]).

Локальный характер вспышек звезд типа UV Кита хорошо согласуется с пятнистой структурой атмосферы вспыхивающих звезд в целом. При исследовании вспышек в системе YY Gem, кинематика и, следовательно, условия видимости отдельных компонент которой хорошо известны, Бопп [46] пришел к выводу, что зарегистрированные им в течение 5 дней вспышки на главной компоненте системы возникали в одной и той же активной области протяженностью не более  $60^\circ$ . Из условий видимости с Земли и из точки Лагранжа системы другой вспышки YY Gem, когда возникла несмещенная компонента водородной эмиссии, Бопп получил локализацию этой вспышки на вторичной компоненте системы в пределах  $45^\circ$ . Была заподозрена корреляция моментов вспышек BY Dra с фазой малых колебаний блеска этой в. з., но более богатая статистика вспышек звезды YZ CMi такой корреляции не показала [84, 98].

Количественный анализ эмиссионного спектра вспышки звезды YZ CMi дал оценку размера вспышки около 2% видимого диска звезды [8].

3.2. *Физические условия в области, дающей оптическое излучение вспышки.* Скорлечность вспышек, быстрые качественные и количественные изменения их спектра, заранее не известный механизм возбуждения заставляют с осторожностью подходить к оценке физических условий в излучающем веществе. Нетрудно, однако, показать, что время термализации свободных электронов в нем составляет лишь малые доли секунды, так что использование понятия электронная температура правомерно на всех фазах развития вспышек.

Существование в спектре собственно вспышки эмиссионных линий гелия и ионизованного кальция свидетельствует о значительной температурной неоднородности излучающего вещества: по-видимому, его температура заключена в диапазоне от нескольких тысяч до многих десятков тысяч градусов. Прямые оценки верхнего предела электронной температуры областей, где эффективно излучает водород, дают наблюдения бальмеровского эмиссионного скачка: значительный скачок, обнаруженный Кункелем [8], дает  $T_e \leq 25000^\circ\text{K}$ , меньший скачок, полученный в Крыму [42], соответствует  $T_e < 80000^\circ\text{K}$ . Обнаруженный Чугайновым [49] временной ход скачка по мере развития вспышки может быть интерпретирован либо как быстрый нагрев излучающего газа до максимальной температуры в момент максимума блеска вспышки и последующее остывание на нисходящей ветви кривой блеска, либо как появление вблизи максимума дополнительной непрерывной эмиссии, понижающей наблюдаемую величину скачка.

Для нескольких вспышек имеющиеся наблюдения позволяют воспользоваться методом Инглиса—Теллера оценки верхнего предела электронной плотности: вблизи максимума блеска вспышек этот метод дает  $n_e < 3 \times 10^{14} + 4 \times 10^{15} \text{ см}^{-3}$  [8, 51]. Сравнительно невысокое разрешение по спектру, использованное при получении исходных данных, и возможный эффект дополнительной непрерывной эмиссии могут привести к завышенным оценкам  $n_e$ . Фотометрический метод определения  $n_e$ , основанный на предположении об однократном и импульсном возбуждении вспышки, дает гораздо меньшие величины:  $n_e < 10^{11} \text{ см}^{-3}$ , но, по-видимому, он является ошибочным в своей основе [51].

Используя полученные оценки  $n_e = 3 \times 10^{13} \text{ см}^{-3}$  и  $T_e = 20000$  или  $25000^\circ\text{K}$ , Кункель [8] рассчитал бальмеровский декремент вспышки для условий ЛТР и фойгтовских контуров эмиссионных линий и подбором оптической толщи в линии H $\gamma$  в пределах от ста до нескольких тысяч сумел добиться удовлетворительного представления спектра вспышки звезды EV Lac 11.12.65. Гершберг [51] применил свободную от гипотезы ЛТР теорию бальмеровского декремента в излучающей среде с градиентом внутренних движений и с чисто ударным возбуждением и показал, что подбором электронной плотности в диапазоне от  $10^{12}$  до  $10^{14} \text{ см}^{-3}$ , вероятности выхода L $\gamma$ -кванта из среды от  $10^{-5}$  до  $10^{-4}$  и  $T_e = 15000$  или  $20000^\circ\text{K}$

можно представить все известные в то время бальмеровские декременты вспышек. Следует отметить, что, несмотря на значительные различия физических предпосылок моделей [8] и [51], они дают довольно близкие значения основных параметров среды, где эффективно излучаются линии бальмеровской серии.

Рассчитанные модели не достаточны, однако, для представления всего наблюдаемого спектра вспышки: они не объясняют малый бальмеровский скачок, а модель [51] предсказывает, что линейчатое излучение вспышки должно составлять не менее 32% ее общего излучения в полосе В, тогда как наблюдаемый вклад линий в несколько раз меньше. Иными словами, свободно-свободное и свободно-связанное излучение рассчитанных моделей не могут дать все наблюдаемое непрерывное излучение в коротковолновой области спектра вспышки. Рис. 1, где наряду с наблюдаемыми цветами вспышек вблизи максимума блеска нанесены также цвета ряда теоретических моделей, позволяет рассмотреть некоторые возможные решения проблемы непрерывного излучения вспышек с помощью более обширных колориметрических данных. Наблюдаемые цвета вспышек разных звезд нанесены на рисунке различными значками, теоретические модели — различными линиями. Рисунок показывает, что наблюдаемые цвета части вспышек вполне удовлетворительно представляются цветами оптически толстых в линиях моделей, которые одновременно представляют и наблюдаемые бальмеровские декременты спектрально изученных вспышек. Цвета большей части вспышек можно представить составной моделью: излучением оптически толстой в линиях плазмы, которая дает наблюдаемые бальмеровские линии, и излучением горячей ( $T_e > 80000^\circ\text{K}$ ) плазмы, которая может быть ответственна за короткоживущий континуум и излучение гелия. (Существенная роль свободно-свободного излучения горячей плазмы в начале вспышки была заподозрена Эндрюсом [113] еще до детальных спектральных и колориметрических исследований.) Однако точность определения цветов излучения вблизи максимума вспышки в среднем не хуже  $\pm 0^m2$ , и рис. 1 показывает, что около 1/3 вспышек не вписывается и в такую составную модель излучения. По-видимому, в этих случаях необходимо привлечь соображения Кункеля [8], который для объяснения изменений цвета вспышки по мере ее затухания выдвинул идею о заметном вкладе излучения горячего пятна — участка, «обожженного» вспышкой фотосферы. Как видно из рисунка, излучение рассмотренных моделей водородной плазмы плюс участка фотосферы на  $1000 \div 1500^\circ\text{K}$  более горячего, чем спокойная фотосфера позволяет представить всю совокупность наблюдаемых цветов вспышек. «Ожог» фотосферы вспышкой есть все основания рассматривать как звездный вариант солнечных «вспышек белого света», которые по современным представлениям [115—117] возбуждаются потоками быстрых частиц, идущими из верхних слоев атмосферы.

3.3. *Кривые блеска.* Все выполненные к настоящему времени теоретические расчеты кривых блеска вспышек звезд типа UV Кита следует уже отнести к числу «изящных теорий, безжалостно растоптанных уродливыми фактами». Для чернотельной модели Гордон—Крона таким фактом оказался существенно неравновесное излучение вспышек. Причины, по которым должны быть отвергнуты теоретические кривые блеска Гурзадяна, перечислены выше. Различные варианты теоретических кривых блеска, вычисленные в рамках небулярной гипотезы в предположении, что возбуждение вспышки происходит импульсно и однократно, а нисходящая ветвь кривой блеска определяется исключительно релаксационными процессами, позволяют неплохо представить наблюдения, но при этом дают очень низкие оценки электронной плотности излучающего вещества —  $10^9 \div 10^{11}$  см<sup>-3</sup> [1, 118, 119], которые противоречат спектроскопическим оценкам и условию локальности вспышек; поэтому допущение об импульсном и однократном возбуждении вспышек приходится отбросить. Ударноволновая модель вспышки [120] обеспечивает светимость, которая на 4—6 порядков величины меньше, чем наблюдается в сильных вспышках.

Результаты наблюдений Моффетта и Боппа [5], которые четко показали, что на разных фазах развития вспышек определяющие компоненты спектра излучения меняются — сперва континуум, потом линии — подтвердили тем самым высказанное Осканияном [121] предположение, что вспышки с различными кривыми блеска должны иметь и спектральные отличия. Согласно [122], быстрым и медленным компонентам вспышек соответствуют физически различные процессы релаксации; Пустильник конкретизировал эту мысль: согласно [123], быстрые компоненты звездных вспышек обусловлены механизмом, который на Солнце вызывает нетепловой жесткий рентген, а медленные компоненты определяются процессом, который дает в солнечных вспышках H<sub>α</sub>-эмиссию и мягкий рентген. Все это ставит под сомнение целесообразность дальнейших попыток построить теорию кривых блеска вспышек в целом. Моффетт [124] высказал еще более решительную идею: он считает, что обычно регистрируемые кривые блеска вспышек являются суперпозицией большого числа отдельных малых всплесков, которые выявляются лишь при наблюдениях с высоким временным разрешением, и поэтому суммарная кривая блеска вспышки не несет какой-либо физической информации. Существуют, однако, подозрения, что миллисекундные колебания блеска в з. обусловлены не физикой вспышки, а естественными статистическими флуктуациями измеряемых потоков малой интенсивности [29]. Эти подозрения были подтверждены многоцветными наблюдениями сильной вспышки EV Lac: при инструментальном разрешении 0.1 сек совпадающими на кривых блеска в разных цветах оказались лишь детали длительностью более 5 сек [4].

Резкое расхождение спектральных и фотометрических оценок электронной плотности во вспышках означает, что наблюдаемая кривая блеска отражает не релаксацию самого возбужденного участка атмосферы, а того источника энергии, который вызывает длительное возбуждение излучающего вещества. Поэтому представляется важным выяснение физического смысла отдельных характерных деталей кривых блеска. Например, до сих пор не интерпретирована обнаруженная Шаховской [6] универсальная статистическая связь максимальной светимости вспышки и скорости ее угасания после максимума блеска. Другая интересная фотометрическая деталь кривых блеска — так называемые отрицательные вспышки — непродолжительные понижения блеска звезды ниже уровня ее стационарного блеска непосредственно перед вспышкой или на нисходящей ветви кривой блеска [125—127]. Гринин [128] показал, что эти явления могут быть объяснены особенностями термодинамики фотосферы холодных звезд: при быстром нагреве вещество таких фотосфер становится менее прозрачным, и может оказаться, что избыточное излучение верхнего нагретого слоя не компенсирует дополнительно поглощенное идущее снизу излучение; в результате в течение времени температурной релаксации (порядка минуты) обожженное место будет выглядеть как темное пятно, причем наиболее темным оно будет выглядеть в лучах, нормальных к поверхности звезды, а в наклонных лучах этот же участок может выглядеть светлым, горячим пятном. По-видимому, такая модель применима и к тем падениям блеска вблизи вспышек, зарегистрированным в Катании [129] и в Аризоне [130], которые ранее интерпретировались как свидетельства локализации вспышек в темных пятнах фотосферы [1].

*3.4. Радиоизлучение и короны в. з.* Радиоизлучение вспышек может выходить лишь из самых наружных частей звезды, и сам факт регистрации радиовсплесков вместе с оптическими вспышками показывает, что при вспышках происходит возмущение по всей высоте звездной атмосферы.

Наиболее частый тип радиовсплесков, зарегистрированный Ловеллом, по временным соотношениям с оптическими вспышками подобен микроволновому радиоизлучению солнечных вспышек, а по спектральному индексу подобен солнечным шумовым бурям; поляриметрические свойства радиовспышки AD Leo [71] весьма напоминают свойства всплесков солнечного дециметрового континуума.

Радиовсплески с дрейфом по частоте обнаруживают скорость дрейфа, близкую к типичной величине в солнечных радиовсплесках II типа.

Сравнительно слабую корреляцию оптических и радиопотоков у вспышек Шпэнглер и Моффетт [72] относят за счет направленного когерентного механизма радиоизлучения.

Как показал Ловелл [61], длительность радиоизлучения вспышек слишком велика, чтобы интерпретировать ее как чисто релаксационный процесс после импульсного возбуждения. Таким образом, радиоизлучение дает независимое подтверждение заметной длительности процесса возбуждения вспышек.

Существует подробный анализ лишь двух звездных радиовспышек: вспышки YZ CMi 19.1.69. и вспышки UV Cet 11.10.72.; в обоих случаях такой анализ был проведен Каном [131, 132] по радионаблюдениям, проведенным в Джодрелл Бэнке. Предполагая, что частоты наблюдаемого радиоизлучения соответствуют частоте собственных колебаний плазмы, а дрейф по частоте обусловлен распространением в короне звезды сильного гидродинамического возмущения, Кан нашел, что плотность короны YZ CMi примерно на порядок величины выше плотности солнечной короны на соответствующей высоте. Такая корона должна переходить в звездный ветер и приводить к вековой потере массы звезды со скоростью  $3 \times 10^{12} M_{\odot}/\text{год}$ . Анализ вспышки UV Cet, которая в радиодиапазоне наблюдалась только на одной частоте [68], опирается на факт значительного запаздывания радиомаксимума по сравнению с моментом оптического максимума. Полагая, что в момент оптической вспышки в основании короны образовался «пузырь» замагниченной плазмы, который в момент радиомаксимума достиг уровня, где плазменная частота опустилась до  $408 \text{ МГц}$ . Кан пришел к выводу, что UV Cet тоже должна обладать мощной короной, переходящей в звездный ветер, который приводит к потере массы со скоростью  $6 \times 10^{12} M_{\odot}/\text{год}$  и на поддержание которого тратится мощность, сравнимая с оптической светимостью звезды. Оптическую вспышку Кан считал обусловленной чисто синхротронным излучением релятивистских электронов и получил оценки числа и энергии быстрых частиц и магнитного поля: но описанные выше спектральные, фотометрические и поляриметрические свойства вспышек показывают, что возможный вклад этого механизма в оптическое излучение вспышки пренебрежимо мал.

Мюллан [133] получил некоторые заключения о коронах в. з., исходя из оптических наблюдений. Он предположил, что характерное время между симпатическими вспышками определяется временем прохождения магнитозвуковой волны между двумя активными областями на в. з., а квазипериод быстрых колебаний блеска, зарегистрированных Родоно [134] при вспышке III 2411 — временем прохождения вистлера между такими же областями. Используя известные свойства этих плазменных явлений и модель магнитосферы звезды (см. раздел 3.6), Мюллан заключил, что характерная плотность в коронах в. з. на два порядка величины выше, а температура — несколько раз ниже, чем в солнечной короне.

3.5. Рентгеновское излучение вспышек звезд было предсказано до его открытия, причем ожидаемое жесткое излучение в разных теоретических схемах оценивалось величинами, разнящимися на много порядков [2, 135—140]. Предварительный анализ, основанный на неполных данных о двух вспышках, позволяет лишь утверждать, что отношение энергии рентгеновского излучения к оптическому излучению в звездных вспышках по порядку величины близко к соответствующему отношению в солнечных вспышках, но спектр звездных вспышек в области мягкого и среднего рентгена более жесткий, чем во вспышках на Солнце [66, 141]. Таким образом, можно полагать, что, как и на Солнце, обычно наблюдаемые проявления звездной вспышки в оптическом и радиодиапазонах являются вторичными эффектами, обусловленными очень горячей плазмой, которая возникает при вспышках в верхней атмосфере звезды и непосредственно обнаруживается в рентгеновском излучении вспышки.

3.6. Солнечная активность — прототип вспышечной активности красных карликовых звезд и проблема магнетизма вспыхивающих звезд. Перечисленные выше свойства вспышек звезд типа UV Кита обнаруживают чрезвычайно глубокое сходство с хромосферными вспышками на Солнце. В обоих случаях имеют место скоротечные процессы, локализованные на сравнительно небольших участках поверхности; в обоих случаях возмущения охватывают атмосферу звезды по всей высоте от фотосферы до короны; звездные и солнечные вспышки обнаруживают сходный характер излучения в огромном диапазоне длин волн — от метровых радиоволн до рентгена средних энергий, а в области, где формируется излучение водородных эмиссионных линий, физические условия — плотность и температура газа — оказываются достаточно сходны; важное сходство солнечных и звездных вспышек — это сравнительно небольшие скорости движения вещества, ответственного за оптическое излучение, при одновременном существовании весьма больших скоростей в корональных областях, откуда исходит радиоизлучение вспышек. Солнечные и звездные вспышки возникают в условиях, которые также обнаруживают важные черты сходства: на Солнце и на красных карликовых звездах над сравнительно холодной фотосферой расположена более горячая хромосфера и переходящая в звездный ветер корона, причем и фотосфера, и хромосфера обнаруживают значительную неоднородность поверхностной яркости. Перечисленные аналогии столь существенны и глубоки, что позволяют говорить об идентичности процессов, ответственных за вспышки на Солнце и на рассматриваемых звездах. Единственное существенное различие заключается в том, что регистрируемые на звездах оптические вспышки излучают на  $2\div 4$  порядка величины больше энергии, чем солнечные вспышки, и протекают они в среднем несколько быстрее. Эти количественные различия при глубоком качественном сход-

стве выдвигают задачу построения единой физической теории вспышек, и если в начальный период изучения в. з. солнечно-звездная аналогия дала лишь наводящие соображения для понимания процессов на звездах, то теперь можно утверждать, что только та теория солнечных хромосферных вспышек может рассматриваться как достаточно полная и точная, которая при изменении величин входящих в нее существенных параметров может представить и гораздо более мощные и скоротечные звездные вспышки.

Согласно современным представлениям, в конечном счете солнечная активность обусловлена конвективной зоной Солнца. В красных карликовых звездах конвективный перенос является определяющим практически по всей глубине звезды. Поэтому в свете существующих представлений о внутреннем строении звезд, высокая активность этих холодных карликовых объектов не является неожиданной. Но между этими общими представлениями и конкретными процессами, дающими скоротечные вспышки, лежит пока еще цепь гипотез и частных теорий. Одно из важных звеньев этой цепи — представления о решающей роли магнитного поля в явлениях вспышечной активности. Общая картина разнообразных процессов в солнечной атмосфере как результат сложных взаимодействий магнитных полей и плазмы дана в монографии [142]. В частности, там изложена наиболее разработанная модель солнечной вспышки — схема аннигиляции магнитного поля в токовом слое, при которой возникают быстрые частицы и турбулентная плазма, определяющие все разнообразие явлений, связанных со вспышкой; в рамках этой схемы увеличение напряженности магнитного поля дает и большую энергию вспышки —  $E \propto H^2$ , и меньшее время ее возгорания —  $t \propto H^{-1}$  [143]. В другой модели энергию вспышек поставляют альвеновские волны, которые генерируются в сильном магнитном поле пятен [144]. Не ясно, являются ли эти схемы альтернативными, но важно отметить, что в обеих моделях мощные вспышки связываются с сильными локальными магнитными полями. Все эти соображения давно уже породили подозрения, что на звездах типа UV Кита должны существовать сильные магнитные поля.

Однако уверенных измерений магнитных полей в. з. до сих пор не существует. Это объясняется и слабостью в. з., что затрудняет получение спектров с высоким разрешением, и сложностью их спектров, где трудно выбрать неблендированную и чувствительную к магнитному полю линию. Единственная попытка прямых измерений была предпринята Андерсоном, Хартманном и Боппом [145]: они получили Зеемановские спектрограммы области H<sub>γ</sub> самой яркой в. з. BY Dra и в фазе, когда пятно располагалось у лимба, нашли существенные различия эмиссионных профилей, соответствующих поляризованным по кругу излучениям разных знаков; если эти различия обусловлены продольным эффектом Зеемана (а не, например, рас-

сеянием в мощных протуберанцах, висящих над пятном), то соответствующее магнитное поле составляет около  $40 \text{ Kгс}$ . Линии абсорбционного спектра не показали эффекта магнитного поля. Но, во-первых, магнитная чувствительность этих линий такова, что поле в несколько  $\text{Kгс}$  могло остаться незамеченным; во-вторых, если пятна много холоднее невозмущенной фотосферы, то их магнитные поля могут оказаться в принципе необнаружимыми в суммарном оптическом спектре звезды.

Существует несколько независимых косвенных оценок магнитных полей в з. При эффективном запутывании силовых линий магнитного поля конвективными движениями, которые на красных карликах имеют место даже при малых оптических глубинах, должно достигаться равенство турбулентного и магнитного давления; исходя из этого условия, Кан [132] оценил в невозмущенной фотосфере звезды UV Cet напряженность поля  $900 \text{ гс}$  и заключил, что после аннигиляции поля во вспышке оно восстанавливается благодаря интенсивным движениям за несколько часов. Гершберг и Пикельнер [146] оценили магнитное поле в активной области в з., исходя непосредственно из энергетике вспышек; Бопп и Эванс [94] вычислили магнитные поля пятен, исходя из дефицита излучения в пятнах относительно невозмущенной фотосферы. Ворден [147] предложил батарейный механизм в качестве генератора поля в этих звездах, но последний был подвергнут решительной критике в [148]. Во всех этих исследованиях поле пятен оценивается величиной от нескольких тысяч до нескольких десятков тысяч гаусс.

Систематическое исследование магнетизма в з. как часть более общей проблемы магнитных полей звезд малых масс проводится Мюлланом. В рамках концепции ячеистой конвекции он рассчитал конвективные оболочки звезд в широком диапазоне спектральных классов и сопоставил свойства этих оболочек с наблюдаемой хромосферной активностью звезд [149, 150]. Полагая, что, как и на Солнце, размеры пятен на в з. зависят от глубины конвективной оболочки, Мюллан [151, 152] нашел, что на звездах YY Gem, BY Dra и SS Eri диаметры пятен могут достигать  $50^\circ$ — $60^\circ$ , что соответствует наблюдениям. Поскольку у более горячих звезд конвективная зона сравнительно тонка и пятна невелики, они соответствуют магниту высокой мультиплетности и должны располагаться вблизи экватора; при переходе к более холодным звездам глубина конвективной зоны возрастает, увеличиваются размеры пятен, и в общем магнетизме звезды начинают преобладать явления низкой мультиплетности, так что пятна смещаются к полюсам, стремясь в пределе дать простое поле диполя. Поэтому максимальные колебания блеска, обусловленные пятнами, следует ожидать у звезд, которые близки к полностью конвективным: у них уже большие и многочисленные пятна, но они еще не на слишком высоких широтах, так что вращение звезды еще эффективно модулирует ее блеск. Хотя суще-

ствующая теория внутреннего строения звезд не позволяет определить границу полностью конвективных объектов точнее, чем диапазоном светимости  $M_V = 10^m 7 + 12^m 7$  или диапазоном масс  $0.2 + 0.3 M_\odot$ , эта концепция в целом согласуется с наблюдениями и дает независимые физические соображения для объяснения сдвига среднего спектра пятнистых звезд в сторону более рачних спектральных классов, дополняющие перечисленные в разделе 2.2 соображения, которые были связаны с селекцией наблюдений.

Мюллан обобщил теорию ячеистой конвекции на случай вертикального магнитного поля и рассчитал модель пятна, в котором весь дефицит излучения уносится альвеновскими волнами, возникающими в пятне при взаимодействии конвективных движений с магнитным полем [152—154]. В рамках этой теории Мюллан построил самосогласованную модель пятна на звезде YY Gem: магнитное поле на поверхности около  $20 K_G$  и несколько миллионов гаусс — на дне конвективной зоны, температура на поверхности около  $1600^\circ K$ , а уровень максимальной генерации альвеновских волн (который сопоставляется с глубиной депрессии Вилсона на Солнце) составляет около 700 км. Затем Мюллан [155] показал, что поток гидромагнитных волн, генерируемых в пятне, может служить источником самих вспышек. На основе этой гипотезы ему удалось представить некоторые статистические закономерности вспышечной активности звезд, причем к.п.д. ускользающего излучения солнечных и звездных пятен в процессе накопления энергии вспышек оказывается одинаковым.

Исходя из солнечно-звездной аналогии, Мюллан [156] полагает, что звездные пятна с полем  $10 \div 30 K_G$  должны быть окружены активными областями с полем  $5 \div 10 K_G$ , и в рамках этой гипотезы он получает естественное объяснение ряда известных свойств в. з. Во-первых, гидромагнитные волны над такой активной областью должны возбуждать хромосферу в  $10 \div 100$  раз более плотную, чем на Солнце, что и соответствует наблюдениям. Во-вторых, хромосфера над такими областями должна быть в десятки и сотни раз ярче, чем невозмущенная хромосфера, так что наблюдаемое излучение хромосферы звезд есть просто суммарное излучение ее активных областей — и это соответствует наблюдениям. А поскольку активные области хромосферы существуют за счет гидромагнитных волн, энергия которых существенно превосходит энергию акустических волн, то становится понятным обнаруженный Бланко и др. [79] факт, что хромосферная эмиссия в. з. на два порядка величины превосходит ожидаемый поток акустических волн. В-третьих, в отличие от Солнца, где водородная эмиссия в хромосфере контролируется полем излучения, эмиссия водорода гораздо более плотных хромосфер у более холодных звезд контролируется ударными взаимодействиями. Таким образом, появление водородной эмиссии у холодных карликов — это свидетельство плотной хромосферы, и становится понятной тесная связь  $H_\alpha$ -эмиссии и вспышечной активности: сильное поле

пятна приводит к вспышкам, а более слабое поле активной области дает плотную хромосферу с водородной эмиссией. В-четвертых, из условия поддержания плотной хромосферы гидромагнитными волнами следует, что в звездной атмосфере над активной областью и в короне скорость альвеновских волн должна быть почти такой же, как на Солнце, что дает физические основания для отождествления близких по времени звездных вспышек с явлением симпатических вспышек на Солнце. Наконец, в рамках этой гипотезы можно, по-видимому, понять и весьма сложные поляризационные свойства в. з. вне вспышек [157], и некоторые чисто фотометрические особенности вспышек [133].

Не все количественные оценки и частные результаты Мюллана представляются бесспорными. Естественный объект для проверки его модели ячеистой конвекции — это Солнце, и здесь существуют трудности в «склейке» с моделями внутреннего строения Солнца вычисленной Мюллано конвективной зоны, которая оказывается в 20 раз тоньше, чем рассчитанная в рамках традиционной теории длины перемешивания [158]. Сомнительно допущение о пропорциональности размера вспышки общей поверхности звезды. Построенная Мюллано модель пятна неоднозначно следует из теории ячеистой конвекции. Тем не менее, основной результат исследований Мюллана представляется весьма убедительным: вспышечная активность присуща карликовым звездам с сильными магнитными полями, поскольку с такими полями связываются и сами вспышки, и сильная хромосфера, и пятна — все основные особенности в. з.

Таким образом, можно утверждать, что в. з. — это магнитные звезды малых масс.

Исследования последних лет обнаружили глубокое сходство активности звезд типа UV Кита в солнечной окрестности и в звездных скоплениях: в обоих случаях оказались подобны и кривые блеска отдельных вспышек [159], и распределения вспышек по светимостям и по энергиям [17, 28], и характер малых колебаний блеска вне вспышек [160], и, по-видимому, особенности излучения в радиодиапазоне [62, 161]. Это обстоятельство дает основание рассматривать и эволюционные свойства всех в. з. в целом, используя обширные звездно-статистические результаты по в. з. в скоплениях (см., например, сборы [162—164]). Попытка с единой точки зрения рассмотреть основные черты физики и эволюции всех в. з. предпринята в [165], но эти результаты выходят за рамки, ограниченные названием настоящего обзора.

Выражаю глубокую благодарность А. А. Боярчуку, В. П. Гринину и С. А. Каплану, прочитавшим рукопись и сделавшим полезные замечания.

Август 1975 г.

Крымская астрофизическая  
обсерватория

## FLARE ACTIVITY OF THE UV CET-TYPE STARS

R. E. GERSHBERG

The review of different aspects of the flare activity of red dwarf stars is given. It contains 3 sections: flares, the activity out of flares, and interpretation of flare observations and physical model of flare activity.

## ЛИТЕРАТУРА

1. Р. Е. Гершберг, Вспышки красных карликовых звезд, Наука, М., 1970.
2. Г. А. Гурзляни, Вспыхивающие звезды, Наука, М., 1973.
3. W. E. Kunkel, Nature, 222, 1129, 1969.
4. K. Kodaira, K. Ichimura, S. Nishimura, Publ. Astron. Soc. Japan, 28, 665, 1976.
5. T. J. Moffett, B. W. Vorp, Ap. J., Suppl. ser., 31, 61, 1976.
6. Н. И. Шаховская, Изв. Крымской обс., 50, 84, 1974.
7. С. Н. Лусу, Т. J. Moffett, D. S. Evans, Ap. J., Suppl. ser., 30, 85, 1976.
8. W. E. Kunkel, Ap. J., 161, 503, 1970.
9. S. Cristaldi, M. Rodonò, in "Variable Stars and Stellar Evolution", eds. V. Sherwood and L. Plaut, D. Reidel Publ. Co. Holland, 1975, p. 75.
10. T. J. Moffett, Ap. J., Suppl. ser., 29, No. 273, 1974.
11. Н. И. Шаховская, Вспышечная активность красных карликовых звезд в окрестностях Солнца, Диссертация, 1973.
12. B. N. Andersen, B. R. Pettersen, Astron. Astrophys., 41, 459, 1975.
13. R. E. Gershberg, Astrophys. Space Sc., 19, 75, 1972.
14. W. E. Kunkel, Ap. J., Suppl. ser., 25, No. 213, 1973.
15. В. С. Осканиян, В. Ю. Терсбиж, Астрофизика, 7, 281, 1971.
16. П. Ф. Чурайнов, Изв. Крымской обс., 50, 93, 1974.
17. W. E. Kunkel, in "Variable Stars and Stellar Evolution", eds. V. Sherwood and L. Plaut, D. Reidel Publ. Co. Holland, 1975, p. 15.
18. S. Cristaldi, M. Rodonò, Astron. Astrophys. Suppl. ser., 10, 47, 1973.
19. T. J. Moffett, IBVS, No. 977, 1975.
20. В. С. Осканиян, В. Ю. Терсбиж, Астрофизика, 7, 83, 1971.
21. V. S. Oskanian, V. Yu. Terebtzh, IBVS, No. 535, 1971.
22. Ф. И. Лукацкая, Письма АЖ, 2, 1955, 1976.
23. D. S. Evans, in "Variable Stars and Stellar Evolution", eds. V. Sherwood and L. Plaut, D. Reidel Publ. Co. Holland, 1975, p. 93.
24. M. Petit, IBVS, No. 430, 1970.
25. G. A. Gurzadyan, Tonantzintla Tacubaya Bol., 6, No. 36, 39, 1971.
26. W. E. Kunkel, P. A. S. P., 82, 1341, 1970.
27. П. Ф. Чурайнов, Изв. Крымской обс., 46, 14, 1972.
28. В. И. Краснобабуца, Р. Е. Гершберг, Изв. Крымской обс., 53, 154, 1975.
29. R. E. Gershberg, N. I. Shakhovskaya, Nature. Phys. Sci., 242, 85, 1973.
30. W. E. Kunkel, Nature, 248, 571, 1974.
31. G. Haro, in "Variable Stars and Stellar Evolution", eds. V. Sherwood and L. Plaut, D. Reidel Publ. Co. Holland, 1975, p. 65.

32. *W. E. Kunkel*, Bull. Am. Astron. Soc., 3, 13, 1971.
33. *W. E. Kunkel*, in "Variable Stars and Stellar Evolution", eds. V. Sherwood and L. Plaut, D. Reidel Publ. Co. Holland, 1975, p. 67.
34. *A. A. Wachmann*, В. З., 21, 25, 1939.
35. *A. H. Joy, M. L. Humason*, P. A. S. P., 61, 133, 1949.
36. *G. H. Herbig*, P. A. S. P., 68, 531, 1956.
37. *A. H. Joy*, P. A. S. P., 70, 505, 1958.
38. *Р. Е. Гершберг, П. Ф. Чурайнов*, Астрон. ж., 43, 1168, 1966.
39. *Р. Е. Гершберг, П. Ф. Чурайнов*, Астрон. ж., 44, 260, 1967.
40. *J. L. Greenstein, H. Arp*, Astrophys. Lett., 3, 149, 1969.
41. *Р. Е. Гершберг, С. А. Каплан*, Изв. Крымской обс., 44, 11, 1972.
42. *Р. Е. Гершберг, Н. И. Шаховская*, Астрон. ж., 48, 934, 1971.
43. *А. Н. Кулапова, Н. И. Шаховская*, Изв. Крымской обс., 48, 31, 1973.
44. *T. J. Moffett, B. W. Vorr*, Ap. J., 168, L117, 1971.
45. *B. W. Vorr, T. J. Moffett*, Ap. J., 185, 239, 1973.
45. *B. W. Vorr*, Ap. J., 193, 389, 1974.
47. *Р. Е. Гершберг*, Изв. Крымской обс., 45, 118, 1972.
49. *B. W. Vorr, M. N.*, 163, 255, 1974.
49. *П. Ф. Чурайнов*, Изв. Крымской обс., 44, 3, 1972.
50. *П. Ф. Чурайнов*, Изв. Крымской обс., 51, 110, 1974.
51. *Р. Е. Гершберг*, Изв. Крымской обс., 51, 117, 1974.
52. *V. Oskunjan*, Publ. Obs. Astron. Beograd, No. 10, 1961.
53. *I. S. Bowen*, Ann. Report of the Director of Mount Wilson and Palomar Observatories, 1961—1962.
54. *A. Kubicek, J. Arsenjovic*, Bull. Obs. Astron. Beograd, 28, 1, 3, 1970.
55. *Ю. С. Ефимов, Н. М. Шаховской*, Изв. Крымской обс., 45, 111, 1972.
56. *Р. А. Варданян*, Астрон. цирку., № 508, 1969.
57. *К. А. Григорян, М. А. Ерицян*, Сообщ. Бюраканской обс., 42, 41, 1970.
58. *К. А. Григорян, М. А. Ерицян*, Астрон. цирку., № 570, 1970.
59. *К. А. Григорян, М. А. Ерицян*, Астрофизика, 7, 303, 1971.
60. *М. А. Ерицян*, Сообщ. Бюраканской обс., 48, 23, 1975.
61. *A. Lovell*, Quart. J. R. A. S., 12, 93, 1971.
62. *O. B. Slee, C. S. Higgins*, Austr. J. Phys., 24, 247, 1971.
63. *O. B. Slee, L. H. Solomon, G. E. Patston*, Nature, 193, 991, 1953.
64. *И. Г. Моисеев, Г. Е. Патстон, А. Х. Соломон, Г. В. Товмасын, Ц. С. Хишинс, П. Ф. Чурайнов*, Изв. Крымской обс., 53, 150, 1975.
65. *C. S. Higgins, L. H. Solomon, F. M. Bateson*, Austr. J. Phys., 21, 725, 1968.
66. *J. T. Karpen, C. J. Crannell, R. W. Hobbs, S. R. Muran, T. J. Moffett, D. Bardas, G. W. Clark, D. Hearn, F. K. Li, T. H. Murkert, J. E. McClintock, F. A. Primini, J. A. Richardson, S. Cristaldi, M. Rodonò, D. A. Galusso, A. Magun, G. J. Nelson, O. B. Slee, P. Ghugainov, Yu. S. Efimov, N. M. Shakhovskoy, M. Viner, V. R. Venugopal, S. Spangler, M. Kundu, D. S. Evans*, Ap. J., 216, 473, 1977.
67. *B. Lovell*, Nature, 222, 1126, 1969.
68. *B. Lovell, L. N. Mavridis, M. E. Contadakis*, Nature, 250, 124, 1974.
69. *J. C. Webber, K. M. Yoss, D. Deming, K. S. Yang, R. F. Green*, P. A. S. P., 85, 739, 1973.
70. *S. R. Spangler, S. D. Shawhan, J. M. Funkin*, Ap. J., 190, L129, 1974; Bull. Am. Astron. Soc., 7, 235, 1975.

71. S. R. Spangler, J. M. Rankin, S. D. Shawhan, Ap. J., 194, L43, 1974; Bull. Am. Astron. Soc., 7, 235, 1975.
72. S. R. Spangler, T. J. Moffett, Ap. J., 203, 497, 1976.
73. J. Heise, A. C. Brinkman, J. Schrijver, R. Mewe, E. Gronenschild, A. den Boggende, J. Grindlay, H. Schnopper, E. Schreier, H. Gursky, D. Parsignault, IAU Circ. No. 2731, 1974.
74. J. Heise, A. C. Brinkman, J. Schrijver, R. Mewe, E. Gronenschild, A. den Boggende, J. Grindlay, Ap. J., 202, L. 73, 1975.
75. Е. А. Каруцкая, Астрон. цирку., № 810, 1974; Астрон. ж., 52, 189, 1975.
76. W. Haupt, W. Schlosser, Astron. Astrophys., 37, 219, 1974.
77. Н. И. Шаховская, Изв. Крымской обс., 51, 92, 1974.
78. B. R. Pettersen, Astron. Astrophys., 41, 87, 113, 1975.
79. C. Blanco, S. Catalano, E. Marilli, M. Rodonó, Astron. Astrophys., 33, 257, 1974.
80. O. C. Wilson, P. A. S. P., 73, 15, 1961.
81. O. Struve, V. Zeberg, Ap. J., 130, 783, 1959.
82. Р. Е. Гершберг, Астрофизика, 6, 191, 1970.
83. Н. И. Шаховская, Изв. Крымской обс., 45, 124, 1972.
84. Р. Е. Гершберг, Н. И. Шаховская, Изв. Крымской обс., 49, 73, 1973.
85. В. W. Vorpp, M. N., 166, 79, 1974.
86. Р. Е. Гершберг, Э. Э. Шноль, Изв. Крымской обс., 50, 122, 1974.
87. Р. Е. Гершберг, Астрон. ж., 51, 552, 1974.
88. G. E. Kron, A. J., 55, 69, 1950; Ap. J., 115, 301, 1952.
89. P. F. Chugatnov, IBVS, No. 122, 1966.
90. W. Krzeminski, K. P. Kraft, A. J., 72, 307, 1967.
91. W. Krzeminski, in "Low-luminosity Stars", ed. S. S. Kumar, Gordon & Breach, London, 1969, p. 57.
92. C. A. O. Torres, S. Ferraz Mello, Astron. Astrophys., 27, 231, 1973.
93. П. Ф. Чурайнов, Изв. Крымской обс., 48, 3, 1973.
94. В. W. Vorpp, D. S. Evans, M. N., 164, 343, 1973.
95. D. S. Evans, M. N., 154, 329, 1971.
96. S. S. Vogt, Ap. J., 199, 418, 1975.
97. D. H. Martins, P. A. S. P., 87, 163, 1975.
98. П. Ф. Чурайнов, Изв. Крымской обс., 52, 3, 1974.
99. П. Ф. Чурайнов, Изв. Крымской обс., 54, 85, 1976.
100. C. Friedemann, J. Gürtler, Astron. Nachr., 296, No. 3, 125, 1975.
101. J. D. Fix, S. R. Spangler, Ap. J., 205, L 163, 1976.
102. E. B. Jensen, S. P. Worden, G. L. Grasdalen, P. A. S. P., 86, 601, 1974.
103. S. R. Spangler, S. D. Shawhan, Ap. J., 205, 472, 1976.
104. R. J. Pfeiffer, R. H. Koch, IBVS, No. 780, 1973.
105. V. Tsikoudi, H. Hudson, Astron. Astrophys., 44, 273, 1975.
106. T. J. Moffett, M. N., 164, 11, 1973.
107. К. Г. Гуспарин, Сообщ. Бюраканской обс., 49, 33, 1976.
108. K. C. Gordon, G. E. Kron, P. A. S. P., 61, 210, 1949.
109. K. Osawa, K. Ichimura, T. Noguchi, E. Watanabe, Tokyo Astron. Bull., No. 180, 188, 1968.
110. Н. И. Шаховская, Изв. Крымской обс., 47, 111, 1973.
111. M. Rodonó, Preprint, 1976.

112. *M. Rodonó*, Proc. Symp. No. 71, Praha, 1975.
113. *A. D. Andrews*, Irish Astron. J., 7, No. 1, 20, 1965.
114. *G. Ferland, B. W. Bopp*, P. A. S. P., 88, 451, 1976.
115. *Z. Švestka*, Solar Phys., 13, 471, 1970.
116. *H. S. Hudson*, Solar Phys., 24, 414, 1972.
117. *P. Cortellessa, C. Paizis*, Solar Phys., 42, 421, 1975.
118. *А. А. Коровяковская, Ю. П. Коровяковский*, Астрофиз. исследования, 3, 101, 1971.
119. *Р. Е. Гершберг*, Изв. Крымской обс., 46, 59, 1972.
120. *А. А. Коровяковская*, Астрофизика, 8, 247, 1972.
121. *V. S. Oskantian*, Proc. of the 4th Colloquium on Variable Stars, Budapest, 1968, p. 131.
122. *T. J. Moffett*, Bull. Am. Astron. Soc., 5, 399, 1973.
123. *L. A. Pustyl'nik*, in "Variable Stars and Stellar Evolution", eds. V. Sherwood and L. Plaut, D. Reidel Publ. Co. Holland, 1975, p. 100.
124. *T. J. Moffett*, Nature, Phys. Sci., 240, 41, 1972.
125. *Г. Г. Шевиченко*, Астрон. цирку., № 792, 1973.
126. *T. R. Flesch, J. P. Oliver*, Ap. J., 189, L 127, 1974.
127. *B. N. Andersen*, IBVS, No. 1084, 1976.
128. *В. П. Гринин*, Изв. Крымской обс., 48, 58, 1973; 55, 179, 1976.
129. *S. Cristaldi, G. Godolt, M. Nurbone, M. Rodonó*, Proc. of the 4th Colloquium on Variable Stars, Budapest, 1968, p. 149.
130. *P. F. Chugatnov, R. J. Havlen, B. E. Westerlund, R. E. White*, IBVS, No. 343, 1969.
131. *F. D. Kahn*, Nature, 222, 1130, 1969.
132. *F. D. Kahn*, Nature, 250, 125, 1974.
133. *D. J. Mullan*, Ap. J., 204, 530, 1976; 206, 672, 1976.
134. *M. Rodonó*, Astron. Astrophys., 32, 337, 1974.
135. *C. J. Crannell, T. H. Markert, T. J. Moffett, S. R. Spangler*, Proc. of the 14th Intern. Cosmic Ray Conference, München, 1, OG-section, August, 1975.
136. *J. E. Grindlay*, Ap. J., 162, 187, 1970.
137. *P. J. Edwards*, Nature, Phys. Sci., 234, 75, 1971.
138. *G. Cavallo, H. Horstman*, Nature, Phys. Sci., 235, 110, 1972.
139. *S. Kahler, S. Shulman*, Nature, Phys. Sci., 237, 101, 1972.
140. *C. J. Crannell, J. E. McClintock, T. J. Moffett*, Nature, 252, 659, 1974.
141. *R. E. Gershberg, N. I. Shukhovskaya*, Astrophys. Space Sci., 44, 463, 1976.
142. *С. А. Каплан, С. Б. Пиксельнер, В. Н. Цытович*, Физика плазмы солнечной атмосферы, Наука, М., 1977.
143. *С. И. Сыроватский*, Письма АИЖ, 2, № 1, 35, 1976.
144. *J. H. Piddington*, Solar Phys., 31, 229, 1973.
145. *C. M. Anderson, L. W. Hurtmann, B. W. Bopp*, Ap. J., 204, L 51, 1976.
146. *R. E. Gershberg, S. B. Pikel'ner*, Comm. Astrophys. Space Phys., 4, 113, 1972.
147. *S. P. Worden*, P. A. S. P., 86, 595, 1974.
148. *D. J. Mullan*, P. A. S. P., 87, 455, 1975.
149. *D. J. Mullan*, M. N., 154, 457, 1971.
150. *D. J. Mullan*, Astrophys. Lett., 12, 13, 1972.
151. *D. J. Mullan*, Ap. J., 186, 1059, 1 73.
152. *D. J. Mullan*, Ap. J., 192, 149, 1 74.
153. *D. J. Mullan*, Solar Phys., 40, 75, 1973.

154. *D. J. Mullan*, *Ap. J.*, 187, 621, 1974.
155. *D. J. Mullan*, *Ap. J.*, 200, 641, 1975.
156. *D. J. Mullan*, *Astron. Astrophys.*, 40, 41, 1975.
157. *D. J. Mullan*, *R. A. Bell*, *Ap. J.*, 204, 818, 1976.
158. *H. C. Spruit*, *Solar Phys.*, 34, 277, 1974.
159. *M. Rodono*, in "Variable Stars and Stellar Evolution", eds. V. Sherwood and L. Plaut, D. Reidel Publ. Co., Holland, 1975, p. 69.
160. *E. L. Robinson*, *R. P. Kraft*, *A. J.*, 79, 698, 1974.
161. *H. M. Tovmassian*, *G. Haro*, *J. C. Webber*, *G. W. Swenson*, *K. S. Yang*, *K. M. Yoss*, *D. Deming*, *R. F. Green*, *Астрофизика*, 10, 337, 1974.
162. *G. Haro*, *E. Chavira*, *Vistas in Astronomy*, 8, 89, 1965.
163. *V. A. Ambartsumian*, *L. V. Mirzoyan*, in "Variable Stars and Stellar Evolution", eds. V. Sherwood and L. Plaut, D. Reidel Publ. Co., Holland, 1975, p. 3.
164. *G. Haro*, *Bol. Inst. Tonantsintla*, 2, 3, 1976.
165. *Р. Е. Гершберг*, *Переменные звезды* (в печати).