

ПРАВИТЕЛЬСТВО РОССИЙСКОЙ ФЕДЕРАЦИИ
ФЕДЕРАЛЬНОЕ ГОСУДАРСТВЕННОЕ БЮДЖЕТНОЕ
ОБРАЗОВАТЕЛЬНОЕ УЧЕРЕЖДЕНИЕ
ВЫСШЕГО ПРОФЕССИОНАЛЬНОГО ОБРАЗОВАНИЯ
«САНКТ-ПЕТЕРБУРГСКИЙ ГОСУДАРСТВЕННЫЙ УНИВЕРСИТЕТ»

КАФЕДРА АСТРОФИЗИКИ

01.03.02 — астрофизика и звёздная астрономия

Рыспаева Елизавета Борисовна

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

**ВЫПУСКНАЯ КВАЛИФИКАЦИОННАЯ РАБОТА
АСПИРАНТА**

Допущен к защите.
Заведующий кафедрой астрофизики:
д.ф.-м.н., профессор Гаген-Торн В.А.

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

Рецензент:
д.ф.-м.н., ведущий научный сотрудник
Струминский А.Б.

Санкт-Петербург, 2019

SAINT-PETERSBURG STATE UNIVERSITY
DEPARTMENT OF ASTROPHYSICS

01.03.02 — Astrophysics and stellar astronomy

Ryspaeva Elizaveta Borisovna

**MECHANISMS OF X-RAY SPECTRA FORMATION FOR
EARLY-TYPE STARS**

GRADUATED STUDENT THESIS

Admitted for defence.
Head of Department:
Doctor of Sciences, Professor V.A. Hagen-Thorn

Scientific supervisor:
Doctor of Sciences, Professor A.F. Kholtygin

Reviewer:
Doktor of Sciences,
Leading Researcher A.B. Struminskii

Saint-Petersburg, 2019

Содержание

1	Введение	2
2	Модели формирования рентгеновского излучения OB звезд	3
2.1	Модель ударной волны в звездном ветре, ограниченной магнитным полем	3
2.2	Гипотеза Э. Поллока	4
2.3	Гипотеза о нетепловом рентгеновском излучении OB звезд Чена и Вайта	4
3	Наблюдения и их первичная обработка	5
4	Исследование спектров OB звезд	12
4.1	Анализ RGS-спектров	12
4.2	Анализ EPIC-спектров	17
5	Результаты исследования спектров OB звезд	25
5.1	Исследование линий в рентгеновских спектрах	25
5.2	Проверка следствий из модели ударной волны в звездном ветре, ограниченной магнитным полем	27
5.3	Проверка гипотезы Э. Поллока	32
5.4	Проверка гипотезы В. Чена и Р. Вайта и исследование нетеплового рентгеновского излучения OB звезд	34
5.4.1	Общая статистика OB звезд	34
5.4.2	Звезды – аналоги γ Cas	37
5.4.3	Двойные системы со сталкивающимися звездными ветрами	39
6	Обсуждение результатов анализа рентгеновских спектров	40
6.1	Отождествление спектральных линий	40
6.2	Спектры с особенностями	40
6.3	Комментарии к анализу рентгеновских спектров отдельных звезд	43
6.3.1	HD 37000, HD 37025	43
6.3.2	HD 110432	43
6.3.3	HD 152248, HD 152249	43
6.3.4	HD 164794	46
6.3.5	HD 188001	46
6.3.6	HD 191612	46
6.3.7	HD 210839	46
7	Заключение	47

1 Введение

Звезды спектральных классов О и В называют горячими звездами или звездами ранних спектральных классов. У звезд спектрального класса О температура атмосфер составляет $2.5 - 3 \cdot 10^4$ К. В спектрах О звезд наблюдаются линии Н, He I, He II, а также Si III-IV, C IV, C III, N III. Звезды спектрального класса В имеют хорошо выраженные линии поглощения нейтрального гелия He I, также H I и слабые линии H и K иона Ca II. Температура атмосфер достигает $1 - 2.8 \cdot 10^4$ К [1, 2]. Массивные ОВ звезды являются предшественниками звезд Вольфа–Райе и переменных голубых звезд высокой светимости (LBV звезд). ОВ звезды — это основные источники УФ излучения молодых галактик. Считается, что в ранней Вселенной эти звезды были основными источниками реионизации и впервые обогатили ее металлами [3].

Многие ОВ звезды являются мощными рентгеновскими источниками. Считается, что в отличие от маломассивных солнцеподобных звезд, рентгеновское излучение даже самых массивных ОВ звезд напрямую не связано с их магнитной активностью. Лучше всего изучены магнитные свойства химически пекулярных АрВр звезд с лучистыми оболочками. Они имеют сильное дипольное магнитное поле, и составляют малую часть, около 6-10%, всех АВ звезд [23]. У остальных ОВА звезд магнитное поле слабое и пока не обнаружено.

Недавние исследования (см., например, [66]) показали, что О и В звезды имеют схожие магнитные характеристики. Отсюда следует, что механизмы формирования магнитных полей звезд этих спектральных классов близки [87]. В то же время рентгеновское излучение зарегистрировано практически у всех магнитных звезд. По этой причине крупномасштабный магнетизм не может объяснить наличие рентгеновского излучения у массивных звезд.

Недавние расчеты [12] показали, что у ОВ звезд могут существовать тонкие подповерхностные конвективные оболочки. В таких оболочках могут возбуждаться стохастические пульсации и генерироваться звуковые и магнитозвуковые волны. В то же время у этих звезд не существует горячих корон, нагреваемых при диссипации таких волн, так как из-за высокой плотности их звездных ветров ($\sim 10^{12} - 10^{13} \text{ см}^{-3}$) вещество звездного ветра быстро охлаждается и его температура близка к поверхностной эффективной температуре звезды [21].

Таким образом, механизмы формирования рентгеновского излучения ОВ звезд отличаются от тех, которые характерны для звезд малых масс. Результаты исследований рентгеновских спектров ОВ звезд (см., например, [62]) показывают, что, по-видимому, нет единого механизма формирования рентгеновского излучения всех ОВ звезд. Скорее всего рентгеновское излучение формируется различными механизмами, в зависимости от особенностей конкретной звезды.

Цель настоящей квалификационной работы — получение и анализ рентгеновских спектров большой выборки массивных ОВ звезд в рамках известных моделей образования рентгеновского излучения ОВ звезд.

2 Модели формирования рентгеновского излучения ОВ звезд

Рентгеновское излучение ОВ звезд может состоять из теплового и нетеплового компонентов. Спектр теплового компонента рентгеновского излучения определяется механизмами нагрева вещества звездного ветра до высоких температур $\sim 10^7$ К. Обычно предполагается, что нагрев вещества звездных ветров связан с формированием ударных волн в ветре [66].

Образование ударных волн часто связывается с неустойчивостью радиативного звездного ветра [63]. Сильные ударные волны могут формироваться в двойных (кратных) системах, в которых каждый компонент обладает мощным звездным ветром. В таких системах при столкновении ветров плазма может нагреваться до высоких температур свыше $\sim 10^7$ К [67].

Для дальнейшего анализа мы выберем три модели формирования рентгеновского излучения массивных звезд. Это модель ударной волны в звездном ветре, ограниченной магнитным полем, гипотеза Э. Поллока и гипотеза Чена и Вайта о нетепловом рентгеновском излучении ОВ звезд.

Выбор этих моделей определяется тем, что их анализ позволяет изучить особенности формирования рентгеновского излучения как магнитных, так и немагнитных ОВ звезд, а также выяснить, насколько важен вклад нетеплового излучения в полную рентгеновскую светимость массивных звезд.

2.1 Модель ударной волны в звездном ветре, ограниченной магнитным полем

В настоящее время основной гипотезой о происхождении рентгеновского излучения ОВ звезд с сильным поверхностным магнитным полем является модель ударной волны в звездном ветре, ограниченной магнитным полем (модель MCWS [8, 30]).

Согласно этой модели, потоки вещества звездного ветра движутся вдоль магнитных силовых линий к магнитному экватору, где сталкиваются и образуют стоячую ударную волну. За ударной волной формируется протяженная горячая разреженная область, излучающая в рентгеновской области спектра, и тонкий плотный околозвездный диск радиусом до 4 радиусов звезды в области магнитного экватора.

Мы предположили, что из модели могут вытекать три возможных следствия [75, 76]:

1. С увеличением напряженности поля растет температура горячей плазмы за фронтом ударной волны и, тем самым, увеличивается жесткость спектра¹.
2. Температура горячей плазмы в области магнитного экватора определяется скоростью сталкивающегося в области магнитного экватора вещества, которая будет тем выше, чем больше скорость ветра. Поэтому у звезд с большой скоростью истечения вещества будет более высокая температура рентгеновской плазмы и выше жесткость спектра.

¹Определение жесткости спектра, используемое в настоящей работе, дано в разделах 4.1,4.2

3. У звезд с большой скоростью потери массы плотность вещества в области магнитного экватора будет больше. Скорость высвечивания горячего газа максимальна в области $T \approx 10^6$ К и резко уменьшается при $T \approx 10^7$ К [84]. Это может привести к относительному росту доли газа с высокой температурой и, соответственно, к росту жесткости спектра.

2.2 Гипотеза Э. Поллока

В статье [68] Э. Поллок (A. M. T. Pollock) предложил свою модель формирования рентгеновского излучения O звезд. Гипотеза, названная автором "новой парадигмой", была выдвинута на основании анализа наблюдений сверхгиганта спектрального класса O ζ Ori (HD 37742) на орбитальной обсерватории "ХММ-Newton". Согласно Поллоку рентгеновское излучение формируется бесстолкновительными ударными волнами при терминальных скоростях звездного ветра, а не ударными волнами в зоне ускорения звездного ветра.

В случае максвелловского распределения скоростей электронов в среде, где формируется рентгеновское излучение, должно выполняться соотношение

$$HWHM = \sqrt{2 \ln 2 (kT_S/m)} \approx 0.51v, \quad (1)$$

где $HWHM$ - half wight at half maximum, полуширина линии на уровне половины максимума, k - постоянная Больцмана, T_S - температура газа за фронтом ударной волны, m - масса частицы.

В работе [68] было подсчитано, что в рентгеновском спектре ζ Ori это соотношение выполняется для 75% линий.

2.3 Гипотеза о нетепловом рентгеновском излучении OВ звезд Чена и Вайта

В работе Чена и Вайта [13] предположено, что рентгеновское излучение OВ звезд с энергиями больше 2 кэВ имеет нетепловую природу и формируется в результате обратного комптоновского рассеяния фотонов на релятивистских электронах. Степенной закон, описывающий такой спектр должен иметь показатель степени (фотонный индекс) ~ 1.5 .

Модель предсказывала, что поверхностные магнитные поля сверхгигантов раннего типа составляют всего несколько гауссов, а эффективность ускорения электронов сравнима с эффективностью ускорения ионов вблизи фронта ударной волны. Возможный период вариации рентгеновского излучения должен составлять от нескольких часов до нескольких дней. Авторы проверили свою теорию на наблюдениях трех O звезд из пояса Ориона на спутнике "Эйнштейн". Однако, позднее работа В. Чена и Р. Вайта подверглась жесткой критике в связи с тем, что результаты моделирования звездных спектров, полученных из новых наблюдений, не согласовывались с предложенной моделью.

3 Наблюдения и их первичная обработка

Для проверки изложенных выше гипотез были проанализированы наблюдения 45 O звезд и 57 B звезд, выполненных на орбитальной обсерватории "XMM-Newton" с 2001 по 2017 год. В Табл. 1, представлены сведения об исследуемых объектах, в Табл. 2 приведены сведения о выполненных наблюдениях.

На спутнике "XMM-Newton" установлены научные приборы для детектирования рентгеновского излучения: камера "EPIC" (European Photon Imaging camera), два спектрометра "RGS" (Reflection Grating spectrometer). Камера "EPIC" имеет одну ПЗС-матрицу с переходом PN (EPIC-PN) и две ПЗС-матрицы с переходом MOS (EPIC-MOS1, EPIC-MOS2). Анализ наблюдательных данных был выполнен с использованием программного пакета "SAS 17.0" с учетом рекомендаций группы "SAS" ².

²www.cosmos.esa.int/web/xmm-newton

Таблица 1: Сведения об исследуемых в работе объектах. В первом столбце даны обозначения звезд, во втором - спектральные классы; терминальные скорости, скорости потери массы и напряженности магнитного поля звезд приведены в трех последующих столбцах таблицы. В последнем столбце даны примечания к некоторым объектам.

Объект	Сп. Класс	v_{∞} km s^{-1}	ссылка	$\log(M)$ $M_{\odot} \text{yr}^{-1}$	ссылка	B_p G	ссылка	Примечания
BD-60501	O7v((f))							
CPD-282561	O6.5f?p	2400	[88]	-6.0	[88]			
Ty16-22	O8.5V	2742		-7.0	[54]	1500	[54]	
HD 108	O6f?p	1960	[31]	-7.0	[41]	1200	[41]	
HD 14947	O5If+	2350	[73]	-5.1	[73]			Двойная
HD 15558	O4.5III(f)	2735	[31]					Двойная, RASCWB
HD 15570	O4If+	2200	[11]	-5.7	[11]			
HD 15629	O5 V ((f))	3200	[73]	-5.9	[73]			
HD 16691	O4If	2300	[39]	-4.9	[39]			
HD 24912	O7.5 III(n)((f))	2450	[73]	-6.0	[73]			
HD 34078	O9.5V	800	[40]	-9.5	[40]			II
HD 36512	O9.7V	2220	[25]	-8.1	[25]			
HD 36861	O8 III ((f))	2175	[31]					
HD 37043	O9III	2300	[38]	-5.9	[38]			
HD 37061	O9V	2901	[54]	-8.1	[54]	650	[65]	
HD 37468	O9.5V	1500	[47]	-9.7	[47]			Двойная
HD 37742	O9.7 Ib	2100	[68]	-5.9	[68]			Тройная
HD 45314	O9:pe	2410	[86]	-7.4	[86]			аналог γ Cas
HD 47129	O8I+O7.5III	3567	[54]	-7.2	[54]	2.8	[65]	Двойная
HD 47839	O7V((f))	2150	[36]	-6.2	[36]			
HD 54662	O6.5 V	2456	[31]					Двойная
HD 54879	O9.7V	1700	[79]	-9.0	[79]	2000	[79]	
HD 57682	O9 IV	1200	[28]	-8.9	[28]	880	[28]	
HD 60848	O8 V	1765	[31]					
HD 66811	O4 I (n)f	2485	[31]	-5.1	[73]			II
HD 93128	O3.5V((fc))z	3100	[73]	-5.6	[73]			
HD 93129	O2If*+O3.5V((f))	3200	[73]	-4.5	[73]			Двойная, RASCWB
HD 93205	O3.5V((f))+O8V	3200	II	-6.5	II			
HD 93250	O4III(fc)	3250	[73]	-5.5	[73]			RASCWB

О звезды

Таблица 1: продолжение

Объект	Сп. Класс	v_{∞} km s ⁻¹	ссылка	$\log(M)$ M_{\odot} yr ⁻¹	ссылка	V_p G	ссылка	Примечания
HD 93403	O5.5I+O7V	2615	[31]	-3.3	[69]	42	[32]	Двойная
HD 93521	O9.5Vp	400	[31]			126	[33]	
HD 101205	O7III((f))	2740	[31]					Двойная, β Лут
HD 148937	O6.5f?p	2600	[51]	-5.5	[54]	1000	[65]	
HD 152233	O6II(f)	2730	[31]			106	[32]	Двойная
HD 152248	O7Iabf+O7Ib(f)	2420	[31]	-5.5	[77]	27	[32]	Двойная, β Лут
HD 152249	O9Ib((f))	2010	[31]					
HD 152408	O8: Ia fpe	955	[31]	-4.7	[24]			RACWB
HD 155806	O7.5 V [n]e	2460	[31]			115	[32]	
HD 159176	O7 V((f))	2590	[31]	-5.5				Двойная
HD 164794	O7.5III+ O9.5III+O9.5	2750	[31]					Тройная, RACWB
HD 166734	O7.5If+O9I(f)	1331	[56]	-5.0	[56]			Двойная
HD 167971	O8Iaf(n)+O4	2185	[31]	-5.9				Двойная, RACWB
HD 188001	O7.5 Ia f	1980	[31]					
HD 191612	O6f?p-O8fp	2700	[83]	-5.8	[83]			
HD 210839	O6 I (n)fp	2300	[31]	-5.2	[73]			
HD 215835	O6 V (n)	2810	[31]					Двойная
В звезды								
CD-2312861	B2IV+B2V	700	[64]	-9.9	[64]	500	[64]	Двойная
BD-124982	B0II	1350	[10]	-5.8	[10]			
HD 3360	B2IV	942	[54]	-8.4	[54]	340	[65]	ППЗ
HD 5394	B0.5IVe							γ Cas
HD 10144	B3 Ve	1330	[14]	-10.4	[14]	-	-	Ве
HD 21856	B1V	500	[19]	-8.2	[19]	-	-	
HD 24398	B1 Ib	1295	[31]	-	-	-	-	II
HD 24760	B1.5III							
HD 33328	B2III(e)p							

Таблица 1: продолжение

Объект	Сп. Класс	v_{∞} km s ⁻¹	ссылка	$\log(M)$ $M_{\odot} \text{yr}^{-1}$	ссылка	V_p G	ссылка	Примечания
HD 34816	B0.5V							
HD 35468	B2V							
HD 36959	B1.2							
HD 36960	B1/2Ib/II							
HD 37000	B3/5							
HD 37025	B3(III)							
HD 37128	B0 Ia	1910	[31]	-5.6	[65]	-	-	BS
HD 37479	B2Vp	1794	[54]	-9.8	[54]	9600	[65]	
HD 46328	B1 III	1984	[35]	-	-	1500	[65]	β Cep
HD 44743	B1II-III			-8.2	[22]	100	[26]	
HD 50707	B1Ib							
HD 52089	B1 II/III			-8.1	[22]	13	[26]	
HD 63425	B0.5V	2478	[54]	-7.9	[54]	460	[65]	
HD 63922	BIII							
HD 64760	B0.5 Ib	1500	[31]	-	-	-	-	
HD 66665	B0.5V	2008	[54]	-8.2	[54]	670	[65]	
HD 79351	B2IV-V							
HD 105382	B3/5III					2300	[4]	
HD 110432	B0.5IVpe	1300						аналог γ Cas
HD 111123	B1IV	2000	[15]	-8.0	[15]			
HD 116658	B1IV	1750	[14]	-8.0	[14]	-	-	β Cep
HD 119682	B0.5							аналог γ Cas
HD 120324	B2IV-Ve	1470	[14]	-9.1	[14]	-	-	Be
HD 120991	B2Ve							
HD 122451	B1III	1552	[54]	-8.0	[54]	250	[65]	β Cep
HD 127381	B1-2V	2186	[54]	-9.7	[54]	500	[65]	ЭП
HD 136504	B2IV-V	1019	[54]	-8.3	[54]	600	[65]	Двойная

Таблица 1: продолжение

Объект	Сп. Класс	v_{∞} km s ⁻¹	ссылка	$\log(M)$ $M_{\odot}\text{yr}^{-1}$	ссылка	B_p G	ссылка	Примечания
HD 143275	B0.2IVe	1100	[19]	-6.9	[19]	-	-	
HD 144217	B0.5V	1430	[10]	-6.8	[10]	-	-	
HD 147932	B5					3000	[5]	
HD 149438	B0.2V	2176	[54]	-7.6	[54]	200	[65]	
HD 152234	B0.5Ia	1450	[31]	-	-	-	-	
HD 157246	B1 Ib	735	[31]	-	-	-	-	
HD 157832	B1.5 Ve							аналог γ Cas
HD 158926	B1.5 IV	1560	[14]	-8.4	[14]	-	-	β Cep
HD 161103	B0.5 III-Ve					-	-	аналог γ Cas
HD 165024	B2 Ib	1185	[31]	-	-	-	-	
HD 175191	B3 IV	1220	[14]	-9.9	[14]	-	-	HRM
HD 182180	B2Vn	1058	[54]	-9.9	[54]	11000	[65]	
HD 193924	B2.5V	1360	[14]	-9.9	[14]	-	-	Двойная
HD 200775	B2Ve	862	[54]	-8.1	[54]	1000	[65]	HAEBE
HD 205021	B1IV	2169	[54]	-8.6	[54]	360	[65]	β Cep
HD 212571	BIII-IVe							аналог γ Cas
HD 261938	B3V							
SAO 49725	B0.5 III-Ve							аналог γ Cas

Обозначения: ППЗ – пульсирующие переменные; П – переменные; ГС – голубые сверхгиганты;
ЭП – эллиптические переменные; Ae/Ve Хербига; β Lut – затменно двойная типа β Lut;

Первичная обработка была осуществлена с помощью скриптов *emproc*, *epproc*, *rgsproc* для данных EPIC-MOS, EPIC-PN, RGS соответственно. Затем с помощью команды *tabgtigen* были определены временные интервалы наблюдений, свободные от вспышек фонового излучения. Командами *esfilter*, *rgsfilter* были удалены временные интервалы повышенного фонового излучения. Из изображений EPIC были извлечены спектры исследуемых звезд из круговых регионов, радиусом не менее $15'$, центрируемых на координаты объектов.

Были извлечены спектры фона из круговых регионов того же размера в местах, где отсутствуют другие яркие источники. Далее спектры фона были вычтены из спектров звезд. Если изучаемые звезды наблюдались несколько раз, их спектры из разных наблюдений были объединены командами *epicspeccombine* или *rgsspeccombine*. EPIC-спектры в диапазоне 0.2-8 кэВ были аппроксимированы моделями с помощью программного пакета "XSPEC 12.10.0". Спектры из изображений EPIC-PN, EPIC-MOS1, EPIC-MOS2 аппроксимировались одновременно. EPIC-спектры были переведены в единицы реального потока в $\text{кэВ}^{-1} \text{см}^{-2} \text{с}^{-1}$ командой *efluxer*.

Также в работе были проанализированы спектры звезд, снятые спектрометрами RGS1 и RGS2, они были переведены в единицы реального потока в $\text{Å}^{-1} \text{см}^{-2} \text{с}^{-1}$ с помощью команды *rgsfluxer*, использовались объединенные спектры первого порядка с двух спектрометров в диапазоне 6-38 Å. Для улучшения отношения сигнал/шум эти спектры были сглажены с использованием узких гауссовых фильтров.

Примеры звездных спектров, снятых разными инструментами, показаны на Рис. 1 (RGS-спектры) и на Рис. 2 (EPIC-спектры). В RGS-спектрах, представляющих собой густые частоты рентгеновских линий, у некоторых звезд потоки в линиях весьма высокие по сравнению со слабым уровнем непрерывного спектра (верхние панели Рис. 1).

EPIC-спектры имеют меньшее разрешение, в них слабо разрешены линии, однако хорошо заметны области относительно больших (0.5-0.6 кэВ) и малых рентгеновских потоков (2-8 кэВ).

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

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	HD	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

4 Исследование спектров OB звезд

4.1 Анализ RGS-спектров

В RGS-спектрах исследуемых OB звезд были отождествлены рентгеновские линии методом аппроксимации наблюдаемых профилей, подробно изложено в статье [75]. В каждом наблюдаемом профиле в исходном спектре были определены наибольшее значение потока, затем профиль был нормирован на эту наибольшую величину. Для отождествления были отобраны профили, у которых разность нормированных потоков на краях линий не превышает 40%. Были сформулированы следующие условия методики отождествления линий:

1. Наблюдаемые профили линий с ширинами 0.06-0.08 Å (7-9 отсчетов внутри профиля) считаются одиночными гауссоподобными, их отождествление выполняется только сравнением длины волны, соответствующей наибольшему потоку, с приведенной в базе данных AtomDB³;

2. Предполагается, что наблюдаемые профили с шириной более 0.08 Å (9 и более отсчетов внутри профиля) могут быть блендированными. Компоненты блендированной линии отождествляются с помощью аппроксимации полного профиля суммой гауссиан $G_1(\lambda)$ или гауссоподобных функций $G_1^\alpha(\lambda)$ (с показателем степени в экспоненте, отличным от 2);

3. Считается, что наблюдаемые профили линий могут быть блендами индивидуальных линий;

³www.atomdb.org

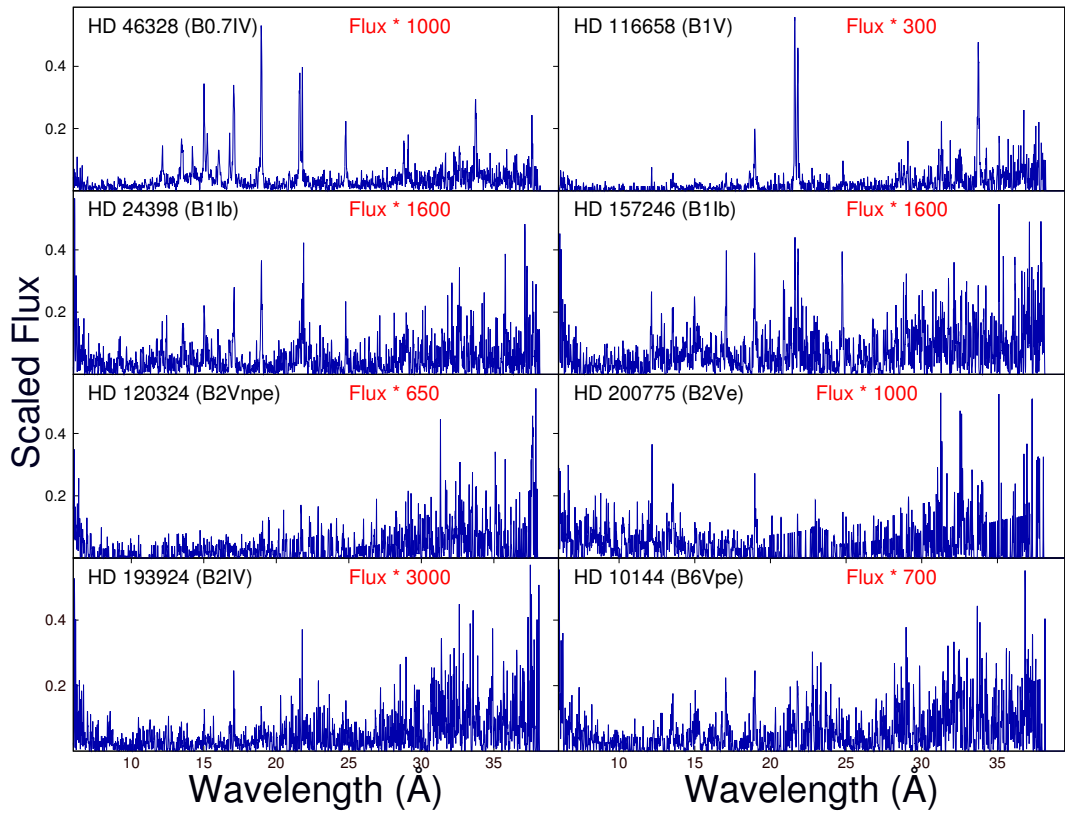


Рис. 1: Примеры RGS-спектров OB звезд.

4. В каждом наблюдаемом блендированном профиле может выделен уровень локального континуума, описанный линейной функцией ($G_{1+c}(\lambda)$, $G_{1+c}^{\alpha}(\lambda)$);

5. Полная ширина FWHM линий в спектре звезды не может превышать терминальную скорость ее 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.

Для каждой отождествленной линии были определены наибольшие значения потоков, полные ширины на уровне половины максимума (FWHM) в $\text{км}\cdot\text{с}^{-1}$ и наблюдаемые длины волн в \AA . Ионы, которые дают вклад в бленду линии, были определены путем сравнения наблюдаемых длин волн с представленными в базе данных AtomDB.

Поскольку для большинства рассмотренных нами звезд, которые наблюдались несколько раз, наблюдения проводились через малые промежутки времени, профили линий в спектрах таких звезд считались стабильными. Для определения возможной переменности профилей линий необходимо исследование спектров, полученных через длительные временные интервалы.

На Рис. 3 изображены примеры аппроксимаций наблюдаемых профи-

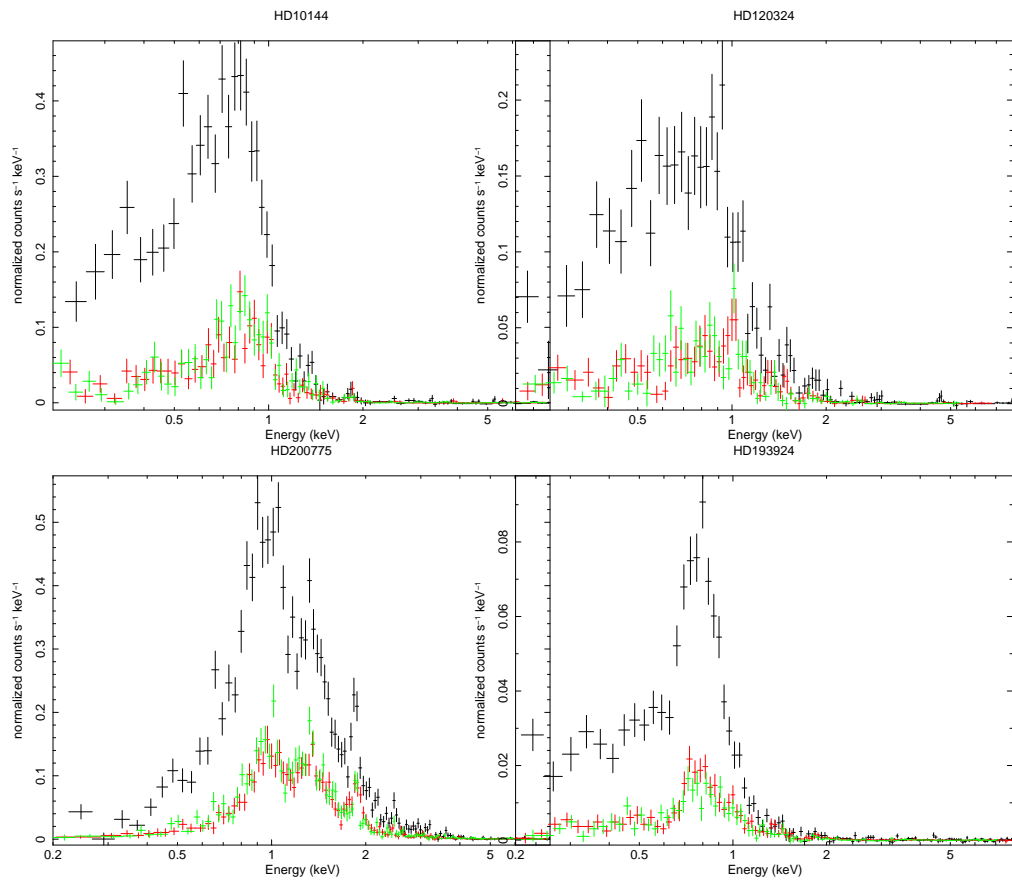


Рис. 2: Примеры EPIC-спектров ОВ звезд. На графиках черными точками показаны спектры EPIC-PN, красными и зелеными точками - спектры EPIC-MOS1, EPIC-MOS2 соответственно. Вертикальными и горизонтальными линиями показаны диапазоны ошибок.

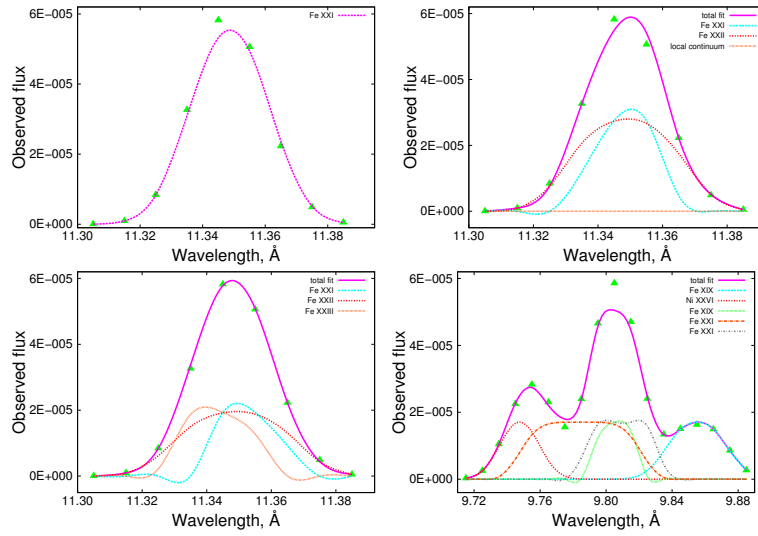


Рис. 3: Примеры аппроксимаций профилей линий в RGS-спектре звезды HD 54662. На двух верхних панелях и на нижней левой панели показаны три варианта отождествления профиля линии вблизи длины волны 11.25 \AA , видно, что профиль может быть описан как одной гаусоподобной функцией, так и суммой из несколькими функций. На нижней правой панели представлен сложный профиль, который нельзя описать суммами гауссиан или гауссоподобных функций с достаточно высокой точностью.

лей линий. Было обнаружено, что один и тот же профиль может быть описан разным набором функций. Поэтому были отобраны все аппроксимации каждого профиля с наибольшей относительной ошибкой не превышающей 10%.

Для профилей более сложной формы (пример такого профиля показан на нижней правой панели Рис. 3) были отобраны аппроксимации с точностью до 30%. Названные верхние пределы ошибок были определены путем сравнения всех полученных аппроксимаций с реальными профилями. Примеры параметров отождествленных линий даны в Табл. 3

Далее были отобраны линии одного иона, присутствующие в спектрах десяти и более звезд на близких длинах волн (отклонение не более 5%). Эти линии были сочтены достаточно надежно отождествленными и использовались для дальнейшего определения жесткости RGS-спектров, определяемой как отношения наибольших потоков в линиях смежных ионов и исследования зависимостей FWHM от потенциала ионизации и от полной энергии ионизации. Примеры таких линий приведены в Табл. 4.

Таблица 3: Аппроксимации профилей линий в спектре O звезды HD 54662. В первых двух столбцах указаны края профилей в Å. В 3-м столбце указаны ионы. Такие параметры аппроксимационных линий, как длина волны, смещение, FWHM, наибольший поток приведены в последующих четырех столбцах. В восьмом столбце указана наибольшая относительная ошибка аппроксимации. В девятом столбце указаны формулы аппроксимации. Обозначением "num" отмечены линии, отождествленные без аппроксимаций, только сравнением с базой AtomDB. В 10-м столбце приведены числа линий 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
11.305	11.385	Fe XXI	11.3487	7	175	5.7992e-5	7.6	$G_1^c(\lambda)$	1
		Fe XXI	11.3491	-4	179	2.7566e-5	9.1	$G_{1+c}^c(\lambda)$	2
		Fe XXII	11.3488	-20	456	2.7566e-5			
		Fe XXI	11.3517	-70	158	1.9320E-5	9.7	$G_1^c(\lambda)$	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	$G_1^c(\lambda)$	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	$G_1^c(\lambda)$	2
		Fe XX	15.6527	101	318	1.8692E-5			
		Ni XXVI	9.7558	-330	453	2.7586E-5	14.0	$G_1^c(\lambda)$	3
9.715	9.885	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	$G_1^c(\lambda)$	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	$G_1^c(\lambda)$	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	1.9163E-5			

4.2 Анализ EPIC-спектров

Спектры, извлеченные из изображений с камеры EPIC были аппроксимированы суммами от 1 до 3 моделей излучения горячей плазмы APES - Astrophysical Plasma Emission Code - [80] или MEKAL [44]. Обе названные модели (далее в тексте работы - тепловые модели) описывают спектр излучения от газа, в котором атомы ионизируются электронным ударом, основаны на расчетах разных авторов.

Эти модели имеют следующие параметры: T - температура излучающей плазмы, Abundance - содержание в плазме металлов, нормированное на солнечное (на основании статьи [6]), norm - нормировочный параметр, зависимый от меры эмиссии, определяет долю плазмы с модельной температурой T . Таким образом, описание спектра суммой из нескольких тепловых моделей означает наличие в околозвездном пространстве областей, нагретых до разных температур. В таких случаях мы вычисляли среднюю температуру плазмы из соотношения

$$T_{\text{norm}} = (T_1 \cdot \text{norm}_1 + T_2 \cdot \text{norm}_2 + \dots) / (\text{norm}_1 + \text{norm}_2 + \dots).$$

Также для определения наличия вклада возможного нетеплового компонента излучения от звезд, была выполнена аппроксимация суммами 1-2 тепловых моделей с добавлением вклада нетеплового (степенного) закона PL.

Для учета поглощения излучения объекта межзвездной средой, суммы любых моделей были умножены на модель фотоэлектрического поглощения без учета томсоновского рассеяния WABS [46] или на модель поглощения рентгеновского излучения межзвездной средой TBABS, учитывающей как поглощение газовой составляющей, так и сгущениями в межзвездном пространстве.

Для того, чтобы оценить поглощение излучения в околозвездной среде, мы сравнили полученные при моделировании значения лучевой концентрации водорода в направлении на объект N_H с данными из каталога [29], вычисленными через соотношение $N_H = E(B - V) \cdot 6.12 \cdot 10^{21} \text{ см}^{-2}$.

В случае несогласования наших результатов с данными каталога, мы умножали суммы тепловых моделей на дополнительную модель фотоэлектрического поглощения PHABS, а в моделях межзвездного поглощения фиксировали значения N_H , равным указанному в каталоге. Локальные лучевые концентрации водорода были вычислены из разностей полученных из моделирования значений и взятых из данных [29].

Спектры некоторых звезд не удалось аппроксимировать моделями со свободным параметром N_H , поэтому эта величина была положена равной значению из каталога [29]. В Табл. 5 и Табл. 6 приведены результаты моделирования спектров. На Рис. 4 показаны примеры аппроксимаций EPIC-спектров.

Мы оценили жесткости EPIC-спектров как отношение интегральных потоков в частях спектра с сильным излучением и со слабым излучением. Эти интегральные потоки были вычислены методом трапеций по таблице спектров в единицах реального потока (см. раздел 3).

Таблица 4: Примеры линий одного иона в спектрах многих звезд на близких длинах волн. В 1-м и 5-м столбцах указаны длины волн в \AA , в 2-м и 6-м столбцах приведены наибольшие значения потоков в линиях в единицах 10^{-5} , 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 линии.

Длина волны \AA	Поток 10^{-5}	FWHM km s^{-1}	Объект	Длина волны \AA	Поток 10^{-5}	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				

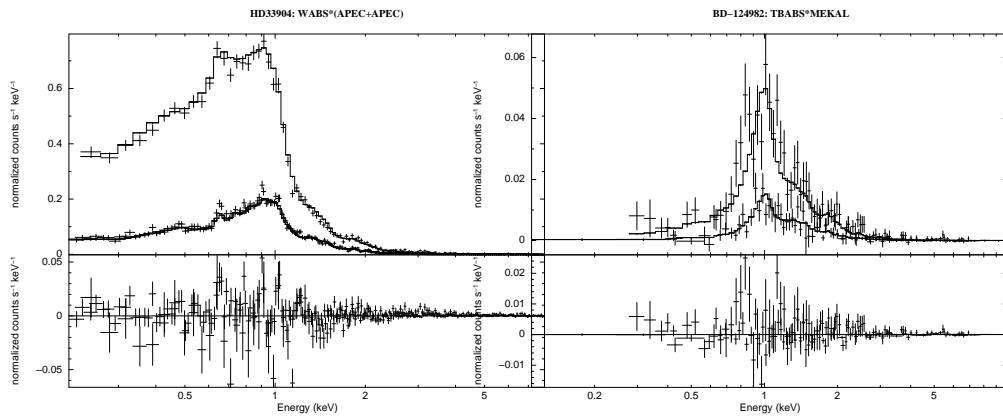


Рис. 4: Примеры аппроксимаций спектров ОВ звезд. На верхних панелях графиков точками показаны спектры, ломаными линиями - модели, на нижних панелях показаны величины отклонения модельного спектра от наблюдаемого.

Таблица 5: Результаты моделирования спектров звезд тепловыми моделями. В первом столбце указаны обозначения звезд, в последующих — значения параметров моделей, в последнем столбце — величина χ^2 , характеризующая качество аппроксимации и число степеней свободы. Значения N_H с учетом межзвездного поглощения (см. текст).

Звезда	$N_{H, \text{сорт}}$		kT_1		kT_2		$norm_1$		kT_3		$norm_3$		Abundance отн. ед.	χ^2 (d.o.f.)
	10^{22-2}	кэВ	10^{-4}	кэВ	10^{-4}	кэВ	10^{-4}	кэВ	10^{-4}	кэВ	10^{-4}	кэВ		
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	$0.24^{+0.21}_{-0.16}$	$0.58^{+0.16}_{-0.09}$	$5.97^{+3.34}_{-1.87}$	$0.29^{+0.01}_{-0.01}$	23^{+5}_{-5}			$0.12^{+0.23}_{-0.06}$					1.05 (213)	
HD 15558	$0.32^{+0.06}_{-0.11}$	$0.24^{+0.02}_{-0.02}$	199^{+63}_{-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^{+87}_{-87}	$0.66^{+0.05}_{-0.06}$	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	$0.18^{+0.17}_{-0.17}$	$0.71^{+0.11}_{-0.13}$	$5.09^{+3.09}_{-1.48}$	$0.27^{+0.01}_{-0.01}$	$2.55^{+1.58}_{-0.35}$	$0.14^{+0.01}_{-0.01}$	$4.83^{+2.97}_{-1.16}$	$0.06^{+0.12}_{-0.04}$					0.77 (199)	
HD 34078	$0.095^{+0.028}_{-0.028}$	$0.76^{+0.14}_{-0.13}$	$0.05^{+0.04}_{-0.03}$	$0.29^{+0.01}_{-0.01}$	23^{+5}_{-5}			$0.17^{+0.05}_{-0.03}$					≤ 3.16 1.72 (334)	
HD 36512	≤ 0.014	$0.14^{+0.01}_{-0.01}$	36^{+6}_{-6}	$0.48^{+0.06}_{-0.06}$	$5.78^{+3.16}_{-3.16}$								1.17 (262)	
HD 45314	≤ 0.69	$9.83^{+3.53}_{-3.53}$	$7.53^{+0.42}_{-0.22}$	$0.31^{+0.03}_{-0.03}$	22^{+7}_{-7}			$0.37^{+0.14}_{-0.03}$					1.21 (451)	
HD 47129	≤ 0.003	$2.77^{+0.21}_{-0.21}$	14^{+2}_{-2}	≤ 0.096	381^{+100}_{-230}			$0.19^{+0.03}_{-0.03}$					1.64 (436)	
HD 47839	$0.03^{+0.02}_{-0.02}$	$0.245^{+0.007}_{-0.007}$	58^{+13}_{-12}	$0.59^{+0.03}_{-0.03}$	$1.92^{+0.89}_{-0.92}$	$0.68^{+0.05}_{-0.09}$	$2.75^{+1.69}_{-0.67}$	$0.19^{+0.05}_{-0.04}$					1.57 (238)	
HD 54662	≤ 0.06	$0.187^{+0.009}_{-0.008}$	10^{+7}_{-5}	$0.74^{+0.03}_{-0.03}$	$2.63^{+0.72}_{-0.82}$			$0.78^{+0.80}_{-0.29}$					1.42 (280)	
HD 54879	$0.14^{+0.08}_{-0.08}$	$0.18^{+0.02}_{-0.02}$	$5.70^{+3.14}_{-2.10}$					$0.46^{+0.40}_{-0.17}$					1.14 (330)	
HD 57682	$0.05^{+0.02}_{-0.02}$	$0.69^{+0.09}_{-0.03}$	13^{+2}_{-4}					$0.096^{+0.020}_{-0.017}$					1 (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}_{-530}	$0.52^{+0.02}_{-0.02}$	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^{+11}_{-11}	$0.61^{+0.02}_{-0.02}$	$12.8^{+1.5}_{-1.5}$			$0.28^{+0.06}_{-0.06}$					1.75 (413)	
HD 93250	$0.17^{+0.08}_{-0.08}$	$0.16^{+0.03}_{-0.03}$	179^{+200}_{-113}	$0.59^{+0.03}_{-0.03}$	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 [†]	$0.53^{+0.05}_{-0.05}$	$0.30^{+0.02}_{-0.02}$	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^{+2}_{-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}	$0.61^{+0.03}_{-0.01}$	$9.42^{+1.62}_{-1.43}$	$1.13^{+0.06}_{-0.18}$	$4.13^{+3.25}_{-0.69}$	$0.36^{+0.10}_{-0.08}$					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}_{-8}	$2.09^{+0.08}_{-0.07}$	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^{+27}_{-27}	$0.60^{+0.03}_{-0.03}$	11^{+4}_{-4}			$0.73^{+0.21}_{-0.14}$					1.02 (263)	
HD 152249	$0.13^{+0.08}_{-0.08}$	$0.23^{+0.04}_{-0.04}$	28^{+20}_{-20}	$0.57^{+0.10}_{-0.10}$	$4.7^{+2.5}_{-2.5}$			$0.26^{+0.14}_{-0.14}$					1.1 (226)	
HD 152408	$0.97^{+0.33}_{-0.33}$	$1.71^{+0.32}_{-0.32}$	$0.31^{+0.24}_{-0.11}$	$0.56^{+0.01}_{-0.01}$	$2.64^{+0.54}_{-0.54}$			$0.85^{+0.21}_{-0.21}$					1.16 (259)	
HD 155806	$0.15^{+0.04}_{-0.04}$	$0.078^{+0.013}_{-0.009}$	47^{+28}_{-28}	$0.25^{+0.02}_{-0.02}$	$1.88^{+4.21}_{-0.54}$	$0.69^{+0.15}_{-0.08}$	$0.07^{+0.28}_{-0.04}$	≤ 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^{+5}_{-5}	$0.54^{+0.08}_{-0.08}$	15^{+3}_{-3}	$0.26^{+0.05}_{-0.04}$					1.3 (336)	

О ЗВЕЗДЫ

Таблица 5: Продолжение.

Звезда	$N_{H,corr}$ 10^{22-2}	kT_1 кэВ	$\log t_1$ 10^{-4}	kT_2 кэВ	$\log t_2$ 10^{-4}	kT_3 кэВ	$\log t_3$ 10^{-4}	Abundance огн. 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}_{-3}					1 (fr.)	1.7 (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}			$0.93^{+0.31}_{-0.31}$	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)
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)
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)
Tr16-22	$0.22^{+0.17}_{-0.19}$	$1.82^{+0.17}_{-0.22}$	$2.84^{+0.85}_{-0.59}$	$0.81^{+0.25}_{-0.08}$	$1.69^{+1.01}_{-0.80}$			$0.53^{+0.33}_{-0.33}$	0.95 (387)
В звезды									
HD 3360	$0.047^{+0.046}_{-0.046}$	$0.32^{+0.05}_{-0.05}$	$5.30^{+6.46}_{-1.93}$	$0.093^{+0.10}_{-0.007}$	27^{+17}_{-7}	$1.32^{+0.04}_{-0.04}$	$6.99^{+0.48}_{-0.43}$	$0.031^{+0.021}_{-0.017}$	1.04 (242)
HD 10144	≤ 0.08	$0.33^{+0.06}_{-0.06}$	30^{+15}_{-15}					$0.07^{+0.02}_{-0.02}$	1.39 (216)
HD 21856	$0.12^{+0.09}_{-0.09}$	$0.38^{+0.02}_{-0.02}$	$1.89^{+1.20}_{-1.50}$					$0.023^{+0.021}_{-0.021}$	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	$0.038^{+0.014}_{-0.014}$	$0.81^{+0.04}_{-0.05}$	$3.69^{+0.57}_{-0.54}$					$0.055^{+0.015}_{-0.014}$	1.12 (276)
HD 36960	≤ 0.013	$0.31^{+0.02}_{-0.02}$	$6.90^{+6.28}_{-2.68}$					$0.18^{+0.06}_{-0.03}$	1.3 (377)
HD 37000 [†]	$0.29^{+0.04}_{-0.04}$	$0.68^{+0.02}_{-0.02}$	823^{+197}_{-197}					$0.20^{+0.05}_{-0.05}$	1.15 (233)
HD 37025 [†]	$0.045^{+0.044}_{-0.033}$	$0.77^{+0.07}_{-0.07}$	$0.57^{+0.31}_{-0.21}$					$0.17^{+0.13}_{-0.07}$	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	$0.020^{+0.008}_{-0.008}$	$5.45^{+1.37}_{-0.92}$	$6.17^{+1.05}_{-0.84}$	$0.27^{+0.03}_{-0.01}$	$5.67^{+1.51}_{-1.31}$	$1.23^{+0.04}_{-0.02}$	$7.97^{+1.81}_{-1.97}$	$0.15^{+0.05}_{-0.03}$	1.17 (469)
HD 46328	$0.034^{+0.012}_{-0.012}$	$0.11^{+0.01}_{-0.01}$	16^{+13}_{-4}	$0.31^{+0.01}_{-0.01}$	$6.19^{+0.62}_{-0.55}$	$0.81^{+0.02}_{-0.01}$	$3.95^{+0.32}_{-0.32}$	$0.18^{+0.11}_{-0.11}$	1.43 (401)
HD 47777 [†]	0.05 (fr.)	$1.32^{+0.20}_{-0.20}$	$0.50^{+0.11}_{-0.11}$	$0.38^{+0.10}_{-0.10}$	$0.34^{+0.14}_{-0.14}$			$0.18^{+0.11}_{-0.11}$	0.96 (265)
HD 50707	≤ 0.028	$0.21^{+0.02}_{-0.02}$	$3.95^{+3.72}_{-2.00}$					$0.078^{+0.095}_{-0.037}$	0.9 (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	$N_{H,corr}$ 10 ²²⁻²	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	$0.045^{+0.032}_{-0.032}$	$0.61^{+0.11}_{-0.12}$	$0.010^{+0.070}_{-0.070}$	$0.18^{+0.03}_{-0.03}$	$0.03^{+0.24}_{-0.01}$			≤ 0.55	0.95 (160)
HD 79351	≤ 0.0007	$0.71^{+0.06}_{-0.06}$	$5.48^{+0.82}_{-0.73}$	$1.21^{+0.02}_{-0.06}$	$7.47^{+1.07}_{-0.91}$			$0.20^{+0.02}_{-0.02}$	1.32 (449)
HD 105382 [†]	≤ 0.034	$0.61^{+0.06}_{-0.10}$	$1.23^{+0.23}_{-0.16}$	$0.81^{+0.03}_{-0.03}$	$1.23^{+0.23}_{-0.16}$			$0.11^{+0.05}_{-0.05}$	0.8 (138)
HD 110432 [†]	$0.214^{+0.004}_{-0.004}$	$0.81^{+0.03}_{-0.03}$	$1.16^{+0.14}_{-0.14}$	$0.29^{+0.01}_{-0.01}$	$54.7^{+2.3}_{-2.4}$	$4.70^{+0.47}_{-0.51}$	17^{+3}_{-3}	$0.84^{+0.08}_{-0.08}$	1.45 (485)
HD 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 119832 [†]	$0.17^{+0.01}_{-0.01}$	$0.97^{+0.21}_{-0.28}$	$0.21^{+0.13}_{-0.13}$	$8.79^{+1.30}_{-0.94}$	$6.59^{+0.27}_{-0.26}$			$0.52^{+0.17}_{-0.15}$	1.11 (464)
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 [†]	$0.018^{+0.012}_{-0.011}$	$1.20^{+0.09}_{-0.09}$	$9.43^{+1.16}_{-0.98}$	$0.09^{+0.02}_{-0.01}$	$6.30^{+17.45}_{-4.64}$	$0.69^{+0.06}_{-0.02}$	$0.14^{+0.11}_{-0.02}$	$0.03^{+0.02}_{-0.01}$	1.39 (248)
HD 143275 [†]	$0.15^{+0.05}_{-0.05}$	$0.26^{+0.01}_{-0.01}$	$1.10^{+0.37}_{-0.37}$	$0.25^{+0.01}_{-0.01}$	58^{+13}_{-11}			≤ 2.90	1.36 (211)
HD 144217 [†]	$0.17^{+0.03}_{-0.02}$	$0.91^{+0.03}_{-0.03}$	$9.03^{+0.78}_{-0.78}$	$4.97^{+1.55}_{-1.07}$	$3.98^{+0.58}_{-0.94}$	$0.11^{+0.02}_{-0.02}$	175^{+275}_{-173}	$0.22^{+0.02}_{-0.02}$	1.39 (424)
HD 147932	$0.12^{+0.02}_{-0.02}$	$1.03^{+0.02}_{-0.02}$	21^{+2}_{-2}	$0.81^{+0.03}_{-0.03}$	$3.81^{+0.57}_{-0.57}$	$0.13^{+0.04}_{-0.03}$	49^{+93}_{-26}	$0.11^{+0.01}_{-0.01}$	1.22 (458)
HD 152234	$0.18^{+0.06}_{-0.06}$	$0.31^{+0.09}_{-0.09}$	14^{+6}_{-6}	$0.62^{+0.02}_{-0.02}$	11^{+1}_{-1}			$0.38^{+0.07}_{-0.07}$	1.55 (384)
HD 157246	$0.06^{+0.02}_{-0.02}$	$0.18^{+0.03}_{-0.03}$	$6.26^{+5.37}_{-1.79}$	$10.13^{+2.47}_{-1.29}$	$15.03^{+0.75}_{-0.75}$			$0.14^{+0.02}_{-0.02}$	0.95 (308)
HD 157832	≤ 0.004	$1.07^{+0.23}_{-0.12}$	$0.44^{+0.39}_{-0.16}$	$0.119^{+0.008}_{-0.006}$	$8.86^{+4.80}_{-6.39}$			$0.94^{+0.29}_{-0.27}$	0.93 (445)
HD 158926	≤ 0.77	$0.28^{+0.02}_{-0.02}$	$2.33^{+1.76}_{-1.16}$	$0.119^{+0.008}_{-0.006}$	$8.86^{+4.80}_{-6.39}$			$0.44^{+1.63}_{-0.21}$	0.96 (219)
HD 161103 [†]	$0.35^{+0.02}_{-0.02}$	$0.91^{+0.02}_{-0.02}$	$0.33^{+1.86}_{-0.87}$	$8.07^{+0.57}_{-0.57}$	$8.50^{+1.29}_{-0.77}$			$0.91^{+0.14}_{-0.14}$	1.01 (474)
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 [†]	$0.09^{+0.05}_{-0.05}$	$1.29^{+0.35}_{-0.17}$	$1.32^{+0.43}_{-0.50}$					$0.10^{+0.25}_{-0.06}$	0.86 (213)
HD 193924	$0.021^{+0.016}_{-0.016}$	$0.42^{+0.03}_{-0.02}$	$1.28^{+0.35}_{-0.26}$	$0.55^{+0.04}_{-0.04}$	14^{+2}_{-2}			$0.18^{+0.05}_{-0.04}$	1.03 (278)
HD 200775	$0.57^{+0.02}_{-0.02}$	$0.87^{+0.02}_{-0.02}$	$2.35^{+0.52}_{-0.51}$	$12.99^{+0.64}_{-0.61}$	65^{+1}_{-1}			$0.98^{+0.18}_{-0.05}$	1.88 (316)
HD 212571	$0.065^{+0.004}_{-0.004}$	$1.31^{+0.07}_{-0.07}$	$2.35^{+0.52}_{-0.51}$					$0.46^{+0.05}_{-0.05}$	1.17 (488)
HD 261938 [†]	$0.037^{+0.016}_{-0.013}$	$0.93^{+0.05}_{-0.05}$	$1.60^{+0.29}_{-0.23}$	$0.98^{+0.02}_{-0.02}$	$18.5^{+2.0}_{-5.6}$			$0.07^{+0.03}_{-0.02}$	1.02 (244)
BD-124982 [†]	$0.37^{+0.08}_{-0.06}$	$1.03^{+0.08}_{-0.08}$	$2.04^{+1.43}_{-0.72}$	$0.99^{+0.51}_{-0.23}$	$0.28^{+0.36}_{-0.17}$			$0.23^{+0.14}_{-0.03}$	0.99 (152)
CD-2312861 [†]	$0.34^{+0.06}_{-0.01}$	$3.89^{+0.97}_{-0.97}$	$3.01^{+0.73}_{-0.46}$					$0.11^{+0.01}_{-0.01}$	1.71 (452)
SAO 49725 [†]	$0.38^{+0.09}_{-0.06}$	$8.97^{+3.13}_{-1.97}$	$4.92^{+0.46}_{-0.43}$					$0.78^{+0.42}_{-0.35}$	0.97 (370)

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

[‡] - помечены звезды, у которых величины $E(B-V)=0$ или не определены, для них указаны параметры N_H без поправки на межзвездное поглощение. Данные о звездах с нулевым или неопределенным значением N_H не учитывались в исследованиях зависимостей параметров звезд от локальной лучевой концентрации водорода.

Таблица 6: Результаты моделирования спектров звезд тепловыми моделями с добавлением степенного закона. В первом столбце указаны обозначения звезд, в последующих - значения параметров моделей, в последнем столбце - величина χ^2 , характеризующая качество аппроксимации и число степеней свободы. Значения N_H даны с учетом межзвездного поглощения (см. текст).

Звезда	N_H, core		kT_1		kT_2		$\log m_2$	Γ	Abundance	χ^2 (d.o.f.)
	10^{22-2}	кэВ	10^{-4}	кэВ	10^{-4}	кэВ				
О звезды										
HD 108	$0.095^{+0.008}_{-0.008}$	$0.61^{+0.02}_{-0.02}$	$0.017^{+4.33}_{-0.009}$					$2.92^{+0.08}_{-0.07}$	≤ 0.85	1.40 (406)
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)
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}			$2.70^{+0.35}_{-0.46}$	$0.30^{+3.52}_{-0.12}$	1.12 (401)
HD 45314	$0.88^{+0.14}_{-0.01}$	$0.37^{+0.05}_{-0.01}$	$0.95^{+0.47}_{-0.47}$					$1.67^{+0.04}_{-0.97}$	$4.73^{+2.18}_{-0.38}$	1.30 (451)
HD 54662	$0.10^{+0.01}_{-0.01}$	$0.24^{+0.01}_{-0.01}$	58^{+31}_{-36}					$3.59^{+1.53}_{-0.46}$	$0.18^{+0.06}_{-0.06}$	1.55 (280)
HD 57682	$0.17^{+0.05}_{-0.05}$	$0.81^{+0.04}_{-0.04}$	$0.34^{+3.41}_{-0.06}$					$3.78^{+0.46}_{-0.43}$	≤ 0.36	0.97 (278)
HD 93128†	$0.61^{+0.04}_{-0.04}$	$0.24^{+0.03}_{-0.03}$	93^{+74}_{-74}					$2.97^{+0.26}_{-0.24}$	$0.10^{+0.55}_{-0.05}$	1.00 (260)
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)
HD 93205	$0.23^{+0.02}_{-0.02}$	$0.19^{+0.01}_{-0.01}$	83^{+38}_{-28}	$0.51^{+0.04}_{-0.03}$	18^{+4}_{-3}			$1.62^{+0.50}_{-0.50}$	$0.17^{+0.05}_{-0.03}$	1.47 (411)
HD 93521	$0.24^{+0.04}_{-0.04}$	$0.23^{+0.04}_{-0.04}$	$0.07^{+0.92}_{-0.92}$					$4.56^{+0.74}_{-0.74}$	≤ 0.11	0.95 (277)
HD 148937	$0.06^{+0.05}_{-0.05}$	$0.54^{+0.02}_{-0.02}$	$2.06^{+0.48}_{-0.48}$	$1.27^{+0.07}_{-0.08}$	$1.00^{+3.51}_{-0.56}$			$2.77^{+0.05}_{-0.07}$	≤ 3.00	1.74 (478)
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)
HD 152248	$0.13^{+0.03}_{-0.03}$	$0.60^{+0.02}_{-0.02}$	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	$0.99^{+0.06}_{-0.06}$	$0.57^{+0.05}_{-0.05}$	$0.54^{+0.95}_{-0.95}$					$2.18^{+0.09}_{-0.09}$	≤ 1.68	1.03 (259)
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)
HD 159176	$0.12^{+0.01}_{-0.01}$	$0.24^{+0.02}_{-0.02}$	75^{+24}_{-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)
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)
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)
HD 188001	$0.16^{+0.02}_{-0.02}$	$0.60^{+0.04}_{-0.04}$	$0.17^{+0.62}_{-0.62}$					$5.36^{+0.50}_{-0.50}$	≤ 0.12	1.16 (269)
HD 191612	≤ 0.007	$0.53^{+0.07}_{-0.07}$	$0.25^{+0.23}_{-0.23}$	$0.97^{+0.12}_{-0.04}$	$0.29^{+0.76}_{-0.08}$			$2.80^{+0.46}_{-0.46}$	≤ 1.20	1.39 (458)
HD 215835	$0.11^{+0.03}_{-0.03}$	$0.71^{+0.02}_{-0.02}$	$0.60^{+0.17}_{-0.08}$					$4.69^{+0.43}_{-0.36}$	≤ 0.48	1.33 (276)
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)
Ty16-22	$0.27^{+0.05}_{-0.05}$	$1.26^{+0.09}_{-0.10}$	$0.23^{+2.41}_{-0.06}$					$2.99^{+0.17}_{-0.32}$	≤ 0.34	0.94 (387)
B звезды										
HD 3360	$0.21^{+0.12}_{-0.12}$	$0.29^{+0.12}_{-0.05}$	$1.78^{+6.03}_{-1.26}$					≤ 4.85	≤ 0.047	1.01 (240)
HD 21856	≤ 0.48	$0.20^{+0.02}_{-0.02}$	$0.90^{+0.70}_{-0.70}$					$5.24^{+0.67}_{-0.67}$	$0.65^{+0.54}_{-0.54}$	0.97 (132)
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)
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)
HD 34816	≤ 0.033	$0.225^{+0.004}_{-0.004}$	14^{+12}_{-11}					$5.75^{+1.56}_{-0.76}$	$0.18^{+0.75}_{-0.09}$	1.35 (241)

Таблица 6. Продолжение.

Звезда	$N_{H,corr}$ 10 ²² -2	kT_1 кэВ	$\nu\tau_{\nu 1}$ 10 ⁻⁴	kT_2 кэВ	$\nu\tau_{\nu 2}$ 10 ⁻⁴	Γ	Abundance	χ^2 (d.o.f.)
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 ^{+0.77} -0.51	≤ 0.42	1.4 (274)
HD 36959	0.12 ^{+0.04} -0.04	0.99 ^{+0.06} -0.005	0.046 ^{+1.041} -2.46			3.22 ^{+0.25} -0.22	≤ 0.19	1.19 (274)
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} -3.07	2.68 ^{+0.81} -0.07	0.47 ^{+2.81} -0.23	1.18 (377)
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)
HD 46328	0.050 ^{+0.008} -0.008	0.75 ^{+0.01} -0.01	1.83 ^{+1.00} -0.527	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)
HD 47777 [†]	0.05 (fr.)	0.98 ^{+0.10} -0.003	0.266 ^{+0.257} -0.11			2.58 ^{+0.21} -0.50	≤ 0.07	0.98 (265)
HD 63922	0.04 ^{+0.01} -0.01	0.190 ^{+0.003} -0.002	1.45 ^{+3.90} -0.11	0.63 ^{+0.02} -0.02	0.21 ^{+0.55} -0.02	5.16 ^{+0.32} -0.56	≤ 1.40	1.25 (328)
HD 64760	0.05 ^{+0.02} -0.02	0.38 ^{+0.02} -0.01	19 ⁺³ -7.41	1.21 ^{+0.08} -0.08	5.69 ^{+0.62} -1.04	1.13 ^{+0.57} -0.64	0.036 ^{+0.005} -0.005	1.66 (359)
HD 79351	≤ 0.011	0.63 ^{+0.01} -0.01	7.41 ^{+1.11} -1.37			1.73 ^{+0.64} -0.88	0.25 ^{+0.06} -0.03	1.21 (447)
HD 105382 [†]	0.06 ^{+0.15} -0.06	0.78 ^{+0.07} -0.08	0.04 ^{+0.96} -0.01	0.93 ^{+0.04} -0.04	1.05 ^{+0.12} -0.12	3.82 ^{+1.48} -1.46	≤ 0.10	0.84 (136)
HD 110432	0.225 ^{+0.005} -0.005	8.24 ^{+1.06} -0.19	25 ⁺³ -11.59			1.42 ^{+0.02} -0.02	1.0 (fr.)	1.05 (486)
HD 119682 [†]	0.33 ^{+0.09} -0.07	0.44 ^{+0.15} -0.05	57 ⁺⁸³ -8.95			1.60 ^{+0.10} -0.10	0.01 ^{+0.04} -0.01	1.15 (464)
HD 120324	0.15 ^{+0.07} -0.10	0.76 ^{+0.05} -0.05	0.10 ^{+0.04} -0.02			4.11 ^{+0.73} -0.53	≤ 0.47	1.21 (214)
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)
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)
HD 143275 [†]	0.29 ^{+0.03} -0.03	0.233 ^{+0.006} -0.006	3.46 ^{+9.58} -0.50			8.17 ^{+1.33} -1.03	≤ 1.31	1.81 (213)
HD 147932	0.23 ^{+0.02} -0.02	1.00 ^{+0.02} -0.01	0.62 ^{+0.07} -0.14			2.83 ^{+0.06} -0.17	≤ 2.15	1.23 (458)
HD 152234	0.16 ^{+0.02} -0.02	0.25 ^{+0.01} -0.01	1.20 ^{+1.14} -2.09	0.77 ^{+0.03} -0.02	0.31 ^{+0.29} -0.29	4.19 ^{+0.16} -0.28	1.43 ^{+1.14} -1.14	1.61 (384)
HD 157246	0.17 ^{+0.03} -0.03	0.19 ^{+0.03} -0.03	2.43 ^{+2.09} -0.29	0.61 ^{+0.02} -0.02	2.79 ^{+2.74} -2.74	4.07 ^{+0.32} -0.32	≤ 0.35	0.89 (306)
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)
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)
HD 161103 [†]	0.37 ^{+0.03} -0.03	5.46 ^{+1.09} -0.72	5.93 ^{+2.38} -2.47	0.65 ^{+0.06} -0.02	0.41 ^{+0.27} -0.27	1.24 ^{+0.28} -0.39	1.06 ^{+2.80} -0.35	0.99 (472)
HD 165024	0.12 ^{+0.05} -0.05	0.19 ^{+0.04} -0.04	0.19 ^{+2.47} -0.06	0.70 ^{+0.02} -0.09	0.14 ^{+0.02} -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)
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)
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)
HD 261938 [†]	0.11 ^{+0.05} -0.05	0.90 ^{+0.07} -0.05	0.035 ^{+0.948} -0.02			3.10 ^{+0.37} -0.68	≤ 0.13	0.99 (242)
CD-2312861 [†]	0.43 ^{+0.06} -0.06	0.96 ^{+0.02} -0.14	0.57 ^{+15.95} -0.03			3.02 ^{+0.64} -0.14	≤ 0.12	1.73 (452)
SAO 49725 [†]	0.47 ^{+0.23} -0.23	0.70 ^{+0.14} -0.14	1.65 ^{+1.63} -1.65			1.67 ^{+0.19} -0.09	0.29 ^{+0.19} -0.19	1.0 (368)

5 Результаты исследования спектров ОВ звезд

5.1 Исследование линий в рентгеновских спектрах

Мы проанализировали отождествленные рентгеновские линии и подвели общие итоги. Как следует из Рис. 3 отождествленные профили линий могут иметь разную форму. Широкие линии с плоскими вершинами (например, Fe XXI на графике на нижней правой панели) образуются в оптически тонкой среде, линии Fe XXI, Fe XXII на графике на нижней левой панели имеют смещение в голубую сторону.

Согласно Оскиновой и др. [59, 61, 62] это смещение связано с неоднородностями в звездном ветре. Звездный ветер поддерживается давлением излучения в линиях. Фотоны, излучаемые фотосферой звезды, могут поглощаться в частотах тысяч линий.

Если в каком-то месте звездного ветра газ 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 поглотится и передадут свой импульс газу. Давление излучения уменьшится, а сила тяжести останется прежней. Газ в этом месте начнет тормозиться и столкнется с невозмущенным газом, движущемся с прежней скоростью. Возникнет ударная волна, которая может сжать газ в области флуктуации скорости ветра. Таким образом возникают сгущения⁴ в звездном ветре.

Если рентгеновские фотоны движутся в сторону наблюдателя и взаимодействуют со сгущениями в звездном ветре (обычно имеющими сферическую форму), то профили рентгеновских линий смещаются в голубую сторону. В то же время, если в звездном ветре присутствуют сгущения плоской формы (форму "блинов", перпендикулярных лучу зрения), то согласно [59] профили рентгеновских линий должны быть симметричны. Это может быть объяснено тем, что оптическая толщина *блинов* в направлении преимущественного распространения фотонов (от фотосферы наружу) мала.

Однако, в нашей работе мы обнаружили, что некоторые профили рентгеновских линий смещены в красную сторону. В статьях [59, 61, 62] это обстоятельство не было проанализировано. Природа таких смещений не ясна. Исходя из физики процесса рассеяния рентгеновских фотонов в плотных сгущениях в сферически-симметричном звездном ветре с монотонным возрастанием скорости истечения при увеличении расстояния от центра звезды, можно сделать вывод о теоретической невозможности таких смещений. Необходим дополнительный анализ смещений профилей линий в наблюдаемых спектрах, чтобы установить, являются ли такие смещения реальными.

Большая часть отождествленных нами линий в рентгеновских спектрах имеют неуширенную симметричную форму, около 2% линий смещены в красную или голубую области спектра, у около 20-30% линий можно выделить вклад локального континуума, что также может указывать на наличие смещений в линии. Основываясь на этой статистике, можно утверждать, что большинство рентгеновских линий в спектрах ОВ звезд образуются в оптически тонкой среде, в звездных ветрах со сгущениями преимущественно плоской формы.

⁴В оригинальных текстах статей [59, 61, 62] они называются "clumps".

Присутствие в рентгеновских спектрах как симметричных, так и смещенных профилей линий может свидетельствовать о наличии в ветрах ОВ звезд сгущений различной формы.

Мы также исследовали зависимость полных ширин FWHM линий от потенциала ионизации и от полной энергии ионизации (энергии связи). Значения ионизационных параметров были взяты из базы ASD⁵. Значения FWHM линий одного иона в спектрах всех рассмотренных О звезд и В звезд были усреднены.

Соответствующие графики приведены на Рис. 5 и 6. Найденные зависимости указывают на то, что линии высокоионизованных элементов в среднем более широкие, что может означать, что эти линии формируются дальше от фотосферы звезды. В то же время ошибки определения средних значений FWHM весьма велики, поэтому сделать уверенное заключение о росте величин FWHM с увеличением потенциала ионизации и энергии связи пока не представляется возможным.

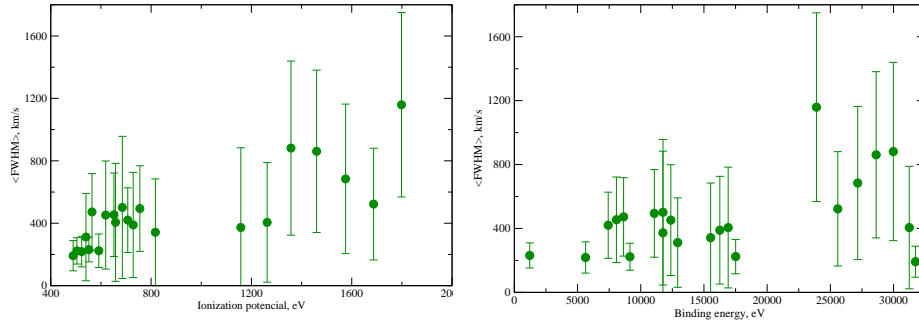


Рис. 5: Зависимость FWHM линий от потенциала ионизации (левая панель) и от полной энергии ионизации (правая панель) для О звезд.

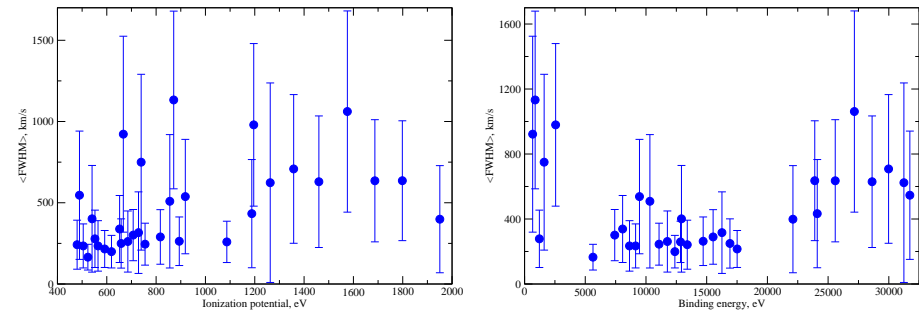


Рис. 6: То же, что на Рис. 5 для В звезд.

⁵<https://physics.nist.gov/PhysRefData/ASD/ionEnergy.html>

5.2 Проверка следствий из модели ударной волны в звездном ветре, ограниченной магнитным полем

Для того, чтобы определить, выполняются ли предположенные нами следствия из модели MCWS, мы исследовали зависимости жесткости рентгеновских спектров звезд от терминальной скорости звездного ветра, скорости потери массы и от напряженности магнитного поля. В статьях [75, 76] были исследованы эти зависимости в функции жесткостей, определяемых по RGS-спектрам. Но по результатам этих исследований корреляции не были выявлены, возможно потому, что отождествление спектральных линий RGS-спектрах весьма неоднозначно.

По этой причине мы исследовали зависимости жесткости EPIC-спектров от названных выше параметров. Графики полученных зависимостей для всех исследованных ОВ звезд представлены на Рис. 7, 8 и 9. Зависимости для магнитных и слабомагнитных звезд (у которых пока не определены напряженности магнитного поля) показаны заполненными кружками разных цветов.

Из графиков следует, что в зависимости жесткости от терминальной скорости звездного ветра присутствует максимум при значении ~ 2300 км/с. Этот максимум лучше виден для немагнитных (слабомагнитных звезд). Максимум в зависимости жесткости от скорости потери массы при значении $\dot{M} \approx 10^{-8} M_{\odot}/\text{год}$ значим только для В звезд.

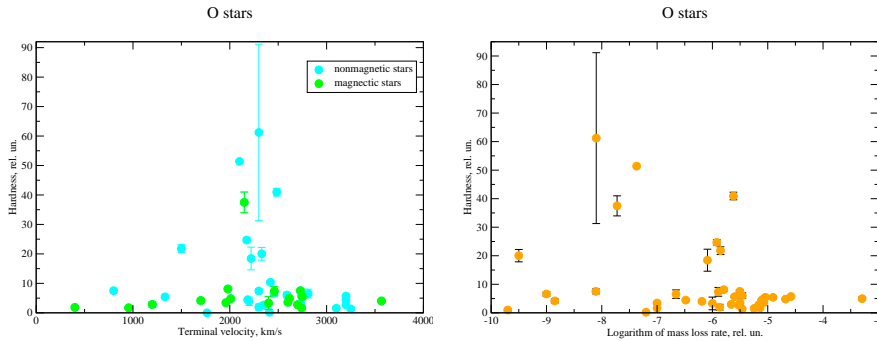


Рис. 7: Графики зависимости жесткости рентгеновских спектров О звезд от терминальной скорости (слева) и от скорости потери массы (справа); скорость потери массы указана в единицах солнечных масс в год; зависимости для звезд с известной величиной напряженности магнитного поля (magnetic stars) и для звезд, у которых магнитное поле еще не определено (слабомагнитные звезды или nonmagnetic stars) обозначены кружками разного цвета.

Зависимость жесткости рентгеновских спектров ОВ-звезд от напряженности их магнитного поля показана на Рис. 9. С ростом величины магнитного поля жесткость убывает в противоречии со сделанным нами ранее предположением.

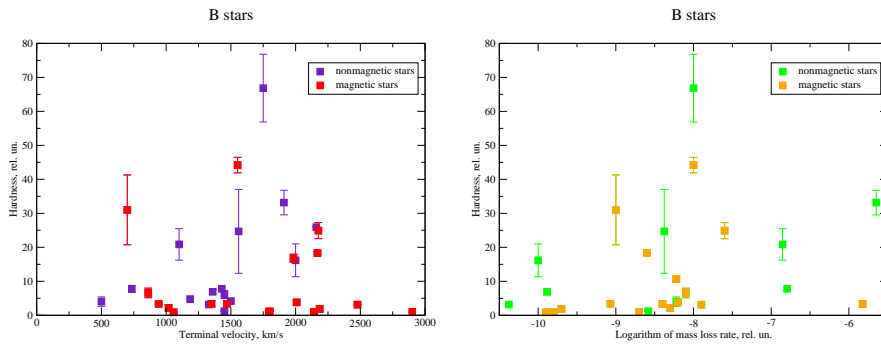


Рис. 8: То же, что на Рис. 7 для звезд спектрального класса В.

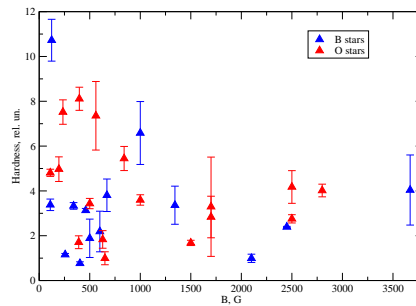


Рис. 9: Графики зависимости жесткости рентгеновских спектров ОВ звезд от напряженности магнитного поля.

Моделирование ЕРІС-спектров позволило также проследить зависимости температуры плазмы за фронтом ударной волны от указанных выше параметров. Соответствующие графики приведены на Рис. 10, 11, 12. Из анализа рисунков видно, что с ростом терминальной скорости и скорости потери массы температура плазмы О звезд действительно увеличивается, а у В звезд с ростом терминальной скорости возрастает, с ростом скорости потери массы - убывает, существенных отличий для магнитных и слабомагнитных звезд нет.

При этом с увеличением напряженности магнитного поля температура плазмы увеличивается и у О звезд, и у В звезд, как мы предполагали. Однако, как видно по Рис. 13, с увеличением температуры плазмы жесткости спектров не увеличиваются, а наоборот, снижаются.

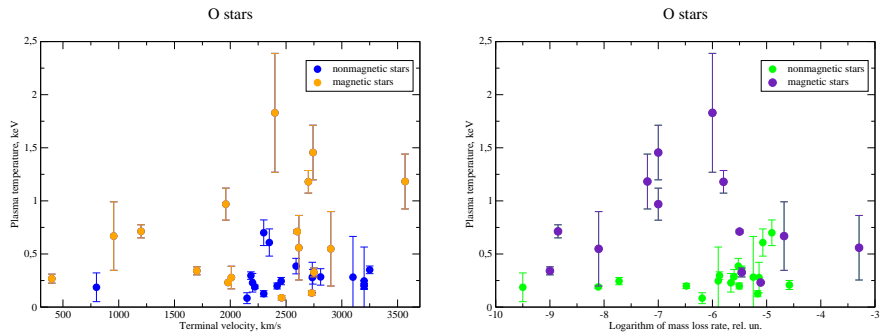


Рис. 10: Графики зависимости температуры плазмы O звезд от терминальной скорости (слева) и от скорости потери массы (справа); скорость потери массы указана в единицах солнечных масс в год; зависимость для звезд с известной величиной напряженности магнитного поля обозначена как "magnetic stars", зависимость для звезд, у которых магнитное поле не определено обозначена как

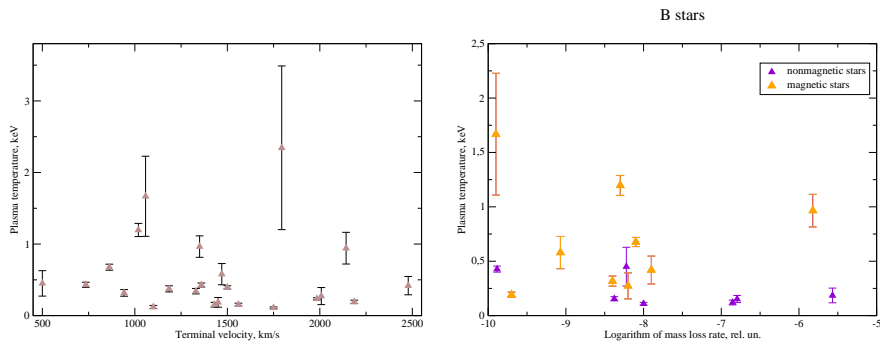


Рис. 11: То же, что на Рис. 10, но для звезд спектрального класса В.

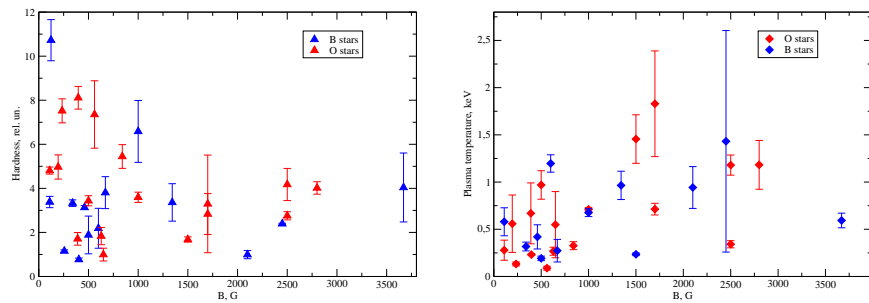


Рис. 12: Слева: зависимость жесткости рентгеновских спектров OВ звезд от напряженности магнитного поля. Справа: зависимость температуры плазмы OВ звезд от напряженности магнитного поля.

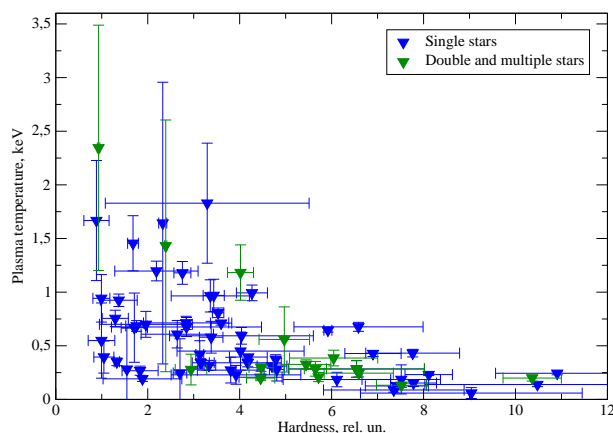


Рис. 13: Графики зависимости температуры плазмы от жесткости рентгеновских спектров для OB звезд. Разными маркерами обозначены зависимости для одиночных и кратных звезд.

Из проделанного нами исследования вытекает, что не все предложенные нами следствия из модели MCWS выполняются. У звезд с сильным магнитным полем плазма за ударной волной нагревается до более высоких температур и интенсивнее излучает во всем рассмотренном нами диапазоне энергий (0.2-8 кэВ).

Максимумы, замеченные на графиках зависимостей жесткости рентгеновских спектров от скоростей истечения звездного вещества, соответствуют звездам с особенными спектрами, которые не полностью могут быть описаны тепловыми моделями (см. раздел 6.2).

Формирование рентгеновского излучения таких звезд, скорее всего, не может быть в полной мере описано в рамках модели ударной волны в звездном ветре, ограниченной магнитным полем. В их рентгеновских спектрах возможно присутствует дополнительный нетепловой компонент. Если убрать из статистического анализа подобные объекты, оставив в рассмотрении только типичные OB звезды, то из представленных выше рисунков следует, что увеличение скорости звездного ветра и потери массы почти не влияют на жесткость рентгеновских спектров.

Таким образом, жесткость определяется только температурой околозвездной плазмы и напряженностью магнитного поля. Если бы рентгеновское излучение OB звезд было полностью тепловым, то у звезд с более "горячей" плазмой максимум излучения приходился бы на меньшие энергии и жесткость спектров была бы выше.

Но, поскольку наш результат выявил обратное, можно заключить, что в рентгеновские потоки OB звезд может давать вклад дополнительный источник рентгеновских фотонов. Анализ RGS-спектров показал, что большинство рентгеновских линий возникают близко к фотосфере, а линии высокоионизованных элементов образуются дальше от звезды. Это может означать, что рентгеновское излучение OB звезд на больших энергиях имеет нетепловую природу.

Чтобы убедиться в двойственности природы рентгеновского излучения ранних звезд, мы исследовали зависимости жесткости спектров и температуры плазмы от лучевой концентрации водорода в околозвездной среде

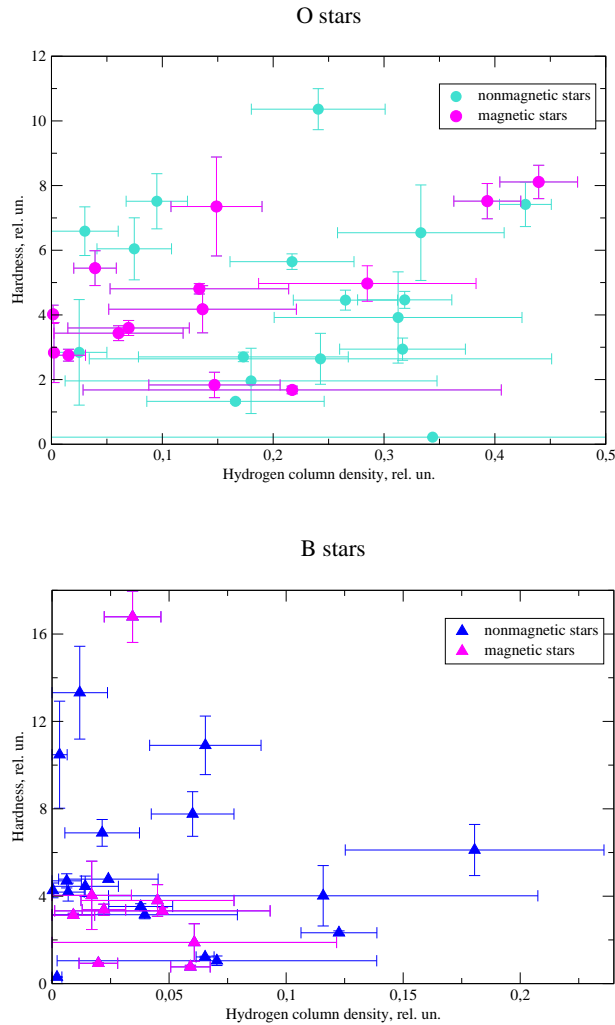


Рис. 14: Графики зависимости жесткости рентгеновских спектров О звезд (верхняя панель) и В звезд (нижняя панель) от околозвездной лучевой концентрации водорода, указана на графиках в единица 10^{22} см^{-2} ; маркерами разных цветов обозначены зависимости для магнитных и слабомагнитных звезд.

(Рис. 14,15). Результат исследования показал, что у ОВ звезд с ростом лучевой концентрации околозвездной среды температуры плазмы уменьшается.

О звезды с большей лучевой концентрацией околозвездной среды имеют более жесткие рентгеновские спектры, а у В звезд эта корреляция обратная. Различие в двух последних зависимостях, скорее всего, обусловлено наличием в нашей подборке Ве звезд⁶, у которых имеются плотные околозвездные диски, дополнительно уменьшающие жесткость спектров за счет

⁶звезды-аналоги $\gamma \text{ Cas}$ с высокими температурами плазмы и малыми жесткостями спектров в данном разделе не рассматриваются, они анализируются отдельно в пункте 5.4.2

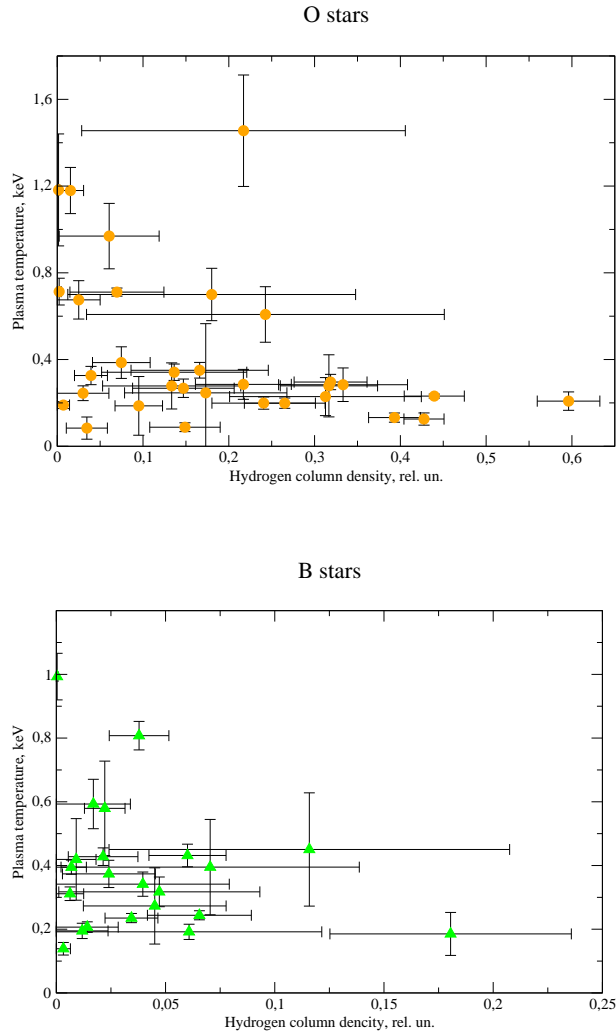


Рис. 15: Графики зависимости температуры плазмы О звезд (верхняя панель) и В звезд (нижняя панель) от околозвездной лучевой концентрации водорода, указана на графиках в единица 10^{22} см^{-2} .

излучения в более мягком диапазоне энергий.

Таким образом, исходя из полученных зависимостей, мы можем сделать вывод о том, что большая часть теплового излучения ОВ звезд формируется вблизи звездной поверхности. Дополнительное нетепловое рентгеновское излучение образуется, по-видимому, дальше от звезды.

5.3 Проверка гипотезы Э. Поллока

Э. Поллок разработал свою модель на основании наблюдений только одной звезды $\zeta \text{ Ori}$. Мы проверили, справедлива ли предложенная им теория для других звезд спектрального класса О и, возможно, для звезд спектрального класса В. Для этого в RGS-спектрах рассмотренных звезд, было оценено отношение NWHM/v_∞ .

Мы оценили числа наблюдаемых линий, попадающие в различные диа-

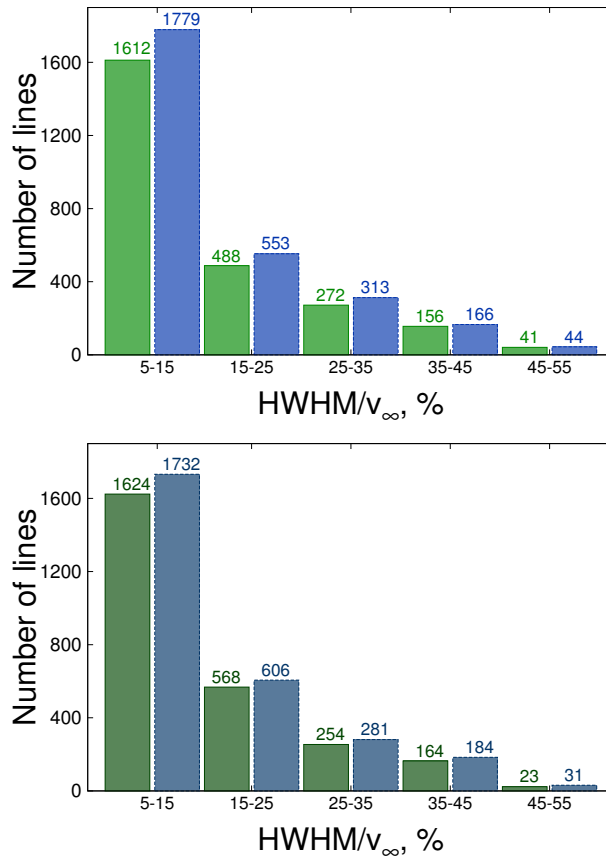


Рис. 16: Гистограммы количеств линий с определенным соотношением HWHM к терминальной скорости для O звезд (верхняя панель) и для B звезд (нижняя панель).

пазоны отношения HWHM/v_∞ отдельно для O и B звезд. Для полноты картины мы оценили минимально и максимально возможные числа линий, попадающих в заданный интервал отношения HWHM/v_∞ согласно используемой нами процедуре отождествления линий (см. раздел 4.1).

На Рис. 16 показаны гистограммы чисел линий с определенным отношением HWHM/v_∞ . Видно, что большинство линий попадает в диапазон $\text{HWHM}/v_\infty = 5\text{-}15\%$, что противоречит гипотезе Поллока.

К похожему результату пришли также авторы работы [89], которые проанализировали наблюдения 15 O- и 2 B звезд, выполненные на спутнике "Chandra". В статье было показано, что для OB звезд главной последовательности у большей части рентгеновских линий отношение $\text{HWHM}/v_\infty < 20\%$. Авторы объясняют это тем, что эти линии сформировались вблизи поверхности звезды на расстоянии 0.2 – 0.4 радиуса звезды. Следовательно, большинство линий в рентгеновских спектрах OB звезд формируются на таком расстоянии от звездной поверхности.

Также мы сопоставили температуры излучающей плазмы, определенной по EPIC-спектрам, для одиночных и двойных звезд. Результат показан

на Рис. 13. Из полученной зависимости следует, что горячая плазма в кратных системах достигает температур того же порядка, что в одиночных.

Таким образом мы можем сделать заключение, что гипотеза Поллока для звезд спектральных классов О и В неверна.

5.4 Проверка гипотезы В. Чена и Р. Вайта и исследование нетеплового рентгеновского излучения ОВ звезд

5.4.1 Общая статистика ОВ звезд

Попытки обнаружить у ОВ звезд нетепловое рентгеновское излучение предпринимались и ранее. Так из наблюдений "ХММ-Newton" степенные (нетепловые) компоненты EPIC-спектров были обнаружены у звезд: HD 164794 (спектральный индекс $\Gamma \geq 2.9$, [69, 72]), HD 159176 ($\Gamma \approx 3.8$ [16]), HD 152248 ($\Gamma \leq 7$ [77]), HD 167971 ($\Gamma \approx 3$ [17]), HD 93521 ($\Gamma \approx 2.5$ [70]), HD 54879 ($\Gamma \approx 3$ [79]), [34].

Все эти результаты не согласуются с гипотезой Чена и Вайта. Авторы названных работ ссылались на их статью [13] и утверждали, что не могли объяснить нетепловое излучение ОВ звезд в рамках предложенной модели. И сделали заключение, что для обнаружение нетеплового излучения ранних звезд нужны более чувствительные приборы.

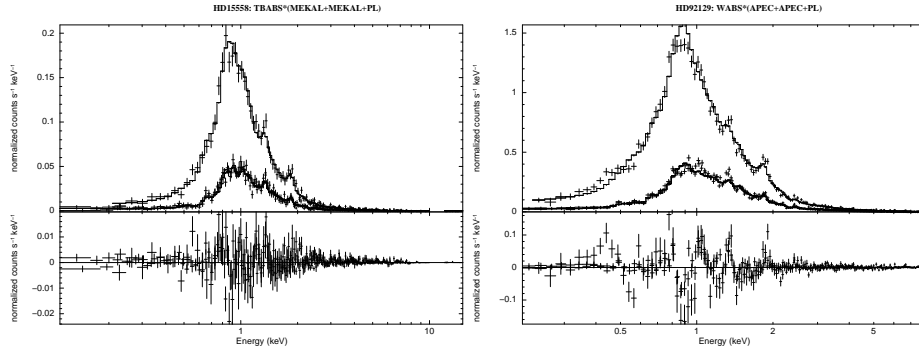


Рис. 17: Примеры аппроксимации спектров О звезд суммой тепловых и степенных моделей.

В нашей работе мы проверили наличие нетепловой составляющей рентгеновского излучение у всех рассмотренных нами звезд. Наше исследование модели MCWS указало на присутствие такого излучения. Результаты моделирования приведены в Табл. 6. Примеры графиков спектров с моделями показаны на Рис. 17.

Из 102 рассмотренных спектров 60 удалось аппроксимировать суммой тепловых моделей и нетеплового компонента. Как видно из Табл. 6, почти все рассмотренные объекты тоже имеют достаточно высокие фотонные индексы, что противоречит гипотезе [13] о том, что $\Gamma \approx 1.5$, при этом названные спектры также могут быть описаны тепловыми моделями без добавления нетеплового компонента.

Заранее нельзя утверждать, что нетепловое излучение у конкретной ОВ звезды отсутствует. У некоторых объектов оно вероятно является слишком

слабым, чтобы его можно было детектировать с помощью современных научных приборов. У большинства ОВ звезд рентгеновское излучение с энергиями больше 2 кэВ относительно слабое (см. Рис. 2).

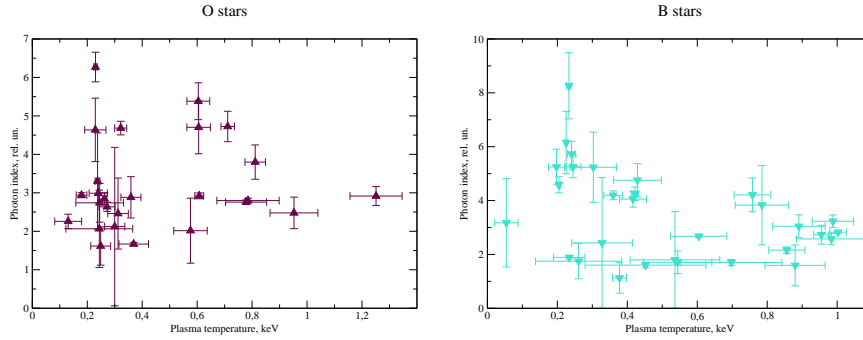


Рис. 18: Зависимости фотонного индекса нетеплового рентгеновского излучения звезд от температуры плазмы; на верхней панели показаны графики для О звезд, на нижней панели - графики для В звезд.

Мы изучили зависимости фотонного индекса нетеплового излучения ОВ звезд от температуру горячей плазмы, жесткости рентгеновского спектра звезды, лучевой концентрации водорода в околозвездном пространстве, терминальной скорости звездного ветра, скорость потери массы и напряженность магнитного поля. Соответствующие графики представлены на Рис. 18, 19, 20 и 21.

По нашему предположению, у звезд с большей скоростью истечения вещества, концентрация частиц в околозвездной среде должна быть больше, потому и вклад нетеплового компонента рентгеновского излучения должен быть большим, а значит и фотонный индекс степенных моделей спектров звезд с большей скоростью потери массы и терминальной скоростью должны быть меньше.

Чем выше лучевая концентрация водорода в околозвездной среде, тем больше вклад нетеплового компонента рентгеновского излучения и, следовательно, фотонный индекс должен быть ниже.

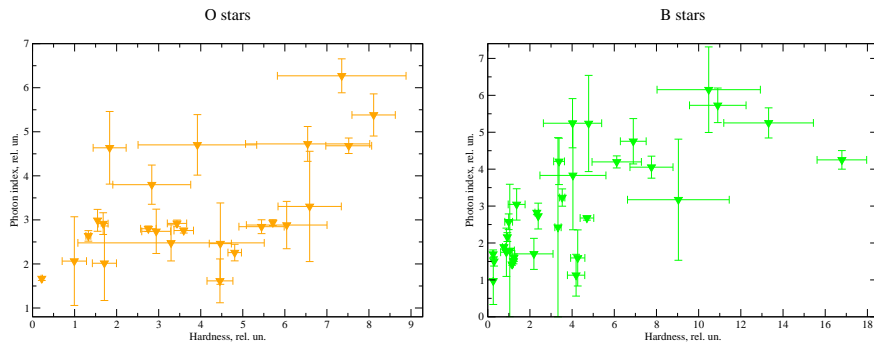


Рис. 19: Зависимости фотонного индекса нетеплового рентгеновского излучения звезд от жесткости рентгеновского излучения; на верхней панели показаны графики для О звезд, на нижней панели - графики для В звезд.

Кроме того, чем сильнее у звезды магнитное поле, тем сильнее ударные волны, формируемые при столкновении вещества звездного ветра в области магнитного экватора, и тем большей энергией обладают электроны, ускоряемые на фронте ударной волны. Увеличение вклада нетеплового компонента в полной рентгеновской светимости звезды приводит к уменьшению фотонного индекса. В то же время, чем выше температура плазмы, излучающей в рентгене, тем больше вклад теплового излучения и фотонный индекс должен быть больше.

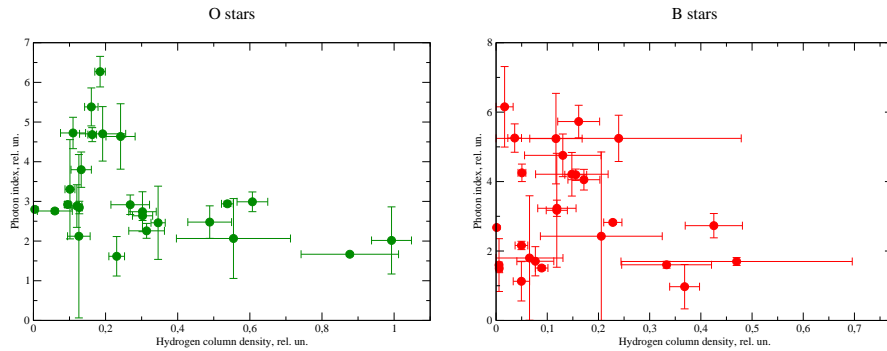


Рис. 20: Зависимости фотонного индекса нетеплового рентгеновского излучения звезд от концентрации водорода в околозвездной среде; на верхней панели показаны графики для O звезд, на нижней панели - графики для B звезд.

Представленные на Рис. 18, 19, 20, 21 зависимости показывают, что со скоростью потери массы, терминальной скоростью звездного ветра и магнитным полем фотонный индекс практически не коррелирует, зато почти по линейному закону возрастает с увеличением жесткости спектров. При этом фотонный индекс слабо уменьшается с возрастанием температуры и локальной лучевой концентрации водорода.

Объяснить найденные зависимости можно следующим образом. Звезды с малой жесткостью спектров (по нашему определению) излучают в рентгеновском диапазоне на всех рассматриваемых нами энергиях достаточно интенсивно. У некоторых из них в части спектра с энергиями выше 2 кэВ рентгеновский поток медленно убывает, (см Рис.23). Излучение в этом диапазоне может быть описано степенной моделью с не слишком большим фотонным индексом. У звезд с меньшей температурой плазмы максимум потока рентгеновского излучения приходится на большие энергии. Поэтому у звезд с более "холодной" плазмой и ярким спектром нетепловое излучение должно быть более интенсивно.

Для того чтобы выяснить, насколько присутствие нетеплового компонента рентгеновского излучения OB звезд дополняет модель MCWS, мы сопоставили температуры плазмы, вычисленные по моделям спектров со степенной составляющей и без нее. Результаты показаны на Рис. 22.

Представленная зависимость указывает на то, что в большинстве случаев температура плазмы несколько уменьшается с включением в модель нетеплового компонента. В ряде случаев температура плазмы, определенная в предположении, что все рентгеновское излучение является тепловым, слишком велика – $(1.5 - 2.5) \cdot 10^7 K$.

Добавление нетеплового компонента уменьшает среднюю температуру

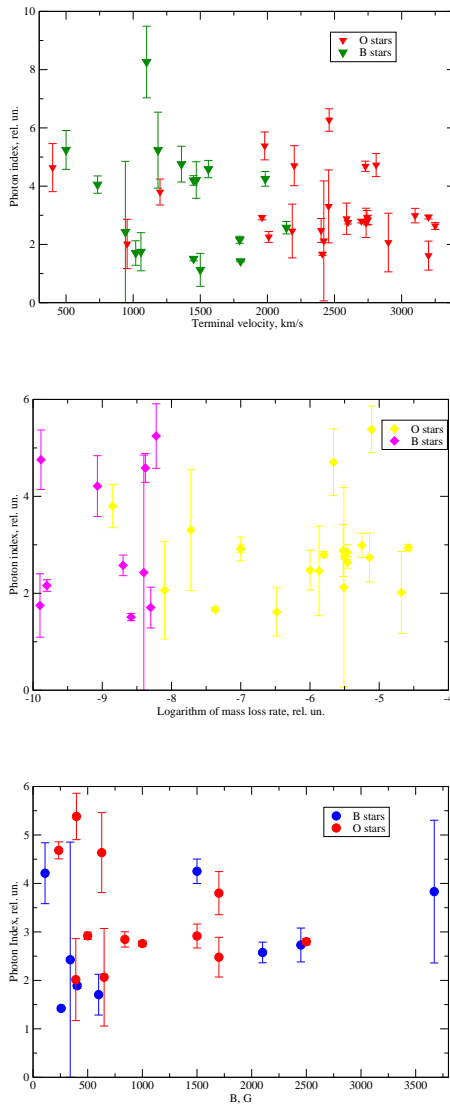


Рис. 21: Зависимости фотонного индекса нетеплового рентгеновского ОВ звезд излучения звезд от терминальной скорости звездного ветра (верхняя панель), от скорости потери массы (средняя панель), от напряженности магнитного поля.

теплового компонента плазмы примерно в $\sim 2 - 3$ раза до приемлимых значений. Следовательно ОВ звезды могут быть источниками рентгеновского излучения как тепловой, так и нетепловой природы.

5.4.2 Звезды – аналоги γ Cas

Среди рассмотренных нами звезд имеются объекты HD 45314, HD 110432, HD 161103, HD 119682, HD 157832, HD 212571, SAO 49725. Эти звезды относятся к так называемым аналогам γ Cas. По состоянию на 2016 год их обнаружено 9 [82]. Такие звезды имеют довольно высокую для звезд спек-

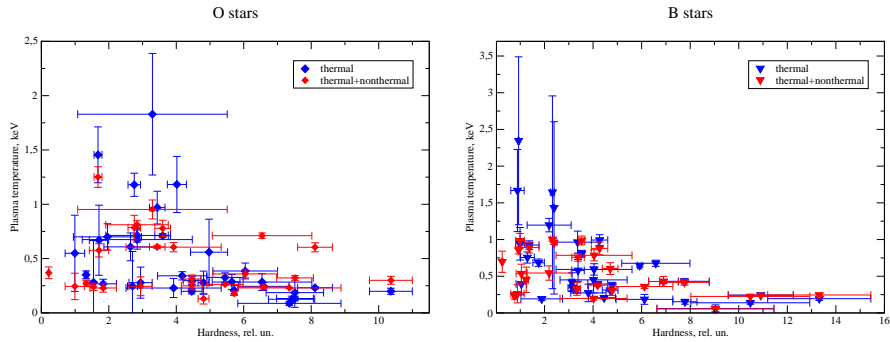


Рис. 22: Зависимости температуры плазмы, оцененной с помощью аппроксимации спектра только тепловыми моделями и с добавлением нетеплового компонента от жесткости спектров; слева показаны графики для O звезд, справа — для B звезд.

тральных классов O и B температуру плазмы $\sim 10\text{-}20$ кэВ, и характеризуются переменностью рентгеновского излучения на временных шкалах от минут до лет.

Столь высокая температура плазмы может быть обусловлена наличием аккрецирующего компонента (нейтронной звезды или черной дыры). Но у всех вышеперечисленных звезд не было обнаружено вырожденных компонентов и считается, что рентгеновское излучение исходит из плотного околосредного диска [56, 71]. Мы обнаружили, что рентгеновские спектры рассмотренных нами аналогов γ Cas могут быть хорошо аппроксимированы суммой теплового и нетеплового компонентов с фотонным индексом ~ 1.5 (см. Табл. 6).

В статьях [56, 71] были получены результаты моделирования рентгеновских спектров звезды – аналогов γ Cas с вкладом нетеплового компонента с параметрами, согласующимися с полученными нами, однако авторы не ссылаются на работу Вайта и Чена [13].

Как видно по данным Табл. 5 и 6 добавление нетеплового компонента к модели спектров не ухудшает качество аппроксимации спектров и уменьшает температуру плазмы до приемлемых для OВ звезд величин. Более того, в отличие от типичных OВ звезд, у аналогов γ Cas рентгеновское излучение с энергиями выше 2 кэВ мощное и плавно затухающее с увеличением энергии, что должно хорошо описываться степенным законом (Рис. 23.).

Наличие периодичности излучения у звезд – аналогов γ Cas тоже соответствует критерию для OВ звезд с нетепловым рентгеновским излучением, формирующимся согласно модели Вайта и Чена [13]. Поэтому можно утверждать, что у звезд – аналогов γ Cas может формироваться нетепловое рентгеновское излучение в результате обратного комптоновского рассеяния ультрафиолетовых фотонов на релятивистских электронах.

Природа релятивистских электронов не вполне ясна. Возможно у этих звезд эффективно ускорение электронов на фронте сильных ударных волн в результате действия механизма Ферми (см., например, [9]).

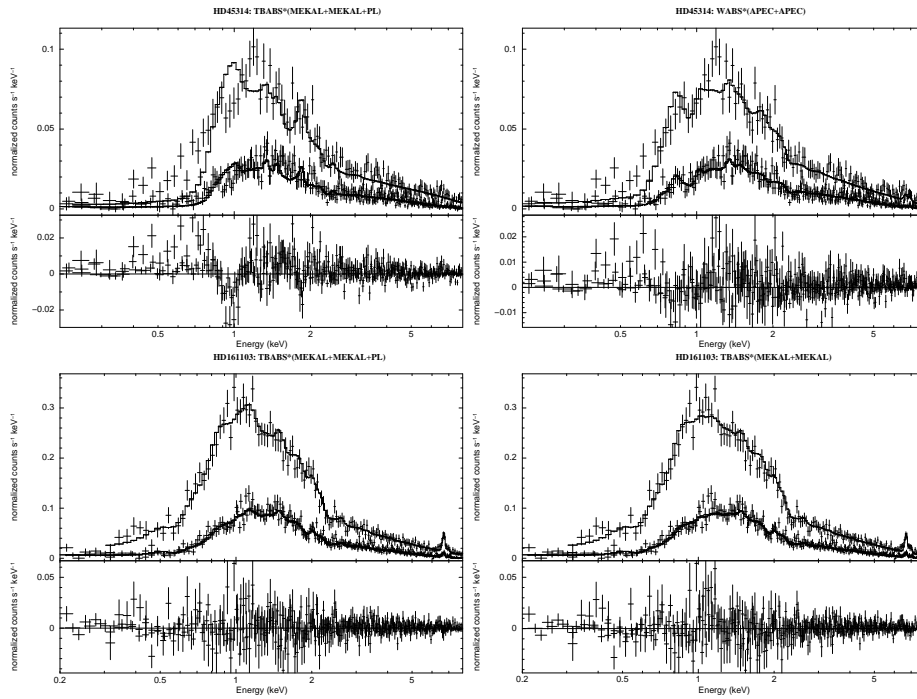


Рис. 23: Примеры аппроксимации спектров звезд аналогов γCas тепловыми моделями и с добавлением нетеплового компонента.

5.4.3 Двойные системы со сталкивающимися звездными ветрами

Среди рассмотренных нами звезд имеются двойные системы со сталкивающимися звездными ветрами (Particle-accelerating colliding-wind binaries, PACWBs [18]): HD 15558, HD 152408, HD 164794, HD 167971, HD 93129, HD 93250. Это двойные и кратные звезды, в звездных ветрах которых частицы ускоряются до релятивистских скоростей (см, например, [20]). Их рентгеновское излучение формируется как в рамках модели MCWS, так и при столкновении звездных ветров.

Как следует из Табл. 6 рентгеновские спектры шести из названных PACWBs (кроме HD 164794) хорошо описываются суммами тепловых и нетеплового компонентов, но фотонные индексы превышают 2. По имеющимся данным можно утверждать, что несмотря на ускорение частиц звездных ветров до релятивистских скоростей, нетепловое рентгеновское излучение таких PACWBs не может формироваться в результате обратного комптоновского рассеяния ультрафиолетовых фотонов, как предсказывала модель Вайта и Чена.

6 Обсуждение результатов анализа рентгеновских спектров

6.1 Отождествление спектральных линий

В ряде работ, например [53], также было выполнено отождествление спектральных линий путем аппроксимации профилей линий гауссианами. В работе [60] линии были отождествлены с помощью моделирования всего RGS-спектра тепловыми моделями. В статье [68] Э. Поллок отождествил спектральные линии собственной моделью "Triline".

Но во всех этих работах не были учтены блендированные линии, любой наблюдаемый профиль, даже достаточно сильный считался одной линией. В базе AtomDB присутствует масса линий, расположенных близко друг к другу, на расстоянии 0.001 \AA и менее. В нашей работе мы предположили, что внутри наблюдаемого профиля могут присутствовать несколько линий, наложенные друг на друга они образуют сильные блендированные профили.

Нами было установлено, что внутри наблюдаемого профиля блендированной линии можно выделить до пяти компонент. При аппроксимации профиля большим числом компонент число параметров в аппроксимационной формуле становится больше числа значений длин волн внутри профиля линии, для которых измерены потоки.

В работе [74] мы проверили гипотезу Э. Поллока [68], положив все линии в спектрах O звезд одиночными и отождествили их сравнением длин волн с данными в базе данных AtomDB. Несмотря на то, что такой подход применим далеко не ко всем линиям, результат анализа отношения FWHM/v_∞ , полученный в нашей работе [74] с использованием этого подхода, согласуется с полученными нами в работах [75, 76] с учетом блендирования линий и представленный в данной работе.

6.2 Спектры с особенностями

Как видно из Табл. 5 и Табл. 6 рентгеновские спектры не всех из рассмотренных нами звезд удалось аппроксимировать суммой тепловых или тепловых и степенных моделей. Примеры таких спектров показаны на Рис. 24.

Из анализа данных графиков следует, что многие звезды с неаппроксимируемыми спектрами имеют достаточно сильное рентгеновское излучение на малых энергиях $0.2-0.5 \text{ кэВ}$, либо очень сильно излучают во всем рассмотренном нами диапазоне энергий $0.2-8 \text{ кэВ}$, максимумы их нормированных потоков в спектре достигают 20 и более отсчетов в единицах $\text{с}^{-1} \text{ кэВ}^{-1}$. Некоторые из "сложных" спектров были проанализированы в опубликованных статьях.

Так в работах [54, 58] 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 являлись неприемлемыми.

В работе [50] был выполнен анализ спектра звезды HD 93030 ($\theta \text{ Car}$). Авторы описали спектр моделью $\text{WABS} \cdot (\text{VAPEC} + \text{VAPEC})^7$ с величиной

⁷VAPEC - модель APEC, у которой вместо параметра Abundance имеются параметры,

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 [81] спектры звезды HD 5394 (γ Cas), извлеченные из четырех наблюдений были аппроксимированы многотемпературной моделью

PHABS·(MEKAL+MEKAL+MEKAL+MEKAL) +PHABS·
(MEKAL+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 [72] спектр звезды HD 164794 наряду с типичными тепловыми моделями описывался следующими сложными моделями:

PHABS·[MTAB(WIND1)·VAPEC+MTAB(WIND1)·(VAPEC+VAPEC)],
PHABS·[MTAB(WIND1)·VAPEC+MTAB(WIND1)·(VAPEC+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 [48].

Из вышесказанного вытекает, что у некоторых ОВ звезд спектры не описываются тепловыми моделями или описываются ими только в диапазоне энергий выше 0.5 кэВ. Наличие мощного излучения на энергиях до 0.5 кэВ объясняется наличием сильных линий в RGS-спектрах звезд (см. раздел 4.1). Такие профили в диапазоне энергий до 0.3 кэВ на спектрах, полученных с детектором низкого спектрального разрешения, сливаются в один мощный блендированный профиль.

Анализ рентгеновских наблюдений звезд HD 111123 [15] и HD 93030 [50] 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 [18]). Однако её спектр также может быть аппроксимирован суммой только тепловых моделей, что было сделано в нашей работе и в статье [72].

Следовательно можно утверждать, что модель ударной волны, ограниченной магнитным полем не является единственной моделью, описывающей формирование рентгеновского излучения звезд ранних спектральных классов. В рентгеновские спектры ОВ звезд дает вклад излучение от горячей плазмы, нагретой ударными волнами в радиационно-индуцируемых звездных ветрах. Аналогичный подход использован Жековым (Zhekov) и Палла (Palla) [90].

описывающие содержания отдельных элементов.

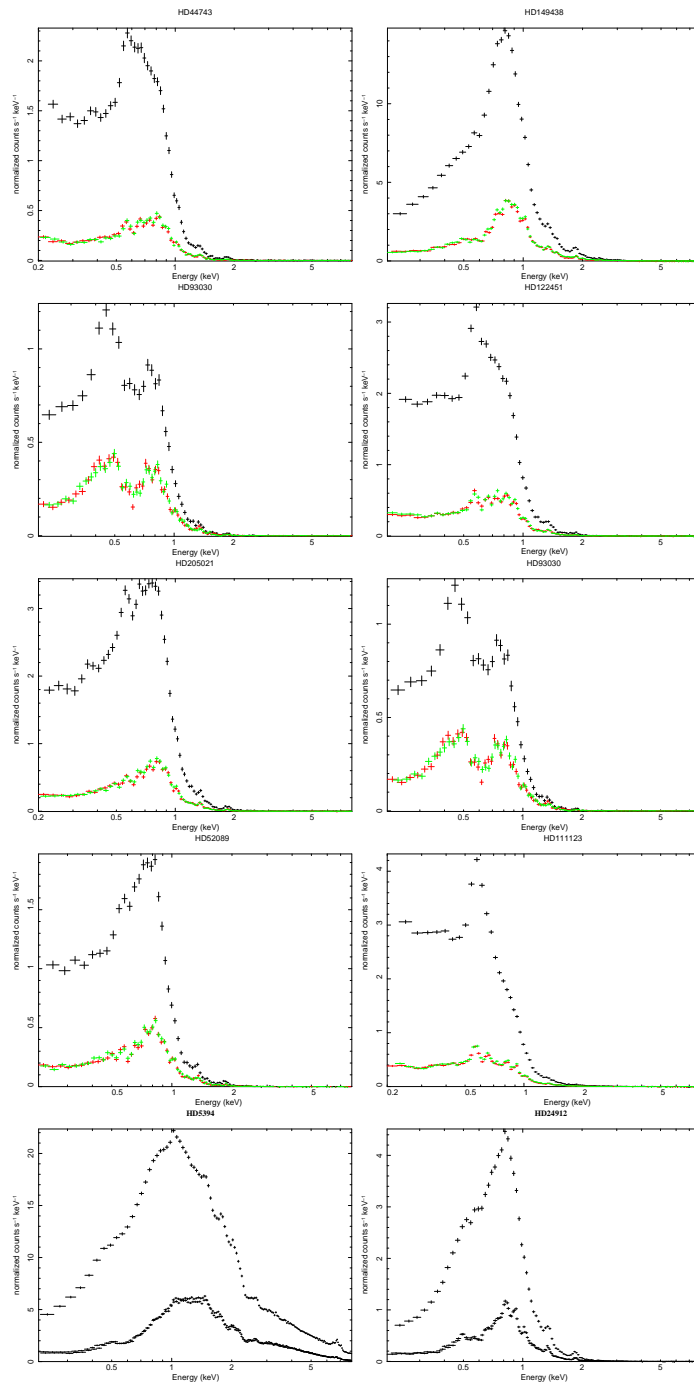


Рис. 24: Примеры EPIC-спектров OВ звезд, которые в нашей работе не удалось аппроксимировать суммами тепловых моделей. Черными точками показаны графики спектров EPIC-PN, красными и зелеными точками показаны графики спектров EPIC-MOS1 и EPIC-MOS2 соответственно. Для звезд, которые наблюдались более одного раза, на рисунке приведены объединенные спектры (см. текст).

6.3 Комментарии к анализу рентгеновских спектров отдельных звезд

6.3.1 HD 37000, HD 37025

Эти объекты были обнаружены в поле зрения наблюдения звезды HD 36960. Ранее анализ их рентгеновских спектров выполнен не был, поэтому мы приняли для этих звезд спектральные классы, указанные в базе SIMBAD⁸.

6.3.2 HD 110432

По данным каталога [29] 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 PHABS 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.

6.3.3 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). Спектры этой звезды были исследованы в работах [77, 78]. Авторы определили какой фазе орбитального периода соответствует каждое наблюдение и проанализировали шесть спектров звезды.

Нам удалось подобрать модель для EPIC-спектра, объединяющего данные всех наблюдений, поэтому спектры из разных наблюдений также были аппроксимированы нами отдельно. Результаты аппроксимации даны в Табл. 7 и Табл. 8. Как следует из анализа таблиц, средняя температура плазмы, определенная из анализа моделей, существенно не меняется с фазой орбитального периода.

При этом не каждый спектр может быть аппроксимирован моделью с включением нетепловой составляющей. Поэтому для статистического исследования были выбраны наиболее точные модели. Аналогично по отдельности были аппроксимированы и отобраны спектры звезды HD 152249. Линейчатые спектры обеих звезд были объединены из шести наблюдений.

⁸<http://simbad.u-strasbg.fr/Simbad>

Таблица 7: Результаты моделирования спектров звезд HD 152248, HD 152249, HD 210839 тепловыми моделями. В первом столбце указаны обозначения звезд, 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, det 10^{22-2}	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	$0.55^{+0.04}_{-0.04}$	$0.146^{+0.006}_{-0.006}$	99^{+52}_{-34}	$0.57^{+0.02}_{-0.02}$	$7.79^{+3.17}_{-3.29}$			$1.12^{+1.01}_{-0.41}$	1.25 (312)
109490601	$0.52^{+0.05}_{-0.05}$	$0.149^{+0.005}_{-0.006}$	196^{+54}_{-57}	$0.59^{+0.02}_{-0.02}$	18^{+3}_{-3}			$0.36^{+0.41}_{-0.08}$	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	$0.73^{+0.02}_{-0.02}$	$0.114^{+0.005}_{-0.005}$	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}	$0.548^{0.013}_{0.013}$	13^{+7}_{-7}			$0.93^{+0.12}_{-0.12}$	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)

Таблица 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.

OBsID	$N_{H,del}$ 10^{22-2}	kT_1 кэВ	$norm_1$ 10^{-4}	kT_2 кэВ	$norm_2$ 10^{-4}	Γ	Abundance отн. ед.	χ^2 (d.o.f.)
HD152248								
109490101	$0.39^{+0.04}_{-0.03}$	$0.61^{+0.03}_{-0.02}$	22^{+8}_{-11}	$0.25^{+0.02}_{-0.02}$	41^{+20}_{-16}	$3.30^{+0.43}_{-0.64}$	$0.28^{+0.21}_{-0.07}$	1.69 (344)
109490201	$0.53^{+0.03}_{-0.04}$	$0.61^{+0.03}_{-0.02}$	$2.47^{+8.73}_{-0.43}$	$0.16^{+0.03}_{-0.01}$	11^{+42}_{-6}	$4.91^{+0.38}_{-0.30}$	≤ 1.10	1.13 (292)
109490301	$0.46^{+0.02}_{-0.02}$	$0.23^{+0.01}_{-0.02}$	$3.87^{+16.86}_{-8.65}$	$0.75^{+0.03}_{-0.03}$	$0.92^{+4.18}_{-0.12}$	$4.48^{+0.18}_{-0.17}$	≤ 0.89	1.25 (326)
109490401	$0.34^{+0.02}_{-0.05}$	$0.57^{+0.02}_{-0.05}$	19^{+8}_{-17}	$0.20^{+0.03}_{-0.02}$	35^{+27}_{-23}	$2.83^{+0.37}_{-2.74}$	$0.26^{+2.06}_{-0.07}$	1.05 (261)
109490501	-	-	-	-	-	-	-	-
109490601	$0.35^{+0.04}_{-0.03}$	$0.56^{+0.01}_{-0.03}$	24^{+5}_{-10}	$0.20^{+0.02}_{-0.01}$	55^{+26}_{-22}	$2.75^{+1.01}_{-1.08}$	$0.15^{+0.13}_{-0.03}$	1.35 (309)
HD152249								
109490101	-	-	-	-	-	-	-	-
109490201	$0.52^{+0.10}_{-0.10}$	$0.12^{+0.05}_{-0.05}$	120^{+118}_{-24}	$0.40^{+0.12}_{-0.12}$	13^{+7}_{-7}	$2.26^{+0.19}_{-0.19}$	≤ 0.37	1.03 (338)
109490301	$0.60^{+0.06}_{-0.06}$	$0.17^{+0.02}_{-0.02}$	28^{+24}_{-24}	$0.48^{+0.13}_{-0.13}$	$2.13^{+1.81}_{-1.81}$	$2.33^{0.37}_{-0.57}$	≤ 0.47	1.10 (266)
109490401	-	-	-	-	-	-	-	-
109490501	$0.61^{+0.07}_{-0.07}$	$0.29^{+0.05}_{-0.05}$	24^{+20}_{-20}	$0.11^{+0.04}_{-0.04}$	607^{+592}_{-592}	$2.31^{+0.95}_{-0.95}$	≤ 0.24	1.00 (224)
109490601	-	-	-	-	-	-	-	-

6.3.4 HD 164794

Эта звезда является двойной системой с длительным орбитальным периодом 3324 дня [72]. Мы использовали три наблюдения, которые были выполнены во время прохождения периастра в 2013 году. Эти данные наблюдения 2001 года были проанализированы в статье [72]. 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.

6.3.5 HD 188001

В работе [42] эта звезда (9 Sge) была классифицирована как убегающая. Ещё в нескольких работах HD 188001 рассматривается как двойная система. Так в [7] было выявлено, что 9 Sge является затменно-двойной с периодом 32.514 дней. В статье [85] было предложено наличие у звезды вырожденного компаньона.

Однако анализ спектроскопических наблюдений, выполненный в работе [41] спектроскопические наблюдения Mc Swain et al. [43] не подтвердили двойственность звезды. В работе [19] было проанализировано рентгеновское наблюдение HD 188001 но не было упомянуто о кратности объекта. Поэтому в нашей работе мы считаем HD 188001 одиночной звездой.

6.3.6 HD 191612

Этот объект наблюдался на орбитальной обсерватории "ХММ-Newton" в 2005 и в 2008 годах, а потом на спутнике "Chandra" в 2015-2016 годах. Данные наблюдений были исследованы в работах [49, 55], 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. Эти данные указывали, что объект проявлял себя как типичная O звезда [49].

6.3.7 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 нетеплового компонента в спектре звезды.

7 Заключение

В работе мы исследовали рентгеновские спектры ОВ звезд высокого и низкого разрешения с целью определения механизмов формирования рентгеновского излучения ранних звезд. На основании проделанной работы можно сформулировать следующие основные результаты работы:

1. Модель MCWS, разработанная изначально для ОВА звезд с сильным магнитным полем, может также объяснить формирование рентгеновского излучения и звезд со слабым магнитным полем;

2. Три предложенных нами следствия из модели ударной волны в звездном ветре, ограниченной магнитным полем выполняются частично, что указывает на присутствие в спектрах ОВ звезд дополнительных механизмов образования рентгеновского излучения;

3. Гипотеза Э. Поллока о формировании рентгеновского излучения О звезд неверна для звезд спектральных классов О и В.

4. У некоторых ОВ звезд в рентгеновском спектре кроме теплового излучения горячей плазмы присутствует дополнительный нетепловой компонент. При этом тепловое рентгеновское излучение ОВ звезд формируется вблизи поверхности звезды, нетепловое — на больших расстояниях от поверхности звезды.

5. Механизм формирования нетеплового рентгеновского излучения ОВ звезд, предложенный Ченом и Вайтом (1991), как результат обратного комптоновского рассеяния УФ фотонов электронами высоких энергий для типичных ОВ звезд неэффективен. Этот механизм может быть существенен для звезд — аналогов γ Cas;

6. Форма профилей рентгеновских линий в спектрах ОВ звезд зависит от конфигурации сгущений в звездном ветре. Возможно присутствие в ветре сгущений различной формы от сферической до плоской.

7. Рентгеновское излучение ОВ звезд является главным образом тепловым излучением горячей плазмы, нагретой при прохождении ударных волн в расширяющихся атмосферах (ветрах звезд) или при столкновении звездных ветров в двойных и кратных системах. У ряда звезд, таких как звезд — аналогов γ Cas, существенен вклад нетеплового компонента в их рентгеновском излучении.

Список литературы

- [1] *Мартынов Д. Я.*, Курс общей астрофизики. Наука, 1971
- [2] Физика космоса: Маленькая энциклопедия /Гл. Ред. Р. А. Сюняев — 2-е изд., перераб. и доп. - М.: Сов. Энциклопедия, 1986
- [3] *Душин В. В.* Спектральная переменность, структура атмосфер и рентгеновское излучение OB звезд. Кандидатская диссертация, СПбГУ 2015
- [4] *Alecian E., Kochukhov O., Neiner C., Wade G. A. et al.* A&A 536, L6
- [5] *Alecian E., Kochukhov O., Petit V. et al.*, 2014, A&A 567, A28
- [6] *Anders E., Grevesse, N.*, 1989, GeCoA, 53, 197
- [7] *Aslanov A. A., Kornilova L. N., Cherepashchuk, A. M.* 1984, Soviet Astronomy Letters, 10, 278
- [8] *Babel J., Montmerle, T.* 1997 A&A, 323, 121
- [9] *Bell A.R.* 1978, MNRAS, 182, 147
- [10] *Bertout C., Leitherer C., Stahl O., Wolf B.* Astron. Astrophys. 144, 87-97, 1985
- [11] *Bouret J.-C., Hillier D. J., Lanz T., Fullerton A. W.*, 2012, A&A 544, A67
- [12] *Cantiello, M. et al.* 2009, A&A, 499, 279
- [13] *Chen W., White R.* 1991, ApJ 366:512-528
- [14] *Cohen D. H. Cassinelli, J. P., MackFlarlane J. J.*, 1997, ApJ, 487, 867
- [15] *Cohen D. H., Kuhn M. A., Gagne M., Jensen E. L. N., Miller N. A.*, 2008, Mon. Not. R. Astron. Soc. 386, 1855–1871
- [16] *De Becker M., Rauw G., Pittard J. M., Antokhin I. I. et al.*, 2004, A&A 416, 221–233
- [17] *De Becker M., Rauw G., Blomme R., Pittard J. M. et al.*, 2005, A&A 437, 1029–1046
- [18] *De Becker M., Raucq F.*, 2013, A&A 558, A28
- [19] *De Becker, M., del Valle, M. V., Romero, G. E., Peri, C. S., Benaglia, P.* 2017a, MNRAS, 471, 4452
- [20] *De Becker, M., Benaglia P., Romero G. E., Peri C. S.* 2017b, , A&A, 600, A47
- [21] *Drew, J. E.* 1989 ApJS, 71, 267
- [22] *Drew J. E., Denby M., Hoare M. G.* 1994, Mon. Not. R. Astron. Soc. 266, 917-924
- [23] *Power, J.* 2007, Ph.D. Thesis, Queen’s University (Canada)
- [24] *Prinja, R. K., Stahl, O., Kaufer, A. et al.*, 2001, A&A, 367, 891
- [25] *Fierro-Santillan C. R., Zsargo J., Klapp J., Diaz-Azuara S. A. et al.*, 2018, arXiv:1804.00089v1
- [26] *Fossati L., Castro N., Morel T., Langer N. et al.* 2015, A&A 574, A20
- [27] *Garcia M., Bianchi L*, 2004, arXiv:astro-ph/0402207v1
- [28] *Grunhut, J. H., Wade, G. A., Marcolino, W. L. F., et al.* 2009, MNRAS, 400, L94
- [29] *Gudennavar S. B., Bubbly S. G., Preethi K., Murthy J.*, 2012, The Astrophysical Journal Supplement Series, 199:8 (14pp)
- [30] *ud-Doula, A., Owocki, S. P.* 2002, ApJ, 576, 413
- [31] *Howarth, I. D., Siebert, K. W., Hussain, G. A. J., Prinja, R. K.* 1997, MNRAS, 284, 265

- [32] *Hubrig, S., Scholler, M., Kharchenko, N. V., et al.* 2011, *A&A*, 528, A151
- [33] *Hubrig, S., Scholler, M., Ilyin, I., et al.* 2013, *A&A*, 551, A33
- [34] *Hubrig S., Kuker M., Jarvinen S. P., Kholtygin A. F. et al.,* 2019, *MNRAS* (submitted)
- [35] *Kurapati, S., Chandra, P., Wade, G., Cohen D., H. et al.* 2017, *MNRAS*, 465, 2160
- [36] *Lamers H., Hazer S., De Koter A., Leitherer C.,* 1999, 516:872-886
- [37] *Liedahl D. A., Osterheld A. L., Goldstein W. H.,* 1995, *ApJ*, 438:L115-L118
- [38] *Markova N., Puls J., Repolust T., Markov H.,* 2004, *A&A* 413, 693–709
- [39] *Markova, N., Puls, J., Scuderi, S., Markov, H.* 2005, *A&A*, 440, 1133
- [40] *Martins, F., Schaerer, D., Hillier, D. J., et al.* 2005, *A&A*, 441, 735
- [41] *Martins, F., Donati, J.-F., Marcolino, W. L. F., et al.* 2010, *MNRAS*, 407, 1423
- [42] *Mason B. D., Gies D. R., Hartkopf W. I. et al.,* 1998, *AJ*, 115, 821
- [43] *McSwain M. V., Boyajian T. S., Grundstrom, E. D. Gies D. R.,* 2007, *ApJ*, 655, 473
- [44] *Mewe R., Gronenschild E. H. B. M., van der Oord G. H. J,* 1985, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* 62, 197-254
- [45] *Mewe R., Lemen J. R., van der Oord G. H. J,* 1986, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* 62, 511-536
- [46] *Morrison R., McCammon D.,* 1983, *ApJ*, 270:119-122
- [47] *Najarro, F., Hanson, M. M., Puls, J.,* 2011, *A&A*, 535, A32
- [48] *Naze, Y., Raww, G., Vreux, J.-M., De Becker, M.,* 2004, *A&A*, 417, 667
- [49] *Naze Y., Raww G., Pollock A. M. T., Walborn N. R., Howarth I. D.,* 2007, *MNRAS*, 375, 145
- [50] *Naze Y., Raww G.,* *A&A* 490, 801–806
- [51] *Naze, Y., Walborn, N. R., Raww, G., et al.* 2008, *AJ*, 135, 1946
- [52] *Naze Y.* *Bullein de la Société Royale des Sciences de Liège*, Vol. 80, 2011, p. 109 – 114
- [53] *Naze Y., Zhekov S. A., Walborn N. R.,* 2012, *ApJ*, 746:142 (8pp)
- [54] *Naze, Y., Petit, V., Rinbrand, M., et al.* 2014, *ApJS*, 215, 10
- [55] *Naze Y., ud-Doula A., Zhekov S. A.* 2016, *ApJ*, 831, 138
- [56] *Naze Y., Gosset E., Mahy L., Ross Parkin E.,* 2017, *arXiv:1707.02064v1*
- [57] *Naze Y., Raww G., Cazorla C.,* 2017, *A&A* 602, L5
- [58] *Naze Y., Motch C.,* 2018, *arXiv:1809.03341v1*
- [59] *Oskinova, L.M., Hamann, W.-R., Feldmeier, A.,* 2006, *MNRAS*, 372, 313
- [60] *Oskinova L. M., Naze Y., Todt H., Huenemoerder D. P. et al.,* 2014, *NATURE COMMUNICATIONS*, 5:4024
- [61] *Oskinova, L.M.* 2016, *Advances in Space Research*, 58, 739
- [62] *Oskinova, L.M., Ignace, R., Huenemoerder, D.P.,* 2017, *Proc. IAU Symp.*, 329, 151 (*arXiv:1702.05613v1*)
- [63] *Owocki S. P., Puls J.* 2002, *ApJ*, 568, 965
- [64] *Pillitteri I., Fossati L., Castro Rodriguez N., Oskinova L., Wolk S. J.* 2018, *A&A* 610, L3

- [65] *Petit, V., Owocki S., P., Wade G.A., Cohen D.H. et al.* 2013, MNRAS, 429, 398
- [66] *Petit, V., Cohen D. H., Y. Naze, M. Gagne et al.* 2014, Geology & Astronomy Faculty Publications
- [67] *Pittard J. M., Parkin E. R.* 2010, MNRAS, 403, 1657
- [68] *Pollock, A. M. T.* 2007, A&A, 463, 1111
- [69] *Rauw G., Blomme R., Waldron W. L., Corcoran M. F. et al.,* 2002, A&A 394, 993–1008
- [70] *Rauw G., Morel T., Palate M.,* 2012, A&A 546, A77
- [71] *Rauw G., Naze Y., Spano M., Morel T., ud-Doula A.,* A&A 555, L9
- [72] *Rauw G., Blomme R., Naze Y., Spano M. et al.,* 2016, A&A 589, A121
- [73] *Repolust, T., Puls, J., Herrero, A.* 2004, A&A, 415, 349
- [74] *Ryspaeva, E. B., Kholtygin, A. F.* 2017, Astronomische Nachrichten, 338, 959
- [75] *Ryspaeva E., Kholtygin A.,* 2018, RAA, Vol. 18, No. 8, 104
- [76] *Ryspaeva E., Kholtygin A.,* 2019, RAA, (submitted)
- [77] *Sana H., Stevens I. R., Gosset E., Rauw G., Vreux J.-M.,* 2004, Mon. Not. R. Astron. Soc. 350, 809–828
- [78] *Sana H., Rauw G., Naze Y., Gosset E., Vreux J.-M.,* 2006, Mon. Not. R. Astron. Soc. 372, 661–678
- [79] *Shenar T., Oskinova L. M., Jarvinen S. P., Luckas P. et al.,* 2017, A&A 606, A91
- [80] *Smith R. K., Brickhouse N. S., Liedahl D. A., Raymond J. C,* 2001, ApJ, 556:L91-L95
- [81] *Smith M. A., Lopes de Oliveira R., Motch C. Henry G. W et al.,* 2012, A&A 540, A53
- [82] *Smith M. A., Lopes de Oliveira R., Motch C.,* 2016, Adv. Space Res., 58, 782
- [83] *Sundqvist, J. O., ud-Doula, A., Owocki, S. P., et al.* 2012, MNRAS, 423, L21
- [84] *Sutherland R. S., Dopita, M. A.,* 1993, ApJ, Suppl. Ser, 88, 253
- [85] *Underhill A. B., Matthews J. M.* 1995, PASP, 107, 513
- [86] *Vink, J. S., Davies B., Harries, T. J. et al.* 2009, A&A, 505, 743
- [87] *Wade, G. A. et al.* 2011 in IAU 272, 118
- [88] *Wade, G.A., Barba, R.H., Grunhut, J., at al.* 2015, MNRAS, 447, 2551
- [89] *Waldron, W. L., Cassinelli, J. P.* 2007, ApJ, 668, 456
- [90] *Zhekov S, Palla F.,* 2007, Mon. Not. R. Astron. Soc. 382, 1124–1132