

ФЕДЕРАЛЬНОЕ ГОСУДАРСТВЕННОЕ БЮДЖЕТНОЕ
ОБРАЗОВАТЕЛЬНОЕ УЧРЕЖДЕНИЕ
ВЫСШЕГО ОБРАЗОВАНИЯ
«САНКТ-ПЕТЕРБУРГСКИЙ ГОСУДАРСТВЕННЫЙ УНИВЕРСИТЕТ»
КАФЕДРА АСТРОФИЗИКИ

На правах рукописи

Рыспаева Елизавета Борисовна

**МЕХАНИЗМЫ ФОРМИРОВАНИЯ РЕНТГЕНОВСКИХ СПЕКТРОВ ЗВЕЗД
РАННИХ СПЕКТРАЛЬНЫХ КЛАССОВ**

01.03.02 — астрофизика и звёздная астрономия

ДИССЕРТАЦИЯ

на соискание ученой степени
кандидата физико-математических наук

Научный руководитель:
д.ф.-м.н. Холтыгин А.Ф.

Санкт-Петербург

2021

Содержание

1 Введение	4
1.1 Обзор гипотез формирования рентгеновского излучения ОВ звезд	4
1.2 Классификация ОВ звезд	17
1.3 Актуальность темы и степень её разработанности	21
1.4 Цели и задачи работы	21
1.5 Научная новизна	23
1.6 Теоретическая и практическая значимость	24
1.7 Объект и предмет исследований	25
1.8 Методология и методы исследований	25
1.9 Основные положения, выносимые на защиту	25
1.10 Апробация работы	27
1.11 Публикации по теме диссертации	29
1.12 Личный вклад	30
1.13 Содержание работы	31
2 Сведения о рассмотренных объектах и первичная обработка наблюдений	34
2.1 Особенности изучаемых в работе ОВ звезд	34
2.2 Первичная обработка наблюдательных данных	40
3 Исследование гипотез о тепловом рентгеновском излучении ОВ звезд	47

3.1	Моделирование спектров низкого разрешения	47
3.2	Проверка следствий из модели ударной волны, ограниченной магнитным полем	54
3.3	Заключение к главе 3	62
4	Анализ ширин линий в рентгеновских спектрах ОВ звезд	64
4.1	Методика отождествления линий в рентгеновских спектрах высокого разрешения	64
4.2	Проверка гипотезы Pollock для большого набора ОВ звезд .	71
4.3	Общие итоги исследования ширин линий	74
4.4	Заключение к главе 4	77
5	Исследование гипотез о возможном нетепловом рентгеновском излучении ОВ звезд	79
5.1	Общая статистика	79
5.2	Исследование рентгеновских спектров звезд аналогов γ Cas	95
5.3	Заключение к главе 5	98
6	Общее заключение и обсуждение результатов	100
6.1	Основные результаты	100
6.2	Обсуждение результатов	101
7	Список литературы	106
A	Приложение	116

A.1	Комментарии к анализу рентгеновских спектров отдельных звезд	116
A.1.1	HD 37000, HD 37025	116
A.1.2	HD 93521	116
A.1.3	HD 110432	117
A.1.4	HD 120991	117
A.1.5	HD 152248, HD 152249	118
A.1.6	HD 164794	122
A.1.7	HD 188001	122
A.1.8	HD 191612	123
A.1.9	HD 210839	123
A.2	Спектры звезд с особенностями	123
В	Иллюстрации	127
С	Таблицы	132

1 Введение

Звезды спектральных классов O и B традиционно называют горячими звездами или звездами ранних спектральных классов. У O звезд температура атмосфер составляет $2.5 - 5 \cdot 10^4$ K. В спектрах этих объектов наблюдаются линии H, He I, He II, Si III-IV, C IV, C III, N III. Звезды спектрального класса B имеют хорошо выраженные линии поглощения нейтрального гелия He I, водорода H I, кальция Ca II. Температура атмосфер достигает $1 - 2.8 \cdot 10^4$ K [2, 5]. Массивные OB звезды являются предшественниками звезд Вольфа—Райе и переменных голубых звезд высокой светимости (LBV звезд). OB звезды – это основные источники УФ-излучения молодых галактик. Массивные OB звезды играют важную роль в эволюции галактик и межзвездной среды. Они являются основным источником ее ионизации и значительно влияют на химическую и динамическую эволюцию родительских галактик. Многие OB звезды окружены областями ионизованного водорода и являются индикаторами мест звездообразования. Считается, что в ранней Вселенной эти звезды были основными источниками реионизации и впервые обогатили ее металлами [17].

1.1 Обзор гипотез формирования рентгеновского излучения OB звезд

На диаграмме Гершпрунга-Рассела в рентгеновской части спектра (см. Рис. 2 в обзоре [47]) OB звезды занимают место самых ярких источников и одновременно являются самыми загадочными. Механизм формирования рент-

геновского излучения, связывающий его с магнитной активностью звезды, характерный для звезд средних и поздних спектральных классов, неприменим к ранним звездам. Этому есть два объяснения. Во-первых, крупномасштабный магнетизм не свойственен всем OB звездам, существует множество ранних звезд, у которых магнитное поле не зафиксировано, но эти звезды достаточно ярко излучают в рентгеновской области спектра. Во-вторых, звездные ветры OB звезд на несколько порядков величины плотнее, чем у звезд солнечного типа, и температура звездных ветров OB звезд близка к поверхностной температуре [35]. Поэтому рентгеновское излучение ранних звезд не может формироваться в результате корональных процессов, подобных тем, что происходят в маломассивных звездах, а должно определяться главным образом мощными ветрами OB звезд. Кроме того, среди OB звезд существует множество подклассов и звезд с особенностями. Вероятно, в OB звездах с разными характеристиками протекают различные процессы, приводящие к формированию их рентгеновского излучения.

То, что OB звезды должны являться яркими рентгеновскими источниками предсказывали Cassinelly & Olson [23], основываясь на присутствии в ультрафиолетовых спектрах этих объектов линий ионов очень высоких стадий ионизации, в частности O VI. Авторы утверждали, что рентгеновское излучение исходит из звездной короны, так как изучаемые ими объекты обладали звездными ветрами с относительно низкой температурой $\sim 2 \cdot 10^4$ К. Впервые рентгеновское излучение O звезд было обнаружено в 1979 году при наблюдении звездного скопления Cygnus OB2, туманности Ориона и Большой туманности Киля на спутнике "Enstein" [121]. Осно-

вываясь на рентгеновских наблюдениях звезд в скоплении Cygnus OB2, Harnden et al. [51] установили, что модель, включающая в себя корональное излучение и холодный звездный ветер, предсказывала очень слабый по сравнению с наблюдаемым поток мягкого рентгеновского излучения. Они предположили, что рентгеновское излучение должно формироваться при столкновении звездных ветров. Первая модель рентгеновского излучения OB звезд, возникающего в результате столкновения звездных ветров в двойных системах, была предложена Cherepashchuk [26], а Lucy & White [69], впервые разработали модель рентгеновского излучения, возникающего вследствие радиационной неустойчивости в звездных ветрах. Lucy & White утверждали, что ветры OB звезд имеют неоднородную структуру, в них присутствуют сгущения, окруженные менее плотным газом. Фотоны от фотосферы звезды могут поглощаться в частотах тысяч линий. Если в каком-либо месте в звездном ветре газ немного замедлится или ускорится, то из-за доплеровского сдвига длины волны фотона, который поглощается в этой области, фотон будет поглощаться не в центре, а в крыле линии, где коэффициент поглощения в линии мал. То есть в этой области меньше фотонов поглотятся и передадут свой импульс газу. Давление излучения уменьшится, а сила тяжести останется прежней. Газ в этом месте начнет тормозиться и столкнется с невозмущенным газом, движущимся с прежней скоростью. Возникнет ударная волна, которая может сжать газ в области флуктуации скорости ветра. Таким образом в звездном ветре возникают сгущения.

Позднее разными авторами было сформулировано множество гипотез,

объясняющих происхождение рентгеновского излучения ОВ звезд. Эти гипотезы можно разделить на два больших семейства:

1. Модели теплового рентгеновского излучения ОВ звезд, согласно которым рентгеновское излучение исходит из горячего газа вблизи фотосфер;
2. Модели нетеплового рентгеновского излучения ОВ звезд.

К *первому семейству* можно отнести следующие основные гипотезы.

Для объяснения генерации рентгеновского излучения одиночных ОВ звезд были использованы детальные одномерные гидродинамические модели. Эти модели предсказывали развитие мощных ударных волн [39, 96, 117] в результате неустойчивости, присущей радиационно-индуцируемым звездным ветрам [69, 68]. Часть холодного вещества звездного ветра (с температурой $\sim 10^4$ К) нагревается в ударных волнах до $\sim 10^6 - \sim 10^7$ К и охлаждается при испускании рентгеновских квантов.

В предположении о наличии неоднородностей в звездных ветрах ОВ звезд Hiller et al. [54] разработали, а Feldmeier et al. [38] дополнили гидродинамическую модель описывающую рентгеновское излучение О звезд (далее в тексте диссертации - модель Hiller-Feldmeier). Согласно этой модели рентгеновское излучение формируется на расстоянии от поверхности звезды в несколько звездных радиусов при движении быстрых сгустков газа через медленнее движущийся окружающий газ [94]. Авторы рассчитали коэффициент излучения в модели плазмы, состояние которой определяется столкновениями с электронами, включили в модель перенос излучения в линиях и учли воздействие радиационного и адиабатического охлаждения среды за фронтом ударной волны. В рамках гипотезы области горячего

газа за фронтами множественных ударных волн в звездном ветре имеют одинаковые температуры и коэффициенты заполнения. Модель предсказывала переменность рентгеновского излучения звезд на временной шкале до нескольких дней.

В рамках другого набора схожих моделей предполагалось, что в звездном ветре присутствуют сгущения, которые находятся в разреженном газе [49, 67]. Эти сгущения могут формироваться как в результате неустойчивости радиативного звездного ветра [69], так и в звездной фотосфере или даже в более глубоких подфотосферных слоях [21, 141]. Когда газовые сгущения распространяются в ветре, образуются ударные волны, в которых нагревается газ за фронтом ударной волны и излучает в рентгеновской части спектра.

В работах Oskinova et al. [92, 94, 95] было проведено исследование взаимосвязи формы газовых сгущений¹ в звездных ветрах с наличием смещений профилей рентгеновских линий в спектрах звезд. Согласно результатам, представленным в статьях [92, 94, 95], звездный ветер поддерживается давлением излучения в линиях. Если в звездном ветре присутствуют сгущения сферической формы, то линии в рентгеновском спектре должны быть смещены в голубую сторону. Если сгущения в звездном ветре имеют плоскую форму (форму “блинов”), то профили рентгеновских линий должны быть симметричны [92]. Объясняется это следующим. Рентгеновские фотоны взаимодействуют со сгущениями в звездном ветре, если сгущение плоское, то сечение взаимодействия не зависит от направления движения

¹В оригинальных текстах статей [92, 94, 95] они называются “clumps”.

фотона, если сгущения сферические, то сечение взаимодействия зависит от направления движения фотона. Если рентгеновские фотоны движутся в сторону наблюдателя и взаимодействует со сгущениями в звездном ветре, то профили рентгеновских линий смещаются в голубую сторону.

В статьях [60, 22] были рассчитаны температуры и плотности в ударных волнах, возникающих при распространении сгущений в звездных ветрах для интерпретации свойств рентгеновского излучения горячих звезд. Авторы статей оценили степенное распределение получаемой из анализа наблюдений меры эмиссии и широкий диапазон стадий ионизации атомов, которые присутствуют в звездных ветрах. Cassinelli & Swank [24] и Waldron & Cassinelli [141] предложили “гибридную” модель, объясняющую рентгеновское излучение массивных звезд комбинацией нагрева плазмы в областях локальных магнитных полей при пересоединении магнитных силовых линий и нагрева плазмы ударными волнами в звездном ветре.

Поскольку большинство магнитных OB звезд имеют магнитосферы дипольной структуры, многие авторы утверждают, что рентгеновское излучение таких OB звезд формируется в рамках модели ударной волны в звездном ветре, ограниченной магнитным полем (Magnetic confined wind shock model, MCWS). Эта модель изначально была разработана Babel & Montmerle [12] для магнитных Ap/Bp звезд на основании интерпретации наблюдения звезды IQ Aur на спутнике “ROSAT”. Затем модель была развита в теоретических работах ud-Doula et al. [129, 130, 131]. В рамках гипотезы MCWS потоки вещества звездного ветра движутся вдоль магнитных силовых линий к области магнитного экватора, где сталкиваются и образу-

ют стоячую ударную волну. За ударной волной формируется протяженная горячая разреженная область, излучающая в рентгеновской области спектра, и тонкий плотный околозвездный диск в области магнитного экватора. Магнитное поле звезды способно ограничивать потоки звездного ветра только до альвеновского радиуса. На меньших расстояниях столкновение звездных ветров можно считать лобовым. Babel & Montmerle выдвинули условия применимости модели, согласно которым нижний предел поверхностного магнитного поля звезды должен составлять 10-100 Гс, а радиус околозвездного диска - не более 4 радиусов звезды, и вывели аппроксимационную формулу, связывающую рентгеновскую светимость ОВ звезд L_X (в эрг с^{-1}) с напряженностью полярного магнитного поля B (в кГс), скоростью потери массы \dot{M} (в единицах $10^{-10} M_\odot \text{yr}^{-1}$), терминальной скоростью звездного ветра v_∞ (в единицах 1000 км с^{-1}):

$$L_X = 2.6 \cdot 10^{32} \dot{M}_{10} \left(\frac{v_\infty}{10^3 \text{ км с}^{-1}} \right) B_{\text{kG}}^{0.4}, \quad (1)$$

Позднее ud-Doula & Owocki [129] ввели понятие коэффициента магнитного удержания.² Эта безразмерная величина, характеризующая отношение магнитной энергии и кинетической энергии звездного ветра, определяется по формуле

$$\eta = \frac{B_p^2 R_*^2}{4 \dot{M} v_\infty}, \quad (2)$$

где B_p - полярное магнитное поле, R_* - радиус звезды. Авторы утверждали, что при $\eta \leq 1$ силовые линии магнитного поля должны быть полностью

²В оригинальном тексте статьи - "magnetic confined parameter".

открытыми и радиально направленными, но магнитосфера всё ещё может отклонять потоки звездного ветра в сторону магнитного экватора, там они движутся со скоростью $\sim 70 \text{ км с}^{-1}$; при $\eta \geq 1$ силовые линии магнитного поля тоже полностью открытые, но потоки звездного ветра движутся у магнитного экватора быстрее, со скоростью $\sim 300 \text{ км с}^{-1}$; при $\eta \geq 10$ в области магнитного экватора силовые линии замкнутые, потоки звездного ветра движутся со скоростью $\sim 1000 \text{ км с}^{-1}$, сталкиваются, образуя горячий газ, испускающий рентгеновское излучение.

Ещё один критерий применимости модели MCWS и других моделей, объясняющих тепловое рентгеновское излучение ОВ звезд, был предложен в статье [130]. В работе авторы ограничили наибольшую возможную температуру плазмы, излучающей в рентгеновской области спектра, связанную с терминальной скоростью звездного ветра стандартным соотношением [1].

$$kT_{\text{max}} = \frac{3}{16} \frac{\mu v_{\infty}^2}{k} \approx 14 \text{MK} \frac{v_{\infty}^2}{1000 \text{ км с}^{-1}} \approx 1.2 \text{keV} \frac{v_{\infty}^2}{1000 \text{ км с}^{-1}}, \quad (3)$$

где μ - средний молекулярный вес, k - постоянная Больцмана. Таким образом, если наибольшие терминальные скорости звездных ветров ОВ звезд составляют $\sim 3200 \text{ км с}^{-1}$ [61], то, если считать их рентгеновское излучение полностью тепловым, температура излучающей в этой части спектра плазмы не должна превышать 12.3 кэВ.

В работах [113, 114, 130, 131] было сделано предположение о том, что из модели MCWS могут вытекать возможные следствия:

1. С увеличением напряженности поля растет температура горячей плаз-

мы за фронтом ударной волны и, тем самым увеличивается жесткость³ рентгеновского спектра. Связано это с тем, что чем сильнее у звезды магнитное поле, тем выше вероятность перезамыкания силовых линий, а значит и звездных вспышек. Поэтому рентгеновский спектр сильно-магнитных звезд может быть более жестким.

2. Температура горячей плазмы в области магнитного экватора тем больше, чем больше скорость ветра. Поэтому у звезд с большей скоростью истечения веществ более высокая температура рентгеновской плазмы и выше жесткость спектра.
3. У звезд с большой скоростью потери массы плотность вещества в области магнитного экватора будет больше. Скорость высвечивания горячего газа сильно возрастает, особенно в области $T \approx 10^6$ К, в то время как функция высвечивания быстро уменьшается в области $T \approx 10^7$ К, что может привести к относительному росту доли газа с высокой температурой и, соответственно, к росту жесткости спектра. А согласно работе [130], в случае высокой скорости потери массы, приближающиеся к магнитному экватору потоки вещества образуют сильную ударную волну, генерирующую более жесткое, чем в случае низкой скорости потери массы, рентгеновское излучение. Если же скорость потери массы низкая, происходит расширение области, в которой формируется ударная волна. В результате этого потоки вещества сталкиваются на более низких скоростях, что приводит к формированию более мягкого рентгеновского излучения.

³Определение жесткости дано в разделе 2.2.

Эти отмеченные корреляции между параметрами звезды и жесткостью ее рентгеновского спектра (по крайней мере вторая и третья) могут быть справедливы и для других моделей, объясняющих тепловое рентгеновское излучение ОВ звезд.

Позднее другими авторами были уточнены механизмы формирования рентгеновского излучения в ветрах звезд. Так Zhekov & Palla в работе [144] выяснили, что столкновение звездных ветров ранних звезд, приводящее к возникновению рентгеновского излучения, имеет сложную природу. Ударные волны в ветре формируются либо в результате формирования радиативной неустойчивости, либо вследствие удержания вещества ветров сильным магнитным полем, как в модели MCWS. Согласно гипотезе Zhekov & Palla [144] сталкивающиеся структуры (сгустки, полные или фрагментарные оболочки) быстро высвечиваются и, в конечном итоге, становятся “холодными” облаками в рентгеновском небе звезды. В результате существует высокая вероятность поглощения рентгеновского излучения этими “холодными” облаками, находящимися на луче зрения, что приводит к возникновению рентгеновских спектральных линий, смещенных в синюю сторону. Таким образом, в околос звездной плазме присутствуют области с разными температурами.

В 2007 году А. М. Т. Pollock [103] предложил “новую парадигму” о формировании рентгеновского излучения О звезд, основываясь на анализе наблюдений сверхгиганта ζ Ori (HD 37742, Альнитак) на орбитальной обсерватории “ХММ-Newton”. Согласно гипотезе Pollock “рентгеновское излучение возникает в режиме *бесстолкновительных* ударных волн контроли-

руемых магнитным полем. При этом наблюдаемая плазма не находится в равновесии и континуум тормозного излучения электронов слаб, а перезарядка, ионизация и возбуждение атомов могут осуществляться при столкновениях с протонами. Плазма, захваченная магнитным полем, в двойных системах может нагреваться до более высоких температур, чем в одиночных звездах. Все линии в рентгеновских спектрах O звезд должны быть широкими и асимметричными с похожими профилями скорости. Наблюдаемые профили линий в основном отражают распределение скорости ионов за фронтом ударной волны”⁴. В случае, если в среде, где формируется рентгеновское излучение, справедливо максвелловское распределение скоростей электронов, должно выполняться соотношение:

$$\text{HWHM} = \sqrt{2 \ln 2 (kT_S/m)} \approx 0.51v_\infty, \quad (4)$$

где HWHM (Half Width at Half Maximum) – полуширина линии на уровне половины максимума, k – постоянная Больцмана, T_S – температура плазмы за фронтом ударной волны, m – средняя масса частицы, v_∞ – терминальная скорость звездного ветра. В статье Pollock [103] были отождествлены линии в рентгеновском спектре ζ Ori и установлено, что для этой звезды указанное соотношение выполняется для 75% линий.

Однако, наряду с упомянутыми выше теориями существовало мнение о том, что рентгеновское излучение OВ звезд может быть не полностью тепловым. Поэтому можно выделить *второе семейство* моделей, описывающих возможное нетепловое рентгеновское излучение OВ звезд, к которому

⁴Переведенная на русский язык цитата из статьи [103].

относятся две гипотезы.

Первой предпосылкой к выдвижению гипотез о нетепловой природе рентгеновского излучения ранних звезд стало обнаружение нетеплового радиоизлучения сначала у двойных звезд, а потом и у одиночных. Считалось, что это было синхротронное излучение релятивистских электронов [6, 7]. В статьях [101, 102] было впервые сформулировано предположение о том, что присутствие в ветре звезды релятивистских электронов может привести к генерации жесткого рентгеновского излучения в результате обратного комптоновского рассеяния ультрафиолетовых фотонов на высокоэнергичных электронах. Chen & White [25] разработали численную модель этого процесса и протестировали её на наблюдениях трех O звезд пояса Ориона, выполненных на рентгеновском спутнике “Enshstein”. Согласно их модели жесткое рентгеновское излучение O звезд с энергиями выше 2 кэВ имеет нетепловую природу и генерируется в результате обратного комптоновского рассеяния ультрафиолетовых фотонов звездного спектра на релятивистских электронах, ускоряемых ударными волнами вблизи поверхности звезды. Такое излучение должно описываться степенным законом с показателем степени ~ 1.5 . Модель предсказывала, что звезды ранних спектральных классов, в чьих рентгеновских спектрах присутствует нетепловая компонента, должны иметь поверхностное магнитное поле, величиной в несколько Гс, переменное рентгеновское излучение на временной шкале от нескольких часов до нескольких дней и рентгеновскую светимость в жесткой части спектра $\gtrsim 10^{29}$ эрг с^{-1} .

Leto et al. [64] проанализировали рентгеновские наблюдения В звезды

HD 182180, обладающей аномально сильным магнитным полем ~ 11 кГс, выполненные на орбитальной обсерватории “ХММ-Newton” и выдвинули другую гипотезу о происхождении нетеплового рентгеновского излучения быстровращающихся магнитных Ap/Vr звезд (далее в тексте диссертации – модель Leto et al.). В рамках этой модели рентгеновское излучение Ap/Vr звезд имеет двойную природу. Внутри силовых линий магнитного поля звезды рентгеновское излучение генерируется как в модели MCWS, при столкновении потоков вещества звездного ветра у магнитного экватора и является тепловым, а на расстоянии от поверхности звезды, близкому к альвеновскому радиусу, магнитное давление не способно удержать горячую плазму внутри силовых линий, и происходит перезамыкание силовых линий магнитного поля, в результате которого образуются быстрые нетепловые электроны. Эти нетепловые электроны движутся по альвеновской поверхности к магнитным полюсам, где сталкиваются со звездной поверхностью и в результате тормозного излучения формируют нетепловое рентгеновское излучение, исходящее из полярных шапок звезды. (см. Рис. 11 в статье [64]). Авторы выдвинули следующие условия применимости модели:

1. Наличие нетеплового радиоизлучения
 2. Полярное магнитное поле напряженностью $\sim 10-15$ кГс, альвеновский радиус $\sim 8-50$ звездных радиусов.
 3. Строение магнитосферы по типу RRM (Rigidly Rotational Magnetosphere, [128])
 4. Быстрое осевое вращение с периодом ~ 0.5 дней.
- Ryspaeva & Kholtygin [116] предположили возможное следствие из мо-

дели Leto et al. [64]: “звезды с высокой скоростью истечения вещества и температурой плазмы должны иметь более высокие концентрации нетепловых электронов на альвеновской поверхности, а значит, более интенсивные нетепловое рентгеновское излучение”⁵.

1.2 Классификация ОВ звезд

Среди звезд спектральных классов О и В выделяют следующие категории объектов с особенностями.

Ве звезды, для которых характерны быстрое вращение и плотные околозвездные диски.

Walborn et al. [138] выделили подкласс пекулярных Of?p звезд. Для таких объектов свойственны повторяющиеся спектральные изменения в линиях бальмеровской серии, линиях He I, C III, Si III и наличие в оптическом спектре эмиссии в линии C III на длине волны 4650 Å. Дальнейшие наблюдения показали, что все Of?p звезды обладают сильным магнитным полем [73, 57] и большой рентгеновской светимостью ($\log(L_X/L_{\text{BOL}}) \sim 6$) ([84]). В настоящее время обнаружено 5 Of?p звезд в Галактике: CPD-282561, NGC 1624-2, HD 108, HD 191612, HD 148937 [136]. Также были обнаружены Of?p звезды в Магеллановых Облаках (см. [52, 139, 75]).

В работах [31], [32] был выделен ещё один подкласс пекулярных ОВ звезд: двойные системы со сталкивающимися звездными ветрами (Particle-accelerating colliding-wind binaries, PACWBs). К таковым относятся кратные системы, состоящие из ранних звезд, либо ОВ звезд и звезд Вольфа-

⁵Цитата из русскоязычного варианта статьи [116].

Райе, у которых заряженные частицы в звездных ветрах могут ускоряться до релятивистских скоростей. По состоянию на 2013 год обнаружено 43 PASCWBs в Галактике. У некоторых PASCWBs систем было обнаружено синхротронное радиоизлучение релятивистских частиц, которое и является индикатором существования релятивистских частиц в двойных системах со сталкивающимися звездными ветрами.

В статье [65] были выделены OB звезды, похожие по характеристикам на σ Ori E (HD 37479). Эти звезды имеют аномально сильное магнитное поле $B_p \sim 10 - 20$ кГс, строение магнитосферы по модели RRM (Rigidly Rotational Magnetosphere, [45, 128], в рамках этой модели плазма захваченная силовыми линиями магнитного поля вращается вокруг звезды вместе с магнитосферой как твердое тело), быстрое осевое вращение с периодом $P_d \sim 0.5$ д. В настоящей работе будем называть такие объекты аналогами σ Ori E.

Вероятно самым загадочным является недавно обнаруженный подкласс OB звезд, - так называемые звезды аналоги γ Cas [125]. По материалам статьи [91] в Галактике обнаружено около 20 таких объектов. Для звезд аналогов γ Cas характерны аномально высокие для ранних спектральных классов значения температуры плазмы $\sim 10-20$ кэВ при предположении, что рентгеновское излучение этих объектов полностью тепловое, а также переменность рентгеновского излучения на временной шкале от нескольких минут до нескольких лет. Рентгеновская светимость аналогов γ Cas составляет $\sim 10^{32} - 10^{33}$ эрг s^{-1} , что на порядок выше, чем у остальных массивных звезд, но значительно ниже, чем у аккрецирующих рентгеновских

двойных систем. Высокая температура плазмы может быть обусловлена наличием аккрецирующего компонента (белого карлика, нейтронной звезды или черной дыры). Но в настоящее время все ещё не найдено чётких, подтвержденных наблюдениями, свидетельств существования вырожденного компонента у какого-либо из известных аналогов γ Cas. Поэтому многие авторы сходятся во мнении, что рентгеновское излучение этих загадочных звезд исходит из области плотного околос звездного диска в результате взаимодействия его с магнитным полем звезды (см. [125, 89, 108]). Однако, следует отметить, что до настоящего времени магнитного поля ни у одной В-звезды, в том числе у звезд аналогов γ Cas, всё ещё не обнаружено. Следовательно, это предположение можно считать недостаточно обоснованным.

Помимо упомянутых выше подклассов ОВ звезд с выделенными характеристиками, некоторые авторы предлагали по-другому классифицировать ранние звезды.

Так Petit et al. в работе [99] проанализировали магнитные характеристики 10 О и 53 В звезд и предложили разделять горячие звезды по особенностям магнитосфер на два типа. Магнитосферы звезд, у которых альвеновский радиус превосходит кеплеровский, называть центробежными, магнитосферы звезд, у которых кеплеровский радиус больше альвеновского – динамическими⁶. По мнению авторов статьи рентгеновское излучение ОВ звезд с центробежными магнитосферами должно быть более жестким, чем у звезд с динамическими магнитосферами. Связано это с тем, что центро-

⁶В тексте оригинала статьи “centrifugal magnetospheres”, “dynamical magnetospheres” соответственно.

бежное ускорение быстровращающихся звезд способствует перемещению вещества звездного ветра вверх по магнитной петле, что приводит к более сильным столкновениям потоков вещества звездного ветра, чем в случае, если звездные ветра разгоняются только давлением излучения, что имеет место в динамических магнитосферах. Однако гидродинамическое моделирование предсказывает, что общий рентгеновский поток от звезды с центробежной магнитосферой достаточно чувствителен к скорости потери массы. Распределение дифференциальной меры эмиссии горячей плазмы определяется как предударными, так и послеударными характеристиками магнитосферы. Обе из этих характеристик влияют на свойства звездного ветра, причем время высвечивания за фронтом ударной волны больше для менее плотных ветров, что приводит к более мягкому и слабому рентгеновскому излучению [53].

Zhekov & Palla в работе [144] предложили ещё одну классификацию. Авторы исследовали наблюдения 15 ОВ звезд, проведенные на орбитальной обсерватории “Chandra”, и предложили разделять ОВ звезды на две группы по характеристикам излучающей в рентгеновской части спектра плазмы: с температурой, ограниченной $\sim 0.1-0.4$ кэВ, и с более высокой температурой. Zhekov & Palla утверждали, что эти две группы соответствуют различным механизмам происхождения рентгеновского излучения: в ударных волнах, обусловленных радиационной неустойчивостью и в столкновении звездных ветров в магнитном поле (как в модели MCWS) соответственно.

1.3 Актуальность темы и степень её разработанности

Природа образования оптического и УФ излучения звезд ранних спектральных классов в достаточной степени ясна, но механизмы формирования их рентгеновского излучения известны недостаточно. В настоящее время не разработано единой теории, объясняющей рентгеновское излучение всех звезд ранних спектральных классов. В то же время осмысление процессов, происходящих в фотосферах и ветрах этих звезд, приводящих к формированию рентгеновского излучения, важно для понимания механизмов нагрева и охлаждения плазмы в ветрах ОВ звезд и других звезд, обладающих мощными звездными ветрами.

Исследование возможного нетеплового рентгеновского излучения массивных звезд может пролить свет на детали механизмов ускорения электронов, протонов и других заряженных частиц и, тем самым, на механизмы формирования космических лучей. Важной и мало изученной проблемой является также исследование влияния рентгеновского излучения ОВ звезд на их оптические спектры. Из вышесказанного следует, что исследование механизмов формирования рентгеновского излучения массивных звезд было и остается актуальным.

1.4 Цели и задачи работы

В силу большого разнообразия ОВ звезд с особенностями и гипотез о формировании их рентгеновского излучения, можно сделать следующее предположение. Каждая из упомянутых выше моделей может быть применима

только для звезд с определенными характеристиками, и, возможно, в некоторых ОВ звездах рентгеновское излучение может генерироваться в рамках нескольких моделей сразу. Кроме того, нельзя исключить возможность и тепловой, и нетепловой природы рентгеновского излучения ранних звезд.

Поэтому *целью* настоящей диссертации является определение того, к ОВ звездам с какими особенностями могут быть применимы различные модели формирования теплового и нетеплового рентгеновского излучения. Для достижения сформулированной цели следует выполнить проверку применимости самой изученной модели MCWS к большому числу объектов и тестирование возможных следствий из неё, которые могут выполняться и для других гипотез, объясняющих тепловое рентгеновское излучение ранних звезд. Их невыполнение укажет на наличие у объектов дополнительных нетепловых механизмов формирования их рентгеновского излучения. Для изучения возможного вклада различных механизмов генерации нетеплового рентгеновского излучения горячих звезд, следует проверить применимость к спектрам большого числа объектов гипотез Chen & White [25] и Leto et al. [64]. Пролить свет на сложный набор процессов формирования рентгеновского излучения ОВ звезд поможет и проверка “парадигмы” Pollock [103], которая была постулирована из анализа наблюдения только одного объекта. Возможно, что эта гипотеза выполняется только для звезд с определенными характеристиками.

Для осуществления проверки гипотез необходим анализ рентгеновских наблюдений большого числа объектов, включающий моделирование рентгеновских спектров звезд для вычисления таких параметров как жесткость

спектров, температура плазмы, рентгеновская светимость, вклад возможного нетеплового излучения, спектральный индекс, а также отождествление рентгеновских спектральных линий для оценки их полных ширин и полуширин на уровне половины максимума (FWHM, HWHM), наибольших потоков, степени симметричности профилей. Исследование зависимостей между характеристиками рентгеновских спектров и параметрами звезд (терминальная скорость, скорость потери массы, напряженность магнитного поля и другие) позволит проверить следствия из различных моделей формирования теплового рентгеновского излучения OB звезд, выяснить какие процессы формирования рентгеновского излучения доминируют в горячих звездах тех или иных подклассов. Изучение характеристик рентгеновских линий позволит определить наличие сгущений в звездных ветрах, что поможет в выборе модели формирования рентгеновского излучения для каждого объекта.

1.5 Научная новизна

В ходе проведенных исследований были получены следующие научные результаты:

1. Впервые были проанализированы рентгеновские спектры следующих звезд: HD 37000, HD 37025 HD 24398, HD 10144, HD 116658, HD 120324, HD 157246, HD 188001, HD 152408.
2. Впервые была проведена статистическая проверка гипотезы Pollock [103] для большого набора звезд спектральных классов O и B.
3. Впервые было выполнено отождествление рентгеновских линий с уче-

том их блендирования и статистическое исследование степени симметричности профилей линий в рентгеновских спектрах звезд.

4. Впервые были исследованы общие зависимости между характеристиками рентгеновского излучения и параметрами ОВ звезд и с детектированным и с недетектированным магнитным полем.

5. Впервые было проведено статистическое исследование наличия степенной компоненты в рентгеновских спектрах ОВ звезд, которая может описывать возможное нетепловое рентгеновское излучение, для проверки гипотез о его формировании в ОВ звездах; исследованы зависимости между характеристиками возможного нетеплового рентгеновского излучения ОВ звезд (спектральный индекс, доля степенного излучения) и параметрами объектов (терминальная скорость звездного ветра, скорость потери массы, напряженность магнитного поля, температура плазмы, жесткость и так далее).

1.6 Теоретическая и практическая значимость

Результаты анализа рентгеновских наблюдений ОВ звезд, включающие в себя вычисленные параметры изучаемых объектов (температуры плазмы, светимости, жесткости спектров, спектральные индексы и другие) и обнаруженные зависимости между характеристиками рентгеновского излучения звезд и параметрами самих объектов могут быть полезны для дальнейшего построения теоретических моделей свечения ОВ звезд в рентгеновской области. Методика определения параметров рентгеновских линий в звездных спектрах и методика анализа блендированных линий могут быть

использованы при анализе рентгеновских спектров звезд других спектральных классов.

1.7 Объект и предмет исследований

Диссертационная работа посвящена проверке различных гипотез о формировании рентгеновского излучения звезд спектральных классов O и B на большом количестве конкретных объектов.

1.8 Методология и методы исследований

Теоретико-методологической базой диссертационной работы являются труды зарубежных ученых, посвященные интерпретации наблюдений звезд спектральных классов O и B в рентгеновской части спектра и построению теоретических моделей формирования рентгеновского излучения звезд ранних спектральных классов. Для решения поставленных задач использовались общенаучные (индукция, аппроксимации методом наименьших квадратов, регрессионный анализ, методы математической статистики), и специальные (программирование на языке Pascal, методика отождествления линий в рентгеновских спектрах). Реализация указанных методов была осуществлена с помощью специализированных программных пакетов и собственных программ.

1.9 Основные положения, выносимые на защиту

1. Рентгеновская светимость OВ звезд в диапазоне энергий 0.2-8 кэВ пропорциональна скорости потери массы и кинетической энергии звездного

ветра в степени 0.5;

2. В рентгеновских спектрах 60% рассмотренных ОВ звезд возможно наличие степенной компоненты, которая описывает нетепловое рентгеновское излучение, доля степенной компоненты в полном рентгеновском излучении линейно возрастает с увеличением температуры излучающей плазмы, а спектральный индекс степенной компоненты убывает с увеличением жесткости рентгеновских спектров по степенному закону;

3. Обнаруженные зависимости характеристик рентгеновского излучения ОВ звезд от параметров звезд (зависимости рентгеновской светимости от скорости потери массы, кинетической энергии ветра, терминальной скорости ветра, доли степенной компоненты от температуры излучающей плазмы, спектрального индекса степенной компоненты от жесткости спектров) выполняются для объектов с любой напряженностью магнитного поля, что свидетельствует об отсутствии взаимосвязи характеристик рентгеновского излучения ОВ звезд от величины их магнитного поля;

4. Большинство линий в рентгеновских спектрах ОВ звезд характеризуются отношением полуширины на уровне половины максимума (HWHM) к терминальной скорости звездного ветра меньше 0.15, что указывает на формирование линий преимущественно вблизи звездных фотосфер, при этом, если предположить, что скорость звездного ветра описывается законом Ламерса с показателем степени $\beta = 1$, основная доля рентгеновского излучения формируется на расстояниях 0.2-0.4 радиуса звезды от фотосферы.

1.10 Апробация работы

Основные результаты работы докладывались на следующих российских и международных конференциях:

1. Связь между напряженностью магнитных полей и жесткостью рентгеновских спектров массивных O звезд. **Рыспаева Е. Б.**, Холтыгин А. Ф. Международная конференция “International conference Physica.SPb/2016”, 1.11.2016-3.11.2016, ФТИ им. А. Ф. Иоффе, Санкт-Петербург

2. Связь между напряженностью магнитных полей и жесткостью рентгеновских спектров O звезд. **Рыспаева Е. Б.**, Холтыгин А. Ф. 46-я Студенческая научная конференция “Физика космоса” 30.01-3.02.2017, Коуровская обсерватория УрФУ

3. Is the Pollock’s paradigm of X-ray emission for O stars correct? **Ryspaeva E.B.**, Kholtygin A.F., the Международная конференция “Stellar Magnetism: Challenges, Connections, and Prospects”, 12.06-16.06.2017, Potsdam, Germany

4. The correlation between the magnetic field strengths and X-ray spectra of O-type stars. **Ryspaeva E.B.**, Kholtygin A.F. Международная конференция “Physics of Neutron Stars 2017”, 10.07-14.07.2017, СПб АУ, Санкт-Петербург

5. Жесткость рентгеновских спектров O-звезд в модели магнитоудерживаемой плазмы. **Рыспаева Е. Б.**, Холтыгин А. Ф. Верна ли новая парадигма формирования рентгеновского излучения O звезд? **Рыспаева Е. Б.**, Холтыгин А. Ф. Всероссийская астрономическая конференция “Астрономия: познание без границ”, 18.09-22.09.2017, Ялта, Крым

6. Рентгеновское излучение звезды HD 37479: V_f?p звезда? **Рыспаева**

Е. Б., Холтыгин А. Ф. VII Пулковская молодежная астрономическая конференция, 28.05-31.05 2018, ГАО РАН, Санкт-Петербург

7. Статистическое исследование гипотез формирования рентгеновского излучения В звезд. Рентгеновское излучение звезды HD 37479: V_f?p звезда? **Рыспаева Е. Б.**, Холтыгин А. Ф. Конференция “Магнетизм, циклы активности и вспышки на Солнце и звёздах”, 3.06-7.06.2018, КрАО РАН, пгт. Научный, Крым

8. Статистическое исследование гипотез формирования рентгеновского излучения ОВ звезд. **Рыспаева Е. Б.**, Холтыгин А. Ф. Конференция “Звезды, планеты и их магнитные поля”, 17.09.-21.09.2018, СПбГУ, Санкт-Петербург

9. Formation of X-ray emission of OB stars. **Ryspaeva E.B.** Международная конференция “Physics of Magnetic Stars”, 1.10-5.10.2018, САО РАН, Нижний Архыз

10. Механизмы формирования рентгеновского излучения ОВ звезд. **Рыспаева Е. Б.** Конференция “Астрофизика высоких энергий сегодня и завтра - 2018”, 18.12-21.12.2018, ИКИ РАН, Москва

11. Is there a nonthermal X-ray emission in OB stars? **Ryspaeva E.B.**, Kholtygin A.F. Международная конференция “Physics of Stars and Planets: Atmospheres, Activity, Magnetic Fields”, 16.09-20.09.2019, Shamakhy Astrophysical Observatory, Azerbaijan

12. Нетепловое рентгеновское излучение звезд аналогов γ Cas. **Рыспаева Е. Б.** Конференция “Астрофизика высоких энергий сегодня и завтра - 2019”, 17.12-20.12.2019, ИКИ РАН, Москва

Также результаты работы были представлены на семинарах в СПбГУ, ГАО РАН, ФТИ им. А. Ф. Иоффе, ИЗМИРАН, ИНАСАН, КФУ, КрАО РАН.

1.11 Публикации по теме диссертации

Основные результаты по теме диссертации изложены в 6 печатных изданиях, 6 из которых опубликованы в рецензируемых научных изданиях, индексируемых в базах данных “Scopus” и “Web of Science”, рекомендованных для защиты в диссертационном совете МГУ по специальности:

1. Ryspaeva E.B., Kholtygin A.F., “Is the Pollock’s paradigm of X-ray emission for O stars correct?”, 2017, *Astronomische Nachrichten* **338**, 959 (impact factor 1.170)
2. Ryspaeva E.B., Kholtygin A.F. “Analysis of the X-ray emission of OB stars: O stars”, 2018, *Research in Astronomy and Astrophysics* **18**, 104 (impact factor 1.110)
3. Ryspaeva E.B., Kholtygin A.F., “Analysis of the X-ray emission of OB stars II: B stars”, 2019, *Research in Astronomy and Astrophysics* **19**, 120 (impact factor 1.110)
4. Hubrig S., Kuker M., Jarvinen S.P., Kholtygin A.F., Scholler M., Ryspaeva E.B., Sokoloff, D.D. “A short and sudden increase of the magnetic field strength and the accompanying spectral variability in the O9.7V star HD 54879”, 2019, *MNRAS* **484**, 4495 (impact factor 5.356)
5. Ryspaeva E.B., Kholtygin A.F., “Analysis of the X-ray emission of OB stars III: low-resolved spectra of OB stars”, 2020, *Research in Astronomy and*

Astrophysics **20**, 108 (impact factor 1.110)

6. Ryspaeva E.B., Kholtygin A.F., “Contribution of a Non-Thermal Component to the X-Ray Emission of OB Stars”, 2020, Astrophysical Bulletin **75**, 127 (impact factor 1.191)

1.12 Личный вклад

Соискателем были выполнены первичная обработка рентгеновских наблюдений звезд и анализ их спектров с использованием специализированных программных пакетов и были написаны собственные программы для работы со спектрами и для регрессионного анализа изучаемых в работе зависимостей. Совместно соискателем и руководителем была разработана методика отождествления рентгеновских спектральных линий с учетом их блендирования.

Соискателем были предложены и выполнены статистические проверки гипотез Pollock, Chen & White, Leto et al., основанные на анализе рентгеновских наблюдений большого числа OB звезд. Соискателем был выполнен анализ рентгеновских наблюдений звезды HD 54879, описанный в статье 4 из списка публикаций. Этот результат был использован для статистических проверок гипотез.

Также соискатель участвовала в обсуждении результатов работы наравне с другими соавторами.

1.13 Содержание работы

Настоящая диссертация состоит из введения, 5 глав, заключения и 3 приложений. Полный объем диссертации составляет 136 страниц текста с 22 рисунками, 8 таблицами. Список литературы содержит 144 наименования.

Во Введении (первая глава) сформулированы гипотезы о формировании рентгеновского излучения звезд спектральных классов O и B, даны основные характеристики таких объектов, описаны выделенные в статьях подклассы OB звезд с особенностями, которые могут существенно влиять на процессы генерации их рентгеновского излучения. Приведены научная новизна диссертации, ее научная и практическая значимость, апробация работы, список публикаций по теме диссертации и личный вклад соискателя.

Во второй главе приведены сведения об изучаемых объектах и использованных в работе наблюдательных данных, детально описаны процедуры первичной обработки наблюдений. Приведена таблица всех рассмотренных в диссертации звезд и важных для исследования параметров терминальных скоростей звездного ветра, скоростей потери массы, напряженностей магнитного поля, расстояний. Приведена таблица характеристик проанализированных наблюдений (номер, дата, экспозиция).

Третья глава посвящена исследованию гипотез о тепловом рентгеновском излучении OB звезд. Подробно изложена методика моделирования рентгеновских спектров звезд низкого разрешения. В таблицах представлены результаты аппроксимаций спектров. Исследованы возможные зави-

симости характеристик рентгеновского излучения звезд (температура излучающей плазмы, жесткость спектров, рентгеновская светимость) друг от друга и от таких параметров звезд, как терминальная скорость, скорость потери массы, напряженность магнитного поля, кинетическая энергия звездного ветра, коэффициент магнитного удержания. Приведены таблицы результатов регрессионного анализа возможных зависимостей, графики обнаруженных зависимостей.

В четвертой главе выполнена проверка гипотезы Pollock для большого числа ОВ звезд и проведен общий статистический анализ ширин линий в спектрах ОВ звезд для исследования наличия сгущений в звездных ветрах. Подробно описана методика отождествления рентгеновских линий в спектрах высокого разрешения с учетом блендирования линий. Приведены таблицы и графики примеров отождествления блендированных линий описанным методом. Изображены гистограммы количеств линий в спектрах рассмотренных звезд с определенными отношениями полуширины на уровне половины максимума к терминальной скорости звездного ветра.

В пятой главе описано исследование возможного нетеплового рентгеновского излучения ОВ звезд. Описан статистический анализ применимости двух гипотез о его формировании к большому числу объектов, включающий таблицы аппроксимаций спектров рассмотренных звезд суммами моделей излучения горячего газа, где атомы ионизируются электронным ударом и степенного закона, описывающего возможное нетепловое излучение. Приведен результат регрессионного анализа предполагаемых зависимостей характеристик возможного нетеплового рентгеновского излучения звезд от

других характеристик их рентгеновских спектров и названных выше параметров звезд. Проведено сравнение температур плазмы, генерирующей рентгеновское излучение, в предположении о наличии и отсутствии возможной нетепловой компоненты в рентгеновских спектрах. Отдельным параграфом рассмотрены рентгеновские спектры загадочных звезд аналогов γ Cas, изучено их тепловое и возможное нетепловое излучение в рентгеновской области спектра.

В заключении приведено обсуждение всех полученных в работе результатов, которые даны в разделах “Заключение” в конце каждой главы, а главные выводы сформулированы в разделе “Основные положения выносимые на защиту”. Даны общие выводы и перспективы для дальнейшего развития полученных результатов.

В приложении даны комментарии к анализу спектров отдельных звезд, приведены списки рисунков и таблиц в диссертации.

2 Сведения о рассмотренных объектах и первичная обработка наблюдений

2.1 Особенности изучаемых в работе ОВ звезд

Были проанализированы архивные наблюдения 102 ОВ звезд, выполненных на орбитальной обсерватории “ХММ-Newton” с 2001 по 2017 год. В Табл. 1 представлен список исследуемых объектов и их параметров, таких как терминальная скорость звездного ветра (v_∞), скорость потери массы (\dot{M}), напряженность магнитного поля (B_p), расстояние D , и примечания к некоторым звездам. Указанные в таблице параметры звезд важны для проверки возможных следствий из моделей формирования теплового рентгеновского излучения ОВ звезд (см. Введение).

Как следует из таблицы, из 102 рассмотренных ОВ звезд к типичным представителям этих спектральных классов⁷ относятся 24 О звезды и 22 В звезды; 21 объект из подборки является двойной или кратной системой (объекты, у которых двойственность не установлена считаются одиночными); 6 рассмотренных звезд относятся к переменным, 4 – к голубым сверхгигантам. Те, звезды, для которых не определена напряженность магнитного поля (кроме аналогов γ Cas), считаются слабомагнитными, остальные – магнитными.

Следует особо отметить наличие в подборке звезд выделенных подклассов, Of?p-звезды: CPD-282561, HD 108, HD 148937, HD 191612; двойные системы со сталкивающимися звездными ветрами (PACWBs): HD 15558,

⁷Типичными ОВ звездами в настоящей работе считаются звезды не относящиеся ни к одному из подклассов с выделенными характеристиками.

HD 152408, HD 164794, HD 167971, HD 93129, HD 93250; звезды аналогии γ Cas: HD 5394, HD 45314, HD 119682, HD 157832, HD 161103, HD 212571, SAO 49725; звезды аналогии σ Ori E: HD 182180, HD 37479.

Таблица 1: Сведения об исследуемых в работе объектах. В 1-м столбце даны обозначения звезд, во 2-м - спектральные классы; терминальные скорости, скорости потери массы, напряженности магнитного поля звезд приведены в 3-м, 5-м и 7-м столбцах соответственно. Ссылки на источники этих величин даны в 4-м, 6-м, 8-м столбцах соответственно. В 9-м столбце указаны расстояния до звезд в кпк, в 10-м - ссылка на источник. В последнем столбце таблице даны примечания к некоторым объектам.

Звезда	Сп.класс	v_{∞} км с ⁻¹	ссылка	$\log(M)$ $M_{\odot}\text{yr}^{-1}$	ссылка	B_p Гс	ссылка	D кпк	ссылка	примечание
BD+434654	O4If	2300	[15]	-5.1	[33]			1.65	G	
BD-60501	O7v((f))									
BD-145040	O5.5V(n)							1.64	G	
CPD-282561	O6.5f?p	2400	[137]	-6.0	[137]			5.03	G	
Tr16-22	O8.5V	2742		-7.0	[87]	1500	[87]	2.3	G	
HD 108	O6f?p	1960	[56]	-7.0	[73]	1200	[73]	3.8	G	
HD 14947	O5If+	2350	[110]	-5.1	[110]			3.8	G	Double
HD 15558	O4.5III(f)	2735	[56]					2.2	G	Double, PACWB
HD 15570	O4If+	2200	[19]	-5.7	[19]			2.2	G	
HD 15629	O5 V ((f))	3200	[110]	-5.9	[110]			2.2	G	
HD 16691	O4If	2300	[71]	-4.9	[71]			2.3	G	
HD 24912	O7.5 III(n)((f))	2450	[110]	-6.0	[110]			0.1	H07	
HD 34078	O9.5V	800	[72]	-9.5	[72]			0.4	G	VS
HD 36512	O9.7V	2220	[40]	-8.1	[40]			0.5	H07	
HD 36861	O8 III ((f))	2175	[56]							
HD 37043	O9III	2300	[70]	-5.9	[70]			0.4	H07	
HD 37468	O9.5V	1500	[80]	-9.7	[80]			0.35	H07	Double
HD 37742	O9.7 Ib	2100	[103]	-5.9	[103]					Triple
HD 45314	O9:pe	2410	[134]	-7.4	[134]			2.1	G	аналог γ Cas
HD 47129	O8I+O7.5III	3567	[87]	-7.2	[87]	2800	[99]	0.7	G	Double
HD 47839	O7V((f))	2150	[63]	-6.2	[63]			0.3	H07	

Таблица 1: *Продолжение.*

Звезда	Сп.класс	v_{∞} км с ⁻¹	ссылка	$\log(M)$ $M_{\odot}\text{yr}^{-1}$	ссылка	B_p Гс	ссылка	D кпк	ссылка	примечание
HD 54662	O6.5 V	2456	[56]					1.3	H07	Double
HD 54879	O9.7V	1700	[122]	-9.0	[122]	2000	[122]	1.16	H07	
HD 57682	O9 IV	1200	[46]	-8.9	[46]	880	[46]	1.6	H07	
HD 66811	O4 I (n)f	2485	[56]	-5.1	[110]			0.42	H07	II
HD 93128	O3.5V((fc)z)	3100	[110]	-5.6	[110]			3.5	H07	
HD 93129	O2If*+O3.5V((f))	3200	[110]	-4.5	[110]			2.3	[42]	Double, PACWB
HD 93205	O3.5V((f))+O8V	3200	[43]	-6.5	[43]			3.3	G	
HD 93250	O4III(fc)	3250	[110]	-5.5	[110]			2.3	G	PACWB
HD 93403	O5.5I+O7V	2615	[56]	-5.8	[106]	42	[57]			Double
HD 93521	O9.5Vp	>400	[56]			126	[58]	1.8	G	
HD 101205	O7III _n ((f))	2740	[56]					2.4	H07	Double, β Lyr
HD 148937	O6.5f?p	2600	[84]	-5.5	[87]	1000	[99]	1.4	G	
HD 152233	O6II(f)	2730	[56]			106	[57]	2.3	G	Double
HD 152248	O7Iabf+O7Ib(f)	2420	[56]	-5.5	[118]			2.2	G	Double, β Lyr
HD 152249	O9Ib((f))	2010	[56]				[57]	1.9	G	
HD 152408	O8: Ia fpe	955	[56]	-4.7	[37]			1.9	H07	PACWB
HD 155806	O7.5 V [n]e	2460	[56]			115	[57]	0.86	G	
HD 159176	O7 V((f))	2590	[56]	-5.5				1.06	H07	Double
HD 164794	O7.5III+ O9.5III+O9.5	2750	[56]					1.6	G	Triple, PACWB
HD 166734	O7.5If+O9I(f)	1331	[89]	-5.0	[89]			0.72	G	Double
HD 167971	O8Iaf(n)+O4	2185	[56]	-5.9				0.77	G	Double, PACWB
HD 188001	O7.5 Ia f	1980	[56]					2.8	G	
HD 191612	O6f?p-O8fp	2700	[127]	-5.8	[127]			2.3	G	
HD 210839	O6 I (n)fp	2300	[56]	-5.2	[110]			1.1	G	
HD 215835	O6 V (n)	2810	[56]					3.5	G	Double
CD-2312861	B2IV+B2V	700	[97]	-9.9	[97]	500	[97]	0.11	H07	Double

Таблица 1: *Продолжение.*

Звезда	Сп.класс	v_{∞} км с ⁻¹	ссылка	$\log(M)$ $M_{\odot} \text{yr}^{-1}$	ссылка	V_p Гс	ссылка	D кпк	ссылка	примечание
BD-124982	B0II	1350	[18]	-5.8	[18]			1.8	G	
HD 3360	B2IV	942	[87]	-8.4	[87]	340	[99]	0.18	H07	ППЗ
HD 5394	B0.5IVe							0.19	H97	γ Cas
HD 10144	B3 Ve	1330	[27]	-10.4	[27]			0.04	H07	Be
HD 21856	B1V	500	[32]	-8.2	[32]			0.5	G	
HD 24398	B1 Ib	1295	[56]					0.23	H07	II
HD 24760	B1.5III							0.2	H07	
HD 33328	B2III(e)p							0.25	H07	
HD 34816	B0.5V							0.26	H07	
HD 35468	B2V							0.08	H07	
HD 36959	B1.2							0.5	G	
HD 36960	B1/2Ib/II							0.57	H07	
HD 37000	B3/5							0.41	G	
HD 37025	B3(III)							0.35	G	
HD 37061	B0.5V	2901	[87]	-8.1	[87]	650	[99]	0.4	G	
HD 37128	B0 Ia	1910	[56]	-5.6	[99]			0.41	H07	ГС
HD 37479	B2Vp	1794	[87]	-9.8	[87]	9600	[99]	0.46	G	σ Ori E
HD 46328	B1 III	1984	[62]			1500	[99]	0.46	H07	β Cep
HD 44743	B1II-III			-8.2	[36]	100	[41]	0.15	H07	
HD 50707	B1Ib							0.5	H07	
HD 52089	B1 II/III			-8.1	[36]	40	[41]	0.12	H07	
HD 63425	B0.5V	2478	[87]	-7.9	[87]	460	[99]	1.11	G	
HD 63922	BIII							0.51	H07	
HD 64760	B0.5 Ib	1500	[56]					1.06	H07	
HD 66665	B0.5V	2008	[87]	-8.2	[87]	670	[99]	1.5	G	
HD 79351	B2IV-V							0.14	H07	

Таблица 1: Продолжение.

Звезда	Сп.класс	v_{∞} км с ⁻¹	ссылка	$\log(M)$ $M_{\odot} \text{yr}^{-1}$	ссылка	B_p Гс	ссылка	D кпк	ссылка	примечание
HD 105382	B3/5III					2300	[8]	0.10	G	
HD 111123	B1IV	2000	[28]	-8	[28]			0.09	H07	
HD 116658	B1IV	1750	[27]	-8.0	[27]			0.08	H07	β Cep
HD 119682	B0Ve							1.69	G	аналог γ Cas
HD 120324	B2IV-Ve	1470	[27]	-9.1	[27]			0.16	H07	Be
HD 120991	B2Ve							7.95	G	
HD 122451	B1III	1552	[87]	-8.0	[87]	250	[99]	0.12	H07	β Cep
HD 127381	B1-2V	2186	[87]	-9.7	[87]	500	[99]	0.18	H07	ЭП
HD 136504	B2IV-V	1019	[87]	-8.3	[87]	600	[99]	0.16	H07	Double
HD 143275	B0.2IVe	1100	[32]	-6.9	[32]		-	0.15	H07	
HD 144217	B0.5V	1430	[18]	-6.8	[18]			0.12	H07	
HD 147932	B5					3000	[9]	0.13	G	
HD 149438	B0.2V	2176	[87]	-7.6	[87]	200	[99]	0.15	H07	
HD 152234	B0.5Ia	1450	[56]					1.9	H07	
HD 157246	B1 Ib	735	[56]					0.35	H07	
HD 158926	B1.5 IV	1560	[27]	-8.4	[27]			0.18	H07	β Cep
HD 165024	B2 Ib	1185	[56]					0.25	H07	
HD 175191	B3 IV	1220	[27]	-9.9	[27]			0.07	H07	
HD 182180	B2Vn	1058	[87]	-9.9	[87]	11000	[99]	0.23	G	аналог σ Ori E
HD 193924	B2.5V	1360	[27]	-9.9	[27]			0.05	H07	Double
HD 200775	B2Ve	862	[87]	-8.1	[87]	1000	[99]	0.4	G	HAEBE
HD 205021	B1IV	2169	[87]	-8.6	[87]	360	[99]	0.21	H07	β Cep
HD 261938	B3V							0.72	G	

Обозначения: IIIЗ - пульсирующие переменные; II - переменные; ГС - голубые сверхгиганты;

ЭП - эллиптические переменные; HAEBE - Ae/Be Хербига; β Lyr - затменно двойная типа β Lyr; НРП - нерадиальные пульсации;

G - расстояния взяты из каталога Gaia DR2 online catalogue (2018), H07 - расстояния взяты из каталога Hipparcos catalogue (2007) [133],

H97 - расстояние из каталога Hipparcos catalogue (1997) [98].

2.2 Первичная обработка наблюдательных данных

В Табл. 2 приведены сведения об использованных в работе наблюдениях звезд: номер, дата, экспозиция. На спутнике “XMM-Newton” установлены следующие научные приборы для детектирования рентгеновского излучения: камера “EPIC” (European Photon Imaging camera) и два спектрометра “RGS” (Reflection Grating spectrometer). Камера “EPIC” используется для получения изображений, из которых могут быть извлечены спектры и кривые блеска обнаруженных источников. Прибор имеет одну ПЗС-матрицу с переходом PN (обозначение EPIC-PN) и две ПЗС-матрицы с переходом MOS (обозначения EPIC-MOS1, EPIC-MOS2). Спектрометры RGS используются для получения рентгеновских спектров высокого разрешения 0.01 \AA в диапазоне $6\text{-}38 \text{ \AA}$. В настоящей диссертации проанализированы звездные спектры низкого разрешения, извлеченные из изображений с камеры “EPIC”, и спектры высокого разрешения, снятые с использованием обоих спектрометров “RGS” первого порядка. На Рис. 1 сверху показан пример изображения, полученного с камеры EPIC с матрицей PN. Снизу на рисунке показано изображение той же области с матрицами MOS1/2.

Анализ наблюдательных данных был выполнен с использованием программного пакета “SAS 17.0” с учетом рекомендаций группы “SAS”⁸. Первичная обработка снимков камеры “EPIC” была осуществлена с помощью скриптов *emproc* для данных EPIC-MOS1/MOS2 и *epproc* для данных EPIC-PN. Затем командой *tabgtigen* были определены временные интервалы наблюдений, свободные от вспышек фонового излучения. Временные интер-

⁸www.cosmos.esa.int/web/xmm-newton

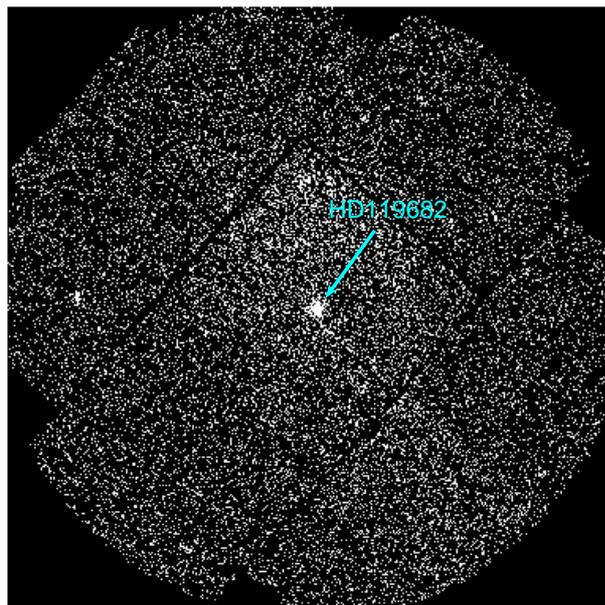
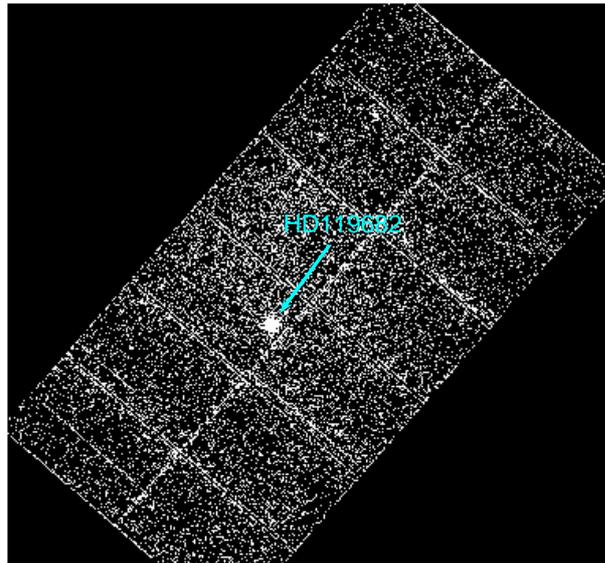


Рис. 1: Изображение звезды аналога γ Cas HD 119682, полученное с помощью ПЗС-матриц EPIC-PN (*сверху*), EPIC-MOS (*снизу*); местоположение объекта показано стрелкой.

Таблица 2: Используемые в работе наблюдения. В 1-м и 5-м столбцах названы объекты, во 2-м и 6-м столбцах — номера наблюдений, в 3-м и 7-м столбцах - даты наблюдений, в 4-м и 8-м столбцах - длительности наблюдений в секундах.

Звезда	ObsID	Дата	Эксп. (с)	Звезда	ObsID	Дата	Эксп. (с)
HD 108	109120101	21.08.2002	36685	HD 122451	150020101	19.07.2003	57623
HD 3360	600530301	03.08.2009	13000	HD 127381	690210101	10.08.2012	8000
HD 5394	201220101	05.02.2004	71037	HD 136504	690210201	04.03.2013	9000
	651670301	24.07.2010	16115	HD 143275	743660101	07.03.2015	31200
	651670401	02.08.2010	17914	HD 144217	690200301	06.03.2013	31921
	651670501	20.08.2010	23818	HD 148937	22140101	25.02.2001	16507
	743600101	24.07.2014	34000		22140501	25.02.2001	10531
HD 10144	42120101	07.12.2006	13680		22140601	25.02.2001	14610
HD 14947	690880101	20.01.2013	21917	HD 149438	112540101	20.08.2001	19001
HD 15558	740020101	25.08.2014	50000		112540201	20.08.2001	7300
HD 16691	671100101	21.08.2011	21719	HD 152233	109490101	05.09.2001	33870
HD 21856	743660301	03.03.2015	33000	HD 152234	109490201	06.09.2001	33773
HD 24398	201550201	13.02.2004	41100	HD 152248	109490301	07.09.2001	35009
HD 24760	761090801	16.08.2015	17000	HD 152249	109490401	08.09.2001	31873
HD 33328	402120301	18.03.2007	14917		109490501	09.09.2001	31664
HD 33904	143370101	23.03.2003	47265		109490601	10.09.2001	33505
HD 34078	206360101	10.09.2004	58938	HD 152408	602020101	30.08.2009	36914
HD 34816	690200601	15.02.2013	31921		603570401	31.07.2009	33917
HD 35468	690680501	22.09.2012	50806	HD 155806	554440101	26.08.2008	36913
HD 36512	690200201	22.08.2012	29964		561380601	08.10.2013	68800
HD 36861	402050101	28.09.2006	56214		159360101	30.05.2003	72876
HD 36960	690200501	23.03.2013	44433		1730301	09.03.2001	9362
HD 37043	112660101	15.09.2001	23217		1730401	09.03.2001	10859
	112660201	14.09.2001	7576	HD 157246	201550101	22.02.2004	27600
HD 37061	93000101	25.03.2001	74939	HD 157832	551020101	05.09.2008	21920
	93000301	26.03.2001	17912	HD 158926	690200101	04.03.2013	31200
HD 37128	112400101	06.03.2002	13153	HD 161103	201200101	26.02.2004	17823
HD 37468	101440301	23.03.2002	43820		691760101	08.09.2012	22917
HD 37479	101440301	23.03.2002	43820	HD 164794	720540401	08.03.2013	21916
HD 37742	657200101	03.09.2010	97810		720540501	03.09.2013	26700
	657200201	03.09.2011	47415		720540601	05.03.2014	27500
	657200301	29.08.2012	43912	HD 165024	302020201	12.10.2005	72700
HD 44743	503500101	06.03.2008	20063	HD 166734	500030101	05.03.2008	73368
	761090101	21.04.2015	113000		500030201	05.03.2008	6947
HD 45314	670080301	14.04.2012	26226		790180601	02.04.2016	12000
HD 46328	691900101	16.10.2012	102000	HD 167971	740990101	09.09.2014	26800
HD 47129	1730501	17.09.2002	21939	HD 175191	721210101	22.09.2013	8000
	1730601	16.03.2003	21863	HD 182180	690210401	25.09.2012	12000
HD 47777	11420101	20.03.2001	41413	HD 188001	743660201	14.10.2014	33000
	11420201	17.03.2002	41760		740180701	30.05.2014	17900
HD 47839	11420101	20.03.2001	41413	HD 191612	300600201	05.04.2005	28376
HD 50707	761091201	15.09.2015	17400		300600301	02.06.2005	23813
HD 52089	69750101	19.03.2001	47013		300600401	08.10.2005	28915
HD 54662	743660501	01.10.2014	33900		300600501	17.04.2005	21775
HD 54879	780180101	01.05.2016	40100	HD 193924	690680201	20.03.2013	71000
HD 57682	650320201	16.10.2010	11914	HD 200775	650320101	30.08.2010	11916
BD-145040	742980101	28.03.2015	64000	BD+433654	653690101	8.05.2010	43000

Таблица 2: Продолжение.

Звезда	ObsID	Дата	Эксп. (с)	Звезда	ObsID	Дата	Эксп. (с)
HD 60848	670080201	02.04.2012	32037	HD 205021	300490201	27.07.2005	41100
HD 63425	671990201	06.05.2011	21200		300490301	29.07.2005	39300
HD 63922	720390601	15.11.2013	55000		300490401	02.08.2005	43200
HD 64760	401050201	16.03.2007	68788		300490501	06.08.2005	41100
HD 66665	671990101	29.10.2011	37700	HD 210839	720090301	03.08.2013	77000
HD 66811	561380201	07.10.2010	76914		720090401		
HD 79351	690200701	02.01.2013	54915		720090501	05.08.2013	96900
HD 93030	101440201	13.08.2002	44325	HD 212571	720390701	17.11.2013	54500
HD 93129	804950201	04.06.2017	33000	HD 215835	205650101	19.12.2003	31413
	804950301	06.12.2017	30000	BD-124982	8820301	07.04.2002	13733
HD 93403	109530101	24.12.2000	10002		8820601	09.09.2002	13951
	109530201	28.12.2000	9817	CD-2312861	760900101	22.02.2016	141900
	109530301	31.12.2000	9909		720690101	29.08.2013	53000
	109530501	31.12.2000	9211	CPD-282561	740180501	04.05.2014	24000
HD 93521	600620101	02.11.2009	41812		740180601	14.05.2014	12999
HD 101205	672060101	01.01.2012	41910	SAO 49725	201200201	09.12.2003	11515
HD 110432	504730101	04.09.2007	80677	Tr16-22	112560101	25.06.2001	37052
HD 116658	690680101	06.07.2012	13000		112560301	30.06.2001	37714
HD 119682	551000201	06.03.2009	57270		160160901	13.06.2003	31655
HD 120324	402121701	15.02.2007	11150		311990101	31.01.2006	66949
HD 120991	402121801	25.01.2007	10951		560580301	15.01.2009	26917

валы повышенного фонового излучения были удалены командой *esfilter*.

Далее процедурой *evselect* из полученных “чистых” EPIC-изображений были извлечены спектры исследуемых звезд в единицах нормированного потока ($\text{counts s}^{-1} \text{keV}^{-1}$). Спектры извлекались из круговых областей радиусом не менее $15'$, центрируемых на координаты объектов, взятые из базы SIMBAD⁹ и скорректированные по конкретным изображениям. Аналогично были извлечены спектры фона из круговых областей такого же размера в местах рядом с исследуемым объектом, где отсутствуют другие яркие источники. Спектры фона были вычтены из спектров звезд процедурой *specgroupcount*. Процедурями *arfgen* и *rmfgen* были сгенерированы вспомогательные файлы, необходимые для перевода таблиц спектров из нормированного потока в реальный ($\text{эрг см}^{-2} \text{с}^{-1}$). Если изучаемые звезды

⁹<http://simbad.u-strasbg.fr/Simbad>

наблюдались несколько раз, их EPIC-спектры из разных наблюдений были объединены командой *epicspeccombine*.

EPIC-спектры в диапазоне 0.2-8 кэВ были аппроксимированы различными моделями с помощью программного пакета “XSPEC 12.10.0”¹⁰. Спектры из изображений EPIC-PN, EPIC-MOS1, EPIC-MOS2 аппроксимировались одновременно. Для вычисления жесткости EPIC-спектров и полной рентгеновской светимости звезд спектры были переведены в единицы реального потока командой *efluxer*. По полученным таблицам спектров методом трапеций были оценены интегральные потоки в разных диапазонах энергий, для этого была написана программа на языке Pascal. Жесткости спектров были вычислены как отношения интегральных потоков в диапазоне энергий 2-8 кэВ (жесткое излучение) к потокам в диапазоне 0.2-2 кэВ (мягкое излучение) [87]:

$$HR = \frac{H(2 - 8 \text{ keV})}{H(0.2 - 2 \text{ keV})}. \quad (5)$$

Рентгеновская светимость в эрг с^{-1} была рассчитана по формуле $L = 4\pi D^2 F$, где D - расстояние до объекта в см, F - интегральный поток в диапазоне энергий 0.2-8 кэВ (в эрг $\text{см}^{-2} \text{с}^{-1}$).

Первичная обработка данных RGS-спектрометров была осуществлена с использованием скрипта *rgsproc*. Далее процедурой *rgsfilter* были удалены временные интервалы повышенного фонового излучения, а командой *rgsspeccombine* были объединены спектры первого порядка с двух спектрометров и спектры из разных наблюдений, если звезда наблюдалась несколь-

¹⁰<https://heasarc.gsfc.nasa.gov/xanadu/xspec/>

ко раз. Итоговые спектры были переведены в единицы реального потока $\text{\AA}^{-1}\text{cm}^{-2}\text{s}^{-1}$ с помощью команды *rgsfluxer*. Затем выполнялась работа с таблицами RGS-спектров с использованием программ, написанных на языке Pascal.

Примеры звездных спектров, полученные разными инструментами, показаны на Рис. 2, 3, 4. RGS-спектры представляют собой большие массивы эмиссионных линий, которые настолько близки друг к другу, что практически не виден уровень непрерывного спектра. В RGS-спектрах некоторых звезд имеются очень высокие потоки в отдельных линиях (Рис. 2, сверху). В EPIC-спектрах линии не разрешены, но четко заметны области относительно больших ($\sim 0.2\text{--}2$ кэВ) и малых ($\sim 2\text{--}8$ кэВ) рентгеновских потоков.

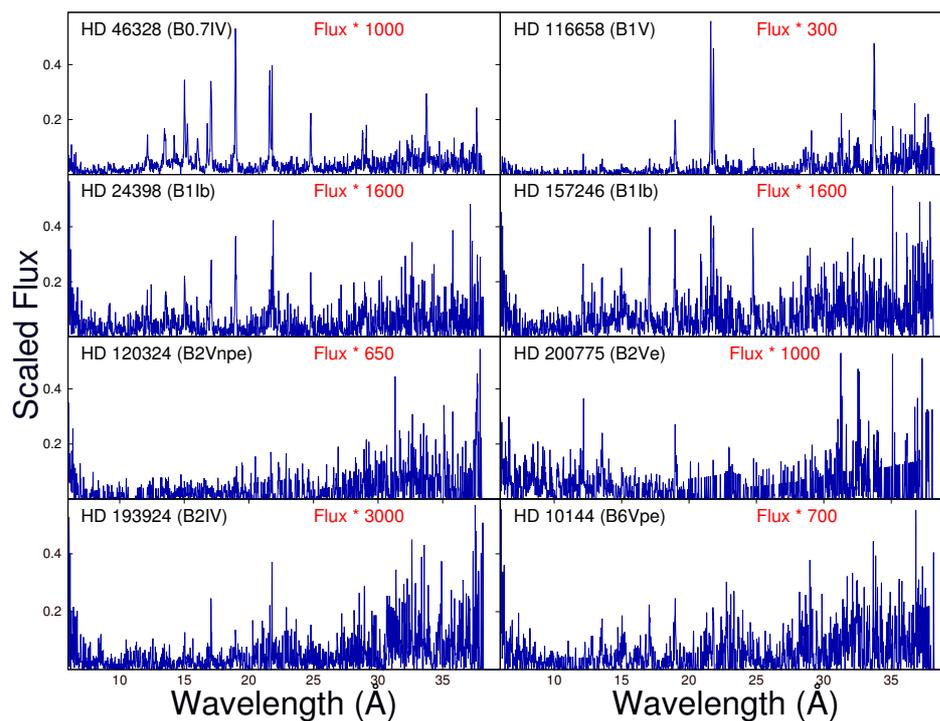


Рис. 2: Примеры RGS-спектров OB звезд в единицах реального потока ($\text{\AA}^{-1}\text{cm}^{-2}\text{s}^{-1}$).

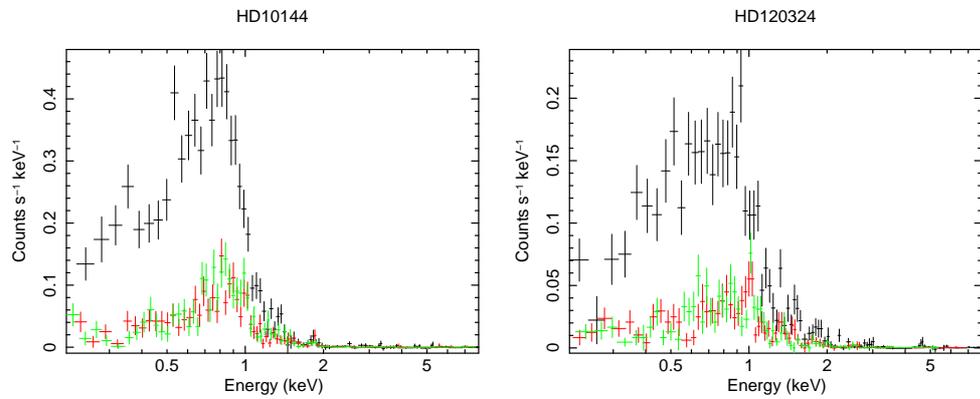


Рис. 3: EPIC-спектры HD 10144 (*слева*) и HD 120324 (*справа*) в единицах нормированного потока ($\text{counts s}^{-1} \text{keV}^{-1}$). На графиках черными точками показаны спектры EPIC-PN, красными - спектры EPIC-MOS1, зелеными - спектры EPIC-MOS2. Вертикальными и горизонтальными линиями показаны диапазоны ошибок.

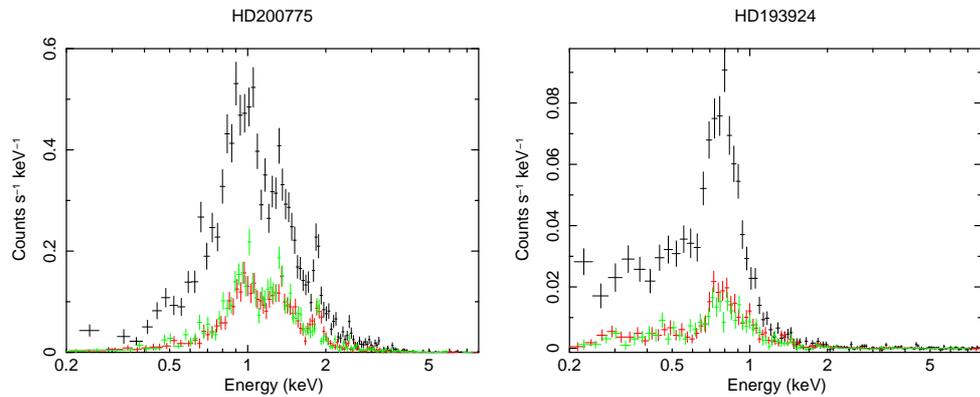


Рис. 4: То же, что на Рис. 3, но для спектров звезд HD 200775 (*слева*) и HD 193924 (*справа*).

3 Исследование гипотез о тепловом рентгеновском излучении ОВ звезд

При подготовке данного раздела диссертации использована следующая публикация, выполненная автором в соавторстве, в которой, согласно Положению о присуждении ученых степеней в МГУ, отражены основные результаты, положения и выводы исследования: [115] Ryspaeva E., Kholtygin A., 2020, RAA, Vol. 20, No. 7, 108.

3.1 Моделирование спектров низкого разрешения

Спектры, извлеченные из снимков камеры EPIC, были аппроксимированы суммами от 1 до 3 моделей излучения горячей плазмы APEC – Astrophysical Plasma Emission Code [123] или MEKAL [77, 78, 66]. Обе названные модели (далее в тексте настоящей работы - тепловые модели) описывают спектр излучения газа, в котором атомы ионизируются электронным ударом, а распределение атомов по уровням определяется радиационными и ударными переходами между уровнями.

Модели характеризуются следующими параметрами:

kT — температура излучающей плазмы в кэВ,

Abundance¹¹ — содержание в плазме металлов, нормированное на солнечное (на основании статьи [10]),

$norm$ — нормировочный параметр, зависимый от меры эмиссии плазмы,

¹¹Обычно (см., например [87]) при моделировании спектров ОВ звезд этот параметр фиксируется и полагается равным 1 (солнечное содержание), либо вычисляются содержания отдельных элементов, для этого используются тепловые модели с увеличенным числом параметров VAPEC/VMEKAL. Но настоящей работе параметр Abundance варьировался, поскольку содержание элементов в излучающей в рентгене плазме может существенно отличаться от солнечного и быть различным у каждой звезды. Но спектры некоторых объектов удалось аппроксимировать только с фиксированным параметром Abundance=1.

определяющий долю плазмы с модельной температурой kT .

Таким образом, описание спектра суммой из нескольких тепловых моделей означает наличие в околозвездном пространстве областей с разной температурой. В таких случаях была оценена средняя температура плазмы из соотношений

$$kT_{\text{norm}} = (kT_1 \cdot \text{norm}_1 + kT_2 \cdot \text{norm}_2) / (\text{norm}_1 + \text{norm}_2),$$

$$kT_{\text{norm}} = (kT_1 \cdot \text{norm}_1 + kT_2 \cdot \text{norm}_2 + kT_3 \cdot \text{norm}_3) / (\text{norm}_1 + \text{norm}_2 + \text{norm}_3),$$

где индексы 1,2,3 относятся к компонентам горячего газа различной температуры.

Для учета поглощения излучения объекта в межзвездной среде суммы рентгеновских потоков, полученные для конкретной энергии квантов (длины волны), для любых моделей были умножены на модель фотоэлектрического поглощения без учета томсоновского рассеяния WABS [79] или на модель поглощения рентгеновского излучения межзвездной средой TBABS, учитывающей поглощение как газовой составляющей, так и пылевыми частицами в межзвездной среде [143]. Обе названные модели имеют один параметр - лучевую концентрацию водорода в направлении на объект N_{H} в единицах 10^{22} см^{-2} .

Для того, чтобы оценить поглощение рентгеновского излучения околозвездной средой, полученные при моделировании значения N_{H} сравнивались с данными из каталога Gudennavar [48], вычисленными через избытки

цвета $E(B-V)$ с использованием следующего, выведенного в [48], соотношения:

$$N_H = E(B - V) \cdot 6.12 \cdot 10^{21} \text{ см}^{-2}. \quad (6)$$

Локальные лучевые концентрации водорода были оценены из разностей величин N_H , полученных из моделей WABS/TBABS и рассчитанных по формуле (6) с использованием данных [48]. В случаях, когда полученные при аппроксимациях спектров N_H оказывались меньше, чем оцененные через избыток цвета $E(B-V)$, суммы тепловых моделей были умножены на дополнительную модель фотоэлектрического поглощения PHABS [13], которая также имеет один параметр N_H , а в моделях межзвездного поглощения параметры N_H были зафиксированы и положены равными значениям, определенным по (6). Локальные лучевые концентрации водорода считались равными параметрам N_H модели PHABS.

Однако, не для всех звезд удалось оценить локальную лучевую концентрацию водорода. У некоторых объектов избыток цвета $E(B-V)=0$, либо не определен. Спектры некоторых звезд не удалось аппроксимировать моделями со свободным параметром N_H в WABS/TBABS или в дополнительной модели PHABS. Тогда спектры были аппроксимированы моделями поглощения с фиксированным значением N_H , вычисленными через избыток цвета по формуле (6).

В Табл. 3 приведены результаты моделирования спектров. На Рис. 5 показаны примеры аппроксимаций спектров тепловыми моделями с по-

компонентным разложением. Следует отметить, что один и тот же спектр может быть описан несколькими вариантами сумм моделей. В таких случаях выбор наиболее подходящей аппроксимации определялся прежде всего параметром χ^2 , характеризующим точность (чем ближе этот параметр к 1, тем более точным можно считать приближение) и не сильно широкими диапазонами ошибок модельных параметров. Поэтому значения средней температуры плазмы и всех характеризующих рентгеновское излучение величин, которые можно оценить из аппроксимаций спектров, являются модельнозависимыми.

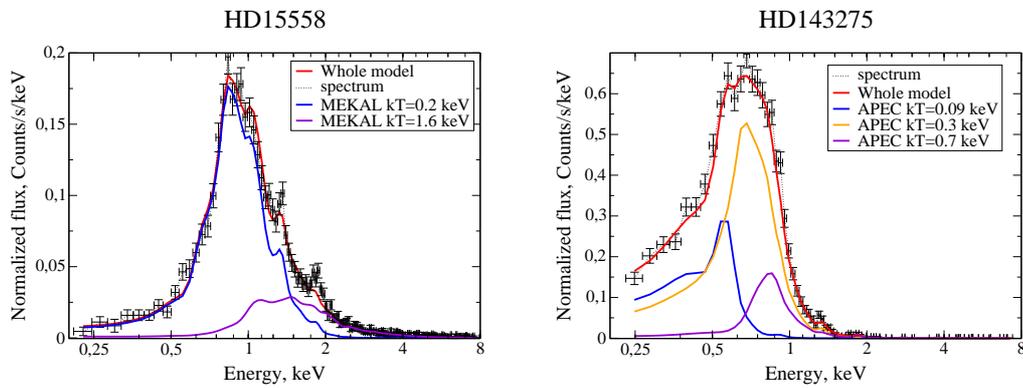


Рис. 5: Примеры аппроксимаций спектров ОВ звезд тепловыми моделями с покомпонентным разложением. Черными точками с барами ошибок показаны спектры в единицах нормированного потока. Вклады в полный рентгеновский спектр отдельных компонент моделей показаны синими, фиолетовыми и оранжевыми линиями. Красными линиями показаны полные модельные спектры (суммы вкладов тепловых компонент).

Таблица 3: Результаты аппроксимаций спектров звезд тепловыми моделями. В первом столбце указаны обозначения звезд. Во втором столбце приведены локальные или межзвездные лучевые концентрации водорода N_{H} (см. текст). В последующих – значения параметров тепловых моделей, в последнем столбце – величина χ^2 , характеризующая точность аппроксимации, и число степеней свободы (в скобках).

Звезда	$N_{\text{H,loc}}$ 10^{22} см^{-2}	kT_1 кэВ	$norm_1$ 10^{-4}	kT_2 кэВ	$norm_2$ 10^{-4}	kT_3 кэВ	$norm_3$ 10^{-4}	Abundance отн. ед.	χ^2 (d.o.f.)
О звезды									
BD-60501	≤ 0.05	$0.71^{+0.05}_{-0.12}$	$1.43^{+0.88}_{-0.31}$					$0.13^{+0.06}_{-0.04}$	1.08 (222)
BD-145040 [‡]	$0.86^{+0.14}_{-0.14}$	$0.76^{+0.18}_{-0.18}$	$0.49^{+0.40}_{-0.40}$	$0.27^{+0.06}_{-0.06}$	$7.72^{+7.28}_{-5.25}$			≤ 0.33	0.92 (246)
BD+433654 [‡]	$1.85^{+0.10}_{-0.10}$	$0.25^{+0.07}_{-0.07}$	42^{+36}_{-36}	$0.69^{+0.12}_{-0.12}$	$4.22^{+3.15}_{-3.15}$			≤ 1.35	0.89 (308)
CPD-282561 [‡]	$0.39^{+0.08}_{-0.08}$	$2.34^{+0.70}_{-0.39}$	$1.15^{+0.25}_{-0.30}$	$0.90^{+0.10}_{-0.13}$	$0.58^{+0.70}_{-0.27}$			$0.29^{+0.21}_{-0.14}$	1.11 (330)
HD 108	$0.061^{+0.058}_{-0.058}$	$0.63^{+0.12}_{-0.03}$	$7.18^{+3.00}_{-3.41}$	$2.09^{+0.14}_{-0.12}$	$5.29^{+0.38}_{-0.48}$	$0.24^{+0.20}_{-0.06}$	$4.63^{+5.32}_{-2.85}$	$0.34^{+0.09}_{-0.08}$	1.26 (404)
HD 14947	$0.24^{+0.21}_{-0.21}$	$0.58^{+0.16}_{-0.10}$	$5.97^{+3.34}_{-1.80}$					$0.12^{+0.23}_{-0.08}$	1.05 (213)
HD 15558	$0.32^{+0.06}_{-0.06}$	$0.24^{+0.02}_{-0.02}$	199^{+87}_{-63}	$1.58^{+0.16}_{-0.12}$	$4.91^{+0.58}_{-0.61}$			$0.12^{+0.06}_{-0.04}$	1.23 (403)
HD 15570	$0.31^{+0.11}_{-0.11}$	$0.19^{+0.04}_{-0.04}$	132^{+181}_{-87}	$0.66^{+0.09}_{-0.06}$	14^{+5}_{-4}			$0.11^{+0.06}_{-0.04}$	1.23 (295)
HD 15629	$0.17^{+0.09}_{-0.09}$	$0.56^{+0.46}_{-0.18}$	$1.07^{+4.39}_{-0.96}$	$0.22^{+0.03}_{-0.03}$	43^{+49}_{-26}			$0.12^{+0.19}_{-0.05}$	0.82 (219)
HD 16691	$0.18^{+0.17}_{-0.17}$	$0.71^{+0.11}_{-0.13}$	$5.09^{+3.09}_{-1.48}$					$0.06^{+0.12}_{-0.04}$	0.77 (199)
HD 34078	$0.095^{+0.028}_{-0.028}$	$0.76^{+0.14}_{-0.13}$	$0.05^{+0.04}_{-0.03}$	$0.27^{+0.01}_{-0.01}$	$2.55^{+1.58}_{-0.35}$	$0.14^{+0.01}_{-0.01}$	$4.83^{+2.97}_{-1.16}$	≤ 3.16	1.72 (334)
HD 36512	≤ 0.014	$0.14^{+0.01}_{-0.01}$	36^{+16}_{-6}	$0.29^{+0.01}_{-0.01}$	23^{+5}_{-5}			$0.17^{+0.05}_{-0.03}$	1.17 (262)
HD 47129	≤ 0.003	$2.77^{+0.31}_{-0.21}$	14^{+2}_{-2}	$0.31^{+0.03}_{-0.03}$	22^{+3}_{-7}	$0.92^{+0.02}_{-0.01}$	26^{+3}_{-4}	$0.19^{+0.03}_{-0.03}$	1.64 (436)
HD 47839	$0.03^{+0.02}_{-0.02}$	$0.245^{+0.007}_{-0.007}$	58^{+13}_{-12}	≤ 0.096	381^{+100}_{-230}	$0.68^{+0.05}_{-0.09}$	$2.75^{+1.69}_{-0.67}$	$0.19^{+0.05}_{-0.04}$	1.57 (238)
HD 54662	≤ 0.06	$0.187^{+0.009}_{-0.008}$	10^{+7}_{-5}	$0.59^{+0.03}_{-0.03}$	$1.92^{+0.89}_{-0.92}$			$0.78^{+0.80}_{-0.29}$	1.42 (280)
HD 54879	$0.14^{+0.08}_{-0.08}$	$0.18^{+0.02}_{-0.02}$	$5.70^{+3.14}_{-2.10}$	$0.74^{+0.03}_{-0.03}$	$2.63^{+0.72}_{-0.82}$			$0.46^{+0.40}_{-0.17}$	1.14 (330)
HD 57682	$0.05^{+0.02}_{-0.04}$	$0.69^{+0.09}_{-0.03}$	13^{+2}_{-4}					$0.096^{+0.020}_{-0.017}$	1.00 (280)
HD 93128 [‡]	$0.57^{+0.08}_{-0.09}$	$1.96^{+0.42}_{-0.35}$	532^{+375}_{-190}	$0.24^{+0.05}_{-0.03}$	165^{+170}_{-84}			$0.05^{+0.04}_{-0.02}$	1.01 (260)
HD 93129	$0.60^{+0.04}_{-0.04}$	$0.149^{+0.008}_{-0.005}$	1046^{+407}_{-310}	$0.52^{+0.02}_{-0.02}$	84^{+12}_{-11}	$2.45^{+0.16}_{-0.14}$	$16.5^{+1.2}_{-1.2}$	$0.17^{+0.03}_{-0.02}$	1.69 (465)
HD 93205	$0.27^{+0.05}_{-0.05}$	$0.16^{+0.01}_{-0.01}$	126^{+53}_{-40}	$0.61^{+0.02}_{-0.02}$	$12.8^{+1.6}_{-1.5}$			$0.28^{+0.07}_{-0.06}$	1.75 (413)
HD 93250	$0.17^{+0.08}_{-0.08}$	$0.16^{+0.03}_{-0.02}$	179^{+200}_{-113}	$0.59^{+0.03}_{-0.02}$	52^{+9}_{-10}	$4.02^{+1.16}_{-0.82}$	$7.15^{+1.48}_{-1.13}$	$0.12^{+0.05}_{-0.03}$	1.24 (297)
HD 93403 [‡]	$0.53^{+0.14}_{-0.05}$	$0.30^{+0.03}_{-0.02}$	71^{+34}_{-24}	$1.96^{+0.32}_{-0.28}$	$9.46^{+3.14}_{-2.17}$	$0.78^{+0.04}_{-0.03}$	$24.72^{+5.64}_{-6.04}$	$0.26^{+0.08}_{-0.05}$	1.55 (305)
HD 93521	$0.15^{+0.06}_{-0.06}$	$0.25^{+0.06}_{-0.03}$	14^{+12}_{-9}					$0.014^{+0.010}_{-0.007}$	0.99 (279)
HD 101205	$0.22^{+0.06}_{-0.06}$	$0.17^{+0.01}_{-0.01}$	54^{+31}_{-20}	$0.61^{+0.03}_{-0.10}$	$9.42^{+1.62}_{-1.43}$	$1.13^{+0.06}_{-0.18}$	$4.13^{+3.25}_{-0.69}$	$0.36^{+0.10}_{-0.08}$	1.14 (399)
HD 148937	$0.07^{+0.05}_{-0.05}$	$0.19^{+0.02}_{-0.01}$	66^{+42}_{-32}	$0.60^{+0.01}_{-0.01}$	47^{+8}_{-7}	$2.09^{+0.08}_{-0.07}$	30^{+1}_{-2}	$0.39^{+0.05}_{-0.05}$	1.68 (478)
HD 152233	$0.39^{+0.03}_{-0.03}$	$0.121^{+0.007}_{-0.005}$	235^{+92}_{-66}	$0.51^{+0.02}_{-0.02}$	$6.34^{+1.73}_{-1.65}$			$0.86^{+0.36}_{-0.21}$	1.81 (354)
HD 152248	$0.24^{+0.06}_{-0.06}$	$0.15^{+0.01}_{-0.01}$	89^{+41}_{-27}	$0.60^{+0.03}_{-0.03}$	11^{+4}_{-4}			$0.73^{+0.61}_{-0.27}$	1.02 (263)
HD 152249	$0.13^{+0.08}_{-0.08}$	$0.23^{+0.04}_{-0.04}$	28^{+20}_{-20}	$0.57^{+0.10}_{-0.10}$	$4.7^{+2.5}_{-2.5}$			$0.26^{+0.14}_{-0.14}$	1.10 (226)
HD 152408	$0.97^{+0.33}_{-0.33}$	$1.71^{+0.32}_{-0.32}$	$0.31^{+0.24}_{-0.11}$	$0.56^{+0.01}_{-0.09}$	$2.64^{+0.54}_{-0.54}$			$0.85^{+0.21}_{-0.60}$	1.16 (259)
HD 155806	$0.15^{+0.04}_{-0.04}$	$0.078^{+0.013}_{-0.009}$	47^{+133}_{-28}	$0.25^{+0.02}_{-0.01}$	$1.88^{+4.21}_{-0.54}$	$0.69^{+0.15}_{-0.07}$	$0.07^{+0.28}_{-0.04}$	≤ 0.99	0.93 (332)
HD 159176	$0.07^{+0.03}_{-0.03}$	$0.20^{+0.02}_{-0.01}$	51^{+20}_{-14}	$0.94^{+0.10}_{-0.05}$	14^{+3}_{-5}	$0.54^{+0.08}_{-0.08}$	15^{+5}_{-3}	$0.26^{+0.05}_{-0.04}$	1.30 (336)

Таблица 5: Продолжение.

Звезда	N_{H} 10^{22} см^{-2}	kT_1 кэВ	$norm_1$ 10^{-4}	kT_2 кэВ	$norm_2$ 10^{-4}	kT_3 кэВ	$norm_3$ 10^{-4}	Abundance отн. ед.	χ^2 (d.o.f.)
HD 164794	$0.04^{+0.02}_{-0.02}$	$0.79^{+0.05}_{-0.04}$	25^{+3}_{-3}	$0.264^{+0.008}_{-0.007}$	183^{+42}_{-33}			$0.11^{+0.01}_{-0.01}$	1.88 (409)
HD 167971	$0.32^{+0.04}_{-0.04}$	$1.01^{+0.03}_{-0.03}$	41^{+4}_{-4}	$0.23^{+0.01}_{-0.01}$	431^{+122}_{-100}			$0.40^{+0.07}_{-0.06}$	1.58 (411)
HD 188001	$0.44^{+0.04}_{-0.04}$	$0.24^{+0.01}_{-0.01}$	14^{+3}_{-2}					1 (fr.)	1.70 (272)
HD 191612	≤ 0.03	$0.47^{+0.06}_{-0.06}$	$6.59^{+2.26}_{-1.70}$	$0.83^{+0.11}_{-0.07}$	$4.36^{+1.64}_{-2.05}$	$2.30^{+0.18}_{-0.13}$	$5.47^{+0.46}_{-0.48}$	$0.26^{+0.04}_{-0.04}$	1.31 (458)
HD 210839	$0.43^{+0.02}_{-0.02}$	$0.118^{+0.005}_{-0.003}$	854^{+284}_{-215}	$0.48^{+0.01}_{-0.01}$	17^{+4}_{-4}			$0.93^{+0.31}_{-0.20}$	1.59 (380)
HD 215835	$0.33^{+0.08}_{-0.08}$	$0.24^{+0.02}_{-0.02}$	30^{+23}_{-15}	$0.79^{+0.09}_{-0.06}$	$2.89^{+1.67}_{-1.44}$			$0.85^{+1.44}_{-0.41}$	1.16 (276)
Tr16-22	$0.22^{+0.19}_{-0.19}$	$1.82^{+0.17}_{-0.22}$	$2.84^{+0.85}_{-0.59}$	$0.81^{+0.25}_{-0.08}$	$1.69^{+1.01}_{-0.80}$			$0.53^{+0.33}_{-0.33}$	0.95 (387)
В звезды									
BD-124982 [‡]	$0.37^{+0.08}_{-0.06}$	$1.03^{+0.08}_{-0.22}$	$2.04^{+1.43}_{-0.52}$					$0.23^{+0.14}_{-0.10}$	0.99 (152)
CD-2312861 [‡]	$0.34^{+0.01}_{-0.01}$	$3.89^{+1.38}_{-0.97}$	$3.01^{+0.70}_{-0.73}$	$0.98^{+0.02}_{-0.02}$	$18.5^{+2.0}_{-3.6}$			$0.11^{+0.03}_{-0.01}$	1.71 (452)
HD 3360	$0.047^{+0.046}_{-0.046}$	$0.32^{+0.05}_{-0.05}$	$5.30^{+6.46}_{-1.93}$					$0.031^{+0.021}_{-0.017}$	1.04 (242)
HD 10144	≤ 0.08	$0.33^{+0.05}_{-0.03}$	30^{+15}_{-12}					$0.07^{+0.02}_{-0.02}$	1.39 (216)
HD 21856	$0.12^{+0.09}_{-0.09}$	$0.38^{+0.27}_{-0.09}$	$1.89^{+4.20}_{-1.50}$					$0.023^{+0.31}_{-0.19}$	0.95 (134)
HD 24760	$0.065^{+0.024}_{-0.024}$	$0.24^{+0.01}_{-0.01}$	142^{+59}_{-35}					$0.023^{+0.007}_{-0.006}$	1.67 (206)
HD 33328	$0.070^{+0.068}_{-0.068}$	$0.95^{+0.16}_{-0.12}$	$0.66^{+0.43}_{-0.24}$	$0.22^{+0.06}_{-0.04}$	$1.10^{+3.49}_{-0.52}$			$0.14^{+0.13}_{-0.09}$	0.92 (204)
HD 33904 [‡]	$0.015^{+0.005}_{-0.004}$	$1.022^{+0.015}_{-0.015}$	$10.71^{+0.52}_{-0.50}$	$0.27^{+0.01}_{-0.01}$	$8.50^{+0.83}_{-0.74}$			$0.15^{+0.01}_{-0.01}$	1.44 (402)
HD 34816	≤ 0.006	$0.26^{+0.02}_{-0.01}$	$7.26^{+3.74}_{-3.10}$	$0.11^{+0.01}_{-0.02}$	21^{+20}_{-7}			$0.23^{+0.19}_{-0.08}$	1.05 (241)
HD 35468 [‡]	$0.066^{+0.26}_{-0.017}$	≤ 0.096	57^{+42}_{-21}	$0.29^{+0.02}_{-0.02}$	$3.21^{+1.54}_{-1.34}$			$0.16^{+0.14}_{-0.07}$	1.35 (276)
HD 36959	$0.038^{+0.014}_{-0.014}$	$0.81^{+0.04}_{-0.05}$	$3.69^{+0.57}_{-0.44}$					$0.055^{+0.015}_{-0.014}$	1.12 (276)
HD 36960	≤ 0.013	$0.31^{+0.02}_{-0.02}$	$6.90^{+1.26}_{-0.98}$	$0.093^{+0.10}_{-0.007}$	27^{+17}_{-7}	$1.32^{+0.04}_{-0.04}$	$6.99^{+0.48}_{-0.43}$	$0.18^{+0.03}_{-0.03}$	1.30 (377)
HD 37000 [‡]	$0.29^{+0.04}_{-0.04}$	$0.68^{+0.05}_{-0.04}$	823^{+258}_{-197}					$0.20^{+0.07}_{-0.05}$	1.15 (233)
HD 37025 [‡]	$0.045^{+0.044}_{-0.033}$	$0.77^{+0.07}_{-0.08}$	$0.57^{+0.31}_{-0.21}$					$0.17^{+0.13}_{-0.07}$	0.98 (165)
HD 37061 [†]	0.33 (fr.)	$1.29^{+0.34}_{-0.34}$	$0.75^{+0.54}_{-0.54}$	$0.29^{+0.06}_{-0.06}$	$2.11^{+1.69}_{-1.69}$			$1.21^{+1.11}_{-1.11}$	0.77 (147)
HD 37479	$0.020^{+0.008}_{-0.008}$	$5.45^{+1.37}_{-0.92}$	$6.17^{+1.05}_{-0.84}$	$0.27^{+0.03}_{-0.01}$	$5.67^{+1.51}_{-1.31}$	$1.23^{+0.04}_{-0.05}$	$7.97^{+1.81}_{-1.97}$	$0.15^{+0.05}_{-0.03}$	1.17 (469)
HD 46328	$0.034^{+0.012}_{-0.012}$	$0.11^{+0.01}_{-0.01}$	16^{+13}_{-4}	$0.31^{+0.01}_{-0.01}$	$6.19^{+0.52}_{-0.55}$	$0.81^{+0.02}_{-0.01}$	$3.95^{+0.32}_{-0.32}$	$0.35^{+0.03}_{-0.03}$	1.43 (401)
HD 47777 [†]	0.05 (fr.)	$1.32^{+0.20}_{-0.20}$	$0.50^{+0.11}_{-0.11}$	$0.38^{+0.10}_{-0.10}$	$0.34^{+0.14}_{-0.14}$		$0.35^{+0.03}_{-0.03}$	$0.18^{+0.11}_{-0.11}$	0.96 (265)
HD 50707	≤ 0.028	$0.21^{+0.02}_{-0.02}$	$3.95^{+3.72}_{-2.10}$					$0.078^{+0.095}_{-0.037}$	0.90 (147)
HD 63425	≤ 0.018	$0.69^{+0.12}_{-0.11}$	$0.82^{+0.65}_{-0.32}$	$0.29^{+0.05}_{-0.08}$	$1.57^{+1.51}_{-0.81}$			$0.20^{+0.09}_{-0.09}$	0.76 (224)

Таблица 5: Продолжение.

Звезда	N_{H} 10^{22} см^{-2}	kT_1 кэВ	$norm_1$ 10^{-4}	kT_2 кэВ	$norm_2$ 10^{-4}	kT_3 кэВ	$norm_3$ 10^{-4}	Abundance отн. ед.	χ^2 (d.o.f.)
HD 63922	≤ 0.024	$0.27^{+0.01}_{-0.02}$	17^{+4}_{-4}	$0.13^{+0.02}_{-0.02}$	25^{+17}_{-7}	$0.71^{+0.02}_{-0.09}$	$1.44^{+0.70}_{-0.21}$	$0.21^{+0.06}_{-0.04}$	1.26 (328)
HD 64760	≤ 0.014	$0.62^{+0.02}_{-0.02}$	$4.36^{+0.47}_{-0.43}$	$0.19^{+0.01}_{-0.01}$	$4.90^{+0.95}_{-0.77}$			$0.127^{+0.016}_{-0.015}$	1.21 (359)
HD 66665	$0.045^{+0.032}_{-0.032}$	$0.61^{+0.11}_{-0.12}$	$0.010^{+0.070}_{-0.003}$	$0.18^{+0.03}_{-0.03}$	$0.03^{+0.24}_{-0.01}$			≤ 0.55	0.95 (160)
HD 79351	≤ 0.0007	$0.71^{+0.04}_{-0.06}$	$5.48^{+0.82}_{-0.80}$	$1.21^{+0.05}_{-0.06}$	$7.47^{+1.07}_{-0.91}$			$0.20^{+0.02}_{-0.02}$	1.32 (449)
HD 105382 [‡]	≤ 0.034	$0.61^{+0.06}_{-0.10}$	$1.23^{+0.73}_{-0.23}$					$0.11^{+0.06}_{-0.05}$	0.80 (138)
HD 116658 [†]	0.018 (fr.)	$0.090^{+0.003}_{-0.003}$	74^{+48}_{-48}	$0.25^{+0.01}_{-0.01}$	10^{+8}_{-8}			$0.76^{+0.55}_{-0.55}$	1.21 (172)
HD 120324	$0.022^{+0.009}_{-0.009}$	$1.02^{+0.10}_{-0.18}$	$1.55^{+0.76}_{-0.39}$	$0.32^{+0.05}_{-0.03}$	$2.21^{+1.92}_{-0.74}$			$0.21^{+0.13}_{-0.10}$	1.12 (214)
HD 120991	$0.059^{+0.008}_{-0.008}$	$6.25^{+0.68}_{-0.61}$	$17.37^{+0.78}_{-0.74}$	$0.85^{+0.19}_{-0.12}$	$0.99^{+0.51}_{-0.34}$			$0.45^{+0.14}_{-0.13}$	1.11 (475)
HD 127381	≤ 0.12	$0.19^{+0.02}_{-0.02}$	≤ 3.17					≤ 0.09	0.78 (66)
HD 136504 [‡]	$0.018^{+0.012}_{-0.011}$	$1.20^{+0.09}_{-0.09}$	$9.43^{+1.16}_{-0.99}$					$0.03^{+0.02}_{-0.01}$	1.39 (248)
HD 143275 [‡]	$0.15^{+0.05}_{-0.05}$	$0.26^{+0.01}_{-0.01}$	$1.10^{+0.98}_{-0.37}$	$0.09^{+0.02}_{-0.01}$	$6.30^{+17.45}_{-4.64}$	$0.69^{+0.06}_{-0.02}$	$0.14^{+0.11}_{-0.02}$	≤ 2.90	1.36 (211)
HD 144217 [‡]	$0.17^{+0.03}_{-0.02}$	$0.91^{+0.03}_{-0.03}$	$9.03^{+0.77}_{-0.78}$	$0.25^{+0.01}_{-0.01}$	58^{+13}_{-11}	$0.11^{+0.01}_{-0.02}$	175^{+275}_{-173}	$0.22^{+0.03}_{-0.02}$	1.39 (424)
HD 147932	$0.12^{+0.06}_{-0.02}$	$1.03^{+0.02}_{-0.02}$	21^{+4}_{-2}	$4.97^{+1.55}_{-1.07}$	$3.98^{+0.58}_{-0.94}$			$0.11^{+0.02}_{-0.01}$	1.22 (458)
HD 152234	$0.18^{+0.06}_{-0.06}$	$0.31^{+0.09}_{-0.03}$	14^{+6}_{-7}	$0.81^{+0.03}_{-0.03}$	$3.81^{+0.57}_{-0.57}$	$0.13^{+0.04}_{-0.03}$	49^{+93}_{-26}	$0.38^{+0.07}_{-0.07}$	1.55 (384)
HD 157246	$0.06^{+0.02}_{-0.02}$	$0.18^{+0.03}_{-0.03}$	$6.26^{+5.37}_{-1.79}$	$0.62^{+0.02}_{-0.02}$	11^{+1}_{-1}			$0.14^{+0.02}_{-0.02}$	0.95 (308)
HD 158926	≤ 0.77	$0.28^{+0.02}_{-0.02}$	$2.33^{+1.76}_{-1.76}$	$0.119^{+0.008}_{-0.006}$	$8.86^{+4.80}_{-6.49}$			$0.44^{+1.63}_{-0.21}$	0.96 (219)
HD 165024	$0.024^{+0.021}_{-0.021}$	$0.16^{+0.03}_{-0.03}$	$2.21^{+1.86}_{-0.79}$	$0.56^{+0.02}_{-0.03}$	$3.06^{+0.77}_{-0.59}$			$0.22^{+0.06}_{-0.04}$	1.07 (112)
HD 182180 [‡]	$0.09^{+0.05}_{-0.06}$	$1.29^{+0.95}_{-0.17}$	$1.32^{+0.43}_{-0.50}$					$0.10^{+0.25}_{-0.06}$	0.86 (213)
HD 193924	$0.021^{+0.016}_{-0.016}$	$0.42^{+0.03}_{-0.02}$	$1.28^{+0.35}_{-0.26}$					$0.18^{+0.05}_{-0.04}$	1.03 (278)
HD 200775	$0.57^{+0.02}_{-0.02}$	$0.87^{+0.02}_{-0.02}$	14^{+2}_{-12}	$0.55^{+0.04}_{-0.04}$	14^{+2}_{-2}			$0.98^{+0.18}_{-0.18}$	1.88 (316)
HD 261938 [‡]	$0.037^{+0.016}_{-0.013}$	$0.93^{+0.05}_{-0.06}$	$1.60^{+0.29}_{-0.23}$					$0.07^{+0.03}_{-0.02}$	1.02 (244)

[†] - помечены звезды, спектры которых не удалось описать моделями со свободным параметром N_{H} (зафиксирован);

[‡] - помечены звезды, у которых величины $E(\text{B}-\text{V})=0$ или не определены, для них указаны межзвездные N_{H} ,

(fr.) - модельный параметр зафиксирован (см. текст).

3.2 Проверка следствий из модели ударной волны, ограниченной магнитным полем

С целью исследования тепловой природы рентгеновского излучения ОВ звезд мы прежде всего проанализировали общие результаты аппроксимаций спектров низкого разрешения моделями APEC/MEKAL (кроме звезд аналогов γ Cas). Из спектров всех рассмотренных объектов 79 описываются тепловыми моделями¹², среди них есть спектры как магнитных звезд, так и слабомагнитных. Подавляющее большинство спектров могут быть аппроксимированы только суммами двух и более тепловых моделей, что указывает на наличие в звездных атмосферах областей нагретых до разных температур. Этот факт не противоречит гипотезе Zhekov & Palla [144]. Мы сравнили средние температуры плазмы ОВ звезд и выяснили, что из рассмотренных в настоящей диссертации О звезд к первой группе по классификации Zhekov & Palla (см. Введение) можно отнести 52,6% объектов, среди В звезд – 34,0%, среди кратных звезд – 62,5%, среди одиночных звезд – 39,1%. Среди магнитных В звезд в первую группу могут быть включены 23,5% объектов, среди немагнитных – 40%. У О звезд это соотношение 35,3% и 61,9% соответственно. Таким образом статистика показала, что подробнее всего изученная модель MCWS не является единственным механизмом генерации рентгеновского излучения ОВ звезд, наряду с ней в ранних звездах имеют место другие процессы, приводящие к тепловому рентгеновскому излучению (например, модель Hiller-Feldmeier, “гибридная” модель Cassinelly и соавторов).

¹²Комментарии к сложным спектрам, которые не удалось аппроксимировать, даны в приложении А.2

Поэтому для исследования присутствия в атмосферах ОВ звезд дополнительных механизмов, приводящих к формированию рентгеновского излучению тепловой и нетепловой природы, мы проверили, выполняются ли сформулированные во Введении следствия из модели MCWS. Для этого мы исследовали возможные зависимости между характеристиками рентгеновского излучения ОВ звезд (жесткость спектров, температура плазмы, светимость) и параметрами самих объектов (терминальная скорость звездного ветра, скорость потери массы, напряженность магнитного поля). Для выявления корреляций был выполнен регрессионный анализ зависимостей указанных характеристик и их аппроксимации линейными и степенными функциями. Для вычисления коэффициентов корреляции и диапазонов коэффициентов уравнений регрессии была написана программа на языке Pascal. Результаты представлены в Табл. 6. Ожидаемые типы регрессии были подобраны по визуальной оценке графиков. Уровни значимости (FAP) были определены по данным таблицы В книги [4].

В ходе регрессионного анализа было установлено, что действительно имеют место следующие корреляции (выделены жирным шрифтом в Табл 6, графики показаны на Рис 6, 7, 8). Средняя температура плазмы возрастает линейно с увеличением жесткости спектров. Большие отклонения от аппроксимирующей функции и широкие диапазоны ошибок ее коэффициентов обусловлены прежде всего большими ошибками определения средней температуры плазмы, которые в свою очередь вызваны широким разбросом температур плазмы модельных компонент аппроксимаций спектров (см. Табл 3). Лучше всего зависимость средней температуры плазмы

Таблица 6: Результаты регрессионного анализа возможных зависимостей характеристик рентгеновского излучения от параметров OB звезд. В первом столбце приведены уравнения регрессии. Во втором, в третьем и в четвертом столбцах приведены коэффициенты корреляции (R), число строк в таблицах исследуемых зависимостей (N) и уровни значимости (FAP) соответственно. Параметры уравнений регрессии с указанием их ошибок указаны в двух последних столбцах. Наиболее значимые зависимости выделены жирным шрифтом.

Коррелирующие величины	R	N	FAP	A	β
Все OB звезды					
$HR = A \cdot v_\infty + \beta$	0.005±0.035	62	0.02-0.7	0.36±0.07	-(8.68±1.14)e-6
$HR = A \cdot B_p + \beta$	0.30±0.08	32	0.11-0.29	0.46±0.11	-(2.46±0.44)e-5
$kT_{\text{norm}} = A \cdot v_\infty + \beta$	-(0.044±0.046)	59	0.45-1	0.55±0.10	-(4.68±2.48)e-5
$kT_{\text{norm}} = A \cdot B_p + \beta$	0.45±0.02	29	0.029	0.41±0.09	(2.2±0.6)e-4
$L_X = A \cdot v_\infty^\beta$	0.535±0.005	60	0-0.005	(4.88±0.61)e+22	2.75±0.25
$L_X = A \cdot \dot{M}^\beta$	0.554±0.001	49	0.0-0.005	(1.95±0.13)e+35	0.52±0.01
$L_X = A \cdot B_p^\beta$	0.108±0.002	32	0.6	(2.5±0.5)e+32	0.26±0.20
$L_X = A \cdot E_{\text{kin}}^\beta$	0.772±0.002	49	0.0-0.005	(9.2±6.7)e+14	0.48±0.01
$L_X = A \cdot kT_{\text{norm}}^\beta$	0.13±0.05	74	0.1	(3.83±0.44)e+32	0.4±0.2
$L_X = A \cdot HR^\beta$	0.07±0.04	75	0.38-0.66	(3.64±0.82)e+31	0.24±0.24
Магнитные OB звезды					
$HR = A \cdot v_\infty + \beta$	-(0.17±0.01)	30	0.29	0.58±0.13	(7.27±1.45)e-5
$kT_{\text{norm}} = A \cdot v_\infty + \beta$	0.03±0.01	28	1	0.70±0.18	(2.22±0.02)e-5
$L_X = A \cdot v_\infty^\beta$	0.33±0.01	29	0.11	(6.9±5.7)e+26	1.6±0.7
$L_X = A \cdot \dot{M}^\beta$	0.717±0.02	21	0.01	(2.33±0.42)e+35	0.51±0.02
$L_X = A \cdot E_{\text{kin}}^\beta$	0.749±0.001	21	0.01	(5.5±4.5)e+14	0.49±0.01
$L_X = A \cdot kT_{\text{norm}}^\beta$	0.28±0.08	31	0.03-29	(3.7±1.9)e+31	0.80±0.26
$L_X = A \cdot \eta^\beta$	0.597±0.003	18	0.008	(5.78±0.53)e+32	-(0.43±0.02)
$L_X = A \cdot HR^\beta$	0.10±0.02	31	0.6	(3.5±1.5)e+35	-(0.11±0.70)
Магнитные OB звезды с $L_X > 8e+30$ эрг s^{-1} , $\eta < 5000$					
$L_X = A \cdot \eta^\beta$	-0.860±0.001	11	0.0005	(4.0±0.4)e+32	-0.65±0.01
Слабомагнитные OB звезды					
$HR = A \cdot v_\infty + \beta$	0.19±0.04	32	0.29	0.12±0.01	(0.6±0.4)e-4
$kT_{\text{norm}} = A \cdot v_\infty + \beta$	-(0.07±0.14)	30	1	0.31±0.02	(-1.3±2.7)
$L_X = A \cdot v_\infty^\beta$	0.7055±0.005	31	0-0.005	(5.2±2.7)e+18	4.0±0.5
$L_X = A \cdot \dot{M}^\beta$	0.768±0.002	28	0-0.005	(2.58±0.24)e+35	0.55±0.01
$L_X = A \cdot E_{\text{kin}}^\beta$	0.794±0.001	27	0-0.005	(5.2±4.8)e+14	0.49±0.01
$L_X = A \cdot kT_{\text{norm}}^\beta$	-(0.07±0.05)	43	1	(1.5±0.5)e+31	-(0.3±0.4)
$L_X = A \cdot HR^\beta$	0.12±0.02	44	0.51	(3.58±0.49)e+35	0.35±0.07
Все O звезды					
$HR = A \cdot kT_{\text{norm}} + \beta$	0.4±0.2	37	0-0.25	0.07±0.11	0.17±0.15
$L_X = A \cdot v_\infty^\beta$	0.537±0.004	35	0.002	(2.5±1.6)e+27	1.5±0.2
Все B звезды					
$HR = A \cdot kT_{\text{norm}} + \beta$	0.60±0.08	39	0-0.001	-(0.02±0.11)	0.39±0.15
Магнитные O звезды					
$HR = A \cdot kT_{\text{norm}} + \beta$	0.6±0.2	17	0-0.11	0.05±0.15	0.15±0.07
Магнитные B звезды					
$HR = A \cdot kT_{\text{norm}} + \beta$	0.65±0.11	14	0.001-0.069	0.001±0.190	0.50±0.22
Слабомагнитные O звезды					
$HR = A \cdot kT_{\text{norm}} + \beta$	0.50±0.34	20	0-0.4	0.06±0.11	0.07±0.42
Слабомагнитные B звезды					
$HR = A \cdot kT_{\text{norm}} + \beta$	0.45±0.06	25	0.01-0.05	-0.03±0.10	0.39±0.19

от жесткости выражена для В звезд, как магнитных, так и слабомагнитных. Но величина средней температуры плазмы сильно зависит от выбора аппроксимации спектра. Поэтому из нашего исследования можно сделать вывод о том, что жесткость рентгеновского спектра ОВ звезд, возрастает с увеличением температуры плазмы, излучающей в этом энергетическом диапазоне, но ошибки параметров аппроксимации этой зависимости достаточно велики. Это даёт основание предположить о наличии дополнительного нетеплового механизма формирования рентгеновского излучения ОВ звезд.

Другие, более значимые, корреляции были обнаружены для такого модельно независимого параметра, как рентгеновская светимость L_X рассматриваемых ОВ звезд. Она увеличивается с ростом скорости потери массы \dot{M} , терминальной скорости звездного ветра v_∞ , кинетической энергии звездного ветра E_{kin} (в эрг с^{-1}) по степенному закону:

$$L_X \approx 9.2 \cdot 10^{14} \cdot E_{\text{kin}}^{0.5}, \quad (7)$$

$$L_X \approx 9.2 \cdot 10^{14} \cdot \dot{M}_{10}^{0.5} \cdot v_\infty, \quad (8)$$

где

$$E_{\text{kin}} = \frac{\dot{M} v_\infty^2}{2}. \quad (9)$$

Этот результат согласуется с полученным в статье Naze et al. [87] для магнитных ОВ звезд. В настоящей диссертации мы *дополнили* список объектов, рассмотренных Naze et al., *звездами как с сильным, так и со слабым*

магнитным полем и выяснили, что обнаруженная авторами [87] зависимость *сохраняется* и для большего числа звезд, включая слабомагнитные.

Аналогично для ОВ звезд с любой напряженностью магнитного поля выполняются обнаруженные нами зависимости L_X от других названных выше параметров. Причем эти найденные нами зависимости выполняются и для одиночных, и для кратных звезд. Полученные результаты позволяют предположить, что рентгеновское излучение ОВ звезд действительно определяется их мощными звездными ветрами.

Если допустить, что процессы, описанные моделью MCWS являются доминирующими в генерации рентгеновского излучения ОВ звезд, то у магнитных звезд, найденные зависимости должны быть выражены сильнее. Но поскольку мы не обнаружили зависимостей характеристик рентгеновского излучения от напряженности магнитного поля, для окончательной проверки значимости MCWS, мы исследовали как на рентгеновское излучение влияет отношение кинетической энергии звездного ветра и энергии магнитного поля, то есть возможные корреляции между характеристиками рентгеновского излучения ОВ звезд и коэффициентом магнитного удержания η (формула 2).

Значения этой безразмерной величины были взяты из Табл. 6 статьи [99]. Если считать, что рентгеновское излучение ОВ звезд полностью тепловое и генерируется только в рамках модели MCWS, то звезды с большим коэффициентом магнитного удержания должны иметь более жесткие спектры, высокие температуры плазмы и светимости, что связано с быстрым движением вещества звездного ветра у магнитного экватора. Удивительно, но

проведенный в нашей работе исследование показало, что с коэффициентом магнитного удержания коррелирует только рентгеновская светимость. При этом она не увеличивается, а уменьшается по степенному закону с возрастанием η (Рис. 8 справа), эта зависимость ярче выражена у ОВ звезд с $L_X > 8 \cdot 10^{30}$ эрг s^{-1} и $\eta < 5000$ (см. Табл. 6).

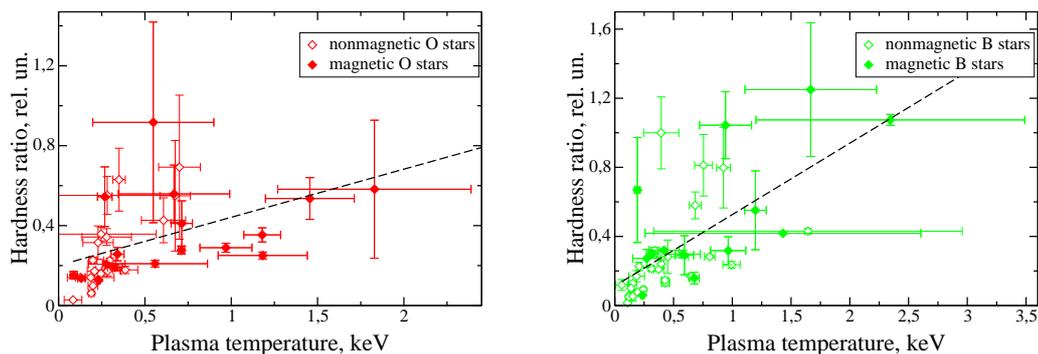


Рис. 6: Зависимости жесткости рентгеновских спектров от средней температуры плазмы для О звезд (слева), для В звезд (справа); штриховыми линиями показаны аппроксимации согласно данным Табл. 6 для магнитных и слабомагнитных звезд каждого спектрального класса [115].

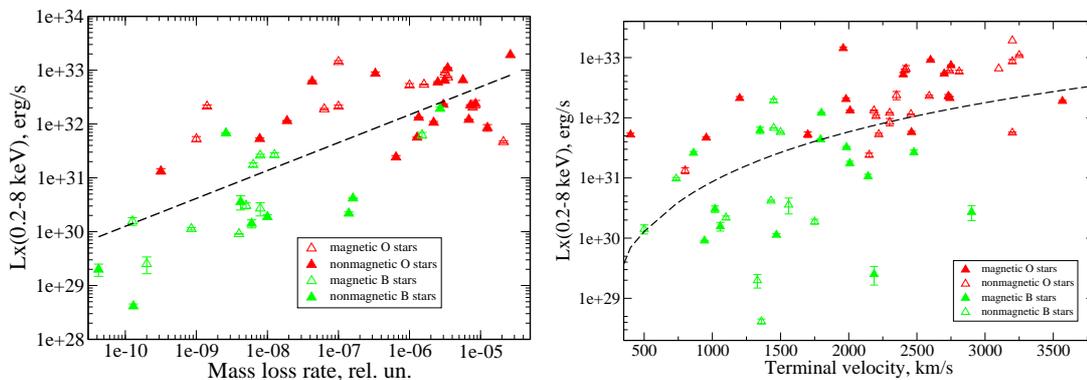


Рис. 7: Графики зависимости рентгеновских светимостей всех рассмотренных ОВ звезд от скорости потери массы (слева), от терминальной скорости звездного ветра (справа); штриховыми линиями показаны аппроксимации согласно данным Табл. 6 [115].

В целом, из проделанного исследования вытекает, что не все предложенные нами и другими авторами следствия из модели MCWS выполняются

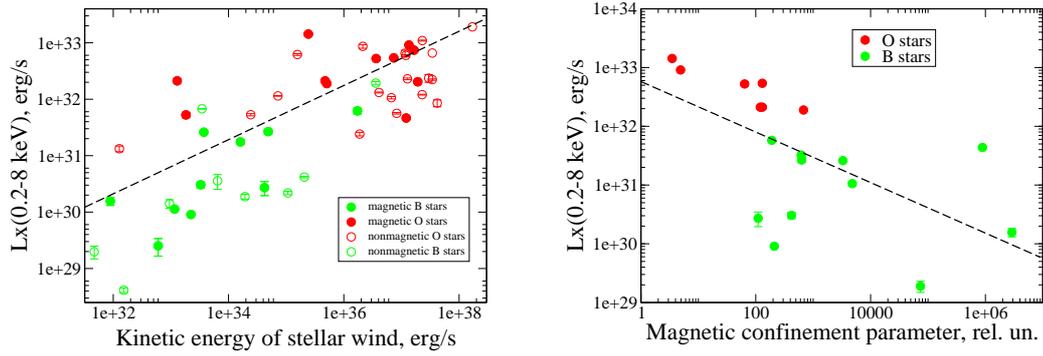


Рис. 8: Графики зависимости рентгеновских светимостей всех рассмотренных ОВ звезд от кинетической энергии ветра (*слева*), от коэффициента магнитного удержания (*справа*); штриховыми линиями показаны аппроксимации согласно данным Табл. 6 для всех рассмотренных ОВ звезд [115].

в полной мере. Чтобы окончательно убедиться во многообразии процессов формирования теплового рентгеновского излучения ОВ звезд, мы проверили предложенную Vabel & Montmerle аппроксимационную формулу (1), дополнив аналогичную проверку, сделанную Naze et al. [87], новыми объектами. Сравнение наблюдаемых рентгеновских светимостей с вычисленными из выражения (1) показано на Рис. 9. Как и в работе [87], выяснилось, что Vabel & Montmerle предсказывали рентгеновские светимости ОВ звезд на два порядка выше наблюдаемых. Авторы [87] объясняли это различие несовпадением с использованным Vabel & Montmerle энергетическим диапазоном, в котором были рассчитаны светимости. Однако, и в нашей работе, и в статье [87] были рассмотрены рентгеновские светимости звезд *с учетом межзвездного поглощения*. Возможно, формула (1) верна для непоглощенных светимостей. Чтобы проверить это, мы оценили непоглощенные рентгеновские светимости звезд из нашей подборки, используя аппроксимационную формулу, связывающую сечения поглощения с

энергией излучения, из статьи [79] (на этой зависимости построена модель поглощения рентгеновского излучения WABS) и полученные нами при моделировании спектров полные значения лучевой концентрации водорода в направлении на звезду N_H , включающие как межзвездное, так и локальное поглощение (см. раздел 3.1). Для расчета была написана программа на языке Pascal.

На Рис. 10 показано сравнение поглощенных и непоглощенных рентгеновских светимостей OB звезд в диапазоне энергий 0.3-8 кэВ¹³. Из анализа графика следует, что у звезд спектрального класса В рентгеновские кванты слабо поглощаются в межзвездной и/или околозвездной среде. Это связано с тем, что В звезды, рентгеновское излучение которых зарегистрировано, находятся в среднем на относительно небольших расстояниях от Солнца.

А более яркие в рентгене O звезды расположены гораздо дальше, поэтому их непоглощенные светимости выше наблюдаемых, но сильно зависят от выбора аппроксимации спектра, так как величина N_H модельно зависимая. В итоге по имеющимся данным можно заключить, что по крайней мере для В звезд формула Vabel & Montmerle предсказывает завышенные светимости. Наши оценки показывают, что она может быть верна для непоглощенных светимостей отдельных O звезд, но для большинства O звезд эта формула также дает завышенные значения. Теоретические исследования ud-Doula et al. [130], тоже предсказывали меньшие значения светимостей OB звезд, чем оцененные по формуле Vabel & Montmerle.

¹³Это незначительное сокращение рассматриваемой энергетической области обусловлено наличием шумов в EPIC-спектрах на малых энергиях. Ошибки наблюдаемых потоков в области энергий до 0.3 кэВ так велики, что включение в расчеты этой области приводят к сильному искажению результатов оценки непоглощенных рентгеновских светимостей. Сокращение диапазона энергий для вычисления светимостей исключило из таблиц спектров всего несколько строк и не привело к значительной потере точности.

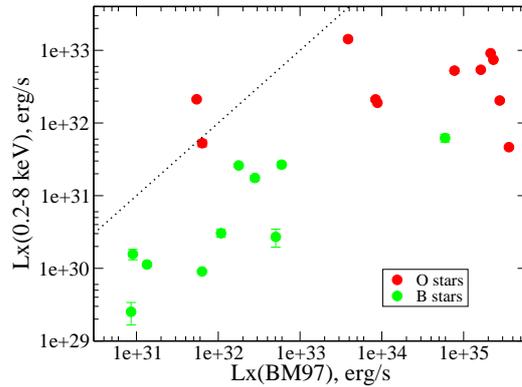


Рис. 9: Сравнение наблюдаемых рентгеновских светимостей ОВ звезд в диапазоне 0.2-8 кэВ (отложены по вертикальной оси) с вычисленными по формуле из статьи Vabel & Montmerle [12] (выражение (1); отложены по горизонтальной оси). Точечная линия соответствует равенству указанных величин ([115]).

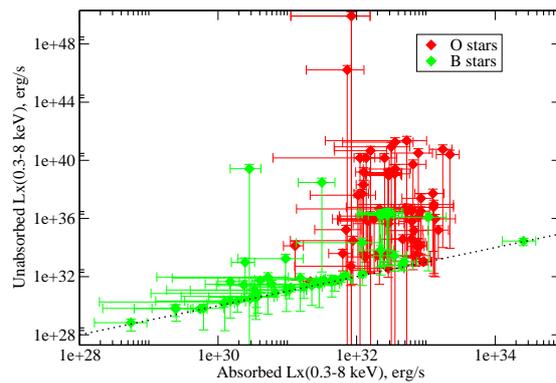


Рис. 10: Сравнение поглощенных (наблюдаемых) рентгеновских светимостей ОВ звезд в диапазоне 0.3-8 кэВ (отложены по горизонтальной оси) с непоглощенными, вычисленными по модели WABS (см. текст; отложены по вертикальной оси), в том же диапазоне. Точечная линия соответствует равенству указанных величин.

3.3 Заключение к главе 3

Аппроксимации спектров ОВ звезд суммами тепловых моделей показали, что горячий газ вокруг звезд, формирующий их рентгеновское излучение, находится в областях, нагретых до существенно разных температур. Сле-

довательно, излучение в этой части спектра формируется в результате ансамбля процессов, которые могут быть описаны в рамках различных сформулированных во Введении гипотез. Исследование корреляций между характеристиками рентгеновского излучения OB звезд и параметрами звезд не подтвердило предположенных следствий из модели MCWS. Значимые зависимости были обнаружены только между средней температурой плазмы и жесткостью, рентгеновской светимостью и скоростью звездного ветра, его кинетической энергией и скоростью истечения вещества со звезды. Все эти корреляции справедливы для звезд с любой напряженностью магнитного поля, но при этом звезды, у которых энергия магнитосфер значительно больше энергии звездного ветра, являются относительно более слабыми рентгеновскими источниками.

4 Анализ ширины линий в рентгеновских спектрах OB звезд

При подготовке данного раздела диссертации использованы следующие публикации, выполненные автором в соавторстве, в которой, согласно Положению о присуждении ученых степеней в МГУ, отражены основные результаты, положения и выводы исследования: [112] Ryspaeva, E. B., Kholtygin, A. F. 2017, *Astronomische Nachrichten*, 338, 959; [113] Ryspaeva E., Kholtygin A., 2018, *RAA*, Vol. 18, No. 8, 104; [114] Ryspaeva E., Kholtygin A., 2019, *RAA*, Vol. 19, No. 8, 120.

4.1 Методика отождествления линий в рентгеновских спектрах высокого разрешения

Описанный в предыдущей главе анализ рентгеновских спектров OB звезд низкого разрешения показал, что околозвездная плазма звезд ранних спектральных классов нагрета неоднородно, что может указывать на наличие крупных сгущений в ветрах звезд. Эти сгущения могут участвовать в процессах генерации рентгеновских фотонов в соответствии с гипотезой Hillier-Fieldmeier или/и моделями, сформулированными в статьях [21, 49, 67, 69, 141]. Поэтому дополнительно для исследования гипотез о тепловом рентгеновском излучении OB звезд, мы проанализировали спектры OB звезд высокого разрешения. Отождествление рентгеновских линий и изучение особенностей их профилей дают ценные сведения о наличии сгущений в звездных ветрах и ареалах формирования рентгеновского излучения звезд.

Поскольку длины волн лабораторных рентгеновских спектральных ли-

ний очень близки друг к другу, отождествить линии в наблюдаемых звездных спектрах только сравнением длин волн с данными каталогов достаточно трудно. Поэтому в настоящей работе был применен метод аппроксимации наблюдаемых профилей линий, подробно изложенный автором диссертации в статье [113]. Прежде всего для увеличения отношения сигнал/шум RGS-спектры OB звезд в единицах реального потока были сглажены с использованием узких гауссовых фильтров. Для этого использовалась программа, написанная на языке Pascal. Затем были сформулированы следующие условия метода:

1. Наблюдаемые профили линий с ширинами 0.06-0.08 Å (7-9 отсчетов внутри профиля) считаются одиночными гауссоподобными, их отождествление выполняется сравнением длины волны, соответствующей наибольшему потоку, с приведенной в базе данных AtomDB¹⁴ с учетом относительных интенсивностей линий, приведенных в базе данных;

2. Предполагается, что наблюдаемые профили с шириной от 0.08 Å (9 и более отсчетов внутри профиля) могут быть блендированными и внутри наблюдаемого профиля может присутствовать до пяти линий, так как при аппроксимациях большим числом линий количество параметров в формуле часто становится больше числа отсчетов внутри профиля. Компоненты блендированной линии отождествляются с помощью аппроксимации полного профиля суммой гауссиан

$$G_1(\lambda) = \sum_{k=1}^N \frac{I_k}{\sqrt{2\pi} \sigma_k} \exp \left(-\frac{1}{2} \left(\frac{\lambda - \lambda_0^k}{\sigma_k} \right)^2 \right), \quad (10)$$

¹⁴www.atomdb.org

или гауссоподобных функций с показателем степени в экспоненте, отличным от 2

$$G_1^\alpha(\lambda) = \sum_{k=1}^N \frac{I_k}{\sqrt{2\pi} \sigma_k} \exp\left(-\frac{1}{2} \left(\frac{\lambda - \lambda_0^k}{\sigma_k}\right)^{\alpha_k}\right), \quad (11)$$

Здесь $N=1, \dots, 5$, I_k - амплитуда гауссианы, λ_0^k - центральная длина волны линии, σ_k - ширина линии, α_k - показатель степени в экспоненте - параметры аппроксимационного профиля линии с номером k . Нами были выполнены аппроксимации профилей суммами (10) или (11) с равными и с различными параметрами σ_k .

4. В каждом наблюдаемом блендированном профиле может быть выделен уровень локального континуума, описанный линейной функцией, при этом аппроксимационные формулы принимают вид

$$G_{1+c}(\lambda) = G_1(\lambda) + G_c(\lambda) = G_1(\lambda) + C_1 + C_2\lambda, \quad (12)$$

или

$$G_{1+c}^\alpha(\lambda) = G_1^\alpha(\lambda) + G_c^\alpha(\lambda) = G_1^\alpha(\lambda) + C_1^\alpha + C_2^\alpha\lambda, \quad (13)$$

здесь $C_1, C_2, C_1^\alpha, C_2^\alpha$ - коэффициенты линейной функции, описывающей локальный континуум.

5. Полная ширина на уровне половины максимума (FWHM) линий в спектре звезды не может превышать терминальную скорость звездного ветра;

6. Смещение линий от их положения в лабораторном спектре не может превышать $\pm 400 \text{ км с}^{-1}$ (это обеспечивает отклонение длины волны линии

от их положения в лабораторном спектре не более чем на 1%). Значение 400 км с^{-1} равно удвоенному значению типичной микротурбулентной скорости в ветре звезды.

В каждом наблюдаемом профиле в сглаженном спектре были определены наибольшее значение потока, затем профиль был нормирован на эту величину. Для отождествления были отобраны профили, у которых разность нормированных потоков на краях не превышает 40%. В ходе аппроксимаций профилей линий было замечено, что один и тот же профиль может быть описан разным набором функций. Примеры такого разрешения блендированных линий показаны на Рис. 11. Поэтому были отобраны все аппроксимации каждого профиля с наибольшей относительной ошибкой не превышающей 10%. Для профилей более сложной формы (пример показан на Рис. 11 внизу справа) были отобраны аппроксимации с точностью до 30%. Указанные наибольшие ошибки были определены путем сравнения всех полученных аппроксимаций каждого профиля с учетом условий метода. Ввиду сложных форм и небольших чисел отчетов внутри у некоторых наблюдаемых профилей достаточно трудно аппроксимировать профили с большой точностью. Примеры параметров отождествленных линий даны в Табл. 7. В результате было получено множество вариантов отождествления линий.

Для каждой из возможных присутствовавших в спектре линий были определены наибольшие значения потоков, полные ширины на уровне половины максимума (FWHM) в $\text{км}\cdot\text{с}^{-1}$ и наблюдаемые длины волн в Å . Ионы, которые дают вклад в бленду линии, были определены путем срав-

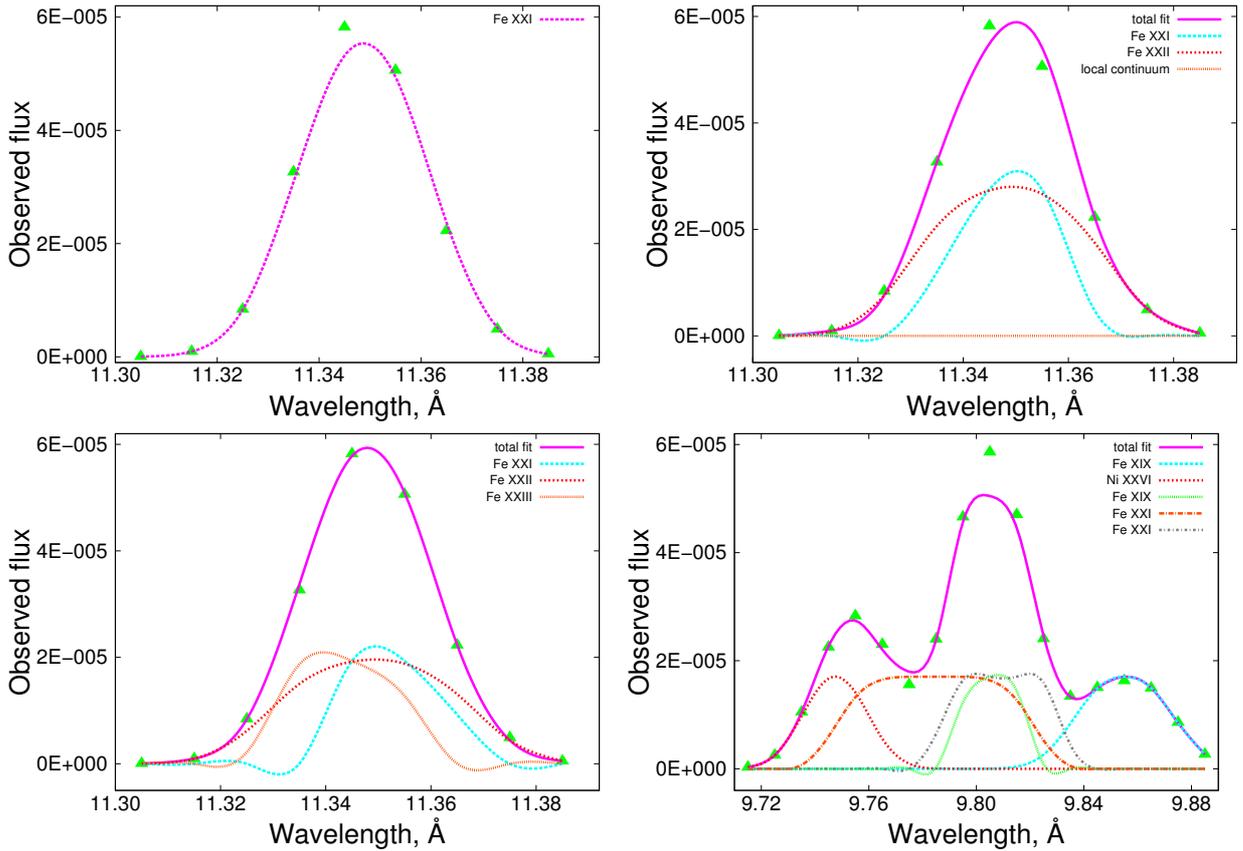


Рис. 11: Примеры аппроксимаций профилей линий в RGS-спектре звезды HD 54662, сглаженном с использованием узких гауссовых фильтров. Сверху и внизу слева показаны три варианта отождествления профиля линии вблизи длины волны 11.35 Å. Внизу справа изображен сложный профиль, который нельзя описать суммами гауссиан или гауссоподобных функций с достаточно высокой точностью (см. текст) [114].

нения наблюдаемых длин волн с представленными в базе данных AtomDB с учетом их относительных интенсивностей в базе.

Далее были отобраны линии одного иона, присутствующие в спектрах десяти и более звезд на близких длинах волн (отклонение не более 5%). Эти линии были считались достаточно надежно отождествленными и использовались для дальнейшего исследования зависимостей FWHM от потенциала ионизации и от полной энергии ионизации. Примеры таких линий приведены в Табл. 8. Эти же линии использовались для подведения общей статистики профилей линий с особенностями (см. раздел 4.3).

Так как для большинства рассмотренных в работе звезд, которые наблюдались несколько раз, наблюдения проводились через малые промежутки времени, до одного года, профили линий в спектрах всех звезд считались стабильными. Для исследования возможной переменности профилей рентгеновских линий необходим анализ спектров, полученных через длительные временные интервалы, более одного года.

Таблица 7: Примеры отождествлений рентгеновских линий в спектре О звезды HD 54662. В первых двух столбцах указаны длины волн краев профилей линий. В 3-м столбце - ионы. Длина волны линии, смещение, FWHM и наибольший поток приведены в последующих четырех столбцах. В 8-м столбце указана наибольшая относительная ошибка аппроксимации. В 9-м столбце указано как отождествлены линии. Обозначение “num” соответствует отождествлению без аппроксимаций, только сравнением с длинами волн в базе данных AtomDB. $G\alpha$ - профиль линии был аппроксимирован гауссоподобной функцией. $G\alpha + c$ - дополнительно учтен вклад в полный профиль линии локального континуума. В 10-м столбце приведены количества линий, отождествленных в наблюдаемом профиле.

λ_1	λ_2	Ион	λ_0	Смещение, км с ⁻¹	FWHM, км с ⁻¹	Поток, см ⁻² с ⁻¹ Å ⁻¹	Ошибка %	формула	число линий
7.805	7.885	Fe XXII	7.8650	0	1184	9.9190E-6	-	num	1
9.315	9.395	Ni XX	9.3650	32	749	2.2362e-5	-	num	1
9.715	9.885	Ni XXVI	9.7558	-330	453	2.7586E-5	14.0	$G\alpha$	3
		Fe XIX	9.8024	263	295	5.0712E-5			
		Fe XIX	9.8410	334	1684	1.4632E-5			
		Fe XIX	9.8551	-2	587	1.7040E-5	15.5	$G\alpha$	5
		Ni XXVI	9.7475	-78	160	1.7040E-5			
		Fe XIX	9.8059	157	152	1.7040E-5			
		Fe XXI	9.7845	-10	1676	1.7040E-5			
		Fe XXI	9.8093	295	801	1.7040E-5			
		Fe XIX	9.8515	156	886	1.6200E-5	15.2	$G\alpha$	4
		Fe XXI	9.7680	398	2069	5.1123E-6			
		Fe XIX	9.8049	185	576	4.5645E-5			
		Ni XXVI	9.7559	-336	575	1.9165E-5			
11.305	11.385	Fe XXI	11.3487	7	175	5.7992e-5	7.6	$G\alpha$	1
		Fe XXI	11.3491	-4	179	2.7566e-5	9.1	$G\alpha + c$	2
		Fe XXII	11.3488	-20	456	2.7566e-5			
		Fe XXI	11.3517	-70	158	1.9320E-5	9.7	$G\alpha$	3
		Fe XXII	11.3488	-21	513	1.9320E-5			
		Fe XXIII	11.3425	-171	180	1.9320E-5			
		Fe XXI	11.3496	-14	219	4.6147E-5	6.1	$G\alpha$	4
		Fe XXII	11.3481	-2	1233	2.2955E-7			
		Fe XX	11.3320	80	153	8.5712E-6			
		Fe XXIII	11.3581	208	461	7.3453E-6			
15.615	15.695	Fe XX	15.6342	14	1172	1.8692E-5	7.7	$G\alpha$	2
		Fe XX	15.6527	101	318	1.8692E-5			

4.2 Проверка гипотезы Pollock для большого набора OB звезд

Исследование рентгеновских линий в спектрах OB звезд также позволило нам оценить применимость “парадигмы” Pollock [103], для большого числа объектов (см. Введение). Изначально гипотеза была разработана на основании наблюдений только одного объекта. В настоящей диссертации мы проверили, справедлива ли предложенная теория для других звезд спектрального класса O и, возможно, для B звезд. Для этого в RGS-спектрах звезд из нашей подборки, были вычислены отношения полуширин линий на уровне половины максимума к терминальной скорости звездного ветра HWHM/v_∞ для *всех вариантов* отождествленных линий. Затем были подсчитаны наибольшие и наименьшие количества возможных линий, попадающие в различные диапазоны отношения HWHM/v_∞ отдельно для O и B звезд. Результаты анализа иллюстрируют гистограммы на Рис. 12.

Видно, что большинство линий попадает в диапазон $\text{HWHM}/v_\infty < 15\%$, что противоречит гипотезе Pollock. Похожий результат был получен в работе Waldron & Cassinelli [140]. В статье были проанализированы наблюдения 15 O и 2 B звезд, выполненные на спутнике “Chandra”, и было показано, что у OB звезд главной последовательности большая часть рентгеновских линий имеют отношение $\text{HWHM}/v_\infty < 20\%$. Авторы объясняют это тем, что такие узкие линии сформировались вблизи звездных поверхностей на расстоянии 0.2-0.4 радиуса звезды. Наша статистика ширин рентгеновских линий подтверждает этот вывод, но на основании анализа рентгеновских спектров значительно большего числа OB звезд.

Таблица 8: Примеры линий смежных ионов в спектрах исследуемых звезд на близких длинах волн. В 1-м и 5-м столбцах указаны длины волн в Å, в 2-м и 6-м столбцах приведены наибольшие значения потоков в линиях в единицах 10^{-5} c^{-1} , в 3-м и 7-м столбцах приведены FWHM линий в km s^{-1} , в 4-м и 8-м столбцах названы звезды, в спектрах которых присутствуют указанные линии.

Длина волны Å	Поток 10^{-5} c^{-1}	FWHM km s^{-1}	Объект	Длина волны Å	Поток 10^{-5} c^{-1}	FWHM km s^{-1}	Объект
Ca XIV				Ca XIII			
24.265	8.490	181	HD 120324	26.055	9.086	138	HD 116658
24.155	4.998	207	HD 143275	25.965	9.274	294	HD 136504
24.080	11.246	114	HD 149438	26.095	5.119	122	HD 143275
24.105	5.315	403	HD 152234	26.39	12.959	517	HD 149438
24.155	2.601	337	HD 157246	26.12	1.498	236	HD 152234
24.185	4.076	835	HD 158926	26.015	4.899	134	HD 157246
24.155	2.813	193	HD 165024	25.965	4.385	169	HD 158926
24.025	5.990	238	HD 175191	26.115	2.750	164	HD 165024
24.005	2.780	363	HD 193924	26.065	1.976	110	HD 182180
24.085	3.820	233	HD 205021	25.955	2.064	244	HD 193924
24.145	2.861	139	HD 21856	26.105	5.373	282	HD 205021
24.076	15.303	385	HD 37128	26.015	5.131	101	HD 21856
24.105	2.185	536	HD 46328	26.057	9.956	300	HD 37128
24.015	8.336	236	HD 63425	26.015	4.049	369	HD 46328
24.255	2.737	437	HD 64760	26.135	8.053	152	HD 63425
24.035	1.596	356	HD 66665	26.065	7.261	225	HD 64760
24.145	4.284	111	HD 116658	26.035	4.280	100	HD 66665
				26.135	8.993	115	HD 10144
Ar XII				Ar XI			
31.415	15.433	191	HD 120324	34.335	51.035	168	HD 136504
31.415	9.924	255	HD 122451	34.085	6.402	120	HD 143275
31.365	18.771	234	HD 127381	34.330	24.895	276	HD 149438
31.355	13.168	217	HD 143275	34.345	6.477	147	HD 157246
31.355	23.590	304	HD 149438	34.365	11.532	386	HD 158926
31.365	1.983	281	HD 152234	34.625	2.890	124	HD 165024
31.565	7.855	293	HD 157246	34.615	37.594	110	HD 175191
31.305	44.842	110	HD 158926	34.261	30.103	124	HD 182180
31.595	11.911	117	HD 165024	34.025	3.581	153	HD 193924
31.295	72.762	141	HD 175191	34.035	11.175	231	HD 205021
31.385	11.502	273	HD 193924	34.347	6.629	133	HD 21856
31.555	10.062	127	HD 200775	34.615	9.438	149	HD 24398
31.345	10.814	217	HD 21856	34.095	20.285	114	HD 3360
31.305	5.527	155	HD 24398	34.436	21.857	326	HD 63425
31.395	14.771	139	HD 3360	34.385	6.823	200	HD 66665
31.385	16.548	123	HD 63425	34.325	16.789	152	HD 122451
31.599	5.622	384	HD 64760				
31.325	6.436	217	HD 66665				
31.385	44.289	147	HD 116658				
Fe XX				Fe XIX			
12.836	0.102	335	HD 116658	15.308	2.406	1397	HD 116658
12.805	8.678	989	HD 122451	15.169	11.227	1054	HD 122451
12.610	2.253	185	HD 143275	15.227	0.832	520	HD 127381
12.585	8.097	736	HD 158926	15.214	48.284	1436	HD 149438
12.835	5.629	105	HD 182180	15.035	2.433	351	HD 165024
12.585	5.175	134	HD 200775	15.206	6.496	132	HD 182180
12.805	4.158	1000	HD 24398	15.046	2.081	199	HD 193924
12.816	2.188	404	HD 63425	15.306	3.992	467	HD 200775
12.837	1.194	1329	HD 64760	15.043	9.113	1098	HD 205021
12.798	3.262	731	HD 66665	15.156	0.647	446	HD 175191
12.710	8.315	1210	HD 37128				

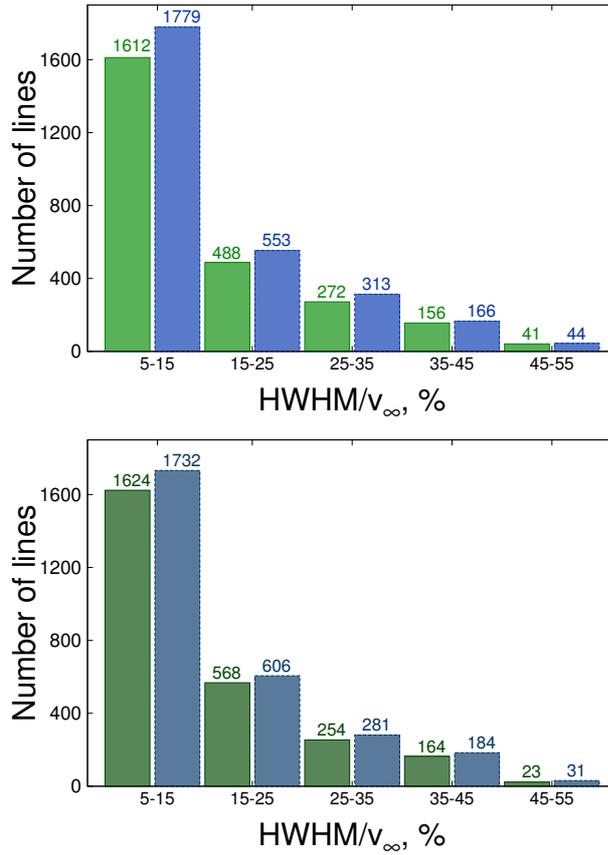


Рис. 12: Гистограммы количеств линий с различными соотношениями HWHM/v_{∞} , отождествленных в спектрах O звезд (сверху) и B звезд (снизу) [113].

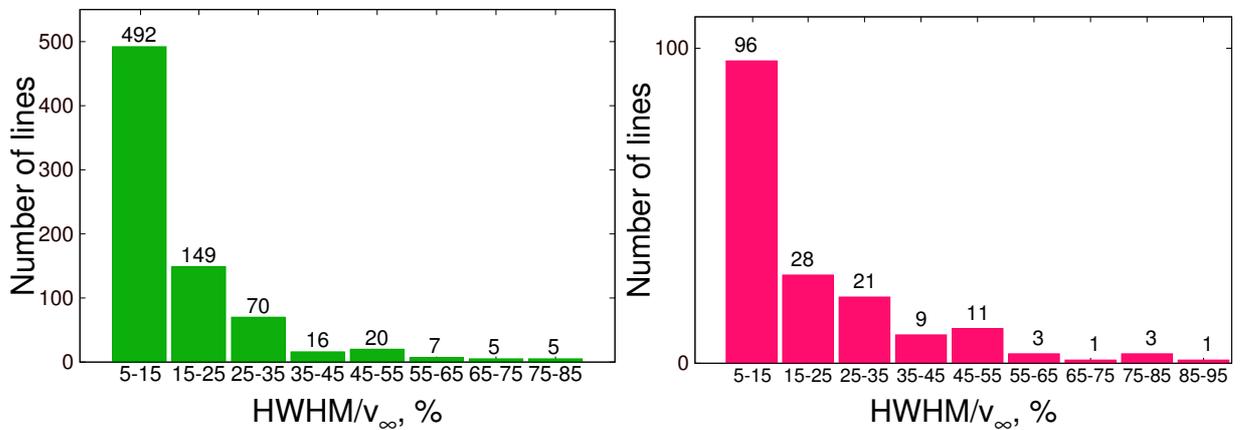


Рис. 13: Гистограммы количеств линий с различными соотношениями HWHM/v_{∞} , отождествленных в спектрах O звезд (слева), B звезд (справа) в предположении, что все рентгеновские линии неблендированы [112] (см. текст).

Дополнительно для проверки гипотезы Pollock мы провели отождествление рентгеновских линий в спектрах O звезд с помощью только сравнения

длин волн с данными базы AtomDB с учетом их относительных интенсивностей, указанных в базе. Мы предположили, что все линии являются одиночными (Рис. 13). Несмотря на то, что такой подход применим далеко не ко всем линиям, полученный с его помощью и изложенный автором диссертации в статье [112] результат согласуется с полученным в настоящей работе для большего числа объектов.

В итоге исследование рентгеновских спектров ОВ звезд высокого и низкого разрешения показало, что гипотеза Pollock для звезд спектральных классов О и В в ее оригинальном виде неверна и нуждается в уточнении. Из этого результата следует, что рентгеновское излучение ОВ звезд скорее всего не может генерироваться в режиме бесстолкновительных ударных волн и в среде, где присутствует распределение Максвелла. Более того, результат, изложенный в данном параграфе, справедлив как для магнитных, так и для слабомагнитных ОВ звезд, что снова подтверждает отсутствия влияния магнитного поля на формирование теплового рентгеновского излучения ОВ звезд.

4.3 Общие итоги исследования ширин линий

Анализ ширин линий в рентгеновских спектрах ОВ звезд дал ряд значимых результатов. Прежде всего, использованный в диссертации подход к отождествлению рентгеновских линий позволил определить форму профилей линий, “скрытых” внутри наблюдаемых блендированных профилей. Известно, что широкие линии с плоскими вершинами (например, Fe XXI на Рис. 11 внизу справа) образуются в оптически тонкой среде, а парабо-

личные линии - в оптически толстой [3]. Не менее важен вопрос о смещениях профилей линий. Поэтому изучение особенностей форм профилей рентгеновских линий может пролить свет на свойства среды, в которой формируется рентгеновское излучение звезд.

Продланное статистическое исследование особенностей профилей рентгеновских линий в спектрах ОВ звезд дало следующие результаты. Большинство отождествленных с применением нашей методики линий в рентгеновских спектрах ОВ звезд имеют неуширенную симметричную форму, около 2% линий имеют смещенные профили, причем не только в голубую, но и в красную области спектра. В статьях Oskinova et al. [92, 94, 95] возможность смещения профилей линий в красную область не рассматривалась. Но мы предполагаем, что такие линии тоже могут образовываться в рентгеновских спектрах. Природа таких смещений неясна. Возможно, что они связаны со сгущениями в ветре, движущимися от наблюдателя.

Кроме того, аппроксимации наблюдаемых профилей линий с добавлением линейной функции, описывающей локальный континуум (см. раздел 4.1), тоже может указывать на наличие смещений в линии. Связано это со следующим. Сравнение возможных локальных континуумов у близко расположенных наблюдаемых профилей линий в спектрах звезд выявило, что уровень континуума в рентгеновских спектрах сильно различается на разных длинах волн. Это дает основание предположить, что добавочная линейная функция (соответствующая континууму) в аппроксимации профилей линий не всегда достаточно точно соответствует уровню континуума.

Неточность проведения континуума может привести к дополнительному наклону гауссиан, описывающих профили отождествленных линий. Таким образом, из нашего статистического анализа следует, что профили 20-30% отождествленных линий, которые были получены из аппроксимаций суммами гауссиан (гауссоподобных функций) с добавлением линейной функции могут быть смещенными.

Основываясь на приведенной статистике, можно утверждать, что большинство рентгеновских линий в спектрах ОВ звезд образуются в оптически тонкой среде, в звездных ветрах со сгущениями преимущественно плоской формы, причем число сферических сгущений в ветрах О звезд больше, чем в ветрах В звезд, так как в спектрах О звезд было обнаружено больше отождествленных линий со смещенными профилями.

Для того, чтобы определить насколько далеко от звездных поверхностей формировались рентгеновские линии, а стало быть и само мягкое рентгеновское излучение, мы изучили возможную зависимость FWHM линий от потенциала ионизации и от полной энергии ионизации. Значения ионизационных параметров были взяты из базы ASD¹⁵. Были усреднены значения FWHM линий одного иона в спектрах всех рассмотренных О звезд и отдельно В звезд. Соответствующие графики приведены на Рис. 14 и 15. Из рисунков следует, что линии высокоионизованных элементов более широкие, следовательно, они формируются дальше от звезды.

Подобная инверсия распределения ионов кажется весьма необычной. Возможно она связана с тем, что вблизи фотосферы скорость звездного ветра

¹⁵<https://physics.nist.gov/PhysRefData/ASD/ionEnergy.html>

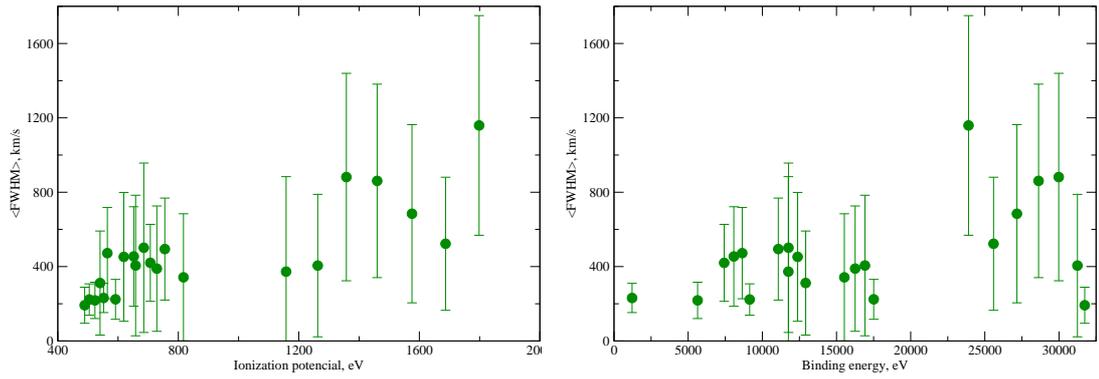


Рис. 14: Зависимость FWHM линий от потенциала ионизации (слева) и от полной энергии ионизации (справа) для O звезд.

быстро возрастает от дозвуковых скоростей до скоростей, близких к терминальным. При этом дальше от фотосферы скорость ветра выше, тем самым выше нагрев плазмы ударными волнами, скорость которых близка к локальной скорости звездного ветра. В любом случае обнаруженный эффект требует дополнительной проверки.

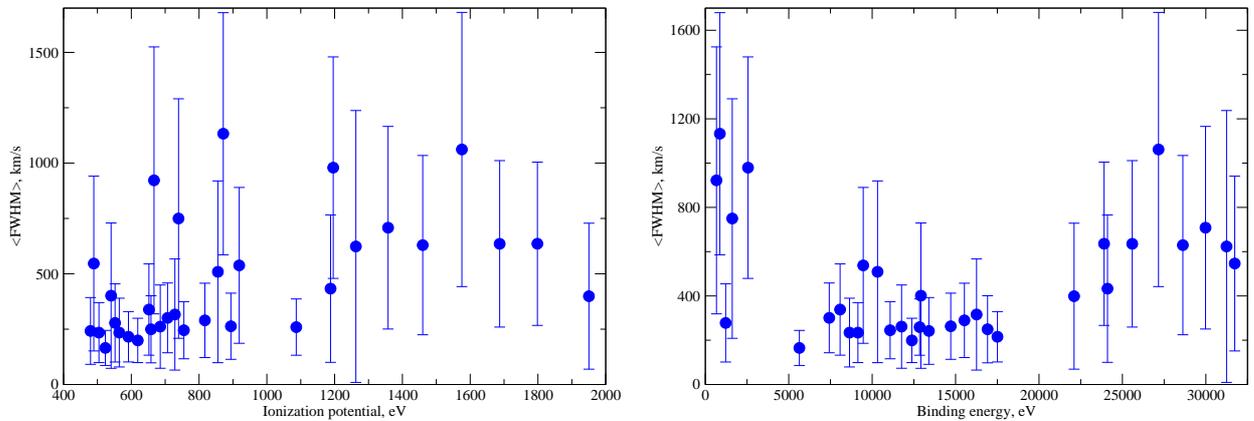


Рис. 15: То же, что на Рис. 14 для B-звезд.

4.4 Заключение к главе 4

Отождествление линий в рентгеновских спектрах OВ звезд с учетом блендирования прежде всего выявило, что большинство линий достаточно уз-

кие ($\text{HWHM}/v_\infty < 15\%$), следовательно, образуются вблизи звездной поверхности на расстоянии 0.2-0.4 радиуса звезды. Этот факт позволяет сделать вывод о том, что гипотеза о формировании рентгеновского излучения в режиме бесстолкновительных ударных волн, предложенная Pollock, нуждается в уточнении. Возможно она справедлива только для звезд с определенными характеристиками.

Дополнительно, анализ рентгеновских линий показал, что линии высокоионизованных ионов более широкие и формируются дальше от звезды. До 30% линий имеют смещение в голубую или красную область спектра, что указывает на наличие в ветрах ОВ звезд сгущений различной формы.

5 Исследование гипотез о возможном нетепловом рентгеновском излучении ОВ звезд

При подготовке данного раздела диссертации использована следующая публикация, выполненная автором в соавторстве, в которой, согласно Положению о присуждении ученых степеней в МГУ, отражены основные результаты, положения и выводы исследования: [116], Ryspaeva E., Kholtygin A., 2020, *Astrophysical Bulletin*, Vol. 75, No. 2, 127.

5.1 Общая статистика

На основании результатов, полученных в предыдущих главах, мы можем предположить, что часть рентгеновских фотонов, испускаемых ОВ звездами, может иметь нетепловую природу. Поэтому мы исследовали ЕРИС-спектры всех звезд нашей подборки на наличие нетепловой составляющей излучения методом аппроксимации суммой 1-2 тепловых моделей с добавлением компоненты, описываемой степенным законом PL (далее в тексте – степенной компоненты) аналогично изложенному в разделе 3.1.

Модель PL характеризуется параметрами:

$norm$ — амплитудой вклада степенной компоненты;

Γ — спектральным индексом (показателем степени).

Степенной закон может описывать нетепловое рентгеновское излучение звезды.

Помимо физических свидетельств в пользу наличия нетеплового рентгеновского излучения, указанных во Введении, стимулами к новому подходу

в изучении спектров стали следующие особенности рассмотренных звезд:

1. Наличие высоких рентгеновских потоков в области энергий выше 2 кэВ (“жесткого хвоста” в спектрах);

2. Низкая точность аппроксимаций рентгеновских спектров тепловыми моделями ($\chi^2 > 1.5$);

3. Низкая терминальная скорость звездного ветра $v_\infty < 1000 \text{ км с}^{-1}$, вследствие которой полученные при аппроксимации спектров тепловыми моделями температуры излучающей плазмы превышают допустимый верхний предел (см. формулу (3)).

4. Превышение полученными при аппроксимации тепловыми моделями температурами плазмы наибольшего допустимого значения, определяемого по формуле (3) для всех в принципе возможных значений v_∞ , что прежде всего актуально для звезд аналогов $\gamma \text{ Cas}$.

Можно предположить, что источниками нетеплового рентгеновского излучения могут быть ОВ звезды следующих подклассов:

1. Пекулярные Of?p звезды, так как у них имеются сильные магнитные поля (до 2 кГс), которые могли бы генерировать нетепловые электроны на альвеновской поверхности;

2. Двойные системы со сталкивающимися звездными ветрами (PACWBs), так как в результате ускорения электронов механизмом Ферми на фронте ударных волн от столкновения их звездных ветров могут формироваться высокоэнергичные частицы и жесткие рентгеновские фотоны в результате обратного комптоновского рассеяния фотосферного излучения на таких частицах;

3. Звезды аналоги σ Ori E (на основании наблюдений такого объекта построена модель Leto et al. [64])

4. Звезды аналоги γ Cas (рассмотрены в разделе 5.2);

Для того, чтобы нетепловое рентгеновское излучение звезды можно было детектировать, его вклад в рентгеновский спектр должен быть достаточно велик. Но в то же время, не существует строгого физического критерия отсутствия или присутствия у ранних звезд рентгеновского излучения нетепловой природы.

Поэтому мы выполнили аппроксимации спектров всех рассмотренных в диссертации звезд тепловыми моделями с добавлением степенной компоненты и изучили покомпонентное разложение моделей спектров для выявления “скрытых” под тепловыми моделями степенных составляющих спектров. В итоге у 61 из 102 исследуемых звезд были обнаружены возможные степенные компоненты рентгеновского излучения. Для спектров этих звезд мы оценили долю степенной компоненты из соотношения потока, описанного моделью PL в области 0.2-8 кэВ, ко всему потоку в этой области:

$$F = \frac{H_{\text{power}}(0.2 - 8 \text{ keV})}{H(0.2 - 8 \text{ keV})}. \quad (14)$$

Результаты моделирования спектров приведены в Табл. 2. Доли степенной компоненты выше 50% выделены жирным шрифтом. На Рис. 5.1 показаны примеры аппроксимаций. Выяснилось, что из 61 спектра со степенной составляющей 35 принадлежат O звездам, 26 - B звездам. Из указанных объектов 23 магнитные O звезды и 14 магнитных B звезд, 9 кратных O

звезд и 3 кратных В звезды.

Звезды всех перечисленных выше подклассов, кроме PACWBs, по-видимому, действительно имеют степенные составляющие рентгеновских спектров. Рассмотренные в настоящей работе PACWBs имеют очень низкие (до 15%) доли степенного излучения, поэтому не могут считаться источниками нетеплового рентгеновского излучения, образующегося в их быстрых звездных ветрах. Но поскольку в нашей подборке имеется менее десяти объектов, принадлежащих выделенным подклассам ОВ звезд, по имеющимся данным пока не представляется возможным изучить характеристики рентгеновских спектров ОВ звезд того или иного подкласса. Поэтому для проверки гипотез о формировании возможного нетеплового рентгеновского излучения ОВ звезд мы исследовали корреляции между характеристиками степенных компонент спектров всех рассмотренных в настоящей работе объектов от параметров звезд. Был проведен регрессионный анализ, аналогичный описанному в разделе 3.2. Результаты даны в Табл. 3.

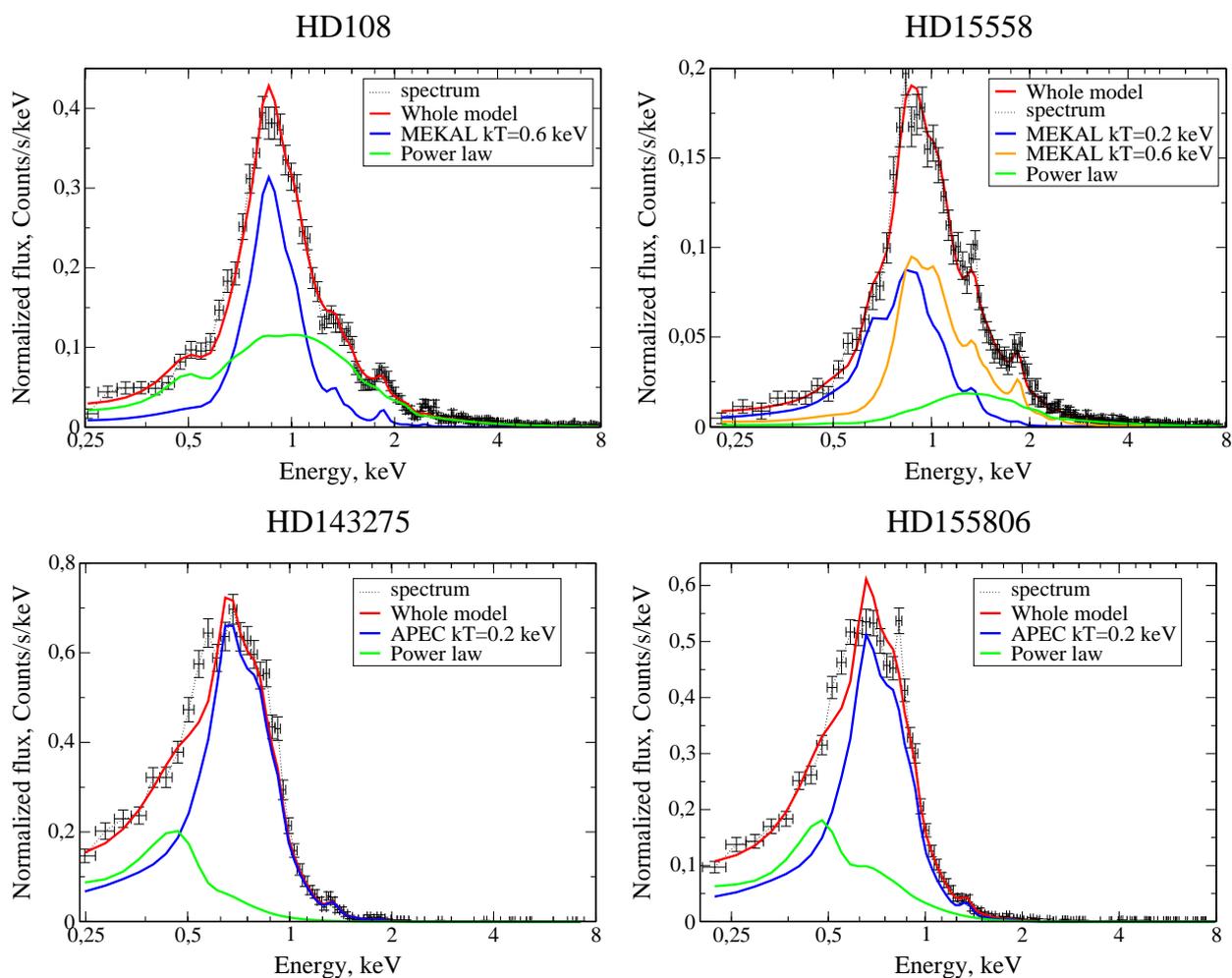


Рис. 16: Примеры аппроксимаций спектров ОВ звезд тепловыми моделями с добавлением степенного закона с покомпонентным разложением. Черными точками с барами ошибок показаны спектры в единицах нормированного потока. Полные модельные спектры изображены красными линиями. Вклады в полный рентгеновский спектр отдельных тепловых моделей изображены синими и оранжевыми линиями, графики степенных компонент показаны зелеными линиями.

Таблица 2: Результаты аппроксимаций спектров звезд тепловыми моделями с добавлением степенной компоненты. В первом столбце даны обозначения звезд. Во втором столбце приведены локальные или межзвездные значения N_H (см. текст в разделе 3.1), в последующих столбцах – значения параметров тепловых моделей и спектральный индекс Γ^* , в девятом столбце - величина χ^2 , характеризующая точность аппроксимации и число степеней свободы, доля степенного излучения F в % приведена в последнем столбце. Прочерки означают, что для спектров соответствующих звезд долю степенной компоненты оценить не удалось.

Звезда	N_H 10^{22} cm^{-2}	kT_1 кэВ	$norm_1$ 10^{-4}	kT_2 кэВ	$norm_2$ 10^{-4}	Γ	Abun- dance	χ^2 (d.o.f.)	F , %
О звезды									
BD-145040 [‡]	$0.93^{+0.10}_{-0.11}$	$0.28^{+0.04}_{-0.05}$				$3.30^{+1.77}_{-1.67}$	≤ 0.35	0.95 (246)	$10.6^{+0.9}_{-0.9}$
CPD-282561 [‡]	$0.49^{+0.06}_{-0.06}$	$0.96^{+0.08}_{-0.09}$	$0.05^{+1.86}_{-0.02}$			$2.69^{+0.20}_{-0.62}$	≤ 0.11	1.13 (330)	73.0 ^{+1.1}
HD 108	$0.095^{+0.008}_{-0.008}$	$0.61^{+0.02}_{-0.02}$	$0.017^{+0.02}_{-0.009}$			$2.92^{+0.08}_{-0.07}$	≤ 0.85	1.40 (406)	56.8 ^{+1.5}
HD 15570	$0.19^{+0.06}_{-0.06}$	$0.60^{+0.04}_{-0.04}$	10^{+8}_{-7}			$4.34^{+1.05}_{-0.32}$	$0.15^{+0.55}_{-0.09}$	1.27 (295)	$30.4^{+0.1}_{-0.1}$
HD 15558	$0.30^{+0.04}_{-0.04}$	$0.19^{+0.03}_{-0.02}$	81^{+72}_{-57}	$0.60^{+0.07}_{-0.09}$	10^{+5}_{-6}	$2.70^{+0.55}_{-0.46}$	$0.30^{+3.52}_{-0.12}$	1.12 (401)	$21.0^{+1.7}_{-1.7}$
HD 54662	$0.10^{+0.01}_{-0.01}$	$0.24^{+0.01}_{-0.01}$	58^{+31}_{-36}			$3.59^{+0.97}_{-1.53}$	$0.18^{+0.33}_{-0.06}$	1.55 (280)	$4.7^{+0.5}_{-0.5}$
HD 57682	$0.17^{+0.06}_{-0.05}$	$0.81^{+0.04}_{-0.04}$	$0.34^{+3.41}_{-0.06}$			$3.78^{+0.46}_{-0.43}$	≤ 0.36	0.97 (278)	51.6 ^{+1.0}
HD 93128 [‡]	$0.61^{+0.04}_{-0.04}$	$0.24^{+0.03}_{-0.03}$	93^{+176}_{-74}			$2.97^{+0.26}_{-0.24}$	$0.10^{+0.55}_{-0.05}$	1.00 (260)	39.8
HD 93129	$0.54^{+0.02}_{-0.02}$	$0.143^{+0.007}_{-0.004}$	26^{+140}_{-5}	$0.72^{+0.02}_{-0.02}$	$1.86^{+10.60}_{-0.32}$	$2.96^{+0.04}_{-0.09}$	≤ 0.91	1.80 (465)	$7.3^{+0.5}_{-0.5}$
HD 93205	$0.23^{+0.02}_{-0.02}$	$0.19^{+0.01}_{-0.01}$	83^{+38}_{-26}	$0.51^{+0.04}_{-0.03}$	18^{+4}_{-3}	$1.62^{+0.50}_{-0.50}$	$0.17^{+0.05}_{-0.03}$	1.47 (411)	$4.8^{+0.6}_{-0.6}$
HD 93521	$0.24^{+0.04}_{-0.04}$	$0.23^{+0.03}_{-0.04}$	$0.07^{+2.89}_{-0.02}$			$4.56^{+0.90}_{-0.74}$	≤ 0.11	0.95 (277)	$45.3^{+0.3}_{-0.3}$
HD 148937	$0.06^{+0.05}_{-0.05}$	$0.54^{+0.02}_{-0.02}$	$2.06^{+9.72}_{-0.48}$	$1.27^{+0.07}_{-0.08}$	$1.00^{+3.51}_{-0.56}$	$2.77^{+0.05}_{-0.07}$	≤ 3.00	1.74 (478)	66.6 ^{+1.2}
HD 152233	$0.16^{+0.01}_{-0.01}$	$0.21^{+0.02}_{-0.02}$	$4.25^{+1.52}_{-1.08}$	$0.56^{+0.01}_{-0.01}$	$2.05^{+0.17}_{-0.21}$	$4.68^{+0.18}_{-0.17}$	1.00 (fr.)	1.87 (353)	$33.1^{+0.4}_{-0.4}$
HD 152248	$0.13^{+0.03}_{-0.03}$	$0.60^{+0.02}_{-0.05}$	19^{+8}_{-17}	$0.20^{+0.02}_{-0.02}$	35^{+27}_{-23}	$2.83^{+1.37}_{-2.75}$	$0.26^{+2.06}_{-0.08}$	1.05 (261)	-
HD 152249	$0.31^{+0.05}_{-0.05}$	$0.12^{+0.05}_{-0.05}$	120^{+118}_{-118}	$0.40^{+0.12}_{-0.12}$	$6.6^{+6.3}_{-6.3}$	$2.26^{+0.19}_{-0.19}$	≤ 0.37	1.03 (338)	-
HD 152408	$0.99^{+0.06}_{-0.06}$	$0.57^{+0.07}_{-0.05}$	$0.54^{+0.95}_{-0.14}$			$2.18^{+0.69}_{-0.01}$	≤ 1.68	1.03 (259)	$16.0^{+0.8}_{-0.8}$
HD 155806	$0.18^{+0.01}_{-0.01}$	$0.230^{+0.006}_{-0.006}$	$2.59^{+15.61}_{-0.33}$			$6.31^{+0.35}_{-0.42}$	≤ 0.68	1.31 (334)	$27^{+0.3}_{-0.3}$
HD 159176	$0.12^{+0.01}_{-0.01}$	$0.24^{+0.02}_{-0.02}$	75^{+16}_{-24}	$0.62^{+0.04}_{-0.03}$	32^{+9}_{-11}	$2.94^{+0.46}_{-0.62}$	$0.20^{+0.11}_{-0.05}$	1.39 (336)	$9.3^{+0.7}_{-0.7}$
HD 164794	$0.127^{+0.008}_{-0.008}$	$0.262^{+0.008}_{-0.008}$	415^{+80}_{-71}			$2.84^{+0.16}_{-0.15}$	$0.08^{+0.01}_{-0.01}$	1.61 (409)	$15.8^{+1.8}_{-1.8}$
HD 167971	$0.35^{+0.02}_{-0.02}$	$0.93^{+0.03}_{-0.03}$	30^{+10}_{-22}	$0.24^{+0.02}_{-0.01}$	262^{+107}_{-209}	$2.46^{+0.92}_{-0.92}$	≤ 0.41	1.33 (409)	$7.3^{+0.5}_{-0.5}$
HD 188001	$0.16^{+0.02}_{-0.02}$	$0.60^{+0.04}_{-0.04}$	$0.17^{+0.62}_{-0.03}$			$5.36^{+0.50}_{-0.46}$	≤ 0.12	1.16 (269)	$45.9^{+1.8}_{-1.8}$
HD 191612	≤ 0.007	$0.53^{+0.10}_{-0.07}$	$0.25^{+0.74}_{-0.04}$	$0.97^{+0.12}_{-0.04}$	$0.29^{+0.76}_{-0.08}$	$2.80^{+0.06}_{-0.07}$	≤ 1.20	1.39 (458)	56.1 ^{+1.4}
HD 215835	$0.11^{+0.03}_{-0.03}$	$0.71^{+0.02}_{-0.02}$	$0.60^{+5.17}_{-0.08}$			$4.69^{+0.43}_{-0.36}$	≤ 0.48	1.33 (276)	$30.9^{+0.2}_{-0.2}$
Tr16-22	$0.27^{+0.05}_{-0.05}$	$1.26^{+0.09}_{-0.10}$	$0.23^{+2.41}_{-0.06}$			$2.99^{+0.17}_{-0.32}$	≤ 0.34	0.94 (387)	66.6 ^{+0.4}
В звезды									
HD 3360	$0.21^{+0.12}_{-0.12}$	$0.29^{+0.12}_{-0.05}$	$1.78^{+6.03}_{-1.86}$			≤ 4.85	≤ 0.047	0.01 (240)	-
HD 21856	≤ 0.48	$0.20^{+0.02}_{-0.02}$	$0.90^{+0.79}_{-0.79}$			$5.24^{+0.67}_{-0.67}$	$0.65^{+0.54}_{-0.54}$	0.97 (132)	59.8 ^{+1.8}
HD 24760	$0.16^{+0.04}_{-0.04}$	$0.24^{+0.01}_{-0.01}$	$0.011^{+44.127}_{-0.005}$			$5.69^{+0.51}_{-0.43}$	≤ 0.20	1.6 (204)	50.8 ^{+0.7}
HD 33328	≤ 0.13	$0.89^{+0.15}_{-0.09}$	$0.019^{+1.770}_{-0.007}$	$0.22^{+0.05}_{-0.04}$	$0.04^{+2.20}_{-0.02}$	$2.49^{+1.10}_{-2.49}$	≤ 0.11	0.91 (202)	$40.6^{+1.9}_{-1.9}$
HD 34816	≤ 0.033	$0.225^{+0.004}_{-0.004}$	14^{+12}_{-11}			$5.75^{+1.56}_{-0.77}$	$0.18^{+0.75}_{-0.09}$	1.35 (241)	$21.3^{+1.1}_{-1.1}$
HD 35468 [‡]	$0.12^{+0.02}_{-0.02}$	$0.056^{+0.006}_{-0.009}$	54^{+573}_{-14}	$0.25^{+0.02}_{-0.01}$	$0.19^{+2.03}_{-0.04}$	$4.04^{+0.76}_{-2.51}$	≤ 0.42	1.4 (274)	$8.4^{+0.7}_{-0.7}$
HD 36959	$0.12^{+0.04}_{-0.04}$	$0.99^{+0.06}_{-0.06}$	$0.046^{+1.041}_{-0.005}$			$3.22^{+0.25}_{-0.22}$	≤ 0.19	1.19 (274)	76.6 ^{+0.8}
HD 36960	≤ 0.002	$0.23^{+0.01}_{-0.01}$	$2.53^{+2.46}_{-2.17}$	$1.05^{+0.12}_{-0.03}$	$1.69^{+1.49}_{-0.75}$	$2.68^{+0.05}_{-0.07}$	$0.47^{+2.81}_{-0.23}$	1.18 (377)	51.3 ^{+0.5}

Таблица 2: Продолжение.

Звезда	$N_{H,corr}$ $10^{22} cm^{-2}$	kT_1 кэВ	$norm_1$ 10^{-4}	kT_2 кэВ	$norm_2$ 10^{-4}	Γ	Abundance	χ^2 (d.o.f.)	F , %
HD 37479	$0.05^{+0.01}_{-0.01}$	$1.25^{+0.04}_{-0.05}$	$0.68^{+4.60}_{-0.46}$	$0.27^{+0.03}_{-0.02}$	$0.45^{+3.07}_{-0.33}$	$2.22^{+0.06}_{-0.18}$	≤ 0.22	1.21 (469)	75.4 $^{+0.9}_{-0.9}$
HD 46328	$0.050^{+0.008}_{-0.008}$	$0.75^{+0.01}_{-0.01}$	$1.83^{+1.00}_{-1.12}$	$0.228^{+0.006}_{-0.006}$	$2.63^{+1.50}_{-0.73}$	$4.20^{+0.30}_{-0.20}$	$1.01^{+1.62}_{-0.36}$	1.52 (401)	$21.4^{+1.4}_{-1.4}$
HD 47777 [†]	0.05 (fr.)	$0.98^{+0.10}_{-0.10}$	$0.266^{+0.257}_{-0.257}$			$2.58^{+0.21}_{-0.21}$	≤ 0.07	0.98 (265)	64.5
HD 63922	$0.04^{+0.01}_{-0.01}$	$0.190^{+0.003}_{-0.003}$	$1.45^{+3.90}_{-0.11}$	$0.63^{+0.02}_{-0.02}$	$0.21^{+0.55}_{-0.02}$	$5.16^{+0.50}_{-0.32}$	≤ 1.40	1.25 (328)	$19.5^{+0.9}_{-0.9}$
HD 64760	$0.05^{+0.02}_{-0.02}$	$0.38^{+0.02}_{-0.02}$	19^{+4}_{-3}			$1.13^{+0.56}_{-0.57}$	$0.036^{+0.005}_{-0.005}$	1.66 (359)	$4.1^{+0.7}_{-0.7}$
HD 79351	≤ 0.011	$0.63^{+0.01}_{-0.01}$	$7.41^{+1.11}_{-1.37}$	$1.21^{+0.08}_{-0.09}$	$5.69^{+0.62}_{-1.04}$	$1.73^{+0.64}_{-0.88}$	$0.25^{+0.06}_{-0.03}$	1.21 (447)	$4.8^{+0.3}_{-0.3}$
HD 105382 [‡]	$0.06^{+0.15}_{-0.06}$	$0.78^{+0.07}_{-0.08}$	$0.04^{+0.96}_{-0.01}$			$3.82^{+1.48}_{-1.46}$	≤ 0.10	0.84 (136)	$44.9^{+2.2}_{-2.2}$
HD 119682 [‡]	$0.33^{+0.09}_{-0.09}$	$0.44^{+0.19}_{-0.15}$	$11.59^{+57.83}_{-8.95}$			$1.60^{+0.10}_{-0.10}$	$0.01^{+0.04}_{-0.01}$	1.15 (464)	83.7 $^{+1.5}_{-1.5}$
HD 120324	$0.15^{+0.07}_{-0.07}$	$0.76^{+0.05}_{-0.05}$	$0.10^{+0.04}_{-0.02}$			$4.11^{+0.73}_{-0.53}$	≤ 0.47	1.21 (214)	60.7 $^{+1.8}_{-1.8}$
HD 120991 [‡]	$0.15^{+0.10}_{-0.02}$	$0.22^{+0.05}_{-0.04}$	$0.17^{+149.39}_{-0.16}$			$1.89^{+0.06}_{-0.05}$	≤ 0.0017	1.17 (475)	95.7 $^{+0.9}_{-0.9}$
HD 136504 [‡]	$0.08^{+0.04}_{-0.04}$	$0.56^{+0.08}_{-0.11}$	14^{+10}_{-7}			$1.71^{+0.42}_{-0.42}$	$0.03^{+0.03}_{-0.01}$	1.03 (246)	$35.8^{+2.7}_{-2.7}$
HD 143275 [‡]	$0.29^{+0.03}_{-0.03}$	$0.233^{+0.006}_{-0.006}$	$3.46^{+9.58}_{-0.66}$			$8.17^{+1.33}_{-1.13}$	≤ 1.31	1.81 (213)	$17.0^{+1.6}_{-1.6}$
HD 147932	$0.23^{+0.02}_{-0.02}$	$1.00^{+0.03}_{-0.02}$	$0.62^{+2.31}_{-0.07}$			$2.83^{+0.06}_{-0.06}$	≤ 2.15	1.23 (458)	70.6 $^{+0.8}_{-0.8}$
HD 152234	$0.16^{+0.02}_{-0.02}$	$0.25^{+0.01}_{-0.01}$	$1.20^{+1.14}_{-0.19}$	$0.77^{+0.03}_{-0.02}$	$0.31^{+0.29}_{-0.03}$	$4.19^{+0.17}_{-0.16}$	$1.43^{+1.14}_{-1.14}$	1.61 (384)	$26.0^{+0.8}_{-0.8}$
HD 157246	$0.17^{+0.03}_{-0.03}$	$0.19^{+0.04}_{-0.03}$	$2.43^{+2.09}_{-0.29}$	$0.61^{+0.02}_{-0.02}$	$2.79^{+2.74}_{-2.74}$	$4.07^{+0.28}_{-0.32}$	≤ 0.35	0.89 (306)	$37.8^{+0.2}_{-0.2}$
HD 158926	$0.006^{+0.007}_{-0.005}$	$0.204^{+0.005}_{-0.004}$	$0.47^{+0.11}_{-0.11}$			$4.53^{+0.34}_{-0.28}$	≤ 0.56	1.17 (219)	$32.9^{+3.2}_{-3.2}$
HD 165024	$0.12^{+0.05}_{-0.05}$	$0.19^{+0.02}_{-0.04}$	$0.19^{+2.47}_{-0.06}$	$0.70^{+0.02}_{-0.09}$	$0.14^{+0.63}_{-0.02}$	$4.56^{+1.98}_{-0.63}$	≤ 0.58	0.99 (110)	—
HD 182180 [‡]	$0.62^{+0.30}_{-0.30}$	$0.23^{+0.16}_{-0.09}$	104^{+3303}_{-96}			$1.68^{+0.72}_{-0.59}$	≤ 0.04	0.77 (211)	$35.9^{+3.4}_{-3.4}$
HD 193924	$0.13^{+0.07}_{-0.07}$	$0.46^{+0.03}_{-0.10}$	$0.056^{+0.021}_{-0.008}$			$4.50^{+0.86}_{-0.37}$	≤ 0.71	1.01 (276)	$26.8^{+1.5}_{-1.5}$
HD 261938 [‡]	$0.11^{+0.05}_{-0.05}$	$0.90^{+0.07}_{-0.08}$	$0.035^{+0.95}_{-0.01}$			$3.10^{+0.37}_{-0.48}$	≤ 0.13	0.99 (242)	$64.2^{+0.6}_{-0.6}$
CD-2312861 [‡]	$0.43^{+0.06}_{-0.06}$	$0.96^{+0.02}_{-0.02}$	$0.57^{+15.29}_{-0.03}$			$3.02^{+0.63}_{-0.64}$	≤ 0.12	1.73 (452)	66.0 $^{+0.8}_{-0.8}$

[†] - спектры этих звезд не удалось описать моделями со свободным параметром N_H , эта величина была фиксирована (см. текст); [‡] - звезды с нулевым или не определенным избытком цвета, указанные для них значения N_H являются межзвездными.

*Параметры степенного закона $norm$ не приведены в таблице, так как указаны относительные вклады возможной степенной компоненты рентгеновского спектра.

Проведенный нами регрессионный анализ показал, что существуют корреляции между долей степенной компоненты рентгеновского излучения F и средней температурой плазмы kT_{norm} (вычисленной из тепловых компонент моделей спектров), между спектральным индексом Γ и жесткостью спектров HR . Графики обнаруженных зависимостей показаны на Рис. 17, 18. Изображены зависимости для магнитных и слабомагнитных звезд, для типичных ОВ звезд и звезд, принадлежащих подклассам. Так доля степенной компоненты возрастает линейно с увеличением температуры плазмы, эта зависимость выражена сильнее для звезд с $F > 10\%$ и $T_{\text{norm}} > 0.3$ кэВ.

Найденная нами зависимость между этими величинами справедлива для звезд с любой величиной напряженности магнитного поля и для звезд упомянутых в начале главы выделенных подклассов, кроме PACWBs. Аналоги γ Cas не были учтены из-за их аномально высоких температур плазмы, излучающей в рентгеновской области спектра (в предположении, что их рентгеновское излучение является полностью тепловым). Вторая из обнаруженных корреляций Γ vs. HR описывает убывание спектрального индекса по степенному закону с показателем степени в интервале $[-0.37; -0.36]$ и справедлива для звезд с любой величиной напряженности магнитного поля и для звезд всех подклассов с возможным нетепловым рентгеновским излучением, в том числе для аналогов γ Cas.

Из результатов проделанного регрессионного анализа следует, что магнитосферы типичных ОВ звезд, скорее всего, мало участвуют в генерации нетеплового рентгеновского излучения. Этот вывод не противоречит гипотезе

Таблица 3: Результаты регрессионного анализа зависимостей характеристик возможного нетеплового рентгеновского излучения ОВ звезд от параметров звезд. В первом столбце приведены уравнения регрессии. Во втором, третьем и четвертом столбцах указаны коэффициенты корреляции (R), число строк в таблице зависимости (N) и уровень значимости (FAP) соответственно. Параметры уравнений регрессии с ошибками даны в двух последних столбцах. Наиболее значимые корреляции выделены жирным шрифтом.

Коррелирующие величины	R	N	FAP	A	β
Все рассмотренные ОВ звезды					
$\Gamma = A \cdot v_{\infty} + \beta$	-0.22±0.09	43	0.05-0.5	4.2±0.9	(4.5±1.9)e-4
$\Gamma = A \cdot B_p + \beta$	-0.03±0.01	22	1	3.25±0.48	(-3.9±2.1)e-5
$\Gamma = A \cdot kT_{\text{norm}} + \beta$	-0.19±0.14	56	0.03-1	0.10±0.50	0.01±0.05
$\Gamma = A \cdot kT_{\text{norm}}^{\beta}$	-0.14±0.17	55	0.03-1	0.39±0.13	-0.08±0.16
$\Gamma = \mathbf{A} \cdot \mathbf{HR} + \beta$	-0.51±0.05	55	0-0.001	0.11±0.48	0.07±0.11
$\Gamma = \mathbf{A} \cdot \mathbf{HR}^{\beta}$	-0.49±0.18	54	0-0.0005	1.88±0.72	-0.36±0.08
$\mathbf{F} = \mathbf{A} \cdot \mathbf{kT}_{\text{norm}} + \beta$	0.674±0.008	49	0-0.0005	12.72±2.51	51.55±70.94
$F = A \cdot kT_{\text{norm}}^{\beta}$	0.48±0.02	50	0-0.0005	50.57±1.94	0.61±0.13
$F = A \cdot HR^{\beta}$	0.33±0.04	48	0.04	44.9±2.2	0.37±0.09
F>15%, $kT_{\text{norm}} > 0.3$ кэВ					
$F = A \cdot kT_{\text{norm}} + \beta$	0.827±0.008	28	0-0.0005	5.05±4.30	63.75±73.73
$\mathbf{F} = \mathbf{A} \cdot \mathbf{kT}_{\text{norm}}^{\beta}$	0.775±0.007	28	0-0.0005	65.43±6.23	0.91±0.08
F>15%					
$F(15 - 100) = A \cdot HR^{\beta}$	0.36±0.01	39	0.06	50.1±3.4	0.20±0.02
$F(15 - 100) = A \cdot \Gamma + \beta$	-0.38±0.07	43	0.045-0.06	64.17±5.34	-4.60±4.79
Магнитные ОВ звезды					
$\Gamma = A \cdot v_{\infty} + \beta$	0.17±0.15	18	0.23-1	2.1±0.4	(4.66±1.37)e-4
$\Gamma = A \cdot kT_{\text{norm}} + \beta$	-0.13±0.16	23	0.15-1	0.12±0.69	-0.02±0.05
$\Gamma = A \cdot kT_{\text{norm}}^{\beta}$	-0.01±0.20	22	0.4-1	-	-
$\Gamma = A \cdot HR + \beta$	-0.60±0.07	24	0-0.01	0.21±0.53	0.07±0.12
$\Gamma = \mathbf{A} \cdot \mathbf{HR}^{\beta}$	-0.71±0.06	23	0-0.001	2.12±0.58	-0.36±0.08
$\Gamma = A \cdot \eta^{\beta}$	-0.39±0.08	12	0.1-0.34	3.96±0.43	-0.04±0.01
Немагнитные ОВ звезды					
$\Gamma = A \cdot v_{\infty} + \beta$	-0.42±0.07	25	0.01-0.15	5.0±1.0	(8.5±1.5)e-4
$\Gamma = A \cdot kT_{\text{norm}} + \beta$	-0.21±0.13	33	0.08-0.57	0.09±0.43	0.01±0.07
$\Gamma = A \cdot kT_{\text{norm}}^{\beta}$	-0.19±0.14	33	0.08-1	0.31±0.20	-0.26±0.28
$\Gamma = A \cdot HR + \beta$	-0.45±0.06	31	0.005-0.029	0.05±0.5	0.05±0.09
$\Gamma = A \cdot HR^{\beta}$	-0.49±0.14	31	0-0.11	1.60±0.93	-0.53±0.23
Все рассмотренные О звезды					
$\Gamma = A \cdot HR^{\beta}$	-0.17±0.27	25	0.05-0.68	0.43±0.06	-0.02'±0.21
Все рассмотренные В звезды					
$\Gamma = A \cdot HR^{\beta}$	-0.60±0.14	29	0-0.005	1.68±0.79	-0.51±0.17

тезе Chen & White, так как на основании своей работы авторы предсказывали, что магнитные поля O звезд, необходимые для генерации нетеплового излучения, должны быть существенно слабее, чем позднее были измерены с помощью оптических наблюдений (см. например статьи Hubrig et al. [57, 58]). Вероятно, слабомагнитные OB звезды могут иметь “скрытые” нетепловые компоненты рентгеновских спектров. Однако, вывод о влиянии напряженности магнитного поля звезд на генерацию их возможного нетеплового рентгеновского излучения не согласуется с гипотезой Leto et al. Но в нашей подборке присутствуют всего две звезды-аналога σ Ori E и они не были учтены в выполненном регрессионном анализе.

Как было показано в предыдущей главе, звездные спектры, у которых были обнаружены степенные компоненты, могут быть описаны и одними тепловыми моделями. Для того, чтобы определить значимость добавления в аппроксимацию спектров степенной компоненты мы сравнили средние температуры плазмы, оцененные из аппроксимаций в предположении о полностью тепловом спектре и о наличии возможной нетепловой компоненты.

Результаты иллюстрируются на Рис. 19. Из анализа графиков вытекает, что для звезд с $kT_{\text{norm}} < 0.5$ кэВ добавление в аппроксимацию спектров степенной компоненты существенно не меняет температуры и доля степенной компоненты мала. Напротив, для звезд с $kT_{\text{norm}} > 0.5$ кэВ добавление степенной компоненты может значительно уменьшить, а иногда даже увеличить среднюю температуру плазмы, а вклад возможного нетеплового излучения $F > 50\%$. При этом модельная средняя температура плазмы не

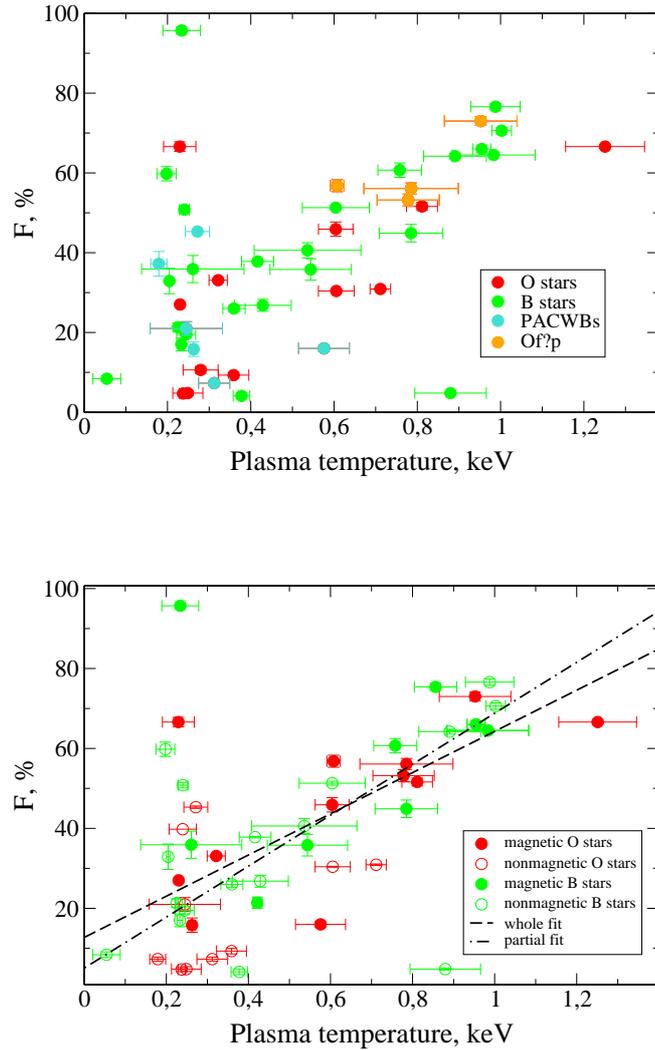


Рис. 17: Зависимость доли степенной компоненты рентгеновского излучения F в спектрах OB звезд от средней температуры плазмы kT_{norm} (оцененной из тепловых компонент модельного спектра) для звезд разных подклассов (*сверху*) и для магнитных и слабомагнитных звезд (*снизу*). Штриховой линией показан график уравнения регрессии для всех значений F и kT_{norm} , штрихпунктирной линией - для $F > 15$, $kT_{\text{norm}} > 0.3$ кэВ.

зависит от величины напряженности магнитного поля звезды.

Необходимо отметить, что в случаях, если при аппроксимации спектра звезды только тепловыми моделями и с добавлением степенной компоненты средняя температура плазмы существенно не изменяется, то это не исключает полностью наличие у звезды возможного нетеплового излучения

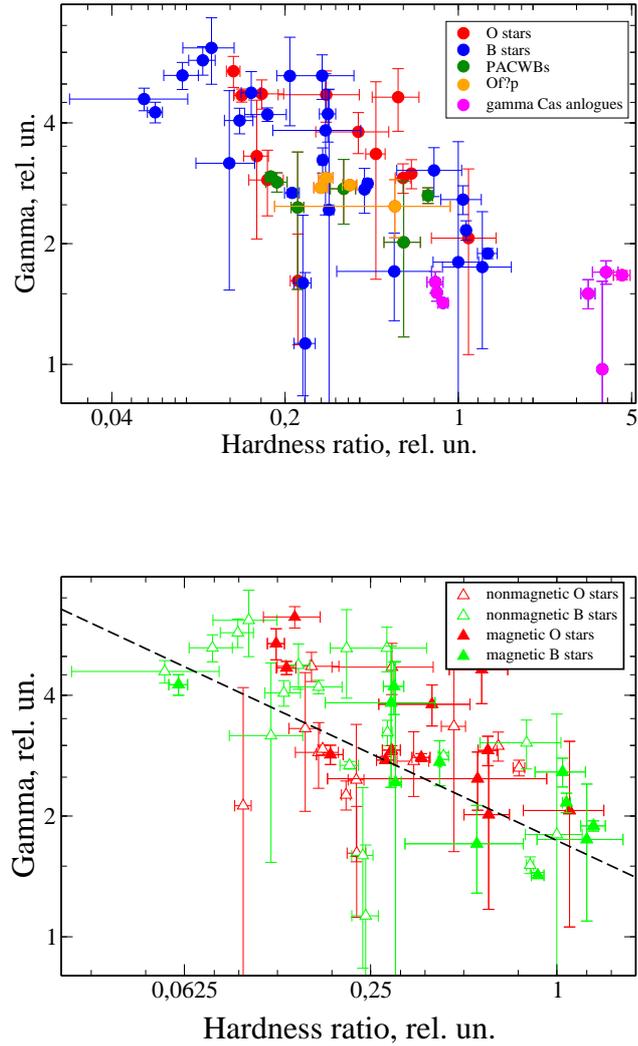


Рис. 18: Зависимость спектрального индекса Γ от жесткости рентгеновских спектров HR для OB звезд разных подклассов (*сверху*), для магнитных и слабوماгнитных OB звезд (*снизу*). График уравнения регрессии показан штриховой линией.

по двум причинам. Во-первых, если спектр звезды может быть одинаково точно описан одной моделью APEC/MEKAL и моделью APEC/MEKAL+PL с почти одинаковой температурой плазмы, то добавление степенной компоненты изменяет нормировочный параметр тепловой модели $norm$ (см. раздел 3.1), что интерпретируется как уменьшение объема горячего газа, испускающего рентгеновские фотоны. Также при наличии нетепловой

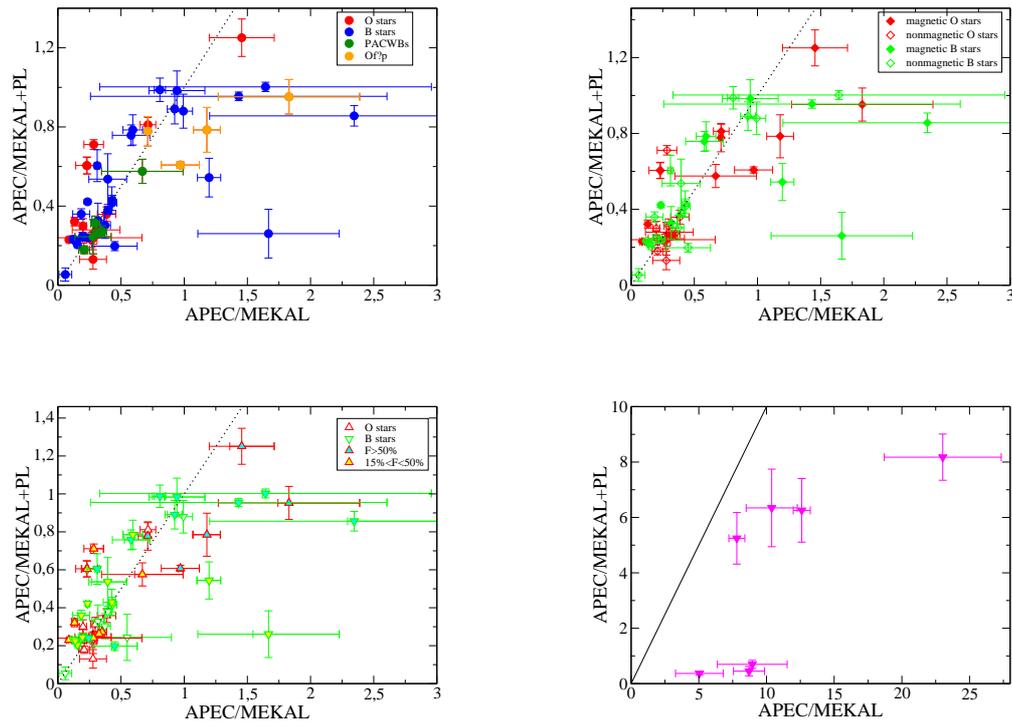


Рис. 19: Сравнение средних температур плазмы ОВ звезд, полученных из аппроксимаций спектров только тепловыми моделями и с добавлением степенной компоненты. *Сверху слева* показан график для разных подклассов ОВ звезд, *сверху справа* - для магнитных и слабомагнитных ОВ звезд. Графики для ОВ звезд с разной долей степенного излучения (отмечены маркерами разных цветов) и для аналогов γ Cas показаны *снизу слева* и *снизу справа* соответственно. Точечными линиями изображены равенства сопоставляемых температур.

компоненты звезда может испускать тепловое рентгеновское излучение в меньшем диапазоне энергий.

Во-вторых, если спектр звезды может быть описан суммой нескольких моделей АРЕС/МЕКАЛ, то это отражает наличие в звездной атмосфере областей горячего газа с разной температурой (которая может сильно отличаться от средней температуры плазмы). Если такой спектр может быть с не худшей точностью аппроксимирован суммой моделей АРЕС/МЕКАЛ и РЛ, то новая аппроксимация означает возможность уменьшения количества областей горячего газа с разными температурами за счет учета наличия в рентгеновском потоке нетеплового излучения. На Рис. 20 показана

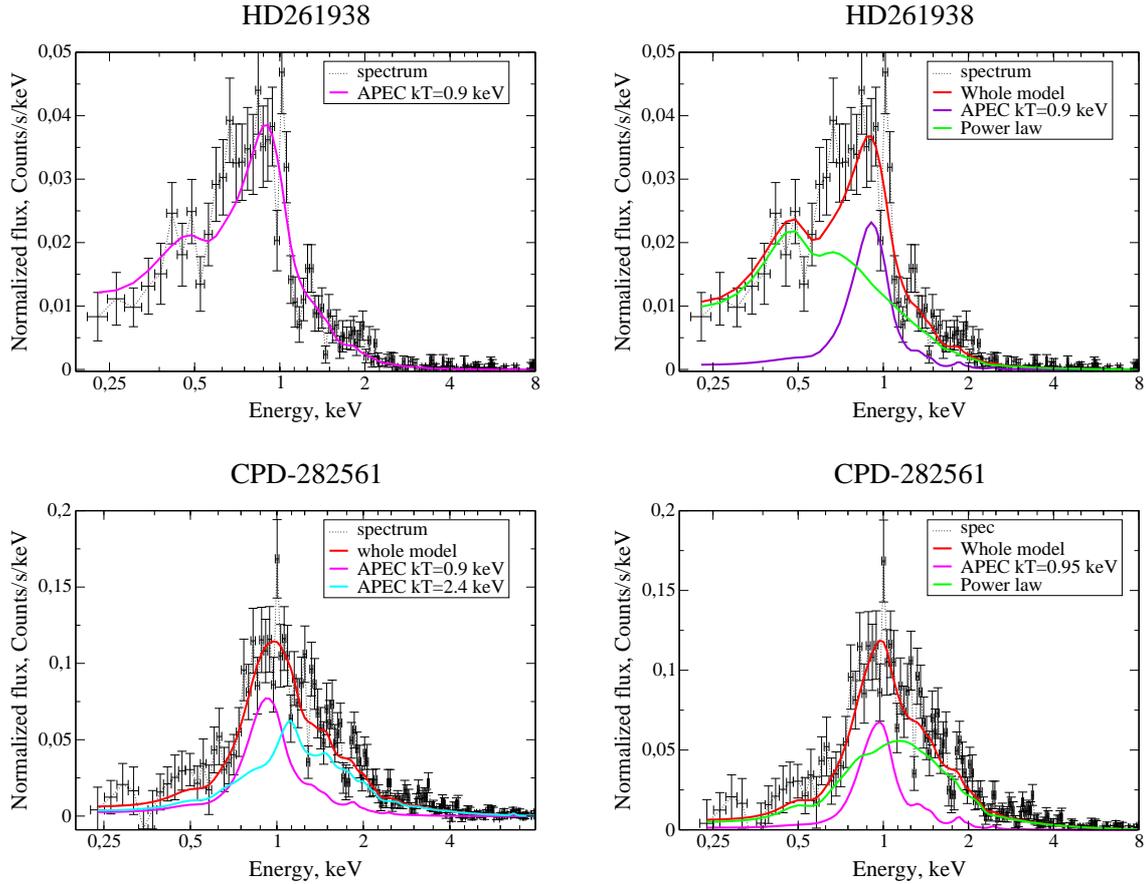


Рис. 20: Сравнение аппроксимаций спектров OB звезд только тепловыми моделями и с добавлением степенной компоненты. Показано, что если спектр В звезды HD 261938 (*верхняя часть*) может быть описан одной моделью APEC или моделью APEC+PL с примерно одинаковой температурой, то во втором случае основной вклад теплового рентгеновского излучения приходится только на энергии $\approx 0.5 - 2$ кэВ, а вклад степенной компоненты, описываемой моделью PL, доминирует над вкладом теплового излучения, описываемого моделью APEC во всем остальном рассматриваемом диапазоне энергий. Спектр Of?p-звезды CPD-282561 (*сниженная часть*) может быть аппроксимирован двумя моделями APEC со средней температурой плазмы 1.83 ± 0.56 кэВ и моделью APEC+PL. В последнем случае добавление степенной компоненты эквивалентно исключению из рентгеновского спектра тепловой компоненты с более высокой температурой. В большей области энергий вклад степенной компоненты превышает вклад теплового излучения.

иллюстрация проведенного сравнения спектров с разными аппроксимациями.

Таким образом, наше исследование показало, что спектры OB звезд могут быть описаны либо полностью тепловыми, либо частично нетепловыми моделями. Вероятным индикатором наличия нетеплового излучения является нетепловое радиоизлучение. Поэтому мы проверили наличие измерен-

Таблица 4: Доли степенных компонент в рентгеновских спектрах OB звезд, детектированных в радиодиапазоне. В левой половине таблицы указаны звезды, классифицированные в обзоре [14] как тепловые радиоисточники, в правой - как нетепловые радиоисточники.

Тепловые радиоисточники		Нетепловые радиоисточники	
Звезда	F, %	Звезда	F, %
HD 37128	0	HD 93129	37
HD 47129	0	HD 93250	45
HD 24912	0	HD 37468	0
HD 166734	0	HD 47839	0
HD 210839	0	HD 15558	21
HD 108	57	HD 37479	75
HD 14947	0	HD 164794	16
HD 16691	0	HD 167971	7
HD 15570	30	HD 182180	36
HD 66811	0		

ных радиопотоков у звезд из нашей подборки по данным обзора Benaglia (см. статью [14] и ссылки в ней) и сравнили доли нетепловых компонент рентгеновского излучения отдельно для звезд с тепловым и нетепловым радиоизлучением.

Вычисленные нами доли степенного рентгеновского излучения в спектрах детектированных в радиодиапазоне звезд приведены в Табл. 4. Как можно заметить, среди звезд, классифицированных в обзоре [14], как нетепловые радиоисточники, действительно больше объектов с возможным нетепловым рентгеновским излучением. Но для того, чтобы подтвердить строгую взаимосвязь между нетепловыми радио- и рентгеновским излучениями данных пока недостаточно.

Однако, в рамках гипотезы Chen & White [25] и не предусмотрено такой строгой корреляции. По мнению авторов процессы, приводящие к излучению в этих двух диапазонах спектра, должны происходить в совершенно разных областях звездного ветра. Обратное комптоновское рассеяние наиболее эффективно на расстоянии в несколько звездных радиусов от поверх-

ности, где концентрация частиц высоких энергий высокая.

Оптическая толщина ветра в области жесткого рентгеновского излучения мала, поэтому наблюдаемые рентгеновские фотоны в основном исходят из области звездного ветра вблизи поверхности звезды, хотя некоторые могут формироваться и на большем расстоянии. С другой стороны, поскольку оптическая толщина по тормозному поглощению в ветрах на радиочастотах очень велика, синхротронное излучение в этой части спектра может генерироваться только за пределами нескольких сотен звездных радиусов [142].

Наблюдаемое радиоизлучение полностью исходит из внешней части звездного ветра. Отметим, что в работе [111] тоже не было обнаружено явной зависимости между радио- и рентгеновскими светимостями для Ap/Bp звезд и показано, что радиоизлучение горячих звезд лучше коррелирует с параметрами звездного ветра.

Напротив, согласно модели Leto et al. [64] нетепловые электроны, сталкивающиеся со звездной поверхностью в области магнитных полюсов, формируют нетепловое рентгеновское и радиоизлучение звезды. Это было обнаружено у аналогов σ Ori, звезд E HD 182180 [64] и HD 142184 [65]. Поэтому, проведенный в настоящей работе анализ рентгеновских спектров позволяет утверждать, что возможные нетепловые рентгеновские фотоны от OB звезд скорее всего генерируются в результате обратного комптоновского рассеяния.

Модель Leto et al. [64] скорее всего не применима для типичных OB звезд, а справедлива только для звезд аналогов σ Ori E. Предположенное следствие из этой модели, указанное во Введении, не выполняется.

5.2 Исследование рентгеновских спектров звезд аналогов γ Cas

В настоящей работе были проанализированы наблюдения 7 объектов загадочного подкласса звезд аналогов γ Cas¹⁶. Для того, чтобы проверить, действительно ли эти объекты обладают аномально высокой температурой плазмы, если считать их рентгеновское излучение полностью тепловым, мы аппроксимировали их EPIC-спектры суммами моделей APEC/MEKAL.

Затем для выявления возможного вклада нетеплового рентгеновского излучения аналогов γ Cas были выполнены аппроксимации EPIC-спектров суммами 1-2 тепловых моделей с добавлением степенной компоненты (о методике см. разделы 3.1, 5.1). Результаты даны в Табл. 5, 6. Выяснилось, что при аппроксимации спектров аналогов γ Cas только моделями APEC/MEKAL их температуры плазмы, излучающей в рентгеновской части спектра, могут достигать 29 кэВ, но при добавлении к тепловым моделям степенной компоненты температуры плазмы уменьшаются до приемлемых для OB звезд значений (см. Рис. 19 снизу справа).

При этом спектральные индексы составляют ~ 1.5 , а доля степенной компоненты — 80-90%. Как следует из Рис. 21, на котором показаны примеры аппроксимаций спектров аналогов γ Cas с покомпонентным разложением, вклад степенных компонент превышает вклад тепловой компоненты, описываемого моделями APEC/MEKAL во всем или почти во всем исследуемом диапазоне энергий.

В то же время спектры аналогов γ Cas могут быть с не худшей точностью описаны одной степенной компонентой PL, умноженной на модель

¹⁶Для спектра самой звезды γ Cas (HD 5394) не удалось подобрать аппроксимацию, см. приложение А.2

Таблица 5: Результаты аппроксимаций спектров звезд аналогов γ Cas тепловыми моделями. В первом столбце даны обозначения звезд. Во втором указаны локальные или межзвездные значения N_{H} (см. текст в разделе 3.1), в последующих — значения модельных параметров, в последнем столбце - величина χ^2 , характеризующая точность аппроксимации и число степеней свободы.

Звезда	N_{H} 10^{22} cm^{-2}	kT_1 кэВ	$norm_1$ 10^{-4}	kT_2 кэВ	$norm_2$ 10^{-4}	kT_3 кэВ	$norm_3$ 10^{-4}	Abundance solar un.	χ^2 (d.o.f.)
HD 45314	≤ 0.69	9.83 ^{+1.23} _{-2.29}	7.53 ^{+0.42} _{-0.22}	0.48 ^{+0.06} _{-0.06}	5.78 ^{+3.16} _{-3.16}			0.37 ^{+0.14} _{-0.14}	1.21 (451)
HD 110432	0.214 ^{+0.004} _{-0.004}	0.81 ^{+0.03} _{-0.03}	1.16 ^{+0.16} _{-0.14}	29 ⁺⁴ ₋₄	54.7 ^{+2.3} _{-2.4}	4.70 ^{+0.47} _{-0.51}	17 ⁺³ ₋₃	0.84 ^{+0.08} _{-0.08}	1.45 (485)
HD 119832 [‡]	0.17 ^{+0.01} _{-0.01}	0.97 ^{+0.21} _{-0.28}	0.21 ^{+0.13} _{-0.96}	8.79 ^{+1.30} _{-0.94}	6.59 ^{+0.27} _{-0.26}			0.52 ^{+0.17} _{-0.15}	1.11 (464)
HD 157832	≤ 0.004	1.07 ^{+0.23} _{-0.12}	0.44 ^{+0.39} _{-0.16}	10.13 ^{+2.47} _{-1.29}	15.03 ^{+0.75} _{-0.75}			0.94 ^{+0.29} _{-0.27}	0.93 (445)
HD 161103 [‡]	0.35 ^{+0.02} _{-0.02}	0.91 ^{+0.08} _{-0.12}	0.33 ^{+0.11} _{-0.87}	8.07 ^{+0.59} _{-0.57}	8.50 ^{+0.29} _{-0.29}			0.91 ^{+0.14} _{-0.14}	1.01 (474)
HD 212571	0.065 ^{+0.004} _{-0.004}	1.31 ^{+0.07} _{-0.08}	2.35 ^{+0.52} _{-0.51}	12.99 ^{+0.64} _{-0.61}	65 ⁺¹ ₋₁			0.46 ^{+0.05} _{-0.05}	1.17 (488)
SAO 49725 [‡]	0.38 ^{+0.09} _{-0.06}	8.97 ^{+3.13} _{-1.97}	4.92 ^{+0.46} _{-0.43}	0.99 ^{+0.51} _{-0.23}	0.28 ^{+0.36} _{-0.17}			0.78 ^{+0.42} _{-0.35}	0.97 (370)

[‡] - звезды с нулевым или не определенным избытком цвета, указанные для них значения N_{H} являются межзвездными.

Таблица 6: Результаты моделирования спектров звезд аналогов γ Cas тепловыми моделями с добавлением степенной компоненты. В первом столбце даны обозначения звезд. Во втором столбце приведены локальные или межзвездные значения N_{H} (см. текст в разделе 3.1), в последующих столбцах — значения параметров тепловых моделей и спектральный индекс Γ . В девятом столбце — величина χ^2 , характеризующая точность аппроксимации и число степеней свободы. Доля степенной компоненты F в % приведена в последнем столбце.

Звезда	N_{H} 10^{22} cm^{-2}	kT_1 кэВ	$norm_1$ 10^{-4}	kT_2 кэВ	$norm_2$ 10^{-4}	Γ	Abundance	χ^2 (d.o.f.)	F , %
HD 45314	0.88 ^{+0.14} _{-0.14}	0.37 ^{+0.05} _{-0.05}	0.95 ^{+0.47} _{-0.47}			1.67 ^{+0.04} _{-0.04}	4.73 ^{+2.18} _{-2.18}	1.30 (451)	83.3 ^{+1.4} _{-1.4}
HD 110432	0.225 ^{+0.005} _{-0.005}	8.24 ^{+1.06} _{-0.60}	25 ⁺⁴ ₋₃	0.93 ^{+0.04} _{-0.04}	1.05 ^{+0.12} _{-0.12}	1.42 ^{+0.02} _{-0.02}	1.0 (fr.)	1.05 (486)	57.5 ^{+0.2} _{-0.2}
HD 119682 [‡]	0.33 ^{+0.09} _{-0.09}	0.44 ^{+0.19} _{-0.15}	11.59 ^{+57.83} _{-8.95}			1.60 ^{+0.10} _{-0.10}	0.01 ^{+0.04} _{-0.01}	1.15 (464)	83.7 ^{+1.5} _{-1.5}
HD 157832	≤ 0.012	6.27 ^{+1.48} _{-1.32}	1.90 ^{+5.43} _{-0.90}			1.56 ^{+0.07} _{-0.18}	≤ 1.27	0.95 (445)	78.4
HD 161103 [‡]	0.37 ^{+0.03} _{-0.03}	5.46 ^{+1.09} _{-0.77}	5.93 ^{+2.40} _{-4.38}	0.65 ^{+0.06} _{-0.05}	0.41 ^{+0.27} _{-0.29}	1.24 ^{+0.38} _{-0.90}	1.06 ^{+2.80} _{-0.35}	0.99 (472)	76.6 ^{+2.0} _{-2.0}
HD 212571	0.09 ^{+0.01} _{-0.01}	6.63 ^{+0.77} _{-1.52}	12 ⁺²³ ₋₂			1.54 ^{+0.04} _{-0.10}	1.37 ^{+5.73} _{-0.63}	1.3 (488)	78.8
SAO 49725 [‡]	0.47 ^{+0.23} _{-0.23}	0.70 ^{+0.14} _{-0.14}	1.65 ^{+1.63} _{-1.65}			1.67 ^{+0.14} _{-0.09}	0.29 ^{+0.19} _{-0.19}	1.0 (368)	90.1 ^{+0.7} _{-0.7}

[‡] - звезды с нулевым или не определенным избытком цвета, указанные для них значения N_{H} являются межзвездными.

* Параметры степенного закона $norm$ не приведены в таблице, так как указаны доли возможного степенного излучения.

межзвездного поглощения (Табл. 7). И в этом случае спектральный индекс остается $\Gamma \sim 1.5$. Такие результаты позволяют предположить, что аналоги γ Cas скорее всего являются источниками нетеплового рентгеновского излучения, формирующегося в результате обратного комптоновского рассеяния в рамках гипотезы Chen & White [25]. Основные характеристики объектов загадочного подкласса тоже удовлетворяют критериям применимости названной теории.

Однако, для того чтобы подтвердить или опровергнуть наше предполо-

Таблица 7: Результаты аппроксимации спектров звезд аналогов γ Cas одной моделью PL, умноженной на модель межзвездного поглощения TBABS. В первом столбце указаны обозначения объектов, во втором - локальные или межзвездные лучевые концентрации водорода N_{H} (см. текст в разделе 3.1). Спектральные индексы Γ и амплитуды моделей $norm$ даны в третьем и четвертом столбцах соответственно. Параметр χ^2 и количество степеней свободы приведены в пятом столбце.

Звезда	N_{H} 10^{22} cm^{-2}	Γ	$norm$ 10^{-4}	χ^2 (d.o.f.)
HD 45314	$0.092^{+0.029}_{-0.027}$	$1.50^{+0.06}_{-0.06}$	$1.71^{+0.13}_{-0.12}$	1.14 (454)
HD 119682 [‡]	$0.227^{+0.016}_{-0.015}$	$1.72^{+0.05}_{-0.05}$	$2.12^{+0.11}_{-0.10}$	1.27 (469)
HD 157832	$0.014^{+0.02}_{-0.02}$	$1.61^{+0.06}_{-0.05}$	$4.69^{+0.28}_{-0.27}$	1.04 (448)
HD 161103 [‡]	$0.356^{+0.016}_{-0.015}$	$1.70^{+0.04}_{-0.04}$	$2.83^{+0.13}_{-0.12}$	1.49 (480)
HD 212571	$0.101^{+0.005}_{-0.005}$	$1.57^{+0.01}_{-0.01}$	$17.89^{+0.24}_{-0.24}$	1.74 (491)
SAO 49725 [‡]	$0.367^{+0.05}_{-0.05}$	$1.67^{+0.11}_{-0.11}$	$1.57^{+0.21}_{-0.18}$	1.02 (373)

[‡] - помечены звезды, у которых величины $E(B-V)=0$ или не определены, для них указаны межзвездные N_{H} .

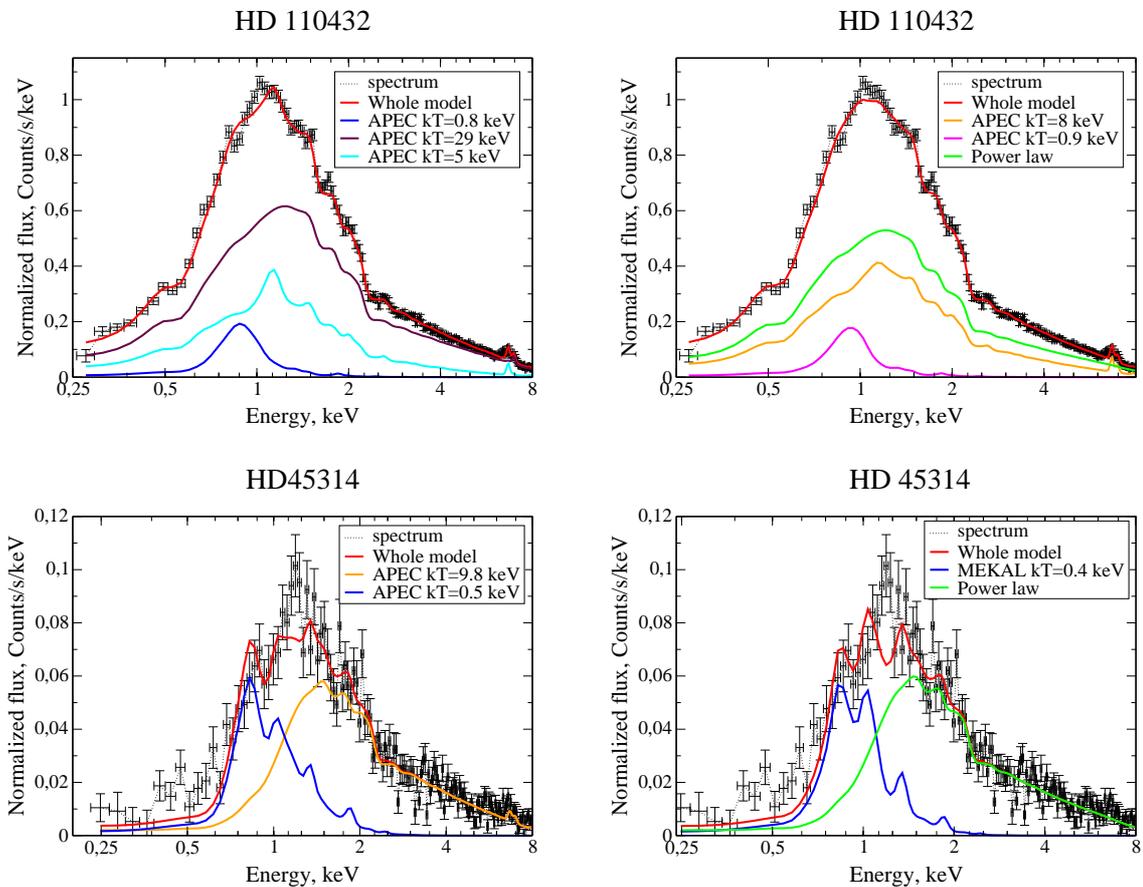


Рис. 21: Примеры аппроксимации спектров звезд аналогов γ Cas тепловыми моделями (слева), тепловыми моделями с добавлением степенного закона (справа) с покомпонентным разложением.

жение желательно исследование звезд аналогов γ Cas в радиодиапазоне.

Из всех рассмотренных в настоящей работе объектов загадочного подклас-

са только прототип, сама γ Cas (HD 5394), была детектирована в этой области спектра [16, 34]. По материалам обзора Venaglia [14] радиоизлучение HD 5394 было классифицировано как *тепловое*, что может указывать на наличие у звезды вырожденного компонента. Postnov et al. [104] утверждали, что γ Cas является двойной системой с намагниченной быстро вращающейся нейтронной звездой, находящейся в режиме пропеллера, а Smith et al. [126] поставили под сомнение этот результат. Но поскольку модель Chen & White не предусматривала строгой корреляции между рентгеновским и радиоизлучением ОВ звезд, нельзя исключать возможность наличия нетеплового рентгеновского излучения от γ Cas и её аналогов. Но для окончательного подтверждения полученного в данном параграфе результата необходимо исследование спектров аналогов γ Cas в области более жесткого рентгеновского излучения, с энергиями выше 10 кэВ, и измерение их магнитных полей (для проверки теории о генерации рентгеновского излучения в результате взаимодействия околозвездного диска с магнитосферой).

5.3 Заключение к главе 5

Аппроксимации рентгеновских спектров ОВ звезд тепловыми моделями с добавлением степенной компоненты, которая может описывать возможное нетепловое рентгеновское излучение, показали, что как некоторые типичные ОВ звезды, так и ОВ звезды нескольких пекулярных подклассов действительно могут испускать рентгеновское излучение нетепловой природы. Выяснилось, что звезды с высокой средней температурой плазмы

имеют большой вклад возможного нетеплового излучения в рентгеновских спектрах. Звезды с жесткими рентгеновскими спектрами имеют возможное нетепловое рентгеновское излучение, описываемое степенной компонентой с низким спектральным индексом.

Эти выводы справедливы и для типичных ОВ звезд, и для ОВ звезд предполагаемых подклассов с нетепловым рентгеновским излучением, кроме PACWBs (см. описание этих подклассов в начале параграфа 5.1). Величина напряженности магнитного поля ОВ звезд (кроме аналогов σ Ori E), не влияет на формирование их нетепловых рентгеновских спектров. Модель Leto et al., возможно, справедлива только для аналогов σ Ori E, а нетепловое рентгеновское излучение остальных ОВ звезд формируется в результате обратного комптоновского рассеяния.

6 Общее заключение и обсуждение результатов

6.1 Основные результаты

В настоящей диссертации выполнен анализ рентгеновских наблюдений большого числа звезд спектральных классов O и B для исследования механизмов формирования их рентгеновского излучения. На основании проделанной работы и имеющихся данных можно сформулировать следующие общие результаты.

1. Характеристики рентгеновского излучения OB звезд не зависят от величины напряженности магнитного поля звезды;

2. Рентгеновская светимость OB звезд в диапазоне энергий 0.2-8 кэВ зависит от скорости истечения вещества звездного ветра;

3. Жесткость рентгеновских спектров OB звезд зависит только от температуры плазмы, излучающей в рентгеновской области;

4. Гипотеза о формировании рентгеновского излучения O звезд, предложенная Pollock, скорее всего, не выполняется для O и B звезд и нуждается в уточнении;

5. Большинство линий в рентгеновских спектрах OB звезд характеризуются отношением полной ширины на уровне половины максимума (HWHM) к терминальной скорости звездного ветра меньше 0.15, что указывает на формирование этих линий преимущественно вблизи звездных фотосфер на расстояниях 0.2-0.4 звездных радиуса, причем линии высокоионизованных ионов формируются на большем расстоянии от звездных поверхностей.

6. Предложенные нами и другими авторами возможные следствия из мо-

дели MCWS формирования рентгеновского излучения OB звезд не полностью выполняются, в спектрах некоторых из рассмотренных в диссертации объектов обнаружена возможная степенная компонента, что подтверждает наличие в атмосферах OB звезд процессов, генерирующих рентгеновское излучение как тепловой, так и возможно нетепловой природы.

7. Все обнаруженные в диссертации зависимости между характеристиками рентгеновского излучения OB звезд и параметрами звезд справедливы и для типичных ранних звезд, и для звезд выделенных подклассов кроме PACWBs и аналогов γ Cas.

В итоге можно заключить, что проведенное в настоящей диссертации исследование *подтвердило наличие в OB звездах ансамбля процессов, приводящих в генерации рентгеновского излучения*, для более детального изучения которого анализа только рентгеновского излучения недостаточно, необходимые координированные наблюдения в других диапазонах спектра (ультрафиолетовые, радионаблюдения). Подробное обсуждение приведено ниже.

6.2 Обсуждение результатов

Исследование зависимостей между характеристиками рентгеновского излучения OB звезд и параметрами звезд. Обнаруженные корреляции между характеристиками теплового и возможного нетеплового рентгеновского излучения OB звезд и параметрами звезд, позволили установить, что величина напряженности магнитного поля звезд ранних спектральных классов не влияет на процессы генерации их рентгеновского излучения. Так как

определить, какая из упомянутых в диссертации моделей формирования рентгеновского излучения ОВ звезд реализуется для того или иного объекта, на основании только анализа спектра не всегда возможно, мы можем только сформулировать следующие общие заключения.

Моделирование спектров звезд низкого разрешения (см. раздел 3.1) показало, что практически у всех изучаемых объектов в околозвездном пространстве имеются области газа, нагретого до разных температур. В атмосфере одной звезды спектрального класса О или В протекают процессы формирования рентгеновского излучения, которые можно описать разными гипотезами, сформулированными во Введении. Можно сделать предположение, что у магнитных ОВ звезд самая горячая плазма находится в области магнитного экватора, в которой формируется тепловое рентгеновское излучение, описываемое в рамках модели MCWS. Области плазмы с более низкой температурой расположены вне магнитного экватора и/или за пределами магнитосферы, они генерируют рентгеновские фотоны в результате нагрева газа ударными волнами, формируемыми в результате неустойчивости радиационно-индуцируемых звездных ветров, либо вследствие столкновения нагретых сгустков газа (сгущений в звездном ветре). Напротив, у слабомагнитных ОВ звезд, области околозвездного пространства с разной температурой могут соответствовать крупным сгущениям в звездном ветре, нагретым до разных температур. Скорее всего, рентгеновское излучение таких звезд формируется согласно модели Hiller-Feldmeier. На такие выводы указал и статистический анализ особенностей рентгеновских линий в спектрах ОВ звезд (см. раздел 4.3).

Возможность нетеплового рентгеновского излучения OB звезд. Наряду с вышесказанным можно утверждать, что в рентгеновских спектрах OB звезд могут присутствовать как тепловое, так и нетепловое излучение. На наличие последнего указывают обнаруженные нами зависимости между долей степенной компоненты в рентгеновском спектре и температурой плазмы, вычисленной по тепловым компонентам, между спектральным индексом и жесткостью спектров. Скорее всего, нетепловое рентгеновское излучение генерируется в результате обратного комптоновского рассеяния у типичных OB звезд и у аналогов γ Cas и в результате тормозного излучения нетепловых электронов у аналогов σ Ori E. При этом тепловое рентгеновское излучение формируется вблизи звездной поверхности, нетепловое - либо в области магнитных полюсов звезды, либо на большем расстоянии от поверхности.

Влияние особенностей OB звезд разных подклассов на формирование рентгеновского излучения. Мы предположили, что особенности OB звезд, входящих в описанные во Введении подклассы, не должны существенно влиять на процессы формирования рентгеновского излучения тепловой природы. Для исследования гипотез о формировании теплового рентгеновского излучения мы разделили звезды нашей подборки на магнитные и слабوماгнитные, чтобы оценить влияние величины напряженности магнитных полей звезд на характеристики их рентгеновских спектров.

При исследовании гипотез о возможном нетепловом рентгеновском излучении мы предположили, что особенности звезд, прежде всего наличие магнитного поля и релятивистских частиц в ветрах звезд, могут повлиять

на описанные выше механизмы генерации возможного нетеплового рентгеновского излучения. Поэтому мы проверили насколько, исследованные нами зависимости характеристик возможного нетеплового рентгеновского излучения ОВ звезд от параметров звезд выполняются для звезд разных выделенных подклассов.

Комментарии и перспективы. Как показал проведенный в настоящей диссертации анализ рентгеновских спектров ОВ звезд низкого и высокого разрешения, выбор аппроксимации спектра или спектральной линии неоднозначен, из-за чего на основании анализа только рентгеновских наблюдений, природу излучения той или иной звезды в этой области спектра не всегда можно интерпретировать однозначно. Следовательно, для более детального изучения механизмов формирования рентгеновского излучения ОВ звезд необходимы координированные наблюдения изучаемых объектов не только в рентгеновских, но и в других диапазонах спектра.

Так радионаблюдения звезд с высокой долей степенной компоненты рентгеновского излучения могут помочь подтвердить или опровергнуть наличие связи нетеплового радио- и нетеплового рентгеновского излучения. Наблюдения звезд с сильным рентгеновским излучением с энергиями до 0.5 кэВ (см. приложение А.2), спектры которых не удалось аппроксимировать, в ультрафиолете могут пролить свет на природу этого излучения. Наблюдаемый спектр этого излучения существенно отличается от типичного для горячей плазмы, что не позволяет описать его тепловыми моделями.

Кроме того, важный параметр для определения температуры плазмы, излучающей рентгеновские фотоны, – терминальная скорость – определена

не для всех звезд из нашей подборки, значит некоторые предельные температуры плазмы рассмотренных звезд, оцененные в работе, могут быть неточными. Поэтому измерения терминальных скоростей ОВ звезд с помощью ультрафиолетовых наблюдений важны для понимания механизмов формирования рентгеновского излучения ОВ звезд.

Соискатель выражает искреннюю благодарность своему научному руководителю Александру Фёдоровичу Холтыгину, а также Юрию Анатольевичу Шибанову за ценные советы по обработке наблюдательных данных и анализу звездных спектров.

7 Список литературы

Список литературы

- [1] *Каплан С. А., Пикельнер С. Б.*, Физика межзвездной среды. — М.: Наука, Главная редакция физико-математической литературы, 1979, 592 с.
- [2] *Мартынов Д. Я.*, Курс общей астрофизики. Наука, 1971
- [3] *Соболев В. В.* Курс теоретической астрофизики, — 3-е изд., перераб.— М.: Наука, Главная редакция физико-математической литературы, 1985.—504 с.
- [4] *Тейлор Дж.* Введение в теорию ошибок. Пер. с англ.— М.: Мир, 1985
- [5] Физика космоса: Маленькая энциклопедия /Гл. Ред. Р. А. Сюняев — 2-е изд., перераб. и доп. - М.: Сов. Энциклопедия, 1986
- [6] *Abbot D. C., Bienging J. H., Churchwell E. B.*, 1984, ApJ, 280, 671
- [7] *Abbot D. C., Bienging J. H., Churchwell E. B.*, 1985, in: R. M. Hjellming & D. M. Gibson (eds.) Radio Stars, (Dordrecht:Reidel), p. 219
- [8] *Alecian E., Kochukhov O., Neiner C., Wade G. A. et al.* A&A 536, L6
- [9] *Alecian E., Kochukhov O., Petit V. et al.*, 2014, A&A 567, A28
- [10] *Anders E., Grevesse, N.*, 1989, GeCoA, 53, 197
- [11] *Aslanov A. A., Kornilova L. N., Cherepashchuk, A. M.* 1984, Soviet Astronomy Letters, 10, 278

- [12] *Babel J., Montmerle, T.* 1997 A&A, 323, 121
- [13] *Balucinska-Church, M., & McCammon, D.* 1992, ApJ, 400, 699
- [14] *Benaglia P.*, 2010, High Energy Phenomena in Massive Stars, ASP Conference Series, Vol. XX
- [15] *Benaglia, P., Romero, G. E., Martí, J., Peri, C. S., & Araudo, A. T.* 2010, A& A, 517, L10
- [16] *Biegging J. H., Abbot, D. C., Churchwell, E. B.*, 1989, ApJ, 340, 518
- [17] *Bromm V., Kudritzki R. P., Loeb A.*, 2001, ApJ, 552, 464
- [18] *Bertout C., Leitherer C., Stahl O., Wolf B.*, 1985, A& A 144, 87
- [19] *Bouret J.-C., Hillier D. J., Lanz T., Fullerton A. W.*, 2012, A&A 544, A67
- [20] *Cantiello, M. et al.* 2009, A&A, 499, 279
- [21] *Cantiello, M., Braithwaite, J.* 2011, A&A 534, A140
- [22] *Cassinelli, J.P., Ignace, R., Waldron, W.L. et al.* 2008, ApJ 683, 1052
- [23] *Cassinelli, J. P., & Olson, G. L.* 1979, ApJ, 229, 304
- [24] *Cassinelli, J.P., Swank, J.H.* 1983, ApJ 271, 681
- [25] *Chen W., White R.* 1991, ApJ, 366, 512
- [26] *Cherepashchuk A. M.*, 1976, Sov. Astron. Letters, 2, 138
- [27] *Cohen D. H. Cassinelli, J. P., MackFlarlane J. J.*, 1997, ApJ, 487, 867
- [28] *Cohen D. H., Kuhn M. A., Gagne M., Jensen E. L. N., Miller N. A.*, 2008, MNRAS, 386, 1855

- [29] *De Becker M., Rauw G., Pittard J. M., Antokhin I. I. et al.*, 2004, A&A 416, 221
- [30] *De Becker M., Rauw G., Blomme R., Pittard J. M. et al.*, 2005, A&A 437, 1029
- [31] *De Becker M., Raucq F.*, 2013, A&A 558, A28
- [32] *De Becker, M., del Valle, M. V., Romero, G. E., Peri, C. S., Benaglia, P.*, 2017, MNRAS, 471, 4452
- [33] *del Valle, M. V., & Romero, G. E.* 2012, A& A, 543, A56
- [34] *Drake, S. A.* 1990, AJ, 100, 572
- [35] *Drew, J. E.* 1989 ApJS, 71, 267
- [36] *Drew J. E., Denby M., Hoare M. G.* 1994, MNRAS, 266, 917
- [37] *Prinja, R. K., Stahl, O., Kaufer, A. et al.*, 2001, A&A, 367, 891
- [38] *Feldmeier A., Kudritzki R.-P., Palsa R., Pauldrach A. W. A., Puls J.*, 1997, A& A, 320, 899
- [39] *Feldmeier A., Puls J., Pauldrach A. W. A., Puls, J.*, 1997a, A& A 322,
- [40] *Fierro-Santillan C. R., Zsargo J., Klapp J., Diaz-Azuara S. A. et al.*, 2018, The ApJ SS, 236:38
- [41] *Fossati L., Castro N., Morel T., Langer N. et al.* 2015, A&A 574, A20
- [42] *Gagne M. Fehon G., Savoy M. R., Cohen D. H. et al.*, 2011, ApJ SS, 194:5
- [43] *Garcia M., Bianchi L*, 2004, ApJ, 606, 497

- [44] *Giménez-García, A., Torrejón, J. M., Eikmann, W., et al.* 2015, *A&A*, 576, A108
- [45] *Groote D., Hunger K.*, 1997, *A&A*, 319, 250
- [46] *Grunhut, J. H., Wade, G. A., Marcolino, W. L. F., et al.* 2009, *MNRAS*, 400, L94
- [47] *Gudel M.*, 2004, *The Astron Astrophys Rev*, 12, 71
- [48] *Gudennavar S. B., Bubbly S. G., Preethi K., Murthy J.*, 2012, *ApJ SS*, 199:8
- [49] *Guo, J.H.*, 2010, *A&A* 512, A50
- [50] *ud-Doula, A., Owocki, S. P.* 2002, *ApJ*, 576, 413
- [51] *Harnden F. R., Branduardi G., Elvis M., Gorenstein P. et al.* 1979, *ApJ*, 234, L51
- [52] *Heydari-Malayeri, M., & Melnick, J.* 1992, *A&A*, 258, L13
- [53] *Hill N. R., Townsend R. H. D., Cohen D. H., Gagne M.*, 2011, *IAU Symposium Vol. 272, Active OB Stars: Structure, Evolution, Mass Loss, and Critical Limits*, Cambridge Univ. Press, Cambridge, p. 194
- [54] *Hillier D.J., Kudritzki R.P., Pauldrach A.W., et al.*, 1993, *A&A* 276, 117
- [55] *Howarth I. D., Reid A H. N.*, 1993, *A&A*, 279, 148
- [56] *Howarth, I. D., Siebert, K. W., Hussain, G. A. J., Prinja, R. K.* 1997, *MNRAS*, 284, 265

- [57] *Hubrig, S., Scholler, M., Kharchenko, N. V., et al.* 2011, A&A, 528, A151
- [58] *Hubrig, S., Scholler, M., Ilyin, I., et al.* 2013, A&A, 551, A33
- [59] *Hubrig S., Kuker M., Jarvinen S. P., Kholtygin A. F. et al.,* 2019, MNRAS, 484, 4495
- [60] *Ignace, R., Waldron, W.L., Cassinelli, J.P., Burke, A.E.* 2012 ApJ 750, 40
- [61] *Kudritzki R.-P. & Puls J.,* 2000, Annu. Rev. Astron. Astrophys, 38, 613
- [62] *Kurapati, S., Chandra, P., Wade, G., Cohen D., H. et al.* 2017, MNRAS, 465, 2160
- [63] *Lamers H., Hazer S., De Koter A., Leitherer C.,* 1999, ApJ, 516, 872
- [64] *Leto P., Trigilio C., Oskinova L. et al.,* 2017, MNRAS, 467, 2820 (2017)
- [65] *Leto P., Trigilio C., Oskinova L. M., Ignace R. et al.,* 2018, MNRAS 476, 562
- [66] *Liedahl D. A., Osterheld A. L., Goldstein W. H.,* 1995, ApJ, 438, L115
- [67] *Lucy, L.B.* 2012, A&A 544, A120.
- [68] *Lucy L.B.* 1982. ApJ 255, 286
- [69] *Lucy L. B., White R. L.,* 1980, ApJ, 241, 300
- [70] *Markova N., Puls J., Repolust T., Markov H.,* 2004, A&A 413, 693
- [71] *Markova, N., Puls, J., Scuderi, S., Markov, H.* 2005, A&A, 440, 1133
- [72] *Martins, F., Schaerer, D., Hillier, D. J., et al.* 2005, A&A, 441, 735

- [73] *Martins, F., Donati, J.-F., Marcolino, W. L. F., et al.* 2010, MNRAS, 407, 1423
- [74] *Mason B. D., Gies D. R., Hartkopf W. I. et al.,* 1998, AJ, 115, 821
- [75] *Massey, P., & Duffy, A. S.* 2001, ApJ, 550, 713
- [76] *McSwain M. V., Boyajian T. S., Grundstrom, E. D. Gies D. R.,* 2007, ApJ, 655, 473
- [77] *Mewe K., Gronenschild E. H. B. M., van der Oord G. H. J,* 1985, Astron. Astrophys. Suppl. Ser. 62, 197-254
- [78] *Mewe K., Lemen J. R., van der Oord G. H. J,* 1986, Astron. Astrophys. Suppl. Ser. 62, 511-536
- [79] *Morrison R., McCammon D.,* 1983, ApJ, 270, 119
- [80] *Najarro, F., Hanson, M. M., Puls, J.,* 2011, A&A, 535, A32
- [81] *Naze, Y., Rauw, G., Vreux, J.-M., De Becker, M.,* 2004, A&A, 417, 667
- [82] *Naze Y., Rauw G., Pollock A. M. T., Walborn N. R., Howarth I. D.,* 2007, MNRAS, 375, 145
- [83] *Naze Y., Rauw G.,* A&A 490, 801
- [84] *Naze, Y., Walborn, N. R., Rauw, G., et al.* 2008, ApJ, 135, 1946
- [85] *Naze Y.,* 2011, Bulletin de la Société Royale des Sciences de Liège, 80, 109
- [86] *Naze Y., Zhekov S. A., Walborn N. R.,* 2012, ApJ, 746, 142
- [87] *Naze, Y., Petit, V., Rinbrand, M., et al.* 2014, ApJS, 215, 10

- [88] *Naze Y., ud-Doula A., Zhekov S. A.* 2016, ApJ, 831, 138
- [89] *Naze Y., Gosset E., Mahy L., Ross Parkin E.*, 2017, A& A 607, A97
- [90] *Naze Y., Rauw G., Cazorla C.*, 2017, A&A 602, L5
- [91] *Naze Y., Motch C.*, 2018, A& A 619, A148
- [92] *Oskinova, L.M., Hamann, W.-R., Feldmeier, A.*, 2006, MNRAS, 372, 313
- [93] *Oskinova L. M., Naze Y., Todt H., Huenemoerder D. P. et al.*, 2014, NATURE COMMUNICATIONS, 5, 4024
- [94] *Oskinova, L.M.* 2016, Advances in Space Research, 58, 739
- [95] *Oskinova, L.M., Ignace, R., Huenemoerder, D.P.*, 2017, Proc. IAU Symp., 329, 151
- [96] *Owocki, S.P., Castor, J.I., Rybicki, G.B.*, 1988 ApJ 335, 914
- [97] *Pillitteri I., Fossati L., Castro Rodriguez N., Oskinova L., Wolk S. J.* 2018, A&A 610, L3
- [98] *Perryman, M. A. C., Lindegren, L., Kovalevsky, J., Hog, E. et al.*, 1997, A&A 323, L49
- [99] *Petit, V., Owocki S., P., Wade G.A., Cohen D.H. et al.* 2013, MNRAS, 429, 398
- [100] *Petit, V., Cohen D. H., Y. Naze, M. Gagne et al.* 2014, Geology & Astronomy Faculty Publications
- [101] *Pollock A. M. T.*, 1987, A& A 171, 135

- [102] *Pollock A. M. T.*, 1991, in: K.A. van der Hucht & B. Hidayat (eds.), Wolf-Rayet Stars and Interrelations with other Massive Stars in Galaxies, Proc. IAU Symp. No. 143 (Kluwer: Dordrecht), p. 102
- [103] *Pollock, A.M.T.* 2007, A& A, 463, 1111
- [104] *Postnov, K., Oskinova, L., Torrejon, J. M.* 2017, MNRAS, 465L, 119P
- [105] *Raww G., Blomme R., Waldron W. L., Corcoran M. F. et al.*, 2002, A&A 394, 993
- [106] *Raww G., Vreux J.-M., Stevens I. R., Gosset E. et al.*, 2002, A&A 388, 552
- [107] *Raww G., Morel T., Palate M.*, 2012, A&A 546, A77
- [108] *Raww G., Naze Y., Spano M., Morel T., ud-Doula A.*, A&A 555, L9
- [109] *Raww G., Blomme R., Naze Y., Spano M. et al.*, 2016, A&A 589, A121
- [110] *Repolust, T., Puls, J., Herrero, A.* 2004, A&A, 415, 349
- [111] *Robrade J.*, 2016, Adv. Space Res., 58, 727
- [112] *Ryspaeva, E. B., Kholtygin, A. F.* 2017, Astronomische Nachrichten, 338, 959
- [113] *Ryspaeva E., Kholtygin A.*, 2018, RAA, Vol. 18, No. 8, 104
- [114] *Ryspaeva E., Kholtygin A.*, 2019, RAA, Vol. 19, No. 8, 120
- [115] *Ryspaeva E., Kholtygin A.*, 2020, RAA, Vol. 20, No. 7, 108

- [116] *Ryspaeva E., Kholtygin A.*, 2020, *Astrophysical Bulletin*, Vol. 75, No. 2, 127
- [117] *Runacres, M.C., Owocki, S.P.*, 2002, *A&A* 381, 1015
- [118] *Sana H., Stevens I. R., Gosset E., Rauw G., Vreux J.-M.*, 2004, *MNRAS*, 350, 809
- [119] *Sana H., Rauw G., Naze Y., Gosset E., Vreux J.-M.*, 2006, *MNRAS*, 372, 661
- [120] *Schöller, M., Hubrig, S., Fossati, L., et al.* 2017, *A&A*, 599, A66
- [121] *Seward, F. D., Forman, W. R., Giacconi, R. et al.* 1979, *ApJ*, 234, L55
- [122] *Shenar T., Oskinova L. M., Jarvinen S. P., Luckas P. et al.*, 2017, *A&A* 606, A91
- [123] *Smith R. K., Brickhouse N. S., Liedahl D. A., Raymond J. C.*, 2001, *ApJ*, 556, L91
- [124] *Smith M. A., Lopes de Oliveira R., Motch C. Henry G. W et al.*, 2012, *A&A* 540, A53
- [125] *Smith M. A., Lopes de Oliveira R., Motch C.*, 2016, *Adv. Space Res.*, 58, 782
- [126] *Smith M. A., Lopes de Oliveira R., Motch C.*, 2017, *MNRAS*, 469, 2
- [127] *Sundqvist, J. O., ud-Doula, A., Owocki, S. P., et al.* 2012, *MNRAS*, 423, L21
- [128] *Townsend R. H. D. & Owocki S. P.*, 2005, *MNRAS*, 357, 251

- [129] *ud-Doula, A., Owocki, S. P.* 2002, ApJ, 576, 413
- [130] *ud-Doula A., Owocky S., Townsend R., Petit V., Cohen D.*, 2014, MNRAS, 441, 3600
- [131] *ud-Doula A. & Naze Y.*, 2016, Adv.Space Res. 58, 680
- [132] *Underhill A. B., Matthews J. M.* 1995, PASP, 107, 513
- [133] *van Leeuwen F.*, 2007, A&A 474, 653
- [134] *Vink, J. S., Davies B., Harries, T. J. et al.* 2009, A&A, 505, 743
- [135] *Wade, G. A. et al.* 2011 in IAU 272, 118
- [136] *Wade G. A., Grunhut J. H., Marcolino W. L. F., Martins F. et al.*, 2010, Active OB stars: structure, evolution, mass loss, and critical limits, Proceedings IAU Symposium No. 272
- [137] *Wade, G.A., Barba, R.H., Grunhut, J., et al.* 2015, MNRAS, 447, 2551
- [138] *Walborn, N. R.* 1972, AJ, 77, 312
- [139] *Walborn, N. R., Lennon, D. J., Heap, S. R., Lindler, D. J. et al.* 2000, PASP, 112, 1243
- [140] *Waldron, W. L., Cassinelli, J. P.* 2007, ApJ, 668, 456
- [141] *Waldron, W.L., Cassinelli, J.P.* 2009, ApJ 692, L76
- [142] *White, R. L.* 1985, ApJ, 289, 698
- [143] *Wilms J., Allen A., McCray R.*, 2000, ApJ, 542, 914
- [144] *Zhekov S, Palla F.*, 2007, MNRAS 382, 1124

А Приложение

А.1 Комментарии к анализу рентгеновских спектров отдельных звезд

А.1.1 HD 37000, HD 37025

Эти объекты были обнаружены в поле зрения наблюдения звезды HD 36960. Ранее анализ их рентгеновских спектров выполнен не был, поэтому для этих звезд были приняты спектральные классы, указанные в базе SIMBAD¹⁷.

А.1.2 HD 93521

По материалам обзора Howarth et al. [56] терминальная скорость звездного ветра этой быстровращающейся звезды составляет всего 400 км с^{-1} , что слишком низко для спектрального класса O. Но ранее Howarth & Reid [55] на основании интерпретации оптических и ультрафиолетовых наблюдений установили, что звезда имеет терминальную скорость ветра зависящую от широты. Так на экваторе звезды $v_\infty \sim 400 \text{ км с}^{-1}$, а на полюсах - $v_\infty > 2000 \text{ км с}^{-1}$. Поэтому с учетом наибольшего значения температуры плазмы, излучающей в рентгеновской области спектра, определяемой из выражения (3), полученные в нашей работе аппроксимации EPIC-спектра HD 93521 суммами тепловых моделей с добавлением степенной компоненты и без являются допустимыми. Но для статистического исследования характеристик рентгеновского излучения OB звезд мы использовали вели-

¹⁷<http://simbad.u-strasbg.fr/Simbad>

чину экваториальной терминальной скорости $v_\infty = 400 \text{ км с}^{-1}$, указанную в обзоре [56].

А.1.3 HD 110432

По данным каталога [48] лучевая концентрация водорода в направлении на звезду составляет $N_{\text{H}} = 0.3121 \cdot 10^{22} \text{ см}^{-2}$. Наш результат аппроксимации EPIC-спектра HD 110432 показал меньшее значение N_{H} . Аппроксимация спектра с использованием дополнительной моделью поглощения RNABS показывает, что значение $N_{\text{H}} \sim 10^{13} \text{ см}^{-2}$. Поэтому мы использовали полученное нами значение лучевой концентрации водорода, указанное в Табл. 5, 6, которое согласуется с ранее опубликованными данными.

А.1.4 HD 120991

В нашей подборке имеется звезда Ве-звезда HD 120991, спектр которой может быть описан суммой двух тепловых моделей со средней температурой плазмы $5.97_{-0.67}^{+0.67} \text{ кэВ}$, что является достаточно высокой для спектральных классов О и В. В то же время спектр HD 120991 может быть аппроксимирован суммой тепловых моделей с добавлением степенной компоненты и при этом доля степенной компоненты составляет $95.7_{-0.9}^{+0.9} \%$, а спектральный индекс - $\Gamma = 1.89_{-0.06}^{+0.06}$, температура плазмы $kT = 0.23_{-0.04}^{+0.04} \text{ кэВ}$.

Также нам удалось аппроксимировать спектр звезды в предположении, что в нем присутствует только степенная компонента, умноженная на модель поглощения рентгеновского излучения межзвездной средой TBABS, с параметрами: $N_{\text{H}} = 0.12_{-0.01}^{+0.01} \cdot 10^{22} \text{ см}^{-2}$, $\Gamma = 1.89_{-0.05}^{+0.05}$, $norm = 6.19_{-0.29}^{+0.31}$.

Авторы статей [91] и [120] предположили, что HD 120991 является новым аналогом γ Cas. Основанием для такого мнения стали высокая температура и периодичность рентгеновского излучения, наличие линии железа на энергии ~ 6 кэВ (подробнее см. [44]).

Спектр звезды схож со спектрами аналогов γ Cas, рассмотренных в нашей работе. Он имеет интенсивный “хвост” в диапазоне энергий больше 2 кэВ и может быть описан такими же моделями как спектры аналогов γ Cas. Кроме того, звезда обладает слишком высокой рентгеновской светимостью $LX_{0.2-8\text{keV}} = 2.42_{-0.12}^{+0.12} \cdot 10^{34}$ эрг с^{-1} . Но наряду с малой температурой излучающей в рентгене плазмы это вызывает сомнения в принадлежности HD 120991 к аналогам γ Cas.

Поэтому в настоящей диссертации звезда HD 120991 не рассматривалась как аналог γ Cas. Возможно, у этой звезды имеется вырожденный компонент, что может быть проверено оптическими и радионаблюдениями.

А.1.5 HD 152248, HD 152249

Двойная система HD 152248 наблюдалась на орбитальной обсерватории “ХММ-Newton” шесть раз с экспозициями по 30-35 кс (см. Табл. 2) в разные фазы орбитального вращения звезды. Наблюдения исследовались в работах [118, 119]. Авторы изучили шесть спектров звезды по отдельности.

Нам не удалось подобрать модель для EPIC-спектра, объединяющего данные всех наблюдений, поэтому спектры из разных наблюдений также были аппроксимированы нами по отдельности. Результаты аппроксимаций даны в Табл. 7 и Табл. 8. Как следует из анализа таблиц, средняя темпера-

тура плазмы, определенная из анализа моделей, существенно не меняется с фазой орбитального периода. При этом не каждый спектр может быть аппроксимирован тепловыми моделями с добавлением степенного закона. Поэтому для статистического исследования были выбраны наиболее точные модели. Аналогично по отдельности были аппроксимированы и отображены спектры звезды HD 152249. Спектры обеих звезд высокого разрешения были объединены из шести наблюдений.

Таблица 7: Результаты моделирования спектров звезд HD 152248, HD 152249, HD 210839 тепловыми моделями. В первом столбце указаны обозначения звезд и номера наблюдений, в последующих - значения параметров моделей, в последнем столбце - величина χ^2 , характеризующая качество аппроксимации и число степеней свободы. Величины N_{H} даны без поправки на межзвездное поглощение (см. текст).

ObsID	N_{H} , model 10^{22} см $^{-2}$	kT_1 кэВ	$norm_1$ 10^{-4}	kT_2 кэВ	$norm_2$ 10^{-4}	kT_3 кэВ	$norm_3$ 10^{-4}	Abundance отн. ед.	χ^2 (d.o.f.)
HD152248									
109490101	$0.37^{+0.03}_{-0.03}$	$0.25^{+0.02}_{-0.02}$	54^{+20}_{-15}	$0.61^{+0.03}_{-0.02}$	33^{+4}_{-4}	$2.71^{+1.63}_{-0.74}$	$1.15^{+0.68}_{-0.47}$	$0.19^{+0.03}_{-0.03}$	1.70 (344)
109490201	$0.54^{+0.05}_{-0.05}$	$0.150^{+0.008}_{-0.008}$	182^{+5}_{-5}	$0.60^{+0.02}_{-0.02}$	24^{+5}_{-5}			$0.59^{+0.26}_{-0.16}$	1.20 (294)
109490301	$0.35^{+0.03}_{-0.03}$	$0.23^{+0.02}_{-0.02}$	67^{+23}_{-17}	$0.60^{+0.02}_{-0.02}$	36^{+4}_{-4}			$0.14^{+0.02}_{-0.02}$	1.41 (328)
109490401	$0.50^{+0.06}_{-0.06}$	$0.15^{+0.01}_{-0.01}$	89^{+41}_{-27}	$0.60^{+0.03}_{-0.03}$	11^{+4}_{-4}			$0.73^{+0.61}_{-0.27}$	1.02 (263)
109490501	$0.55^{+0.04}_{-0.04}$	$0.146^{+0.006}_{-0.005}$	99^{+42}_{-35}	$0.57^{+0.02}_{-0.02}$	$7.79^{+3.17}_{-3.29}$			$1.12^{+1.01}_{-0.40}$	1.25 (312)
109490601	$0.52^{+0.05}_{-0.05}$	$0.149^{+0.009}_{-0.006}$	196^{+74}_{-57}	$0.59^{+0.02}_{-0.02}$	18^{+3}_{-3}			$0.36^{+0.11}_{-0.08}$	1.22 (311)
HD152249									
109490101	$0.44^{+0.06}_{-0.06}$	$0.25^{+0.02}_{-0.02}$	39^{+19}_{-19}	$2.28^{+1.02}_{-1.02}$	$0.45^{+0.21}_{-0.21}$			$0.27^{+0.14}_{-0.14}$	1.03 (212)
109490201	$0.40^{+0.08}_{-0.08}$	$0.29^{+0.05}_{-0.05}$	46^{+27}_{-27}	$3.64^{+0.76}_{-0.76}$	$3.25^{+0.48}_{-0.48}$			$0.11^{+0.05}_{-0.05}$	1.11 (340)
109490301	$0.43^{+0.09}_{-0.09}$	$0.21^{+0.02}_{-0.02}$	29^{+17}_{-17}	$0.80^{+0.11}_{-0.11}$	$2.84^{+0.72}_{-0.72}$			$0.30^{+0.12}_{-0.12}$	1.19 (268)
109490401	$0.47^{+0.11}_{-0.11}$	$0.24^{+0.02}_{-0.02}$	10^{+9}_{-9}	$1.01^{+0.21}_{-0.21}$	$0.47^{+0.36}_{-0.36}$			≤ 0.48	0.93 (193)
109490501	$0.39^{+0.08}_{-0.08}$	$0.23^{+0.04}_{-0.04}$	28^{+20}_{-20}	$0.57^{+0.10}_{-0.10}$	$4.7^{+2.5}_{-2.5}$			$0.26^{+0.14}_{-0.14}$	1.10 (226)
109490601	$0.49^{+0.07}_{-0.07}$	$0.18^{+0.02}_{-0.02}$	28^{+21}_{-21}	$0.56^{+0.07}_{-0.07}$	$1.99^{+1.47}_{-1.47}$			$1.76^{+1.41}_{-1.41}$	1.01 (215)
HD210839									
720090301	$0.73^{+0.02}_{-0.02}$	$0.114^{+0.005}_{-0.003}$	854^{+28}_{-21}	$0.48^{+0.01}_{-0.01}$	17^{+4}_{-4}			$0.93^{+0.31}_{-0.20}$	1.59 (380)
720090401	$0.68^{+0.13}_{-0.03}$	$0.118^{+0.002}_{-0.002}$	527^{+8}_{-14}	$0.548^{+0.006}_{-0.013}$	13^{+7}_{-2}			$0.93^{+0.12}_{-0.12}$	1.82 (376)
720090501	$0.72^{+0.02}_{-0.02}$	$0.117^{+0.005}_{-0.004}$	826^{+25}_{-19}	$0.49^{+0.01}_{-0.01}$	19^{+4}_{-4}			$0.83^{+0.22}_{-0.15}$	1.93 (385)

A.1.6 HD 164794

Эта звезда является двойной системой с длительным орбитальным периодом 3324 дня [109]. Мы использовали три наблюдения, которые были выполнены во время прохождения периастра в 2013 году. Эти данные и наблюдения 2001 года были проанализированы в статье [109]. Авторы обнаружили, что рентгеновское излучение звезды HD 164794 существенно меняется на протяжении орбитального периода. Поток рентгеновского излучения самый высокий во время прохождения периастра, что и ожидалось для адиабатической области ударной волны в области взаимодействия ветров компонентов двойной системы.

A.1.7 HD 188001

В работе [74] эта звезда (9 Sge) была классифицирована как убегающая. Ещё в нескольких работах HD 188001 рассматривается как двойная система. Так в [11] было выявлено, что 9 Sge является затменно-двойной с периодом 32.514 дней. В статье [132] было предложено наличие у звезды вырожденного компаньона.

Однако спектроскопические наблюдения McSwain et al. [76] не подтвердили двойственность звезды. В работе [32] было проанализировано рентгеновское наблюдение HD 188001, но не было упомянуто о кратности объекта. Поэтому в нашей работе мы считаем HD 188001 одиночной звездой.

A.1.8 HD 191612

Этот объект наблюдался на орбитальной обсерватории “XMM-Newton” в 2005 и в 2008 годах, а потом на спутнике “Chandra” в 2015-2016 годах. Данные наблюдений были исследованы в работах [82, 88], и было показано, что звезда может находиться в состояниях высокого и низкого рентгеновского излучения с разностями рентгеновских потоков 40%. В нашем исследовании мы рассмотрели наблюдения, выполненные в 2005 году.

A.1.9 HD 210839

В работе были исследованы три наблюдения звезды. Объединенный EPIC-спектр аппроксимировать не удалось, поэтому три EPIC-спектра были промоделированы по отдельности и выбрана самая точная аппроксимация. Результаты приведены в Табл. 7. Не удалось выявить присутствие возможной нетепловой компоненты в спектре звезды.

A.2 Спектры звезд с особенностями

Рентгеновские спектры не всех рассмотренных в настоящей работе звезд удалось аппроксимировать какими-либо моделями. Примеры таких спектров показаны на Рис. 22.

Из анализа данных графиков следует, что многие звезды с неаппроксимлируемыми спектрами имеют достаточно сильное рентгеновское излучение на малых энергиях 0.2-0.5 кэВ, либо очень сильно излучают во всем рассмотренном нами диапазоне энергий 0.2-8 кэВ, максимумы их нормирован-

ных потоков в спектре могут превышать $20 \text{ counts s}^{-1} \text{ keV}^{-1}$. Некоторые из “сложных” спектров были проанализированы в опубликованных статьях.

Так в работах [87, 91] было выполнено моделирование EPIC-спектров звезд HD 5394, HD 122451, HD 205021 суммой из двух или трех моделей APEC, но результирующие аппроксимации имели величину χ^2 много больше 2, потому были сочтены неприемлемыми.

В работе [83] был выполнен анализ спектра звезды HD 93030 (θ Car). Авторы описали спектр моделью $\text{WABS}\cdot(\text{VAPEC}+\text{VAPEC})^{18}$ с величиной χ^2 до 1.85 в диапазоне 0.5-10 кэВ, не анализируя максимум излучения на малых энергиях.

В других работах были использованы нестандартные для рентгеновских спектров ранних звезд наборы моделей. Так в статье [124] спектр звезды HD 5394 (γ Cas), извлеченные из четырех наблюдений были аппроксимированы многотемпературной моделью

$$\text{PHABS}\cdot(\text{MEKAL}+\text{MEKAL}+\text{MEKAL}+\text{MEKAL}) + \\ \text{PHABS}\cdot(\text{MEKAL}+\text{GAUSSIAN})$$

с величиной $\chi^2 \sim 1.15 - 1.20$, здесь GAUSSIAN - модель с добавлением профиля рентгеновской линии, описываемой функцией Гаусса и представляющей суммарный профиль слившихся сильных рентгеновских линий. Добавление к спектру модели GAUSSIAN позволяет корректно описать рентгеновский спектр в области максимума рентгеновского потока.

В статье [109] спектр звезды HD 164794 наряду с типичными тепловыми моделями описывался следующими сложными моделями:

¹⁸VAPEC - модель APEC, у которой вместо параметра Abundance имеются параметры, описывающие содержания отдельных элементов.

$$\text{PHABS} \cdot [\text{MTAB}(\text{WIND1}) \cdot \text{VAPEC} + \text{MTAB}(\text{WIND1}) \cdot (\text{VAPEC} + \text{VAPEC})],$$
$$\text{PHABS} \cdot [\text{MTAB}(\text{WIND1}) \cdot \text{VAPEC} + \text{MTAB}(\text{WIND1}) \cdot (\text{VAPEC} + \text{VPSHOCK})].$$

Здесь `VPSHOCK` — модель излучения ударной волны в плазме с возможностью учесть отклонения содержания отдельных элементов от среднекосмического. `MTAB(WIND1)` — модель поглощения рентгеновского излучения высокоионизованного звездного ветра, описанная в статье [81].

Из вышесказанного вытекает, что у некоторых `OB` звезд спектры не описываются тепловыми моделями или описываются ими только в диапазоне энергий выше 0.5 кэВ. Мощное излучение на энергиях до 0.5 кэВ может быть слиянием набора профилей линий в диапазоне энергий до 0.3 кэВ в один большой блендированный профиль.

Анализ рентгеновских наблюдений звезд `HD 111123` [28] и `HD 93030` [83] указывает на наличие у объектов компаньона в виде звезды, находящейся на стадии эволюции до главной последовательности. Звезда `HD 164794` относится к двойным системам со сталкивающимися звездными ветрами (`PACWBs` [31]). Однако её спектр также может быть аппроксимирован суммой только тепловых моделей, что было сделано в нашей работе и в статье [109].

Поэтому звезды с такими спектрами не использовались в настоящей работе для статистических исследований. Для изучения этих сложных спектров необходимы наблюдения звезд в других областях спектра.

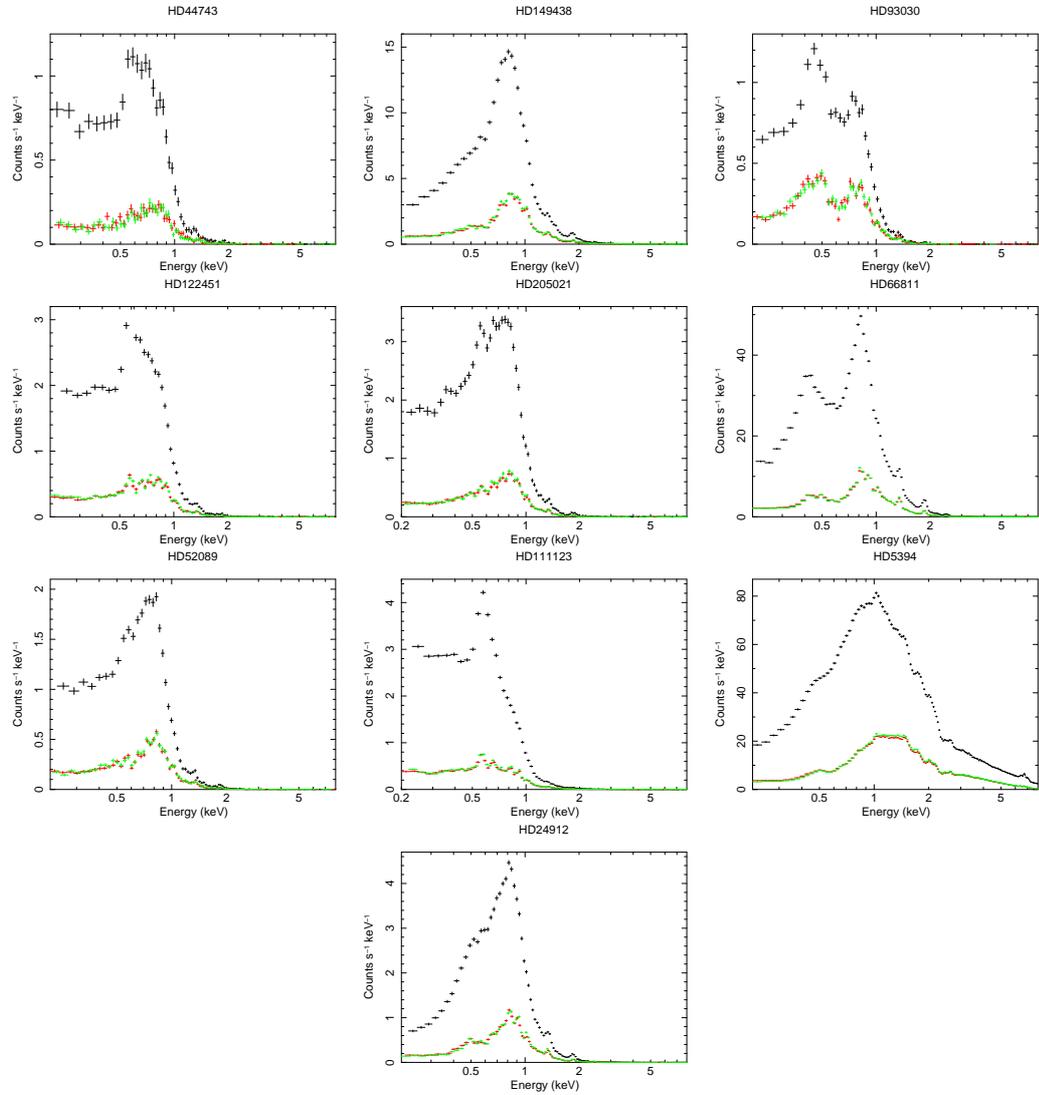


Рис. 22: Примеры EPIC-спектров OВ звезд, которые в нашей работе не удалось аппроксимировать какими-либо моделями. Черными точками показаны графики спектров EPIC-PN, красными и зелеными точками показаны графики спектров EPIC-MOS1 и EPIC-MOS2 соответственно. Для звезд, которые наблюдались более одного раза, на рисунке приведены объединенные спектры (см. текст в разделе 2.2).

В Иллюстрации

Список иллюстраций

- 1 Изображение звезды аналога γ Cas HD 119682, полученное с помощью ПЗС-матриц EPIC-PN (*сверху*), EPIC-MOS (*снизу*); местоположение объекта показано стрелкой. 41
- 2 Примеры RGS-спектров OB звезд в единицах реального потока ($\text{\AA}^{-1}\text{cm}^{-2}\text{s}^{-1}$).
45
- 3 EPIC-спектры HD 10144 (*слева*) и HD 120324 (*справа*) в единицах нормированного потока ($\text{counts s}^{-1}\text{keV}^{-1}$). На графиках черными точками показаны спектры EPIC-PN, красными - спектры EPIC-MOS1, зелеными - спектры EPIC-MOS2. Вертикальными и горизонтальными линиями показаны диапазоны ошибок. 46
- 4 То же, что на Рис. 3, но для спектров звезд HD 200775 (*слева*) и HD 193924 (*справа*). 46
- 5 Примеры аппроксимаций спектров OB звезд тепловыми моделями с компонентным разложением. Черными точками с барами ошибок показаны спектры в единицах нормированного потока. Вклады в полный рентгеновский спектр отдельных компонент моделей показаны синими, фиолетовыми и оранжевыми линиями. Красными линиями показаны полные модельные спектры (суммы вкладов тепловых компонент). 50

6	Зависимости жесткости рентгеновских спектров от средней температуры плазмы для О звезд (<i>слева</i>), для В звезд (<i>справа</i>); штриховыми линиями показаны аппроксимации согласно данным Табл. 6 для магнитных и слабомагнитных звезд каждого спектрального класса [115].	59
7	Графики зависимости рентгеновских светимостей всех рассмотренных ОВ звезд от скорости потери массы (<i>слева</i>), от терминальной скорости звездного ветра (<i>справа</i>); штриховыми линиями показаны аппроксимации согласно данным Табл. 6 [115].	59
8	Графики зависимости рентгеновских светимостей всех рассмотренных ОВ звезд от кинетической энергии ветра (<i>слева</i>), от коэффициента магнитного удержания (<i>справа</i>); штриховыми линиями показаны аппроксимации согласно данным Табл. 6 для всех рассмотренных ОВ звезд [115].	60
9	Сравнение наблюдаемых рентгеновских светимостей ОВ звезд в диапазоне 0.2-8 кэВ (отложены по вертикальной оси) с вычисленными по формуле из статьи Vabel & Montmerle [12] (выражение (1); отложены по горизонтальной оси). Точечная линия соответствует равенству указанных величин ([115]).	62
10	Сравнение поглощенных (наблюдаемых) рентгеновских светимостей ОВ звезд в диапазоне 0.3-8 кэВ (отложены по горизонтальной оси) с непоглощенными, вычисленными по модели WABS (см. текст; отложены по вертикальной оси), в том же диапазоне. Точечная линия соответствует равенству указанных величин.	62

11	<p>Примеры аппроксимаций профилей линий в RGS-спектре звезды HD 54662, сглаженном с использованием узких гауссовых фильтров. Сверху и внизу слева показаны три варианта отождествления профиля линии вблизи длины волны 11.35 Å. Внизу справа изображен сложный профиль, который нельзя описать суммами гауссиан или гауссоподобных функций с достаточно высокой точностью (см. текст) [114].</p>	68
12	<p>Гистограммы количеств линий с различными соотношениями NWHM/v_∞, отождествленных в спектрах O звезд (сверху) и B звезд (снизу) [113].</p>	73
13	<p>Гистограммы количеств линий с различными соотношениями NWHM/v_∞, отождествленных в спектрах O звезд (слева), B звезд (справа) в предположении, что все рентгеновские линии неблендированы [112] (см. текст).</p>	73
14	<p>Зависимость FWHM линий от потенциала ионизации (слева) и от полной энергии ионизации (справа) для O звезд.</p>	77
15	<p>То же, что на Рис. 14 для B-звезд.</p>	77
16	<p>Примеры аппроксимаций спектров OB звезд тепловыми моделями с добавлением степенного закона с покомпонентным разложением. Черными точками с барами ошибок показаны спектры в единицах нормированного потока. Полные модельные спектры изображены красными линиями. Вклады в полный рентгеновский спектр отдельных тепловых моделей изображены синими и оранжевыми линиями, графики степенных компонент показаны зелеными линиями.</p>	83
17	<p>Зависимость доли степенной компоненты рентгеновского излучения F в спектрах OB звезд от средней температуры плазмы kT_{norm} (оцененной из тепловых компонент модельного спектра) для звезд разных подклассов (<i>сверху</i>) и для магнитных и слабomagнитных звезд (<i>снизу</i>). Штриховой линией показан график уравнения регрессии для всех значений F и kT_{norm}, штрихпунктирной линией - для $F > 15$, $kT_{\text{norm}} > 0.3$ кэВ.</p>	89

18	Зависимость спектрального индекса Γ от жесткости рентгеновских спектров HR для ОВ звезд разных подклассов (<i>сверху</i>), для магнитных и слабомагнитных ОВ звезд (<i>снизу</i>). График уравнения регрессии показан штриховой линией.	90
19	Сравнение средних температур плазмы ОВ звезд, полученных из аппроксимаций спектров только тепловыми моделями и с добавлением степенной компоненты. <i>Сверху слева</i> показан график для разных подклассов ОВ звезд, <i>сверху справа</i> - для магнитных и слабомагнитных ОВ звезд. Графики для ОВ звезд с разной долей степенного излучения (отмечены маркерами разных цветов) и для аналогов γ Cas показаны <i>снизу слева</i> и <i>снизу справа</i> соответственно. Точечными линиями изображены равенства сопоставляемых температур.	91
20	Сравнение аппроксимаций спектров ОВ звезд только тепловыми моделями и с добавлением степенной компоненты. Показано, что если спектр В звезды HD 261938 (<i>верхняя часть</i>) может быть описан одной моделью АРЕС или моделью АРЕС+PL с примерно одинаковой температурой, то во втором случае основной вклад теплового рентгеновского излучения приходится только на энергии $\approx 0.5 - 2$ кэВ, а вклад степенной компоненты, описываемой моделью PL, доминирует над вкладом теплового излучения, описываемого моделью АРЕС во всем остальном рассматриваемом диапазоне энергий. Спектр Of?p-звезды CPD-282561 (<i>нижняя часть</i>) может быть аппроксимирован двумя моделями АРЕС со средней температурой плазмы 1.83 ± 0.56 кэВ и моделью АРЕС+PL. В последнем случае добавление степенной компоненты эквивалентно исключению из рентгеновского спектра тепловой компоненты с более высокой температурой. В большей области энергий вклад степенной компоненты превышает вклад теплового излучения.	92
21	Примеры аппроксимации спектров звезд аналогов γ Cas тепловыми моделями (<i>слева</i>), тепловыми моделями с добавлением степенного закона (<i>справа</i>) с покомпонентным разложением.	97

22	Примеры EPIC-спектров OB звезд, которые в нашей работе не удалось аппроксимировать какими-либо моделями. Черными точками показаны графики спектров EPIC-PN, красными и зелеными точками показаны графики спектров EPIC-MOS1 и EPIC-MOS2 соответственно. Для звезд, которые наблюдались более одного раза, на рисунке приведены объединенные спектры (см. текст в разделе 2.2).	126
----	--	-----

С Таблицы

Список таблиц

1	Сведения об исследуемых в работе объектах. В 1-м столбце даны обозначения звезд, во 2-м - спектральные классы; терминальные скорости, скорости потери массы, напряженности магнитного поля звезд приведены в 3-м, 5-м и 7-м столбцах соответственно. Ссылки на источники этих величин даны в 4-м, 6-м, 8-м столбцах соответственно. В 9-м столбце указаны расстояния до звезд в кпк, в 10-м - ссылка на источник. В последнем столбце таблицы даны примечания к некоторым объектам.	36
1	<i>Продолжение.</i>	37
1	<i>Продолжение.</i>	38
1	<i>Продолжение.</i>	39
2	Использованные в работе наблюдения. В 1-м и 5-м столбцах названы объекты, во 2-м и 6-м столбцах — номера наблюдений, в 3-м и 7-м столбцах - даты наблюдений, в 4-м и 8-м столбцах - длительности наблюдений в секундах.	42
2	<i>Продолжение.</i>	43
3	Результаты аппроксимаций спектров звезд тепловыми моделями. В первом столбце указаны обозначения звезд. Во втором столбце приведены локальные или межзвездные лучевые концентрации водорода N_H (см. текст). В последующих – значения параметров тепловых моделей, в последнем столбце - величина χ^2 , характеризующая точность аппроксимации, и число степеней свободы (в скобках).	51
5	<i>Продолжение.</i>	52
5	<i>Продолжение.</i>	53

- 6 Результаты регрессионного анализа возможных зависимостей характеристик рентгеновского излучения от параметров OB звезд. В первом столбце приведены уравнения регрессии. Во втором, в третьем и в четвертом столбцах приведены коэффициенты корреляции (R), число строк в таблицах исследуемых зависимостей (N) и уровни значимости (FAP) соответственно. Параметры уравнений регрессии с указанием их ошибок указаны в двух последних столбцах. Наиболее значимые зависимости выделены жирным шрифтом. . . . 56
- 7 Примеры отождествлений рентгеновских линий в спектре O звезды HD 54662. В первых двух столбцах указаны длины волн краев профилей линий. В 3-м столбце - ионы. Длина волны линии, смещение, FWHM и наибольший поток приведены в последующих четырех столбцах. В 8-м столбце указана наибольшая относительная ошибка аппроксимации. В 9-м столбце указано как отождествлены линии. Обозначение “num” соответствует отождествлению без аппроксимаций, только сравнением с длинами волн в базе данных AtomDB. $G\alpha$ - профиль линии был аппроксимирован гауссоподобной функцией. $G\alpha + c$ - дополнительно учтен вклад в полный профиль линии локального континуума. В 10-м столбце приведены количества линий, отождествленных в наблюдаемом профиле. 70
- 8 Примеры линий смежных ионов в спектрах исследуемых звезд на близких длинах волн. В 1-м и 5-м столбцах указаны длины волн в Å, в 2-м и 6-м столбцах приведены наибольшие значения потоков в линиях в единицах 10^{-5} с^{-1} , в 3-м и 7-м столбцах приведены FWHM линий в км с^{-1} , в 4-м и 8-м столбцах названы звезды, в спектрах которых присутствуют указанные линии. 72

2	<p>Результаты аппроксимаций спектров звезд тепловыми моделями с добавлением степенной компоненты. В первом столбце даны обозначения звезд. Во втором столбце приведены локальные или межзвездные значения N_H (см. текст в разделе 3.1), в последующих столбцах – значения параметров тепловых моделей и спектральный индекс Γ^*, в девятом столбце – величина χ^2, характеризующая точность аппроксимации и число степеней свободы, доля степенного излучения F в % приведена в последнем столбце. Прочерки означают, что для спектров соответствующих звезд долю степенной компоненты оценить не удалось.</p>	84
2	Продолжение.	85
3	<p>Результаты регрессионного анализа зависимостей характеристик возможного нетеплового рентгеновского излучения ОВ звезд от параметров звезд. В первом столбце приведены уравнения регрессии. Во втором, третьем и четвертом столбцах указаны коэффициенты корреляции (R), число строк в таблице зависимости (N) и уровень значимости (FAP) соответственно. Параметры уравнений регрессии с ошибками даны в двух последних столбцах. Наиболее значимые корреляции выделены жирным шрифтом.</p>	87
4	<p>Доли степенных компонент в рентгеновских спектрах ОВ звезд, детектированных в радиодиапазоне. В левой половине таблицы указаны звезды, классифицированные в обзоре [14] как тепловые радиоисточники, в правой - как нетепловые радиоисточники.</p>	93
5	<p>Результаты аппроксимаций спектров звезд аналогов γ Cas тепловыми моделями. В первом столбце даны обозначения звезд. Во втором указаны локальные или межзвездные значения N_H (см. текст в разделе 3.1), в последующих — значения модельных параметров, в последнем столбце – величина χ^2, характеризующая точность аппроксимации и число степеней свободы.</p>	96

- 6 Результаты моделирования спектров звезд аналогов γ Cas тепловыми моделями с добавлением степенной компоненты. В первом столбце даны обозначения звезд. Во втором столбце приведены локальные или межзвездные значения N_H (см. текст в разделе 3.1), в последующих столбцах – значения параметров тепловых моделей и спектральный индекс Γ^* . В девятом столбце – величина χ^2 , характеризующая точность аппроксимации и число степеней свободы. Доля степенной компоненты F в % приведена в последнем столбце. 96
- 7 Результаты аппроксимации спектров звезд аналогов γ Cas одной моделью PL, умноженной на модель межзвездного поглощения TBABS. В первом столбце указаны обозначения объектов, во втором - локальные или межзвездные лучевые концентрации водорода N_H (см. текст в разделе 3.1). Спектральные индексы Γ и амплитуды моделей $norm$ даны в третьем и четвертом столбцах соответственно. Параметр χ^2 и количество степеней свободы приведены в пятом столбце. 97
- 7 Результаты моделирования спектров звезд HD 152248, HD 152249, HD 210839 тепловыми моделями. В первом столбце указаны обозначения звезд и номера наблюдений, в последующих - значения параметров моделей, в последнем столбце - величина χ^2 , характеризующая качество аппроксимации и число степеней свободы. Величины N_H даны без поправки на межзвездное поглощение (см. текст). 120
- 8 Результаты моделирования спектров звезд HD 152248, HD 152249 тепловыми моделями со степенной составляющей. В первом столбце указаны обозначения звезд, в последующих - значения параметров моделей, в последнем столбце - величина χ^2 , характеризующая качество аппроксимации и число степеней свободы. 121