

ФЕДЕРАЛЬНОЕ ГОСУДАРСТВЕННОЕ БЮДЖЕТНОЕ  
УЧРЕЖДЕНИЕ НАУКИ  
СПЕЦИАЛЬНАЯ АСТРОФИЗИЧЕСКАЯ ОБСЕРВАТОРИЯ  
РОССИЙСКОЙ АКАДЕМИИ НАУК

*На правах рукописи*  
УДК 524.312-17/54:520.84; 524.358-17/54:520.84

**МАРЬЕВА Ольга Викторовна**

**СПЕКТРОСКОПИЧЕСКИЕ ПРОЯВЛЕНИЯ ЭВОЛЮЦИИ  
МАССИВНЫХ ЗВЁЗД**

(01.03.02 – астрофизика и звёздная астрономия)

**ДИ С С Е Р Т А Ц И Я**  
на соискание ученой степени  
кандидата физико-математических наук

Научный руководитель:  
доктор физико-математических наук, профессор,  
заведующая лабораторией астроспектроскопии САО РАН  
Клочкова Валентина Георгиевна

Нижний Архыз – 2016

# Оглавление

<b>Введение</b>	<b>4</b>
<b>1 Массивные звёзды и моделирование их атмосфер</b>	<b>21</b>
1.1 Эволюция . . . . .	22
1.2 Моделирование атмосфер массивных звёзд . . . . .	26
1.3 CMFGEN . . . . .	29
<b>2 Исследование ОВ-звёзд, находящихся вблизи Главной Последовательности</b>	<b>36</b>
2.1 Данные наблюдений . . . . .	39
2.2 Методы анализа данных . . . . .	42
2.3 Результаты и обсуждение . . . . .	42
2.3.1 Температуры и светимости . . . . .	48
2.3.2 Возраста и массы звёзд . . . . .	49
2.3.3 Темп потери массы . . . . .	52
2.4 Выводы . . . . .	54
<b>3 Исследование звёзд-сверхгигантов Cyg OB2 №7 и №11.</b>	<b>55</b>
3.1 Данные наблюдений . . . . .	56
3.1.1 Данные наблюдений на 1.5-м Российско-Турецком телескопе . . . . .	56
3.1.2 Данные наблюдений на 6-м телескопе САО РАН . . . . .	57
3.1.3 Архивные данные . . . . .	57
3.2 Сетка моделей О-звёзд . . . . .	58
3.3 Исследование Cyg OB2 №7 . . . . .	65
3.3.1 Моделирование атмосферы Cyg OB2 №7 . . . . .	65

3.3.2	Сравнение профилей отдельных линий . . . . .	66
3.3.3	Обсуждение результатов и сопоставление с другими работами . . . . .	71
3.4	Исследование Cyg OB2 №11 . . . . .	75
3.4.1	Моделирование атмосферы Cyg OB2 №11 . . . . .	75
3.4.2	Химический состав атмосферы Cyg OB2 №11 . . . . .	79
3.4.3	Положение Cyg OB2 №11 на диаграммах . . . . .	81
3.5	Выводы . . . . .	85
<b>4</b>	<b>Исследование переменности звезды Романо</b>	<b>88</b>
4.1	Введение . . . . .	88
4.1.1	История исследования: фотометрия . . . . .	88
4.1.2	История исследования: спектроскопия . . . . .	91
4.1.3	История исследования: туманность . . . . .	92
4.1.4	История исследования: спектральная переменность и классификация . . . . .	92
4.2	Моделирование атмосферы звезды Романо . . . . .	94
4.2.1	Наблюдательные данные . . . . .	94
4.2.2	Основные модельные предположения . . . . .	94
4.2.3	Результаты . . . . .	103
4.2.4	Скоростной закон . . . . .	103
4.3	Эволюционный статус . . . . .	107
4.4	Выводы . . . . .	111
<b>5</b>	<b>Исследование звёзд Вольфа-Райе азотной последовательности WR156 и FSZ35</b>	<b>112</b>
5.1	Введение . . . . .	112
5.1.1	Общие сведения о звёздах FSZ35 и WR156 . . . . .	114
5.2	Наблюдательные данные . . . . .	115
5.3	Спектральная классификация FSZ35 . . . . .	116
5.4	Численное моделирование атмосфер . . . . .	118
5.4.1	FSZ35 . . . . .	119
5.4.2	WR156 . . . . .	122

5.5	Заключение . . . . .	126
<b>6</b>	<b>Изучение окрестностей гипергиганта Cyg OB2 №12 / MT 304</b>	<b>128</b>
6.1	Введение . . . . .	128
6.2	Наблюдательные данные . . . . .	130
6.3	Результаты . . . . .	134
6.4	Обсуждение результатов . . . . .	143
	6.4.1 Скопление звёзд вокруг MT 304 . . . . .	143
	6.4.2 Природа аномального покраснения MT 304 . . . . .	144
6.5	Выводы . . . . .	147
	<b>Заключение</b>	<b>148</b>
	<b>Литература</b>	<b>151</b>

# Введение

## Актуальность темы

Массивные горячие звёзды – одна из важнейших составляющих звёздного населения. В данной работе *массивными звёздами* мы будем называть звёзды с массами от 8 до 150  $M_{\odot}$ , которые в конце своей жизни взрываются как сверхновые звёзды и либо превращаются в релятивистские объекты (в зависимости от массы, в нейтронные звёзды или чёрные дыры), либо полностью разрушаются в результате аннигиляционной неустойчивости (англ. *pair instability supernova*). Они являются основным источником ультрафиолетового излучения и тяжёлых химических элементов. Массивные звёзды оказывают огромное влияние на динамическую эволюцию родительских галактик как на финальных стадиях своей эволюции – через взрывы сверхновых звёзд, так и в течение всей своей жизни – посредством мощных звёздных ветров.

Хотя ещё в 1943 году Г. Гамов [1] предположил, что спектральные особенности звёзд Вольфа-Райе связаны с выносом на поверхность продуктов ядерного горения, эволюционный статус этих звёзд оставался неясным до середины 70-х годов. В 1975 году П. Конти [2] высказал предположение, что звёзды класса O и Of, голубые переменные высокой светимости (англ. *Luminous Blue Variables LBVs*) и звёзды Вольфа-Райе – различные стадии, которые проходит массивная звезда в ходе своей эволюции. Хотя массивные звёзды теряют массу в виде звёздного ветра в течение всей своей жизни, в “сценарии Конти” особая роль отведена стадии LBV, во время которой звёзды сбрасывают основную часть вещества. Несмотря на продолжающиеся дискуссии об эволюционном статусе голубых переменных высокой светимости, “сценарий Конти” сегодня является общепринятым в теории эволюции массивных звёзд.

Эволюция массивных звёзд согласно современным представлениям протекает следующим образом: по мере выгорания водорода в ядре массивные звёзды смещаются вправо на диаграмме Герцшпрунга-Рассела (Г-Р), пре-

вращаясь из О и В-звёзд в красные сверхгиганты ( $8M_{\odot} < M_* < 40M_{\odot}$ ) или в голубые переменные звёзды высокой светимости ( $40M_{\odot} < M_* < 60M_{\odot}$ ) [3]. После чего более массивные ( $M_* > 30M_{\odot}$ ) снова возвращаются в левую часть диаграммы Г-Р и проходят стадию звезды Вольфа-Райе, которая является последней перед взрывом сверхновой. У менее массивных ( $8M_{\odot} < M_* < 30M_{\odot}$ ) прародителями сверхновых напрямую являются красные сверхгиганты.

В 90-е годы начинается численное моделирование эволюции массивных звёзд. Благодаря существенному росту вычислительных мощностей компьютеров современные коды для расчёта звёздной эволюции стали надёжным инструментом для астрофизических исследований, для оценок возрастов звёзд, начальных масс, химического состава и т. д. Современные эволюционные коды целом хорошо описывают наблюдаемое расположение массивных звёзд – красных сверхгигантов, голубых переменных высокой светимости, звёзд Вольфа-Райе – на диаграмме Герцшпрунга-Рассела.

Однако в теории эволюции массивных звёзд существует и ряд спорных вопросов. Оценки потери массы одиночными объектами на стадии звёзд Вольфа-Райе, похоже, входят в противоречие с определяемыми из наблюдений сверхновых массами сбрасываемых ими оболочек – звёздный ветер, возможно, оказывается недостаточно эффективным путём потери массы (см. например обзоры [4] и [5]). Также в последнее время появились работы в которых показывается, что прародителями некоторых сверхновых вероятно были гипергиганты, возможно даже LBV звёзды. Это может свидетельствовать о том, что по крайней мере некоторые голубые переменные высокой светимости являются конечной точкой звёздной эволюции, а не промежуточным её этапом. Для дальнейшего развития теории звёздной эволюции необходимо сравнение теоретических предсказаний с данными наблюдений, с параметрами реально существующих массивных звёзд. Актуальной задачей современной звёздной астрофизики является определение параметров звёзд на таких коротких стадиях эволюции, как голубые переменные высокой светимости, жёлтые гипергиганты, голубые сверхгиганты, звёзды Вольфа-Райе, и во время переходов между ними.

Детальному исследованию массивных звёзд на разных стадиях эволюции методами спектроскопии и численного моделирования атмосфер посвящена данная диссертация. Из-за сложности оценок расстояний до массивных звёзд высокой светимости внутри Галактики, для исследования выбраны внегалактические объекты и Галактические, принадлежащие звёздной ассоциации Cygnus OB2, расстояние до которой измерено различными методами.

## Цели и задачи исследования

Цель работы: комплексное исследование массивных звёзд на смежных стадиях эволюции.

В работе были поставлены следующие задачи:

- Детальное изучение избранных массивных звёзд методами спектроскопии и численного моделирования. Определение основных параметров массивных звёзд на стадии сверхгиганта и звезды Вольфа-Райе, а также в кратковременной переходной фазе LBV.
- Определение параметров OB-звёзд со слабыми ветрами, принадлежащих к ассоциации Cyg OB2. Проверка на основе этих оценок гипотезы об аномалиях химического состава у звёзд ассоциации и о каскадном процессе звездообразования в Cyg OB2.
- Исследование центральной области ассоциации Cyg OB2 вблизи гипергиганта Cyg OB2 №12 с помощью длиннощелевой спектроскопии и фотометрии, построение карты межзвёздного покраснения для данной области и прояснение природы аномального покраснения №12.

## Научная новизна работы

Научная новизна определяется уникальными спектральными данными, полученными на приборах мирового уровня, установленных на 6-м телескопе САО РАН, в том числе в ходе выполнения наблюдательных программ по оригинальным заявкам автора работы. Также новизна получаемых результатов обеспечивается применением для анализа полученной информации метода численного моделирования звёздных атмосфер и использованием современных программных средств, отражающих последние достижения мировой науки в области теории звёздных атмосфер.

- Данная работа является первым исследованием, в котором квазиодно-временно с помощью единой методики рассмотрена *массивная звезда* на трёх важных этапах эволюции: в стадии O-сверхгиганта, в стадии звезды Вольфа-Райе и в кратковременной фазе перехода из голубых переменных высокой светимости в стадию звёзд Вольфа-Райе.
- Впервые проведено численное моделирование оптического спектра малоизученной WN звезды FSZ35, принадлежащей галактике M33, и

определены ее параметры: болометрическая светимость, эффективная температура, темп потери массы, скорость ветра, содержание водорода в атмосфере. Уточнена спектральная классификация FSZ35: звезда принадлежит к богатым водородом WN8 звёздам (WN8h). Также проведено моделирование Галактической WN звезды WR156, которое позволило уточнить параметры ветра и впервые определить её химический состав.

- Впервые проведено численное моделирование спектра уникальной переменной звезды Романо. На основе девяти моделей, описывающих наблюдательные данные, полученные между 2002 и 2015 годом разными авторами, впервые удалось проследить за изменениями параметров атмосферы звезды. Впервые для звезды Романо установлено, что структура звёздного ветра меняется синхронно с наблюдаемой яркостью и показано, как ветер из горячего быстрого в минимумах блеска становится медленным и плотным в максимумах. Впервые продемонстрировано, что болометрическая светимость звезды Романо изменяется при изменениях визуального блеска объекта, что не характерно для голубых переменных высокой светимости. Выдвинута гипотеза о том, что звезда Романо является массивной, далеко проэволюционировавшей звездой, прошедшей стадию голубых переменных высокой светимости и переходящей в стадию звезды Вольфа-Райе.
- Для звёзд MT259, MT282, MT299, MT317 и MT343, принадлежащих к ассоциации Суг OB2, впервые определены физические параметры атмосферы, такие как болометрическая светимость, эффективная температура, ускорение свободного падения, а также сделаны оценки темпа потери массы и скорости ветра на бесконечности. Для каждой из пяти звёзд определён возраст, что позволило подтвердить гипотезу о каскадном процессе звездообразования в ассоциации. Кроме того, для звёзд MT259 и MT317 впервые выполнены оценки содержаний CNO элементов в атмосфере.
- Впервые проведена спектроскопия и спектральная классификация 22 слабых звёзд (13-20 зв. вел.) в окрестностях гипергиганта Суг OB2 №12. Для всех звёзд измерено межзвёздное покраснение и оценено расстояние. Список звёзд ассоциации пополнен 10 новыми сильно поглощенными звёздами. Для области вблизи №12 впервые построена карта межзвёздного покраснения с пространственным разрешением около 30'' и показано, что покраснение возрастает при приближении к звезде №12. Последнее является весомым аргументом в



пользу гипотезы об околозвёздной природе аномального покраснения гипергиганта.

## Научная и практическая значимость работы

- Объединение численного моделирования атмосфер OB и WR звёзд с анализом их эволюционных треков имеет большое значение для уточнения моделей эволюции массивных звёзд, для непосредственной оценки темпа потери массы и химического содержания элементов на той или иной эволюционной стадии.
- Представленные в работе результаты численного моделирования атмосфер восьми OB-звёзд важны для дальнейших исследований OB-звёзд в целом.
- В работе показано, что модели атмосфер, построенные с помощью программного пакета CMFGEN, хорошо описывают распределение энергии в спектрах горячих звёзд, а следовательно этот код может быть использован для определения болометрических поправок и показателей цвета звёзд ранних спектральных классов. Из-за малочисленности OB-звёзд с известными расстояниями эта задача остается актуальной для современной астрофизики, несмотря на большое число уже накопленных наблюдательных данных.
- В связи со значительной вычислительной сложностью и трудоёмкостью расчётов моделей звёздных атмосфер с помощью программного пакета CMFGEN, большое практическое значение имеет построенная в ходе работы над диссертацией сетка моделей, которые могут в дальнейшем применяться для исследования других OB и WR звёзд.

## Основные результаты, выносимые на защиту

1. Определение основных физических параметров, включая структуру ветра, светимость, температуру и химический состав, для OB звёзд из ассоциации Суг OB2 методом моделей атмосфер.
2. Вывод о том, что звезда Романо наблюдается в момент перехода от стадии голубой переменной высокой светимости (LBV) к звезде типа Вольфа-Райе (т.е. является post-LBV звездой). Наблюдаемая у неё

спектральная и фотометрическая переменность вызвана окончанием фазы горения водорода в ядре.

3. Основные физические параметры и химический состав атмосфер двух звёзд Вольфа-Райе, определённые методом численного моделирования. Уточнение эволюционного статуса этих звёзд.
4. Результаты спектральных и фотометрических наблюдений и спектральной классификации 22 слабых звёзд, лежащих вблизи гипергиганта Cyg OB2 №12. Добавление 10 новых звёзд в список звёзд, принадлежащих Cyg OB2.
5. Вывод об околозвёздной природе избытка покраснения звезды №12, полученный за счёт анализа пространственной структуры межзвёздного поглощения в её окрестности.

## Публикации по теме диссертации

Основные результаты работы опубликованы в рецензируемых журналах (12 статей общим объемом 118 страниц, в т.ч. 10 статей, написанных совместно с другими авторами):

1. Maryeva O.V., Abolmasov P.K. “*Modeling the optical spectrum of Romano’s star*”, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society (MNRAS), 419, 1455-1464, (2012), arXiv:1109.0443
2. Maryeva O.V., Abolmasov P.K. “*Spectral study of the late nitrogen-sequence Wolf-Rayet star FSZ35 in M33*”, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society (MNRAS), 421, 1189-1195,(2012), arXiv:1109.0445.
3. Maryeva O.V., Zhuchkov R.Ya. “*Medium resolution spectroscopy of the supergiant O31f Cyg OB2 No. 7*”, Astrophysics, 55, 3, 371-376, (2012), arXiv:1210.7096.
4. Maryeva O.V. “*Modeling Hydrogen-Rich Wolf-Rayet Stars in M33*”, Astronomical and Astrophysical Transaction (AapTr), 28, 1, 35-42, (2013), arXiv:1303.2366
5. Maryeva O.V., Afanasiev V.L., Panchuk V.E., “*Study of the late nitrogen-sequence Galactic Wolf-Rayet star WR156. Spectropolarimetry and modeling*”, New Astronomy, 25, 27-31, (2013)

6. Maryeva O.V., Klochkova V.G., Chentsov E.L., “*Modeling of a spectrum of supergiant Cyg OB2 №7*”, Astrophysical Bulletin, 68, 1, 87-100, (2013)
7. Maryeva O.V., Zhuchkov R.Ya., Malogolovets E.V. “*Investigation of Cyg OB2 №11(O5 Ifc) by Modelling its Atmosphere*”, Publications of the Astronomical Society of Australia (PASA), #31, e020, (2014), arXiv:1403.2771
8. Maryeva O.V. “*The half-century history of studies of Romano’s star*”, Baltic Astronomy, 23, 248-254, (2014), arXiv:1411.2662
9. Maryeva O.V., Parfenov S.Yu., Yushkin M.V., Shapovalova A.S., Gorda S. Yu., “*Properties of dwarf stars in Cygnus OB2*”, Publications of the Astronomical Society of Australia (PASA), #33, e002 (2016), arXiv:1512.05416.
10. Maryeva O.V., Chentsov E.L., Goranskij V.P. and Karpov S.V., “*Analysis of interstellar extinction towards the hypergiant Cygnus OB2 №12*”, Baltic Astronomy, 25, 42-48, (2016).
11. Maryeva O.V., Chentsov E.L., Goranskij V.P., Dyachenko V.V., Karpov S.V., Malogolovets E.V., Rastegaev D.A., “*On the nature of high reddening of Cygnus OB2 №12 hypergiant*”, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society (MNRAS), 458, 491-507, (2016), arXiv:1602.05042
12. Polcaro V.F., Maryeva O.V., Nesci R., Calabresi M., Chieffi A., Galletti S., Gualandi R., Haver R., Mills O.F., Osborn W.H., Pasquali A., Rossi C., Vasilyeva T., Viotti R.F., “*GR 290 (Romano’s Star): 2. Light history and evolutionary state*”, Astronomical Journal (AJ), 151, 149, (2016), arXiv:1603.07284

Другие публикации по теме работы (8 статей в трудах конференций):

13. Maryeva O.V. “*Modeling atmospheres of Wolf-Rayet stars*”, Обозрение прикладной и промышленной математики, 17, 6, 908-909 (2010)
14. Maryeva O.V., Abolmasov P.K. “*Modeling the optical spectrum of Romano’s star in Minimum Brightness*”, Odessa Astronomical Publications, 23, 79-83 (2010)
15. Марьева О.В., “*Моделирование спектра сверхгиганта O3 If\* Cyg OB2 №7*”, Известия КрАО, #108, 2, 2012

16. Maryeva, O.V., Klochkova, V.G., Chentsov, E.L. “*Modeling of atmospheres of the brightest stars belonging to the Cyg OB2 association*”, материалы конференции “Massive Stars: From  $\alpha$  to  $\Omega$ ”, (2013), arXiv:1309.4495
17. Maryeva O.V., Parfenov S.Yu. “*Investigation of the brightest stars in the Cyg OB2 association*”, Proceedings of the International Astronomical Union, IAU Symposium “New windows on massive stars: asteroseismology, interferometry, and spectropolarimetry”, 307, 119-120, (2015)
18. Maryeva O.V. “*Spectropolarimetry and modeling of WR156*”, Proceedings of the International Astronomical Union, IAU Symposium “New windows on massive stars: asteroseismology, interferometry, and spectropolarimetry”, 307, 387-388, (2015)
19. Maryeva O., Polcaro V. F., Rossi C., Viotti R., “*Modeling of spectral variability of Romano’s star*”, материалы совещания по WR звёздам, Universitätsverlag Potsdam, 361, (2015)
20. Rossi C., Polcaro V.F., Maryeva O., Gualandi R., Nesci R., Chieffi A., Viotti R.F. , “*Past, Present and Future of the luminous variable Romano’s Star in M33*”, материалы EWASS, MEMORIE della Societa Astronomica Italiana, 87, 307, (2016)

## Личный вклад автора

В большинстве приведённых выше работ вклад автора является определяющим и состоит в формулировке задачи, получении и обработке наблюдательных данных, их анализе, проведении их численного моделирования, а также интерпретации полученных результатов и написании текста публикаций. Личный вклад включает в себя:

- проведение численного моделирования спектров с помощью программного пакета CMFGEN в работах [1]-[9] и [12].
- написание основной части текста статьи и формулировка результатов [1]-[8], [10]-[11], в работе [9] текст написан наравне с С.Ю. Парфеновым.
- обработка данных со SCORPIO (6-м телескоп САО РАН) и со спектрографа ISIS (телескоп им. Вильяма Гершеля) [1], [2], [4], [7-12].
- участие в проведении наблюдений [1], [2], [4], [8-12].
- в работе [12] обсуждение и формулировка результатов наравне с соавторами.

## Апробация результатов работы

Основные результаты работы докладывались автором на семинарах и конкурсах-конференциях САО РАН, а также представлялись на 6 российских и 11 международных:

1. Международная конференция “Переменные звезды - 2010”, 16-21 августа 2010 г., Украина, Одесса, Одесский национальный университет имени И. И. Мечникова.
2. Всероссийская конференция “Всероссийская астрономическая конференция (ВАК-2010) “От эпохи Галилея до наших дней””, 13-18 сентября 2010 г., Нижний Архыз, САО РАН.
3. Международная конференция “European Week of Astronomy and Space Science (Jenam 2011)”, 4-8 июля 2011 г., Санкт-Петербург.
4. Международная конференция “Звёздные атмосферы: фундаментальные параметры звезд, химический состав и магнитные поля”, 10-14 июня 2012 г., Украина, пос. Научный, НИИ “Крымская астрофизическая обсерватория”
5. Международное совещание “A Workshop on Outstanding Problems in Massive Star Research – the final stages”, 30 сентября – 3 октября, 2012, США , Сент-Пол, Миннесота.
6. Всероссийская конференция “Всероссийская молодежная астрономическая конференция “Наблюдаемые проявления эволюции звёзд””, 15-19 октября 2012 г., Нижний Архыз, САО РАН.
7. Всероссийская конференция “Молодые ученые России 2013”, 15-16 апреля 2013 г., Москва, фонд “Династия”.
8. Международная конференция “Massive stars from alpha to Omega”, 10-14 июня 2013, Родос, Греция.
9. Всероссийская конференция “ВАК-2013: Многоликая Вселенная”, секционный доклад “Исследование атмосфер О-сверхгигантов ассоциации Суг OB2”, 23-27 сентября, 2013, Санкт-Петербург.
10. Всероссийская конференция “Современная звездная астрономия - 2014”, посвященная 125-летию со дня рождения Бориса Петровича Герасимовича и 110-летию со дня рождения Бориса Александровича Воронцова-Вельяминова, 28-30 мая 2014 г., Ростов-на-Дону, Научно-исследовательский институт физики ЮФУ.

11. Международная конференция “Звездные Атмосферы: фундаментальные параметры звезд, химический состав и магнитные поля”, 23-27 июня 2014 г., Главная Астрономическая Обсерватория РАН (Пулкovo), С.-Петербург, Россия.
12. Международная конференция “New Windows on massive stars: asteroseismology, interferometry and spectropolarimetry” (IAU Symposium 307), 23-27 июня 2014, Женевский университет, Женева, Швейцария.
13. Международная конференция “European Week of Astronomy and Space Science” (EWASS 2014), на секции “Fast outflows in massive stars: from single objects to wind-fed and colliding-wind binaries” (symposium S7), 30 июня – 4 июля, Женева, Швейцария.
14. Всероссийская конференция “Астрономия от ближнего космоса до космологических далей”, приуроченная к XII съезду Международной общественной организации “Астрономическое общество”, 25-30 мая 2015 г., Москва, Государственный астрономический институт им. П.К. Штернберга Московского государственного университета им. М.В. Ломоносова.
15. Международное совещание “Wolf-Rayet stars”, 1-5 июня 2015 г., Германия, Потсдам.
16. Международная конференция “Механизмы излучения космических объектов: классика и современность”, 21-25 сентябрь 2015 г., Санкт-Петербург.
17. Международная конференция European Week of Astronomy and Space Science (EWASS), 22-26 июня 2015 г., Испания, Тенерифе, университет Ла-Лагуна.

## Структура диссертации

Диссертация состоит из введения, 6 глав, заключения и списка литературы. Она содержит 172 страницы, 55 рисунков, 24 таблицы. Список литературы насчитывает 257 наименований.

# Содержание работы по главам

## Введение

Во введении обсуждаются актуальность работы, цели и задачи исследования, научная новизна, научная и практическая значимость работы, формулируются основные положения, выносимые на защиту, а также приводится список работ, в которых опубликованы результаты диссертации с указанием личного вклада автора в совместных публикациях.

## Глава I: Массивные звёзды и моделирование их атмосфер

Первая глава содержит расширенное введение в обсуждаемые в диссертации задачи, а также описывает используемые для их решения методы и подходы. Раздел 1.1 посвящен эволюции массивных звёзд. В нём кратко рассказывается об истории их исследования, о том, что представляет собой общепринятый в современной теории эволюции массивных звёзд “*сценарий Конти*”, приводятся схемы, описывающие эволюцию звёзд с начальными массами от 10 до  $90M_{\odot}$ , а также обсуждаются некоторые спорные моменты и нерешённые проблемы этого сценария.

В разделе 1.2 рассмотрена история развития теории атмосфер горячих звёзд от открытия звёздного ветра до разработки программ для расчёта протяженных атмосфер со сферической геометрией, и современное состояние исследований в области моделирования звёздных атмосфер.

В данной работе в качестве основного метода численного моделирования используется код SMFGEN, разработанный Дж. Хиллером [6] для построения моделей расширяющихся сферически-симметричных звёздных атмосфер. В разделе 1.3 приводится описание этого кода и основных физических процессов, которые в него заложены.

## Глава II: Исследование ОВ-звёзд, находящихся вблизи Главной Последовательности

Вторая глава посвящена исследованию ОВ-звёзд МТ259 (В0), МТ282 (В1), МТ299 (О7.5), МТ317 (О8) и МТ343 (В1), принадлежащих к ассоциации Cygnus OB2 (Cyg OB2) и первоначально классифицированных как карлики Главной последовательности. Ассоциация Cyg OB2, открытая Мюнчем и Морганом в 1953 году [7], находится на расстоянии 1.5 кпк [8] и, согласно оценкам [9], включает в себя 166 ОВ-звёзд. Надёжно измеренное расстояние

до ассоциации позволяет точно определять светимость принадлежащих к ней звёзд. Это обстоятельство объясняет большой интерес исследователей к отдельным объектам из этой ассоциации.

В разделе 2.1 описываются использованные в работе наблюдательные данные, полученные на шестиметровом телескопе САО РАН: спектры высокого разрешения, полученные на эшелле спектрографе НЭС, и спектры низкого разрешения, полученные со спектрографом SCORPIO в длиннощелевой моде.

В разделе 2.2 говорится о особенностях моделирования атмосфер выбранных звёзд, а в разделе 2.3 обсуждаются результаты этого моделирования, положения исследуемых объектов на диаграммах Герцшпрунга-Рассела ( $\Gamma$ - $P$ ) и  $\log g - T_{\text{eff}}$  и сопоставление их с эволюционными треками и изохронами. Для всех пяти звёзд определено содержание водорода (отношение  $H/He$ ), кроме того для звёзд MT259 и MT317 выполнены оценки содержаний CNO элементов в атмосфере. Аномалий химического состава у этих звёзд не обнаружено.

Звёзды MT282 и MT317 показывают более высокую светимость, чем близкие к ним по спектральному классу MT343 и MT299, и, согласно результатам моделирования, их следует классифицировать как субгиганты (IV класс светимости) (раздел 2.3.1). Сравнение спектральных масс – масс, полученных из численного моделирования их спектров, – с эволюционными массами, оцененными по положению на диаграммах  $\Gamma$ - $P$  и  $\log g - T_{\text{eff}}$ , показывает, что спектральные массы в пределах ошибок согласуются с эволюционными (раздел 2.3.2). Возраста MT259, MT299 и MT317, как и у большей части звёзд в ассоциации, лежат в интервале 4-6 млн. лет (раздел 2.3.2). Звёзды же MT282 и MT343 принадлежат к более старому населению, их возраста превышают 10 млн. лет, что подтверждает гипотезу о каскадном процессе звездообразования в ассоциации.

ОВ-звёзды IV-V класса светимости отличаются от сверхгигантов значительно более слабыми ветрами, темп потери массы у них порядка  $10^{-7}M_{\odot}/\text{год}$ . Вследствие этого линии с P Cуг профилями ветровой природы, по которым можно измерить темп потери массы, у этих звёзд наблюдаются только в ультрафиолетовом диапазоне. Проведённое моделирование оптических спектров ОВ-звёзд позволяет сделать верхнюю оценку темпа потери массы (раздел 2.3.3). Оценки темпа потери массы для исследуемых звёзд согласуются с теоретическими оценками.

В разделе 2.4 подводятся краткие итоги второй главы.



## Глава III: Исследование звёзд-сверхгигантов Cyg OB2 №7 и №11

В третьей главе рассматриваются два сверхгиганта – Cyg OB2 №7 (O3If<sub>\*</sub>) и №11 (O5.5If). В разделе 3.1 представлены наблюдательные данные. Для исследования сверхгигантов в работе объединены архивные данные спектроскопии объектов в ультрафиолетовом, оптическом и инфракрасном диапазонах, с результатами спектральных наблюдений на 6-м телескопе САО РАН и 1.5-м Российско-Турецком телескопе.

В разделе 3.2 описана сетка моделей O-звёзд, построенная в рамках данного исследования, и рассмотрено как изменение модельных параметров влияет на вид синтетического спектра.

Раздел 3.3 посвящен Cyg OB2 №7 – одной из самых горячих звёзд в Галактике. В 3.3.3 показано, что описание отдельных линий спектра №7 невозможно в рамках единой модели с простым ветровым законом – требуется либо привлекать соображения о несферичности ветра (возможно, связанной с быстрым вращением звезды), либо модифицировать вид его скоростного закона. Помимо этого, наши результаты подтверждают вывод [10] об изменении степени неоднородности ветра с удалением от звезды. Анализ положения этого объекта на диаграмме Герцшпрунга-Рассела показывает, что масса звезды около  $60 M_{\odot}$ , а возраст приблизительно 3 млн. лет.

Раздел 3.4 посвящен Cyg OB2 №11, принадлежащей к малочисленному подклассу Ofc звёзд, в спектрах которых линии углерода C III  $\lambda\lambda 4647, 4650, 4652$  по интенсивности сравнимы с линиями N III  $\lambda\lambda 4634, 4640, 4642$ . В разделе 3.4.1 определены физические параметры звезды №11, а в разделе 3.4.2 – химический состав. Благодаря тому, что исследование №11 проводилось по спектральным данным, охватывающим широкий диапазон длин волн, нам удалось оценить не только долю гелия в атмосфере звезды, но и содержания CNO элементов. Из сравнения проведенного в разделе 3.4.3 видно, что содержание азота в атмосфере №11 ниже, чем у “нормальных” O-сверхгигантов, тогда как содержание углерода близко к солнечному. В целом видно, что вопрос о причине, вызывающей подавление выноса в атмосферу продуктов ядерного горения, до сих пор остаётся открытым и требует дальнейших исследований.

## Глава IV: Исследование переменности звезды Романо

Четвёртая глава посвящена результатам многолетнего исследования переменности звезды Романо. В разделе 4.1 даётся обзор литературы, посвя-

щенной истории исследования этого объекта. Звезда Романо, классифицированная как LBV (см. обзор [11] и ссылки в нём), находится в галактике M33 и демонстрирует сильную фотометрическую и спектральную переменность. Амплитуда фотометрической переменности достигает 1.5 зв. вел. Но, в отличие от классических LBV, у которых в максимуме блеска спектры похожи на спектры A-F сверхгигантов, а в минимуме – на спектры звёзд типа Ofp/WN, спектр звезды Романо изменяется лишь на несколько спектральных подклассов от WN11 в максимуме блеска до WN8 в минимуме [12]. Только во время исторического максимума блеска в 1992 году звезда показала более холодный спектр позднего В-сверхгиганта [13]. Именно такая нетипичная спектральная переменность послужила основанием для проведения детального моделирования её атмосферы в разные моменты времени.

В разделе 4.2 рассказывается о моделировании атмосферы звезды Романо. На основании девяти спектров, полученных с 2002 по 2014 год (наблюдательные данные описаны в пункте 4.2.1), были определены параметры звезды в разных фазах активности. В пункте 4.2.2 описываются основные модельные предположения, а в пункте 4.2.3 представляются результаты численных расчётов. По построенным моделям удаётся проследить за поведением ветра звезды Романо – за тем, как из горячего быстрого в минимумах блеска ветер становится медленным и плотным в максимумах. Результаты моделирования показывают, что при понижении визуального блеска болометрическая светимость звезды также уменьшается, т.е. у звезды Романо наблюдается нетипичное для LBV звёзд изменение болометрической светимости, коррелирующее с изменениями видимой звёздной величины.

Раздел 4.3 посвящен эволюционному статусу звезды Романо. В этом разделе обсуждается положение звезды Романо диаграмме Герцшпрунга-Рассела: только в момент вспышки 2005 года звезда Романо лежала на полосе нестабильности LBV звёзд, в другие же даты звезда располагалась левее этой полосы в области звёзд Вольфа-Райе. На диаграмме *содержание водорода – светимость* звезда Романо также лежит в области звёзд Вольфа-Райе, ниже классических LBV звёзд. Это свидетельствует о том, что звезда Романо является более проэволюционировавшим объектом, чем известные LBV звёзды. Мы приходим к выводу, что этот объект наблюдается на ещё более редкой эволюционной стадии – в момент перехода от звёзд LBV к звёздам Вольфа-Райе, и является таким образом первым известным пост-LBV объектом.

## Глава V: Исследование звёзд Вольфа-Райе азотной последовательности WR156 и FSZ35

Согласно современной теории звёздной эволюции, массивные звёзды, пройдя стадию голубых переменных высокой светимости, превращаются в звёзды Вольфа-Райе. Исследованию двух звёзд Вольфа-Райе азотной последовательности – WR156 и FSZ35 – посвящена пятая глава диссертации. В разделе 5.1.1 даны общие сведения об этих объектах, а также приведена история их исследования. Обе звезды относятся к спектральному типу WN8; WR156 принадлежит нашей Галактике, а FSZ35 – галактике M33. Так как в большинстве случаев звёзды WN8 не входят в звёздные ассоциации [14], при исследовании объектов такого типа в нашей Галактике возникают сложности с определением расстояния, и следовательно – с оценкой их светимости. Поэтому большое значение имеет изучение внегалактических WN8 звёзд.

В разделе 5.2 описаны наблюдательные данные, использованные в данной работе. Раздел 5.3 посвящен спектральной классификации FSZ35, в этом же разделе проводится сравнение спектра FSZ35 со спектром рассмотренной выше звезды Романо и приводится список линий, отождествлённых в спектре FSZ35. В разделе 5.4 рассказывается о построении моделей атмосфер WR156 и FSZ35, о методе характеристических диаграмм, который был использован как один из способов сравнения синтетических спектров с наблюдаемыми, и о результатах исследования, которые суммируются в разделе 5.5.

В результате проведённого в этой главе исследования показывается, что FSZ35 по своим параметрам – главным образом, по содержанию водорода – близка к другим известным звёздам спектрального класса WN8, богатым водородом (WN8h), что позволяет нам уточнить спектральную классификацию [15] и уверенно отнести FSZ35 к типу WN8h. Для второй звезды – WR156 – показывается, что, согласно нашим оценкам доли водорода в атмосфере, она является самой богатой водородом звездой типа WN8 в Галактике. Скорость ветра WR156 ниже, чем у других звёзд типа WN8h, и по этому параметру WR156 лежит между пост-LBV звездой Романо и звёздами типа WN8h. Вероятно, WR156 относительно недавно перешла в область звёзд азотной последовательности (WN) и является менее проэволюционировавшей по сравнению с FSZ35. С этим предположением согласуется и положение звёзд на диаграмме *светимость – массовая доля водорода*: FSZ35 и WR156 находятся примерно на одном и том же эволюционном треке, но WR156 находится выше и ближе к известным LBV звёздам. На диаграмме

Герцшпрунга-Рассела звёзды FSZ35 и WR156, так же как и звезда Романо, располагаются на эволюционном треке  $50 M_{\odot}$ , левее (соответственно горячее) звезды Романо, что также подтверждает, что они – более проэволюционировавшие объекты.

## Глава VI: Изучение окрестностей гипергиганта Cyg OB2 №12 / MT 304

Шестая глава посвящена исследованию окрестностей звезды Cyg OB2 №12. Звезда Cyg OB2 №12 (Schulte 12, MT 304) – одна из ярчайших звёзд нашей Галактики, её болометрическая светимость составляет  $1.9 \cdot 10^6 L_{\odot}$  по оценкам [16]. Интересна она не только своей огромной массой ( $110 M_{\odot}$  согласно [16]), но и аномально сильным покраснением ( $\sim 10$  зв. вел.), которое заметно превышает среднее покраснение в ассоциации.

В разделе 6.1 рассказывается о звезде MT 304 и приводится обзор литературы, посвященной исследованию межзвёздного поглощения в направлении ассоциации Cyg OB2.

В разделе 6.2 описаны наблюдательные данные и основные этапы редукации этих данных. Со спектрографом SCORPIO на БТА были получены спектры 25 звёзд, близких к гипергиганту. Фотометрия этих звёзд была проведена по снимкам, полученным на 1-м телескопе Цейсс и на БТА (также со SCORPIO).

В разделе 6.3 представляются результаты спектральной классификации 25 звёзд, близких к гипергиганту, а также измерения покраснения в их направлении и оценки расстояния до каждого объекта. В разделе 6.4 проводится обсуждение результатов. В результате проведённого в этой главе исследования, во-первых, пополнен список звёзд, принадлежащих к Cyg OB2, десятью новыми В звёздами. Во-вторых, построена карта межзвёздного покраснения в области MT 304 (радиус исследованной области 2.5 угловых минуты) и найдено, что покраснение возрастает при приближении к MT 304. Самое сильное поглощение наблюдается в направлении MT 304 (около 10 зв. величин), а также двух звёзд J203240.35+411420.1 и J203239.90+411436.2 (номера согласно каталогу SDSS), отстоящих от MT 304 всего на 15 угловых секунд и имеющих покраснение около 9 зв. величин. Среднее же покраснение в поле составляет всего 8 зв. величин – избыток в 2 величины у объекта MT 304 связан, вероятно, с околосвёздной оболочкой радиусом в несколько десятых долей парсека, которая охватывает и ближайшие звёзды.

## **Заключение**

В заключении формулируются основные выводы диссертации.

# Глава 1

## Массивные звёзды и моделирование их атмосфер

Массивные горячие звёзды – одна из важнейших компонент звёздного населения. В данной работе *массивными звёздами* мы будем называть звёзды с массами от 8 до  $150 M_{\odot}$ , которые в конце своей жизни взрываются как сверхновые и либо превращаются в релятивистские объекты (в зависимости от массы, в нейтронные звёзды или чёрные дыры), либо полностью разрушаются в результате аннигиляционной неустойчивости (англ. pair instability supernova). Они являются основным источником ультрафиолетового излучения и тяжёлых химических элементов. Массивные звёзды оказывают огромное влияние на динамическую эволюцию родительских галактик как на финальных стадиях своей эволюции – через взрывы сверхновых звёзд, так и в течение всей своей жизни – посредством мощных звёздных ветров.

Исследование массивных звёзд – одно из наиболее активно развивающихся направлений современной астрофизики, в рамках которого важнейшей задачей остаётся изучение того, сколько вещества теряется на разных эволюционных фазах и с какой массой такие звёзды подходят к стадии сверхновой звезды. Осложняется она малочисленностью доступных для изучения объектов и кратковременностью фаз, на которых происходит основная потеря массы. Исследование подобных кратковременных фаз звёздной эволюции важно для понимания происходящих в них процессов, а также для уточнения теории звёздных ветров, вызванных излучением, для исследования межзвёздной среды и других астрофизических задач.

## 1.1 Эволюция

Хотя ещё в 1943 году Г. Гамов [1] предположил, что наблюдаемые спектры звёзд Вольфа-Райе, связаны с наличием на поверхности звезды переработанного в ядре вещества<sup>1</sup>, эволюционный статус звёзд Вольфа-Райе оставался спорным вопросом до 70-х годов. Ряд исследователей предполагал, что звёзды Вольфа-Райе – это молодые объекты с нормальным химическим составом, ещё не дошедшие до Главной Последовательности, тогда как другие полагали, что звёзды Вольфа-Райе – сильно проэволюционировавшие объекты, обогащенные продуктами ядерного горения. В конце 60-х и в 70-х годах XX века, после открытия рентгеновских двойных, в качестве основного механизма, уносящего богатые водородом внешние слои, стало рассматриваться переполнение полости Роша в двойных системах (см. например [Пачинский \(1967\)](#) [18]), и выдвигались гипотезы, что все звёзды Вольфа-Райе входят в двойные системы (см. например [Кухи \(1973\)](#) [19]). Однако, существование звезды Вольфа-Райе  $\gamma^2$  Vel в двойной системе с компаньоном на широкой эллиптической орбите, очевидно, не прошедшей стадию обмена массой, ставило эти гипотезы под сомнение. Поэтому, в 1975 году П. Конти представляет альтернативный сценарий эволюции для одиночных массивных звёзд, в котором основным механизмом потери массы служат мощные звёздные ветра у O и B сверхгигантов, недавно обнаруженные по спектрам в ультрафиолетовом диапазоне ([Мортон \(1967\)](#) [20]). Согласно этому сценарию, массивные звёзды переходят из O-сверхгигантов в звёзды Вольфа-Райе через стадию переменных типа P Cygni и в конце своей жизни взрываются как сверхновые ([Конти \(1975\)](#) [2]). Хотя массивные звёзды теряют массу в виде звёздного ветра в течение всей своей жизни, в “сценарии Конти” особая роль отведена стадии переменных типа P Cygni, во время которой звёзды сбрасывают основную часть вещества. В 1984 году П. Конти объединяет переменные типа S Dor и P Cygni, переменные Хаббла-Сандиджа и уникальные звёзды  $\eta$  Car и P Cygni в единый класс объектов, который получает название *голубые переменные высокой светимости* (англ. Luminous Blue Variables LBVs)<sup>2</sup>. П. Конти чётко раз-

---

<sup>1</sup>Окончательно эта гипотеза Гамова была подтверждена через полвека [Ламерсом и др. \(1991\)](#) [17].

<sup>2</sup>Согласно современному определению, голубые переменные высокой светимости или переменные типа S Dor – это проэволюционировавшие массивные звёзды, лежащие вблизи Эддингтоновского предела ([Хэмприс и др. \(2016\)](#) [21]). У звёзд этого класса наблюдается сильная спектральная и фотометрическая переменность. Во время вспышек (англ. eruption, термин введен в работе [Хэмприс и Дэвидсона \(1994\)](#) [22]) или максимумов блеска из-за возрастания темпа потери массы ветер становится оптически толстым, что в некоторых случаях приводит даже к формированию псевдо-фотосферы. Эффективная температура LBV звёзд в максимуме блеска составляет около  $T_{\text{eff}} = 7\,000\text{--}9\,000$  К, спектры богаты абсорбциями и по виду похожи на спектры сверхгигантов F типа. Так как понижение температуры приводит к изменению болометрических поправок, при увеличении видимого блеска на 1-2 зв. величи-

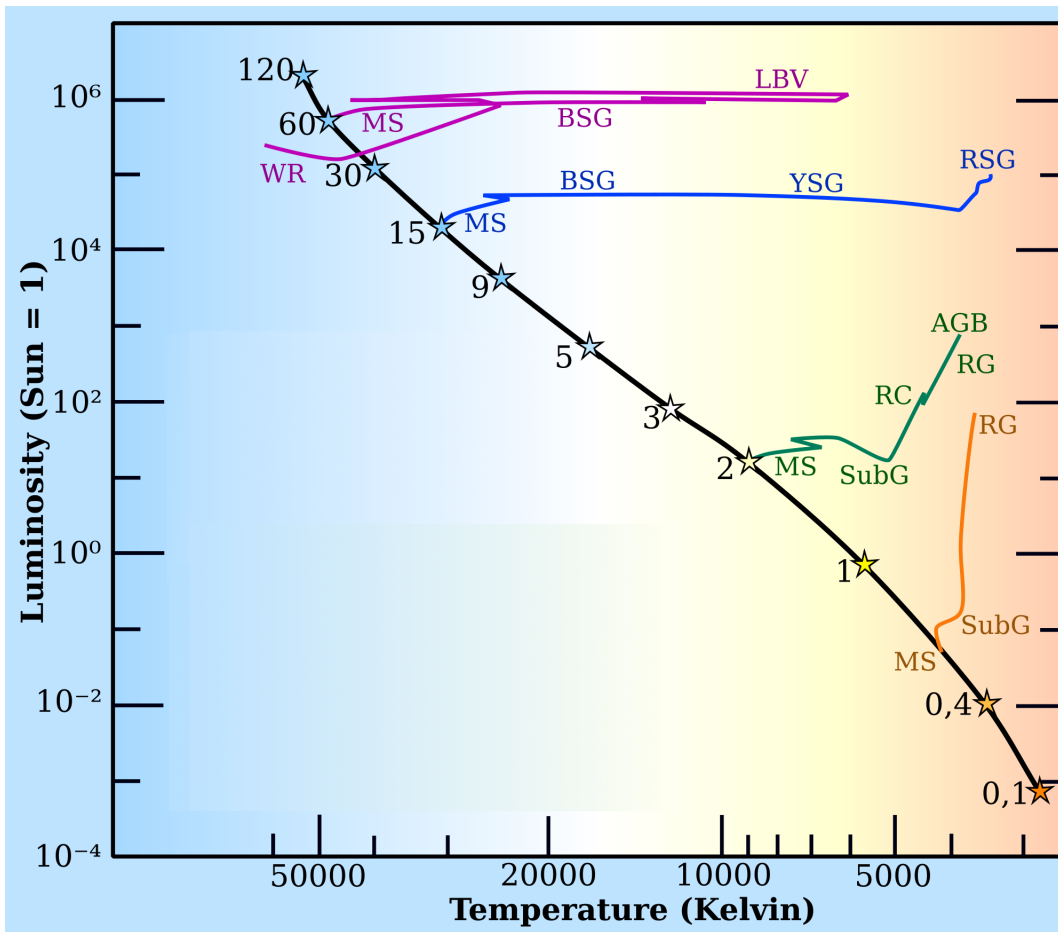


Рис. 1.1: Схематическое представление эволюции звёзд различной массы на диаграмме Герцшпрунга-Рассела.

граничивает O-В сверхгиганты, LBV и звёзды Вольфа-Райе и переносит на весь класс голубых переменных высокой светимости то, что ранее касалось только переменных типа P Cygni. Таким образом, согласно “сценарию Конти”, именно стадия голубых переменных высокой светимости для массивных звёзд является ключевым моментом перехода из O-сверхгигантов в звёзды Вольфа-Райе. Несмотря на большие дискуссии об эволюционном статусе фазы LBV (см. ниже), “сценарий Конти” сегодня является общепринятым в теории эволюции массивных звёзд (Чиози и Маедер (1986) [25], Мэдер и Мейнет (1987) [26] и (2000) [27], Мейнет и др. (2011) [3], Лангер и др. (1994) [28], Лангер (2012) [29]).

Эволюция массивных звёзд согласно современным представлениям протекает следующим образом<sup>3</sup> (Мейнет и др. (2011) [3]):

ны во время вспышек болометрическая светимость остается примерно постоянной (Волф (1989) [23], Хэмприс и Дэвидсон (1994) [22]) или даже уменьшается (Гро и др. (2009) [24]). Звёзды LBV могут находиться в состоянии вспышки несколько лет или даже десятилетий.

<sup>3</sup>На схеме, как и на рисунке 1.1, английские аббревиатуры означают следующее: MS – Главная Последовательность, BSG – голубые сверхгиганты, YSG – жёлтые гипергиганты, RSG – красные сверхгиганты, RG – красные гиганты, AGB – звёзды асимптотической ветви гигантов, SubG – субгиганты, WN



$$M_* > 90M_\odot : O \rightarrow Of \rightarrow WNL \rightarrow (WNE) \rightarrow WCL \rightarrow WCE \\ \rightarrow SN(SNIbc/BH/SNIIn)?$$

$$60-90M_\odot : O \rightarrow Of/WNL \Leftrightarrow LBV \rightarrow WNL \text{ (без водорода)} \rightarrow WCL \rightarrow WCE \\ \rightarrow SN(SNIbc/BH/SNIIn)?$$

$$40-60M_\odot : O \rightarrow BSG \rightarrow LBV \Leftrightarrow WNL \rightarrow (WNE) \rightarrow WCL \rightarrow WCE \rightarrow WO \\ \rightarrow SN(SNIc)$$

$$30 - 40M_\odot : O \rightarrow BSG \rightarrow RSG \Leftrightarrow LBV \rightarrow WNE \rightarrow WCE \rightarrow SN(SNIb)$$

$$20-30M_\odot : O \rightarrow (BSG) \rightarrow RSG \rightarrow BSG(\text{blue loop}) \rightarrow RSG \rightarrow SN(SNIb, SNIIL)$$

$$10 - 20M_\odot : O \rightarrow RSG \rightarrow (\text{цефеиды, } M < 15M_\odot)RSG \rightarrow SN(SNIIP)$$

По мере выгорания водорода в ядре массивные звёзды смещаются вправо от Главной Последовательности на диаграмме Герцшпрунга-Рассела (Г-Р), превращаясь из О и В-звёзд в красные сверхгиганты ( $8M_\odot < M_* < 40M_\odot$ ) или в голубые переменные звёзды высокой светимости ( $40M_\odot < M_* < 60M_\odot$ ). После этого более массивные ( $M_* > 30M_\odot$ ) снова возвращаются в левую часть диаграммы Г-Р и проходят стадию звезды Вольфа-Райе, которая является последней перед взрывом сверхновой. У менее массивных ( $8M_\odot < M_* < 30M_\odot$ ) прародителями сверхновых напрямую являются красные сверхгиганты.

Как видно из приведённых схем, есть два сценария образования LBV звёзд: для звёзд с массами  $40 - 90M_\odot$  напрямую из Of сверхгигантов или голубых сверхгигантов, и для менее массивных  $30 - 40M_\odot$  – через стадию красных сверхгигантов. Это согласуется с данными наблюдений – существует два подтипа голубых переменных высокой светимости (см. например работу [Хэмприс и др. \(2016\)](#) [21]). Первый тип – классические LBV, их болометрическая звёздная величина  $-9.7 < M_{bol} < -11.5$  зв. вел, а начальная масса, вероятно, составляет  $40 - 90M_\odot$ . Второй тип имеет болометрические звёздные величины  $-8 < M_{bol} < -9.5$  зв. вел, они, скорее всего, прошли стадию красных сверхгигантов.

---

– звёзды Вольфа-Райе азотной последовательности (L – поздних спектральных подтипов, E – ранних), WC – звёзды Вольфа-Райе углеродной последовательности (L – поздних спектральных подтипов, E – ранних), WO – кислородные звёзды Вольфа-Райе, SN – сверхновая, BH – черная дыра.

Если сопоставить спектральный тип с процессами, происходящими в ядре, эволюция звезды с массой более  $60 M_{\odot}$  без учёта вращения выглядит следующим образом (Гро и др. (2014) [30]):

$O3I$ (начало горения H в ядре)  $\rightarrow$   $O4I$ (середина горения H в ядре)  $\rightarrow$  горячая LBV (окончание горения H в ядре)  $\rightarrow$  холодная LBV (начало горения He в ядре)  $\rightarrow$   $WNL$   $\rightarrow$   $WNE$   $\rightarrow$   $WC$ (середина горения He в ядре)  $\rightarrow$   $WO$ (с окончания горения He до коллапса ядра).

В 90-е годы XX века начинается численное моделирование эволюции массивных звёзд. Благодаря существенному росту вычислительных мощностей компьютеров, современные коды для расчёта звёздной эволюции стали надёжным инструментом для астрофизических исследований, для оценок возрастов звёзд, начальных масс, химического состава и т.д. Современные эволюционные коды, такие как SYCLIST<sup>4</sup> (Экстрём и др. (2012) [31]) или FRANEC (Чиффи и Лимонги (2013) [32]), учитывают разные физические процессы, в том числе вращение, и в целом хорошо описывают наблюдаемое расположение массивных звёзд – красных сверхгигантов, голубых переменных высокой светимости, звёзд Вольфа-Райе – на диаграмме Герцшпрунга-Рассела.

Однако в теории эволюции массивных звёзд существует и ряд спорных вопросов. Так, “сценарий Конти” рассматривает эволюцию одиночных звёзд, оставляя вне рассмотрения популярные ранее концепции потери массы в результате обмена веществом в тесных двойных системах. С другой стороны, известно, что большая часть массивных OB-звёзд (по некоторым оценкам до 80%) в действительности входит в двойные или кратные системы. Об их двойственности свидетельствуют и такие яркие наблюдательные проявления, как сильное рентгеновское излучение от столкновения звёздных ветров. Оценки потери массы одиночными объектами на стадии звёзд Вольфа-Райе, похоже, входят в противоречие с определяемыми из наблюдений сверхновых массами сбрасываемых ими оболочек – звёздный ветер, возможно, оказывается недостаточно эффективным путём потери массы (см. например обзоры Смита (2014) [4] и Дессара (2015) [5]). Также в последнее время появились работы (например, Смит и Мак Крэй (2007) [33]<sup>5</sup>,

<sup>4</sup>Код, которым рассчитываются широко известные *Женевские модели*

<sup>5</sup>Смит и Мак Крэй (2007) исследовали яркую сверхновую SN2006gy и сделали вывод, что ударная волна распространялась по оболочке, сброшенной прародителем за 10 лет до этого во время события, сравнимого с гигантскими вспышками  $\eta$  Car.

Гал-Ям и Леонард (2009) [34]<sup>6</sup>, Гро (2014) [35]<sup>7</sup>, Дваркадас и др. (2016) [36]<sup>8</sup>), в которых показывается, что прародителями некоторых сверхновых вероятно были гипергиганты, возможно даже LBV звёзды. Это может свидетельствовать о том, что по крайней мере некоторые голубые переменные высокой светимости являются конечной точкой звёздной эволюции, а не промежуточным её этапом.

В недавней работе Смит и Томблесон (2014) [37] обсуждают справедливость “сценария Конти” на основе статистических данных о пространственном расположении звёзд Вольфа-Райе и голубых переменных высокой светимости по отношению к молодым звёздным ассоциациям, в которых эти звёзды предположительно родились, и приходят к выводу, что LBV преимущественно являются “убегающими” звёздами, набравшими массу в процессе обмена веществом в тесной двойной системе и в результате её распада выброшенными из родительских ассоциаций. В последующей работе Хэмпфрис и др. (2016) [21], однако, была показана некорректность использованного Смитом и Томблесоном анализа, и установлено, что пространственные распределения всех типов массивных звёзд не противоречат предсказаниям “сценария Конти”. Другие упомянутые выше проблемы этого сценария, однако, остаются до сих пор нерешёнными.

В связи с этим, одной из основных задач современной звёздной астрофизики является разработка теории эволюции двойных систем. Кроме того, важной задачей остаётся наблюдательное определение темпов потери массы, а также остальных параметров массивных звёзд на разных стадиях эволюции. Помочь в этом может большое число наблюдательных данных и моделирование звёздных атмосфер.

## 1.2 Моделирование атмосфер массивных звёзд

Первые предположения о том, что звёзды теряют массу, появились в конце XIX века задолго до того, как Юджин Паркер ввёл термины *солнечный* и *звёздный ветер* (Паркер (1958, 1960) [38, 39]). Сначала благодаря улучшению спектроскопической и фотографической техники была найдена связь

---

<sup>6</sup>Гал-Ям и Леонард (2009) проанализировали архивные изображения прародителя сверхновой SN2005gl и пришли к выводу, что это массивный гипергигант, являющийся, вероятно, голубой переменной высокой светимости.

<sup>7</sup>Гро (2014) провёл моделирование спектра сверхновой SN2013cu, полученного через 15 часов после вспышки, оценил предшествовавшие взрыву темп потери массы и скорость ветра, и пришёл к выводу, что прародителем являлся жёлтый гипергигант или голубая переменная высокой светимости

<sup>8</sup>Дваркадас и др. (2016) из моделирования рентгеновской кривой блеска сверхновой SN 2005kd также оценили темп потери массы и скорость ветра прародителя, и пришли к выводу, что им могла быть голубая переменная высокой светимости в фазе гигантской вспышки

между расширяющимися оболочками новых звёзд и наблюдаемыми в их спектрах линиями с P Cygni профилями. Затем, руководствуясь сходством между P Cygni профилями линий в спектрах новых звёзд и такими же в спектрах звёзд Вольфа-Райе, [Билс \(1929\)](#) [40] предположил существование непрерывного истечения вещества у звёзд Вольфа-Райе. Вскоре после этого [Чандрасекар \(1934\)](#) [41] развил последовательную теорию формирования P Cygni профилей в протяженных атмосферах. [Козырев \(1934\)](#) [42], применяя к наблюдательным данным чандрасекаровские методы диагностики, получил для звёзд Вольфа-Райе темп потери массы и конечную скорость истечения, которые оказались равны  $10^{-5}M_{\odot}\text{год}^{-1}$  и около  $1000\text{ км с}^{-1}$ , соответственно. Обе эти оценки с точностью до фактора тройки согласуются с современными оценками. Таким образом, к середине 30-х годов XX века астрономы достигли достаточно глубокого понимания природы быстро расширяющихся атмосфер некоторых типов горячих звёзд.

В основе современной версии теории ветра, вызванного излучением, лежат работы [Люси и Соломона \(1970\)](#) [43] и [Кастора и др. \(1975\)](#) [44]. Поводом для разработки теории ветра, вызванного излучением, послужили ракетные наблюдения ультрафиолетовых спектров O и B сверхгигантов, выполненные Мортонем и его коллегами в конце 60-х годов XX века (см. например [Мортон \(1967\)](#) [20]), и обнаружение в этих спектрах линий с P Cygni профилями, свидетельствующими о наличии ветра. Теория звёздных ветров стала активно развиваться после того, как стали доступны наблюдения во всех спектральных диапазонах. Стратостаты, ракеты и спутники, запускаемые с середины 1960-х, получили свидетельства существования звёздных ветров во всех диапазонах, включая рентгеновский, далёкий ультрафиолетовый, ультрафиолетовый, оптический, инфракрасный, миллиметровый и радиодиапазон.

Основные теоретические работы, рассматривающие перенос излучения в движущейся атмосфере, появились в середине XX века. Серьезный успех был достигнут в работах [Соболева](#) [45], который понял, что наличие градиента скорости в расширяющейся среде упрощает задачу о переносе излучения в линии. В 1970 годах [Кастор](#) [46] развил теорию [Соболева](#) и применил ее к расчётам спектров многоуровневых атомов в оболочках звёзд Вольфа-Райе ([Кастор и Нуссбаумер \(1972\)](#) [47]). Затем появляется метод, основанный на использовании сопутствующей системы координат ([Михалас и др. \(1975\)](#) [48]), подробно рассмотренный в книге [Михаласа \(1978\)](#) [49]. Но из-за его вычислительной сложности только в конце 80-х годов появляются основанные на этом методе программы для расчёта расширяющихся атмосфер ([Хиллер \(1987\)](#) [50] и (1990) [51], [Хаманн и Шмутц \(1987\)](#) [52],

Хаманн и др. (1993) [53]). Впоследствии эти программы проэволюционировали в коды CMFGEN [6] и PoWR [54], которые сегодня являются основными инструментами для построения моделей атмосфер звёзд Вольфа-Райе.

Для исследований O-звёзд вплоть до начала XXI века использовались плоско-параллельные модели атмосфер. Хотя такие модели и не учитывали эффекты, связанные со сферичностью атмосферы, но с их помощью по тщательно отобраннным фотосферным линиям можно было определять фундаментальные параметры звёзд. При этом спектральные линии, формирующиеся в ветре, оставались неописанными. В результате, к началу XXI века накопился целый ряд нерешенных проблем [55], связанных с моделированием атмосфер массивных звёзд. Вот некоторые из них.

- Как и при моделировании более холодных звёзд, не все линии He I удавалось описать моделью. Для устранения некоторых рассогласований между наблюдениями и результатами моделирования стали учитываться дилуция [56] и микротурбулентная скорость [57, 58].
- Массы звезд, оцениваемые при моделировании спектров, оказались значительно ниже ожидаемых эволюционных масс (*несоответствие масс*) [59]. Различие в основном связано с ошибками в оценках поверхностной гравитации. Учет сферичности атмосферы, покровного эффекта<sup>9</sup> и ветра сократил различие, но полностью не устранил его.
- Некоторые важные для определения параметров атмосферы линии формируются в основании ветра и подвержены влиянию пространственного распределения скорости ветра [60, 61, 62]. Особенно сильно это влияние проявляется в плотных ветрах Of-звезд [63].
- Даже вблизи Главной Последовательности у звёзд наблюдается повышенное содержание гелия [59]. Очевидно, что для точного определения доли He необходимы более сложные модели.

Многочисленные работы, посвященные исследованию O-сверхгигантов и звёзд Вольфа-Райе, показали, что модели нужно строить с учетом:

- значительного отклонения от локального термодинамического равновесия (ЛТР)
- наличия сильного оттока массы в виде звездного ветра

---

<sup>9</sup>Покровный эффект или бланкетирование – влияние поглощения за счет связанно-связанных переходов на физическое строение звёздной атмосферы и спектр выходящего излучения.

- покровного эффекта.

В двухтысячных годах начался новый этап в развитии теории звёздных атмосфер. Это было связано как с беспрецедентным ростом количества и качества спектрофотометрических данных, так и с многократным увеличением мощности вычислительных машин и разработкой эффективных и надежных численных методов – в частности, с появлением метода ускоренных лямбда итераций (англ. *accelerated lambda iterations*), впервые предложенного Кэноном в 1973 году [64] (см. также обзор Хубени (2003) [65]). Кроме того, благодаря проектам “Opacity Project” [66, 67, 68], “IRON Project” [69, 70, 71] и “OPAL” [72, 73] значительно возросла точность атомных данных и увеличился их объём.

К настоящему времени разработано несколько компьютерных программ, предназначенных для построения моделей с учетом вышеперечисленных эффектов, – CMFGEN [6], FASTWIND [74, 75], WM-BASIC [76], POWR [77, 54], TLUSTY [78, 79]. Сейчас эти программные пакеты являются надежным инструментом для исследования горячих звёзд с высоким темпом потери массы.

### 1.3 CMFGEN

Код CMFGEN для расчёта моделей расширяющихся звёздных атмосфер был создан и продолжает разрабатываться Дж. Хиллером, сотрудником Питтсбургского университета. Код и необходимые для его работы атомные данные находятся в открытом доступе<sup>10</sup>. CMFGEN может применяться для решения широкого круга задач звёздной астрофизики, таких как:

- точное определение физических параметров звёзд, в том числе и ветровых, и содержаний химических элементов в звёздных атмосферах (звёздная эволюция);
- точное определение полей излучения далёкого ультрафиолетового диапазона с  $\lambda < 912 \text{ \AA}$  (фотоионизация туманностей);
- понимание гидродинамических процессов в звёздных ветрах (радиативная гидродинамика);
- тестирование методов и приближений, которые могут быть использованы для более сложной геометрии и неоднородной среды (многомерный перенос излучения).

---

<sup>10</sup>Код доступен по адресу <http://kookaburra.phyast.pitt.edu/hillier/web/CMFGEN.htm>

Кроме того, SMFGEN в последнее время применяется для моделирования сверхновых звёзд, что позволяет оценивать расстояния до них и проводить диагностику их прародителей (см. работы Дессара и Хиллера (2010) [80] и (2012) [81], Дессара и др. (2015) [82]).

Пакет программ SMFGEN включает в себя основной код и набор вспомогательных утилит, используемых в процессе анализа звёздных спектров. Основной код используется для расчёта параметров атмосферы, таких как температура, структура ветра, населённость уровней. Для построения спектра применяется отдельная утилита (SMF\_FLUX, см. [83]). Кроме прочего, в пакет входит много сопутствующих процедур для построения и анализа графиков (DISPGEN и PLT\_SPEC) и вычисления росселандовских коэффициентов непрозрачности (MAIN\_LTE).

Хорошо известно, что качество и самосогласованность атомных данных играет ключевую роль в спектроскопическом анализе и определении звёздных параметров. Атомные данные, заложенные в SMFGEN, в основном взяты из Opacity Project [66, 67, 68] и базы данных NIST<sup>11</sup>, кроме того, часть данных предоставлена Р. Курцом<sup>12</sup>, А. Прандханом и С. Нахар<sup>13</sup>, а также Г. Ферландом. В SMFGEN атомные данные хранятся в текстовых ASCII-файлах, сгруппированных в директории по химическим элементам и степеням ионизации и содержащих эффективные поперечные сечения, силы осцилляторов и энергетические уровни, структуру сверхуровней, сечения фотоионизации в основном и возбуждённых состояниях, и так далее. Формат представления этих данных уникален для SMFGEN, потому включение новых атомных данных из литературы представляет собой довольно длительный процесс.

В зависимости от решаемой задачи, при запуске SMFGEN можно выбрать один из пяти вариантов расчёта переноса излучения в звёздных атмосферах:

1. Плоско-параллельная геометрия для решения уравнений переноса излучения.
2. Плоско-параллельная сопутствующая система отсчета. Учитываются только члены нулевого порядка по  $v/c$  (т.е. сохраняются лишь  $v/c$ , умножаемые на члены  $d/dv$ ). С помощью этого варианта можно рассматривать монотонные вертикальные поля скоростей в атмосфере, а перенос излучения рассчитывается в системе отсчета, движущейся

---

<sup>11</sup>Доступна по адресу <http://nist.gov/pml/data/asd.cfm>

<sup>12</sup><http://kurucz.harvard.edu>

<sup>13</sup><http://www.astronomy.ohio-state.edu/~nahar/naharradiativeatomicdata/index.html>

вместе с газом. Преимуществом этого варианта является то, что коэффициенты непрозрачности и излучения являются изотропными.

3. Сферическая сопутствующая система координат. Этот вариант решает уравнения переноса в сферически-симметричном случае, принимая во внимание члены нулевого порядка по  $v/c$ . Необходимо задать сферически-симметричное монотонно зависящее от радиуса поле скоростей.
4. Релятивистская сферическая сопутствующая система координат. Аналогична предыдущему варианту, но может корректно описывать полностью релятивистские (но стационарные) монотонные истечения.
5. Полностью релятивистская сферическая сопутствующая система координат, зависящая от времени. Аналогична предыдущему варианту, но включает зависимость от времени для монотонных истечений.

Для одновременного решения уравнений переноса и уравнений статистического равновесия применяется метод частичной линеаризации (Хиллер (1990) [51]). В отличие от метода полной линеаризации, в нем рассматривается связь между полем излучения и локальными населенностями уровней элементов только в соседних узлах решетки. Метод линеаризации, используемый в SMFGEN, учитывает перекрытие энергетических уровней (предполагается, что высокие уровни в горячей или плотной среде уширены и сливаются в континуум) и изменения уровня континуума с частотой. Также в SMFGEN учитывается покровный эффект и влияние Оже-ионизации – эмиссии электрона с одного из внутренних электронных уровней атома, происходящей под действием жесткого излучения.

При расчете спектров в программе SMFGEN используется концепция “сверх-уровней”, впервые предложенная Андерсеном [84, 85]. Она заключается в том, что уровни с близкими энергиями и похожими свойствами рассчитываются как один “сверх-уровень”. Тогда в уравнение населенностей входит только населенность этого “сверх-уровня”, а населенности отдельных уровней определяются из предположения, что их коэффициенты отклонения от ЛТР такие же, как и соответствующие коэффициенты “сверх-уровня”, к которому они относятся.

В ряде наблюдательных работ (см., например, Эверсберг и др. (1998) [86], Лепине и Моффат (2008) [87], Принья и Масса (2010) [88]), а также в серии численных расчётов (например, Фелдмейер и др. (1997) [89], Рунакрес и Овоки (2002) [90], Дэссарт и Овоки (2005) [91]) было установлено, что ветра массивных звёзд неоднородны. Моделирование показывает, что



неустойчивость ветра, вызванного поглощением в линиях (англ. line driving winds), приводит к возникновению ударных волн и неоднородностей как в поле скоростей, так и в плотности, и таким образом к формированию сгущений (англ. clumps). На сегодня существует единое мнение, что исследовать массивные звёзды нужно с учётом таких неоднородностей ветра.

Подобно программам FASTWIND и PoWR, CMFGEN позволяет строить модели движущихся атмосфер с неоднородным ветром. Во всех этих программах сгущения предполагаются оптически тонкими (англ. microclumping). В большинстве расчётов в CMFGEN принимается, что неоднородность ветра изменяется с расстоянием по закону:

$$f_v(r) = CL_1 + (1 - CL_1)e^{-\frac{v(r)}{CL_2}} \quad (1.1)$$

и задается с помощью двух входных параметров:  $CL_1$  – значение объемного фактора заполнения на бесконечности (англ. filling factor), и  $CL_2$  – характерная скорость, начиная с которой в ветре возникают сгущения. Но есть возможность задать и более сложный закон:

$$f_v(r) = CL_1 + (1 - CL_1)e^{-\frac{v(r)}{CL_2}} + (CL_4 - CL_1)e^{-\frac{v_\infty - v(r)}{CL_3}} \quad (1.2)$$

при котором, вначале возрастая, с некоторого радиуса степень неоднородности ветра начинает снижаться.

При моделировании звёзд Вольфа-Райе непосредственным индикатором, по которому можно оценить степень неоднородности ветра, являются широкие крылья эмиссионных линий – именно электронное рассеяние на сгущениях определяет интенсивность этих крыльев (см. работу [Хиллера и Миллера \(1999\)](#) [92] и ссылки в ней). У О-звёзд из-за более низкого темпа потери массы этот эффект проявляется значительно слабее, и его чрезвычайно трудно обнаружить. Поэтому для О-звёзд соответствующие индикаторы (линии, чувствительные только к степени неоднородности) пока однозначно не найдены. В работе [Буре и др. \(2003\)](#) [93] авторы предлагают использовать как индикатор ультрафиолетовую линию O V  $\lambda 1371$ , а [Нахаро и др. \(2011\)](#) [94] показывают, что к неоднородности ветра чувствительны линии в инфракрасном диапазоне Br $\alpha$  и Pf $\gamma$ .

Так как CMFGEN не решает гидродинамические уравнения в ветре, закон изменения скорости с радиусом задается как входной параметр. При этом чуть ниже звуковой точки он стыкуется с гидростатической структурой звезды. Параметры задаваемого закона могут быть ограничены из наблюдаемых профилей спектральных линий. В простейшем случае принимается

следующий закон изменения скорости ветра с радиусом ( $\beta$ -закон):

$$V(r) = \frac{V_0 + (V_\infty - V_0)(1 - R_*/r)^\beta}{1 + V_0/V_{core} \exp([R_* - r]/h_{\text{eff}})} \quad (1.3)$$

где  $V_{core}$  – скорость в км с<sup>-1</sup> на радиусе  $R_*$  и  $V_0 \gg V_{core}$ . Обычно  $V_{core}$  меньше, чем 1 км с<sup>-1</sup>.  $V_0$  обычно называют фотосферной скоростью, точное значение её зависит от значений остальных параметров, значение  $V_0$  также задается в км с<sup>-1</sup>.  $V_\infty$  – скорость ветра на бесконечности или терминальная скорость.  $h_{\text{eff}}$  – шкала высот, определяющая поведения плотности в нижних слоях атмосферы, где скорость ветра ещё мала.  $\beta$  – степенной параметр, который обычно может принимать значения в диапазоне от 0.5 до 4.

Однако современная версия кода SMFGEN позволяет использовать и модифицированный скоростной закон, отличающийся более протяженной областью ускорения ветра (двойной  $\beta$ -закон):

$$V(r) = \frac{V_0 + (V_\infty - V_{ext} - V_0)(1 - R_*/r)^{\beta_1} + V_{ext}(1 - R_*/r)^{\beta_2}}{1 + V_0/V_{core} \exp([R_* - r]/h_{\text{eff}})} \quad (1.4)$$

В SMFGEN каждая модель задаётся эффективной температурой  $T_{\text{eff}}$ , светимостью  $L_*$ , темпом потери массы  $\dot{M}$ , параметрами  $CL_1$  и  $CL_2$ , описывающими неоднородность ветра, терминальной скоростью ветра  $V_\infty$ , ускорением силы тяжести  $\log g$  (или массой звезды  $M_*$ ) и содержанием химических элементов. Это означает, что в результате моделирования путём сравнения расчётных спектров с наблюдаемыми можно оценить все эти параметры.

Для определения болометрической светимости в большинстве случаев – если известно расстояние – используется спектральное распределение энергии, а не болометрические поправки (Гро (2011) [95]). Эффективную температуру, как правило, получают из ионизационного баланса – по спектральным линиям различных ионов одного и того же элемента. Традиционно температура О-звёзд определяется по паре линий He I  $\lambda 4471$ /He II  $\lambda 4542$  [96], хотя линии Fe IV/V/VI в ультрафиолете и He I/He II в K-полосе [96] также могут быть использованы для определения  $T_{\text{eff}}$ . В спектрах голубых переменных звёзд высокой светимости линия He II  $\lambda 4542$  чрезвычайно слаба, поэтому лучше использовать линии He II  $\lambda 4686$  и He I  $\lambda \lambda 4471, 4713, 5876, 6678$  для получения ионизационного баланса гелия [24].

Для ОВ-звёзд ускорение силы тяжести можно оценить по уширению крыльев водородных линий. Зачастую для этого используются Бальмеровские линии H $\delta$  и H $\gamma$ , так как влияние звёздного ветра на эти линии незначительно. Однако в массивных звёздах с плотными ветрами, такими, как

голубые переменные высокой светимости и звёзды Вольфа-Райе, H $\delta$ , H $\gamma$ , а также линии серии Пашена имеют эмиссионные компоненты, формирующиеся в протяженном ветре, в результате чего эти линии невозможно использовать для оценки  $\log g$ . Таким образом,  $\log g$  (и, следовательно, массы) звёзд Вольфа-Райе и голубых переменных высокой светимости невозможно получить из спектроскопического анализа, за исключением холодных LBV с оптически-тонкими ветрами [95].

Ограничения на темп потери массы, как правило, получают из неперекопленных линий с большой оптической толщой. В то же время, в случае массивных звёзд с относительно слабыми ветрами, могут быть использованы резонансные линии NV, CIV, Si IV, NIV, лежащие в ультрафиолетовом диапазоне. Для определения темпа потери массы у голубых переменных высокой светимости и звёзд Вольфа-Райе традиционно используются линия H $\alpha$  и другие сильные водородные линии, а также линия He II  $\lambda$ 4686. Важно помнить, что учёт неоднородности ветра изменяет темп потери массы: однородный темп потери массы ( $\dot{M}_{uncl}$ ) связан с неоднородным ( $\dot{M}_{cl}$ ) соотношением:

$$\dot{M}_{uncl} = \dot{M}_{cl} / \sqrt{CL_1}. \quad (1.5)$$

Для оценок терминальной скорости ветра  $V_\infty$  лучше всего подходят линии с P Cуг профилями. У O-звёзд и звёзд Вольфа-Райе это обычно линии, лежащие в ультрафиолетовом диапазоне: NIV  $\lambda$ 1240, Si IV  $\lambda\lambda$ 1393, 1403, CIV  $\lambda\lambda$ 1548, 1550, и NIV 1718 [96], в то время как у голубых переменных высокой светимости – C II  $\lambda\lambda$ 1334, 1335, C III  $\lambda$ 1175, и Mg II  $\lambda$ 2802 [24]. Кроме того, нижний предел для значения терминальной скорости  $V_\infty$  можно оценить либо по ширине эмиссионных линий, либо по сдвигам абсорбционных линий водорода и гелия в оптическом и ближнем инфракрасном диапазоне.

SMFGEN включает в себя учёт множества физических процессов, что позволяет строить физически правдоподобные модели. SMFGEN может работать со сферически-симметричной геометрией, что является необходимым условием для моделирования протяженных атмосфер массивных звёзд, для которых из-за наличия ветра плоскопараллельное приближение неприменимо. SMFGEN рассчитывает как непрерывный спектр, так и спектральные линии в предположении отсутствия локального термодинамического равновесия (не-ЛТР), а также определяет гидростатическую структуру на всех радиусах, начиная с областей, лежащих ниже звуковой точки (точки, в которой скорость ветра сравнивается со скоростью звука в среде).

Это позволяет одновременно моделировать спектральные линии, образующихся в атмосфере, в ветре и в переходной области основания ветра, тем самым делая CMFGEN основным инструментом для исследования массивных звезд из разных эволюционных стадиях, таких как OВ-сверхгиганты, голубые переменные высокой светимости и звезды Вольфа-Райе.

## Глава 2

# Исследование ОВ-звёзд, находящихся вблизи Главной Последовательности

Начнём эту главу со знакомства с ассоциацией Cygnus OB2 в целом. Звёздная ассоциация Cygnus OB2 (Cyg OB2), открытая [Мюнчем и Морганом](#) в 1953 году [7], является одной из самых больших ОВ-ассоциаций в нашей Галактике. Согласно работе [Райта и др. \(2015\)](#) [9], она содержит 169 массивных звёзд, 3 из которых являются звёздами Вольфа-Райе, 52 принадлежат к спектральному классу O, а остальные 114 – к спектральному классу B. Их пространственное распределение показано на рисунке 2.1). По оценкам [Райта и др. \(2015\)](#) [9], полная масса Cyg OB2 составляет  $16\,500 M_{\odot}$ . Интерес исследователей как к отдельным звёздам из Cyg OB2, так и к ассоциации в целом, не угасает. Появляются всё новые работы, посвященные исследованию ее звёздного состава [97, 98], измерению межзвездного покраснения [99], истории звездообразования в ней [100].

[Масси и Томсон \(1991\)](#) [101] и [Хэнсон \(2003\)](#) [102] отмечают, что процесс звездообразования в Cyg OB2 носит непрерывный характер. [Дрю и др. \(2008\)](#) [97], используя данные из фотометрического обзора в линии  $H\alpha$  IPHAS (INT/WFC Photometric  $H\alpha$  Survey), нашли скопление звёзд спектрального класса A в 20 угловых минутах к югу от центра Cyg OB2. По одной из гипотез, это скопление A-звёзд, имеющих возраста 5-7 миллионов лет, также является частью ассоциации Cyg OB2, и следовательно, в Cyg OB2 было по меньшей мере два основных этапа звездообразования. [Райт и др. \(2010\)](#) [103], анализируя свойства рентгеновских источников по двум глубоким снимкам спутника “Чандра”, нашли, что две выбранные площадки значительно различаются возрастными звёздного населения. [Комерон и Паскуали \(2012\)](#) [98] пришли к выводу, что члены ассоциации показывают большое разнообразие возрастов в диапазоне от 3 до 10 миллионов лет, свидетельствующее о продолжительном и непрерывном процес-

се формирования звёзд. Также в работе [Комерона и Паскуали \(2012\)](#) [98] утверждается, что Суг ОВ2 является более протяженной в пространстве, её границы простираются существенно дальше области, в которой наблюдаются ОВ-звёзды, и при этом, южная часть ассоциации значительно старше [98]. [Райт и др. \(2015\)](#) [9] опубликовали наиболее полный на сегодняшний день список массивных звёзд в Суг ОВ2. Анализ распределения по возрастам массивных звёзд (с массой больше  $20 M_{\odot}$ ) из этого списка, имеющих спектральные классы  $\sim V0.5$  и более ранние, показывает, что процесс звездообразования начался по меньшей мере 6-8 миллионов лет назад. В интервале между 1 и 7 миллионами лет звездообразование проходило почти непрерывно, возможно, с некоторым избытком около 4-5 миллионов лет назад [9]. Из-за того, что размеры Суг ОВ2 существенно превосходят размеры обычных молодых скоплений или ассоциаций, [Райт и др. \(2015\)](#) [9] предположили, что Суг ОВ2 возникла при слиянии нескольких звёздных группировок с различными возрастами.

Суг ОВ2 является одной из ближайших к Солнцу областей звездообразования. Расстояние до неё надёжно измерено различными методами. Оценки расстояния, полученные спектрофотометрическим методом, лежат в диапазоне от 1.45 кпк [102], 1.5 кпк [104], 1.7 кпк [101, 105] до 2.1 кпк [106]. [Киминки и др. \(2015\)](#) [107] по затменно-двойным звёздам нашли, что расстояние составляет 1.33 кпк. [Мельник и Дамбис \(2009\)](#) [8] из анализа лучевых скоростей и собственных движений ОВ-ассоциаций получили расстояние  $D=1.5$  кпк. В данной диссертации мы будем использовать именно это значение при анализе и интерпретации данных.

В ассоциации собран целый зоопарк уникальных объектов. Помимо загадочного гипергиганта Суг ОВ2 №12 (Schulte 12, МТ 304), выделяющегося среди массивных звёзд ассоциации не только высокой светимостью, но и аномальным покраснением (см. главу 6), к Суг ОВ2 также принадлежат две звезды раннего спектрального класса О3 и четыре, из восемнадцати известных в Галактике, редких Ofc звезды. Об исследовании сверхгигантов этой ассоциации речь пойдёт в следующей главе. В данной же главе будет рассказано об исследовании методами численного моделирования атмосфер нескольких ОВ-звёзд со слабыми ветрами, лежащих вблизи Главной Последовательности: МТ 259, МТ 282, МТ 299, МТ 317 и МТ 343.

Звезду Суг ОВ2 №6 или МТ 317<sup>1</sup> можно назвать “старожилом” ассоциации Суг ОВ2. Она входит в десятку первых голубых звёзд, основываясь на пространственной близости которых [Мюнч и Морган \(1953\)](#) [7] выдвинули

---

<sup>1</sup>Запись Суг ОВ2 №  $N$  обозначает номер звезды в каталоге [Шульте \(1956\)](#) [108], тогда как МТ  $N$  – номер звезды в каталоге [Масси и Томсона \(1991\)](#) [101].

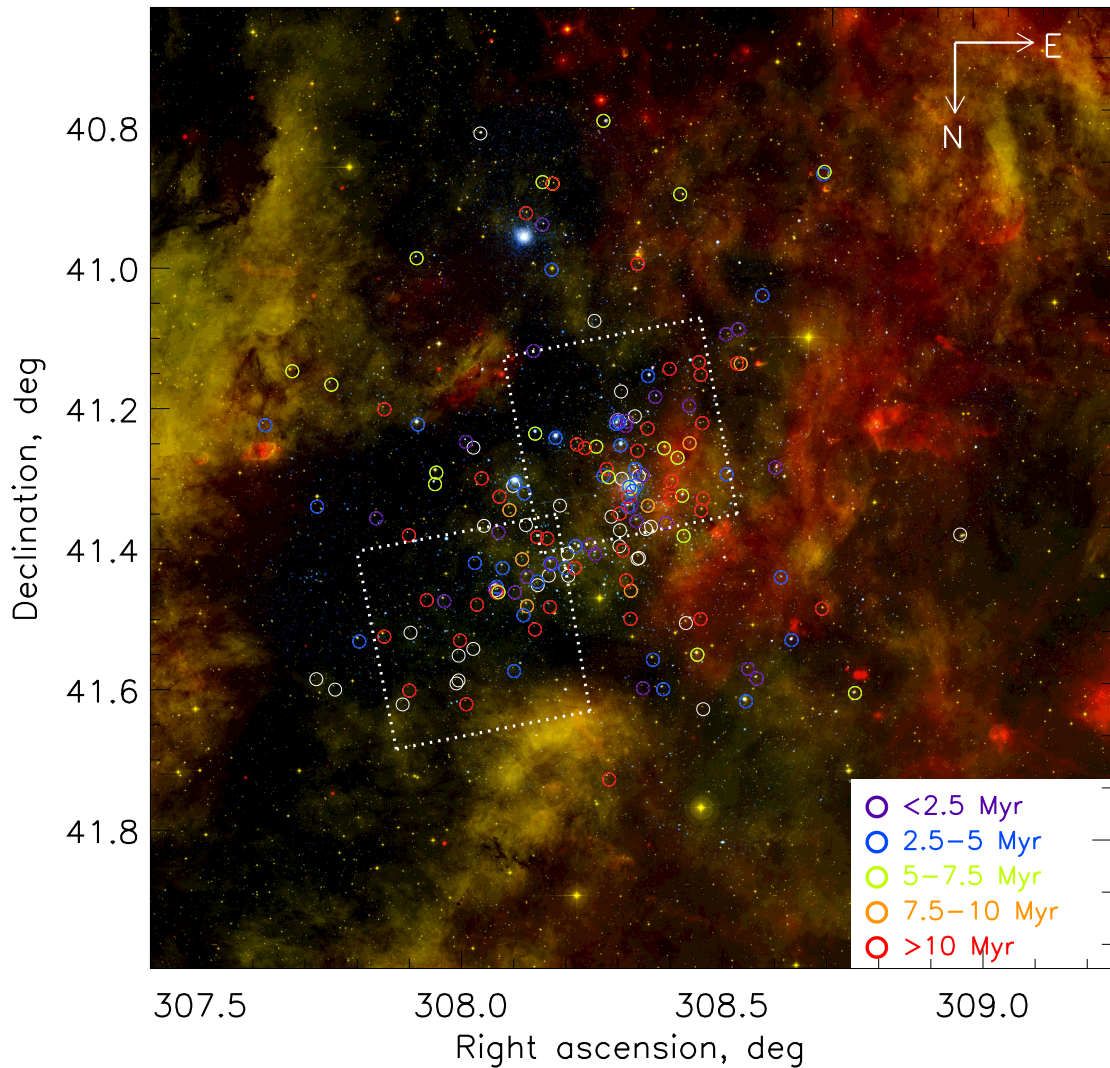


Рис. 2.1: Ассоциации Cyg OB2. Кружками отмечены все массивные звёзды, принадлежащие к ассоциации, согласно каталогу Райта и др. (2015) [9]. Цвет соответствует возрасту (легенда приведена в правом нижнем углу), белыми кружками показаны звёзды, возраст которых в работе [9] не определён. Цветное изображение взято с веб-сайта миссии “Чандра” и является комбинацией рентгеновских данных спутника “Чандра” (синий цвет) с инфракрасными данными космического телескопа им. Спитцера (красный) и оптическими данными телескопа Исаака Ньютона (оранжевый цвет). Пунктирной линией отмечены площадки, изучавшиеся Райтом и др. (2010) [103].

предположение о существовании OB-ассоциации в двух градусах от звезды  $\gamma$  Cygni. Джонсон и Морган (1954) [104] классифицировали эту звезду как O8 V. К спектральному классу O8 V относят Cug OB2 №6 и современные исследователи [109, 110]. В 1954 году Морган и др. [111] расширили число звёзд ассоциации до 19 и включили в неё Cug OB2 №16 (MT 299), через пару лет Шульте (1956) [108] добавил Cug OB2 №21 (MT 259). MT 299 принадлежит к спектральному классу O7.5 V, а MT 259 – к B0 V [110]. На основании фотометрических данных Масси и Томсон (1991) [101] включили в ассоциацию MT 282 и MT 343. Впоследствии звезда MT 343 была классифицирована Киминки и др. (2007) [109] как B1 V. Спектр MT 282 был впервые получен нами на шестиметровом телескопе САО РАН в рамках программы исследования аномального покраснения Cug OB2 №12 (подробно об этом исследовании рассказано в главе 6), и по спектру объект был отнесён к классу B1 IV. Из этих пяти звёзд только звезда Cug OB2 №21 ранее исследовалась с помощью численного моделирования (Эрреро и др. (1999) [112]).

## 2.1 Данные наблюдений

Для исследования MT 259, MT 299 и MT 317 мы использовали спектральные данные, полученные на шестиметровом телескопе САО РАН со спектрографом высокого разрешения НЭС<sup>2</sup> [113]. Наблюдения проводились с использованием резателя изображений [113] и ПЗС-матрицы размером 2048 × 2048 пикселей. Экстракция одномерных векторов из двумерных эшелле-спектров выполнялась с помощью модифицированного контекста ECHELLE комплекса программ MIDAS [114]. Удаление следов космических частиц проводилось с помощью сравнения двух снимков, полученных последовательно один за другим. Калибровка по длинам волн осуществлялась с использованием спектров торий-аргоновой (ThAr) лампы с полым катодом. Проведение уровня непрерывного спектра выполнялось в пакете DESH [115]. Подробно используемые спектральные данные и их обработка описаны в работе Ченцова и др. (2013) [110].

Спектры MT 282 и MT 343 также были получены на 6-м телескопе САО РАН, но со спектрографом SCORPIO<sup>3</sup> в длиннощелевой моде [116]. Наблюдения проводились с гризмой VPHG1200G, спектральный диапазон кото-

<sup>2</sup>NES – Nasmyth Echelle Spectrograph, эшелле-спектрограф фокуса Нэсмита

<sup>3</sup>SCORPIO – Spectral Camera with Optical Reducer for Photometric and Interferometric Observations, спектральная камера с оптическим редуктором для фотометрических и интерферометрических наблюдений



рой 4050-5850 Å. Спектры, полученные со спектрографом SCORPIO, обрабатывались с помощью пакета программ `Score`<sup>4</sup>. В таблице 2.1 собраны данные о наблюдательном материале.

---

<sup>4</sup> Пакет программ `Score`, доступный по адресу <http://www.sao.ru/hq/ssl/maryeva/score.html>, написан О. Марьевой и П. Аболмасовым на языке IDL специально для обработки спектральных данных, получаемых на SCORPIO, и включает в себя все стандартные этапы редукиции длинноцелевых данных.

Таблица 2.1: Журнал наблюдений. В первой колонке указаны номера звёзд согласно каталогу Шульте (1956) [108], во второй – по каталогу Масси и Томсона (1991) [101]. В таблице использованы сокращения: RA – прямое восхождение, Dec – склонение, С/Ш – отношение сигнала к уровню шумов. Спектральные классы (колонка 5) взяты из литературы (см. текст). В последней колонке даны ссылки на источники, из которых взяты фотометрические данные (звёздная величина в фильтре  $V$  и поглощение  $A_V$ ): 1 – Киминки и др. (2007) [109], 2 – Марьева и др. (2016) [117].

Шульте	MT	Координаты (J2000)		Спектр.	$V$	$A_V$	Дата	Прибор	Спектр. диа-	С/Ш	Ист.
(1)	(2)	RA	Dec	класс	[зв. вел.]	[зв. вел.]	[дд.мм.год]	(9)	пазон, [ $\text{\AA}$ $\text{\AA}$ ]	(11)	(12)
6	317	20 <sup>h</sup> 32 <sup>m</sup> 45 <sup>s</sup> .44	+41° 25' 37".51	O8 V	10.68	4.6	03.06.2010 04.06.2010	НЭС НЭС	5300-6690 4465-5930	60 40	1
16	299	20 <sup>h</sup> 32 <sup>m</sup> 38 <sup>s</sup> .58	+41° 25' 13".66	O7.5 V	10.84	4.4	10.06.2011	НЭС	4850-6240	60	1
21	259	20 <sup>h</sup> 32 <sup>m</sup> 27 <sup>s</sup> .74	+41° 28' 52".26	B0 V	11.42	3.7	18.11.2010	НЭС	5215-6690	100	1
	282	20 <sup>h</sup> 32 <sup>m</sup> 35 <sup>s</sup> .34	+41° 14' 45".4	B1 IV	15.03	8.12	30.05.2013	SCORPIO	4050-5850	50	2
	343	20 <sup>h</sup> 32 <sup>m</sup> 50 <sup>s</sup> .76	+41° 15' 02".21	B1 V	14.5	6.76	03.08.2014	SCORPIO	4050-5850	70	2

## 2.2 Методы анализа данных

Для определения физических параметров выбранных звёзд мы использовали два программных пакета – TLUSTY [78, 79] и CMFGEN [6].

TLUSTY – программный код для построения моделей плоско-параллельных однородных звёздных атмосфер, находящихся в лучистом и гидростатическом равновесии. Код создан и развивается И. Хубени и Т. Ланцем [78, 79] и доступен по адресу <http://nova.astro.umd.edu/index.html>. Актуальная версия программы включает в себя учёт конвекции и покровного эффекта для линий металлов с учётом отклонений от локального термодинамического равновесия (не-ЛТР случай). Отклонения от локального термодинамического равновесия (ЛТР) разрешены для некоторого набора чисел заполнения энергетических уровней отдельных атомов и ионов.

Мы использовали TLUSTY для определения эффективной температуры  $T_{\text{eff}}$ , ускорения свободного падения  $\log g$  и скорости вращения<sup>5</sup>  $v \sin i$ . Как было подробно описано в работе Марьевой и др. (2016) [118], для определения этих основных параметров использовались как готовые сетки моделей OSTAR2002 и VSTAR2006, так и новые модели и синтетические спектры, построенные с помощью TLUSTY и приложения SYNSPEC48 [119]. Для сравнения наблюдаемого спектра с синтетическими использовался автоматический метод, основанный на минимизации  $\chi^2$  [118].

Для определения ветровых параметров, болометрической светимости и содержаний химических элементов мы использовали разработанный Дж. Хиллером программный код CMFGEN [6] (доступен по адресу <http://kookaburra.phyast.pitt.edu/hillier/web/CMFGEN.htm>). Основные характеристики CMFGEN были подробно описаны в разделе 1.3.

## 2.3 Результаты и обсуждение

Высокодисперсные спектры МТ 259, МТ 299 и МТ 317 позволили нам оценить скорости вращения  $v \sin i$  этих звёзд (восьмая колонка таблицы 2.2). Ранее скорость вращения была измерена только для МТ 259 ( $v \sin i = 30 \text{ км с}^{-1}$ , [112]). Из таблицы 2.2 видно, что наша оценка хорошо согласуется с результатами Эрреро и др. (1999) [112].

По линиям гелия He I и He II, а также по крыльям водородных линий,

---

<sup>5</sup>Здесь и далее, если нет дополнительных пояснений, под “скоростью вращения” мы понимаем проекцию скорости вращения на луч зрения.

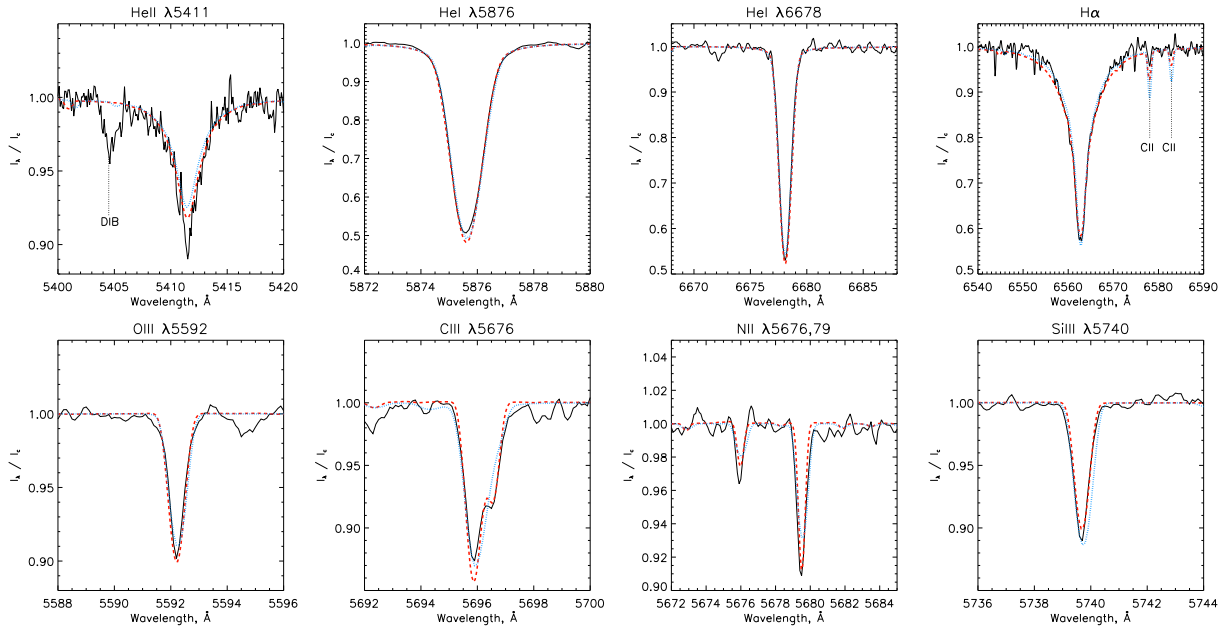


Рис. 2.2: Моделирование атмосферы МТ 259 (B0 V). Сравнение наблюдаемого спектра (избранных линий) с синтетическим. Сплошной линией показан наблюдаемый профиль, синей пунктирной линией – TLUSTY-модель, красной штриховой – CMFGEN-модель. В синтетическом спектре учтено вращательное уширение линий с  $v \sin i = 25 \text{ км с}^{-1}$ .

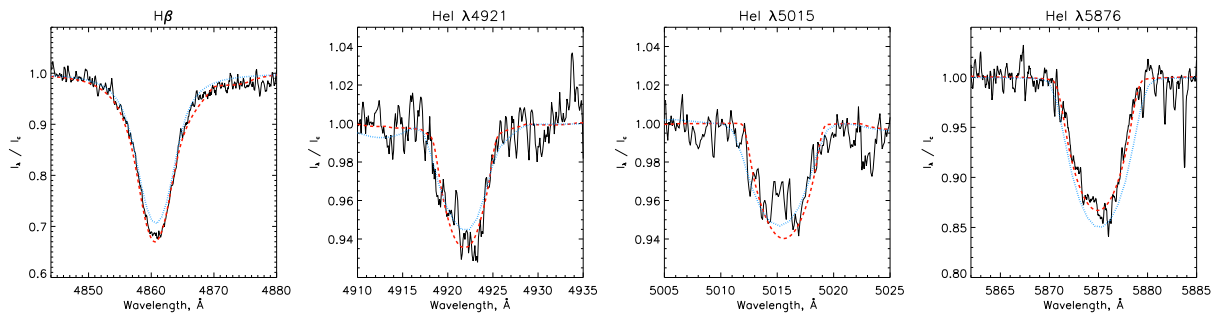


Рис. 2.3: Моделирование атмосферы МТ 299 (O7.5 V). Сравнение наблюдаемого спектра (избранных линий) с синтетическим. Сплошной линией показан наблюдаемый профиль, синей пунктирной линией – TLUSTY-модель, красной штриховой – CMFGEN-модель. В синтетическом спектре учтено вращательное уширение линий с  $v \sin i = 200 \text{ км с}^{-1}$ .

с помощью TLUSTY для звёзд MT 259, MT 299 и MT 317 были определены  $T_{\text{eff}}$  и  $\log g$  (таблица 2.2). Для определения ветровых параметров<sup>6</sup> этих звёзд использовались не отдельные линии, а спектры в целом – весь наблюдаемый спектр сравнивался с синтетическим, построенным с помощью SMFGEN. Для точного определения светимости для каждой звезды проводилось сравнение модельной звёздной величины в полосе  $V$  с данными фотометрии. Важно отметить, что в спектрах OB-звёзд IV-V класса светимости в оптическом диапазоне отсутствуют линии с P Cyg профилями – непосредственные индикаторы скорости ветра. Для изучения влияния скорости ветра на вид спектра мы построили несколько моделей атмосферы с разными значениями скорости ветра  $V_{\infty}$  (500 км с<sup>-1</sup>, 1000 км с<sup>-1</sup>, 1500 км с<sup>-1</sup>, 2000 км с<sup>-1</sup>), но не увидели никаких изменений в синтетических спектрах при возрастании  $V_{\infty}$ . Поэтому при построении моделей атмосфер исследуемых звёзд мы использовали соотношение, найденное Кудрицким и Пульсом, и полагали, что  $V_{\infty} = 2.65 V_{\text{esc}}$ , где  $V_{\text{esc}}$  – скорость убегания [120]. На рисунках 2.2, 2.3 и 2.4 показано сравнение избранных линий из наблюдаемых спектров MT 259, MT 299 и MT 317 с модельными. Из рисунков видно, что линии хорошо описываются и SMFGEN-моделью, и моделью, построенной с помощью TLUSTY.

Из-за низкого спектрального разрешения спектров MT 282 и MT 343, полученных на SCORPIO (около 7 Å), линии ионизованного кремния плохо разделяются. Кроме того, в спектрах MT 282 и MT 343 отсутствуют линии ионизованного гелия, поэтому для определения температуры этих звёзд мы сравнивали не только отдельные линии, но и целые участки спектров, которые чувствительны к изменениям температуры. Мы выбрали область 4547–4591 ÅÅ, содержащую Si III линии, и область 4665–4731 ÅÅ вокруг линии He II λ4686. Значения  $T_{\text{eff}}$  и  $\log g$ , определённые с помощью TLUSTY, стали начальными значениями для расчётов с SMFGEN, результаты которых представлены на рисунке 2.5. При расчёте  $V_{\text{esc}}$ , нужной для определения  $V_{\infty}$ , мы предполагали, что для обеих звёзд  $\log g = 3.9$ , а массы MT 282 и MT 343  $M_{*}$  соответственно равны 20.6  $M_{\odot}$  и 13  $M_{\odot}$ . Скорость  $v \sin i$  для этих звёзд мы не оценивали из-за низкого спектрального разрешения.

---

<sup>6</sup>В данном разделе при построении моделей атмосфер неоднородность ветра не учитывалась, так как на данный момент в литературе отсутствуют какие-либо указания на неоднородность таких слабых ветров ( $\dot{M} \sim 10^{-7} M_{\odot} \text{год}^{-1}$ ).

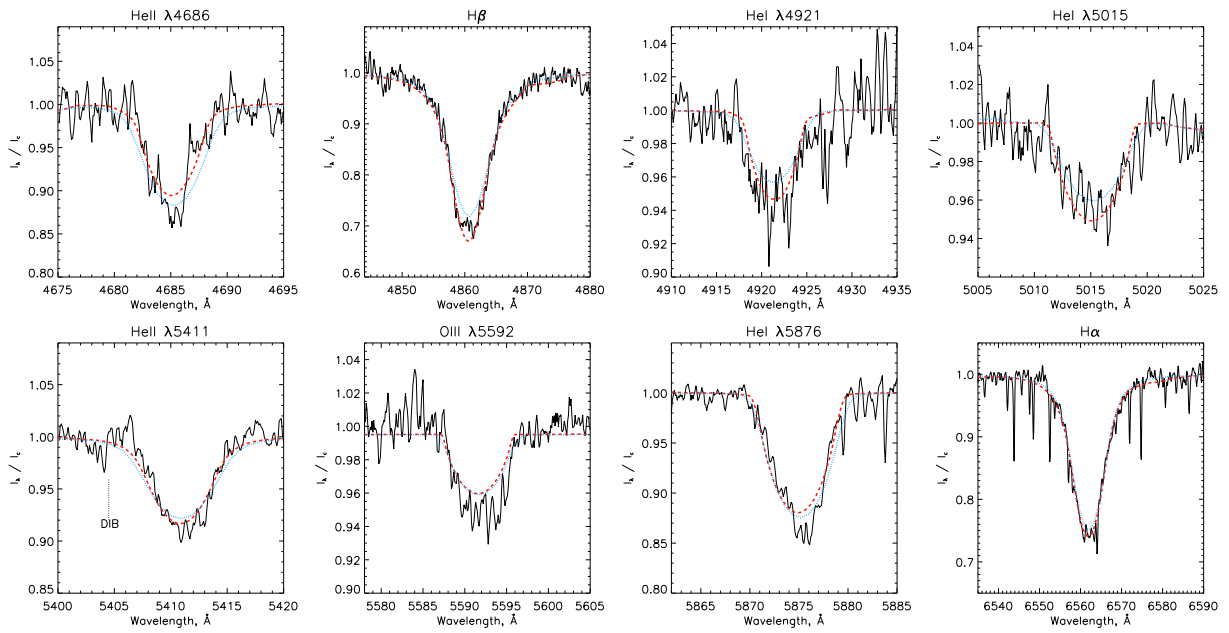


Рис. 2.4: Моделирование атмосферы МТ 317 (O8 IV). Сравнение наблюдаемого спектра (избранных линий) с синтетическим. Сплошной линией показан наблюдаемый профиль, синей пунктирной линией – TLUSTY-модель, красной штриховой – SMFGEN-модель. В синтетическом спектре учтено вращательное уширение линий с  $v \sin i = 210 \text{ км с}^{-1}$ .

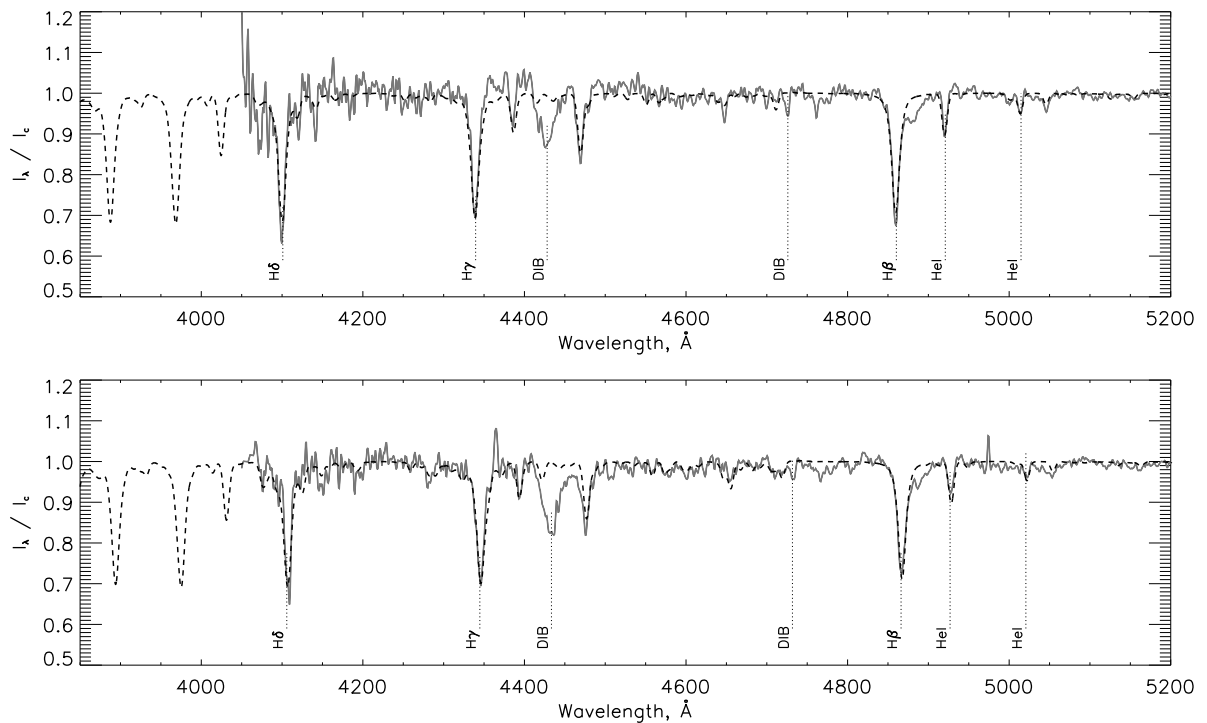


Рис. 2.5: Сравнение наблюдаемых спектров МТ 282 (вверху) и МТ 343 (внизу), нормированных на уровень континуума, с синтетическими (показаны штриховыми линиями). В синтетических спектрах учтено инструментальное уширение профиля ( $\Delta\lambda = 7 \text{ \AA}$ ).

Таблица 2.2: Атмосферные и ветровые параметры исследуемых звёзд.  $R_{2/3}$  – радиус, на котором росселандовская оптическая толщина составляет  $2/3$ ,  $T_{\text{eff}}$  – эффективная температура на радиусе  $R_{2/3}$ . В последней колонке даны значения верхних пределов для темпа потери массы.

Звезда	Спектр. класс*	$\log L_*/L_\odot$	$T_{\text{eff}}$ [kK]	$R_{2/3}$ [ $R_\odot$ ]	$M_*$ [ $M_\odot$ ]	$\log g$	$v \sin i$ [км/с]	$v_{\text{turb}}$ [км/с]	$V_\infty$ [км/с]	$\dot{M} \cdot 10^{-7}$ [ $M_\odot/\text{год}$ ]
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)
MT 259	B0 V	$4.40 \pm 0.04$	$31.2 \pm 0.7$	5.3	$10.3 \pm 4$	$3.97 \pm 0.16$	$25 \pm 5$	$9 \pm 1$	2230	0.3
MT 282	B1 <b>IV</b>	$4.40 \pm 0.04$	$25 \pm 3$	8.42	<26	$3.9 \pm 0.3$			2560	
MT 299	O7.5 V	$4.93 \pm 0.04$	$33.3 \pm 1.1$	8.75	$17.7 \pm 7$	$3.78 \pm 0.21$	$200 \pm 20$	$12 \pm 3$	2280	1.5
MT 317	O8 <b>IV</b>	$5.08 \pm 0.04$	$32.8 \pm 1.0$	10.6	$23 \pm 10$	$3.72 \pm 0.21$	$210 \pm 20$	$12 \pm 3$	2370	3.5
MT 343	B1 V	$4.30 \pm 0.04$	$26 \pm 3$	6.7	<16.4	$3.9 \pm 0.3$			2280	
MT 259 <sup>+</sup>			34.5			3.9	30			

\* Спектральный класс согласно нашим оценкам светимости звезды.

<sup>+</sup> Данные взяты из работы [Эрреро и др. \(1999\)](#) [112].

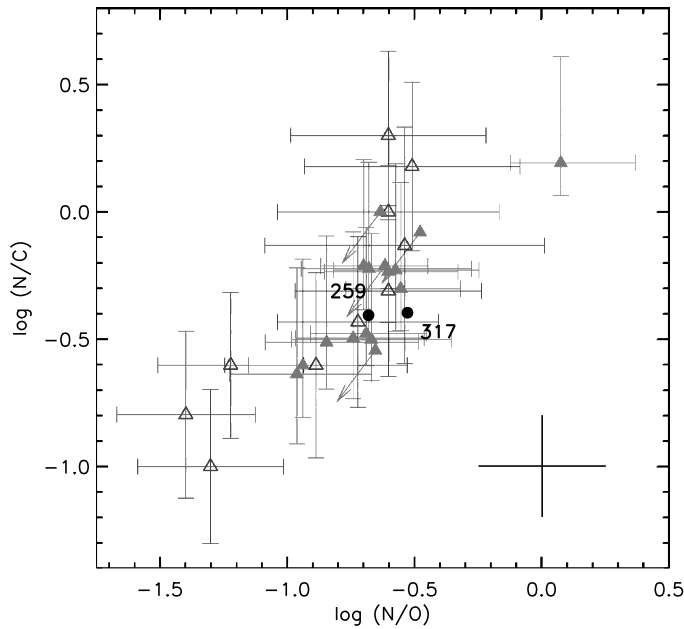


Рис. 2.6:  $\log(N/C)$  как функция  $\log(N/O)$  для звёзд V класса светимости. Кружками отмечены исследуемые звёзды, Галактические звёзды из работы [Мартинса и др. \(2015\)](#) [121] отмечены закрашенными треугольниками, карлики Главной Последовательности из Малого Магелланова облака, рассмотренные в работе [Буре и др. \(2013\)](#) [122] – незакрашенными треугольниками. Усы ошибок показаны в правом нижнем углу.

Полученные параметры представлены в таблице 2.2. Для сравнения в таблице 2.2 также приведены параметры МТ 259 из работы [Эрреро и др. \(1999\)](#) [112]. По нашим расчётам, эффективная температура  $T_{\text{eff}}$  МТ 259 ниже (31.2 kK), чем по результатам [Эрреро и др. \[112\]](#) (34.5 kK) – мы обсудим это различие ниже. В остальном наши оценки хорошо согласуются с результатами [Эрреро и др. \[112\]](#).

Для всех рассматриваемых звёзд было определено содержание гелия Не в атмосфере. Для этого были использованы все линии гелия, попавшие в рассматриваемый спектральный диапазон. Все исследуемые звёзды демонстрируют содержание гелия, близкое к солнечному<sup>7</sup>  $\text{He} \simeq 26\%$  ( $\text{He}/\text{H} = 0.09 \pm 0.01$ ).

Для звёзд МТ 259 и МТ 317 мы определили содержания углерода, азота и кислорода в атмосфере по линиям С II  $\lambda\lambda 6578, 6583$ , С III  $\lambda 5826$ , С IV  $\lambda\lambda 5801.3, 5812$ , N II  $\lambda\lambda 5666, 5676, 5680, 5686$ , O III  $\lambda 5592.25$  для первой звезды, и С IV  $\lambda\lambda 5801.3, 5812$ , N III  $\lambda\lambda 4511, 4515, 4634.0, 4640.6$ , O III  $\lambda 5592.25$  для второй. Содержания элементов даны в таблице 2.3. Рисунок 2.6 показывает положения МТ 259 и МТ 317 на диаграмме  $\log(N/C)/\log(N/O)$ , взятой из работы [Мартинса и др. \(2015\)](#) [121] (рисунок 10 в оригинальной статье). Хотя МТ 259 и МТ 317 – члены ассоциации

<sup>7</sup>Солнечное содержание гелия  $\text{He}/\text{H} = 0.085 \pm 0.002$  согласно [Гревисс и др. \(2007\)](#) [123].



Таблица 2.3: Содержание химических элементов, определённое с помощью SMFGEN.

Звезда	He/H	C/H [10 <sup>-4</sup> ]	N/H [10 <sup>-4</sup> ]	O/H [10 <sup>-4</sup> ]
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)
MT 259	0.09 ± 0.01	2 ± 1	0.8 ± 0.1	3.8 ± 1
MT 317	0.09 ± 0.01	5 ± 2	2 ± 1	7 ± 2

и лежат дальше, чем звёзды, рассмотренные [Мартинсом и др.](#) [121], они не показывают аномалий химического состава.

Для MT 282, MT 343 и MT 299 мы не смогли получить химический состав из-за узкого диапазона рассматриваемых спектров. Поэтому при оценке физических параметров мы полагали, что химический состав MT 282 и MT 343 такой же, как у MT 259, а содержание CNO элементов у MT 299 такое же как у MT 317.

### 2.3.1 Температуры и светимости

Как было отмечено в предыдущем разделе, значение эффективной температуры  $T_{\text{eff}}$ , полученное нами для звезды MT 259, ниже, чем значение, приведённое в работе [Эрреро и др.](#) (1999) [112]. Наиболее вероятно, что причиной этого являются различия в приближениях, сделанных в процессе моделирования атмосферы звезды – в частности, в расчётах [Эрреро и др.](#) (1999) [112] не учитывался покровный эффект. Позднее [Реполаст и др.](#) (2004) [124] показали, что оценки величины  $T_{\text{eff}}$ , полученные с учётом покровного эффекта, систематически ниже, чем без его учёта. Это может объяснить различие между результатами [Эрреро и др.](#) (1999) [112] и нашими. Отметим, что наша оценка эффективной температуры для MT 259 близка к табличным значениям  $T_{\text{eff}}$  для звёзд спектрального класса B0 V [125, 126]. Для O-звёзд MT 299 (O7.5 V) и MT 317 (O8 IV) наши измерения также согласуются с табличными значениями [127].

Проведённое нами моделирование позволяет уточнить классы светимости исследуемых звёзд. Так, существуют большие расхождения в оценках класса светимости звезды MT 259. [Киминки и др.](#) (2007) классифицируют MT 259 как сверхгигант (B0 Ib), тогда как [Ченцов и др.](#) (2013) [110] утверждают, что звезда является карликом (B0 V). Наши оценки  $\log g$  и  $L_*$  для этой звезды подтверждают классификацию [Ченцова и др.](#) [110]. Для звезды MT 317 найденное значение светимости немного выше табличного значения для звёзд O8 V класса, приведенного в [127]. Вероятно, MT 317 следует классифицировать как O8 IV. Линии в спектре звезды MT 282 ме-

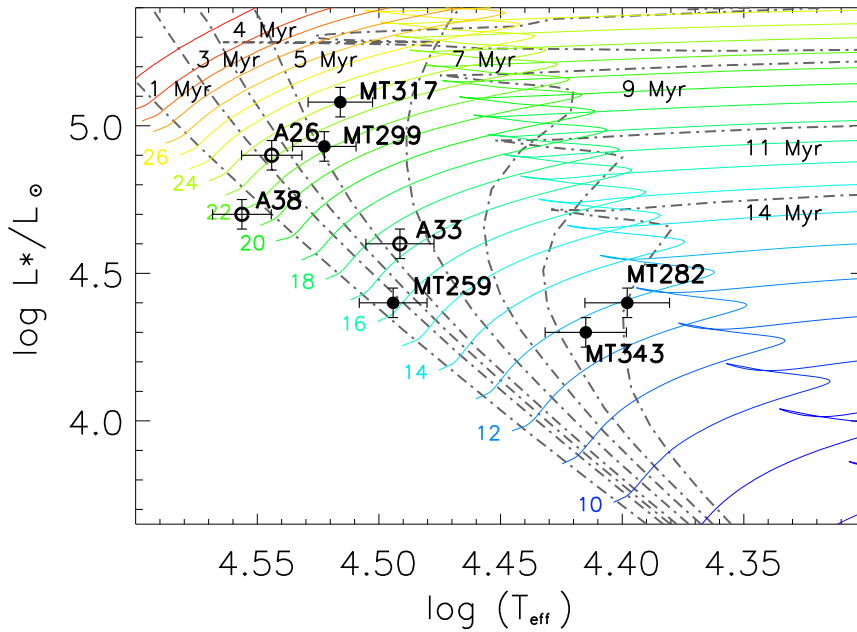


Рис. 2.7: Положения исследуемых звёзд (закрашенные кружки) и ОВ-карликов А26 (O9.5 V), А33 (B0.2 V) и А38 (O8 V), взятых из работы [Негуруэлы и др. \(2008\)](#) [128] (незакрашенные кружки), на диаграмме Герцшпрунга-Рассела. Эволюционные треки (сплошные линии) и изохроны (штрих-пунктирные линии) взяты из работы [Экстрём и др. \(2012\)](#) [31].

нее глубокие, чем в спектре МТ 343 (B1 V), поэтому изначально по виду спектра МТ 282 была отнесена к субгигантам (IV класс светимости) [117], и результаты нашего моделирования это подтверждают.

### 2.3.2 Возраста и массы звёзд

Для реконструкции процесса звездообразования в ассоциации Суг ОВ2 нужны оценки масс и возрастов звёзд, её населяющих. Необходимы они и для определения начальной функции масс. Массу и возраст звезды можно определить по её местоположению на диаграмме Герцшпрунга-Рассела (Г-Р), которое зачастую задаётся табличными значениями светимости и температуры в соответствии со спектральным классом объекта в системе Моргана-Кинана (М-К). Это приводит к неопределенности, связанной с неизбежной разницей между табличными данными и собственными светимостями и температурами звёзд. Согласно работе [Райта и др. \(2015\)](#) [9], для звёзд спектрального класса О эти ошибки обычно малы,  $\sim 2\%$  в  $\log T_{\text{eff}}$  и  $\sim 10\%$  в  $\log L_*/L_\odot$ . Однако для В-звёзд эти ошибки становятся более существенными –  $\sim 7\%$  в  $\log T_{\text{eff}}$  и  $\sim 20\%$  в  $\log L_*/L_\odot$  из-за неточностей спектральной классификации и большего различия в  $T_{\text{eff}}$  между спектральными

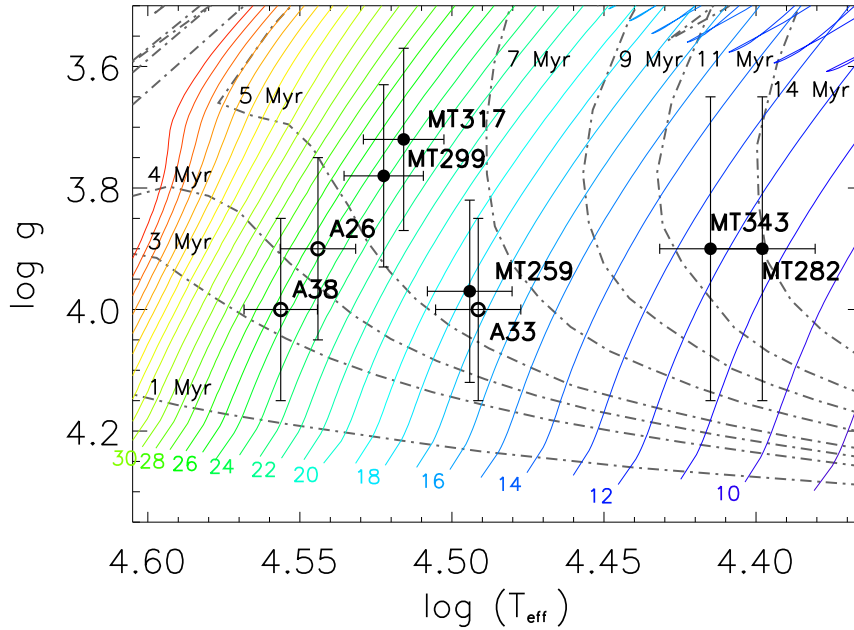


Рис. 2.8: Положения исследуемых звёзд (закрашенные кружки) и ОВ-карликов A26 (O9.5 V), A33 (B0.2 V) и A38 (O8 V), взятых из работы [Негуруэлы и др. \(2008\)](#) [128] (незакрашенные кружки), на диаграмме  $\log g$ ,  $T_{\text{eff}}$ . Эволюционные треки (сплошные линии) и изохроны (штрих-пунктирные линии) взяты из работы [Экстрём и др. \(2012\)](#) [31].

ми подклассами. Наши ошибки параметров, полученные из моделирования, значительно ниже:  $<1.4\%$  в  $\log T_{\text{eff}}$  и  $<4\%$  в  $\log L_*/L_{\odot}$  для O-звёзд;  $<2\%$  в  $\log T_{\text{eff}}$  и  $<4\%$  в  $\log L_*/L_{\odot}$  для B-звёзд. Из таблицы 2.4 хорошо видно, что ошибки  $\log L_*/L_{\odot}$  и  $\log T_{\text{eff}}$ , полученные из моделирования, меньше, чем ошибки из спектральной классификации [Райта и др. \(2015\)](#) [9].

Значения масс, светимостей и возрастов для каждой звезды, полученные с помощью диаграмм Герцшпрунга-Рассела и  $\log g - T_{\text{eff}}$  (см. рисунки 2.7 и 2.8) и из моделирования спектров приводятся в таблице 2.4. Индекс “evol” обозначает, что величина оценена с помощью диаграммы Герцшпрунга-Рассела или  $\log g - T_{\text{eff}}$  и эволюционных треков<sup>8</sup>. В конце таблицы 2.4 даны параметры из работы [Райта и др. \(2015\)](#) [9], полученные с помощью диаграммы Герцшпрунга-Рассела согласно спектральной классификации. Как видно из таблицы, диаграммы Герцшпрунга-Рассела и  $\log g - T_{\text{eff}}$  дают близкие значения масс и возрастов. Значения светимостей, определённых с помощью SMFGEN ( $L_*$ ) и по диаграмме  $\log g - T_{\text{eff}}$  ( $L_{\text{evol}}$ ), достаточно близки. Таким образом, мы ещё раз показали (см. например работу [Любимкова и](#)

<sup>8</sup>Эволюционные треки и изохроны взяты из Женевской базы данных [31]. Они построены с помощью онлайн-калькулятора, который доступен по адресу <http://obswww.unige.ch/Recherche/evol/-Database->

др. (2002) [129]), что диаграмма  $\log g - T_{\text{eff}}$  вместе с современными эволюционными моделями является надёжным инструментом для определения масс и возрастов звёзд, для которых неизвестно расстояние. Диаграмма  $\log g - T_{\text{eff}}$  в комбинации с изохронами даёт возраста, а совместно с эволюционными треками – даёт массы и, следовательно, светимости звёзд  $L_{\text{evol}}$ .

Из таблицы 2.4 следует, что  $M_*$  и  $M_{\text{evol}}$  совпадают в пределах ошибок. Также заметна тенденция, что  $M_*$  систематически ниже, чем  $M_{\text{evol}}$ . Эта тенденция вероятно связана с так называемым *несоответствием масс* (анг. термин *mass discrepancy*) – систематическим завышением эволюционных масс  $M_{\text{evol}}$  по сравнению со спектроскопическими массами  $M_*$  (см. например [130]). Маркова и Пульс (2015) [131] предположили, что причина этого эффекта кроется в недоучёте турбулентного давления в расчётах атмосферных моделей с использованием FASTWIND и CMFGEN. Кроме того, в нашем случае тенденция менее выражена для звёзд с более высокими массами. Это может быть связано с тенденциями, найденными [131], но сложно сделать какие-либо определенные выводы из-за того, что разброс ошибок в  $M_*$  значительно выше, чем в  $M_{\text{evol}}$ . Разброс ошибок в  $M_*$  напрямую связан с неопределенностью в  $\log g$  (около 20%), которая вызвана узким спектральным диапазоном и, следовательно, небольшим числом спектральных линий, в частности, линий водорода, которые были использованы в нашем анализе. Повысить точность измерений возможно путём расширения анализируемого спектрального диапазона.

Согласно диаграмме Герцшпрунга-Рассела (рисунок 2.7), возраста звёзд МТ 299 и МТ 317 лежат между 5 и 6 миллионами лет (см. таблицу 2.4), тогда как МТ 259 моложе 5 миллионов лет, а МТ 282 и МТ 343 принадлежат к значительно более старому населению Суг OB2. На диаграмме  $\log g - T_{\text{eff}}$  (рисунок 2.8) звезда МТ 259 лежит в той же области, что и звёзды МТ 299 и МТ 317 (5-6 миллионов лет), а МТ 282 и МТ 343 и на этой диаграмме ложатся в область более старого населения. Наши оценки возраста согласуются с оценками [9]. Таким образом, сравнивая полученные результаты с результатами предыдущих исследований, мы можем сделать вывод, что изученные звёзды принадлежат к разным возрастным группам Суг OB2: МТ 259 (O0 V), МТ 299 (O7.5 V) и МТ 317 (O8 V) к скоплению возрастом 4-6 миллионов лет, тогда как МТ 282 (B1 IV) и МТ 343 (B1 V) – к старому скоплению возрастом 12-14 миллионов лет.

Кроме изученных звёзд, на рисунках 2.7 и 2.8 отмечены OB-карлики: A26 (O9.5 V), A33 (B0.2 V) и A38 (O8 V) из работы Негуруэлы и др. (2008) [128]. Видно, что число исследованных карликов из Суг OB2 мало. До нашей работы только для этих трёх звёзд, а также для МТ 259 (O0 V) и

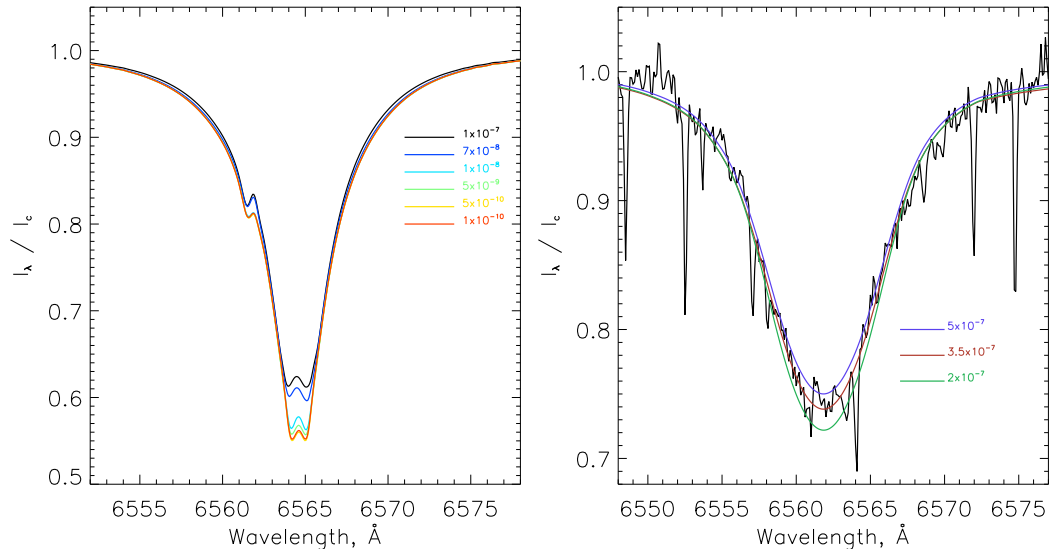


Рис. 2.9: Слева: изменение профиля линии  $H\alpha$  при уменьшении темпа потери массы. Профили рассчитаны для светимости  $L_* = 1.2 \cdot 10^5 L_\odot$  и скорости ветра на бесконечности  $V_\infty = 1000 \text{ км с}^{-1}$ . Справа: сравнение наблюдаемого профиля линии  $H\alpha$  в спектре звезды MT 317 (O8 IV) с синтетическими, построенными для различных значений темпа потери массы. Темп потери массы приведен в единицах  $M_\odot \text{ год}^{-1}$ .

MT29 (O7 V), исследованных [112], были построены модели атмосфер. С другой стороны, положения A26 и A38 вместе со звёздами MT 299 и MT 317 демонстрируют непрерывность процесса звездообразования в ассоциации.

### 2.3.3 Темп потери массы

ОВ-звёзды IV-V класса светимости отличаются от сверхгигантов значительно более слабыми ветрами – темп потери массы порядка  $10^{-7} M_\odot \text{ год}^{-1}$ . Вследствие этого линии с P Cug профилями ветровой природы, по которым можно измерять темп потери массы, у этих звёзд наблюдаются только в ультрафиолетовом диапазоне. Марколино и др. (2009) [132] показали, что при уменьшении  $\dot{M}$  до  $10^{-7} M_\odot \text{ год}^{-1}$  профиль линии  $H\alpha$  становится нечувствительным к его дальнейшему понижению. Таким образом, по спектральным линиям в оптическом диапазоне можно делать только верхние оценки темпа потери массы. В качестве примера на рисунке 2.9 слева показано изменение профиля линии  $H\alpha$  в синтетическом спектре при уменьшении  $\dot{M}$ . Сравнение наблюдаемой линии  $H\alpha$  в спектре MT 317 (O8 IV) с модельными профилями, построенными для различных значений темпа потери массы, приведено на рисунке 2.9 справа.

Полученные верхние оценки темпа потери массы  $\dot{M}$  для исследуемых звёзд согласуются с теоретическими оценками  $\dot{M}_{Vink}$  (см. таблицу 2.4). Тео-

Таблица 2.4: Измеренные массы, светимости и возраста рассматриваемых в данной главе звёзд: \* – спектроскопические, *evol* – эволюционные. Спектральные классы указаны согласно нашим оценкам светимости.  $\dot{M}$  – значение верхнего предела для темпа потери массы.

Звезда спектр. класс	MT 259 B0 V	MT 282 B1 IV	MT 299 O7.5 V	MT 317 O8 IV	MT 343 B1 V
<b>Измерения выполнены с помощью CMFGEN</b>					
$\log L_*/L_\odot$	$4.40 \pm 0.04$	$4.40 \pm 0.04$	$4.93 \pm 0.04$	$5.08 \pm 0.04$	$4.30 \pm 0.04$
$\log T_{\text{eff}}$	$4.50 \pm 0.01$	$4.40 \pm 0.05$	$4.522 \pm 0.013$	$4.516 \pm 0.013$	$4.42 \pm 0.05$
$M_V$	-3.27	-3.8	-4.49	-4.89	-3.42
BC	-2.9	-2.37	-3	-2.98	-2.5
$M_*, [M_\odot]$	$10 \pm 4$	<26	$18 \pm 7$	$23 \pm 10$	<16.4
$\dot{M}, [M_\odot \text{ год}^{-1}]$	$3 \cdot 10^{-8}$		$1.5 \cdot 10^{-7}$	$3.5 \cdot 10^{-7}$	
$\dot{M}_{Vink}, [M_\odot \text{ год}^{-1}]$	$8.4 \cdot 10^{-9}$		$1.44 \cdot 10^{-7}$	$2.1 \cdot 10^{-7}$	
<b>Измерения выполнены с помощью (<math>\log g, T_{\text{eff}}</math>)</b>					
$M_{evol}, [M_\odot]$	$18_{-1}^{+2}$	$11 \pm 1$	$24_{-2}^{+4}$	$24_{-2}^{+4}$	$12 \pm 1$
$\log L_{evol}/L_\odot$	$4.63 \pm 0.05$	$4.05 \pm 0.05$	$5.03 \pm 0.07$	$5.06 \pm 0.07$	$4.18 \pm 0.05$
Возраст, [млн. лет]	$5.9 \pm 0.9$	$14 \pm 2$	$5.6 \pm 0.4$	$5.9 \pm 0.4$	$12.1 \pm 1.5$
<b>Измерения выполнены с помощью (<math>L_*, T_{\text{eff}}</math>)</b>					
$M_{evol}, [M_\odot]$	$16 \pm 1$	$12.9 \pm 0.5$	$22 \pm 1$	$24 \pm 1$	$12.7 \pm 0.5$
Возраст, [млн. лет]	1 – 4.5	$14.1 \pm 1.3$	$5.1 \pm 0.7$	$5.8 \pm 0.4$	$12 \pm 2$
<b>Измерения из работы Райта и др. (2015) на основе M-K классификации [9]</b>					
$\log L_{evol}/L_\odot$	$4.2_{-0.17}^{+0.14}$		$4.92_{-0.06}^{+0.05}$	$5.04_{-0.07}^{+0.04}$	$4_{-0.2}^{+0.13}$
$\log T_{\text{eff } evol}$	$4.44_{-0.08}^{+0.06}$		$4.54 \pm 0.02$	$4.54 \pm 0.02$	$4.39_{-0.06}^{+0.08}$
$M_{evol}, [M_\odot]$	$12.9_{-3.1}^{+1.3}$		$23.4_{-3.2}^{+1.1}$	$24.8_{-3.4}^{+1.7}$	$10.6_{-2.1}^{+1.2}$
Возраст, [млн. лет]	$7.63_{-4.46}^{+2.37}$		$3.65_{-2.35}^{+1.07}$	$4.28_{-2.4}^{+0.75}$	>10

ретические значения  $\dot{M}_{Vink}$  рассчитаны по формуле:

$$\begin{aligned} \log \dot{M} = & -6.697 (\pm 0.061) + 2.194 (\pm 0.021) \log(L_*/10^5) - \\ & 1.313 (\pm 0.046) \log(M_*/30) - 1.226 (\pm 0.037) \log\left(\frac{V_\infty/v_{\text{esc}}}{2.0}\right) + \\ & 0.933 (\pm 0.064) \log(T_{\text{eff}}/40000) - 10.92 (\pm 0.90) \log(T_{\text{eff}}/40000)^2, \end{aligned} \quad (2.1)$$

выведенной [Й. Винком](#) на основе эмпирических зависимостей [133].

## 2.4 Выводы

В данной главе были рассмотрены пять OB-звёзд из ассоциации Суг OB2, лежащих вблизи Главной Последовательности. Для всех пяти звёзд методом моделирования звёздных атмосфер определены болометрическая светимость, температура, ускорение свободного падения, масса, содержание гелия в атмосфере, а также сделаны оценки ветровых параметров – темпа потери массы и скорости ветра на бесконечности. Для звёзд MT 259 и MT 317 сделаны оценки содержаний CNO элементов в атмосфере. Аномалий химического состава у этих звёзд не обнаружено.

Для всех звёзд определён возраст. Возраста MT 259, MT 299 и MT 317, как у большей части звёзд в ассоциации, лежат в интервале 4-6 миллионов лет. Звёзды же MT 282 и MT 343 принадлежат к более старому населению, их возраста более 10 миллионов лет, что подтверждает гипотезу о каскадном процессе звездообразования в ассоциации, выдвинутую в работах Масси и Томсон (1991) [101], Хэнсон (2003) [102], Комерон и Паскуали (2012) [98], Райта и др. (2015) [9].

## Глава 3

# Исследование звёзд-сверхгигантов Cygnus OB2 №7 и №11.

Теперь перейдём к рассмотрению параметров массивной звезды с массой около  $50 M_{\odot}$  на разных стадиях эволюции. В этой главе мы рассмотрим массивную звезду с массой около  $50 M_{\odot}$  на стадии горения водорода в ядре на примере двух звёзд O-сверхгигантов, входящих в ассоциацию Cygnus OB2: Cygnus OB2 №7 (O3If<sub>\*</sub>) и Cygnus OB2 №11 (O5.5If)<sup>1</sup>.

Cygnus OB2 №7 – одна из самых горячих звёзд нашей Галактики. Она относится к спектральному классу O3If<sub>\*</sub>. Индекс f<sub>\*</sub> означает, что в спектре объекта линия He II  $\lambda 4686$  наблюдается в эмиссии, а эмиссионная линия N IV  $\lambda 4058$  сильнее, чем комплекс линий N III  $\lambda\lambda 4634, 40, 42$  [134]. По данным каталога Галактических O-звёзд<sup>2</sup> [135, 136], в нашей Галактике известно только шесть Of<sub>\*</sub> звёзд и только три звезды спектрального класса O3.

Сверхгигант Cygnus OB2 №11 относится к подклассу Ofc звёзд. Спектральный подкласс Ofc был введён совсем недавно, в 2010 году по предложению Н. Вальборна для обозначения Of-звёзд, в спектрах которых линии углерода C III  $\lambda\lambda 4647, 4650, 4652$  по интенсивности сравнимы с линиями N III  $\lambda\lambda 4634, 4640, 4642$  (Вальборн и др. (2010) [137]). На сегодня к Ofc классу отнесены восемнадцать Галактических O-звёзд [135, 136]. Углеродные эмиссии C III  $\lambda\lambda 4647, 4650, 4652$  выявлены, главным образом, у звёзд спектральных классов O4-O5, но наблюдаются они у всех классов светимости, как у сверхгигантов, так и у карликов. Интересен тот факт, что все звёзды, классифицированные как Ofc, принадлежат либо скоплениям, либо ассоциациям. С появлением класса Ofc звёзд возникли вопросы о том

---

<sup>1</sup>Для того чтобы у читателя не возникло путаницы, звёзды сверхгиганты мы специально будем называть их именами согласно каталогу Шульте, в отличие от предыдущей главы в которой звёзды вблизи Главной Последовательности именовались именами по каталогу Масси и Томсона (1991) [101].

<sup>2</sup>Каталог доступен по адресу <http://ssg.iaa.es/en/content/gosc-v3-query>



Таблица 3.1: Спектральные данные.  $\Delta\lambda/\lambda$  – спектральное разрешение. С/Ш – отношение сигнала к уровню шумов. В последней колонке приведены ссылки на источники, в которых данные спектры подробно описаны. Для обеих звёзд видимые звёздные величины  $V$  взяты из Кабалеро-Невис и др. (2014) Caballero, а межзвёздное поглощение  $A_V$  из Киминки и др. (2007) [109]

Дата (1)	Телескоп, прибор (2)	Спектральный диапазон, [ÅÅ] (3)	$\Delta\lambda/\lambda$ , [Å] (4)	С/Ш (5)	Ист. (6)
Cyg OB2 №7 ( $\alpha=20^{\text{h}}33^{\text{m}}14^{\text{s}}.11$ , $\delta +41^{\circ}20'21''.94$ , $V=10.55$ зв. вел., $A_V=5.4$ зв. вел.)					
9 июня 2011	БТА, НЭС	4850-6240	60 000	30-50	[110]
фев – март 2012	РТТ 150, TFOSC	4200-8000	2 500	100-200	[138]
	HST, STIS	1150-1700	1 000-1 500	19	[139]
	SUBARU, IRCS	1.62-1.75, 2.06-2.4*	12 000	200-300	[140]
Cyg OB2 №11 ( $\alpha=20^{\text{h}}34^{\text{m}}08^{\text{s}}.52$ , $\delta +41^{\circ}36'59''.36$ , $V=10.03$ зв. вел., $A_V=5.4$ зв. вел.)					
ноябрь 2012	РТТ 150, TFOSC	4200-8000	2 500	100-200	[141]
февраль 2013	РТТ 150, TFOSC	4200-8000	2 500	100-200	[141]
июль 1995	WHT, ISIS	4000-4800	$\sim 3 \text{ Å}$	30	[142]
сентябрь 1998	WHT, ISIS	6350-6750	$\sim 1.5 \text{ Å}$	30	[142]
	HST, STIS	1150-1700	1 000-1 500	19	[139]

\* в микрометрах

связаны ли сильные углеродные эмиссии с аномалиями химического состава, существуют ли отличия физических параметров Ofc звёзд от звёзд Of и т. д.

### 3.1 Данные наблюдений

В данной работе исследование сверхгигантов проводится на основе данных, полученных на пяти спектрографах, установленных на пяти разных телескопах. В таблице 3.1 собраны данные о наблюдательном материале.

#### 3.1.1 Данные наблюдений на 1.5-м Российско-Турецком телескопе

В работе использованы спектры объектов Cyg OB2 №7 и Cyg OB2 №11, полученные на 1.5-метрового Российско-Турецком телескопе (РТТ 150) с использованием подвешного прибора TFOSC<sup>3</sup>. Спектральное разре-

<sup>3</sup>TFOSC – TUBITAK Faint Object Spectrograph and Camera, его описание доступно по адресу [http://www.tug.tubitak.gov.tr/rtt150\\_tfosc.php](http://www.tug.tubitak.gov.tr/rtt150_tfosc.php)

ние прибора  $\lambda/\Delta\lambda = 2500$ , спектральный диапазон – 4200 – 8000Å. Наблюдения Cyg OB2 №7 проводились в феврале – марте 2012 года, Cyg OB2 №11 – в ноябре 2012 и феврале 2013 года. Значимых различий в спектрах Cyg OB2 №11, полученных в 2012 и 2013 годах с разницей в 80 дней, не обнаружено. Для обеих звёзд в суммарном спектре отношение сигнала к уровню шумов составляло  $S/\text{Ш} \simeq 100$  для синего участка (приблизительно на 5000 Å) и  $\simeq 200$  – для красной области (приблизительно на 7000 Å).

Первичная редукция наблюдательных данных производилась стандартным образом в пакете DECH [115] и описана в работе [Марьевой и Жучкова \(2012\)](#) [138].

### 3.1.2 Данные наблюдений на 6-м телескопе САО РАН

Также в работе использован спектр Cyg OB2 №7, полученный на шестиметровом телескопе САО РАН со спектрографом высокого разрешения НЭС<sup>4</sup> [113] 9 июня 2011 года. Наблюдения проводились с использованием резателя изображений [113] и ПЗС-матрицы формата 2048 × 2048 пикселей. Спектральное разрешение составляло  $\lambda/\Delta\lambda \geq 60000$ , спектральный диапазон – 4850 – 6240Å.

Первичная редукция проводилась с помощью модифицированного контекста ECHELLE комплекса программ MIDAS [114] аналогично описанной в разделе 2.1. Она включала в себя удаление следов космических частиц, калибровку по длинам волн с использованием спектров торий-аргоновой (ThAr) лампы с полым катодом, экстракцию одномерных векторов из двумерных эшелле-спектров. Последующее проведение уровня непрерывного спектра выполнялось в пакете DECH [115]. Используемые спектральные данные и их обработка подробно описаны в работе [Ченцова и др. \(2013\)](#) [110].

### 3.1.3 Архивные данные

Для изучения Cyg OB2 №11 применялись данные из архива 4.2-метрового телескопа им. Вильяма Гершеля<sup>5</sup>. Спектроскопия объекта Cyg OB2 №11 проводилась на 4.2-метровом телескопе им. Вильяма Герше-

---

<sup>4</sup>NES – Nasmyth Echelle Spectrograph, эшелле-спектрограф фокуса Нэсмита

<sup>5</sup>Архив группы им. Исаака Ньютона является частью Центра астрономических данных Кембриджского отдела астрономических обзоров Института Астрономии (CASU Astronomical Data Centre, Institute of Astronomy, Cambridge) и доступен по адресу <http://casu.ast.cam.ac.uk/casuadc/ingarch/query>.

ля со спектрографом ISIS<sup>6</sup> в июле 1995 и сентябре 1998 с использованием решёток R600B и R1200R. Спектральные диапазоны данных 4000-4800 ÅÅ и 6350-6750 ÅÅ, а спектральное разрешение  $\sim 3$  Å и  $\sim 1.5$  Å, соответственно. Подробное описание этих спектров можно найти в статье [Валборна и Ховарта \(2000\)](#) [142].

Редукция данных была проведена нами согласно стандартной методике обработки длинноцелевых спектров с использованием авторских процедур и алгоритмов из пакета `ScoRe` (см. раздел 2.1), соответствующим образом адаптированных для этих данных.

В работе также используются ультрафиолетовые данные, полученные на космическом телескопе им. Хаббла со спектрографом STIS в 1999 году по заявке А. Эрреро<sup>7</sup> и доступные в архиве института Космического телескопа<sup>8</sup> (MAST STScI). Спектры в архиве представлены в абсолютных энергетических величинах, и их дополнительная редукция не проводилась.

Кроме того, в архиве VizieR были найдены нормированные спектры Cyg OB2 №7 в близком инфракрасном диапазоне, полученные на телескопе SUBARU со спектрографом IRCS<sup>9</sup> [143]. Спектральное разрешение их составляет  $\lambda/\Delta\lambda \sim 12000$ , отношение сигнала к уровню шумов  $\sim 200 - 300$ . Несмотря на то, что эшелльные порядки не перекрываются, все яркие линии в диапазонах 1.62-17.5 мкм и 2.06-2.4 мкм присутствуют в спектре, за исключением  $R\alpha$ . Подробное описание спектров и их обработки дано в работе [Хансона и др. \(2005\)](#) [140], дополнительная редукция спектров нами не проводилась.

## 3.2 Сетка моделей О-звёзд

Первым этапом в нашем исследовании О-сверхгигантов методом моделирования звёздных атмосфер было построение сетки моделей с разной эффективной температурой  $T_{\text{eff}}$  и темпом потери массы. В качестве исходной модели использовалась модель звезды AV 83 (O7  $Iaf^+$ ), рассчитанная в работе [Хиллера и др. \(2003\)](#) [55]. Основные параметры исходной модели приведены в таблице 3.2. В исходной модели скорость ветра с радиусом изменяется по простому  $\beta$ -закону (см. уравнение 1.3 в разделе 1.3). В модель включены следующие химические элементы – H, He, C, N, O, S, Si, P и Fe.

Изменяя светимость и радиус звезды при постоянных значениях тем-

---

<sup>6</sup>ISIS – Intermediate dispersion Spectrograph and Imaging System

<sup>7</sup>Заявка 8204, результаты наблюдений по ней опубликованы в работе [Эрреро и др. \(2001\)](#) [139]

<sup>8</sup>Архив находится по адресу <https://archive.stsci.edu/index.html>

<sup>9</sup>IRCS – Infrared Camera and Spectrograph

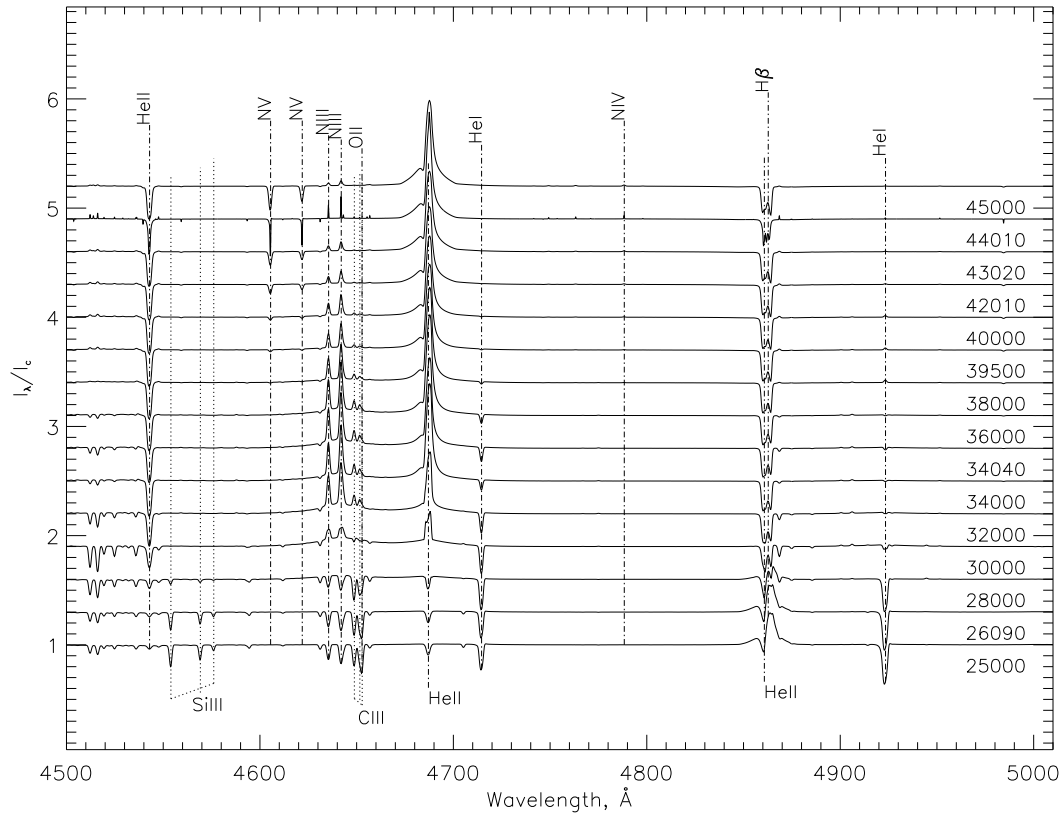
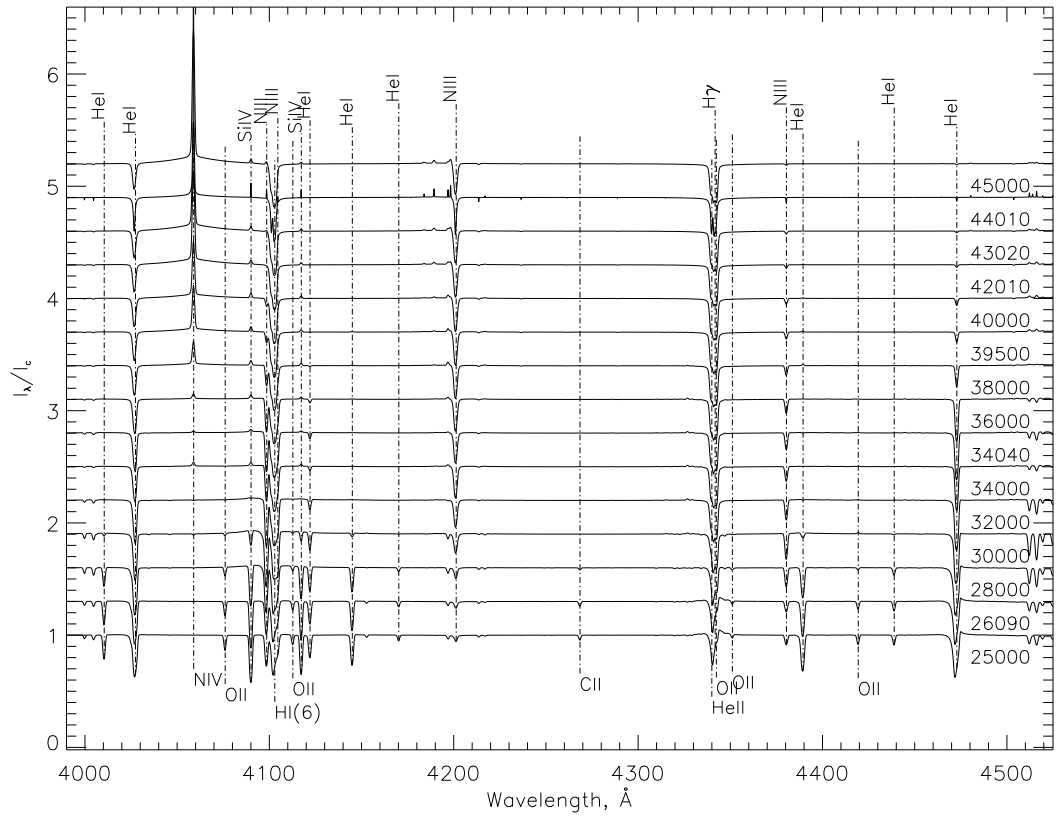


Рис. 3.1: Изменение нормированных синтетических спектров с ростом эффективной температуры  $T_{\text{eff}}$ . Значения температуры указаны справа под спектрами.

Таблица 3.2: Основные параметры исходной модели. Здесь  $R_{2/3}$  – радиус, на котором оптическая глубина  $\tau$  становится равной  $2/3$ , а  $T_{\text{eff}}$  – эффективная температура на  $R_{2/3}$ , связанная со светимостью  $L_* = 4\pi R_{2/3}^2 \sigma T_{\text{eff}}^4$ ,  $CL_1$  – объёмный фактор заполнения (англ. filling factor).

$L_* = 3.5 \cdot 10^5 L_{\odot}$	$R_{2/3} = 18.5 R_{\odot}$
$T_{\text{eff}} = 32\,800\text{K}$	$\dot{M}_{cl} = 7.5 \cdot 10^{-7} M_{\odot} \text{год}^{-1}$
$V_{\infty} = 940 \text{ км с}^{-1}$	$\beta = 2$
$CL_1 = 0.1$	$h = 0.05 R_*$ ( $\log g = 3.25$ )
$V_{\text{phot}} = 1.0 \text{ км с}^{-1}$	$V_{\text{core}} = 0.01 \text{ км с}^{-1}$
$\frac{N(\text{He})}{N(\text{H})} = 0.2$	$[X(\text{He})] = 0.44$
$\frac{N(\text{C})}{N(\text{H})} = 3.76 \cdot 10^{-5}$	$[\frac{X(\text{C})}{X(\text{C})_{\odot}}] = 0.08$
$\frac{N(\text{N})}{N(\text{H})} = 2.58 \cdot 10^{-4}$	$[\frac{X(\text{N})}{X(\text{N})_{\odot}}] = 1.8$
$\frac{N(\text{O})}{N(\text{H})} = 6.32 \cdot 10^{-5}$	$[\frac{X(\text{O})}{X(\text{O})_{\odot}}] = 0.06$

па потери массы<sup>10</sup> ( $\dot{M}_{cl} = 7.5 \cdot 10^{-7} M_{\odot} \text{год}^{-1}$ ) и терминальной скорости ветра ( $V_{\infty} = 940 \text{ км с}^{-1}$ ), мы построили сетку моделей<sup>11</sup> с разной эффективной температурой  $T_{\text{eff}}$ . На рисунке 3.1 показаны модельные спектры с разной  $T_{\text{eff}}$  в диапазонах  $4000 - 4500$  и  $4500 - 5000 \text{ \AA}$ . Видно, что модельные спектры ведут себя физически правдоподобно: при увеличении  $T_{\text{eff}}$  возрастают интенсивности линий высокого возбуждения. Например, при  $T_{\text{eff}} = 38\,000 \text{ K}$  появляется линия NIV  $\lambda 4057.8$ , которая усиливается с ростом температуры. Линии NIII  $\lambda\lambda 4634.1, 4640.6, 4641.8$  при  $T_{\text{eff}} \simeq 32\,000 \text{ K}$  превращаются из абсорбционных в эмиссионные. Модели с  $T_{\text{eff}} \geq 32\,000 \text{ K}$  можно классифицировать как Of [144, 145], так как начиная с данной температуры линия HeII  $\lambda 4686$  наблюдается в эмиссии.

В модельных спектрах с  $T_* < 30\,000 \text{ K}$  ( $T_*$  – эффективная температура на внутренней границе атмосферы, соответствующей радиусу  $R_*$ ) у линии  $\text{H}\beta$  виден сложный P Cyg профиль (рисунок 3.1), который не встречается у обычных В-сверхгигантов. Подобные профили в модельных спектрах демонстрируют и линии  $\text{H}\alpha$  и HeI  $\lambda 5876$ . Появление таких профилей линий можно объяснить высоким темпом потери массы в исходной модели. Если для горячих сверхгигантов с эффективной температурой больше  $38\,000 \text{ K}$  значение  $7.5 \cdot 10^{-7} M_{\odot} \text{год}^{-1}$  является типичным темпом потери массы, то для более холодных звёзд с  $T_* < 30\,000 \text{ K}$  этот темп слишком высок.

Для того чтобы проследить, как ведут себя линии при изменении тем-

<sup>10</sup>Как уже упоминалось в разделе 1.3, CMFGEN позволяет при построении моделей учитывать неоднородность ветра. В этом разделе все модели атмосфер построены с учетом неоднородности ветра, потому далее, если не будет оговорено отдельно, под темпом потери массы мы будем понимать  $\dot{M}_{cl} = \dot{M} \sqrt{CL_1}$  – темп потери массы с учётом объёмного фактора заполнения.

<sup>11</sup>Все рассчитанные нами модели доступны онлайн в созданной нами *Базе данных атмосфер горячих звёзд* по адресу <http://www.sao.ru/webmodels>

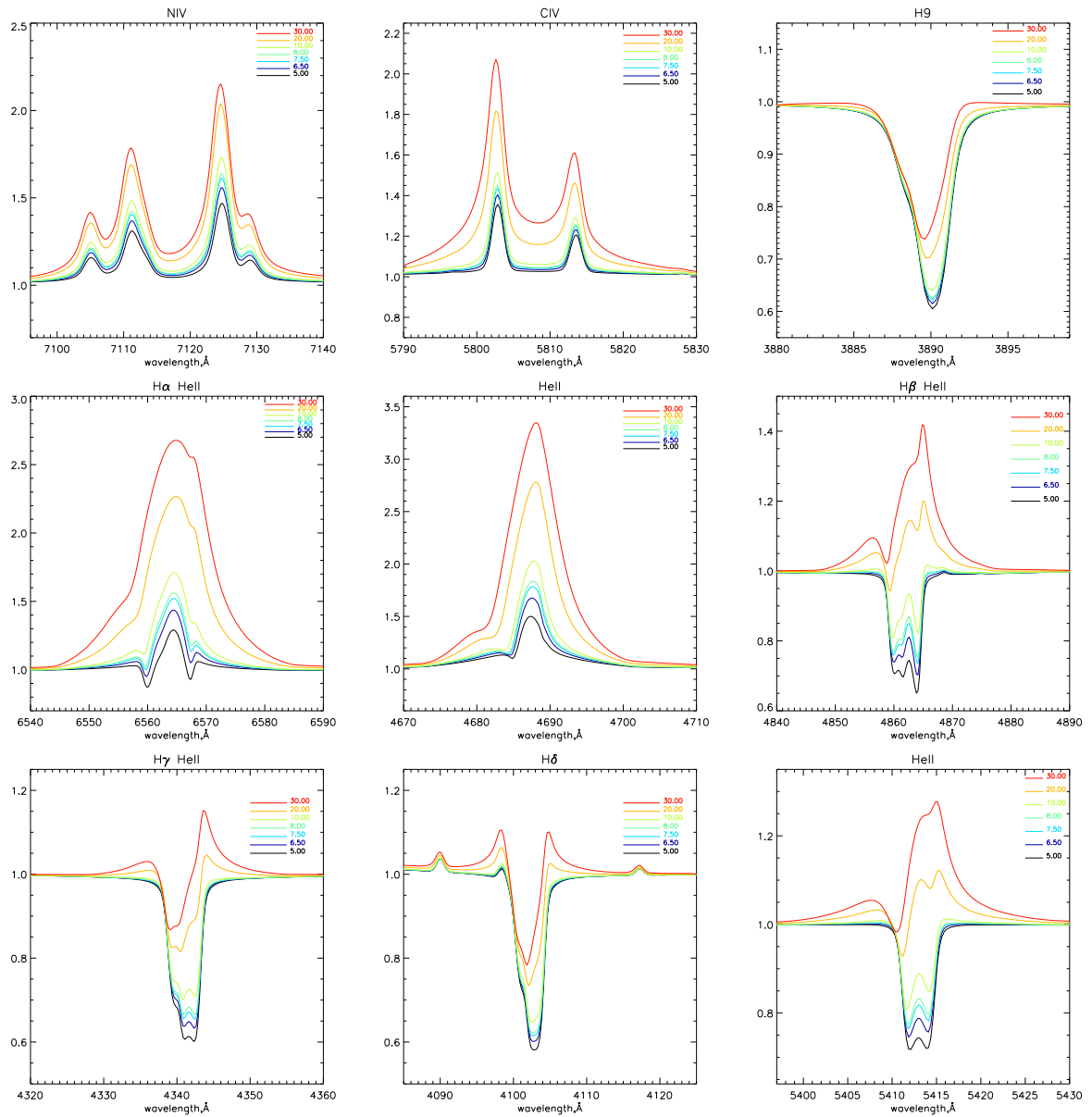


Рис. 3.2: Изменение профиля оптических линий с ростом темпа потери массы  $\dot{M}_{cl}$  от  $5 \cdot 10^{-7}$  до  $3 \cdot 10^{-6} M_{\odot} \text{год}^{-1}$  при постоянной величине  $T_* = 45\,000$  К. Темп потери массы указан для каждого профиля в единицах  $10^{-7} M_{\odot} \text{год}^{-1}$ .

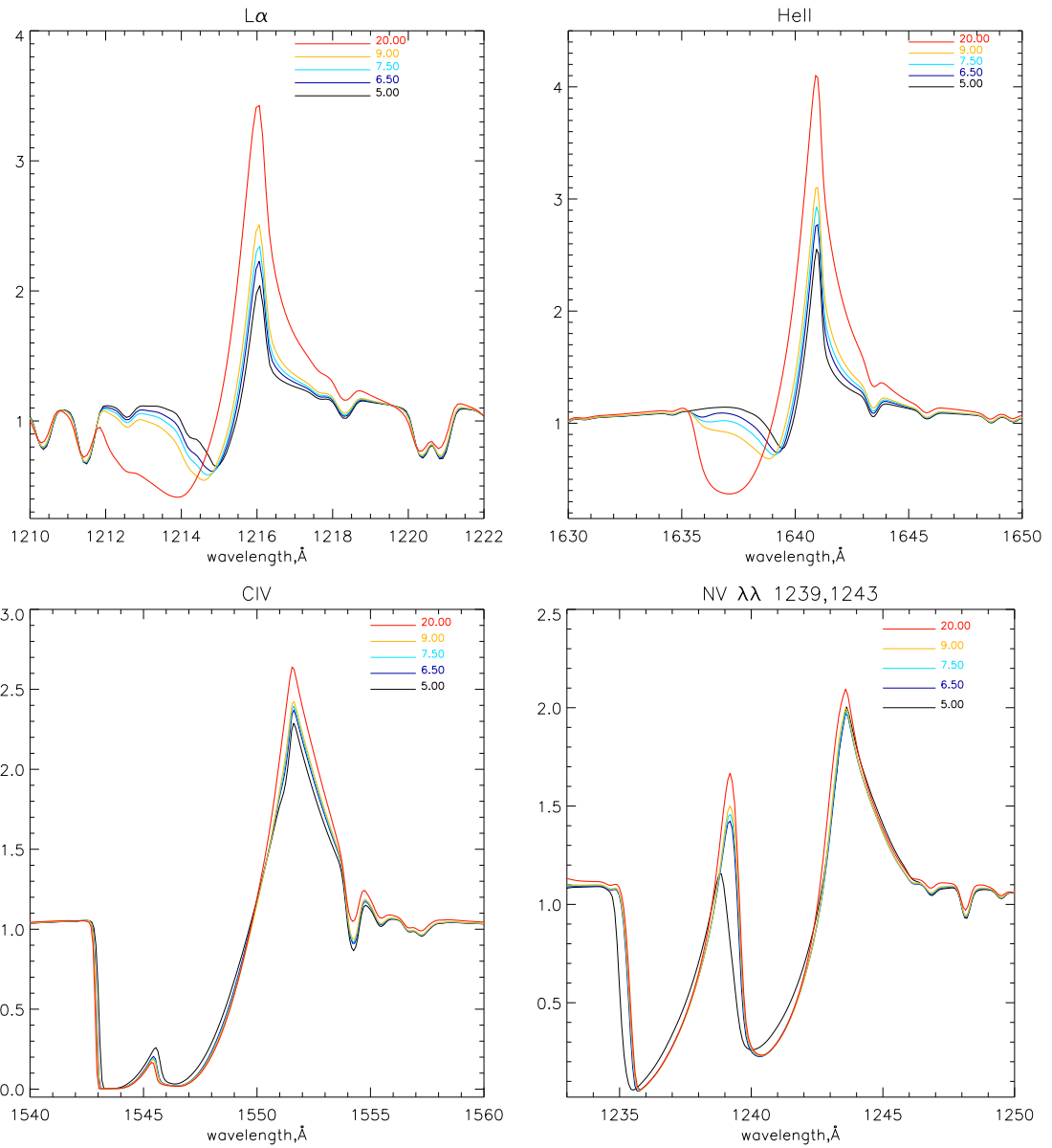


Рис. 3.3: Изменение профиля ультрафиолетовых линий с ростом темпа потери массы от  $5 \cdot 10^{-7}$  до  $2 \cdot 10^{-6} M_{\odot} \text{год}^{-1}$  ( $M_{cl}$  справа сверху).

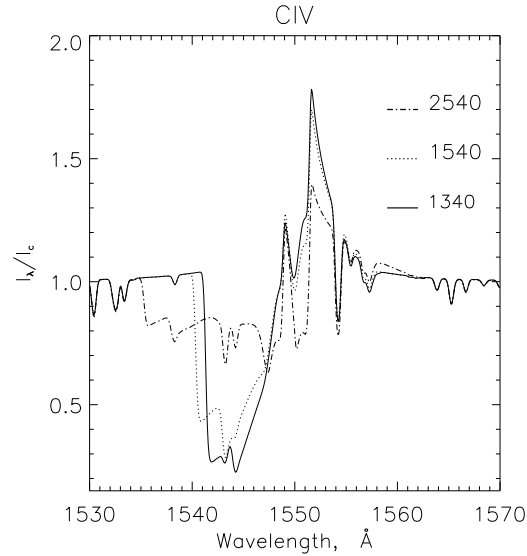


Рис. 3.4: Изменение профиля линий CIV  $\lambda\lambda 1548.2, 1550.8$  в зависимости от скорости ветра  $V_\infty$  при постоянной величине  $\dot{M}_{cl} = 3 \cdot 10^{-7} M_\odot \text{год}^{-1}$  ( $V_\infty$  в км с $^{-1}$  справа вверху).

па потери массы  $\dot{M}_{cl}$ , мы рассчитали модели с  $\dot{M}_{cl}$  в диапазоне  $(3 - 30) \cdot 10^{-6} M_\odot \text{год}^{-1}$  при постоянной температуре  $T_* = 45\,000$  К и скорости ветра  $V_\infty = 940$  км с $^{-1}$ . На рисунке 3.2 показано изменение профилей избранных линий в оптическом диапазоне. Видно, что при увеличении  $\dot{M}_{cl}$  у линий NIV  $\lambda\lambda 7103.2 - 7129.2$  и CIV  $\lambda\lambda 5801.3, 5812$  усиливаются крылья. Такие линии, как H $\alpha$ , H $\beta$ , H $\gamma$ , HeII  $\lambda 5411$ , превращаются из абсорбционных в эмиссионные.

На рисунке 3.3 показано изменение профилей ультрафиолетовых линий с ростом  $\dot{M}_{cl}$ . Линии дублета CIV  $\lambda\lambda 1548, 1551$  в модельных спектрах сливаются в сильную линию с P Cуг профилем. Видно, что резонансные линии CIV  $\lambda\lambda 1548, 1551$  и NV  $\lambda\lambda 1239, 1243$  при  $V_\infty = 940$  км с $^{-1}$  насыщены уже при  $5 \cdot 10^{-7} M_\odot \text{год}^{-1}$ , и дальнейшее увеличение  $\dot{M}_{cl}$  почти не влияет на их профиль. Профили CIV  $\lambda 1548$  и  $\lambda 1551$  существенно изменяются при вариациях  $V_\infty$  (см. рисунок 3.4). При повышении предельной скорости ветра линия становится ненасыщенной.

Из литературы известно (см. к примеру книгу Ламерса и Кассинелли (1999) [146] и ссылки там), что ветры горячих звезд быстро ускоряются, и уже на расстоянии  $r = 4.1R_*$ , т.е. на  $3.1R_*$  над поверхностью звезды, скорость ветра приближается к терминальной скорости,  $0.8V_\infty$ , т.е.  $\beta \simeq 0.8$ . Мы построили модели с тремя разными  $\beta$ , графики изменения скорости ветра для которых приведены на рисунке 3.5. Соответствующее этим значениям  $\beta$  изменение профилей линий показано на рисунке 3.6. Видно, что с уменьшением  $\beta$  изменяется глубина линии H $\beta$ , и при  $\beta = 1$



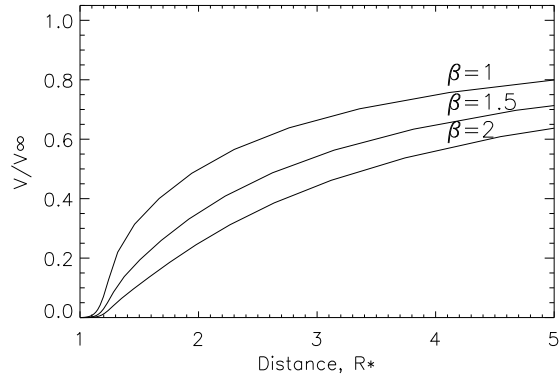


Рис. 3.5: Изменение скорости ветра с увеличением расстояния от поверхности звезды для нескольких значений  $\beta$ .

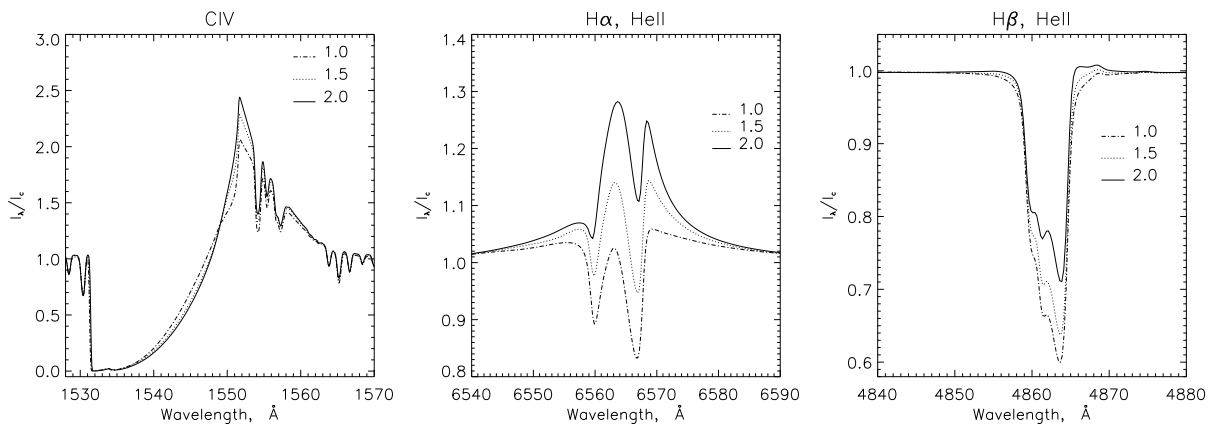


Рис. 3.6: Изменение профилей линий CIV, H $\alpha$  и H $\beta$  при изменении параметра  $\beta$  (величина  $\beta$  указана сверху справа).

появляются крылья. Линия He II  $\lambda 5411$ , не показанная на рисунке, меняется аналогичным образом. Линия H $\alpha$  превращается из эмиссионной в абсорбционную при увеличении  $\beta$ . Такие линии, как N V  $\lambda\lambda 4604.14, 4620.50$ , N IV  $\lambda\lambda 5200.60, 5204.28$ , N IV  $\lambda 5736.93$ , нечувствительны к изменению параметра  $\beta$ .

Рассмотрев изменение модельных спектров в оптическом и ультрафиолетовом диапазонах при изменении входных данных, перейдем к определению параметров атмосферы Cyg OB2 №7 .

### 3.3 Исследование Cyg OB2 №7

#### 3.3.1 Моделирование атмосферы Cyg OB2 №7

Эрреро и др. в работах 2001 [139] и 2002 года [147] по ультрафиолетовым линиям определили, что терминальная скорость ветра Cyg OB2 №7 равна  $3080 \text{ км с}^{-1}$ , и оценили температуру звезды в  $T_* = 45\,000 \text{ К}$ . Поэтому из построенной сетки моделей мы взяли самую горячую модель с  $T_* = 45\,000 \text{ К}$  и подняли значение  $V_\infty$  до  $3080 \text{ км с}^{-1}$ . Получилось, что при данном темпе потери массы линии C IV  $\lambda\lambda 1548$  и  $1551$  становятся ненасыщенными. Как было показано выше, глубина этих линий сильно зависит от темпа потери массы, поэтому мы повысили величину  $\dot{M}_{cl}$  до  $(1-3) \cdot 10^{-6} M_\odot \text{ год}^{-1}$ . В итоге получили модель, синтетический спектр которой в общих чертах согласуется с наблюдаемым спектром: в синтетическом спектре присутствуют все основные спектральные линии с профилями, похожими на наблюдаемые.

Затем мы перешли к уточнению параметров атмосферы. Для точного определения светимости проводилось сравнение модельных звёздных величин в полосах  $U, B, V$  с данными фотометрии. Чтобы получить звёздные величины из модельных спектров, сначала значения потока пересчитывались на расстояние до ассоциации Cyg OB2 ( $1.5 \text{ кпк}$  согласно работе [8]), затем в модельные спектры добавлялось межзвёздное покраснение с помощью процедуры FM-UNRED (В. Лэндсмен), входящей в пакет ASTROLIB для языка программирования IDL, которая использует кривые поглощения, построенные в работе Фицпатрика и Массы (1999) [148]. Величина межзвёздного поглощения  $A_V = 5.4$  была взята из работы Киминки и др. (2007) [109]. После этого модельные спектры были свёрнуты с кривыми пропускания стандартных фильтров ( $U, B, V$ ), т.е. потоки были переведены в звёздные величины.

В таблице 3.3 приведено определенное содержание основных пяти эле-

Таблица 3.3: Измеренное содержание химических элементов в атмосфере Cug OB2 №7 .  
 $X_i/X_{\odot}$  – отношение содержания элемента к солнечному.

Элемент	Доля по числу атомов	Массовая доля	$X_i/X_{\odot}$
(1)	(2)	(3)	(4)
H	1.0	0.5	0.8
He	0.2	0.4	1.6
C	$3.8 \times 10^{-5}$	$2.5 \times 10^{-4}$	0.08
N	$4.5 \times 10^{-4}$	$3.5 \times 10^{-3}$	3.18
O	$9.75 \times 10^{-7}$	$8.6 \times 10^{-4}$	0.09

ментов. Содержание остальных – S, Si, P и Fe – считалось солнечным. Содержание азота мы оценивали, главным образом, по абсорбционным линиям N IV  $\lambda\lambda 5200.60, 5204.28$ , а содержание углерода – по эмиссионным C IV  $\lambda\lambda 5801.3, 5812$ . Ультрафиолетовые линии C IV  $\lambda\lambda 1548, 1551$  и эмиссионные линии N IV для определения химического состава не использовались, потому что они формируются в ветре и зависят от параметров расчета. Обычно содержание углерода в атмосферах O-звёзд определяют по линии C III  $\lambda 5696$  (Мартинс и Хиллер (2012) [149]), но в спектре Cug OB2 №7 эта линия не наблюдается из-за высокой температуры объекта.

### 3.3.2 Сравнение профилей отдельных линий

Лучше всего наблюдаемый спектр в оптическом диапазоне описывается моделью со следующими параметрами:  $L_* = (1 \pm 0.1) \cdot 10^6 L_{\odot}$ ,  $T_{\text{eff}} = 43.4 \pm 1 \text{ kK}$ ,  $\dot{M}_{cl} = (1.5 \pm 0.3) \cdot 10^{-6} M_{\odot} \text{ год}^{-1}$ . Далее будем называть эту модель – “Модель №1”. На рисунке 3.7 показаны избранные линии из спектра Cug OB2 №7, полученного на спектрографе НЭС, и наша “Модель №1”, в которой для учёта скорости вращения объекта ( $v \sin i = 105 \text{ км с}^{-1}$  [147]) модельный спектр свёрнут с гауссианой, полуширина которой равна  $\text{FWHM} = 1.75 \text{ \AA}$ . Модель посчитана для двух значений параметра  $\beta$  простого скоростного закона и видно, что модель с  $\beta = 2$  лучше описывает наблюдаемые в спектре профили.

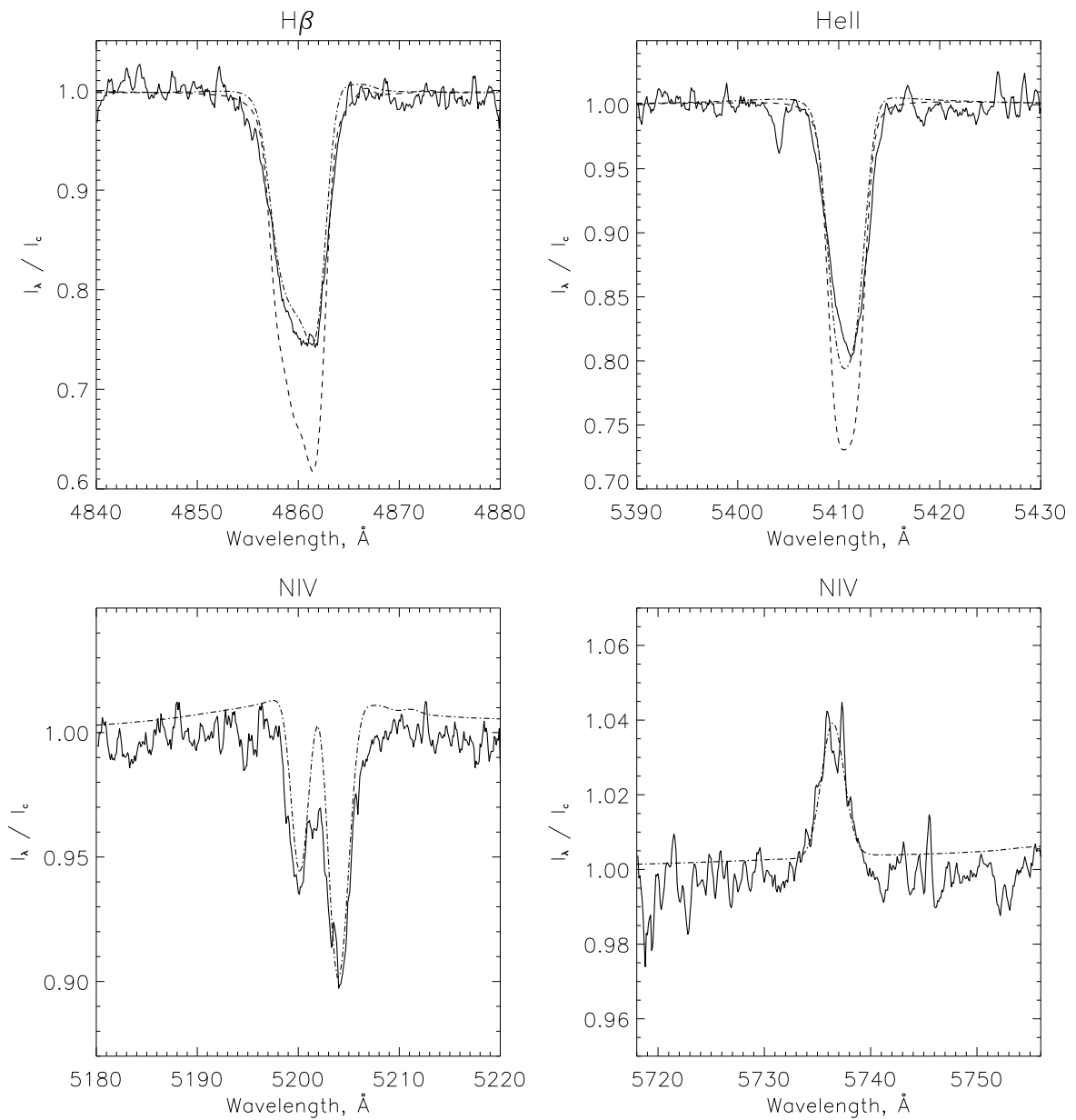


Рис. 3.7: Моделирование атмосферы Cyg OB2 №7 (O3If<sub>\*</sub>). Сравнение наблюдаемого спектра (избранных линий) с синтетическим. Сплошной линией показан наблюдаемый профиль, пунктирной – модель с  $\beta = 1$ , штрихпунктирной – модель с  $\beta = 2$ .

Таблица 3.4: Параметры атмосферы звезды Cyg OB2 №7 .  $CL_1$  – объёмный фактор заполнения (англ. filling factor), параметр, описывающий мелкомасштабную неоднородность среды. \* – параметры звезды, взятые из работы [Эрреро и др. \(2002\)](#) [147]

(1)	$T_*$ [kK]	$R_*$ [R $_{\odot}$ ]	$T_{\text{eff}}$ [kK]	$R_{2/3}$ [R $_{\odot}$ ]	$L_*, 10^6$ [L $_{\odot}$ ]	$M_{\text{uncl}}, 10^{-6}$ [M $_{\odot}$ /год]	$M_{\text{cl}}, 10^{-6}$ [M $_{\odot}$ /год]	$CL_1$	$V_{\infty}$ [км/с]	$\beta$
	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)
Модель№1 (H $\beta$ )	45 $\pm$ 1	16	43.2 $\pm$ 1.0	18	1 $\pm$ 0.1	6.3	1.5 $\pm$ 0.5	0.1	3250	2
Модель№2 (H $\alpha$ )	45 $\pm$ 1	16	44.4 $\pm$ 1.0	17	1 $\pm$ 0.1	9.5	2.5 $\pm$ 0.3	0.1	3250	1
Модель№3 (N $_{\text{IV}}$ , C $_{\text{IV}}$ )	45 $\pm$ 1	16	43.7 $\pm$ 1.0	17	1 $\pm$ 0.1	2.2	0.7 $\pm$ 0.2	0.1	3250	2
Cyg OB2 7 *	45.5	14.6			0.813	9.86			3080	0.9

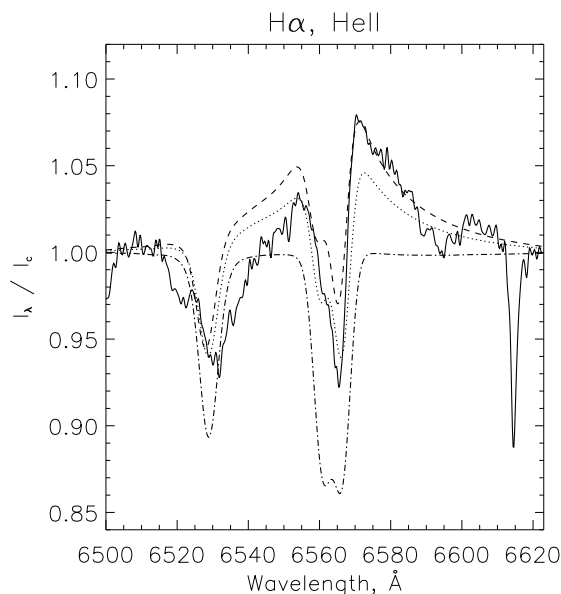


Рис. 3.8: Моделирование атмосферы Cyg OB2 №7 (O3If<sub>\*</sub>). Сравнение наблюдаемого профиля H $\alpha$  + He II  $\lambda$  6560 (сплошная линия) с модельными. Пунктирная линия - модель с  $\beta = 1$  и  $\dot{M}_{cl} = 2 \cdot 10^{-6} M_{\odot} \text{год}^{-1}$ , штриховая – модель с  $\beta = 1$  и  $\dot{M}_{cl} = 2.5 \cdot 10^{-6} M_{\odot} \text{год}^{-1}$ , штрихпунктирная –  $\beta = 2$ ,  $\dot{M} = 6 \times 10^{-7} M_{\odot} / \text{год}^{-1}$ . Слева от H $\alpha$  наблюдаются линии DIB  $\lambda$ 6521, 6537 и He II  $\lambda$  6527, а справа – DIB  $\lambda$ 6613.

Благодаря тому, что спектр, полученный на Российско-Турецком телескопе, в красной части доходит до 8000Å, мы смогли исследовать профиль линии H $\alpha$  и группу линий N IV  $\lambda\lambda$ 7103.2 – 7129.2. Чтобы учесть не только вращение звезды, но и спектральное разрешение прибора  $\Delta\lambda = 2\text{Å}$ , мы свернули модельные спектры с гауссианой с FWHM=2.65Å. Из рисунка 3.8 видно, что линии H $\alpha$  + He II, в отличие от линий, показанных на рисунке 3.7, лучше описываются моделью с крутым скоростным законом ( $\beta = 1$ ) (“Модель №2”). Для описания же линий N IV  $\lambda\lambda$ 7103.2 – 7129.2 и C IV  $\lambda\lambda$ 5801.3, 5812 больше подходит “Модель №3”, аналогичная “Модели №1”, но имеющая более низкий темп потери массы  $\dot{M} = (7 \pm 2) \cdot 10^{-7} M_{\odot} \text{год}^{-1}$  (см. рисунок 3.9).

На рисунке 3.10 показан участок спектра в ультрафиолетовом диапазоне в единицах потока и рассчитанный нами спектр. Спектр “Модели №1” хорошо описывает все основные линии в ультрафиолетовой части спектра Cyg OB2 №7, практически совпадают и наклоны спектров. По линиям C IV  $\lambda\lambda$ 1548, 1551 мы уточнили значение скорости ветра, и в нашей финальной модели  $V_{\infty} = 3250 \text{ км с}^{-1}$ . Анализ наблюдаемого спектра в инфракрасном диапазоне (см. рисунок 3.11) также показывает, что “Модель №1” с  $\dot{M} = 2 \times 10^{-6} M_{\odot} \text{год}^{-1}$  и  $\beta = 2$  хорошо описывает линии He II+H  $\lambda$ 1.64, 1.68, 2.34 мкм и линии He II  $\lambda$ 1.69, 2.26 мкм. Неописанными

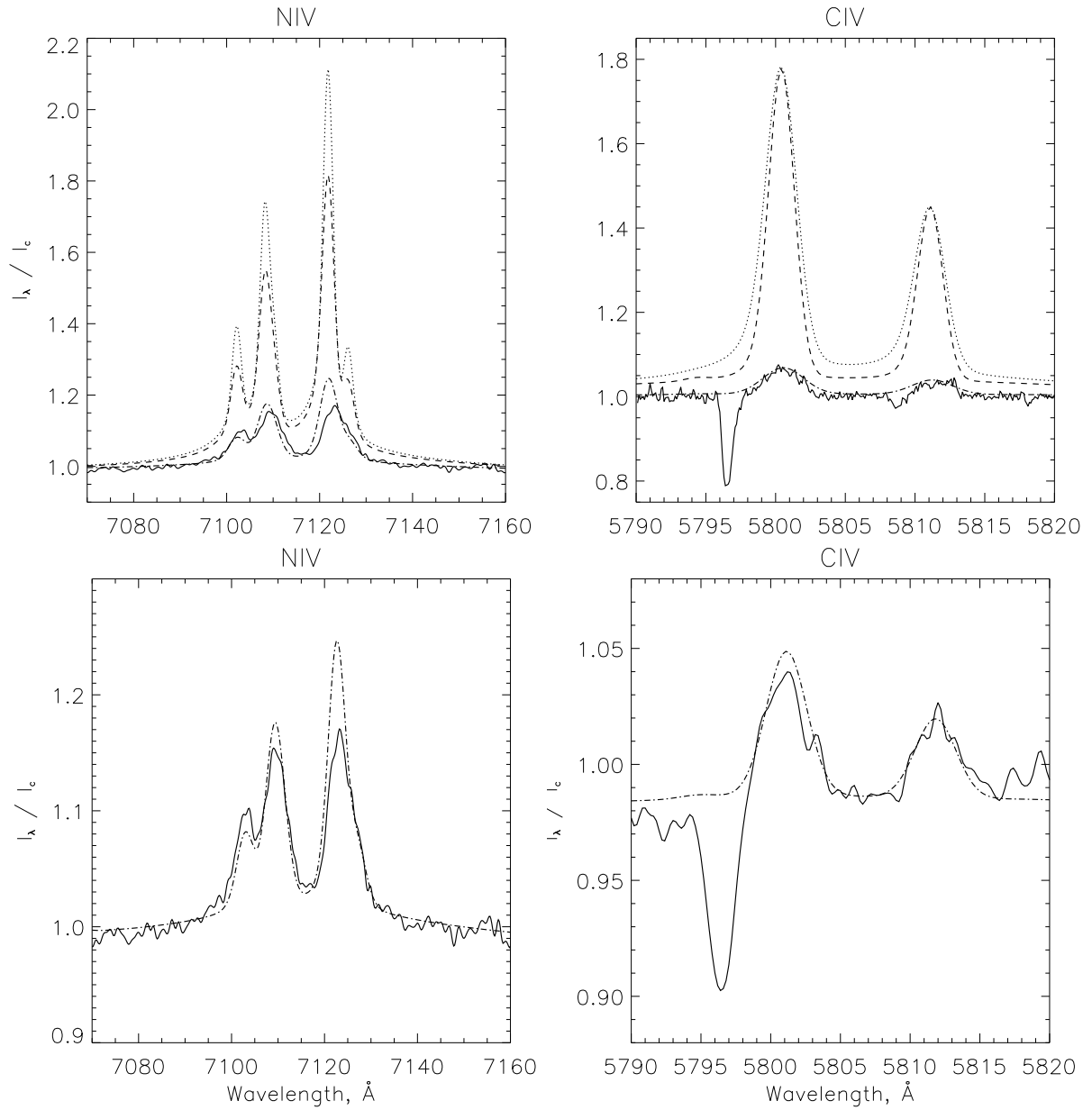


Рис. 3.9: На нижней панели: профили CIV  $\lambda\lambda 5801.3, 5812$  и NIV  $\lambda\lambda 7103.2 - 7129.2$  в сравнении с моделью с  $\dot{M} = 3 \cdot 10^{-7} M_\odot \text{год}^{-1}$ . на верхней: наблюдаемый спектр в сравнении с различными моделями. Пунктирная линия – модель с  $\beta = 2$ , описывающая линии типа  $H_\beta$ , штриховая – модель с  $\beta = 1$ , описывающая  $H\alpha$ .

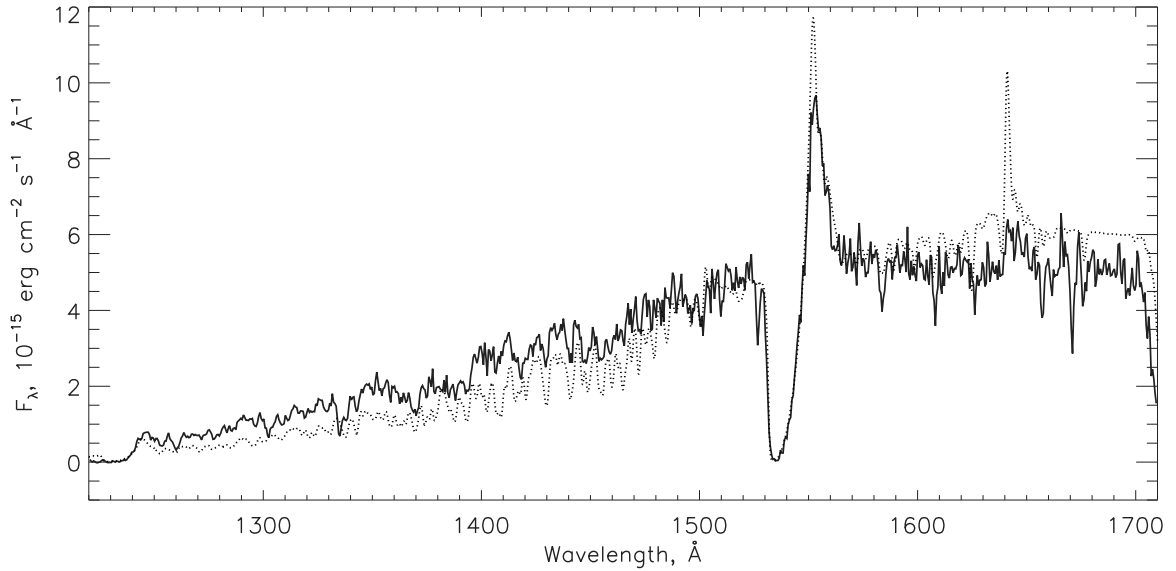


Рис. 3.10: Моделирование атмосферы Cyg OB2 №7 (O3If<sub>\*</sub>). Сравнение синтетического спектра (пунктирная линия) с наблюдаемым (сплошная линия), полученным на космическом телескопе им. Хаббла. Модельный спектр ( $\dot{M} = 2 \cdot 10^{-6} M_{\odot} \text{год}^{-1}$ ,  $\beta = 2$ ) свернут с гауссианой с  $\text{FWHM} = 15 \text{Å}$ , пересчитан на расстояние до ассоциации Cyg OB2 и скорректирован за межзвёздное поглощение.

остаются линии N V  $\lambda 2.1$  мкм и N III  $\lambda 2.11$  мкм. Линии S V  $\lambda 1.71, 1.72$  мкм присутствуют и в модельном, и в наблюдаемом спектре, но при этом в модели они в эмиссии, а в наблюдаемом спектре – в абсорбции. Эти различия, вероятно, связаны с тем, что используемые CMFGEN атомные данные недостаточно точны для описания этих линий (см. к примеру обсуждение в Гро (2011) [95]). В целом, спектры горячих звезд гораздо хуже изучены в инфракрасной области, и недостаток спектральных атласов O-звёзд с высоким или умеренным разрешением в длинноволновом диапазоне приводит к подобным неточностям в данных о таких переходах.

### 3.3.3 Обсуждение результатов и сопоставление с другими работами

Для исследования Cyg OB2 №7 мы объединили данные спектроскопии объекта в ультрафиолетовом, инфракрасном и оптическом диапазонах, и определили физические параметры и химический состав атмосферы этой звезды. Для описания всех наиболее сильных линий в спектре были построены три различные модели. Параметры моделей собраны в таблице 3.4. Модели различаются темпом потери массы и значением параметра  $\beta$ , т.е. скоростным законом.



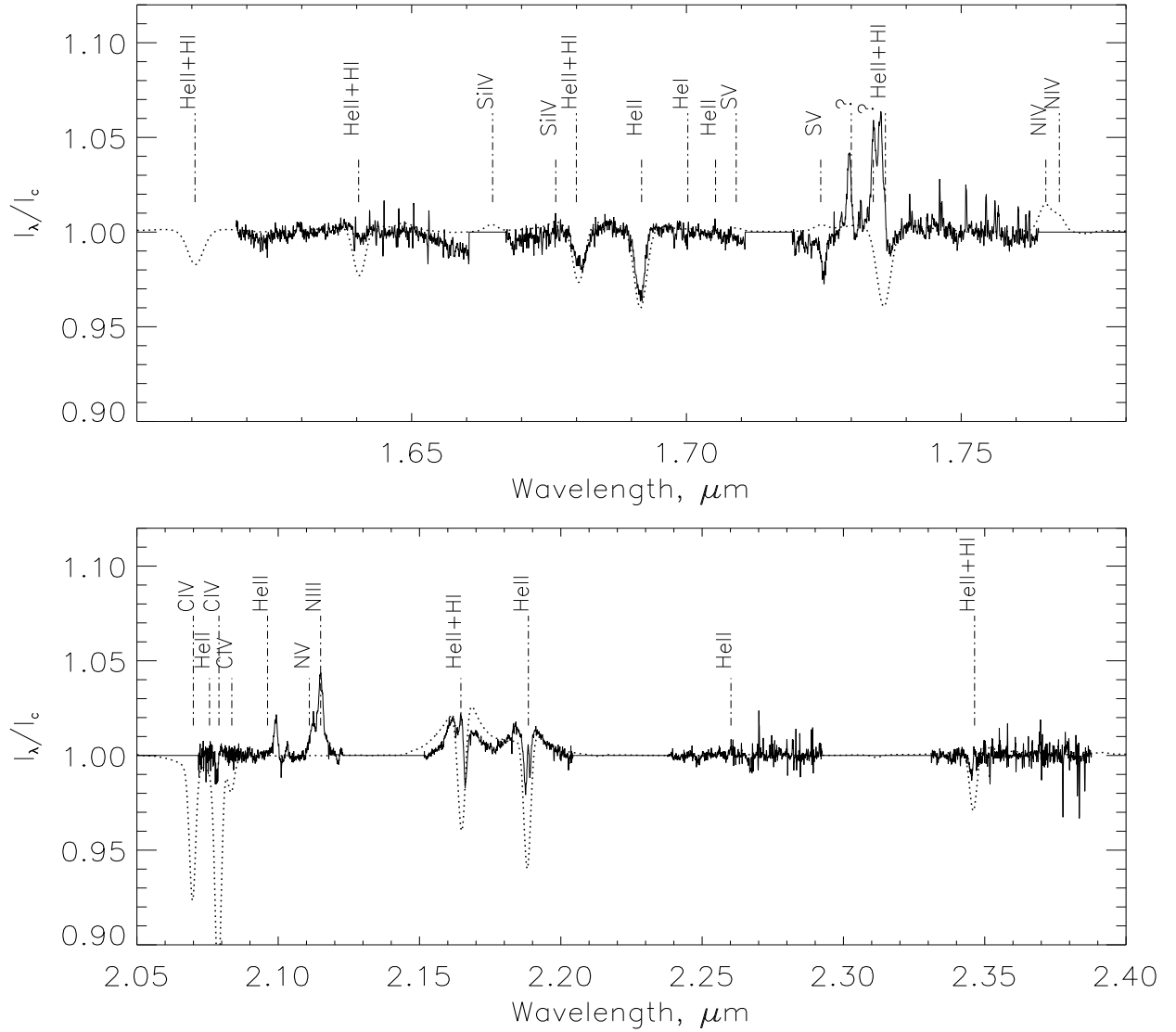


Рис. 3.11: Моделирование атмосферы Cyg OB2 №7 (O3If<sub>\*</sub>). Сравнение наблюдаемого спектра, нормированного на уровень континуума, с синтетическим (показан пунктирной линией) в инфракрасном диапазоне. Модельные параметры:  $\dot{M} = 2 \cdot 10^{-6} M_\odot \text{год}^{-1}$ ,  $\beta = 2$ .

Атмосферу Cyg OB2 №7 моделировали в нескольких работах (Эрреро и др. (2002) [147], Пульс и др. (2006) [10], Моким и др. (2005) [150], Нахарро и др. (2011) [94]). Эрреро и др. (2002) [147] с помощью кода FASTWIND [74, 75] по линиям водорода и гелия определили физические параметры ( $T_*$ ,  $R_*$ ,  $L_*$ ,  $\dot{M}_{uncl}$ ,  $\beta$  и т.д.) звезды Cyg OB2 №7 (см. таблицу 3.4). Наши оценки температуры и терминальной скорости хорошо согласуются с результатами Эрреро и др., так как именно опираясь на их работу была выбрана исходная модель.

Наша оценки светимости, однако, отличается от результата Эрреро и др. (2002) [147]. Вероятно, это связано с различиями в методике её оценки – наша величина получается из сравнения модельного распределения энергии в спектре с данными широкополосной фотометрии, тогда как Эрреро и др. (2002) [147] пользовались табличным значением болометрической поправки. Вероятнее всего, именно в ней и кроется причина различия, так как наша оценка абсолютной визуальной звёздной величины из модельного спектра, равная  $M_V = -6.00 \pm 0.17$  зв. вел., согласуется с использованной ими величиной  $M_V = -5.91$ .

Эрреро и др. (2002) [147] определяли темп потери массы без учёта неоднородностей ветра, поэтому для удобства сравнения в таблице 3.4 мы приводим пересчитанное  $\dot{M}_{uncl} = \dot{M}_{cl}/\sqrt{CL_1}$  значение. Эрреро и др. (2002) [147] отмечают, что по водородным ( $H\alpha$ ,  $H\beta$ ,  $H\gamma$ ) линиям получается разный темп потери массы, что согласуется с нашими результатами. Мы ещё обсудим этот результат ниже.

Моким и др. (2005) [150] для определения параметров использовали модели атмосфер, построенные с помощью кода FASTWIND, и метод автоматического сравнения синтетического спектра с наблюдаемым. Их результаты близки к результатам Эрреро и др. (2002) [147]. Пульс и др. (2006) [10], исследуя спектры в районе  $H\alpha$  и в инфракрасном диапазоне, нашли, что неоднородность ветра Cyg OB2 №7 изменяется с удалением от поверхности звезды. Нахарро и др. (2011) [94], как и мы, исследовали Cyg OB2 №7 с помощью кода CMFGEN. Для построения модели атмосферы они использовали линии  $H\alpha$ ,  $Vr\alpha$ ,  $Vr\gamma$  и  $Pf\gamma$  и нашли, что модели, хорошо описывающие линию  $H\alpha$ , существенно различаются по фактору объемного заполнения от моделей, описывающих линии в инфракрасном диапазоне. В итоге авторы работы пришли к выводу, что неоднородность ветра звезды Cyg OB2 №7 сначала возрастает, а с некоторого радиуса начинает убывать.

Обсудим возможные причины различия моделей, требуемых для описания разных групп линий, в спектре Cyg OB2 №7 .

Различие в моделях, описывающих линии, формирующиеся на разной глубине, может быть связано и с отклонением профиля скорости в сферически-симметричном ветре от описываемого простым  $\beta$ -законом. Действительно, линия  $\text{H}\alpha$ , в отличие от  $\text{H}\beta$  и абсорбционных линий гелия, формируется на всём протяжении движущейся атмосферы, и потому в гораздо большей степени диагностирует профиль скорости на больших радиусах. Представляется разумным, что реальный профиль описывается более сложным законом (к примеру, двойным  $\beta$ -законом), и асимптотически совпадает с определёнными нами, соответственно, в глубине ветра и на больших расстояниях.

Построенные нами три модели, помимо ветрового закона, отличаются и оценками темпа потери массы. Это может быть связано с различием степени неоднородности (объёмного фактора заполнения) на разных радиусах. Действительно, измеряемая нами величина связана с физическим (и, очевидно, одинаковым для всего ветра) темпом потери массы соотношением  $\dot{M}_{cl} = \dot{M} \sqrt{CL_1}$ . Вариации фактора  $CL_1$  с радиусом (согласно простой оценке, значения этой величины для наших моделей различаются более чем в 10 раз!) и приводят к различию оценок темпа потери массы в разных моделях. Однако задача исследования неоднородности ветра выходит за рамки этой работы, и мы оставляем её для последующего (в том числе и теоретического) анализа. Пока лишь отметим, что это может быть связано, к примеру, с асимметрией ветра. Действительно, из-за вращения звезды с ветрами принимают осесимметричную форму. Вращение может приводить к накоплению оттекающего вещества в плоскости экватора и возникновению истекающего диска [146], как у В[e] звезд [151]. В 1993 году [Бьоркман и Кассинелли](#) [152] создали полуаналитическую модель “сжатого ветрового диска” (англ. “wind compressed disk”) и показали, что плотность ветра должна изменяться с широтой. [Петренц и Пульс \(1996\)](#) [153] исследовали влияние вращения на профили спектральных линий. Они показали, что вращение изменяет скоростную структуру и распределение плотности в ветре, и что скорость во вращающемся ветре изменяется немонотонно. Асимметричные ветры найдены у объектов, связанных с О-звёздами эволюционно: у голубых переменных высокой светимости ([Гро и др. \(2006\)](#) [154] и [\(2010\)](#) [155]) и звёзд Вольфа-Райе ([Харрис и др. \(1998\)](#) [156]). Более того, с помощью численного моделирования [Гро и др. \(2008\)](#) [157] показали, что плотность ветра квази-Вольфа-Райе звезды HD 45166 изменяется с широтой. Возможно, что наличие в спектре Cug OB2 №7 групп линий, демонстрирующих разный темп потери массы, связано с неоднородностью ветра, вызванной быстрым вращением ( $v \sin i = 105 \text{ км с}^{-1}$  [147]), и тогда

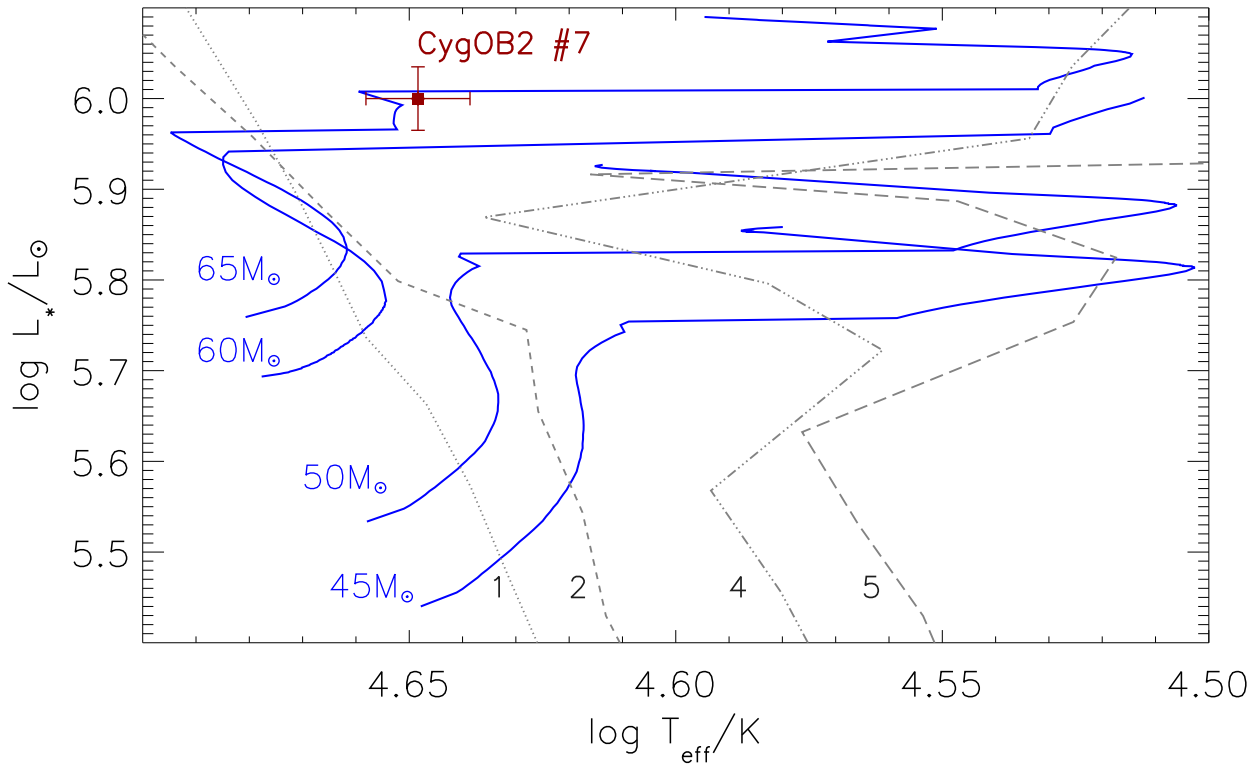


Рис. 3.12: Положение Cyg OB2 №7 на диаграмме Герцшпрунга-Рассела. Сплошные синие линии – эволюционные треки, построенные с учётом вращения, вертикальные линии – звёздные изохроны (Экстрём и др. (2012) [31]).

Cyg OB2 №7 – еще одна горячая звезда, у которой обнаружена зависимость плотности ветра от широты.

На рисунке 3.12 показано положение Cyg OB2 №7 на диаграмме Герцшпрунга-Рассела, согласно которому её начальная масса около  $60 M_{\odot}$ , а возраст приблизительно 3 млн. лет.

### 3.4 Исследование Cyg OB2 №11

#### 3.4.1 Моделирование атмосферы Cyg OB2 №11

Недавнее исследование [Кобульницкого и др. \(2012\) \[158\]](#) показало, что Cyg OB2 №11 является спектрально двойной звездой типа SB1, т.е. в её спектре видны линии лишь одного компонента. [Марьева и др. \(2014\) \[141\]](#) провели поиск спутников Cyg OB2 №11 на спекл-интерферометре 6-м телескопа САО РАН и не обнаружили слабых компонентов в диапазоне расстояний 0.02 – 1 угловых секунды и с разностью блеска менее 6 зв. величин. Поэтому мы сочли возможным моделировать Cyg OB2 №11 как одиноч-

Таблица 3.5: Параметры атмосферы Суг OB2 №11 , определённые нами – **1**, Эрреро и др. (2002) [147] – **2** и Мокимом и др. (2005) [150] – **3**.

(1)	$T_{\text{eff}}$ [kK] (2)	$R_{2/3}$ [ $R_{\odot}$ ] (3)	$\log L_*$ (4)	$M_{\text{uncl}}, 10^{-6}$ [ $M_{\odot}\text{год}^{-1}$ ] (5)	$M_{\text{cl}}, 10^{-6}$ [ $M_{\odot}\text{год}^{-1}$ ] (6)	$CL_1$ (7)	$V_{\infty}$ , [км с $^{-1}$ ] (8)	$\beta$ (9)
<b>1</b>	$36.0^{+0.5}_{-1.0}$	$20.7^{+2.0}_{-1.4}$	$5.81 \pm 0.04$	$6.0 \pm 0.7$	$1.7 \pm 0.2$	$0.08^{+0.02}_{-0.01}$	2200	$1.3 \pm 0.1$
<b>2</b>	$37.0 \pm 1.5$	22.2	$5.89 \pm 0.05$	9.88			2300	0.9
<b>3</b>	$36.5^{+0.4}_{-0.6}$	22.1	$5.92 \pm 0.11$	7.36			2300	1.03

ный объект. Для определения параметров её атмосферы мы выбрали из сетки посчитанных моделей атмосфер O-звёзд, описанной выше, наиболее близкую по виду спектра модель и стали уточнять её параметры. Эффективную температуру мы определяли по линиям He II  $\lambda\lambda 4541.59, 5411.52$  и He I  $\lambda\lambda 4471.5, 5875.66$ , а также по линиям азота N III  $\lambda\lambda 4634.0, 4640.6$  и по слабым абсорбционным линиям N IV  $\lambda\lambda 5200.60, 5204.28$ . В спектре отсутствуют линии N V  $\lambda\lambda 4604.16, 4620.5$ , что свидетельствует о том, что  $T_{\text{eff}}$  ниже 40 000 K.

Для точного определения светимости объекта мы вычислили звёздную величину в фильтре  $V$  по модельным спектрам и сравнили её с данными наблюдений. Наблюдаемую звёздную величину Суг OB2 №11 мы полагали равной  $V = 10.03$  зв. вел. (Кабалеро-Невис и др. (2014) [159]), а межзвёздное покраснение в направлении Суг OB2 №11  $A_V = 5.4$  (Киминки и др. (2007) [109]).

Мы рассмотрели влияние фактора объемного заполнения  $CL_1$  на интенсивность разных линий и остановились на значении  $CL_1 = 0.08$ , при котором синтетический спектр хорошо описывает резонансные линии кремния Si IV  $\lambda\lambda 1393.75, 1402.77$  и линию H $\alpha$ .

На рисунке 3.13 показано сравнение избранных линий из спектра Суг OB2 №11 с моделью в оптическом диапазоне, а на рисунке 3.14 – в ультрафиолетовой области. В таблице 3.5 приведены параметры атмосферы Суг OB2 №11 . Кроме того, для сравнения, в таблице приводятся параметры этого объекта, определённые Эрреро и др. (2002) [147] и Мокимом и др. (2005) [150]. Разница оценок температур лежит в пределах погрешности.

Очевидная разница в светимости связана с различными использованными оценками расстояния до звезды. В предыдущих работах модуль расстояния предполагался равным  $11.2 \pm 0.1$ , что соответствует расстоянию  $\approx 1.7$  кпк. В настоящей работе, как было сказано выше, мы предполагаем, что расстояние составляет 1.5 кпк [8]. Стоит также отметить, что в преды-

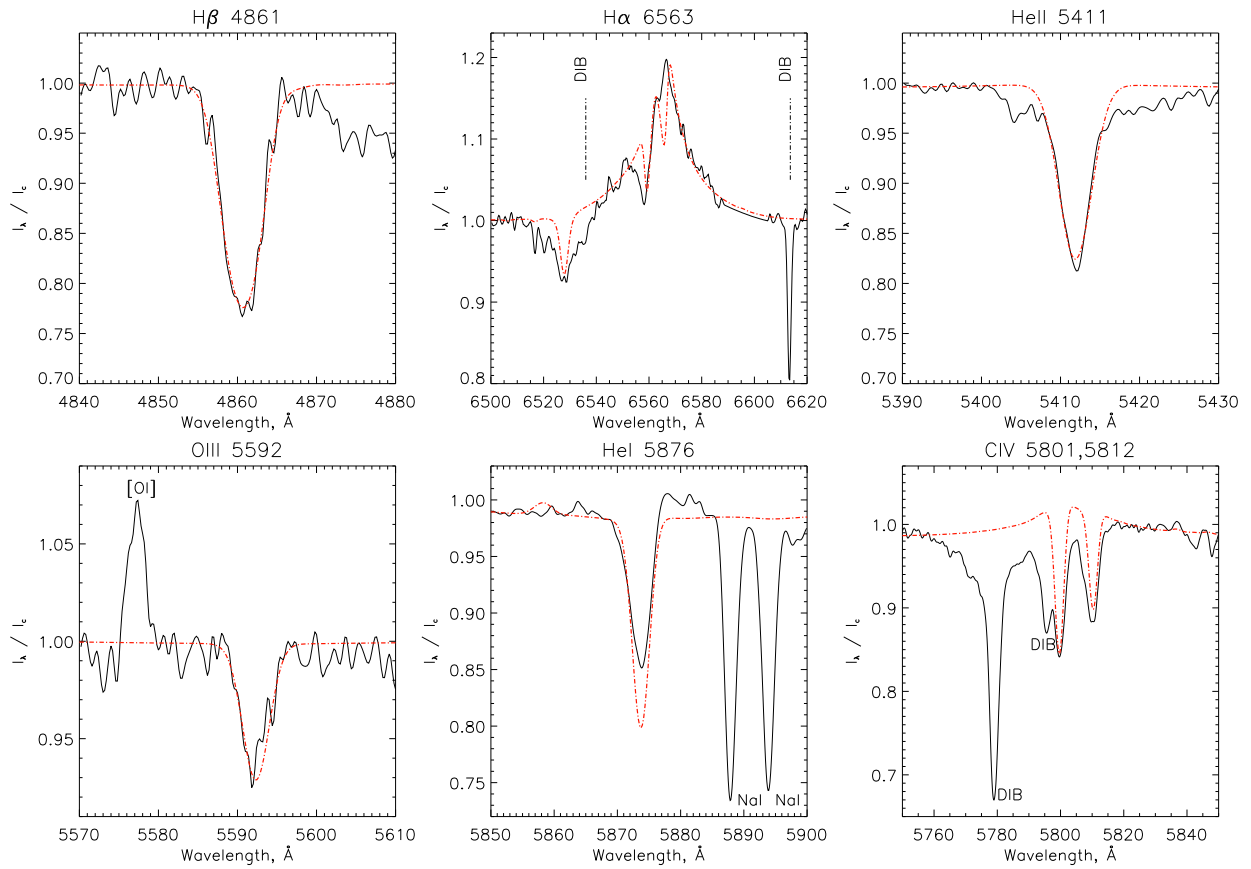


Рис. 3.13: Моделирование атмосферы Cyg OB2 №11 (O5.5If). Сравнение наблюдаемого спектра (избранных линий) с синтетическим. Синтетический спектр показан красной линией.

дущих работах для оценки светимости использовались табличные значения абсолютной звёздной величины ( $M_V$ ) и болометрические поправки  $BC_V$  для O5 I, которые могут существенно различаться в разных источниках. Например, в работе [Масси и Томсона \(1991\)](#) [101] абсолютная звёздная величина Cyg OB2 №11 равна  $M_V = -6.9$  зв. вел., в работах [Мокима и др. \(2005\)](#) [150] и [Эрреро и др. \(1999\)](#) [112] –  $M_V = -6.51$  зв. вел., тогда как в статье [Пульса и др. \(2006\)](#) [10]  $M_V = -6.67$  зв. вел. В то же время, абсолютная величина звёзд класса O5 I согласно расчётам [Мартинса и др. \(2005\)](#) [127] равна  $M_V = -6.33$  зв. вел., и это же значение используется [Киминки и др. \(2007\)](#) в работе [109].

Различия в темпе потери массы, скорее всего, связаны с тем, что при моделировании мы учли неоднородность ветра. [Пульс и др. \(2006\)](#) [10] также измеряли темп потери массы с учётом неоднородности ветра. Они определили, что темп потери массы составляет  $\dot{M}_{cl} = (5 \pm 0.5) \cdot 10^{-6} M_{\odot} \text{год}^{-1}$ , а объёмный фактор заполнения в области формирования линии H $\alpha$  равен единице. Таким образом, наши значения  $\dot{M}_{uncl}$  согласуются.

При уменьшении параметра  $\beta$  в скоростном законе изменяется глубина

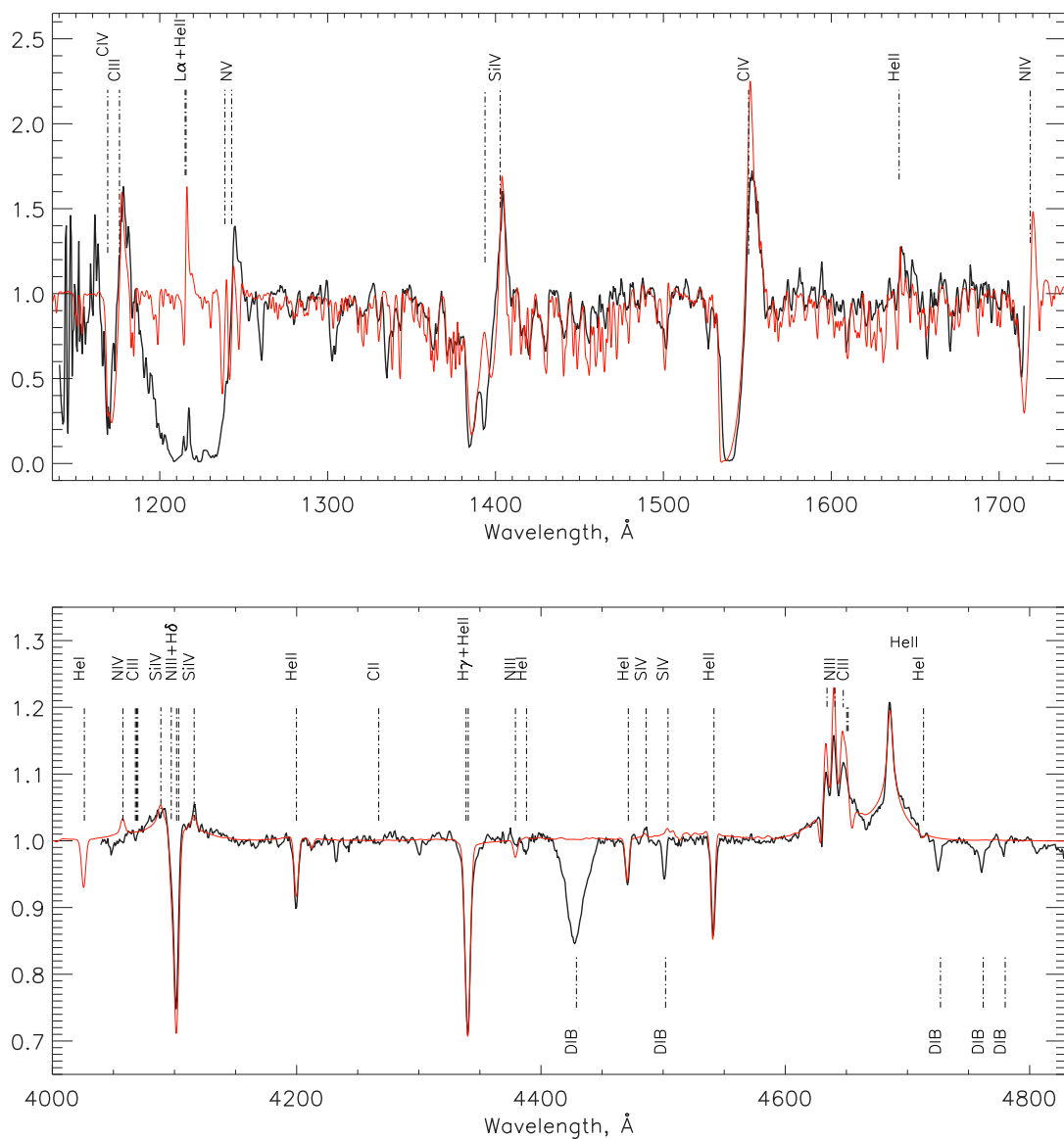


Рис. 3.14: Моделирование атмосферы Cyg OB2 №11 (O5.5If). Сравнение наблюдаемого спектра, нормированного на уровень континуума, (чёрная линия) с синтетическим (красная линия). Верхняя панель – данные, полученные на космическом телескопе им. Хаббла, нижняя – данные с 4.2-метрового телескопа им. Вильяма Гершеля. В синтетических спектрах учтено инструментальное уширение профиля.

Таблица 3.6: Измеренное содержание химических элементов в атмосфере Cyg OB2 №11 . NH – содержание химических элементов в логарифмической шкале относительно водорода –  $\log(N_{el}/N_H) + 12$ , где  $N_{el}$  доля данного элемента по числу атомов.  $X_i/X_\odot$  – отношение содержания элемента к солнечному.

Элемент	Доля по числу атомов	Массовая доля	NH	$X_i/X_\odot$
(1)	(2)	(3)	(3)	(4)
H	1.0	0.82 – 0.7	12	1.2 – 1.
He	0.05 – 0.1	0.16 – 0.28	$10.85 \pm 0.15$	0.6 – 1.
C	$1.0 \times 10^{-4}$	$1 \times 10^{-3}$	$8.5 \pm 0.09$	0.33
N	$3.5 \times 10^{-4}$	$4 \times 10^{-3}$	$8.28 \pm 0.03$	3.63
O	$1.5 \times 10^{-4}$	$2 \times 10^{-3}$	$8.17 \pm 0.07$	0.2
Si	$6.5 \times 10^{-5}$	$1.5 \times 10^{-3}$	$7.14 \pm 0.09$	2.15
S	$1.5 \times 10^{-5}$	$3.9 \times 10^{-4}$	$7.81 \pm 0.07$	1.1

абсорбционных линий и возрастает ширина крыльев у линий He II  $\lambda 4686$  и H $\alpha$ . Для описания линий в спектре Cyg OB2 №11 лучше всего подходит модель с  $\beta = 1.3 \pm 0.1$ . Это значение выше, чем  $\beta$  параметр, определённый в предыдущих исследованиях (см. таблицу 3.5), но оно сравнимо с величиной  $\beta$ , найденной для других O-звёзд с помощью CMFGEN (см. таблицу 3.7).

### 3.4.2 Химический состав атмосферы Cyg OB2 №11

В таблице 3.6 приведено определённое нами содержание основных элементов в атмосфере Cyg OB2 №11 . При моделировании у нас возникли сложности с описанием линии He II  $\lambda 4686$ . Эта линия чувствительна как к изменению температуры, так и к изменениям параметров ветра – объёмного фактора заполнения и темпа потери массы. В начале моделирования мы предполагали, что доля гелия в атмосфере  $N_{He}/N_H = 0.2$ . Определив эффективную температуру по отношению He II к He I и темп потери массы по эмиссионным линиям N III  $\lambda\lambda 4634.0, 4640.6$  и C IV  $\lambda\lambda 4647 - 4650 - 4652$ , а также по линиям H $\alpha$  и H $\beta$ , так, чтобы первая была в эмиссии, а вторая в абсорбции, в результате мы получили синтетический спектр с очень сильной линией He II  $\lambda 4686$ . Чтобы уменьшить интенсивность этой линии, мы значительно понизили массовую долю гелия в модели – до 16 – 28%, что соответствует доле 0.05 – 0.1 по числу атомов. Эрреро и др. (2002) [147] определили содержание гелия как 0.09 (отношение числа атомов гелия к общему числу атомов водорода и гелия). Наша оценка согласуется с этим значением в пределах ошибок. Кроме того, наша оценка подтверждает, что Cyg OB2 №11 действительно принадлежит к Ofc звёздам, так как относительно небольшое содержание гелия в атмосфере является их характерным



свойством (Вальборн и Ховарт (2000) [142]).

Правильное определение химического состава имеет ключевое значение для понимания физических процессов, управляющих эволюцией массивных звёзд. Определение доли углерода в атмосферах O-звёзд – очень важная, но непростая задача, так как содержание углерода зависит от скорости вращения звезды, металличности и массы. В оптическом диапазоне лежат линии CIV  $\lambda\lambda 5801.3, 5812$ , CIII  $\lambda\lambda 4647 - 4650 - 4652$  и CIII  $\lambda 5696$ . Однако в недавней работе Мартинс и Хиллер (2012) [149] не рекомендуют использовать линии CIV  $\lambda\lambda 4647 - 4650 - 4652$  и CIII  $\lambda 5696$  для определения содержания углерода, потому что они чувствительны к  $\log g$ , эффективной температуре, темпу потери массы, а также к включению / не включению в расчёт других ионов, например, FeIV, FeV, CIV [149]. Для определения доли углерода в атмосфере можно использовать и ультрафиолетовую линию CIII  $\lambda 1247$  [149]. Но, как можно видеть на рисунка 3.14, CIII  $\lambda 1247$  блендируется с сильной эмиссионной линией NV, поэтому она также не может быть использована для измерений. В итоге мы определяли содержание углерода в атмосфере Cug OB2 №11 по линиям CIV  $\lambda\lambda 5801.3, 5812$  и CIII  $\lambda 1175$  (рисунок 3.7, 3.14) и получили  $\epsilon(C) = 12 + \log[N_C/N_H] = 8.5 \pm 0.09$ , т.е. в пределах ошибок солнечное<sup>12</sup> содержание углерода.

Содержание азота мы оценивали главным образом по эмиссионным линиям NIII  $\lambda\lambda 4634.0, 4640.6$  и по слабым абсорбциям NIV  $\lambda\lambda 5200.60, 5204.28$  – считается что эти линии идеально подходят для определения доли азота (Буре и др. (2012) [160]). Для оценки содержания кислорода использовалась линия OIII  $\lambda 5592.25$ , хорошо различимая в спектре звезды.

Кроме линий пяти основных элементов – H, He, C, N и O – в спектре Cug OB2 №11 присутствуют линии кремния и серы. По слабым абсорбционным линиям SiIV  $\lambda\lambda 4629.85, 4655.49$  и эмиссионным SiIV  $\lambda\lambda 6667.57, 6701.21$  мы определяли содержание кремния. С другой стороны, резонансный дублет линий в ультрафиолетовом диапазоне SiIV  $\lambda\lambda 1393.75, 1402.77$ , сливающихся в сильную линию с P Cug профилем, нам описать не удалось. Этот дублет усиливается с уменьшением температуры, однако при понижении  $T_{\text{eff}}$  в оптическом диапазоне должны появляться эмиссионные линии HeI, например, HeI  $\lambda 4921.937$ , которых не наблюдаются в спектре объекта. Поэтому использовать для описания этих линий модель с пониженной температурой не удаётся. Кроме этого, этот дублет чувствителен к содержанию кремния – но для его описания

<sup>12</sup> Солнечное содержание углерода  $8.39 \pm 0.05$  [123].

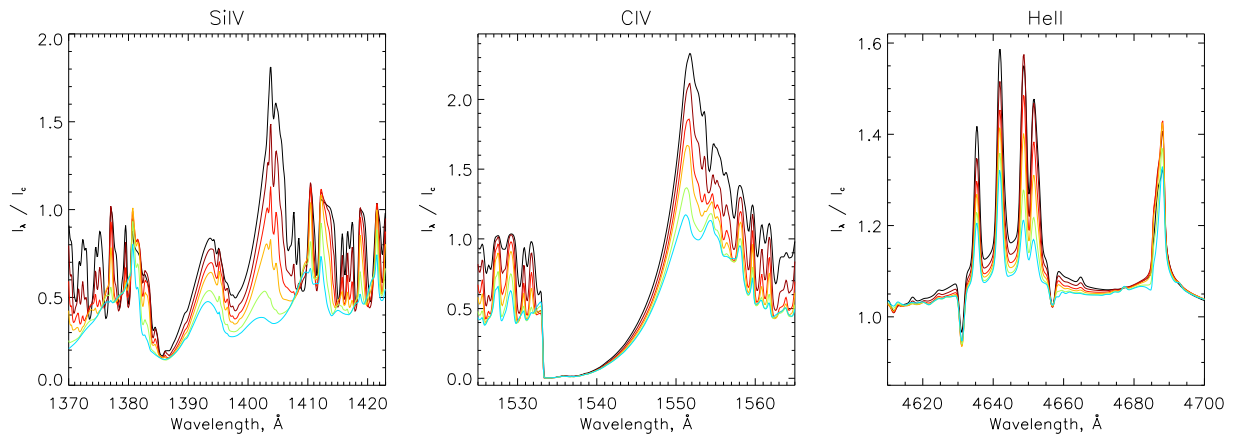


Рис. 3.15: Вариации модельных профилей линий Si IV  $\lambda\lambda 1393.75, 1402.77$ , C IV  $\lambda\lambda 1548.2, 1550.8$  и He II 4686 в зависимости от обилия железа. Чёрной линией показана модель с  $Fe_*/Fe_\odot = 0.37$ , бордовой –  $Fe_*/Fe_\odot = 1.5$ , красной –  $Fe_*/Fe_\odot = 3.7$ , оранжевой –  $Fe_*/Fe_\odot = 6.7$ , зелёной –  $Fe_*/Fe_\odot = 14.8$  и синей –  $Fe_*/Fe_\odot = 24.3$

требуется содержание кремния, в семи раз превышающее солнечное, что привело бы к значительному усилению оптических линий Si IV, чего также не наблюдается.

С другой стороны, мы выявили, что на этот резонансный дублет – Si IV  $\lambda\lambda 1393.75, 1402.77$  – влияет и содержание железа, и что он становится слабее с возрастанием содержания железа в атмосфере (см. рисунок 3.15). Мы применили это свойство для косвенного определения доли железа, так как при низком спектральном разрешении линии Fe V и Fe VI в ультрафиолетовой области для этой задачи непригодны (они сливаются в широкие абсорбционные полосы). Мы нашли, что линии Si IV  $\lambda\lambda 1393.75, 1402.77$  в спектре Cyg OB2 №11 можно описать, если существенно снизить (примерно до  $0.37 X_{Fe_\odot}$ ) обилие железа в атмосфере звезды.

### 3.4.3 Положение Cyg OB2 №11 на диаграммах

Параметры атмосферы Cyg OB2 №11, а также других O-звёзд близких спектральных классов, приведены в таблице 3.7. Из таблицы видно, что по основным параметрам атмосферы звезда Cyg OB2 №11 похожа на другие O-сверхгиганты, не имеющие спектральные особенности Ofc класса. На рисунке 3.16 показаны положения этих же звёзд на диаграмме Герцшпрунга-Рассела. Исследуемый объект лежит между изохронами, соответствующими четырем и пяти млн. лет, а его масса соответствует эволюционным трекам с  $45-50 M_\odot$ . Как видно из рисунка, по светимости Ofc звёзды сильно различаются – Cyg OB2 №11 достаточно удалена от двух других O(fc) звёзд, также отмеченных на диаграмме – Cyg OB2 №8 C и №8 A.

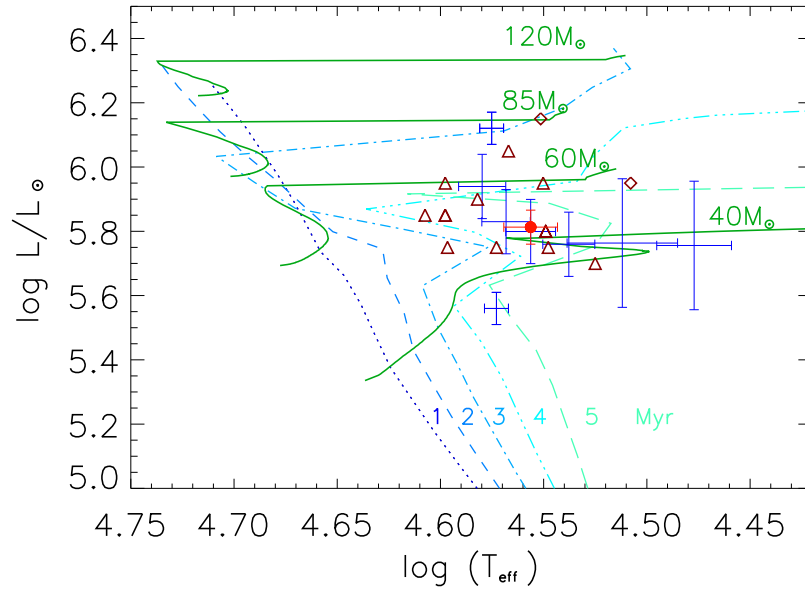


Рис. 3.16: Положение Cyg OB2 №11 на диаграмме Герцшпрунга-Рассела (отмечено красным кружком с усами ошибок). Для сравнения показаны положения звёзд похожих спектральных классов. Синими точками с усами ошибок отмечены звёзды из таблицы 3.7. Треугольники – “нормальные” O4-6 сверхгиганты из скопления Арки, ромбики – “экстремальные” O4-6 If<sup>+</sup> из скопления Арки. Эти данные взяты из работы Мартинса и др. (2008) [161]. Зелёные сплошные линии – эволюционные треки, построенные с учётом вращения, вертикальные линии – звёздные изохроны (Экстрём и др. (2012) [31]).

На рисунке 3.17 показано изменение содержания водорода с возрастом. В соответствии с этой диаграммой начальная масса Cyg OB2 №11 чуть выше – более  $60 M_{\odot}$ , и объект находится в начале своего эволюционного трека. На рисунке 3.18 отмечено положение Cyg OB2 №11 на диаграмме *массовая доля углерода – массовая доля азота*. На этом рисунке показаны эволюционные треки для звёзд с массами  $40 M_{\odot}$ ,  $60 M_{\odot}$  и  $85 M_{\odot}$ , рассчитанные в работе Экстрём и др. (2012) [31]. Из рисунка 3.18 видно, что разброс содержаний углерода и азота у O-сверхгигантов достаточно велик. При этом по содержанию углерода звезда Cyg OB2 №11 похожа на некоторые другие объекты этой диаграммы, однако содержание азота в её атмосфере ниже, чем у других O4-6 сверхгигантов. Действительно, полученное нами обилие азота  $\epsilon(N) = 8.28 \pm 0.03$ , что ниже, чем у “нормальных” O4-6 сверхгигантов, а также чем у рассмотренной выше Cyg OB2 №7 (O3 If<sub>\*</sub>,  $\epsilon(N) = 8.65 \pm 0.05$ ).

До нашей работы 2014 года [141] года методом моделирования звёздных атмосфер были изучены только 3 Ofc звезды – Cyg OB2 №11 в работах [147, 150] (сравнение наших результатов с результатами предыдущих работ

Таблица 3.7: Сравнение параметров атмосферы звезды Cyg OB2 №11 с параметрами других O-звёзд. Во второй колонке указаны спектральные классы звёзд согласно каталогу Соты и др. (2011) [136], в последней колонке приведены ссылки на источники, из которых взяты данные. Значение  $v \sin i$  для Cyg OB2 №11 взято из работы Эрреро и др. (2001) [139].

Звезда	Спектр. класс	$T_{\text{eff}}$ [kK]	$L_*, 10^5$ [ $L_{\odot}$ ]	$M_{cl}$ [ $M_{\odot}\text{год}^{-1}$ ]	$CL_1$	$V_{\infty}$ [км с $^{-1}$ ]	$v \sin i$ [км с $^{-1}$ ]	$\beta$	Ист.
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)
Cyg OB2 №11	O5 Ifc	36	6.5	1.7e-6	0.08	2200	120	1.3	
Cyg OB2 №8C	O4.5 III(fc)	37.4	3.63	2.0e-6	0.1	2800	175	1.3	[94]
Cyg OB2 №8A	O5 III(fc)	37.6	13.2	3.4e-6	0.01	2700	110	1.1	[94]
210839	O6.5 If	36	6.3	1.41e-6	0.05	2100	210	1.	[160]
163758	O6 I(n)fp	34.5	5.75	1.59e-6	0.05	2100	94	1.1	[160]
15570	O4 If	38	8.7	2.19e-6	0.05	2200	97	1.1	[160]
14947	O4.5 If	37	6.76	1.41e-6	0.03	2300	130	1.3	[160]
Obj14	O5/6 If	32.5	5.8	0.37e-6		300		1.0	[162]
Obj3	O5/6 If	30	3.7	2.71e-6		800		0.8	[162]

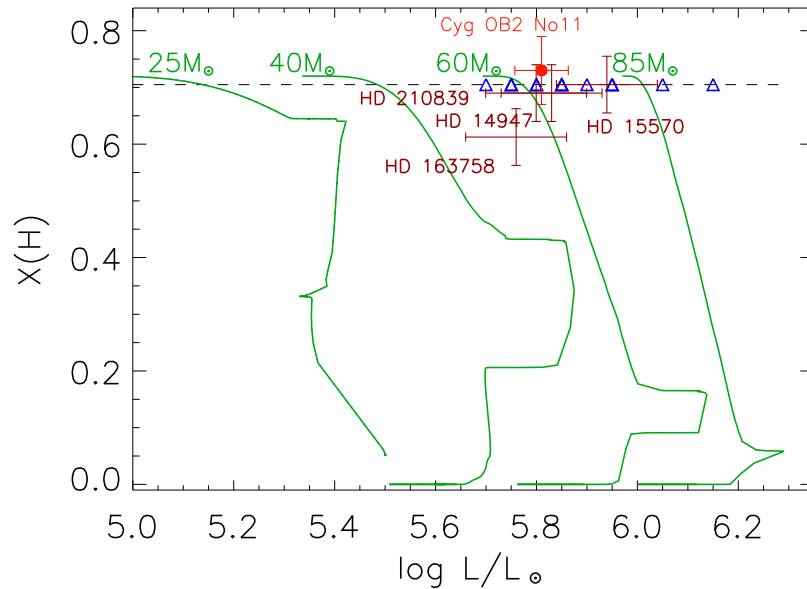


Рис. 3.17: Массовая доля водорода как функция светимости. Положение Cyg OB2 №11 отмечено красным кружком с усами ошибок. Положения O4-6 и O4-6 If $^+$  сверхгигантов, принадлежащих скоплению Арки, отмечены треугольниками. Сплошными линиями нанесены эволюционные треки из работы Экстрём и др. (2012) [31].

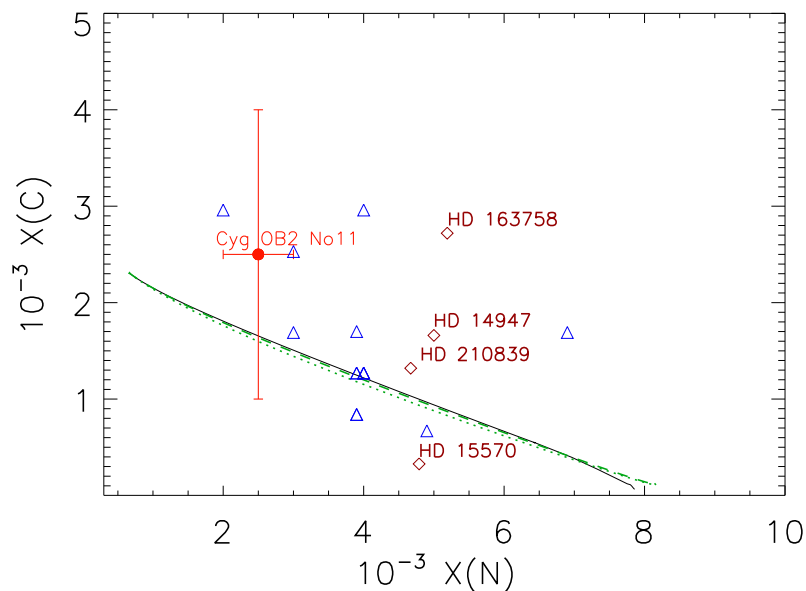


Рис. 3.18: Массовая доля углерода в зависимости от массовой доли азота, согласно предсказаниям Женевских моделей для темпа вращения  $V_{\text{rot}}/V_{\text{crit}} = 0.4$ . Сплошная линия соответствует массе  $40 M_{\odot}$ , штриховая –  $60 M_{\odot}$ , пунктирная –  $85 M_{\odot}$ . Треугольниками без подписей отмечены положения O4-6 и O4-6 If<sup>+</sup> сверхгигантов, принадлежащих скоплению Арки.

обсуждалось выше), а Cyg OB2 №8 C и №8 A – в работах [147, 150, 94]. Для них были определены физические параметры и содержания гелия. Таким образом, мы были первыми, кто определил отношение He/H и содержание всех элементов CNO цикла в атмосфере Ofc звезды. Наша оценка содержания гелия для Cyg OB2 №11 согласуется с ранее полученной Эрреро и др. (2002) [147]. В целом видно, что все эти три Ofc звезды показывают низкое отношение He/H ( $\sim 0.1$ ).

Большинство OB-сверхгигантов имеет повышенное (по отношению к солнечному) содержание азота в результате выноса в атмосферу продуктов ядерного горения CNO-цикла. Однако в 1976 году Вальборн [163] выделил два редких подкласса O и B звёзд – OBN, отличающиеся ещё более сильными азотными линиями, и OBC, у которых интенсивности углеродных линий сравнимы с азотными, и предположил, что они являются результатом нарушения этого процесса (см. Вальборн и др. (2016) [164] и ссылки в ней). Согласно его гипотезе, у OBC звёзд вынос CNO элементов подавлен, тогда как у OBN – наоборот, является более активным. Причиной, вызывающей нарушения выноса продуктов горения у ON звёзд, похоже, является их быстрое вращение или тесная двойственность [164], тогда как для OC звёзд подобных внешних факторов до сих пор выявлено не было.

Наше исследование показывает, что у относящегося к этому подклассу объекта Cyg OB2 №11 нет аномалий содержания углерода, его обилие является солнечным. Линии углерода кажутся сильными на фоне более слабых линий азота. Содержание же азота у объекта выше солнечного примерно в два раза, но при этом ниже типичного для OB-сверхгигантов значения. Нет аномалий и в скорости вращения.

Уже после выхода нашей статьи (Марьева и др. (2014) [141]), посвященной Cyg OB2 №11, появились работы, посвящённые детальному исследованию ON (Мартинс и др. (2015) [165]) и OC<sup>13</sup> (Мартинс и др. (2016) [166]) звёзд. В таблице 3.8 для сравнения приводятся содержания CNO элементов в этих объектах, а также их скорости вращения. Статистический анализ распределений этих параметров методом Колмогорова-Смирнова показывает, что, хотя различие скоростей значимым не является (уровень значимости  $p = 0.11$ ), содержания химических элементов различаются значимо ( $p = 0.005$  для азота,  $p = 0.01$  для гелия,  $p = 0.007$  для углерода).

В целом видно, что вопрос о причине, вызывающей подавление выноса в атмосферу продуктов ядерного горения, до сих остаётся открытым и требует дальнейших исследований.

### 3.5 Выводы

В данной главе рассмотрены два O-сверхгиганта, принадлежащих ассоциации Cyg OB2 – №7 (O3If<sub>\*</sub>) и №11 (O5.5If). Для этого использованы как архивные данные ультрафиолетового, оптического и инфракрасного диапазонов, так и результаты спектральных наблюдений на БТА и РТТ 150. В результате проведённого широкомасштабного моделирования их атмосфер определены физические параметры этих звёзд и содержания основных элементов. В процессе исследования построена сетка моделей атмосфер O-звёзд с различными эффективными температурами, светимостями и темпами потери массы, а также скоростными законами, и прослежено влияние этих параметров на синтетические спектры. Все рассчитанные модели (около 500 моделей O-звёзд) доступны онлайн в созданной нами *Базе данных атмосфер горячих звёзд* по адресу <http://www.sao.ru/webmodels>.

Показано, что описание отдельных линий спектра Cyg OB2 №7 невозможно в рамках единой модели с простым ветровым законом – требуется либо привлечь соображения о несферичности ветра (возможно, связан-

---

<sup>13</sup>OC это звёзды, в спектрах которых наблюдаются сильные абсорбционные линии углерода, в отличие от звёзд Ofc, у которых линии углерода эмиссионные.

Таблица 3.8: Сравнение параметров атмосферы звезды Cyg OB2 №11 с параметрами других ON и OC-звезд. Данные об ON-звездах взяты из Мартинс и др. (2015) [165] об OC-звездах из Мартинс и др. (2016) [166]. Значение  $v \sin i$  для Cyg OB2 №11 взято из работы Эрреро и др. (2001) [139].

Звезда	Спектр. класс	$v \sin i$ [км с <sup>-1</sup> ]	H/He	C/H [10 <sup>-4</sup> ]	N/H [10 <sup>-4</sup> ]	O/H [10 <sup>-4</sup> ]
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)
HD 12323	ON9.2 V	130	0.16 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.06</sub>	<0.3	3.5 <sup>+2.7</sup> <sub>-1.8</sub>	2.5 <sup>+2.3</sup> <sub>-1.6</sub>
HD 13268	ON9.5 IIIn	310	0.20±0.10	<0.5	5.0 <sup>+2.8</sup> <sub>-2.0</sub>	3.1 <sup>+2.5</sup> <sub>-1.4</sub>
HD 14633	ON8.5 V	100	0.13 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.04</sub>	<0.3	5.2 <sup>+5.0</sup> <sub>-2.5</sub>	1.7 <sup>+0.9</sup> <sub>-0.8</sub>
HD 48279	ON8.5 V	137	0.16±0.05	0.65 <sup>+0.20</sup> <sub>-0.20</sub>	4.6 <sup>+3.2</sup> <sub>-2.0</sub>	4.3 <sup>+2.0</sup> <sub>-2.3</sub>
HD 91651	ON9.5 IIIn	310	0.14 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.05</sub>	<0.5	5.4 <sup>+1.6</sup> <sub>-1.1</sub>	2.3 <sup>+1.9</sup> <sub>-1.4</sub>
HD 102415	ON9 IIInn	376	0.21±0.10	<0.6	7.6 <sup>+4.2</sup> <sub>-3.6</sub>	<3.0
HD 117490	ON9.5 IIInn	375	0.16 <sup>+0.09</sup> <sub>-0.05</sub>	<0.3	7.6 <sup>+2.9</sup> <sub>-2.6</sub>	2.5 <sup>+2.6</sup> <sub>-2.0</sub>
HD 123008	ON9.2 Iab	37	0.21 <sup>+0.11</sup> <sub>-0.07</sub>	0.22 <sup>+0.21</sup> <sub>-0.18</sub>	13.5 <sup>+6.7</sup> <sub>-3.6</sub>	4.8 <sup>+2.1</sup> <sub>-2.1</sub>
HD 150574	ON9 III(n)	240	0.23±0.06	<0.5	>10.0	6.0 <sup>+2.9</sup> <sub>-2.3</sub>
HD 191423	ON9 II-IIIInn	445	0.25±0.08	-	>5.0	-
HD 191781	ON9.7 Iab	107	0.25 <sup>+0.2</sup> <sub>-0.1</sub>	<0.5	7.3 <sup>+7.3</sup> <sub>-5.0</sub>	3.1 <sup>+0.8</sup> <sub>-0.8</sub>
HD 201345	ON9.2 IV	95	0.1	<0.4	4.0 <sup>+2.2</sup> <sub>-1.3</sub>	3.6 <sup>+2.7</sup> <sub>-2.2</sub>
HD 104565	OC9.7 Iab	60	0.1	>2.0	2.0 <sup>+0.7</sup> <sub>-0.7</sub>	>1.7
HD 152249	OC9 Iab	43	0.1	2.8 <sup>+0.4</sup> <sub>-0.4</sub>	1.3 <sup>+0.7</sup> <sub>-0.7</sub>	>7.0
HD 152424	OC9.2 Ia	60	0.1	2.0 <sup>+1.4</sup> <sub>-0.8</sub>	0.9 <sup>+0.2</sup> <sub>-0.4</sub>	>2.0
HD 154811	OC9.7 Ib	110	0.1	2.0 <sup>+0.8</sup> <sub>-0.5</sub>	1.2 <sup>+1.0</sup> <sub>-0.6</sub>	4.6 <sup>+1.4</sup> <sub>-1.1</sub>
Cyg OB2 №11	O5.5Ifc	120	0.05-0.1	1.0	3.5	1.5

ной с быстрым вращением звезды), либо модифицировать вид его скоростного закона. Помимо этого, наши результаты подтверждают вывод Пульса и др. (2006) [10] об изменении степени неоднородности ветра с удалением от звезды. Анализ положения этого объекта на диаграмме Герцшпрунга-Рассела и сравнение с приведёнными в разделе 1.1 эволюционными треками показывает, что его масса около  $60 M_{\odot}$ , и что в ходе дальнейшей эволюции он должен стать голубой переменной высокой светимости.

Аналогичное рассмотрение показало, что масса звезды Cyg OB2 №11 составляет около  $50 M_{\odot}$ . Содержание азота в её атмосфере ниже, чем у “нормальных” O-сверхгигантов ( $\epsilon(N) = 8.28 \pm 0.03$ ), тогда как содержание углерода является практически солнечным. Помимо этого, определены содержания и других элементов, таких как кремний и сера. Звезда Cyg OB2 №11 относится к достаточно редкому спектральному подклассу химически пекулярных O-сверхгигантов – Ofc. В дальнейшем было бы интересно исследовать её эволюционный статус, что может позволить проследить факторы, приводящие к формированию такой пекулярности, а также проанализировать их влияние на дальнейшую эволюцию подобных объектов.

Оценки возрастов обеих звёзд показывают, что они принадлежат к более молодому населению ассоциации Cyg OB2, чем рассмотренные в главе 2 субгиганты и карлики. Это согласуется с гипотезой о каскадном звездообразовании в ассоциации (см. раздел 2.3.2).



# Глава 4

## Исследование переменности звезды Романо

### 4.1 Введение

К исследованиям звёзд из ассоциации Суг OB2 мы ещё вернемся в последней главе данной диссертации, а сейчас рассмотрим следующую стадию эволюции массивных звёзд. Согласно теории звёздной эволюции, по мере выгорания водорода в ядре массивные O-сверхгиганты переходят в стадию голубых переменных высокой светимости (англ. Luminous Blue Variable, LBV). Рассмотрим стадию LBV на примере переменной звезды Романо.

#### 4.1.1 История исследования: фотометрия

Звезда Романо (также известная как M33/V532 или GR290), расположенная во внешнем рукаве галактики M33 в 17 угловых минутах от центра, хорошо известна исследователям массивных переменных звёзд. Фотометрические наблюдения V532 начал итальянский астроном Дж. Романо в обсерватории Асияго в начале 60-х годов XX века [167]. В работе [Романо \(1978\)](#) [168] он показал кривую блеска V532, за семнадцать лет состоящую из 131 наблюдательной точки. По данным Романо, фотографическая звездная величина (примерно соответствующая величине в фильтре *B*) колеблется от 16.7 до 18.1 зв. вел. [168]. По форме кривой блеска и показателю цвета (разность фотографической и визуальной звездных величин) Романо предложил отнести V532 к переменным Хаббла-Сэндиджа [168].

Дальнейшие исследования продолжили [Куртев и др. \(2001\)](#) [169]. Объединив свой фотометрический ряд, охватывающий восемь лет наблюдений и состоящий из 26 наблюдательных точек, с данными Романо, [Куртев и др. \(2001\)](#) [169] отметили, что за время исследований у звезды Романо наблю-

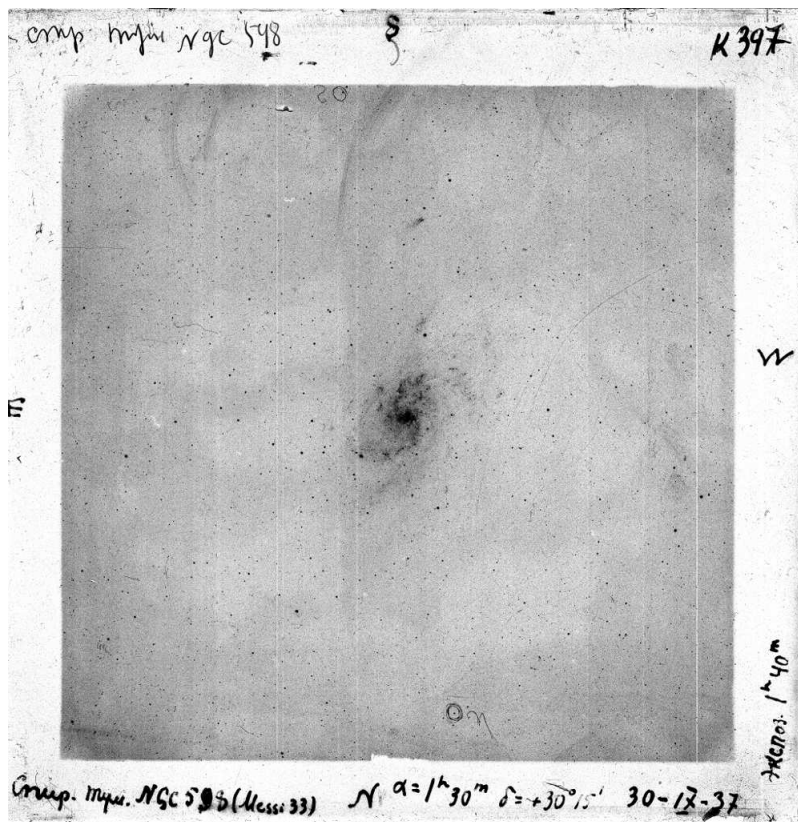


Рис. 4.1: Снимок фотопластинки с галактикой М33, полученной на нормальном астрографе Пулковской обсерватории 30 сентября 1937 года.

далось два максимума блеска – первый около 1970 года, второй в начале 90-х годов. Кроме этого, Куртев и др. (2001) [169] обнаружили, что у V532 присутствует типичная для LBV звёзд низкоамплитудная переменность (с амплитудой 0.5 звездной величины) на временах порядка нескольких месяцев [169].

Жарова и др. (2011) [170] исследовали переменность звезды Романо по фотопластинкам из стеклянной библиотеки Государственного Астрономического Института им. П.К. Штернберга (ГАИШ МГУ). Они объединили эти данные с новыми данными, полученными на 60-см телескопе Цейсс ГАИШ МГУ и 1-м телескопе Цейсс-1000 САО РАН, а также ранее опубликованными фотометрическими данными [168, 171, 172]. Таким образом Жарова и др. (2011) [170] построили кривую блеска звезды Романо с 1961 года, охватывающую пятьдесят лет наблюдений. По этой кривой видно, что звезда Романо демонстрирует нерегулярные изменения блеска с разными амплитудами на разных временных масштабах. В целом, у звезды наблюдаются сложные волнообразные колебания, которые длятся несколько лет. Согласно Жаровой и др. (2011) [170], за всё время наблюдений выделяется четыре максимума. Переменность блеска является иррегулярной, и, как

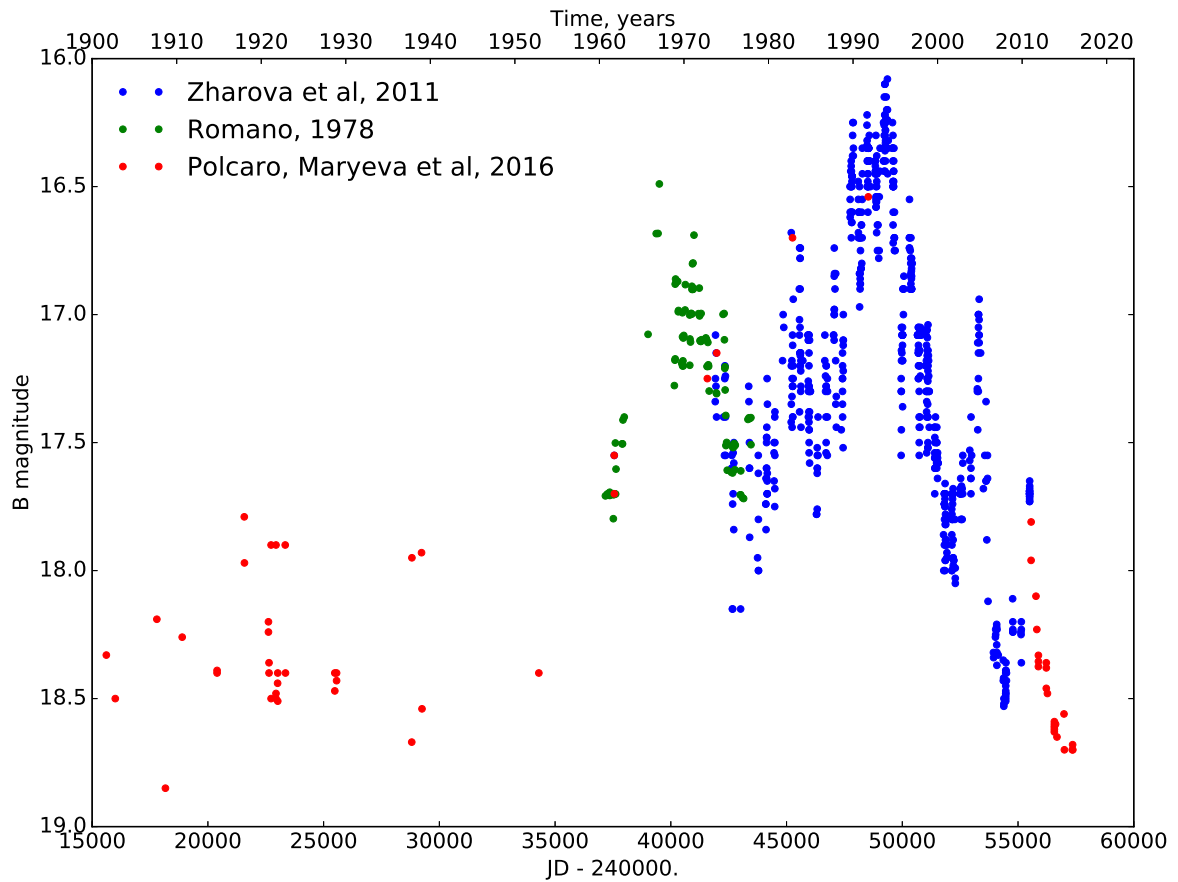


Рис. 4.2: Историческая кривая блеска звезды Романо в фильтре  $B$  с 1901 по 2015 год. Описание различных данных, использованных для её построения, приведено в тексте.

показано [Аболмасовым \(2011\)](#) [173], спектр мощности имеет степенной вид и соответствует красному шуму.

В работе [Полькаро, Марьева и др. \(2016\)](#) [174] авторам удалось значительно продлить кривую блеска в прошлое. Старые фотопластинки с изображениями галактики М33 были найдены в архивах Гамбургской<sup>1</sup> и Йеркской обсерватории, в Пулковской стеклотеке<sup>2</sup> и в Хадельбергском архиве<sup>3</sup>, также были использованы старые фотопластинки из архива обсерватории в Асияго, которые не вошли в оригинальную статью [Романо \(1978\)](#) [168]. Одна из пластинок Пулковской стеклотеки показана на рисунке 4.1. Объединив эти данные с новыми наблюдениями, [Полькаро, Марьева и др. \(2016\)](#) [174] построили кривую блеска, по времени охватывающую целое столетие. Эта вековая кривая блеска звезды Романо приведена на рисун-

<sup>1</sup><http://plate-archive.hs.uni-hamburg.de/index.php/en/>

<sup>2</sup><http://www.puldb.ru/db/plates/index.php>

<sup>3</sup><http://dc.zah.uni-heidelberg.de/lswscans/res/positions/fullplates/form>

ке 4.2. Видно, что до 60-х годов яркая фотометрическая переменность у звезды Романо отсутствовала – примерно до 1960-го года звезда была слабее 17.5 зв. вел. и не показывала вспышек, которые доминируют в более поздней кривой блеска.

После глубокого минимума 2007-2008 года, в конце 2010 у звезды Романо наблюдалось небольшое поярчание блеска, звезда снова достигла 17.8 зв. вел. в  $V$  фильтре (астротелеграмма No.5846 [Калабреззи и др. \(2014\)](#) [175]). После этого небольшого поярчания в 2011 году у звезды Романо начался новый спад блеска, и в декабре 2013 она достигла нового минимума с  $V=18.7$  и  $R=18.4$  зв. вел., который является самым глубоким за историю наблюдений данного объекта. Этот минимум продолжается и сейчас.

Кроме этого, эпизодические фотометрические наблюдения звезды Романо проводились и в инфракрасном диапазоне. Звездные величины составили  $J=16.8$ ,  $H=16.87$  и  $K=16.8$  зв. вел. по данным обзора 2MASS [176] и 16.3 и 15.9 зв. вел. в полосах  $3.6 \mu\text{m}$  и  $4.5 \mu\text{m}$ , соответственно, по данным космического телескопа им. Спитцера [177].

#### 4.1.2 История исследования: спектроскопия

Спектральные наблюдения звезды Романо начались только в 1992 году. Впервые спектр звезды Романо получил Т. Сцейферт на 3.5 метровом телескопе обсерватории Калар-Альто. Красный участок этого спектра (район линии  $H\alpha$ ) опубликован в статье Сцейферта 1996 года [13] (рисунок 5 в оригинальной работе), где он описывается как: “Несколько линий металлов в видимом диапазоне, хотя наиболее похож на поздний В-спектральный”.

Следующий спектр был получен [Шолуховой и др. \(1997\)](#) [178] на 6-м телескопе САО РАН с помощью мультиобъектного спектрографа. [Шолухова и др. \(1997\)](#) [178] классифицировала звезду Романо как кандидат в WN звёзды, основываясь на сходстве её спектра со спектром MCA 1B<sup>4</sup>. С 1998 года в САО РАН проводятся регулярные наблюдения звезды Романо ([Фабрика и др. \(2005\)](#), [Шолухова и др. \(2011\)](#) [181, 182]). В работе 2011 года [Шолухова и др. \[182\]](#) опубликовали подробный ряд спектральных наблюдений.

С 2003 спектральные наблюдения звезды Романо проводятся группой итальянских исследователей на телескопах обсерваторий Асияго и Лойано ([Полькаро и др. \(2003, 2011\)](#) [183, 184], [Виотти и др. \(2006\)](#) [172]). Кроме того, спектры звезды Романо во время двух важных экстремумов кривой

---

<sup>4</sup>Звезда MCA 1B принадлежит галактике M33 и отнесена к спектральному классу Ofp/WN9 [179, 180].

блеска – в минимуме 2008 и в небольшом максимуме 2010 – были рассмотрены в работах [Полькаро и др. \(2011\)](#) [184], [Марьевой и Аболмасова \(2010\)](#) [12] и [Кларка и др. \(2012\)](#) [185], соответственно.

### 4.1.3 История исследования: туманность

Небулярные линии [OIII]  $\lambda\lambda 4959, 5007$ , [NII]  $\lambda\lambda 6548 - 83$ , [ArIII]  $\lambda 7135$  и [FeIII]  $\lambda\lambda 4658, 4701$  ясно видны в спектре звезды Романо [12]. [Марьева и Аболмасов \(2010\)](#) [12] оценили размеры и массу туманности, окружающей звезду Романо, и пришли к выводу, что параметры туманности (радиус около 0.1 пк и масса около  $0.2 M_{\odot}$ ) по порядку величины согласуются с параметрами типичных туманностей, выброшенных LBV звёздами. Излучающий газ, вероятно, был выметен во время одной или нескольких вспышек со скоростью ветра примерно  $100 \text{ км с}^{-1}$ . Признаков пылевой оболочки у звезды Романо не обнаружено ([Хэмприс и др. \(2014\)](#) [186]).

### 4.1.4 История исследования: спектральная переменность и классификация

Исследования спектральной переменности звезды Романо были начаты в работах [Виотти и др. \(2006, 2007\)](#) [172, 187]. Основываясь на пяти спектрах, полученных между 2003 и 2006 годами, [Виотти и др. \(2006, 2007\)](#) [172, 187] нашли анти-корреляцию между эквивалентной шириной боуэновской бленды  $4630\text{-}4686 \text{ \AA}$  и светимостью в видимом диапазоне. [Марьева и Аболмасов \(2010\)](#) [12], проведя классификацию архивных спектров звезды Романо и сопоставив изменение спектрального класса с кривой блеска, показали существование корреляции между спектральным типом и видимой звёздной величиной. При уменьшении блеска в спектре появляются линии NIII и усиливаются линии HeII – признаки того, что звезда становится горячее. В максимумах блеска ( $\sim 17$  зв. вел.) звезда демонстрирует спектр WN10-WN11h<sup>5</sup> типа. В минимумах спектр звезды Романо становится похожим на типичный спектр звезды спектрального класса WN8h [12]. Вывод, сделанный [Марьевой и Аболмасовым \(2010\)](#) [12] об однозначной связи спектрального типа с блеском звезды, был подтвержден в недавней работе [Полькаро, Марьева и др. \(2016\)](#) [174] на большем объёме данных (см. рисунок 4.3, рисунок 1 из работы [174]).

Несмотря на то, что достаточно просто классифицировать отдельные спектры, полученные в различные моменты времени, определить тип звез-

---

<sup>5</sup>h означает, что в спектре наблюдаются сильные линии водорода.

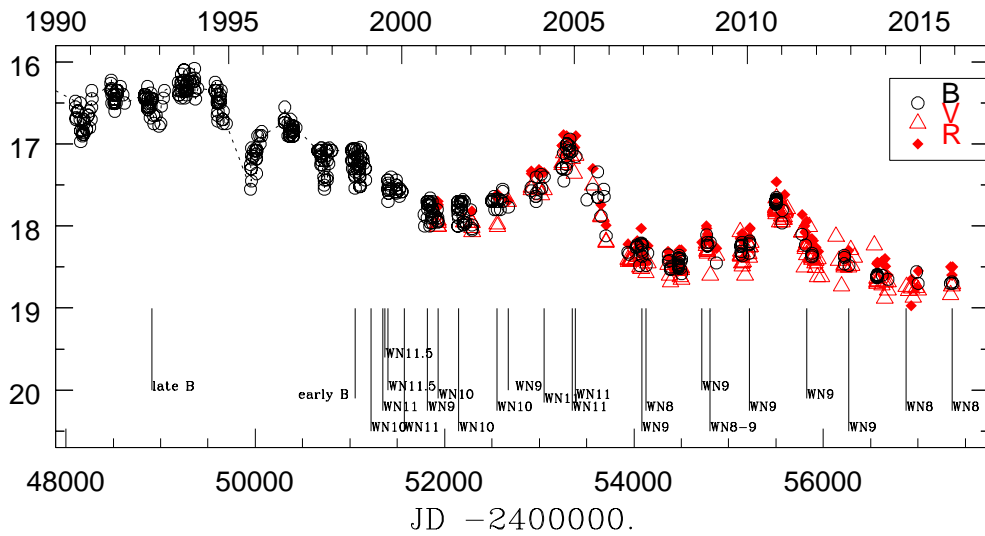


Рис. 4.3: Кривая блеска звезды Романо с 1990 года в трёх ( $B$ ,  $V$ ,  $R$ ) полосах с отмеченными спектральными классами.

ды в целом – непростая задача. Как было сказано выше, Дж. Романо классифицировал звезду как переменную Хаббла-Сэндиджа. П. Конти в 1984 году на симпозиуме международного астрономического общества объединил звёзды  $\eta$  Car и P Cyg, переменные Хаббла-Сэндиджа и переменные типа S Dor в единый класс объектов – голубые переменные высокой светимости, т.е. LBV [145], и звезда Романо стала кандидатом в звёзды LBV [22, 13]. Согласно работе Хэмприс и Дэвидсона (1994) [22], к звёздам LBV можно отнести массивную звезду высокой светимости (болометрическая звёздная величина  $M_{bol} < -10$  зв. вел.), если у неё наблюдается спектральная и фотометрическая переменность, как высокоамплитудная на больших временных интервалах, так и низкоамплитудная на коротких шкалах. Аргументы в пользу того, что звезда Романо удовлетворяет всем этим критериям [22], и следовательно – в пользу переклассификации её из кандидата в LBV в звёзды LBV, представлены в работах Куртева и др. (2001) [169], Польшко и др. (2003) [183] и Фабрики и др. (2005) [181]. Для оценки болометрической звёздной величины звезды Романо Польшко и др. (2003) [183] предположили, что болометрическая поправка равна “по крайней мере -3 зв. вел.” как для O-сверхгиганта, а модуль расстояния  $m - M = 24.8$  зв. вел. Таким образом  $M_{bol} \approx -10.4$  зв. вел. [183].

Однако в работе 2011 года Польшко и др. [184] пришли к выводу, что болометрическая светимость звезды Романо значительно изменилась в течение минимума 2008 года. Они выдвинули предположение, что это изменение связано с переходом звезды Романо из эволюционной стадии LBV в

стадию звезды Вольфа-Райе азотной последовательности (WN).

В недавней работе [Хэмприс и др. \(2014\)](#) [186] выделили ещё одну характерную черту звёзд LBV, присущую и звезде Романо – медленный звёздный ветер. Хотя спектрально звёзды LBV в минимуме блеска напоминают В-сверхгиганты или звёзды Of/WN, LBV значительно отличаются от них по скорости ветра. В этой же работе [Хэмприс и др. \(2014\)](#) [186] отмечают, что настоящая переменность типа S Dor у звезды Романо не наблюдается, несмотря на большую амплитуду фотометрической переменности ( $\Delta V \sim 1.5$  зв. вел.), так как во время максимумов блеска звезда не доходит до стадии холодного плотного ветра. Вместо этого, звезда колеблется между двумя горячими состояниями на диаграмме Герцшпрунга-Рассела [186]. Наиболее вероятно, что звезда Романо уже прошла стадию LBV и сейчас является пост-LBV звездой.

Из представленного выше обзора исследований хорошо видно, что звезда Романо является уникальным объектом – массивной звездой, наблюдаемой на очень короткой эволюционной стадии. Поэтому очень важным представляется исследование изменения её физических параметров в различных фазах активности, а также проверка гипотезы [Полькаро и др. \(2011\)](#) [184] об изменении болометрической светимости. В данном разделе мы решаем эти задачи методами численного моделирования звёздных атмосфер.

## 4.2 Моделирование атмосферы звезды Романо

### 4.2.1 Наблюдательные данные

Для исследования звезды Романо были использованы девять наиболее репрезентативных спектров хорошего качества, полученных между 2002 и 2015 годами. Этот период охватывает два максимума (2005 и 2011 года) и три минимума блеска (2002, 2007 и 2014 года). Отобранные для анализа данные представляют все основные этапы спектральных изменений и соответствуют различным фазам кривой блеска. Общие сведения о них приведены в таблице 4.1.

### 4.2.2 Основные модельные предположения

Численное исследование переменности звезды Романо было начато с анализа спектра, полученного в октябре 2007 года, когда звезда находилась

Таблица 4.1: Спектральные данные, использованные для построения моделей атмосферы.  $\Delta\lambda$  – спектральное разрешение. С/Ш – отношение сигнала к уровню шумов. В последней колонке приведены ссылки на источники, в которых данные спектры подробно описаны.

Дата (1)	Обсерватория, телескоп, прибор (2)	Спектр. диапазон, [ÅÅ] (3)	$\Delta\lambda$ , [Å] (4)	С/Ш (5)	Ист. (6)
Октябрь 2002	CAO, БТА, MPFS	4250-6700	6	16	[12]
Февраль 2003	Лойано, 1.52-м, BFOSC	3650-8600	4	10-20; 50	[183]
Февраль 2005	CAO, БТА, SCORPIO	3500-7200	10	8	[12]
Сентябрь 2006	WIYN, 3.5-м, Bench	4000-5100	1.5		[184, 188]
Октябрь 2007	CAO, БТА, SCORPIO	4000-5700	5	40	[12]
		5700-7500	5	20	
Декабрь 2008	WHT, ISIS	3000-10 000	1.8, 3.5	30; 40	[184]
Октябрь 2009	CAO, БТА, SCORPIO	3700-7800	5	35	
Декабрь 2010	CAO, БТА, SCORPIO	4100-5800	5	60	
Август 2014	CAO, БТА, SCORPIO	4000-5650	5	20	[11]

в минимуме блеска ( $V = 18.6$  зв. вел.). Этот спектр, детально описанный в работе [Марьевой и Аболмасова \(2010\)](#) [12], можно уверенно классифицировать как спектр звезды Вольфа-Райе типа WN8h. В качестве исходной была взята модель атмосферы звезды WR40 (HD96548) спектрального класса WN8, построенная [Херальдом и др. \(2001\)](#) [189]. Путём плавного изменения её основных параметров была построена сетка моделей атмосфер звёзд Вольфа-Райе<sup>6</sup> со светимостью  $L_*$  в диапазоне  $(0.4 - 2) \cdot 10^6 L_\odot$ , темпом потери массы  $\dot{M} = (1.2 - 7.7) \cdot 10^{-5} M_\odot \text{год}^{-1}$  и эффективной температурой  $T_* = (22\,500 - 58\,500)$  К. При этом, во всех моделях использовался простой скоростной закон ( $\beta$ -закон) с  $\beta = 1$ . Фотосферная скорость предполагалась равной  $100 \text{ км с}^{-1}$ , а терминальная<sup>7</sup> –  $400 \text{ км с}^{-1}$ . Во всех моделях значение объёмного фактора заполнения на бесконечности (параметра, описывающий мелкомасштабную неоднородность среды) полагался равным  $CL_1 = 0.1$ . Из этой начальной сетки, насчитывающей около сотни моделей, методом *характеристических диаграмм* были отобраны модели, дающие спектры, наиболее близкие к наблюдаемому, и примерно определён диапазон значений, в котором лежат параметры звезды Романо.

Рассмотрим метод *характеристических диаграмм* на примере диаграммы связи отношения эквивалентных ширин He II  $\lambda 5411$  и He I  $\lambda 4713$  с отношением эквивалентных ширин He II  $\lambda 4686$  и He I  $\lambda 5876$ . Вокруг WN8–WN9 звёзд зачастую наблюдаются туманности, дающие вклад в эмиссионные

<sup>6</sup>Все рассчитанные нами модели доступны онлайн в созданной нами *Базе данных атмосфер горячих звёзд* по адресу <http://www.sao.ru/webmodels>

<sup>7</sup>Скорость ветра  $V_\infty$  определена по триплетным линиям гелия с P Cуг профилем.



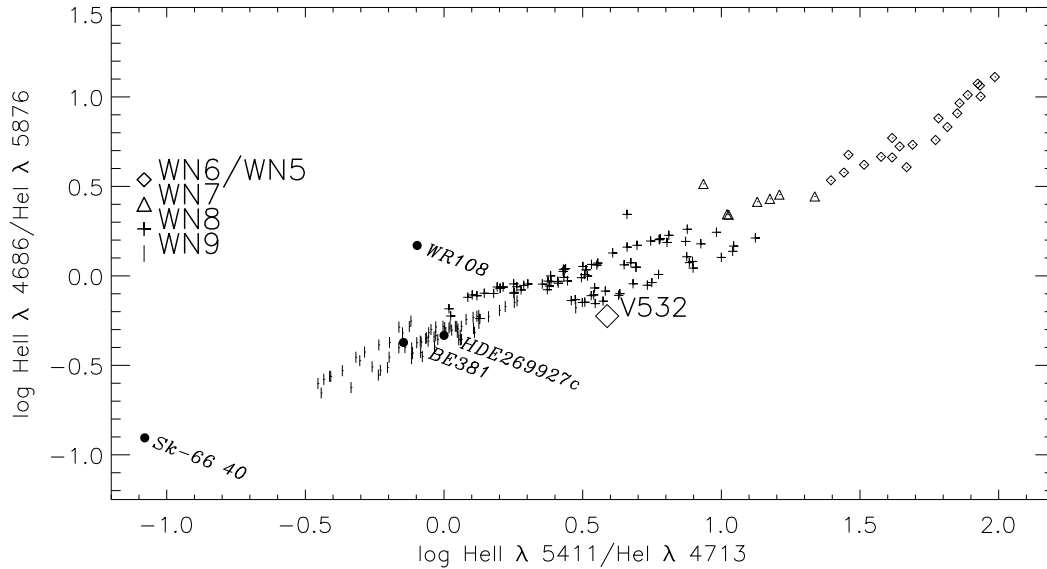


Рис. 4.4: Зависимость отношения эквивалентных ширин He II  $\lambda 4686$ /He I  $\lambda 5876$  от отношения He II  $\lambda 5411$ /He I  $\lambda 4713$ . Для сравнения приведены звезды Sk-66 40 (WN10), BE381 (WN9), HDE269927c (WN9) и WR108 (WN9-abs) (закрашенные символы). Данные по этим объектам взяты из работы [190]. Ромбом показано положение звезды Романо ????.

линии, что затрудняет сопоставление модельных спектров с наблюдаемыми. Поэтому пары линий были выбраны таким образом, чтобы одна из них содержала линии, относящиеся исключительно к атмосфере звезды, тогда как вторая – те линии, которые формируются как в атмосфере, так и в туманности. Из рисунка 4.4 видно, что в таких координатах модели лежат практически на одной линии, вдоль которой плавно меняется спектральный класс звезды<sup>8</sup>. В нижнем левом углу находятся более холодные звезды ( $T_* < 25\,000\text{K}$ ), а в верхнем правом – горячие модели ( $T_* > 40\,000\text{K}$ ). Такое расположение модельных звёзд связано с похожим поведением линий He II  $\lambda 4686$  и He II  $\lambda 5411$ , тогда как линия He I  $\lambda 5876$  ведет себя противоположно линии He II  $\lambda 5411$  – при усилении He II  $\lambda 5411$  He I  $\lambda 5876$  слабеет. На диаграмме отмечены положения нескольких реальных звёзд WN и видно, что они хорошо согласуются с облаком моделей, за исключением WR108<sup>9</sup>. Очевидно, что подобные диаграммы можно использовать для сравнения модельных спектров с наблюдаемыми – модели с параметрами, близкими к параметрам звезды, будут лежать пространственно близко к её положению на диаграмме.

<sup>8</sup>Для каждой модели спектральный класс был определен по критерию Смит и др. (1996) [191] – по отношению эквивалентных ширин линий He I  $\lambda 5876$  и He II  $\lambda 5411$ .

<sup>9</sup>Стоит отметить, что WR108 – необычная звезда спектрального типа WN9, у нее более высокая терминальная скорость ( $\sim 1200\text{km s}^{-1}$  [54]). Круузер и др. (1995) [192] классифицировали ее как промежуточную между нормальными Of и WN звёздами.

Дальнейшее уточнение параметров проводилось путём визуального качественного сравнения наблюдаемого спектра с выбранными модельными во всём диапазоне длин волн, который охватывает наблюдаемый спектр. Важно отметить, что процесс этот многоступенчатый – из похожих спектров выбирается самый близкий, затем на его основе строятся новые модели с немного изменёнными начальными параметрами, и снова проводится сравнение. В общем случае, после оценки основных параметров атмосферы ( $T_*$ ,  $L_*$ ,  $\dot{M}$ ) начинается аналогичный расчёт моделей с вариациями структуры ветра (например, с изменениями фактора заполнения  $CL_1$ ) или химического состава.

Для определения эффективной температуры использовался *метод ионизационного баланса* – модельные параметры подбирались так, чтобы синтетический спектр хорошо описывал интенсивности линий различных ионов, таких как CII,III,IV; NII,III, HeI,II.

Следующий важный этап после измерения эффективной температуры – определение светимости звезды. Для точного определения светимости проводилось сравнение модельных звёздных величин в полосах  $U$ ,  $B$ ,  $V$  с наблюдаемыми фотометрическими данными. Чтобы получить звёздные величины из модельных спектров, сначала значения потока пересчитывались на расстояние до объекта, т.е. до галактики М33 ( $D = 847 \pm 60$  кпк согласно Галлети и др. (2004) [193]), затем в модельные спектры добавлялось межзвёздное покраснение с помощью процедуры FM-UNRED (В. Лэндсмен), входящей в пакет ASTROLIB для языка программирования IDL, которая использует кривые поглощения, построенные в работе Фицпатрика и Массы (1999) [148].

Так как галактика М33 видна плашмя, то при расчётах покраснения предполагалось, что оно формируется только в нашей Галактике, и что поглощением внутри М33 можно пренебречь. Для оценки Галактического покраснения был использован сервис “NED extinction calculator”<sup>10</sup>, согласно которому суммарное поглощение в Галактике в данном направлении  $E_{B-V} = 0.052$  зв. вел. Затем модельные спектры были свёрнуты с кривыми пропускания стандартных фильтров ( $U$ ,  $B$ ,  $V$ ), т.е. потоки были переведены в звёздные величины.

Так как недоучёт покраснения может существенно повлиять на оценку светимости, была проведена независимая оценка межзвёздного покраснения в направлении звезды Романо по близким к ней звёздам. Звезда Романо в галактике М33 находится рядом со звёздными ассоциациями OB 88 и

<sup>10</sup>Сервис доступен по адресу <https://ned.ipac.caltech.edu/forms/calculator.html> и основан на данных работы Шлегеля и др. (1998) [194].

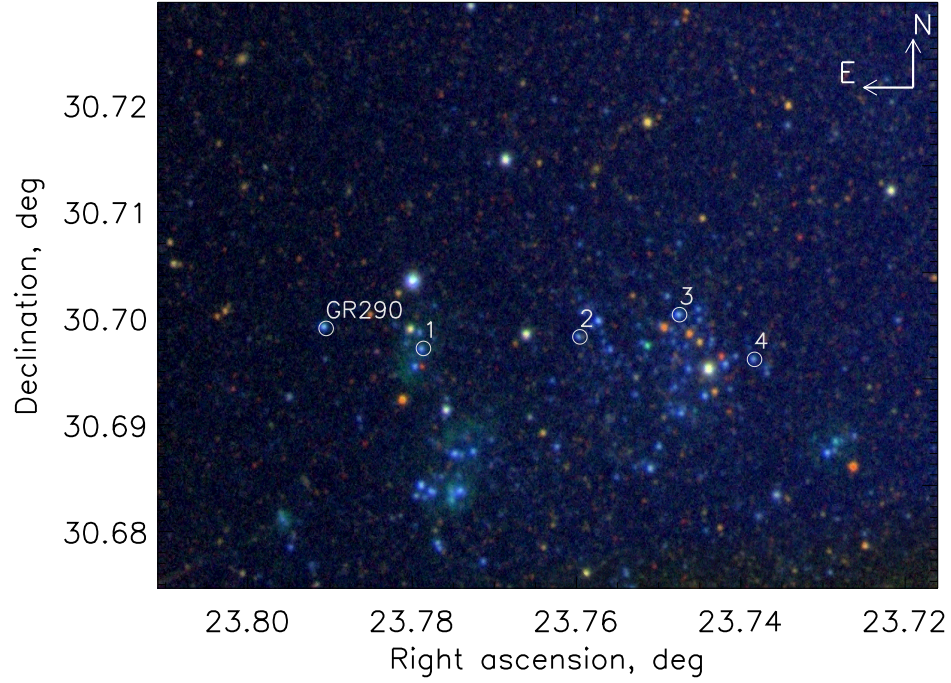


Рис. 4.5: Карта окрестностей звезды Романо (отмечена как GR290), цифрами отмечены звёзды из таблицы 4.2.

Таблица 4.2: Оценки межзвёздного покраснения для соседних со звездой Романо звёзд. N – номер звезды на рисунке 4.5. Данные о спектральных классах и показателях цвета взяты из работы [Масси и др. \(2006\)](#) [195], собственные показатели цвета  $(B - V)_0$  – из работы [Шмидта-Калера \(1982\)](#) [196].  $r$  – угловое расстояние до звезды Романо.

N	Звезда	Спектр. класс	$(B - V)_0$	$(B - V)$	$E_{B-V}$	$r$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)
1	J013506.87+304149.8	B0.5Ib	-0.24	-0.18	0.06	32'5"
2	J013502.30+304153.7	B0.5Ia	-0.23	-0.1	0.13	95'42"
3	J013459.39+304201.2	O8Iaf	-0.29	-0.14	0.15	134'07"
4	J013457.20+304146.1	B2II	-0.23	-0.1	0.12	162'63"

Таблица 4.3: Содержания химических элементов в атмосфере звезды Романо. NH – содержание химических элементов в логарифмической шкале относительно водорода –  $\log(N_{el}/N_H) + 12$ , где  $N_{el}$  доля данного элемента по числу атомов.  $X_i/X_\odot$  – отношение содержания элемента к солнечному.

Элемент	Доля по числу атомов	Массовая доля	NH	$X_i/X_\odot$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)
H	$1.7 \pm 0.2$	$0.295 \pm 0.025$	12	$0.42 \pm 0.035$
He	1.000	$0.695 \pm 0.025$	$11.77 \pm 0.05$	$2.48 \pm 0.08$
C	$(1_{-0.3}^{+0.4}) \times 10^{-4}$	$2 \times 10^{-4}$	$7.77 \pm 0.15$	0.07
N	$(3_{-1}^{+1.5}) \times 10^{-3}$	$7 \times 10^{-3}$	$9.25 \pm 0.18$	6.4
O	$(2_{-1}^{+2}) \times 10^{-4}$	$5.4 \times 10^{-4}$	$8.1 \pm 0.3$	0.06
Ne	$2.4 \times 10^{-4}$	$8.1 \times 10^{-4}$	8.15	0.47
Na	$7 \times 10^{-6}$	$2.7 \times 10^{-5}$	6.62	0.78
Mg	$5 \times 10^{-5}$	$2 \times 10^{-4}$	7.47	0.3
Al	$8.4 \times 10^{-6}$	$3.8 \times 10^{-5}$	6.69	0.68
Si	$3 \times 10^{-5}$	$1.4 \times 10^{-4}$	7.25	0.2
S	$2.3 \times 10^{-5}$	$1.4 \times 10^{-5}$	7.13	0.04
Ar	$6.5 \times 10^{-6}$	$6.4 \times 10^{-5}$	6.58	0.63
Ca	$4.2 \times 10^{-6}$	$2.8 \times 10^{-5}$	6.39	0.4
Fe	$(4.9 \pm 3) \times 10^{-5}$	$4.6 \times 10^{-4}$	$7.4 \pm 0.3$	0.34

OB 89. В каталоге Масси и др. (2006) [195] были найдены данные о спектральных классах и показателях цвета для четырёх звёзд из этих ассоциаций (см. таблицу 4.2). Сравнение наблюдаемых показателей цвета ( $B - V$ ) с собственными  $(B - V)_0$  из работы Шмидта-Калера (1982) [196] позволило оценить межзвёздное покраснение для этих звёзд. Из таблицы 4.2 видно, что для звезды J013506.87+304149.8, ближайшей к звезде Романо,  $E_{(B-V)} = 0.06$  зв. вел., что согласуется с оценкой поглощения внутри Галактики. Следовательно, покраснение внутри галактики M33 в окрестности звезды Романо пренебрежимо мало, что подтверждает сделанные выше предположения.

В расчёты было включено четырнадцать химических элементов (см. таблицу 4.3). Содержания H, He, C, N и O были определены в ходе моделирования. Отношение водорода к гелию (H/He) определялось по интенсивностям водородных и гелиевых эмиссионных линий, а для оценки содержания углерода и азота главным образом сравнивались интенсивности модельных и наблюдаемых линий, входящих в боуэновскую бленду 4630-4713 Å. В спектре звезды Романо нет линий кислорода. Однако было замечено, что интенсивность линий HeII убывает при увеличении содержания кислорода в атмосфере – используя этот факт, содержание кислорода было определено

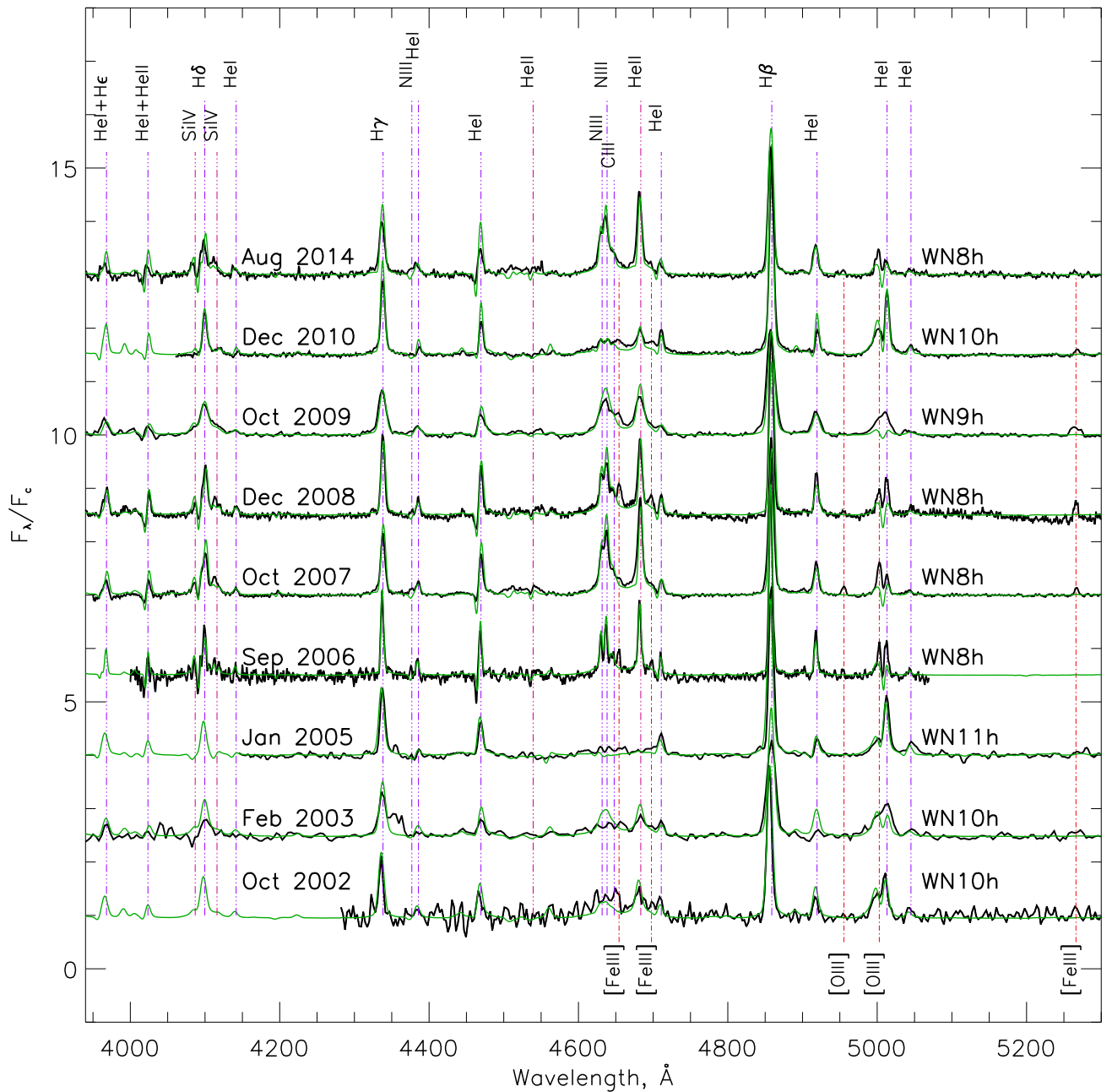


Рис. 4.6: Сравнение нормированных спектров звезды Романо с синтетическим (показаны зеленым цветом), рассчитанными в предположении простого  $\beta$ -закона. Синтетические свёрнуты с инструментальным профилем.

косвенным образом. Содержания Ar, S и Ne полагались равными содержаниям этих элементов в галактике M33 согласно работе [Магрини и др. \(2010\)](#) [197]. Для оставшихся элементов (Mg, Al, Si, Ca и Fe) мы задали содержание равным половине солнечного из-за низкой металличности галактики M33. Построив несколько моделей для разных значений Mg, Al, Si, Ca и Fe, мы пришли к выводу, что влияние обилия этих элементов на вид модельного спектра практически незаметно.

Финальные параметры модели атмосферы звезды Романо, определённые по спектру, полученному в октябре 2007 года, приведены в таблице 4.4. При определении параметров атмосферы звезды Романо в другие даты (также даны в таблице 4.4) эта модель использовалась в качестве начальной. Сопоставление синтетических и наблюдаемых спектров, полученных в разное время, показано на рисунке 4.6.

Таблица 4.4: Параметры атмосферы звезды Романо в разные даты наблюдений. Н/He – доля водорода относительно гелия по числу атомов,  $CL_1$  – объёмный фактор заполнения (англ. filling factor), параметр, описывающий мелкомасштабную неоднородность среды.  
\* – параметры звезды Романо, взятые из работы [Кларка и др. \(2012\)](#) [185].

Дата	$V$ [зв. вел.]	Спек. класс	$L_*, 10^5$ [ $L_\odot$ ]	$\log L_*$	$\dot{M}_{cl}, 10^{-5}$ [ $M_\odot \text{год}^{-1}$ ]	$T_*$ [кК]	$R_*$ [ $R_\odot$ ]	$T_{\text{eff}}$ [кК]	$R_{2/3}$ [ $R_\odot$ ]	$CL_1$	$V_\infty$ [км с $^{-1}$ ]	Н/He	
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)	
<b>Простой <math>\beta</math>-закон</b>													
Октябрь	2002	17.98	WN10h	8.0	5.9	2.4	31	31	27.7	39	0.1	200	1.7
Февраль	2003	17.70	WN10.5h	11	6.04	2.8	31	36	27.8	45	0.1	200	1.7
Январь	2005	17.24	WN11h	12	6.08	4.2	26	54	23.7	65	0.1	200	1.5
Сентябрь	2006	18.4	WN8h	6.7	5.83	1.5	33	25	31.1	28	0.1	200	1.9
Октябрь	2007	18.6	WN8h	6.3	5.8	1.9	35	21	33.3	24	0.1	400	1.9
Декабрь	2008	18.31	WN8h	7.2	5.86	2.35	33.5	25	31.5	29	0.1	400	1.9
Октябрь	2009	18.36	WN9h	7.5	5.875	2.0	34	25	31.9	28	0.1	300	1.7
Декабрь	2010	17.95	WN10h	8.0	5.9	2.6	30	33	26.7	42	0.1	200	1.7
Август	2014	18.74	WN8h	5.3	5.72	1.7	34.5	20	32.8	23	0.1	400	1.9
<b>Двойной <math>\beta</math>-закон</b>													
Октябрь	2002	17.98	WN10h	7.7	5.89	2.25	31	30	27.3	39	0.2	150 / 200	1.7
Февраль	2003	17.70	WN10.5h	8.6	5.94	2.40	29	37	23.8	54	0.2	150 / 200	1.9
Январь	2005	17.24	WN11h	9.0	5.95	4.00	26	47	19.9	80	0.1	100 / 250	1.5
Сентябрь	2006	18.4	WN8h	6.5	5.81	1.60	34	23	29.1	32	0.05	150 / 400	1.9
Октябрь	2007	18.6	WN8h	5.3	5.72	1.70	35.5	19	28.6	30	0.1	150 / 400	1.9
Декабрь	2008	18.31	WN8h	6.8	5.83	2.25	34.5	23	28.8	33	0.1	150 / 350	1.9
Октябрь	2009	18.36	WN9h	7.3	5.86	1.94	35	23	29.6	32	0.2	150 / 300	1.7
Декабрь	2010	17.95	WN10h	7.0	5.845	2.15	29	33	21.95	59	0.2	100 / 200	1.7
Август	2014	18.74	WN8h	4.5	5.65	1.70	34.5	19	29.8	25	0.1	150 / 400	1.9
Сентябрь	2010*	17.8	WN10h		5.85	2.18			26	41.5	0.25	265	1.5

### 4.2.3 Результаты

В таблице 4.4 приведены параметры звезды Романо в разные даты. Хорошо видно, что болометрическая светимость звезды изменяется от даты к дате, и её вариации коррелируют с изменениями видимой звёздной величины объекта. Так как найденное изменение болометрической светимости – наиболее яркий результат нашего исследования, для дополнительной проверки этого вывода мы построили зависимость видимой звёздной величины абсолютно чёрного тела от температуры при сохранении болометрической светимости, и нанесли эту зависимость на рисунок 4.7, на котором изображена связь видимой звёздной величины звезды Романо с её температурой по данным нашего моделирования. Из графика видно, что эволюция звезды Романо действительно сопровождается изменением болометрической светимости.

Из таблицы 4.4 также видно, что структура ветра существенно изменяется при переходе звезды из состояния минимума в состояние максимума блеска (см. колонки 6 и 12). В максимумах блеска вещество истекает с поверхности звезды спокойно, наблюдается медленный плотный ветер. В минимумах – скорость истечения возрастает, ветер становится более прозрачным. По своей структуре в минимумах блеска ветер похож на ветра типичных WN8 звёзд (см. рисунки 4.8 и 4.9).

Прежде чем перейти к обсуждению эволюционного статуса звезды Романо, рассмотрим влияние скоростного закона на структуру атмосферы.

### 4.2.4 Скоростной закон

Выше при построении моделей атмосферы использовался простой скоростной закон (см. раздел 1.3):

$$V(r) = (V_0 + (V_\infty - V_0)(1 - R_*/r)^\beta)/(1 + V_0/V_{core} \exp([R_* - r]/h_{\text{eff}})) \quad (4.1)$$

где  $V_{core}$  – скорость в км с<sup>-1</sup> на радиусе  $R_*$  и  $V_0 \gg V_{core}$ . Обычно  $V_{core}$  меньше чем 1 км с<sup>-1</sup>.  $V_0$  обычно называют фотосферной скоростью, точное значение её зависит от значений остальных параметров, значение  $V_0$  также задается в км с<sup>-1</sup>.  $V_\infty$  – скорость ветра на бесконечности или терминальная скорость.  $h_{\text{eff}}$  – шкала высот, определяющая поведения плотности в нижних слоях атмосферы где скорость ветра ещё низкая.  $\beta$  – параметр скоростного закона, который обычно принимает значения в диапазоне от 0.5 до 4.



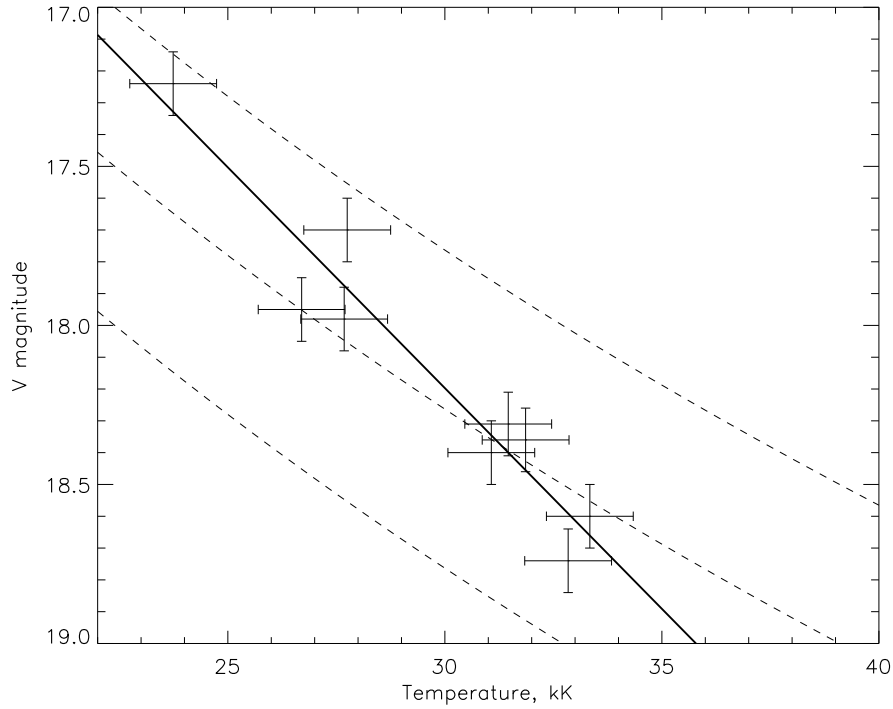


Рис. 4.7: Зависимость видимой звёздной величины звезды Романо от её температуры в разные даты наблюдений. Сплошная линия – линейная регрессия этих значений. Штриховыми линиями нанесены контуры, соответствующие постоянной болометрической светимости абсолютно чёрного тела с заданной температурой. Видно, что эволюция звезды Романо протекает с изменением болометрической светимости.

Однако современная версия кода SMFGEN позволяет задавать модифицированный скоростной закон, отличающийся более протяженной областью ускорения ветра (двойной  $\beta$ -закон):

$$V(r) = (V_0 + (V_\infty - V_{ext} - V_0)(1 - R_*/r)^{\beta_1} + V_{ext}(1 - R_*/r)^{\beta_2}) / (1 + V_0/V_{core} \exp([R_* - r]/h_{\text{eff}})) \quad (4.2)$$

В статье [Марьевой и Аболмасова \(2012\)](#) [198], первой работе, в которой моделировалась атмосфера звезды Романо, использовался простой скоростной закон, и было найдено изменение болометрической светимости между максимумом блеска 2004-2005 года и минимумом 2007 года. В следующей работе, посвященной моделированию атмосферы звезды Романо, [Кларк и др. \(2012\)](#) [185] использовали сложный скоростной закон. Параметры атмосферы для сентября 2010 года, определённые [Кларком и др. \(2012\)](#) [185], также приведены в таблице 4.4. Проведя моделирование большего числа спектров, мы подтвердили выводы [Марьевой и Аболмасова \(2012\)](#)

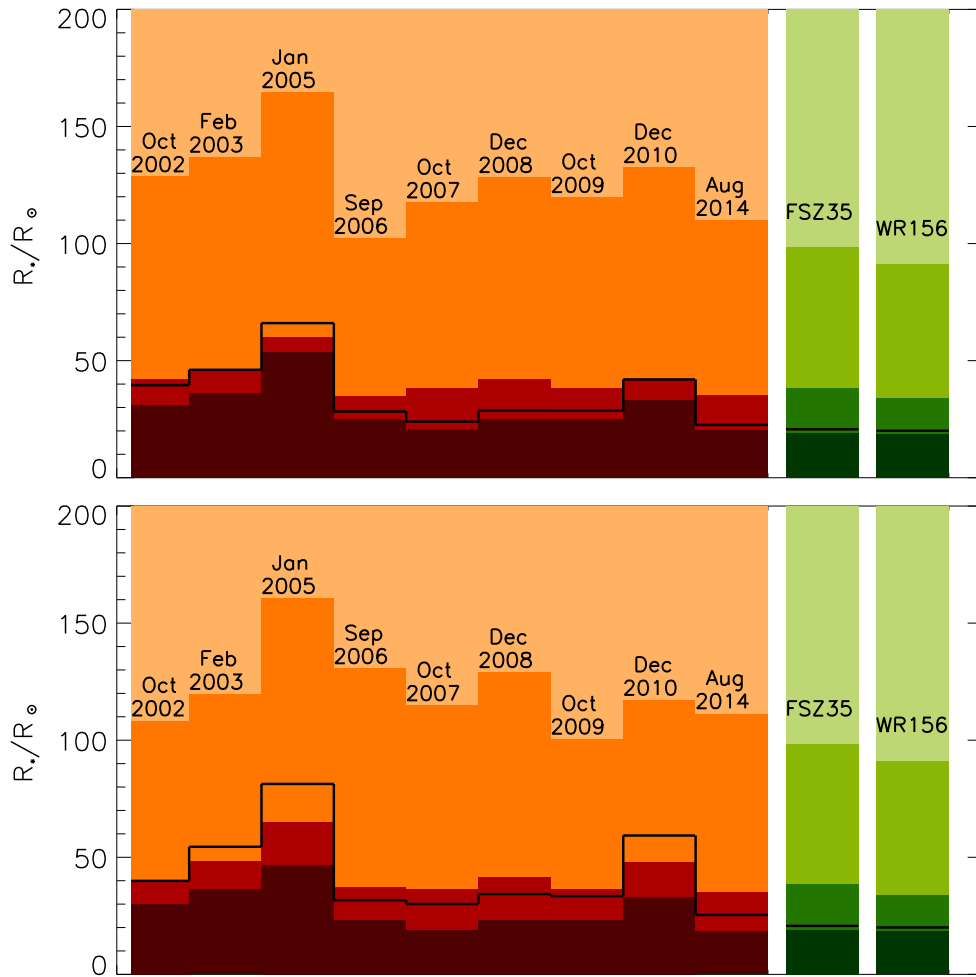


Рис. 4.8: Изменение структуры ветра со временем. Область, где электронная плотность  $n_e \geq 10^{12} \text{ см}^{-3}$ , показана бордовым,  $10^{12} \geq n_e \geq 10^{11} \text{ см}^{-3}$  – красным,  $10^{11} \geq n_e \geq 10^{10} \text{ см}^{-3}$  – оранжевым,  $10^{10} \geq n_e \text{ см}^{-3}$  – светло-оранжевым. Для каждой даты сплошной линией отмечен радиус, на котором росселандовская оптическая толщина ( $\tau$ ) становится равной  $2/3$ . Справа оттенками зелёного показана структура ветров WN8h звёзд FSZ35 и WR156, которые будут рассмотрены в главе 5. На верхней панели показаны модели атмосферы, построенные с использованием простого скоростного закона, на нижней – сложного. Подробности описаны в тексте.

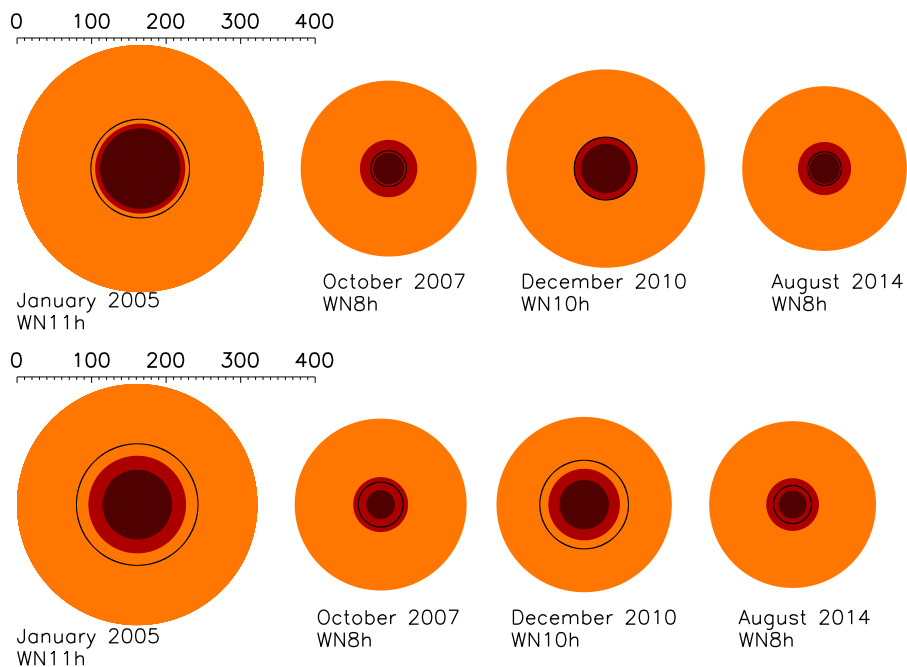


Рис. 4.9: Изменение структуры ветра со временем. Область, где электронная плотность  $n_e \geq 10^{12} \text{ см}^{-3}$ , показана бордовым,  $10^{12} \geq n_e \geq 10^{11} \text{ см}^{-3}$  – красным,  $10^{11} \geq n_e \geq 10^{10} \text{ см}^{-3}$  – оранжевым,  $10^{10} \geq n_e \text{ см}^{-3}$  – светло-оранжевым. Для каждой даты сплошной линией отмечен радиус, на котором росселандовская оптическая толщина ( $\tau$ ) становится равной 2/3. Справа оттенками зелёного показана структура ветров WN8h звёзд FSZ35 и WR156, которые будут рассмотрены в главе 5. На верхней панели показаны модели атмосферы, построенные с использованием простого скоростного закона, на нижней – сложного.

[198] об изменении болометрической светимости. Однако некоторое различие между нашими результатами и результатами [Кларка и др. \(2012\)](#) [185], которые вероятно связаны с разными скоростными законами, стали основанием для проверки гипотезы о влиянии скоростного закона на светимость. Поэтому для всех девяти спектров мы построили и модели атмосферы со сложным скоростным законом.

В нижней части таблицы 4.4 приведены определённые при этом параметры. Видно что при использовании сложного скоростного закона для всех наблюдаемых спектров мы получаем более протяжённую атмосферу и соответственно более низкую эффективную температуру (см. рисунки 4.8 и 4.9). Таким образом, модели с разными скоростными законами дают разное спектральное распределение энергии, из-за чего различаются болометрические светимости. Но сам эффект – изменение болометрической светимости от даты к дате – сохраняется и при использовании сложного скоростного закона.

На сегодняшний день нет теоретических работ, детально описывающих поведение скорости ветра в атмосферах звёзд Вольфа-Райе. Из-за этого

пока сложно сказать, какой скоростной закон для каких типов звёзд лучше использовать. Модели со сложным скоростным законом чуть лучше описывают широкие крылья линии He II  $\lambda 4686$ , в остальном синтетические спектры, полученные при разных скоростных законах, похожи. Стоит отметить, что при использовании сложного скоростного закона возрастает число свободных параметров.

### 4.3 Эволюционный статус

Как уже говорилось выше, звезда Романо с наблюдательной точки зрения демонстрирует все основные свойства *очень активных* (англ. *strongly active*) по классификации ван Гендерена (2001) [199] звёзд LBV. Однако звезда Романо намного горячее всех известных LBV, как в фазах минимума блеска, так и во время максимумов. В максимумах по виду спектра её можно отнести к типу WN10h-WN11h, а в минимумах – классифицировать как WN8h. В 1992-94 годах во время самого сильного поярчания у звезды Романо наблюдался спектр, похожий на спектры В-сверхгигантов, в то время как другие LBV в подобных вспышках демонстрируют более холодные спектры, иногда даже спектрального класса F. Кроме того, если экстраполировать найденную корреляцию между визуальной звёздной величиной и спектральным классом на всё время фотометрических наблюдений, получается, что до 1960 года во время длительной фазы квази-покоя звезда Романо (пока её блеск был слабее, чем  $B = 17.5$  зв. вел., согласно имеющимся архивным данным) была намного горячее (вероятно, имела тип WN8), чем известные “спящие” LBV, классифицируемые как звёзды Ofpe-WN9-11.

По данным многоцветной фотометрии, проводимой с начала 2000-х годов, спектральные и фотометрические вариации у звезды Романо происходят почти без изменения показателя цвета ( $(B - V) = const$ ), что не согласуется с типичными представлениями о переменности LBV. Такое фотометрическое поведение объясняется тем, что звезда Романо значительно горячее других LBV ( $\sim 30\,000$  К по сравнению с типичной для LBV звёзд эффективной температурой около 15 000-25 000 К), и в оптическом диапазоне мы видим лишь далёкий степенной конец спектрального распределения энергии.

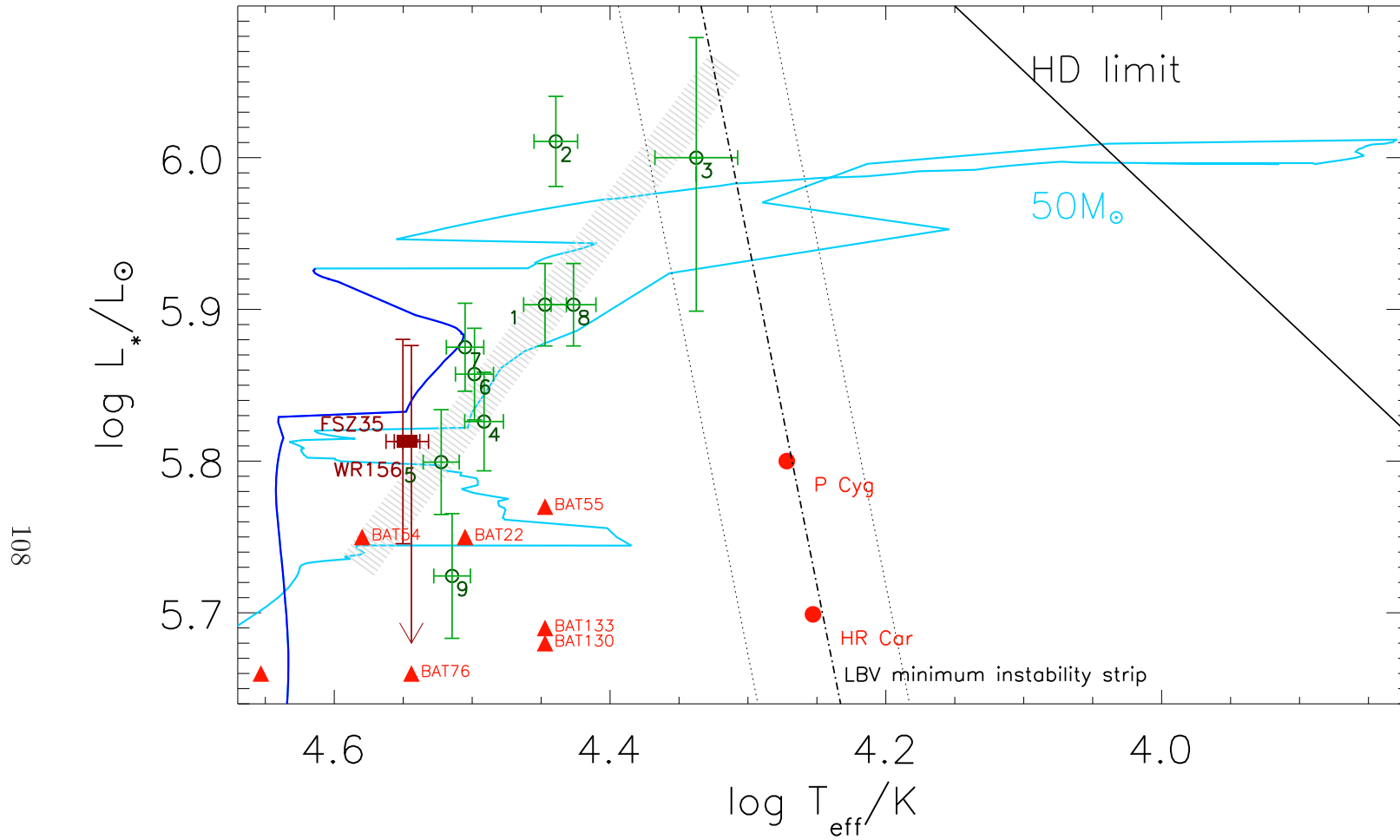


Рис. 4.10: Положение звезды Романо на диаграмме Герцшпрунга-Рассела. Минимум полосы нестабильности звёзд LBV отмечен штрих-пунктирной линией, предел Хэмприс-Дэвидсона [22] показан чёрной сплошной линией. Цифрами отмечено положение звезды Романо в разное время: 1 – октябрь 2002, 2 – февраль 2003, 3 – январь 2005, 4 – сентябрь 2006, 5 – октябрь 2007, 6 – декабрь 2008, 7 – октябрь 2009, 8 – декабрь 2010, 9 – август 2014 года. Кроме того, кружками отмечены звёзды LBV P Cyg и AG Car. Данные для этих объектов взяты из работ Нахарро (2001) [200] и Гро и др. (2009) [24], соответственно. Треугольниками отмечены звёзды WN поздних типов, данные взятые из работы Хайниха и др. (2014) [201]. Бордовыми квадратиками показаны WN8 звёзды FSZ35 и WR156, исследованию которых посвящена глава 5. Заштрихована область, в которой звезда Романо находится с 2002 года. Цветной сплошной линией показан эволюционный трек для звезды с начальной массой  $50 M_{\odot}$ , построенный с учётом вращения (Экстрём и др. (2012) [31]). Синий цвет соответствует стадии горения водорода в ядре, голубой – горению гелия.

На диаграмме Герцшпрунга-Рассела звезда Романо хорошо ложится на эволюционный трек звезды с начальной массой  $50 M_{\odot}$  (см. рисунок 4.10), построенный с учётом вращения (Экстрём и др. (2012) [31]). Таким образом, звезда Романо относится к массивным звёздам, которые после стадии О-сверхгиганта становятся звёздами Вольфа-Райе, проходя через LBV фазу и минуя стадию красного сверхгиганта (Мейнет и др. (2011) [3]). Возраст звезды Романо согласно данному треку составляет около 5 млн. лет. В отличие от всех известных, в том числе и “спящих”, звёзд LBV, которые на диаграмме Герцшпрунга-Рассела располагаются справа от нижней границы полосы нестабильности звёзд LBV [23], звезда Романо лежит значительно ниже этой полосы, и возвращалась на неё лишь во время максимума 2004-2005 года.

На рисунке 4.11 показана массовая доля водорода как функция светимости, и отмечены эволюционные треки для звёзд разных масс. Звезда Романо лежит в верхней части области, которую занимают звёзды WN. Содержание водорода в атмосфере звезды Романо ниже, чем у известных звёзд LBV: P Cyg, AG Car и HR Car. На основе этого можно сделать вывод, что звезда Романо – более проэволюционировавший объект, чем указанные LBV звёзды.

Отличительной особенностью звезды Романо являются вариации болометрической светимости, которые сопровождают изменения блеска в видимом диапазоне. Обычно у звёзд LBV вариации блеска во время S Dog цикла протекают при постоянной болометрической светимости (см. работы, например, Смит и др. (1994) [205]; де Котер и др. (1996) [206]; Вальборн и др. (2008)). Изменение болометрической светимости наблюдалось лишь у нескольких LBV звёзд (HD5980, Кёнигсбергер (2004) [207], NGC2363-V1, Дриссен и др. (2001) [208], AFGL2298, Кларк и др. (2009) [209]). Например, болометрическая светимость AG Car уменьшилась в 1.5 раза во время S Dog цикла при переходе звезды из минимума блеска (горячей фазы) в состояние максимума (холодную фазу) (Гро и др. (2009) [24]). Уменьшение болометрической светимости во время S Dog цикла было обнаружено и у самой S Dog (Ламерс (1995) [210]). Ламерс (1995) [210] интерпретировал его как признак частичной трансформации энергии излучения в механическую, необходимую для расширения внешних слоёв звезды от минимума к максимуму. Похожие объяснения привлекались Гро и др. (2009) [24] для AG Car и Андриессэ и др. (1978) [211] для объяснения понижения на одну величину болометрической светимости  $\eta$  Car после гигантской вспышки 1843 года.

В отличие от вышеупомянутых случаев, во время максимумов блеска у

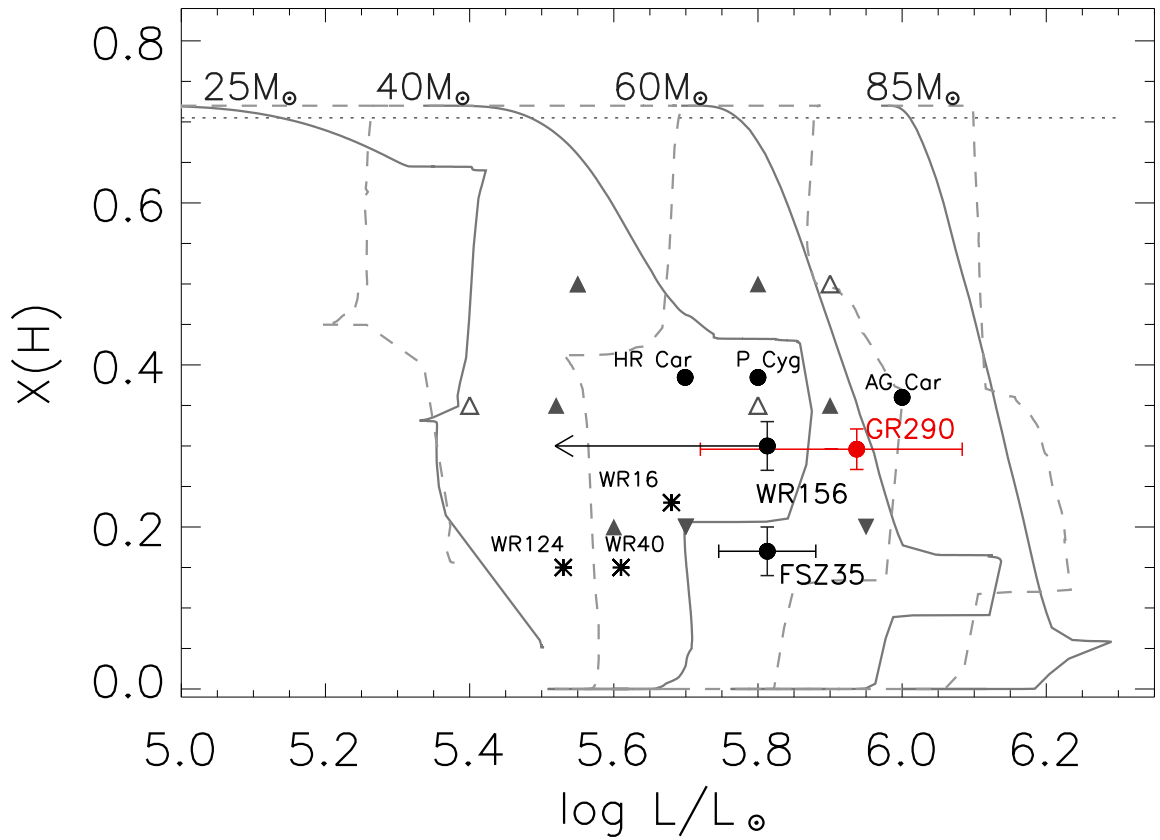


Рис. 4.11: Массовая доля водорода как функция светимости. Штриховыми линиями показаны эволюционные треки, построенные с учётом вращения, сплошными – без вращения. Эволюционные треки взяты из работы Экстрём и др. (2012) [31]. Также отмечены положения звёзд LBV и WN, данные взяты из работ [200, 24, 202, 203, 189] Треугольниками показаны звёзды WN поздних типов из галактики M31, взятые из работы Сандера и др. [204]: незакрашенные соответствуют звёздам WN9, закрашенные – WN8, перевернутые – WN7.

звезды Романо наблюдалось возрастание болометрической светимости, которое нельзя объяснить трансформацией энергии. Гузик и Лавкин (2012) [212] теоретически показали, что у LBV звёзд должны наблюдаться вспышки, связанные с накачкой водорода из внешних слоёв в центр, в область, близкую к гелиевому ядру. Видимо, именно таков механизм вспышек, наблюдаемых у звезды Романо, – фазы её активности связаны со вспышками ядерной активности, а сопутствующие им возрастания болометрической светимости вполне могут соответствовать максимумам видимой кривой блеска. Так как подобные изменения болометрической светимости сравнимой амплитуды пока не наблюдались у других звёзд LBV, можно предположить, что важную роль в их возникновении играет более высокая температура звезды Романо.

## 4.4 Выводы

Неизбежен вывод об уникальности звезды Романо и о том, что в настоящее время среди звёзд LBV не известно больше ни одной, похожей на неё по всем признакам. Расчёты показывают, что переходная фаза *пост-LBV – поздние звёзды Вольфа-Райе азотной последовательности (WNL)* у массивных звёзд с начальной массой 50-60 $M_{\odot}$  длится в 50 раз короче, чем фаза LBV. Следовательно, объекты, находящиеся на стадии перехода в WNL, должны встречаться очень редко, примерно одна звезда в Галактике. И наблюдаемые у звезды Романо эффекты – большой вклад в наше понимание звёздной эволюции в целом.



## Глава 5

# Исследование звёзд Вольфа-Райе азотной последовательности WR156 и FSZ35

### 5.1 Введение

Следующий этап в эволюции массивных звёзд – это стадия звезды Вольфа-Райе. Пройдя фазу голубой переменной высокой светимости (LBV), которая связана с окончанием горения водорода в ядре, и потеряв значительную часть массы, массивная звезда с начальной массой более  $40 M_{\odot}$  превращается в звезду Вольфа-Райе азотной последовательности (WN).

В середине 1990-х годов начинается широкомасштабное изучение звёзд Вольфа-Райе методами численного моделирования протяженных атмосфер. Большой вклад в исследование внесли работы [П. Кроузера](#) с соавторами (см. обзор 2007 года [213], а также сами работы [192, 190, 14, 214, 215, 216]), в которых были определены основные физические параметры звёзд Вольфа-Райе нашей Галактики и Большого Магелланова Облака с помощью кода - предшественника CMFGEN. Этот код базировался на работах [Дж. Хиллера](#) 1987 и 1990 годов [50, 51], посвященных численному решению уравнения переноса излучения в сопутствующей системе отсчёта. Говоря о численном моделировании атмосфер звёзд Вольфа-Райе, нельзя не отметить работы потсдамской группы под руководством В.-Р. Хаманна, который начал расчёты сферически-симметричных атмосфер ещё в конце 80-х годов прошлого века ([52, 53]). Потсдамской группой был разработан код PoWR, широко применяемый для изучения Галактических звёзд Вольфа-Райе – так, в 2006 году это код был использован для определения параметров 74 звёзд WN ([Хаманн и др. \(2006\)](#) [54]), а в 2012 – более чем 50

WC<sup>1</sup> и WO звёзд (Сандер и др. (2012) [217]). Недавно потсдамской группой были изучены звёзды WN в Большом Магеллановом Облаке (Хайних и др. (2014) [201]), в галактике M31 (Сандер и др. (2014) [204]) и Малом Магеллановом Облаке (Хайних и др. (2015) [218], Шенар и др. (2016) [219]).

В конце 1990-х годов появляется современная, свободно распространяемая версия кода CMFGEN. Описание основных физических процессов, заложенных в него, можно найти в работах Хиллера и Миллера (1998, 1999) [6, 92]). CMFGEN позволяет строить модели сферически симметричных, протяженных атмосфер с учётом неоднородности ветра (англ. clumping), покровного эффекта, Оже ионизации и многих других особенностей ветров горячих звёзд, однако включение всех этих процессов приводит к значительной трудоёмкости расчётов и необходимости индивидуального подхода к каждому объекту (см. например Херальд и др. (2001) [189]). Из-за этого на нынешнем этапе сложно провести глобальное исследование известных звёзд Вольфа-Райе и повторить работы Кроузера. Из похожих по масштабу исследований стоит отметить недавний обзор туманности Тарантул на спектрографе FLAMES телескопа VLT (англ. VLT-FLAMES Tarantula Survey), выполненный большой международной коллаборацией (см. например Бестенлехнер и др. (2014) [220]). В большинстве же случаев<sup>2</sup> код CMFGEN применяется для изучения уникальных объектов, таких как LBV звёзды, в горячей фазе демонстрирующие спектры WN звёзд поздних типов (см. например Гро и др. (2009) [24]).

В этой главе представлены результаты исследования двух звёзд Вольфа-Райе азотной последовательности: звезды WR156, принадлежащей нашей Галактике, и звезды FSZ35, входящей в галактику M33. Прежде чем перейти к описанию этих объектов, стоит отметить, что звёзды Вольфа-Райе в галактике M33 пока малоизучены. Согласно каталогу Масси и Джонсона (1998) [15], в галактике M33 находятся 117 звёзд Вольфа-Райе азотной последовательности (в том числе и кандидатов в WN звёзды). Однако, модели атмосфер построены только для нескольких из них. Параметры атмосфер MCA1-B и B517 определены Смит и др. (1995) [221] и Кроузером и др. (1997) [222] с помощью упомянутого выше кода - предшественника CMFGEN. Бьянки и др. (2004) [223] с помощью кода WM-BASIC [76] по ультрафиолетовым спектрам определили основные параметры – скорость ветра, светимость, эффективную температуру, радиус, темп потери массы и содержания углерода и азота – для шести известных WN звёзд поздних спектральных типов.

---

<sup>1</sup>WC – звёзды Вольфа-Райе углеродной последовательности, WO – кислородной.

<sup>2</sup>Здесь имеются в виду только исследования звёзд Вольфа-Райе

### 5.1.1 Общие сведения о звёздах FSZ35 и WR156

Объект FSZ35 ( $\alpha = 01^{\text{ч}} 33^{\text{м}} 00^{\text{с}} .20$ ,  $\delta = +30^{\circ} 30' 15'' .2$ , (J2000)) находится в галактике M33 и лежит на расстоянии 14 угловых минут от галактического центра. Иванов и др. (1993) [224] первыми провели фотометрические наблюдения этого объекта<sup>3</sup> в  $U$ ,  $B$  и  $V$  фильтрах и опубликовали карту окрестностей. В 1997 году Фабрика и др. [225] создали каталог звёздных объектов с  $\text{H}\alpha$  эмиссией, принадлежащих галактике M33, в который данный объект вошёл под номером 35 (FSZ35) (это название мы и будем использовать в данной работе). В 1998 году Масси и Джонсон [15] опубликовали список из 22 звёзд Вольфа-Райе галактики M33, выделенных по фотометрии в узкополосных фильтрах WN ( $\lambda 4686$ ), WC ( $\lambda 4650$ ) и CT( $\lambda 4752$ , континуум), а затем подтвержденных спектроскопически. Звезда FSZ35 включена в этот список под именем E1 и классифицирована как звезда Вольфа-Райе спектрального типа WN8.

Объект WR156 или AC+60°38562 ( $\alpha = 23^{\text{ч}} 00^{\text{м}} 10^{\text{с}} .12$ ,  $\delta = +60^{\circ} 55' 38'' .4$ , (J2000)) был найден Высоцким и др. (1945) [226] в ходе обзора с объективной призмой на обсерватории Мак Кормик. Авторы пишут, что на фотопластинках, помимо водородных эмиссий, четко видны эмиссионные линии азота N III  $\lambda 4640$  и гелия He II  $\lambda 4686$ , и классифицируют объект как звезду Вольфа-Райе типа WN7. Как сказано в работе [226]: “Д-р P.W. Merrill независимо обнаружил эмиссию  $\text{H}\alpha$  в спектре объекта, полученном на призмной камере обсерватории Моунт-Вилсон”. Хилтнер (1946) [227] отмечает сходство WR156 с прототипом WN8 звёзд – звездой HD 177230, – и, таким образом, уточняет спектральный класс новой звезды Вольфа-Райе. Современные исследователи также относят её к WN8 звёздам [14, 54] – например, в каталоге Галактических звёзд Вольфа-Райе<sup>4</sup>, созданном П. Кроузером, спектральный класс WR156 отмечен как WN8h. Можно предположить, что за 70 лет, которые прошли с момента открытия WR156, спектр звезды не менялся.

В отличие от FSZ35, атмосферу WR156 ранее исследовали с помощью численного моделирования, чему посвящено несколько работ. Одними из первых её спектр промоделировали Кроузер и др. (1995) [190]. Затем Хаманн и др. (2006) [54] определили параметры объекта с помощью кода POWR [77]. Нишимаки и др. (2008) [228], объединив данные спектроскопии в ближнем инфракрасном и ультрафиолетовом диапазонах, описали распределение энергии в спектре и определили эффективную и электронную

<sup>3</sup>В работе [224] FSZ35 обозначается как IFM-B 174

<sup>4</sup>Каталог Галактических звёзд Вольфа-Райе доступен по адресу <http://pacrowther.staff.shef.ac.uk/WRcat/index.php>

температуры, а также темп потери массы.

У некоторых звёзд Вольфа-Райе обнаружена линейная поляризация, свидетельствующая об отклонениях поверхности звезды от сферически-симметричной формы. На сегодня линейная поляризация (более 0.3%) обнаружена у 29 Галактических звёзд Вольфа-Райе (Харрис и др. (1998) [229]). У шести из них найден “эффект линий” – провалы в степени поляризации на местах расположения эмиссионных линий, что является явным признаком быстровращающихся звёзд. Попытка найти линейную поляризацию у WR156 была предпринята в работе Марьевой и др. (2013) [230]. Спектрополяриметрические данные в диапазоне  $3500 \div 7200 \text{ \AA}$ , полученные на 6-м телескопе САО РАН, показывают, что излучение звезды поляризовано, степень поляризации  $P = 1.38 \pm 0.06\%$ , а угол плоскости поляризации  $\Theta = 77.4^\circ \pm 1.2^\circ$ . Вероятнее всего, найденная поляризация имеет межзвёздную природу, так как по величине и направлению она сравнима с поляризацией звёзд поля. “Эффектов линий” в спектре WR156 не обнаружено [230].

## 5.2 Наблюдательные данные

В данной работе для исследования FSZ35 используется спектр, полученный на 6-м телескопе САО РАН 4 октября 2007 года на фокальном редукторе светосилы SCORPIO [116] в рамках программы “Уникальные звёзды в галактике М33”, основным заявителем которой была О. Н. Шолухова<sup>5</sup>. Данные получены в режиме длиннощелевой спектроскопии с гризмой VPHG1200G, суммарное время экспозиции составило 2100 секунд. Обработка данных проводилась с помощью пакета программ ScoRe (см. главу 2) и подробно описана в работе Марьевой и Аболмасова (2012) [231].

Спектр звезды WR156 был получен 15 апреля 2012 года на 6-м телескопе САО РАН на модифицированном фокальном редукторе светосилы SCORPIO в рамках программы “Спектрополяриметрия звёзд с оболочками” (основной заявитель – В. Е. Панчук). Обработка данных выполнена В. Л. Афанасьевым и подробно описана в работе Марьевой и др. (2013) [230].

Также для исследования WR156 были использованы ультрафиолетовые данные, полученные на спутнике IUE (англ. International Ultraviolet Explorer) в 1982 году по заявке П. Конти<sup>6</sup> и доступные в архиве института

---

<sup>5</sup>Спектральные данные взяты из общего архива наблюдательных данных САО РАН <http://oasis.sao.ru/oasis/cgi-bin/fetch?lang=ru>.

<sup>6</sup>IUE Program ID: WREPC

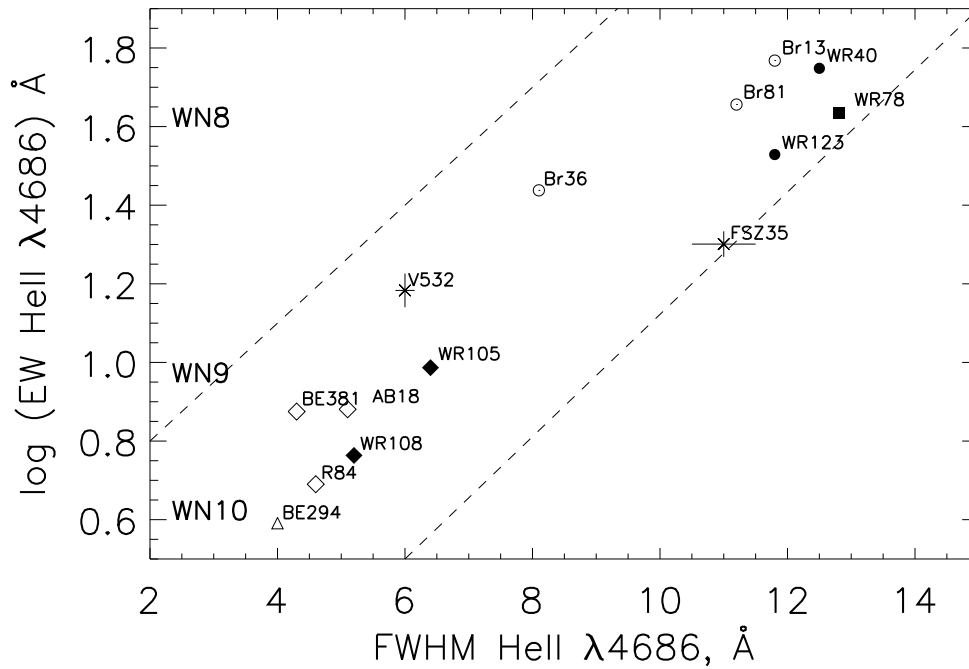


Рис. 5.1: Положения FSZ35 и звезды Романо (отмечена как V532) на диаграмме эквивалентная ширина – полуширина линии He II  $\lambda 4686$ , измеренные по спектрам, полученным в октябре 2007 года. Для сравнения показаны известные Галактические WN звёзды (закрашенные символы) и WN из Большого Магелланова Облака (незакрашенные символы): квадратики соответствуют звёздам WN7, кружки – WN8, ромбы – WN9, треугольники – WN10. Данные об этих объектах взяты из работ [216, 232].

Космического телескопа<sup>7</sup> (MAST STScI). Спектры в архиве представлены в абсолютных энергетических величинах, и их дополнительная редукция не проводилась.

### 5.3 Спектральная классификация FSZ35

В спектре FSZ35 в диапазоне 4000 – 5500 Å удаётся отождествить около сорока спектральных линий. Список отождествленных линий приведён в таблице 5.1. Используя соотношение интенсивностей азотных линий и линий ионизованного гелия He II, т.е. критерий, предложенный Смит и др. (1994) [205] для классификации WN6-11 звёзд, было определено, что FSZ35 относится к спектральному типу WN8. В спектре FSZ35 отчетливо видна линия N IV  $\lambda 4057$ , которая не наблюдается в спектрах WN9 звёзд. Этому спектральному классу соответствует и положение FSZ35 на диаграмме эквивалентная ширина – полуширина He II  $\lambda 4686$  (рисунок 5.1), которая

<sup>7</sup>Архив доступен по адресу <https://archive.stsci.edu/index.html>

Таблица 5.1: Список эмиссионных линий, отождествленных в спектре звезды FSZ35. Для некоторых линий приведены эквивалентные ширины (EW).

$\lambda$ , Å	Ион	EW, Å	$\lambda$ , Å	Ион	EW, Å
(1)	(2)	(3)	(1)	(2)	(3)
3964.73	He I		4523.60	N III	
3970.08	He I+He II		4530.80	N III	
3994.99	N II		4534.60	N III	
4009.00	He I		4541.60	He II	
4025.60	He I+He II		4547.30	N III	
4057.80	N IV	$1.10 \pm 0.15$	4601.50	N II	
4088.90	Si IV	$1.2 \pm 0.3$	4607.20	N II	
4097.31	N III	} $4.4 \pm 0.4$	4613.90	N II	
4101.74	H $\delta$ +He II		4621.40	N II	
4103.40	N III		4630.54	N II	
4116.10	Si IV	$2.4 \pm 0.4$	4634.00	N III	$7.2 \pm 0.1$
4120.99	He I		4640.64	N III	$4.9 \pm 0.1$
4143.76	He I	$1.0 \pm 0.3$	4643.09	N II	
4199.80	He II		4650.16	C III	$3.3 \pm 0.1$
4236.93	N II		4685.81	He II	$20.0 \pm 0.5$
4241.79	N II		4713.26	He I	$2.8 \pm 0.2$
4241.79	N II		4861.33	H $\beta$	$13.4 \pm 0.3$
4340.47	H $\gamma$ +He II	$5.5 \pm 0.4$	4921.93	He I	$4.1 \pm 0.2$
4387.93	He I		5001–5007	N II+[O III]	
4471.69	He I	$3.0 \pm 0.3$	5015.67	He I	$2.9 \pm 0.2$
4510.90	} N III	$\sim 1$	5314	} N III	
4514.90			5320		
4518.20			5327		
			5411.50	He II	$1.8 \pm 0.2$

также используется для классификации WN звёзд (см. например, работу [Смит и др. \(1995\)](#) [221]).

В работе [Шолуховой и др. \(1999\)](#) [233] отмечается сходство спектра FSZ35 со спектром звезды Романо. Как видно из рисунка 5.2, это сходство особенно заметно, когда звезда Романо находится в минимуме блеска. Однако между спектрами есть и существенные различия. В спектре FSZ35 не наблюдаются небулярные линии [Fe III]  $\lambda\lambda 4658.1, 4701.5, 5270.4$ , а линии [O III] значительно слабее, что говорит о том, что в туманности вокруг FSZ35 электронная плотность ниже (см. работу [Марьевой и Аболмасова \(2012\)](#) [231] и обсуждение там). Второе различие связано с водородными и гелиевыми линиями – в спектре FSZ35 они значительно шире. Например, полуширина линии  $H_\beta$  в спектре FSZ35 составляет  $12.0 \pm 0.2$  Å, тогда как в спектре звезды Романо она всего  $5.5 \pm 0.1$  Å. Полуширины линии He I  $\lambda 4921$

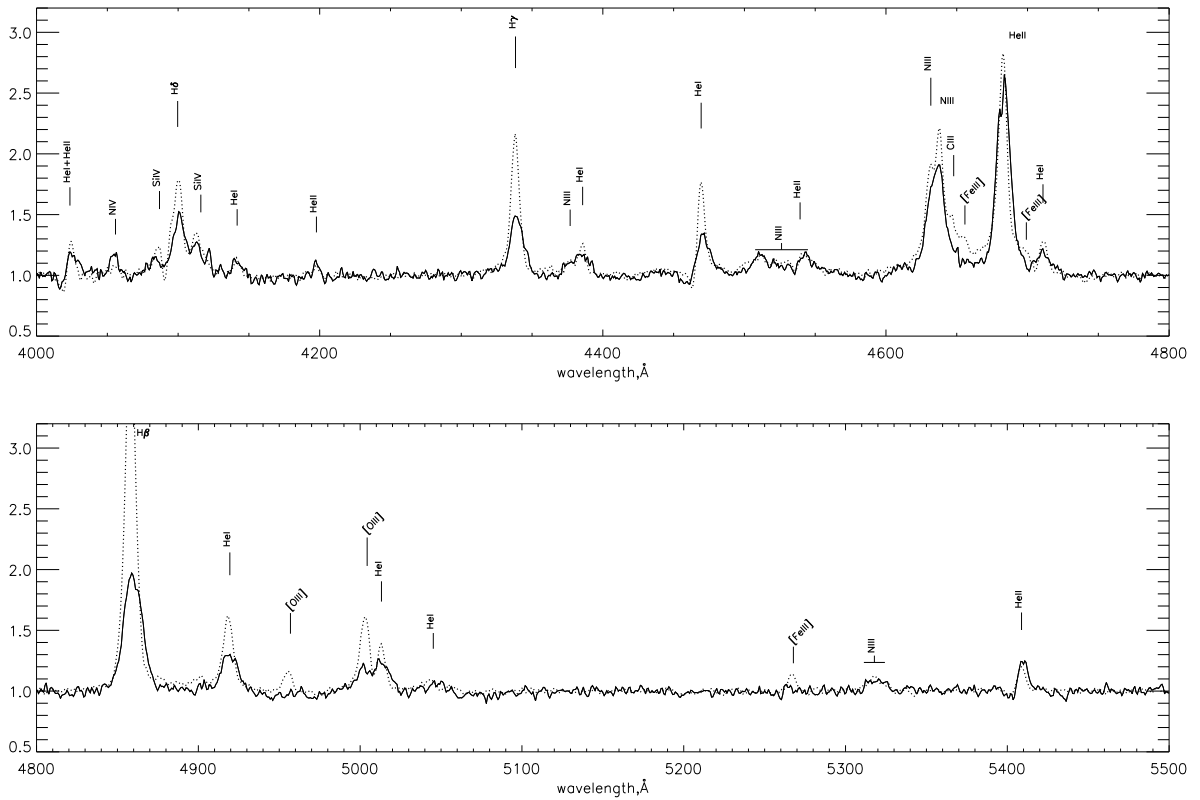


Рис. 5.2: Сравнение нормированных на континуум спектров FSZ35 (показан сплошной линией) и звезды Романо (показан пунктирной линией). Оба спектра получены на 6-м телескопе CAO РАН со спектрографом SCORPIO с гризмой VPHG1200G (спектральное разрешение  $\sim 5.5\text{\AA}$ ) в октябре 2007 года, когда звезда Романо находилась в минимуме блеска ( $V=18.6$  зв. вел.) и её наблюдаемый спектр соответствовал типу WN8h (см. главу 4).

равны  $9.5 \pm 0.2 \text{\AA}$  и  $4.4 \pm 0.1 \text{\AA}$  для FSZ35 и звезды Романо, соответственно. Это различие в ширине линий связано с разной скоростью ветра (у FSZ35 ветер более быстрый) и свидетельствует о разном эволюционном статусе двух объектов. Как уже говорилось в главе 4, медленный ветер – характерный признак голубых переменных звёзд высокой светимости, менее проэволюционировавших по сравнению со звёздами Вольфа-Райе.

## 5.4 Численное моделирование атмосфер

Для моделирования расширяющихся атмосфер FSZ35 и WR156 мы использовали код CMFGEN. Изучение WN, как и других массивных звёзд в нашей Галактике, затруднено из-за сложностей измерения расстояний внутри Галактики, и, следовательно, светимостей этих объектов. Поэтому сначала рассмотрим внегалактическую WN8 звезду FSZ35, расстояние до которой можно считать равным расстоянию до галактики M33, к которой она при-

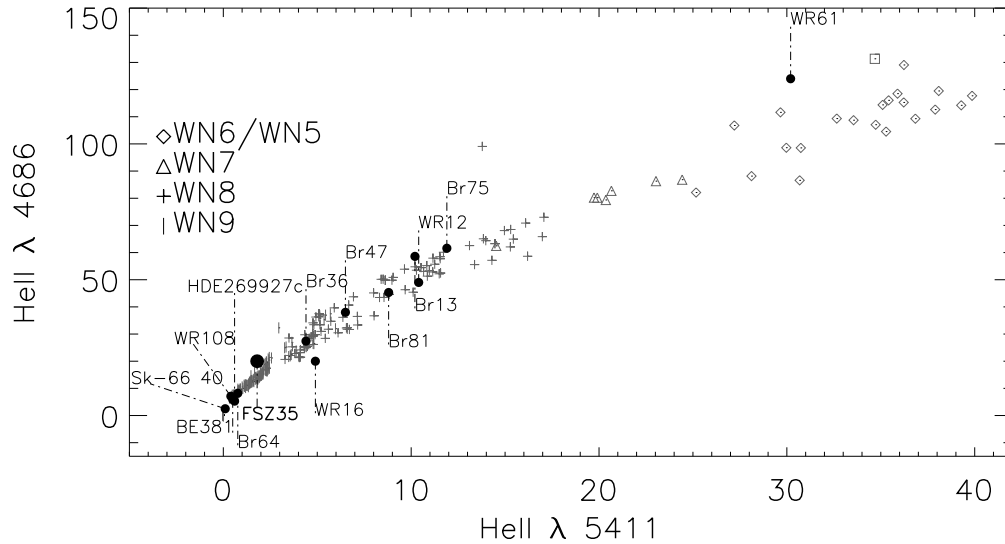


Рис. 5.3: Диаграмма соотношения эквивалентных ширин HeII  $\lambda 4686$  и HeII  $\lambda 5411$ , использованная для сравнения модельных спектров с наблюдаемыми. Закрашенными кружками отмечены положения звёзд Вольфа-Райе, относящихся к разным спектральным подклассам: Sk-66° 40 (WN10); BE381, HDE269927c, WR108 (WN9); Br64, Br36, Br81, WR16 (WN8); Br75, WR12 (WN7); Br47, WR61 (WN6). Данные о звёздах взяты из работ Кроузера и др. (1995) [14, 192] и Кроузера и Смит (1997) [216].

надлежит.

### 5.4.1 FSZ35

Так как FSZ35 и звезда Романо в минимуме блеска имеют схожие спектры, для расчёта атмосферы FSZ35 в качестве исходной модели была взята модель атмосферы звезды Романо, построенная по спектру, полученному в октябре 2007 года. Чтобы в модельном спектре появилась линия N IV  $\lambda 4057$ , температура была повышена до  $T_* = 36\,000$  К. Затем варьировалась светимость при сохранении постоянной температуры  $T_* = const$  с тем, чтобы получить модель, соответствующую данным оптической фотометрии ( $V = 18.7$  зв. вел. [15]). Модельная звёздная величина в фильтре  $V$  при этом получалась путём пересчёта потока на расстояние до галактики M33 ( $D = 847 \pm 60$  кпк согласно Галлети и др. (2004) [193]), добавления межзвёздного покраснения и свёртки с кривой пропускания фильтра. Как и в случае звезды Романо (см. раздел 4.2.2), мы пренебрегали межзвёздным покраснением внутри галактики M33 и считали, что излучение поглощается только проходя через нашу Галактику, и следовательно  $E_{B-V} = 0.052$  зв. вел.



После определения эффективной температуры и светимости проводилось варьирование содержания гелия в атмосфере (отношение  $\text{H}/\text{He}$ ), темпа потери массы  $\dot{M}$  и терминальной скорости  $V_\infty$ <sup>8</sup>, и строилась сетка моделей. Для первоначального грубого сравнения модельных спектров с наблюдаемым в качестве количественного критерия использовались эквивалентные ширины линий и метод характеристических диаграмм, рассмотренный в разделе 4.2.2. Пример характеристической диаграммы, построенной по синтетическим спектрам и показывающей соотношение эквивалентных ширин ветровой линии  $\text{He II } \lambda 4686$  и глубокой атмосферной линии  $\text{He II } \lambda 5411$ , приведён на рисунке 5.3. На диаграмме также отмечены положения реальных звёзд.

После грубой оценки параметров строилась сетка с более мелким шагом, и дальнейшее уточнение параметров проводилось путём визуального качественного сравнения наблюдаемого спектра с модельными во всём диапазоне длин волн, который охватывает наблюдаемый спектр. В таблице 5.2 приведены параметры модели, синтетический спектр которой лучше всего описывает наблюдаемый спектр FSZ35, и указано значение терминальной скорости, при котором наилучшим образом воспроизводятся профили линий. Сравнение синтетического и наблюдаемого спектров FSZ35 показано на рисунке 5.4.

---

<sup>8</sup>При построении моделей терминальная скорость также варьировалась, так как по линиям гелия  $\text{He II } \lambda 5411$ ,  $\text{He I } \lambda 4471$  и  $\text{He I } \lambda 4025$ , у которых наблюдается P Cug профиль, терминальная скорость измеряется с точностью  $\sim 30\%$ :  $V_\infty = 700 \pm 200 \text{ км с}^{-1}$ .

Таблица 5.2: Параметры атмосфер FSZ35 и WR156. Для сравнения приведены параметры звезды Романо (см. главу 4) и трёх других Галактических звёзд типа WN8h, которые также определены с помощью кода CMFGEN.  $CL_1$  – объёмный фактор заполнения (англ. filling factor), параметр, описывающий мелкомасштабную неоднородность среды.  $X_H$ ,  $X_{He}$ ,  $X_C$  и  $X_N$  – массовые доли содержания водорода, гелия, углерода и азота, соответственно.

Звезда	$L_*, 10^5$ [ $L_\odot$ ]	$\log L_*$	$\dot{M}_{cl}, 10^{-5}$ [ $M_\odot \text{год}^{-1}$ ]	$\log \dot{M}_{cl}$	$T_*$ [кК]	$R_*$ [ $R_\odot$ ]	$T_{\text{eff}}$ [кК]	$R_{2/3}$ [ $R_\odot$ ]	$CL_1$	$V_\infty$ [км с $^{-1}$ ]	$X_H$ [%]	$X_{He}$ [%]	$X_C, 10^{-2}$ [%]	$X_N$ [%]	Ист.
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)	(14)	(15)	(16)
FSZ35	$6.5 \pm 1.0$	5.81	$2.4 \pm 0.3$	-4.62	$37 \pm 1$	19.6	$35.5 \pm 1.0$	21.3	0.1	$750 \pm 50$	$17 \pm 3$	$83 \pm 3$	$1.0 \pm 0.3$	$0.36 \pm 0.14$	
WR156	6.5 3.3	5.81 5.52	$1.5 \pm 0.2$ 1.0	-4.82 -5.0	$36 \pm 1$ 36	21 15	$35 \pm 1$ $35 \pm 1$	22 16	0.1	$550 \pm 100$	$30 \pm 3$	$69 \pm 3$	$6 \pm 1$	$0.60 \pm 0.15$	
звезда Романо	6.3	5.8	1.9	-4.72	35	21	33.3	24	0.1	400	29.6	67	2	0.7	
WR124		5.53		-4.7	32.7	18.0				710	15				[203]
WR40		5.61		-4.5	45.0	10.6				840	15	83	1.2	1.12	[189]
WR16		5.68		-4.8	41.7	12.3				650	23	75			[189]



Таблица 5.3: Параметры атмосферы WR156, определенные в разных работах.  $X_H$ ,  $X_{He}$ ,  $X_C$  и  $X_N$  – массовые доли водорода, гелия, углерода и азота, соответственно.

Источник	$M_V$	$D$	$E_{(B-V)}$
(1)	[зв. вел.]	[кпк]	[зв. вел.]
	(2)	(3)	(4)
Модель 1	-6.15	4.55	$1.36 \pm 0.04$
Модель 2	-5.43	3.5	$1.36 \pm 0.04$
Кроузер и др. (1995)[14]	-6.0	3.71	1.26
Ван Дер Хуча (2001) [234]	-5.48	3.56	1.48
Хаманн и др. (2006) [54]	-7.22	4.57	1.22

поглощение в направлении на WR156, оцененное с помощью сервиса “NED extinction calculator”<sup>9</sup> (т.е. суммарное поглощение в Галактике в данном направлении), равно  $A_V = 4.84$  зв. вел. [237]. Если предположить, что светимость звезды  $2 \cdot 10^5 L_\odot$  (минимальное значение светимости для WN звёзд), на расстоянии 800 пк объект должен быть  $\simeq 6.0$  зв. величины даже при поглощении  $A_V = 4.84$  зв. вел., т.е. на  $\simeq 5$  зв. вел. ярче. Кроме того, согласно карте межзвёздного покраснения, построенной в работе Грина и др. (2015) [238], в направлении на WR156  $E_{B-V}$  становится больше единицы на расстоянии  $D$  больше 2.5 кпк. Поэтому наиболее вероятно, что WR156 находится дальше 2.5 кпк – следовательно, ошибка измерения параллакса WR156 существенна, и параллактическое расстояние нельзя использовать при расчётах светимости объекта.

Из-за отсутствия надёжных оценок расстояния при построении модели атмосферы WR156 нами предполагалось, что звёзды WR156 и FSZ35 имеют одинаковую болометрическую светимость, поскольку принадлежат к одному спектральному подклассу – WN8, и рассмотренная выше модель атмосферы FSZ35 была взята в качестве исходной. Содержание гелия, углерода, азота и кислорода варьировалось при моделировании, а для остальных элементов, включенных в расчёты – Ne, Si, S, Ar, Ca, Fe, Al, Mg – полагались содержания, близкие к солнечному. Параметры модели (*Модель 1*), лучше всего описывающей наблюдаемый спектр WR156, приведены в таблице 5.2, а на рисунке 5.5 показано сравнение нормированного на уровень континуума наблюдаемого спектра WR156 с синтетическим в оптическом диапазоне.

Следующим этапом после определения физических параметров и химического состава атмосферы стала оценка межзвёздного покраснения

<sup>9</sup>“NED extinction calculator” доступен по адресу <https://ned.ipac.caltech.edu/forms/calculator.html>

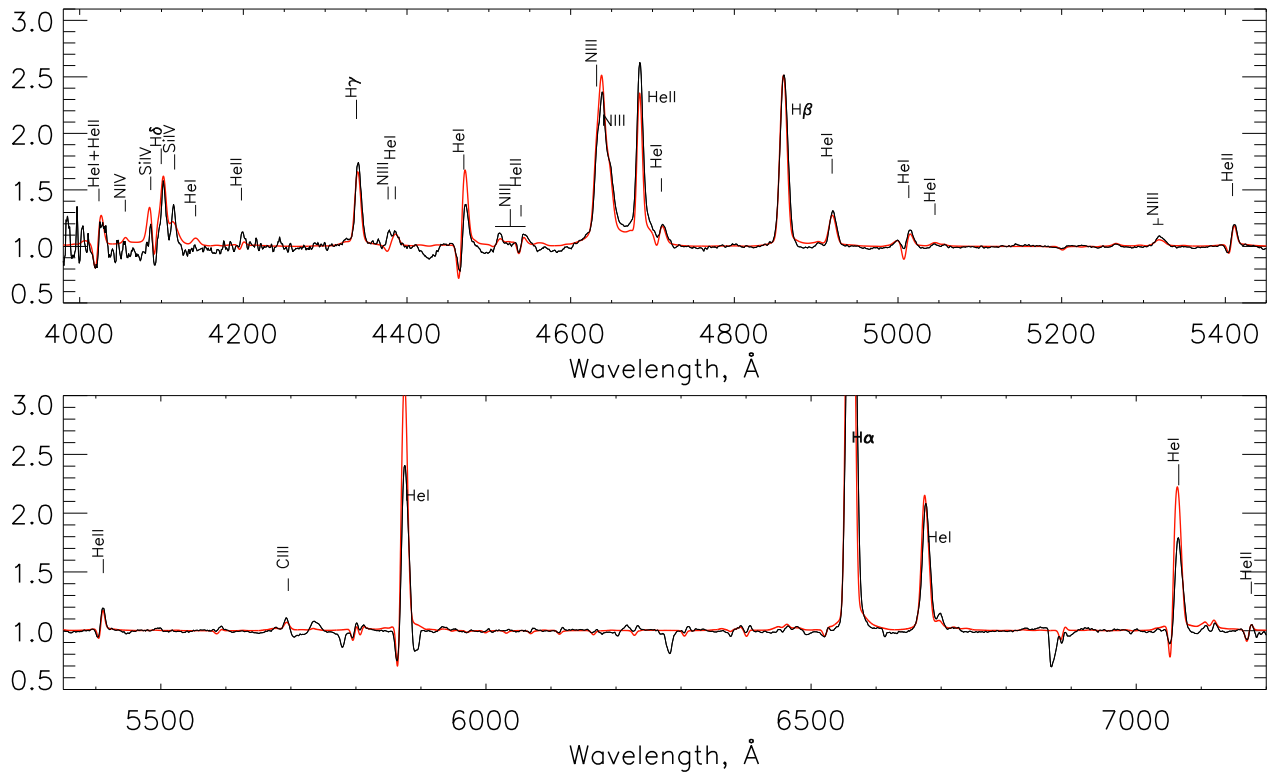


Рис. 5.5: Сравнение наблюдаемого спектра WR156 (показан чёрной линией), нормированного на уровень континуума, с синтетическим (показан красной линией).

$E_{(B-V)}$ . Для её определения были использованы спектры в ультрафиолетовом диапазоне, полученные со спутника IUE в 1982 году. Путём сравнения спектров (синтетического, соответствующего лучшей модели, и наблюдаемого) в абсолютных энергетических единицах в коротковолновой области мы нашли, что в направлении WR156  $E_{(B-V)} = 1.38 \pm 0.02$  зв. вел. При таком значении  $E_{(B-V)}$  совпадают не только наклоны и интенсивности спектров в диапазоне от 1200 до 3300 Å (см. рисунок 5.6), но и модельный показатель цвета ( $B - V$ ) согласуется с наблюдаемым (наблюдаемый показатель цвета  $(B - V) = 1.17 \pm 0.28$ , модельный –  $(B - V) = 1.28$ ).

Один и тот же нормированный на уровень континуума спектр можно описать несколькими наборами параметров – при изменении светимости почти всегда можно подобрать такое значение темпа потери массы, что вид нормированного синтетического спектра останется практически неизменным. Поэтому при неизвестном расстоянии до звезды, а следовательно – и её светимости, мы в общем случае не можем ничего сказать и о темпе потери массы. В связи с этим, чтобы оценить диапазон возможных  $\dot{M}$  для звезды WR156, была построена ещё одна модель с более низкой светимостью, равной  $3.3 \cdot 10^5 L_{\odot}$ . Такое значение соответствует минимальной светимости, наблюдаемой у WN8 звёзд (а именно – у WR25 M31), согласно работам Хайниха и др. (2014) [201] и Сандера и др. (2014) [204], посвя-

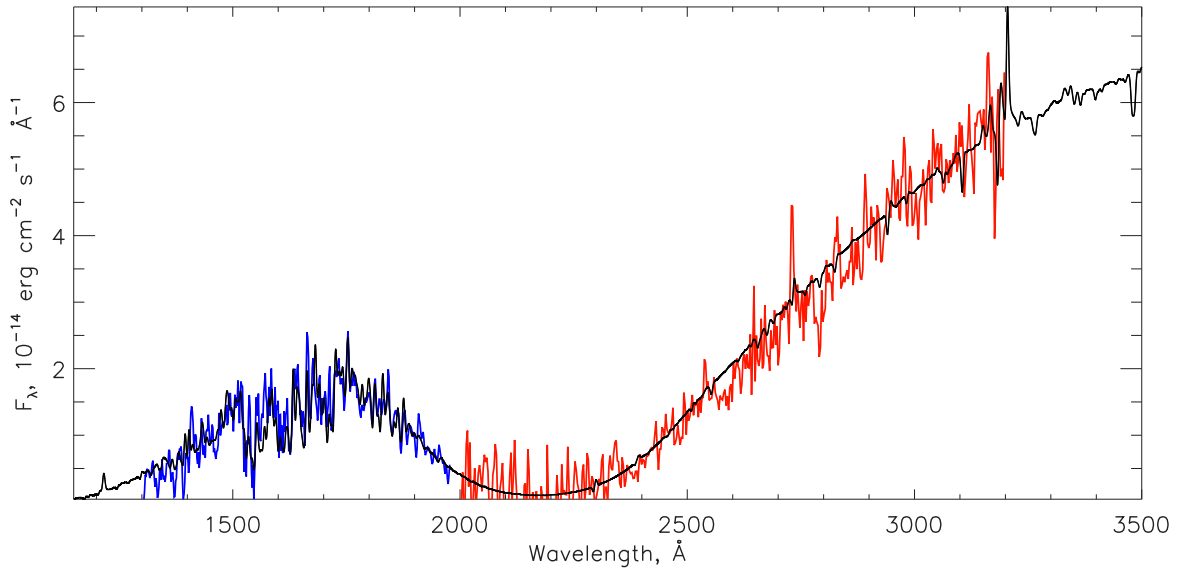


Рис. 5.6: Сравнение наблюдаемого спектра WR156 с синтетическим в ультрафиолетовом диапазоне. Синим цветом показан спектр, полученный на основной камере коротких волн SWP (англ. Short Wavelength Prime) спутника IUE, красным – на основной камере длинных волн LWP (англ. Long Wavelength Prime). Черным цветом показан синтетический спектр, к которому добавлено межзвёздное покраснение с помощью программы FM-UNRED (W. Landsman), входящей в пакет ASTROLIV для IDL, которая использует кривые поглощения, построенные в работе Фицпатрика и Массы (1999) [148].

ценным исследованием WN звёзд в Большом Магеллановом Облаке и в галактике M31, соответственно. Параметры модели с такой светимостью (*Модель 2*) также приведены в таблице 5.2. Как видно из таблицы, помимо светимости, *Модель 2* отличается от *Модели 1* ещё и более низким темпом потери массы. Неопределенность светимости даёт неопределенность в  $\dot{M}$  порядка 30 процентов.

Сравнению наших результатов с результатами предыдущих исследований посвящена таблица 5.4. Во втором столбце приведены значения температуры звезды  $T_*$ , полученные в разных работах. Наша оценка температуры в пределах ошибок согласуется с оценкой Кроузера и др. (1995) [190], хотя наши оценки температуры и светимости систематически выше. Это связано с тем, что современная версия кода CMFGEN учитывает большее количество различных элементов и ионов, что приводит к увеличению непрозрачности ветра и понижению его уровня ионизации (см. работу Геральда и др. (2001) [189] и дискуссию в ней). В работе Нишимаки и др. (2008) [228] температура определена по наклону спектра в ультрафиолетовой области с точностью  $\pm 5000$  K, и, следовательно, тоже согласуется с нашими оценками в пределах ошибок. Наибольшее различие наблюдается между нашей оценкой температуры и оценкой Хаманна и др. (2006)

Таблица 5.4: Параметры атмосферы WR156 определенные в разных работах.  $X_H$ ,  $X_{He}$ ,  $X_C$  и  $X_N$  массовые доли водорода, гелия, углерода и азота, соответственно.

Источник	$T_*$ [кК]	$R_*$ [ $R_\odot$ ]	$\log L_*$	$\log \dot{M}$	$V_\infty$ [км/с]	$X_H$ [%]	$X_{He}$ [%]	$X_C$ [%]	$X_N$ [%]
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)
Модель 1	36	21	5.81	-4.82	550	30	69	0.06	0.60
Модель 2	36	15	5.52	-5					
Ошибки	$\pm 1$	$\pm 1$			$\pm 100$	$\pm 3$	$\pm 3$	$\pm 0.01$	$\pm 0.15$
Кроузер и др. [190]	35.5	15.7	5.55	-4.48	660	27	71	0.2	1.7
Хаманн и др. [54]	39.8	23.7	6.1	-4.5	660	27			
Нишимаки и др. [228]	30	23.4	5.6	-4.8/-4.5	600				

[54]. Оно связано с разным подходом к оценке температуры – если в нашей работе  $T_*$  является главным параметром и непосредственно измеряется по ионизационному балансу, то Хаманн и др. (2006) [54] определяют эту величину из закона Стефана-Больцмана для заданной светимости и радиуса (берётся радиус, на котором оптическая толщина  $\tau = 20$ ). В пятом столбце приведены значения темпа потери массы  $\dot{M}$ , взятые непосредственно из литературы. В работе Кроузера и др. (1995) [190]  $\dot{M}$  определен без учета неоднородностей ветра, в работе Хаманна и др. (2006) [54] объёмный фактор заполнения равен 0.25. Нишимаки и др. (2008) [228] определяли темп потери массы  $\dot{M}$  и по непрерывному спектру, и по эмиссионным линиям гелия – в таблице приведены оба значения с учётом неоднородностей ветра. Наши оценки доли водорода в атмосфере WR156 согласуются с ранее опубликованными. Благодаря учёту большего количества различных физических процессов, мы точнее определили температуру звезды и темп потери массы в ветре. Также, благодаря включению в расчёт большего числа ионов, мы детальнее исследовали химический состав атмосферы по сравнению с предыдущими работами.

## 5.5 Заключение

В данной главе мы рассмотрели две звезды Вольфа-Райе спектрального типа WN8: WR156, принадлежащую нашей Галактике, и FSZ35 из галактики M33. Для каждой звезды мы построили модель атмосферы и определили основные физические параметры, которые приведены в таблице 5.2. Для сравнения там же приводятся взятые из литературы параметры ещё трёх

звёзд типа WN8h, определённые посредством моделирования их атмосфер кодом CMFGEN. Из таблицы видно, что FSZ35 по своим параметрам – главным образом, по содержанию водорода – близка к этим звёздам. Основываясь на этом, мы уточняем спектральную классификацию [Масси и Джонсона \(1998\)](#) [15], и относим FSZ35 к богатым водородом звёздам Вольфа-Райе азотной последовательности – к типу WN8h. Вторая звезда WR156 согласно нашим оценкам доли водорода в атмосфере является самой богатой водородом звездой типа WN8 в Галактике. Скорость ветра WR156 ниже, чем у приведенных в таблице звёзд типа WN8h, и по этому параметру WR156 лежит между пост-LBV звездой Романо и звёздами типа WN8h. Вероятно, WR156 относительно недавно перешла в область звёзд азотной последовательности (WN) и является менее проэволюционировавшей по сравнению с FSZ35. С этим предположением согласуется и положение звёзд на диаграмме *светимость – массовая доля водорода* (см. рисунок 4.11): FSZ35 и WR156 находятся примерно на одном и том же эволюционном треке, но WR156 находится выше и ближе к известным LBV звёздам. На диаграмме Герцшпрунга-Рассела (см. рисунок 4.10) звёзды FSZ35 и WR156, также как и звезда Романо, располагаются на эволюционном треке  $50 M_{\odot}$ , левее (соответственно горячее) звезды Романо, это также подтверждает что они более проэволюционировавшие объекты.

Все рассчитанные в процессе работы модели звёзд Вольфа-Райе (около 600 моделей) доступны онлайн в созданной нами *Базе данных атмосфер горячих звёзд* по адресу <http://www.sao.ru/webmodels>.



## Глава 6

# Изучение окрестностей гипергиганта Cyg OB2 №12 / МТ 304

### 6.1 Введение

Звезда Cyg OB2 №12 (Schulte 12, МТ 304) – одна из ярчайших звёзд нашей Галактики, её болометрическая светимость составляет  $1.9 \cdot 10^6 L_{\odot}$  по оценкам [Кларка и др. \(2012\)](#) [16]. Интересна она не только своей огромной массой ( $110 M_{\odot}$  согласно [Кларку и др. \(2012\)](#) [16]), но и аномально сильным покраснением, которое заметно превышает среднее покраснение в ассоциации (см. работу [Ченцова и др. \(2013\)](#) [110] и ссылки в ней, а также [Райта и др. \(2015\)](#) [9]).

По спектру МТ 304 классифицируется как гипергигант B5 Ia-0 [110]. На диаграмме Герцшпрунга-Рассела она лежит выше предела Хэмприс-Дэвидсона, и на основании этого МТ 304 включена в список Галактических кандидатов в голубые переменные звёзды высокой светимости (сLBV) [239, 240]. Однако у неё отсутствуют характерные для LBV звёзд фотометрическая переменность и сопутствующие изменения спектрального класса – на сегодня у МТ 304 уверенно зарегистрирована лишь переменность профилей спектральных линий [110]. В работе [Кларка и др. \(2012\)](#) [16] построена кривая блеска звезды с 1954 года, и на основании анализа спектральной и фотометрической переменности сделан вывод, что МТ 304 практически не переменна, и что её можно отнести к классу голубых гипергигантов.

Межзвёздное поглощение в направлении Cyg OB2 исследовалось в нескольких работах. [Киминки и др. \(2007\)](#) [109] измерили поглощение  $A_V$  для всех ярких ( $V < 15$  зв. вел.) звёзд, принадлежащих к ассоциации, и обнаружили, что поглощение неоднородно и изменяется от 3.5 до 7.7 зв. величин (за исключением МТ 304). [Дрю и др. \(2008\)](#) [97], используя данные из фотометрического обзора в линии  $H\alpha$  IPHAS (INT/WFC Photometric  $H\alpha$

Survey), обнаружили скопление А звёзд на расстоянии 20 угловых минут к югу от центра Суг OB2 и оценили, что поглощение для этих звёзд лежит в интервале от 4.5 до 7 зв. вел. Сале и др. (2009) [241], также используя данные IPHAS, построили трёхмерную карту Галактического поглощения и показали, что в направлении Суг OB2 на расстоянии 1 кпк от Солнца  $A_V$  примерно равно 2 зв. вел., а затем быстро возрастает и на расстоянии 2 кпк достигает 6 зв. вел. Гуарцелло и др. (2012) [99] на основе многоцветной фотометрии построили карту покраснения с угловым разрешением 3 угловых минуты, предполагая, что возраст ассоциации составляет 3.5 миллиона лет. Используя двухцветную диаграмму  $(r-i) - (i-z)$ , они показали, что поглощение в ассоциации меняется от 2 зв. вел. до 6 зв. вел., а среднее поглощение в центре Суг OB2 составляет  $A_V = 4.33$  зв. вел. В недавней работе Райт и др. (2015) [9] оценили среднее поглощение для звёзд, принадлежащих к ассоциации, как  $A_V = 5.4$  зв. вел., тогда как для половины звёзд  $A_V$  лежит в диапазоне 4.5–6.7 зв. вел.

Излучение МТ 304 поглощено значительно больше, чем излучение других массивных звёзд в ассоциации Суг OB2. Первым межзвёздное поглощение в направлении МТ 304 оценил Шарплесс (1957) [242] – согласно его оценкам  $A_V \simeq 10.1$  зв. вел. Эта оценка хорошо согласуется с современными данными [9, 109]. Согласно работе Райта и др. (2015) [9], разница между МТ 304 и МТ 488, второй звездой ассоциации по величине поглощения, составляет  $\Delta A_V = 1.9$  зв. вел. Природа этого избытка остается неясной – он может возникать в плотных облаках пыли, которые случайно оказались на луче зрения (см. работу Уайттет. (2015) [243] и обсуждение в ней), либо же в околозвёздной оболочке (см. например, работу Ченцова и др. (2013) [110]). Кларк и др. (2012) [16] провели моделирование спектра МТ 304 с помощью кода SMFGEN и не обнаружили какого-либо инфракрасного избытка, который можно было бы связать с излучением пылевой оболочки.

В результате анализа данных со звёздного датчика (датчика гидирования, Fine Guidance Sensor) космического телескопа им. Хаббла Кабалеро-Невис и др. (2014) [159] заявили об обнаружении двойственности МТ 304. Для подтверждения этого Марьева и др. (2016) [117] провели спекл-интерферометрические наблюдения МТ 304 на 6-м телескопе САО РАН, в результате чего удалось не только уточнить параметры второго компонента – расстояние и разность звёздных величин, – но и выявить третий, ещё более слабый компонент. Таким образом, на сегодня МТ 304 является кратной системой, состоящей из трёх звёзд. Разность блеска между главным компонентом и вторым –  $\Delta m = 1.8 \pm 0.1$  зв. вел. и  $\Delta m = 4.8 \pm 0.2$  – между главным и третьим, угловые расстояния –  $64 \pm 2$  и  $1246 \pm 2$  милли-

Таблица 6.1: Журнал наблюдений.  $\Delta\lambda$  – спектральное разрешение в диапазоне 4000–5700 ÅÅ.

Дата	Размер изобр.	$\Delta\lambda$	Звезда
(1)	[ $''$ ]	[Å]	стандарт
(1)	(2)	(3)	(4)
30 мая 2013	1.1-1.3	6.4	BD33d2642
7 марта 2014	3.2	6.6	HZ44
8 марта 2014	3.0	6.0	BD75d325
31 июля 2014	1.2-1.5	7.4	BD28d4211
3 августа 2014	1.2-1.5	8	BD33d2642

секунды дуги, соответственно. Однако очевидно, что наличие таких слабых компонентов не может объяснить аномальное покраснение МТ 304.

## 6.2 Наблюдательные данные

Для исследования распределения межзвёздного поглощения вблизи МТ 304 мы провели длиннощелевую спектроскопию и фотометрию звёзд, лежащих в её окрестностях в радиусе 2.5 угловых минут.

Длиннощелевая спектроскопия звёзд в окрестностях МТ 304 была выполнена на 6-м телескопе САО РАН с фокальным редуктором SCORPIO [116] в течение пяти ночей 2013 и 2014 года. Во все даты наблюдений использовалась гризма VPHG1200G. Каждую ночь для калибровки потоков снимались спектры спектрофотометрических стандартов из списка Оке (1990) [244]. Имена звёзд-стандартов приведены в последнем столбце таблицы 6.1. Также в таблице 6.1 представлены даты наблюдений, качество изображений и спектральное разрешение в каждую ночь, измеренное по спектру лампы с гелий-неон-аргоновым (He-Ne-Ar) наполнителем.

На рисунке 6.1 слева показана область неба вблизи МТ 304. Все звёзды, для которых нам удалось получить спектры, за исключением USNO-B1.0 1312-0389914, отмечены кружками и пронумерованы. Карта окрестностей USNO-B1.0 1312-0389914 ( $\alpha = 20 : 32 : 56.696$ ,  $\delta = +41 : 15 : 41.26$ ) приведена на рисунке 6.1 справа. В таблице 6.2 собраны имена звёзд согласно разным каталогам и номера, соответствующие рисунку 6.1.

Редукция всех спектров была проведена с помощью пакета программ ScoRe<sup>1</sup>. Полученные спектры в единицах потока приведены на рисун-

<sup>1</sup>Пакет программ ScoRe, доступный по адресу <http://www.sao.ru/hq/ssl/maryeva/score.html>, написан О. Марьевой и П. Аболмасовым на языке IDL специально для обработки спектральных данных, получаемых на SCORPIO, и включает в себя все стандартные этапы редукции длиннощелевых данных.

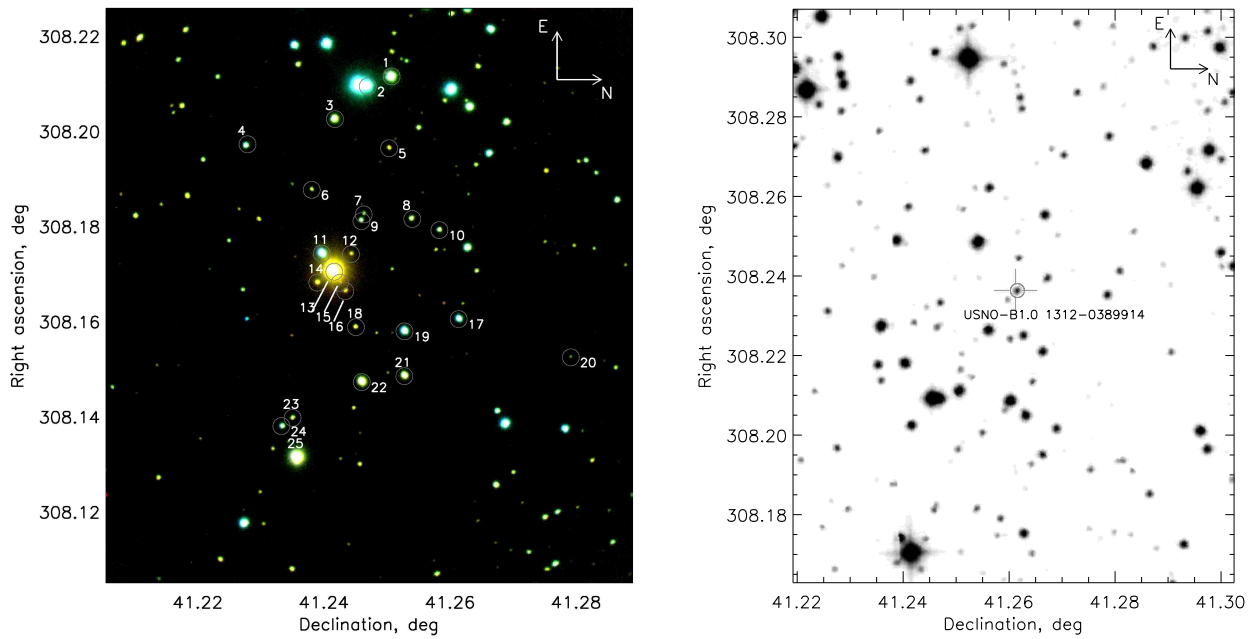


Рис. 6.1: Слева: цветной снимок (сумма прямых изображений в  $B$ ,  $V$  и  $R$  фильтрах) центральной части ассоциации Суг OB2 вблизи МТ 304, полученный со SCORPIO. Кругами отмечены звёзды, для которых проведена спектроскопия. Справа: карта окрестностей звезды USNO-B1.0 1312-0389914, снимок взят из Паломарского обзора неба (DSS).

ках 6.2-6.8.

Прямые снимки области вокруг МТ 304 в  $B$  и  $V$  фильтрах, используемые для фотометрии исследуемых звёзд, были получены 14 октября 2012 года на телескопе Цейсс-1000 САО РАН с ПЗС-фотометром и 30 мая 2013 года на 6-м телескопе с фокальным редуктором SCORPIO. Подробно обработка прямых снимков и фотометрия звёзд описаны в работе [Марьевой и др. \(2016\)](#) [117]. В таблице 6.3 для всех звёзд в нашей выборке приведены измеренные звёздные величины в  $B$  и  $V$  фильтрах, а также показатель цвета ( $B - V$ ).

Таблица 6.2: Список рассмотренных звёзд. N – номер звезды на рисунке 6.1, SDSS – имя по каталогу Слоановского цифрового обзора неба (Sloan Digital Sky Survey (SDSS)), MT/AFM – имя в каталоге Масси и Томсона (1991) [101] или Альбасете-Коломбо и др. (2007) [245].

N (1)	SDSS (2)	MT/AFM (3)
1	J203250.75+411502.2	MT 343
2	J203250.25+411448.4	MT 340
3	J203248.62+411429.8	MT 333
4	J203247.28+411339.0	
5	J203247.17+411501.0	
6	J203245.07+411416.5	AFM91
7	J203243.84+411446.5	
8	J203243.61+411513.9	AFM79
9	J203243.49+411445.1	AFM85
10	J203243.01+411529.9	
11	J203241.84+411422.14	MT 309
12	J203241.80+411439.2	
13	J203240.89+411429.6	MT 304
14	J203240.35+411420.1	
16	J203239.90+411436.2	
17	J203238.51+411541.2	MT 297
18	J203238.09+411441.8	
19	J203237.89+411509.7	MT 294
20	J203236.58+411644.7	
21	J203235.63+411509.6	AFM27
22	J203235.33+411445.3	MT 282
23	J203233.44+411406.0	
24	J203233.07+411359.6	
25	J203231.49+411408.4	AFM17

Таблица 6.3: Межзвёздное поглощение и расстояние для звёзд вблизи МТ 304. Первая колонка – имена звёзд согласно каталогам [101] или [245], вторая – по каталогу SDSS. Диапазон спектральных подклассов приведен в колонках 3 и 4, а колонки 5, 6 и 7, 8 дают значения абсолютной звёздной величины  $M_V$  и собственного показателя цвета  $(B - V)_0$ , соответствующего этому диапазону. По такому же принципу даны значения в колонках 14, 15 – диапазон  $A_V$  для всех изученных звёзд, и колонки 16, 17 – диапазон расстояний.

AFM/ MT (1)	SDSS (2)	Спектр. класс (3) (4)		$M_V$ [зв. вел.] (5) (6)		$(B - V)_0$ [зв. вел.] (7) (8)		$B$ [зв. вел.] (9)	$V$ [зв. вел.] (10)	$(B - V)$ [зв. вел.] (11)	$E_{B-V}$ [зв. вел.] (12) (13)		$A_V$ [зв. вел.] (14) (15)		D [кпк] (16) (17)	
<b>Звёзды переднего плана</b>																
MT 340	J203250.25+411448.4	G8 V	G9 V	+5.5	+5.7	+0.74	+0.775	14.68	13.7	0.98	0.24	0.205	0.72	0.615	0.31	0.3
	J203247.28+411339.0	K0 V	K7 V	+5.9	+8.1	+0.81	+1.33	18.53	17.08	1.45	0.64	0.13	1.94	0.38	0.7	0.5
	J203243.84+411446.5	K0 V	K2 V	+5.9	+6.4	+0.81	+0.91	20.9	19.2	1.7	0.9	0.8	2.7	2.4	1.3	1.2
AFM85	J203243.49+411445.1	K7 V	M2 V	+8.1	+9.9	+1.33	+1.49	19.63	18.05	1.6	0.27	0.1	0.8	0.3	0.7	0.4
	J203243.01+411529.9	M2 V	M5 V	+9.9	+12.3	+1.49	+1.64	19.37	17.73	1.64	0.15	0	0.45	0	0.3	0.1
MT 309	J203241.84+411422.14	G8 V	K1 V	+5.5	+6.15	+0.74	+0.86	16.0	15.0	1.00	0.26	0.13	0.8	0.4	0.6	0.5
MT 297	J203238.51+411541.2	G8 V	K0 V	+5.5	+5.9	+0.74	+0.81	17.3	16.14	1.16	0.42	0.35	1.16	1.25	0.75	0.7
MT 294	J203237.89+411509.7	F0 V	F1 V	+2.7	+3.15	+0.3	+0.325	16.64	15.41	1.23	0.93	0.9	2.79	2.71	1.0	0.8
	J203236.58+411644.7	K1 V	K7 V	+6.15	+8.1	+0.86	+1.33	22.4	20.44	1.96	1.1	0.64	3.3	1.9	1.6	1.2
	J203233.07+411359.6	F8 V	G2 V	+4.0	+4.7	+0.52	+0.63	18.93	17.43	1.5	0.98	0.87	2.94	2.6	1.25	1.05
<b>Звёзды, входящие в ассоциацию</b>																
MT 343	J203250.75+411502.2	B1 V	B2 V	-3.2	-2.45	-0.26	-0.24	16.4	14.41	2.00	2.26	2.24	6.78	6.72	1.5	1.1
MT 333	J203248.62+411429.8	B1 V	B2 V	-3.2	-2.45	-0.26	-0.24	17.9	15.6	2.30	2.56	2.54	7.7	7.63	1.6	1.2
AFM91	J203245.07+411416.5	B8 V	A1 V	-0.25	+1.0	+0.11	+0.01	21.2	18.93	2.27	2.38	2.27	7.16	6.8	2.5	1.6
AFM79	J203243.61+411513.9	B5 V	B7 V	-1.2	-0.6	-0.17	-0.13	19.85	17.62	2.23	2.4	2.36	7.2	7.0	2.0	1.6
	J203241.80+411439.2	B5 V	B9 V	-1.2	+0.2	-0.17	-0.07	21.8	19.05	2.75	2.93	2.83	8.78	8.5	1.9	1.2
MT 304	J203240.89+411429.6	B5 Ia-0		-8.4		-0.08		14.76	11.5	3.26	3.34		10.0		1.1	
	J203240.35+411420.1	B2 V	B5 V	-2.45	-1.2	-0.24	-0.17	20.67	17.86	2.81	3.05	2.98	9.15	8.94	1.7	1.1
	J203239.90+411436.2	B5 V	B6 V	-1.2	+0.9	-0.17	-0.15	21.68	18.84	2.84	3.01	3.0	9.03	9.00	1.6	1.4
	J203238.09+411441.8	B5 V	B7 V	-1.2	-0.6	-0.17	-0.13	20.93	18.33	2.6	2.78	2.74	8.32	8.2	1.7	0.8
AFM27	J203235.63+411509.6	B1 V	B2 V	-3.2	-2.45	-0.26	-0.24	18.2	15.9	2.32	2.58	2.56	7.75	7.7	1.8	1.4
MT 282	J203235.33+411445.3	B1 V	B1 IV	-3.2	-3.8	-0.26		17.31	14.9	2.42	2.68		8.04		1.0	1.4
AFM17	J203231.49+411408.4	O7.5 Ib	III	-6.3	-5.8	-0.31	-0.32	15.14	12.9	2.24	2.56	2.57	7.68	7.7	2.0	1.6
	USNO-B1.0 1312-0389914	B7 V	A2 V	-0.6	+1.3	-0.13	+0.05	19.19	17.27	1.92	2.05	1.87	6.15	5.61	2.2	1.2
<b>Звёзды, лежащие за ассоциацией</b>																
	J203233.44+411406.0	B5 V	B7 V	-1.2	-0.6	-0.17	-0.13	20.53	18.31	2.22	2.39	2.35	7.16	7.04	2.9	2.3
	J203247.17+411501.0	G8 III	K0 III	+0.8	+0.7	+0.94	+1.0	21.73	18.78	2.95	2.01	1.95	6.02	5.85	2.5	2.8

\* – значения  $M_V$  и  $(B - V)_0$  взяты из работы Шмидта-Калера (1982) [196].

## 6.3 Результаты

Мы провели спектральную классификацию звёзд из нашей выборки двумя различными способами: 1) качественно – с помощью спектральных атласов, например атласов [Якоби и др. \(1984\)](#) [246] и [Вальборна и Фицпатрика \(1990\)](#) [247], и 2) автоматически – сравнением нормированных спектров исследуемых звёзд со спектрами звёзд-стандартов из библиотеки STELIB<sup>2</sup>. Второй способ аналогичен использованному в работе [Аболмасова и др. \(2010\)](#) [249] – спектр исследуемой звезды сначала приводился к уровню континуума, а затем с помощью критерия  $\chi^2$  сравнивался со спектрами, взятыми из библиотеки STELIB и свернутыми со спектральным разрешением наблюдаемого спектра.

Почти для всех звёзд выборки оба метода дают близкие значения спектральных подклассов. В случае их различия мы указывали в таблице 6.3 более широкий диапазон спектральных подклассов, охватывающий результаты обоих методов. Для определения класса светимости В-звёзд мы использовали линии водорода, слабеющие с увеличением светимости (см., например, [Грей и Корбалли \(2009\)](#) [250]). Для более поздних спектральных классов мы также использовали линии, чувствительные к светимости. В нескольких случаях, когда нам не удалось оценить класс светимости, мы предположили, что звезда относится к карликам, т.е. имеет V класс светимости<sup>3</sup>. Объединив спектральные оценки с данными фотометрии, мы определили для каждой звезды межзвёздное поглощение  $A_V$  как

$$A_V = R_V \cdot E_{B-V} \quad ,$$

где  $E_{B-V} = (B - V) - (B - V)_0$  – избыток цвета, а  $R_V = 3$  согласно работе [Хэнсона \(2003\)](#) [102]. Для оценки расстояний  $D$  до звёзд мы использовали классическую формулу:

$$\log D = 0.2 \times (V - M_V - A_V + 5).$$

Основные звездные параметры, такие как абсолютная звездная величина  $M_V$  и собственный показатель цвета  $(B - V)_0$ , были взяты из работы [Шмидта-Калера \(1982\)](#) [196]. Диапазон возможных спектральных подклассов для каждой звезды соответствует диапазону  $M_V$  и  $(B - V)_0$ , которые

---

<sup>2</sup>Библиотека звёздных спектров STELIB описана Ле Борне и др. (2003) [248] и доступна по адресу <http://webast.ast.obs-mip.fr/stelib>

<sup>3</sup>Это предположение опирается на тот факт, что звёзд V класса светимости гораздо больше. В любом случае, оно не вносит существенных ошибок при определении покраснения, так как карлики и гиганты одного спектрального подкласса имеют близкие показатели цвета.

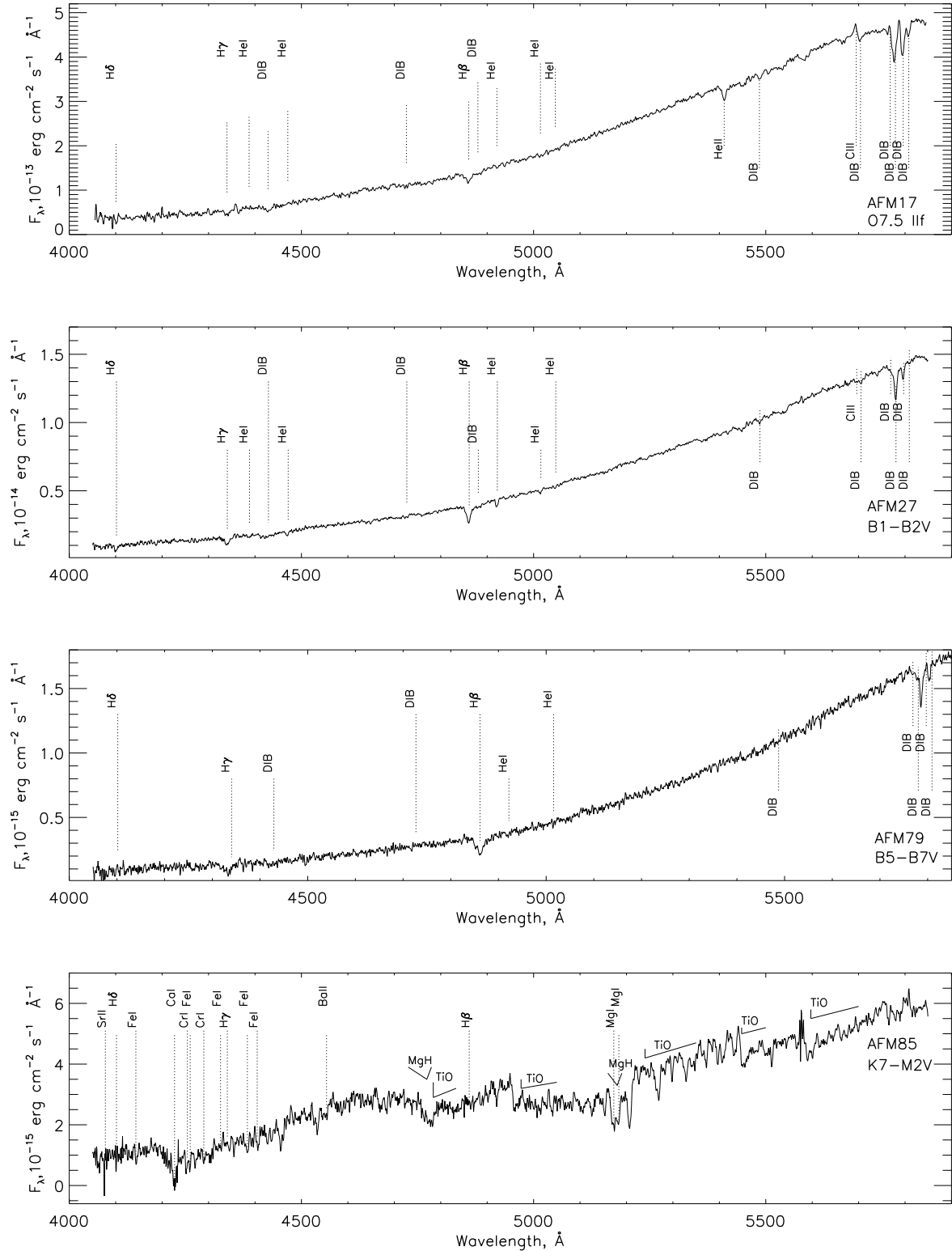


Рис. 6.2: Сверху вниз показаны спектры звезд: J203231.49+411408.4, J203235.63+411509.6, J203243.61+411513.9 и J203243.49+411445.1.





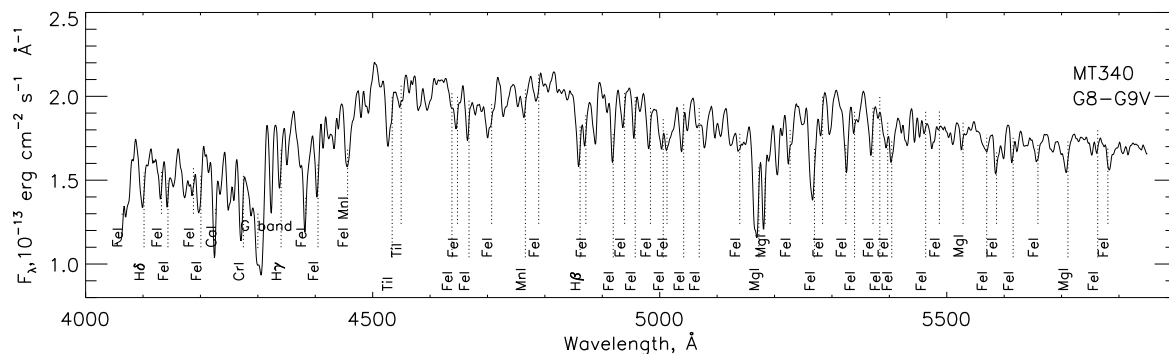
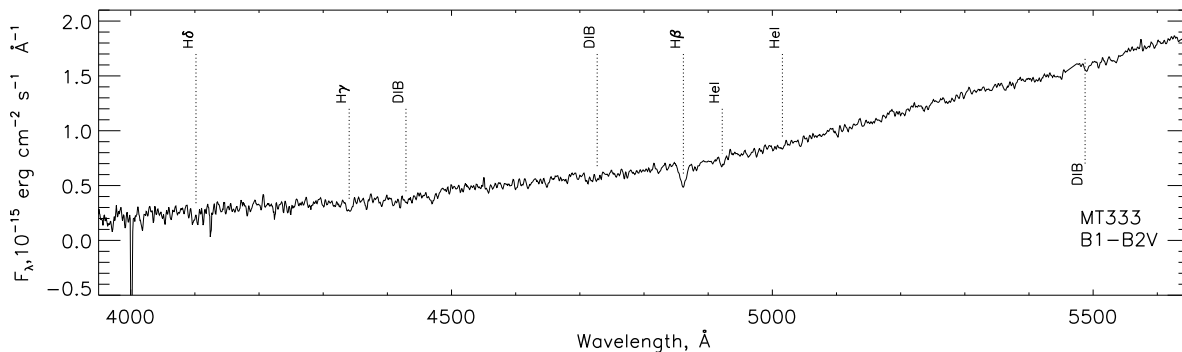
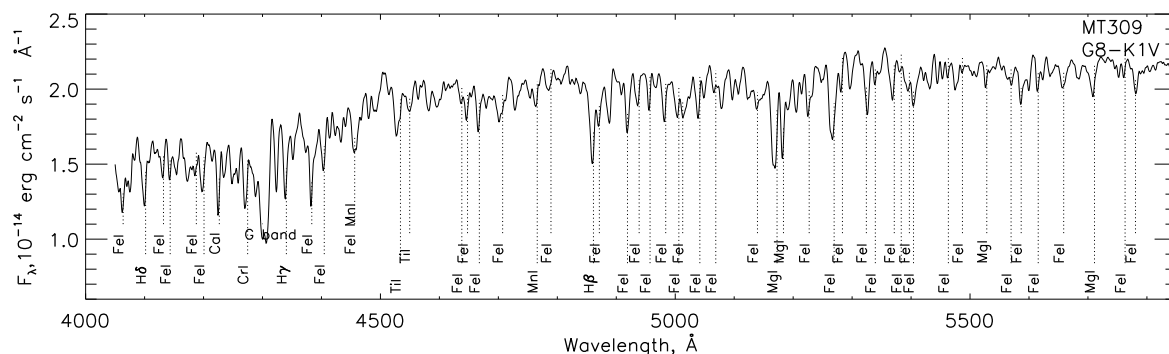
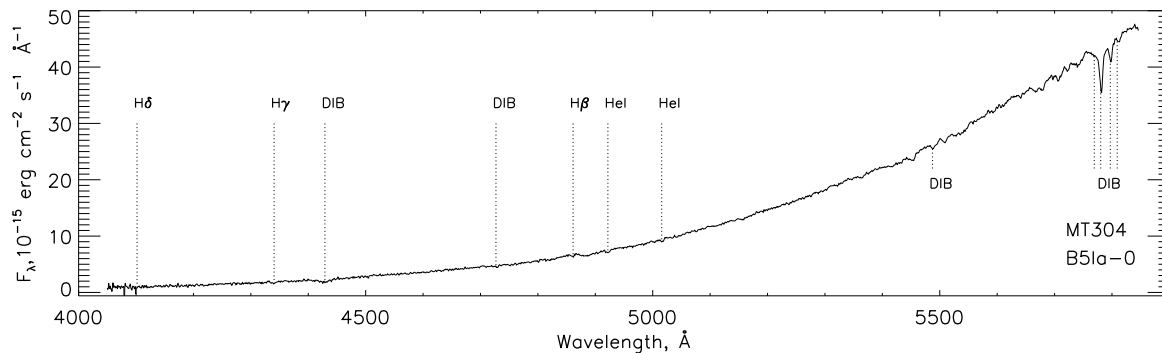


Рис. 6.4: Сверху вниз показаны спектры звезд: J203240.89+411429.6, J203241.84+411422.14, J203248.62+411429.8 и J203250.25+411448.4.

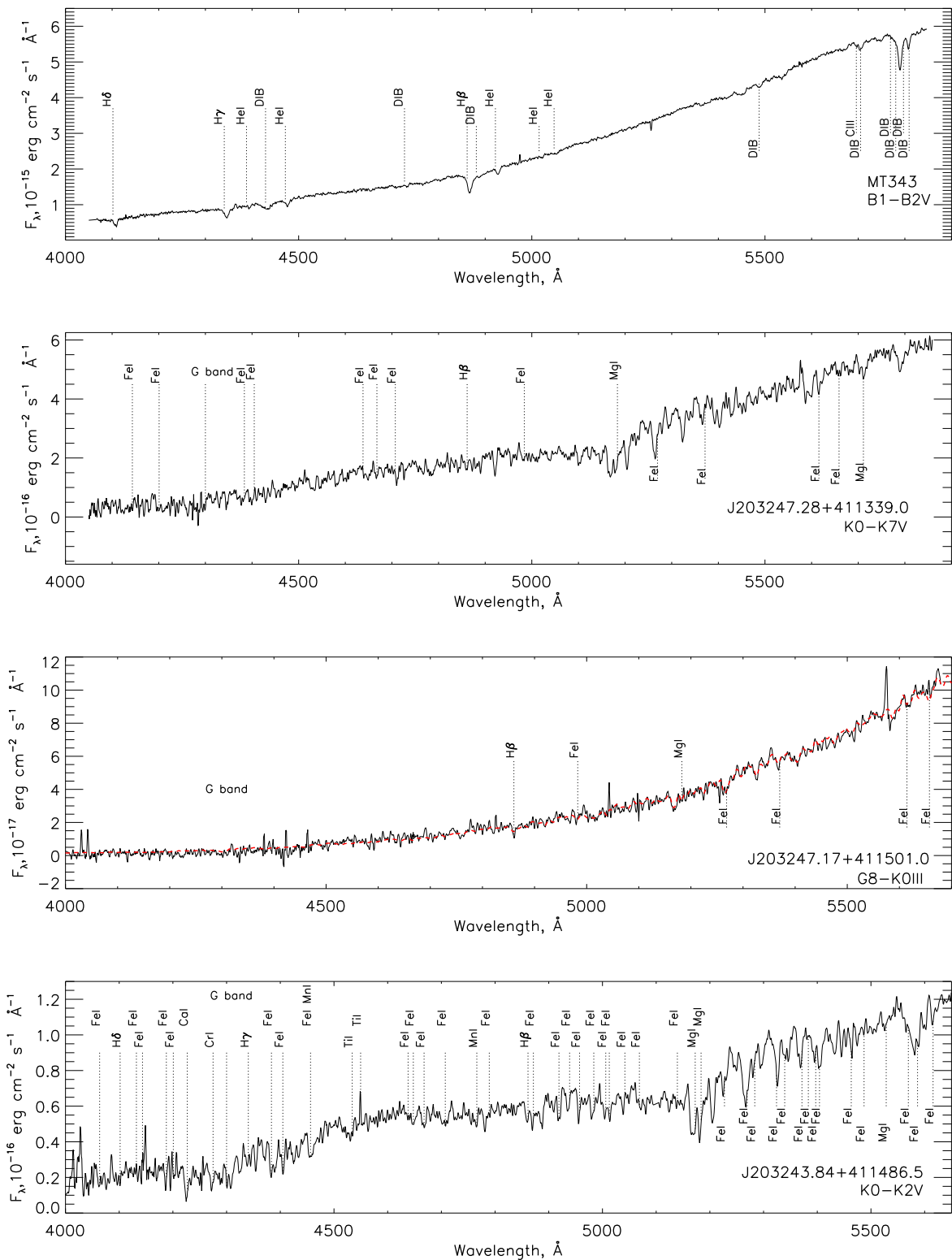


Рис. 6.5: Сверху вниз показаны спектры звёзд: J203250.75+411502.2, J203247.28+411339.0, J203247.17+411501.0 и J203243.84+411446.5. На третьей панели для сравнения штриховой линией показан также и спектр звезды HD 113226 (G8 III), искусственно покраснённый с использованием процедуры FM-UNRED.

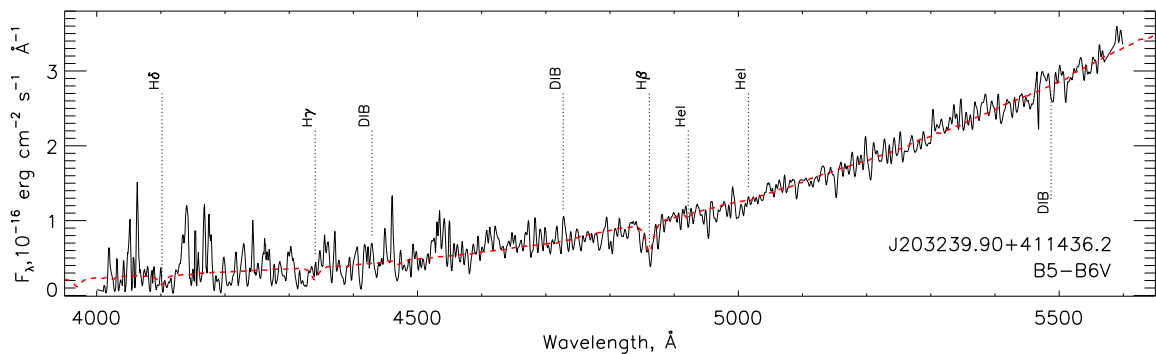
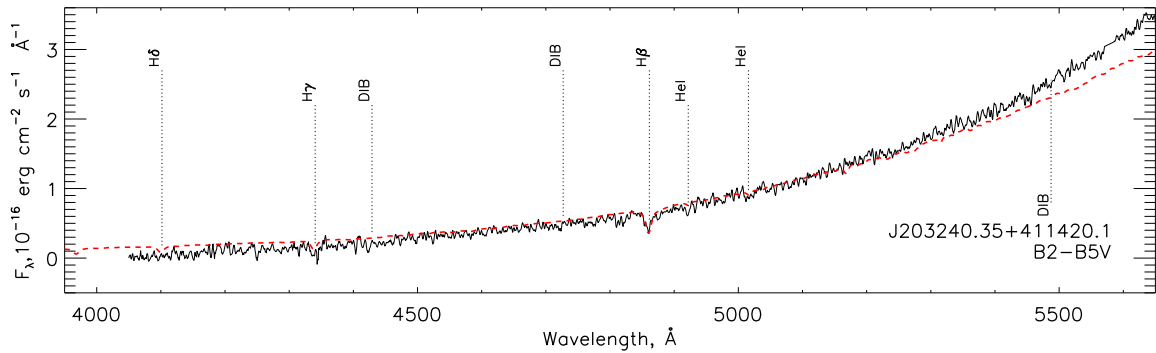
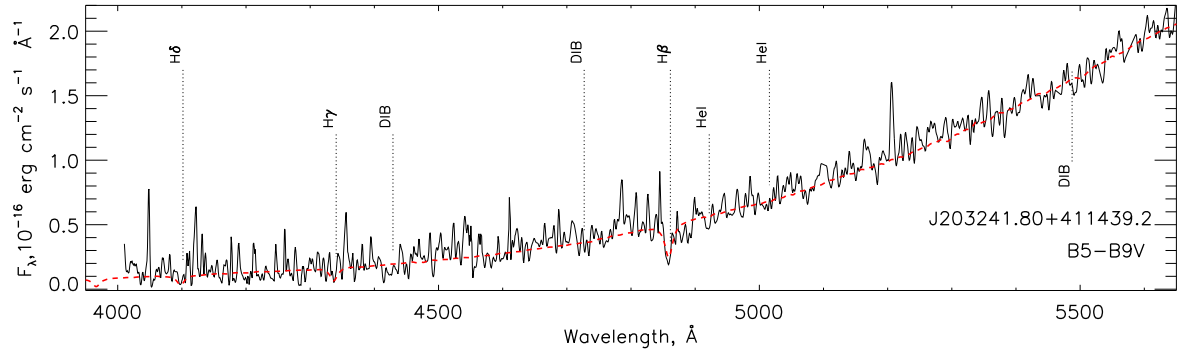
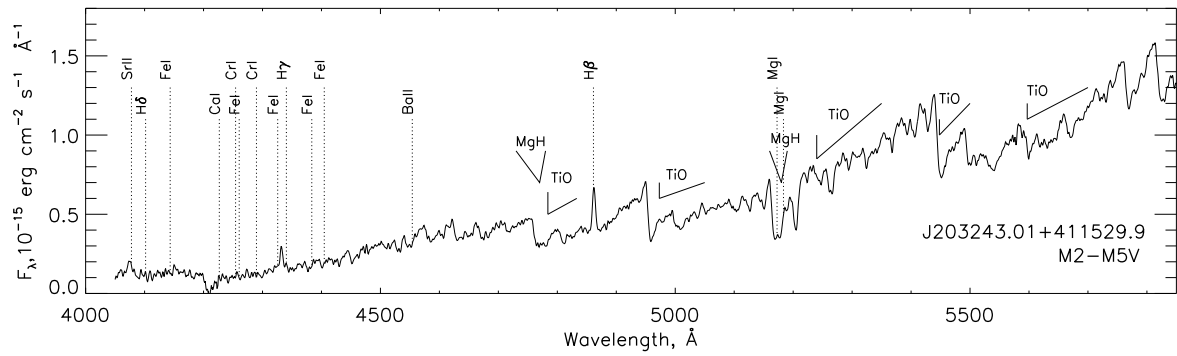


Рис. 6.6: Сверху вниз показаны спектры звёзд: J203243.01+411529.9, J203241.80+411439.2, J203240.35+411420.1 и J203239.90+411436.2. Для сравнения штриховыми линиями нанесены искусственно покраснённые спектры звёзд HD 144206 (B9 III), HD 39866 (A2 II) и HD 147394 (B5 IV).

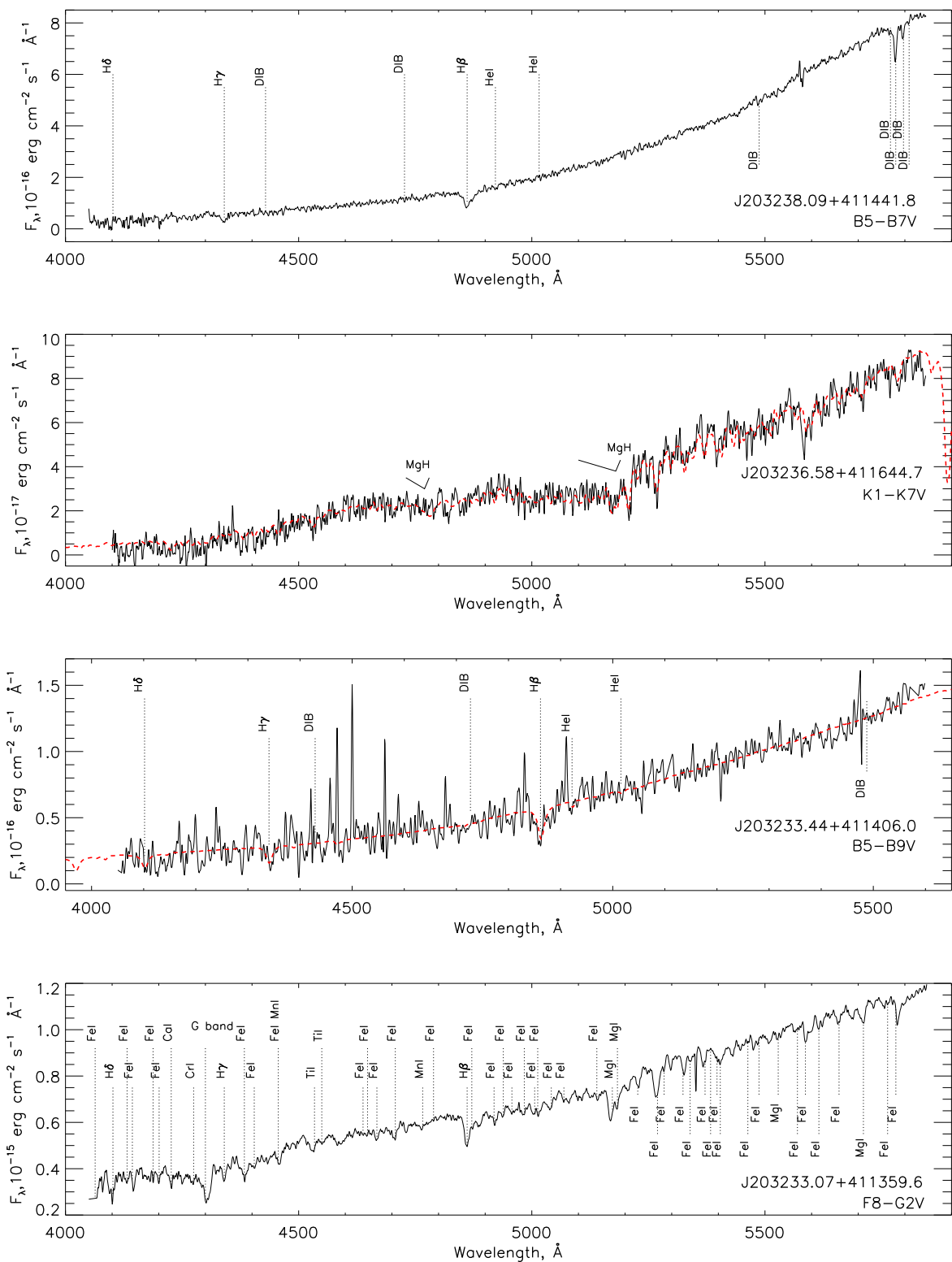


Рис. 6.7: Сверху вниз показаны спектры звезд: J203238.09+411441.8, J203236.58+411644.7, J203233.44+411406.0 and J203233.07+411359.6. Для сравнения штриховыми линиями нанесены искусственно покраснённые спектры звезд HD 157881 (K7 V) и HD 147394 (B5 IV).

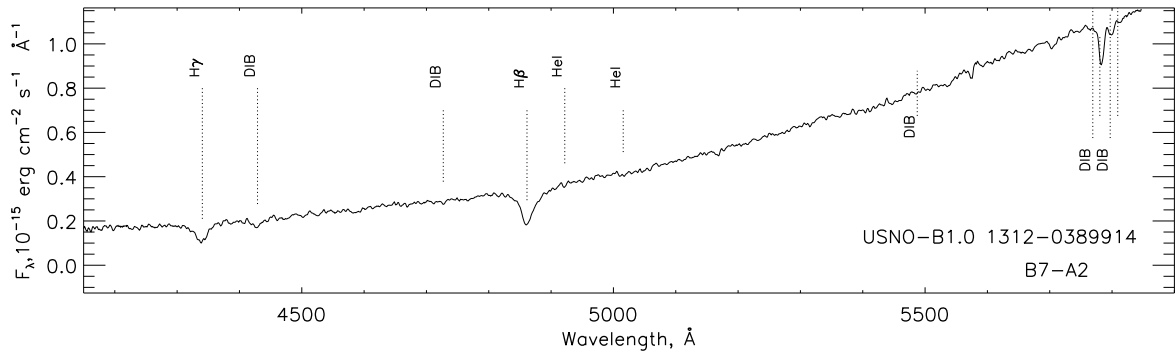


Рис. 6.8: Спектр звезды USNO-B1.0 1312-0389914.

в свою очередь дают диапазон значений для межзвёздного поглощения и расстояния.

Из 25 звёзд, рассмотренных нами (в том числе и МТ 304), ранее спектроскопическими методами изучались лишь МТ 343 (J203250.75 + 411502,2) и J203231.49 + 411408.4. Мы классифицировали МТ 343 как В1 V, и наша спектральная классификация согласуется с классификацией [Киминки и др. \(2007\)](#) [109]. Для J203231.49+411408.4<sup>4</sup> мы сохраняем классификацию [Негуруэлы и др. \(2008\)](#) [128] как O7.5 Ib-II(f) звезды, потому что наш спектр имеет более низкое разрешение, чем спектр, рассмотренный [Негуруэлой и др. \(2008\)](#) [128].

Мы не смогли уверенно определить класс светимости звезды J203247.17+411501.0, имеющей спектральный класс G8-K0. Межзвёздное поглощение в направлении этой звезды достаточно велико –  $A_V \simeq 6.1$  зв. вел. Если предположить, что звезда является карликом Главной последовательности, то, используя фундаментальные параметры  $M_V$  и  $(B - V)_0$  для звезды типа G8-K0 V, мы находим, что расстояние до J203247.17+411501.0 около 200 пк, если же предположить, что это субгигант – расстояние увеличивается до 700-800 пк, но такое высокое межзвёздное поглощение не характерно для звёзд в окрестностях Солнца. Согласно исследованию [Сале и др. \(2009\)](#) [241], для звёзд в районе Суг OB2 межзвёздное поглощение достигает 5 зв. вел. на расстоянии, превышающем 2 кпк. Поэтому мы предполагаем, что J203247.17+411501.0

<sup>4</sup>[Комерон и др. \(2002\)](#) [251] включили объект J203231.49+411408.4 в список звёзд, принадлежащих ассоциации Суг OB2, под именем A11 на основе спектроскопии в ближнем ИК диапазоне и ЖНК-фотометрии. Альбасете Коломбо и др. (2007) [245] отождествили объект с рентгеновским источником AFM17. Мы, как и [Кобульницкий и др. \(2012\)](#) [158], предполагаем, что J203231.49+411408.4 и МТ 267 это один и тот же объект, хотя [Киминки и др. \(2007\)](#) [109] классифицировали МТ 267 как звезду спектрального класса G. Наша оценка межзвёздного поглощения  $A_V$  согласуется с измерениями [Комерона и Паскуали \(2012\)](#) [98], выполненным по данным обзора 2MASS ( $J - K_S$ ). Также по нашим оценкам расстояния J203231.49+411408.4 принадлежит к Суг OB2.

Таблица 6.4: Список наиболее поглотённых звёзд в Суг OB2. Первая колонка – имя согласно Слоановскому цифровому обзору неба (SDSS) или в каталоге USNO-B1, вторая – имя в каталоге [101], [245] или [251].

SDSS	MT/AFM	Спектр. класс	$A_V$ , [зв. вел.]	$B$ , [зв. вел.]	$V$ , [зв. вел.]
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)
Наиболее покраснённые звёзды из работы Райта и др. (2015) [9]					
J203311.06+411032.0	MT 435	B0V	7.13	16.97	14.78
J203051.10+412021.7	MT 20	B0V	7.2	16.66	14.48
USNO-B1.0 1308-0398134	A31	B0.5V	7.2	15.78	
USNO-B1.0 1312-0390113	MT 448	O6V	7.22	15.76	13.61
J203444.10+405158.6	A24	O6.5III	7.29	15.3	
J203039.69+410848.7	A23	B0.7Ib	7.38		
J203323.46+410912.9	MT 516	O5.5V	7.43	14.04	11.84
J203444.69+405146.7	A27	B0Ia	7.58		
J203547.08+412244.6	WR146	WC6+O8III	7.83		
<b>J203231.49+411408.4</b>	<b>MT267*</b>	<b>O7.5III</b>	<b>8.03</b>	<b>15.38</b>	
J203027.29+411325.2	B17	O7I+O9I	8.08	15.61	
J203302.88+404725.1	A20	O8II	8.13	15.12	
J203136.90+405909.0	A15	O7I	8.26	15.83	
USNO-B1.0 1312-0390173	MT 488	B2Ve	8.27	17.24	14.88
<b>J203240.89+411429.6</b>	<b>MT 304**</b>	<b>B3.5Ia+</b>	<b>10.2</b>	<b>14.81</b>	<b>11.46</b>
Наиболее покраснённые звёзды из нашей выборки					
J203243.61+411513.9	AFM79	B7 V	7.0	19.8	17.56
<b>J203231.49+411408.4</b>	<b>AFM17*</b>	<b>O7.5 If</b>	<b>7.68</b>	<b>15.14</b>	<b>12.9</b>
J203235.63+411509.6	AFM27	B2 V	7.7	18.14	15.82
J203248.62+411429.8	MT 333	B1 V	7.7	17.85	15.54
J203235.33+411445.3	MT 282	B1 IV	7.94	17.29	14.9
J203238.09+411441.8		B5 V	8.4	20.85	18.24
J203241.80+411439.2		B7 V	8.66	21.7	18.94
J203239.90+411436.2		B5 V	9.03	21.58	18.74
J203240.35+411420.1		B2 V	9.15	20.57	17.76
<b>J203240.89+411429.6</b>	<b>MT 304**</b>	<b>B5 Ia-0</b>	<b>10.0</b>	<b>14.76</b>	<b>11.5</b>

\* – MT 267 входит в нашу выборку под именем AFM17.

\*\* – для MT 304 и MT 267 наша спектральная классификация отличается от классификации в работе [9].

является гигантом – в таком случае расстояние до неё около 2.5 кпк, т.е. звезда находится за ассоциацией.

Звезда J203235.33+411445.3 или МТ 282 спектрального типа В1 имеет сильное ( $A_V > 8$  зв. вел.) поглощение, поэтому мы решили, что объект находится в ассоциации, и классифицировали его как В1 IV. То, что МТ 282 субгигант, подтверждает и тот факт, что линии поглощения в спектре МТ 282 менее глубоки, чем в спектре МТ 343 (В1 V карлик). Как было показано в главе 2, эта классификация согласуется и с данными численного моделирования.

В таблице 6.3 показано, что около половины изученных звёзд лежат между нами и ассоциацией Суг ОВ2. Межзвёздное поглощение заметно увеличивается с расстоянием и становится неоднородным на  $D > 1$  кпк. Такое поведение согласуется с картой межзвёздного покраснения, построенной в работе [238]. Кроме отмеченной выше J203247.17+411501.0, есть ещё одна звезда, J203233.44+411406.0, расположенная за ассоциацией. На рисунке 6.9 разными символами показаны звёзды, которые лежат перед ассоциацией, внутри и за ней.

## 6.4 Обсуждение результатов

### 6.4.1 Скопление звёзд вокруг МТ 304

Прямые снимки и результаты спекл-интерферометрических наблюдений ясно показывают скопление звёзд вокруг МТ 304, которая сама по себе является как минимум тройной звездой. На рисунке 6.9 видно, что МТ 304 окружена пятью звёздами. Одна из них – МТ 309 или J203241.84+411422.14, отмеченная номером 11 – согласно нашим оценкам расстояния является звездой переднего плана (см. таблицу 6.3). Звёзды, отмеченные номерами 12, 14 и 16, относятся к Суг ОВ2 и являются самыми покраснёнными массивными звёздами в ассоциации после МТ 304. Ещё одна слабая звезда отмечена номером 15 – её звездная величина слабее  $V=20$  зв. вел., и пока нам не удалось получить её спектр, потому мы не можем уверенно сказать, принадлежит ли эта звезда к Суг ОВ2.

Таким образом, МТ 304 является частью группы, состоящей из семи звёзд: три звезды видны на спекл-изображениях, три близкие горячие звезды – подтверждённые члены ассоциации, и еще одна звезда пока рассматривается как кандидат.



## 6.4.2 Природа аномального покраснения МТ 304

Рассмотрим природу *аномального* по сравнению с другими массивными звёздами ассоциации Суг ОВ2 покраснения МТ 304. Для звёзд В5 Ia собственный показатель цвета  $(B - V)_0$  равен -0.08 [196], в то время как наблюдаемое значение для МТ 304 составляет  $(B - V) = 3.26$ . Следовательно, избыток цвета у МТ 304  $E_{B-V} = 3.34$  зв. вел., что соответствует  $A_V = 10$  зв. вел., предполагая  $R_V = 3$  согласно [102]. Этот избыток нельзя объяснить ошибкой в спектральной классификации (для того, чтобы уменьшить поглощение до  $A_V = 9.0$  зв. вел., звезда должна быть класса F0, см. [196]) или в оценке расстояния (звезда безусловно принадлежит к ассоциации, см. работу [Ченцова и др. \(2013\)](#) [110] и обсуждение в ней). Можно было бы предположить, что аномальное покраснение связано с кратностью МТ 304 – что показатель цвета для кратной системы отличается от В5 Ia  $(B - V)_0$  одиночной звезды. Тем не менее, в спектре МТ 304 линии второго компонента не обнаружены, и, следовательно, второй компонент также должен быть звездой В-класса, и он не может существенно изменить распределение энергии в спектре и повлиять на оценку поглощения. Вкладом третьего компаньона можно пренебречь из-за большой разницы в яркости (около 5 зв. вел.). Таким образом, мы заключаем, что избыток покраснения у МТ 304 по сравнению с другими звёздами действительно присутствует.

В таблице 6.4 приведено сравнение наших результатов с результатами предыдущих исследований. Верхняя часть таблицы содержит наиболее покраснённые ОВ-звёзды с  $A_V > 7$  из работы [Райта и др. \(2015\)](#) [9], а нижняя часть – наиболее покраснённые из нашей выборки. Две звезды, МТ 304 и АFM17, вошли в обе части таблицы (выделены жирным шрифтом). Мы рассматривали слабые звёзды с  $V = 13-20$  зв. вел. и благодаря этому увеличили количество звёзд с высоким покраснением и уменьшили разницу в покраснении между МТ 304 и другими звёздами ассоциации. До нашего исследования МТ 488 (USNO-B1.0 1312-0390173) была по величине поглощения второй звездой после МТ 304 ( $\Delta A_V = 1.8$  зв. вел.), теперь же второе и третье место по величине поглощения занимают звёзды J203240.35+411420.1 и J203239.90+411436.2, а разница сократилась до  $\Delta A_V = 0.9 \pm 0.1$  зв. вел.

На рисунке 6.9 показана карта межзвёздного поглощения, построенная на основе данных, приведенных в таблице 6.3. Поглощение явно возрастает с приближением к МТ 304, что также видно из левой части рисунка 6.10. Для звёзд, расположенных в пределах 30 угловых секунд от МТ 304, поглощение превышает 8.5 зв. вел. (таблица 6.3), т.е. на одну величину больше,

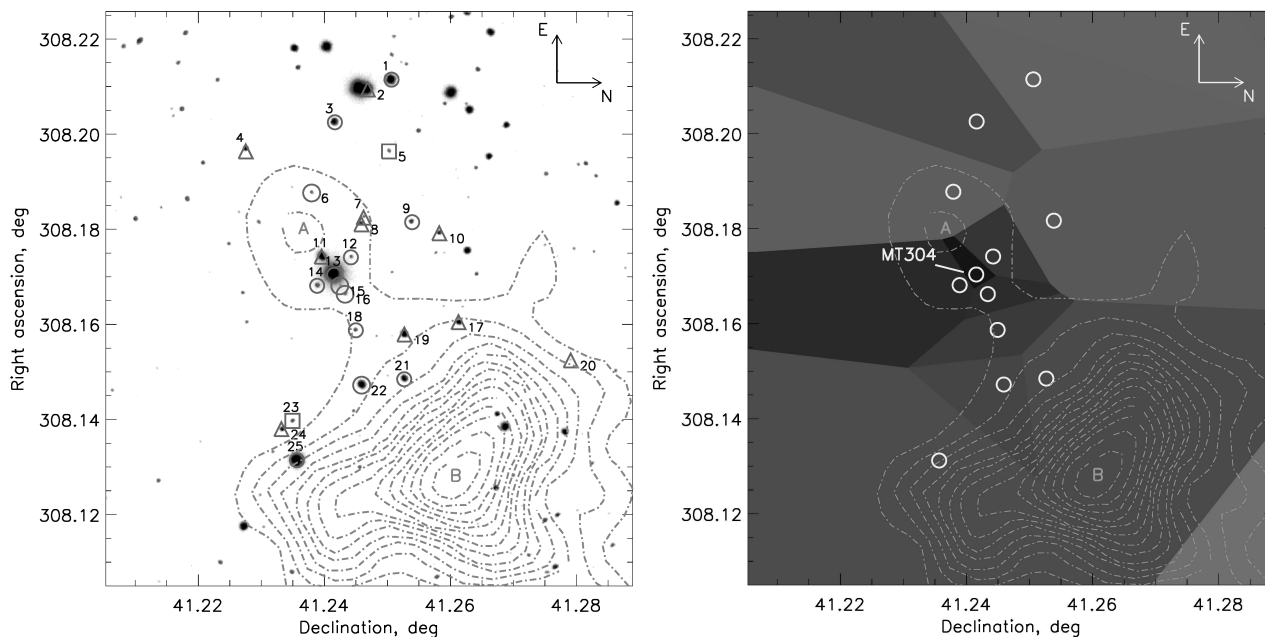


Рис. 6.9: Слева – прямой снимок в  $R$  фильтре центральной части Суг OB2 вблизи MT304, полученный на SCORPIO. Кружками отмечены звёзды, входящие в ассоциацию, треугольниками – звёзды переднего плана, квадратами – звёзды, лежащие за ассоциацией. Справа – диаграмма Вороного для величины межзвёздного поглощения (значение, соответствующее поглощению ближайшей к данной точке звезды) для двенадцати звёзд выборки (USNO-B1.0 1312-0389914 лежит за пределами кадра) принадлежащих к Суг OB2. На обоих рисунках штрих-пунктирными линиями показаны контуры интегральной интенсивности излучения молекулы  $^{13}\text{CO}$ , взятые из работы Скаппини и др. (2002) [252].

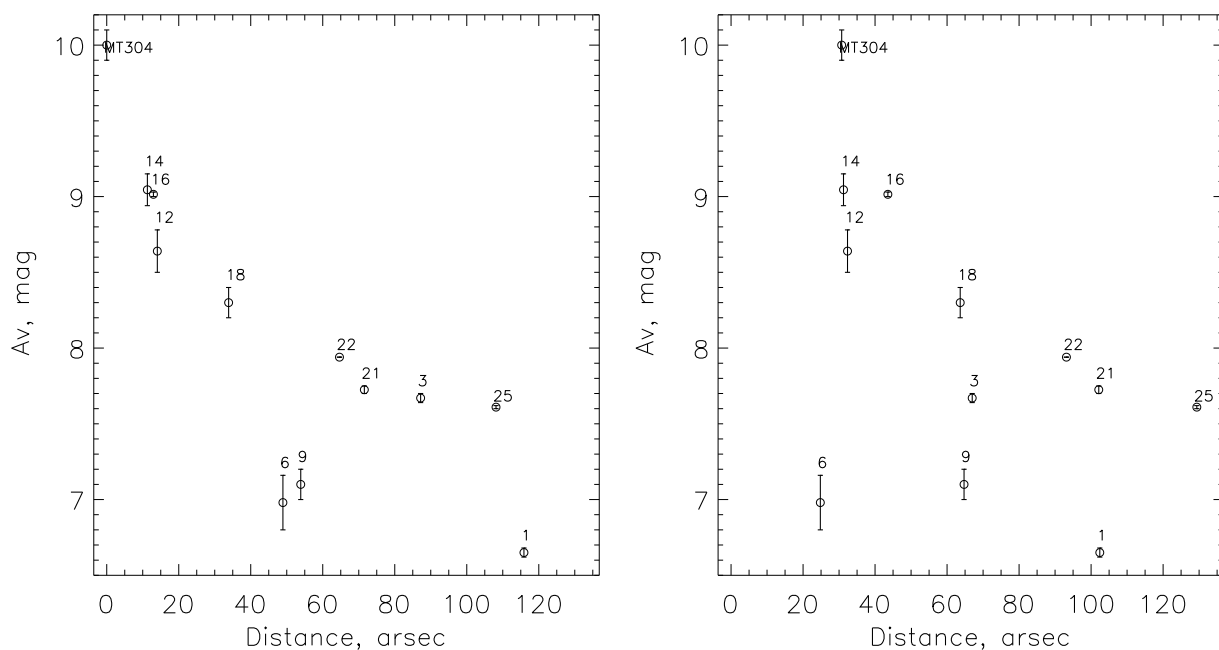


Рис. 6.10: Зависимость межзвёздного поглощения  $A_V$  от углового расстояния до MT304 (слева) и от расстояния до центра молекулярного облака А (справа).

чем для других звёзд в этой части ассоциации.

В работе 2015 года [Уайттет](#) [243] предложил, что покраснение МТ 304 является результатом случайного наложения двух или нескольких молекулярных облаков на луче зрения. [Скаппини и др. \(2002\)](#) [252] показали, что в данной области неба существуют два молекулярных облака, контуры которых в линии  $^{13}\text{CO}$  приведены на рисунке 6.9. При этом из рисунка 6.10 видно, что  $A_V$  уменьшается с увеличением расстояния от МТ 304, и  $A_V$  гораздо хуже коррелирует с расстоянием до центра ближайшего молекулярного облака. К тому же звёзды, отмеченные номерами 6, 12 и 14 на рисунке 6.9, находятся на одинаковом расстоянии от центра облака, равном таковому у МТ 304, но покраснение звезды 6 значительно ниже. Поэтому мы полагаем, что избыток покраснения не связан с соседними облаками. То же самое справедливо и для для второго облака, отмеченного буквой В на рисунке 6.9 – звёзды 21, 22 и 25 ближе к центру облака, чем МТ 304, но их покраснение ниже, чем у гипергиганта ( $A_V < 8$  зв. вел.).

Вероятно, избыток покраснения формируется в туманности, сброшенной звездой на предыдущих стадиях эволюции. Околзвёздные оболочки, сброшенные во время фазы голубого сверхгиганта [253] наблюдаются вокруг многих LBV звёзд и кандидатов в LBV (см. например статью [Мартаяна и др. \(2016\)](#) [254]). Звезда HD 168625, похожая на МТ 304 спектром [255] и, как МТ 304, классифицированная как ВHG/cLBV, имеет туманность размером  $0.13 \times 0.17$  пк [256]. У большинства Галактических LBV звёзд сильное околзвёздное поглощение не наблюдается, или же, как в случае Pistol star, которая совсем не видна в оптическом диапазоне, околзвёздное поглощение сложно зарегистрировать на фоне сильного межзвёздного. Но существуют и исключения – тому пример туманность *Nomunculus*, окружающая  $\eta$  Car, которая поглощает 2 зв. вел. и имеет размер 0.2 пк [256, 257]. Таким образом мы приходим к выводу, что покраснение, наблюдаемое у МТ 304, частично (до 2 зв. вел.) имеет околзвёздную природу. Возможно, туманность вокруг МТ 304 можно было бы увидеть на прямых изображениях, но сильное межзвёздное поглощение и близость других звёзд препятствует этому. Отсутствие заметного инфракрасного избытка в спектре МТ 304 [16], характерного для пылевых околзвёздных оболочек, свидетельствует о том, что эта оболочка является газовой и вероятно состоит из вещества, сброшенного объектом ранее, возможно, в ходе предшествующих вспышек активности. Это согласуется с тем, что у массивных звёзд на таких стадиях пыль обычно не наблюдается (Роберта Хэмпфрис, частное сообщение).

## 6.5 Выводы

Для изучения природы аномального покраснения, наблюдаемого в направлении гипергиганта Cyg OB2 №12 (MT 304), мы провели длиннощелевую спектроскопию и фотометрию 24 звёзд 13-20 звёздной величины в фильтре  $V$ , лежащих в пределах 2.5 угл. минуты от гипергиганта. Для 22 из этих звёзд спектроскопия была выполнена впервые. Мы спектроскопически подтвердили принадлежность к ассоциации звёзд MT 282 и MT 333, ранее включенных в ассоциацию Cyg OB2 по данным фотометрии [101], и звёзд AFM27, 79 и 91, ранее отобранных по наблюдениям в рентгеновском диапазоне [245]. Наша спектроскопия показала, что ещё пять звёзд, ранее не включенных ни в какие списки, являются членами ассоциации. Таким образом, мы пополнили список массивных звёзд в Cyg OB2 ещё десятью звёздами.

Спектральный анализ показал, что:

- только 13 (в том числе и MT 304) из 25 исследованных звёзд принадлежат к Cyg OB2.
- звёзды MT 294, MT 297, MT 309 и MT 340, ранее включенные в список звёзд Cyg OB2 по данным фотометрии [101], не входят в ассоциацию и являются звёздами переднего плана.
- межзвёздное поглощение возрастает при приближении к MT 304.
- J203240.35+411420.1 и J203239.90+411436.2 являются наиболее поглощёнными массивными звёздами после MT 304. Они расположены на расстоянии 13 и 15 угловых секунд от MT 304, а их  $A_V$  –  $9.1 \pm 0.1$  зв. вел. и  $9.02 \pm 0.02$  зв. вел. соответственно.

Наше исследование пространственного распределения межзвёздного покраснения в районе MT 304 показало, что поглощение действительно возрастает при приближении к гипергиганту, от среднего значения в поле около 8 зв. вел. до 9 зв. вел. для ближайших звёзд и до 10 зв. вел. – для самой MT 304. Этот избыток почти в 2 зв. вел. вероятно связан с околзвёздной оболочкой радиусом в несколько десятых долей парсека, которая охватывает и ближайшие звёзды.

# Заключение

В этой работе мы провели детальное исследование избранных массивных звёзд на различных эволюционных стадиях – стадии сверхгиганта и звезды Вольфа-Райе, а также в кратковременной переходной фазе голубой переменной высокой светимости – методами спектроскопии и численного моделирования.

Для звёзд МТ 259, МТ 282, МТ 299, МТ317 и МТ 343, принадлежащих к ассоциации Суг ОВ2, мы впервые определили физические параметры атмосферы, такие как болометрическая светимость, эффективная температура, ускорение свободного падения, а также сделали оценки темпа потери массы и терминальной скорости ветра. Для каждой из пяти звёзд мы оценили возраст, что позволило подтвердить гипотезу о каскадном процессе звездообразования в ассоциации. Кроме того, для звёзд МТ 259 и МТ 317 мы впервые сделали оценки содержаний СНО элементов в атмосфере.

Мы исследовали два О-сверхгиганта, также принадлежащих ассоциации Суг ОВ2: №7 (О3If<sub>\*</sub>) и №11 (О5.5If), и показали, что описание отдельных линий спектра Суг ОВ2 №7 невозможно в рамках единой модели с простым ветровым законом – требуется либо привлекать соображения о несферичности ветра (возможно, связанной с быстрым вращением звезды), либо модифицировать вид его скоростного закона. Помимо этого, наши результаты подтверждают ранее сделанный вывод об изменении степени неоднородности ветра с удалением от звезды. Положение этого объекта на диаграмме Герцшпрунга-Рассела свидетельствует, что его масса около  $60 M_{\odot}$ . Аналогично, для звезды Суг ОВ2 №11 масса составляет около  $50 M_{\odot}$ . Оценки возрастов обеих звёзд показывают, что они принадлежат к более молодому населению ассоциации Суг ОВ2, чем рассмотренные выше субгиганты и карлики. Это согласуется с гипотезой о каскадном звездообразовании в ассоциации. Содержание азота в атмосфере Суг ОВ2 №11 ниже, чем у “нормальных” О-сверхгигантов, тогда как содержание углерода является практически солнечным. Помимо этого, определены содержания и других элементов, таких как кремний и сера. Звезда Суг ОВ2 №11 относится к достаточно редкому спектральному подклассу химически пекулярных О-

сверхгигантов – Ofc.

Мы провели исследование спектров уникальной переменной звезды Романо на разных стадиях её активности. На основе девяти моделей, описывающих наблюдательные данные, полученные между 2002 и 2015 годом разными авторами, нам впервые удалось проследить за изменениями параметров атмосферы звезды, установить, что структура звёздного ветра меняется синхронно с наблюдаемой яркостью и показанть, как ветер из горячего быстрого в минимумах блеска становится медленным и плотным в максимумах. Мы продемонстрировали, что болометрическая светимость звезды Романо изменяется при изменениях визуального блеска объекта, что не характерно для голубых переменных высокой светимости, и выдвинули гипотезу о том, что звезда Романо является массивной, далеко проэволюционировавшей звездой, прошедшей стадию голубых переменных высокой светимости и переходящей в стадию звезды Вольфа-Райе.

Мы провели численное моделирование оптического спектра малоизученной WN звезды FSZ35, принадлежащей галактике M33, и определили её параметры: болометрическую светимость, эффективную температуру, темп потери массы, скорость ветра, содержание водорода в атмосфере. Мы также уточнили её спектральную классификацию, показав, что звезда принадлежит к богатым водородом WN8 звёздам (WN8h). Кроме этого, мы провели моделирование Галактической WN звезды WR156, которое позволило уточнить параметры ветра и впервые определить её химический состав.

Мы также исследовали мелкомасштабную структуру межзвёздного покраснения в центральной области ассоциации Cyg OB2 вблизи гипергиганта Cyg OB2 №12. Проведя массовую длинноцелевую спектроскопию и фотометрию звёзд в этой области, мы построили карту межзвёздного покраснения и пришли к выводу, что избыток покраснения звезды №12 имеет околзвёздную природу и скорее всего вызывается околзвёздной оболочкой, сброшенной звездой на предыдущих стадиях эволюции. Как побочный результат, мы дополнили список членов ассоциации Cyg OB2 десятью новым сильно поглощёнными звёздами.

В ходе выполнения работы мы построили большое количество моделей атмосфер массивных звёзд – O-сверхгигантов и звёзд Вольфа-Райе – с различными параметрами. Так как процедура подобных расчётов достаточно сложна и трудоёмка, мы опубликовали все эти модели онлайн в публично доступной *Базе данных атмосфер горячих звёзд*.

Наше исследование ещё раз подтверждает, что каждая массивная звёзда

является уникальным объектом, требующим индивидуального подхода при анализе. заметно отличающимся друг от друга. Различия в темпах потери массы, зависящая от радиуса пространственная неоднородность ветра, сложные скоростные законы – все эти эффекты так или иначе проявляются в их спектрах и оказывают влияние на эволюцию звезды в целом. Накопление наблюдательных данных – спектров высокого разрешения, фотометрических рядов, информации в других диапазонах спектра – с неизбежностью приводит к тому, что простые модели звёздных атмосфер и звёздной эволюции перестают адекватно описывать всю их совокупность, и нуждаются в соответствующем расширении. В процессе такого итерационного уточнения моделей улучшается наше понимание физики происходящих процессов.

## Благодарности

Я благодарю моего научного руководителя В.Г. Ключкову, моих коллег и наставников Е.Л. Ченцова, В.Е. Панчука и М.В. Юшкина.

Я благодарю моих соавторов В.Л. Афанасьева, А.Н. Буренкова, Т.А. Васильеву, В.П. Горанского, С.Ю. Горду, В.В. Дьяченко, Р.Я. Жучкова, Е.В. Малоголовца, С.Ю. Парфенова, Д.Н. Растегаева, А.С. Шаповалову, М. Calabresi, A. Chieffi, S. Galleti, R. Gualandi, R. Haver, O.F. Mills, R. Nesci, W.H. Osborn, A. Pasquali, C. Rossi, R. Viotti и V.F. Polcaro. Спасибо О.В. Егорову и А.В. Бирюкову за ценные замечания.

Я благодарю создателя SMFGEN Дж.Д. Хиллера за его помощь и советы, а также друга и соавтора П.К. Аболмасова за то, что научил меня моделировать.

Спасибо большое моим родным и друзьям за тепло и поддержку! Спасибо Фатиме Шамановой, Наташке Судник, Арпине Пилоян и Надюшке Чеснок! Спасибо моим родителям за то, что научили меня смотреть в небо! И Сергею Карпову за бесконечную доброту!

# Литература

- [1] Gamow G. On WC and WN Stars. // *ApJ*. 1943. — Nov.. Vol. 98. P. 500.
- [2] Conti P. S. On the relationship between Of and WR stars // *Memoires of the Societe Royale des Sciences de Liege*. 1975. Vol. 9. P. 193–212.
- [3] Meynet G., Georgy C., Hirschi R. et al. Red Supergiants, Luminous Blue Variables and Wolf-Rayet stars: the single massive star perspective // *Bulletin de la Societe Royale des Sciences de Liege*. 2011. — Jan.. Vol. 80. P. 266–278. arXiv:astro-ph.SR/1101.5873.
- [4] Smith N. Mass Loss: Its Effect on the Evolution and Fate of High-Mass Stars // *ARA&A*. 2014. — Aug.. Vol. 52. P. 487–528. arXiv:astro-ph.SR/1402.1237.
- [5] Dessart L. Wolf-Rayet stars as supernova progenitors // *Wolf-Rayet Stars: Proceedings of an International Workshop held in Potsdam, Germany, 1-5 June 2015*. Edited by Wolf-Rainer Hamann, Andreas Sander, Helge Todt. Universitätsverlag Potsdam, 2015., p.245-250 / Ed. by W.-R. Hamann, A. Sander, H. Todt. 2015. P. 245–250.
- [6] Hillier D. J., Miller D. L. The Treatment of Non-LTE Line Blanketing in Spherically Expanding Outflows // *ApJ*. 1998. — Mar.. Vol. 496. P. 407–427.
- [7] Münch L., Morgan W. W. Notes: A Probable Clustering of Blue Giants in Cygnus. // *ApJ*. 1953. — Jul.. Vol. 118. P. 161–162.
- [8] Mel'nik A. M., Dambis A. K. Kinematics of OB-associations and the new reduction of the Hipparcos data // *MNRAS*. 2009. — Nov.. Vol. 400. P. 518–523. arXiv:astro-ph.GA/0909.0618.
- [9] Wright N. J., Drew J. E., Mohr-Smith M. The massive star population of Cygnus OB2 // *MNRAS*. 2015. — May. Vol. 449. P. 741–760. arXiv:astro-ph.SR/1502.05718.



- [10] Puls J., Markova N., Scuderi S. et al. Bright OB stars in the Galaxy. III. Constraints on the radial stratification of the clumping factor in hot star winds from a combined  $H_{\alpha}$ , IR and radio analysis // *A&A*. 2006. — Aug.. Vol. 454. P. 625–651. astro-ph/0604372.
- [11] Maryeva O. The half-century history of studies of Romano’s star // *Baltic Astronomy*. 2014. Vol. 23. P. 248–254. arXiv:astro-ph.SR/1411.2662.
- [12] Maryeva O., Abolmasov P. Spectral Variability of Romano’s Star // *RevMexAA*. 2010. — Oct.. Vol. 46. P. 279–290.
- [13] Szeifert T. LBVs and a late WN-star in M 31 and M 33 // *Liege International Astrophysical Colloquia* / Ed. by J. M. Vreux, A. Detal, D. Fraipont-Caro et al. Vol. 33 of *Liege International Astrophysical Colloquia*. 1996. P. 459.
- [14] Crowther P. A., Smith L. J., Hillier D. J., Schmutz W. Fundamental parameters of Wolf-Rayet stars. III. The evolutionary status of WNL stars. // *A&A*. 1995. — Jan.. Vol. 293. P. 427–445.
- [15] Massey P., Johnson O. Evolved Massive Stars in the Local Group. II. A New Survey for Wolf-Rayet Stars in M33 and Its Implications for Massive Star Evolution: Evidence of the “Conti Scenario” in Action // *ApJ*. 1998. — Oct.. Vol. 505. P. 793–827.
- [16] Clark J. S., Najarro F., Negueruela I. et al. On the nature of the galactic early-B hypergiants // *A&A*. 2012. — May. Vol. 541. P. A145. arXiv:astro-ph.SR/1202.3991.
- [17] Lamers H. J. G. L. M., Maeder A., Schmutz W., Cassinelli J. P. Wolf-Rayet stars as starting points or as endpoints of the evolution of massive stars? // *ApJ*. 1991. — Feb.. Vol. 368. P. 538–544.
- [18] Paczyński B. Evolution of Close Binaries. II. // *Acta Astronomica*. 1967. Vol. 17. P. 1.
- [19] Kuhl L. V. Wolf-Rayet Binaries and Atmospheric Stratification // *Wolf-Rayet and High-Temperature Stars* / Ed. by M. K. V. Bappu, J. Sahade. Vol. 49 of *IAU Symposium*. 1973. P. 205.
- [20] Morton D. C. Mass Loss from Three OB Supergiants in Orion // *ApJ*. 1967. — Nov.. Vol. 150. P. 535.

- [21] Humphreys R. M., Weis K., Davidson K., Gordon M. S. On the Social Traits of Luminous Blue Variables // *ApJ*. 2016. — Jul.. Vol. 825. P. 64. arXiv:astro-ph.SR/1603.01278.
- [22] Humphreys R. M., Davidson K. The luminous blue variables: Astrophysical geysers // *Publications of the ASP*. 1994. — Oct.. Vol. 106. P. 1025–1051.
- [23] Wolf B. Empirical amplitude-luminosity relation of S Doradus variables and extragalactic distances // *A&A*. 1989. — Jun.. Vol. 217. P. 87–91.
- [24] Groh J. H., Hillier D. J., Daminieli A. et al. On the Nature of the Prototype Luminous Blue Variable *Ag Carinae*. I. Fundamental Parameters During Visual Minimum Phases and Changes in the Bolometric Luminosity During the S-Dor Cycle // *ApJ*. 2009. — Jun.. Vol. 698. P. 1698–1720. arXiv:astro-ph.SR/0904.2363.
- [25] Chiosi C., Maeder A. The evolution of massive stars with mass loss // *ARA&A*. 1986. Vol. 24. P. 329–375.
- [26] Maeder A., Meynet G. Grids of evolutionary models of massive stars with mass loss and overshooting - Properties of Wolf-Rayet stars sensitive to overshooting // *A&A*. 1987. — Aug.. Vol. 182. P. 243–263.
- [27] Maeder A., Meynet G. The Evolution of Rotating Stars // *ARA&A*. 2000. Vol. 38. P. 143–190. astro-ph/0004204.
- [28] Langer N., Hamann W.-R., Lennon M. et al. Towards an understanding of very massive stars. A new evolutionary scenario relating O stars, LBVs and Wolf-Rayet stars. // *A&A*. 1994. — Oct.. Vol. 290.
- [29] Langer N. Presupernova Evolution of Massive Single and Binary Stars // *ARA&A*. 2012. — Sep.. Vol. 50. P. 107–164. arXiv:astro-ph.SR/1206.5443.
- [30] Groh J. H., Meynet G., Ekström S., Georgy C. The evolution of massive stars and their spectra. I. A non-rotating  $60 M_{\odot}$  star from the zero-age main sequence to the pre-supernova stage // *A&A*. 2014. — Apr.. Vol. 564. P. A30. arXiv:astro-ph.SR/1401.7322.
- [31] Ekström S., Georgy C., Eggenberger P. et al. Grids of stellar models with rotation. I. Models from 0.8 to  $120 M_{\odot}$  at solar metallicity ( $Z = 0.014$ ) // *A&A*. 2012. — Jan.. Vol. 537. P. A146. arXiv:astro-ph.SR/1110.5049.

- [32] Chieffi A., Limongi M. Pre-supernova Evolution of Rotating Solar Metallicity Stars in the Mass Range 13-120  $M_{\odot}$  and their Explosive Yields // *ApJ*. 2013. — Feb.. Vol. 764. P. 21.
- [33] Smith N., McCray R. Shell-shocked Diffusion Model for the Light Curve of SN 2006gy // *ApJL*. 2007. — Dec.. Vol. 671. P. L17–L20. 0710.3428.
- [34] Gal-Yam A., Leonard D. C. A massive hypergiant star as the progenitor of the supernova SN 2005gl // *Nature*. 2009. — Apr.. Vol. 458. P. 865–867.
- [35] Groh J. H. Early-time spectra of supernovae and their precursor winds. The luminous blue variable/yellow hypergiant progenitor of SN 2013cu // *A&A*. 2014. — Dec.. Vol. 572. P. L11. arXiv:astro-ph.HE/1408.5397.
- [36] Dwarkadas V. V., Romero-Cañizales C., Reddy R., Bauer F. E. X-Ray and Radio Emission from the Luminous Supernova 2005kd // *ArXiv e-prints*. 2016. — Jul.. arXiv:astro-ph.HE/1607.06104.
- [37] Smith N., Tombleson R. Luminous blue variables are antisocial: their isolation implies that they are kicked mass gainers in binary evolution // *MNRAS*. 2015. — Feb.. Vol. 447. P. 598–617. arXiv:astro-ph.SR/1406.7431.
- [38] Parker E. N. Dynamics of the Interplanetary Gas and Magnetic Fields. // *ApJ*. 1958. — Nov.. Vol. 128. P. 664.
- [39] Parker E. N. The Hydrodynamic Theory of Solar Corpuscular Radiation and Stellar Winds. // *ApJ*. 1960. — Nov.. Vol. 132. P. 821.
- [40] Beals C. S. On the nature of Wolf-Rayet emission // *MNRAS*. 1929. — Dec.. Vol. 90. P. 202–212.
- [41] Chandrasekhar S. On the hypothesis of the radial ejection of high-speed atoms for the Wolf-Rayet stars and the novae // *MNRAS*. 1934. — Apr.. Vol. 94. P. 522–538.
- [42] Kosirev N. A. Radiative equilibrium of the extended photosphere // *MNRAS*. 1934. — Mar.. Vol. 94. P. 430–443.
- [43] Lucy L. B., Solomon P. M. Mass Loss by Hot Stars // *ApJ*. 1970. — Mar.. Vol. 159. P. 879.
- [44] Castor J. I., Abbott D. C., Klein R. I. Radiation-driven winds in Of stars // *ApJ*. 1975. — Jan.. Vol. 195. P. 157–174.
- [45] Соболев В. В. Движущиеся атмосферы звёзд. 1947.

- [46] Castor J. I. Spectral line formation in Wolf-Rayet envelopes. // MNRAS. 1970. Vol. 149. P. 111–127.
- [47] Castor J. I., Nussbaumer H. On the excitation of C III in Wolf-Rayet envelopes. // MNRAS. 1972. Vol. 155. P. 293–304.
- [48] Mihalas D., Kunasz P. B., Hummer D. G. Solution of the comoving frame equation of transfer in spherically symmetric flows. I - Computational method for equivalent-two-level-atom source functions // ApJ. 1975. — Dec.. Vol. 202. P. 465–489.
- [49] Mihalas D. Stellar atmospheres /2nd edition/. 1978.
- [50] Hillier D. J. Modeling the extended atmospheres of WN stars // ApJS. 1987. — Apr.. Vol. 63. P. 947–964.
- [51] Hillier D. J. Line blanketing, and the computation of line equivalent widths in the comoving frame // A&A. 1990. — May. Vol. 231. P. 111–115.
- [52] Hamann W.-R., Schmutz W. Computed He II spectra for Wolf-Rayet stars - A grid of models // A&A. 1987. — Mar.. Vol. 174. P. 173–182.
- [53] Hamann W. R., Koesterke L., Wessolowski U. Spectra Analysis of the Galactic Wolf-Rayet Stars - a Comprehensive Study of the WN Class // A&A. 1993. — Jul.. Vol. 274. P. 397.
- [54] Hamann W.-R., Gräfener G., Liermann A. The Galactic WN stars. Spectral analyses with line-blanketed model atmospheres versus stellar evolution models with and without rotation // A&A. 2006. — Oct.. Vol. 457. P. 1015–1031.
- [55] Hillier D. J., Lanz T., Heap S. R. et al. A Tale of Two Stars: The Extreme O7 Iaf+ Supergiant AV 83 and the OC7.5 III((f)) star AV 69 // ApJ. 2003. — May. Vol. 588. P. 1039–1063.
- [56] Voels S. A., Bohannon B., Abbott D. C., Hummer D. G. Photospheres of hot stars. III - Luminosity effects at spectral type O9.5 // ApJ. 1989. — May. Vol. 340. P. 1073–1090.
- [57] Smith K. C., Howarth I. D. Microturbulence in O supergiants // MNRAS. 1998. — Oct.. Vol. 299. P. 1146–1158.
- [58] Villamariz M. R., Herrero A. Fundamental parameters of Galactic luminous OB stars. V. The effect of microturbulence // A&A. 2000. — May. Vol. 357. P. 597–607. astro-ph/0002488.

- [59] Herrero A., Kudritzki R. P., Vilchez J. M. et al. Intrinsic parameters of galactic luminous OB stars // *A&A*. 1992. — Jul.. Vol. 261. P. 209–234.
- [60] Gabler R., Gabler A., Kudritzki R. P. et al. Unified NLTE model atmospheres including spherical extension and stellar winds - Method and first results // *A&A*. 1989. — Dec.. Vol. 226. P. 162–182.
- [61] Sellmaier F., Puls J., Kudritzki R. P. et al. Unified NLTE Model Atmospheres Including Spherical Extension and Stellar Winds - Part Four - Improved Line Transfer and Wind Contamination of H He Profiles // *A&A*. 1993. — Jun.. Vol. 273. P. 533.
- [62] Schaerer D., Schmutz W. Hydrodynamic atmosphere models for hot luminous stars // *A&A*. 1994. — Aug.. Vol. 288. P. 231–254.
- [63] Herrero A., Puls J., Villamariz M. R. Fundamental parameters of Galactic luminous OB stars. IV. The upper HR diagram // *A&A*. 2000. — Feb.. Vol. 354. P. 193–215. astro-ph/9912200.
- [64] Cannon C. J. Frequency-Quadrature Perturbations in Radiative-Transfer Theory // *ApJ*. 1973. — Oct.. Vol. 185. P. 621–630.
- [65] Hubeny I. Accelerated Lambda Iteration: An Overview // *Stellar Atmosphere Modeling* / Ed. by I. Hubeny, D. Mihalas, K. Werner. Vol. 288 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*. 2003. — Jan.. P. 17.
- [66] Seaton M. J. Atomic data for opacity calculations. I - General description // *Journal of Physics B Atomic Molecular Physics*. 1987. — Dec.. Vol. 20. P. 6363–6378.
- [67] Book Review: *The Opacity Project, volume 1* / IOP, 1995 // *The Observatory*. 1996. — Feb.. Vol. 116. P. 50.
- [68] Book Review: *The Opacity Project, volume 2* / IOP, 1996 // *The Observatory*. 1997. — Jun.. Vol. 117. P. 166.
- [69] Hummer D. G., Berrington K. A., Eissner W. et al. Atomic data from the IRON Project. 1: Goals and methods // *A&A*. 1993. — Nov.. Vol. 279. P. 298–309.
- [70] Pradhan A. K., Zhang H. L., Nahar S. N. et al. The Iron Project: Atomic Data for the Iron Peak Elements // *American Astronomical Society Meeting Abstracts*. Vol. 28 of *Bulletin of the American Astronomical Society*. 1996. — Dec.. P. 1367.

- [71] Nahar S. N. The Iron Project and Non-LTE Stellar Modeling // Stellar Atmosphere Modeling / Ed. by I. Hubeny, D. Mihalas, K. Werner. Vol. 288 of Astronomical Society of the Pacific Conference Series. 2003. — Jan.. P. 651. astro-ph/0207223.
- [72] Iglesias C. A., Rogers F. J. Opacities for the solar radiative interior // ApJ. 1991. — Apr.. Vol. 371. P. 408–417.
- [73] Iglesias C. A., Rogers F. J. Updated Opal Opacities // ApJ. 1996. — Jun.. Vol. 464. P. 943.
- [74] Santolaya-Rey A. E., Puls J., Herrero A. Atmospheric NLTE-models for the spectroscopic analysis of luminous blue stars with winds. // A&A. 1997. — Jul.. Vol. 323. P. 488–512.
- [75] Puls J., Urbaneja M. A., Venero R. et al. Atmospheric NLTE-models for the spectroscopic analysis of blue stars with winds. II. Line-blanketed models // A&A. 2005. — May. Vol. 435. P. 669–698. astro-ph/0411398.
- [76] Pauldrach A. W. A., Hoffmann T. L., Lennon M. Radiation-driven winds of hot luminous stars. XIII. A description of NLTE line blocking and blanketing towards realistic models for expanding atmospheres // A&A. 2001. — Aug.. Vol. 375. P. 161–195.
- [77] Hamann W.-R., Gräfener G. A temperature correction method for expanding atmospheres // A&A. 2003. — Nov.. Vol. 410. P. 993–1000.
- [78] Hubeny I., Lanz T. Non-LTE line-blanketed model atmospheres of hot stars. 1: Hybrid complete linearization/accelerated lambda iteration method // ApJ. 1995. — Feb.. Vol. 439. P. 875–904.
- [79] Lanz T., Hubeny I. A Grid of Non-LTE Line-blanketed Model Atmospheres of O-Type Stars // ApJS. 2003. — Jun.. Vol. 146. P. 417–441. astro-ph/0210157.
- [80] Dessart L., Hillier D. J. Supernova radiative-transfer modelling: a new approach using non-local thermodynamic equilibrium and full time dependence // MNRAS. 2010. — Jul.. Vol. 405. P. 2141–2160. arXiv:astro-ph.SR/1003.2557.
- [81] Hillier D. J., Dessart L. Time-dependent radiative transfer calculations for supernovae // MNRAS. 2012. — Jul.. Vol. 424. P. 252–271. arXiv:astro-ph.SR/1204.0527.

- [82] Dessart L., Hillier D. J., Woosley S. et al. Radiative-transfer models for supernovae IIb/Ib/Ic from binary-star progenitors // MNRAS. 2015. — Oct.. Vol. 453. P. 2189–2213. arXiv:astro-ph.SR/1507.07783.
- [83] Busche J. R., Hillier D. J. Spectroscopic Effects of Rotation in Extended Stellar Atmospheres // AJ. 2005. — Jan.. Vol. 129. P. 454–465.
- [84] Anderson L. S. Line blanketing without local thermodynamic equilibrium. I - A hydrostatic stellar atmosphere with hydrogen, helium, and carbon lines // ApJ. 1985. — Nov.. Vol. 298. P. 848–858.
- [85] Anderson L. Line Blanketing Without Lts - Simple and Complex Spectra // NATO Advanced Science Institutes (ASI) Series C / Ed. by L. Crivellari, I. Hubeny, D. G. Hummer. Vol. 341 of NATO Advanced Science Institutes (ASI) Series C. 1991. P. 29.
- [86] Eversberg T., Lépine S., Moffat A. F. J. Outmoving Clumps in the Wind of the Hot O Supergiant  $\zeta$  Puppis // ApJ. 1998. — Feb.. Vol. 494. P. 799–805.
- [87] Lépine S., Moffat A. F. J. Direct Spectroscopic Observations of Clumping in O-Star Winds // AJ. 2008. — Aug.. Vol. 136. P. 548–553. 0805.1864.
- [88] Prinja R. K., Massa D. L. Signature of wide-spread clumping in B supergiant winds // A&A. 2010. — Oct.. Vol. 521. P. L55. arXiv:astro-ph.SR/1007.2744.
- [89] Feldmeier A., Puls J., Pauldrach A. W. A. A possible origin for X-rays from O stars. // A&A. 1997. — Jun.. Vol. 322. P. 878–895.
- [90] Runacres M. C., Owocki S. P. The outer evolution of instability-generated structure in radiatively driven stellar winds // A&A. 2002. — Jan.. Vol. 381. P. 1015–1025.
- [91] Dessart L., Owocki S. P. Inferring hot-star-wind acceleration from Line Profile Variability // A&A. 2005. — Mar.. Vol. 432. P. 281–294. astro-ph/0411288.
- [92] Hillier D. J., Miller D. L. Constraints on the Evolution of Massive Stars through Spectral Analysis. I. The WC5 Star HD 165763 // ApJ. 1999. — Jul.. Vol. 519. P. 354–371.
- [93] Bouret J.-C., Lanz T., Hillier D. J. et al. Quantitative Spectroscopy of O Stars at Low Metallicity: O Dwarfs in NGC 346 // ApJ. 2003. — Oct.. Vol. 595. P. 1182–1205. astro-ph/0301454.

- [94] Najarro F., Hanson M. M., Puls J. L-band spectroscopy of Galactic OB-stars // *A&A*. 2011. — Nov.. Vol. 535. P. A32. arXiv:astro-ph.SR/1108.5752.
- [95] Groh J. H. Modeling the wind and photosphere of massive stars with the radiative transfer code CMFGEN // *Journal of Physics Conference Series*. 2011. — Dec.. Vol. 328, no. 1. P. 012020.
- [96] Martins F. UV, optical and near-IR diagnostics of massive stars // *Bulletin de la Societe Royale des Sciences de Liege*. 2011. — Jan.. Vol. 80. P. 29–41. arXiv:astro-ph.SR/1010.5347.
- [97] Drew J. E., Greimel R., Irwin M. J., Sale S. E. Early-A stars from IPHAS, and their distribution in and around the Cyg OB2 association // *MNRAS*. 2008. — Jun.. Vol. 386. P. 1761–1773. 0802.3868.
- [98] Comerón F., Pasquali A. New members of the massive stellar population in Cygnus // *A&A*. 2012. — Jul.. Vol. 543. P. A101.
- [99] Guarcello M. G., Wright N. J., Drake J. J. et al. Optical Photometric GTC/OSIRIS Observations of the Young Massive Association Cygnus OB2 // *ApJS*. 2012. — Oct.. Vol. 202. P. 19. arXiv:astro-ph.SR/1208.6296.
- [100] Wright N. J., Parker R. J., Goodwin S. P., Drake J. J. Constraints on massive star formation: Cygnus OB2 was always an association // *MNRAS*. 2014. — Feb.. Vol. 438. P. 639–646. arXiv:astro-ph.SR/1311.4537.
- [101] Massey P., Thompson A. B. Massive stars in CYG OB2 // *ApJ*. 1991. — Apr.. Vol. 101. P. 1408–1428.
- [102] Hanson M. M. A Study of Cygnus OB2: Pointing the Way toward Finding Our Galaxy’s Super-Star Clusters // *ApJ*. 2003. — Nov.. Vol. 597. P. 957–969. astro-ph/0307540.
- [103] Wright N. J., Drake J. J., Drew J. E., Vink J. S. The Massive Star-Forming Region Cygnus OB2. II. Integrated Stellar Properties and the Star Formation History // *ApJ*. 2010. — Apr.. Vol. 713. P. 871–882. arXiv:astro-ph.SR/1003.2463.
- [104] Johnson H. L., Morgan W. W. A Heavily Obscured O-Association in Cygnus. // *ApJ*. 1954. — Mar.. Vol. 119. P. 344.



- [105] Torres-Dodgen A. V., Carroll M., Tapia M. UVBY and JHK<sub>L</sub>-prime photometry of OB stars in the association Cygnus OB2 // MNRAS. 1991. — Mar.. Vol. 249. P. 1–12.
- [106] Reddish V. C., Lawrence L. C., Pratt N. M. The Cygnus II association 2. The Distribution of Stars and Interstellar Matter // Publications of the Royal Observatory of Edinburgh. 1966. Vol. 5. P. 111–180.
- [107] Kiminki D. C., Kobulnicky H. A., Vargas Álvarez C. A. et al. Predicting GAIA’s Parallax Distance to the Cygnus OB2 Association with Eclipsing Binaries // ApJ. 2015. — Oct.. Vol. 811. P. 85. arXiv:astro-ph.SR/1508.03108.
- [108] Schulte D. H. Some Recent Results of Low-Dispersion Spectral Classification. // ApJ. 1956. — Mar.. Vol. 123. P. 250.
- [109] Kiminki D. C., Kobulnicky H. A., Kinemuchi K. et al. A Radial Velocity Survey of the Cyg OB2 Association // ApJ. 2007. — Aug.. Vol. 664. P. 1102–1120. astro-ph/0609772.
- [110] Chentsov E. L., Klochkova V. G., Panchuk V. E. et al. Spectroscopy of 13 high-mass stars in the Cyg OB2 association // Astronomy Reports. 2013. — Jul.. Vol. 57. P. 527–547. arXiv:astro-ph.SR/1306.1087.
- [111] Morgan W. W., Meinel A. B., Johnson H. M. Spectral Classification with Exceedingly Low Dispersion. // ApJ. 1954. — Nov.. Vol. 120. P. 506.
- [112] Herrero A., Corral L. J., Villamariz M. R., Martín E. L. Fundamental parameters of galactic luminous OB stars. III. Spectroscopic analysis of O stars in Cygnus OB2 // A&A. 1999. — Aug.. Vol. 348. P. 542–552.
- [113] Panchuk V. E., Klochkova V. G., Yushkin M. V., Naidenov I. D. The high-resolution spectrograph of the 6-m Large Azimuthal Telescope (BTA) // J. Opt. Technol. 2009. — Feb. Vol. 76, no. 2. P. 87–97. URL: <http://jot.osa.org/abstract.cfm?URI=jot-76-2-87>.
- [114] Юшкин М. В., Клочкова В. Г. Комплекс программ обработки эшелле-спектров // Препринт CAO РАН. 2005.
- [115] Галазутдинов Г. А. DECH 2.0 // Препринт CAO РАН. 1996.
- [116] Afanasiev V. L., Moiseev A. V. The SCORPIO Universal Focal Reducer of the 6-m Telescope // Astronomy Letters. 2005. — Mar.. Vol. 31. P. 194–204. astro-ph/0502095.

- [117] Maryeva O. V., Chentsov E. L., Goranskij V. P. et al. On the nature of high reddening of Cygnus OB2 #12 hypergiant // MNRAS. 2016. — May. Vol. 458. P. 491–507. arXiv:astro-ph.SR/1602.05042.
- [118] Maryeva O., Parfenov S. Y., Yushkin M. V. et al. Properties of Dwarf Stars in Cygnus OB2 // Publications of the Astron. Soc. of Australia. 2016. — Jan.. Vol. 33. P. e002. arXiv:astro-ph.SR/1512.05416.
- [119] Hubeny I., Lanz T. Accelerated complete-linearization method for calculating NLTE model stellar atmospheres // A&A. 1992. — Sep.. Vol. 262. P. 501–514.
- [120] Kudritzki R.-P., Puls J. Winds from Hot Stars // ARA&A. 2000. Vol. 38. P. 613–666.
- [121] Martins F., Hervé A., Bouret J.-C. et al. The MiMeS survey of magnetism in massive stars: CNO surface abundances of Galactic O stars // A&A. 2015. — Mar.. Vol. 575. P. A34. arXiv:astro-ph.SR/1411.4420.
- [122] Bouret J.-C., Lanz T., Martins F. et al. Massive stars at low metallicity. Evolution and surface abundances of O dwarfs in the SMC // A&A. 2013. — Jul.. Vol. 555. P. A1. arXiv:astro-ph.SR/1304.6923.
- [123] Grevesse N., Asplund M., Sauval A. J. The Solar Chemical Composition // Space Science Reviews. 2007. — Jun.. Vol. 130. P. 105–114.
- [124] Repolust T., Puls J., Herrero A. Stellar and wind parameters of Galactic O-stars. The influence of line-blocking/blanketing // A&A. 2004. — Feb.. Vol. 415. P. 349–376.
- [125] Humphreys R. M., McElroy D. B. The initial mass function for massive stars in the Galaxy and the Magellanic Clouds // ApJ. 1984. — Sep.. Vol. 284. P. 565–577.
- [126] Crowther P. A. The effective temperatures of hot stars. // IAU Symposium / Ed. by T. R. Bedding, A. J. Booth, J. Davis. Vol. 189 of IAU Symposium. 1997. P. 137–146.
- [127] Martins F., Schaerer D., Hillier D. J. A new calibration of stellar parameters of Galactic O stars // A&A. 2005. — Jun.. Vol. 436. P. 1049–1065. astro-ph/0503346.
- [128] Negueruela I., Marco A., Herrero A., Clark J. S. New very massive stars in Cygnus OB2 // A&A. 2008. — Aug.. Vol. 487. P. 575–581. 0806.2879.

- [129] Lyubimkov L. S., Rachkovskaya T. M., Rostopchin S. I., Lambert D. L. Surface abundances of light elements for a large sample of early B-type stars - II. Basic parameters of 107 stars // MNRAS. 2002. — Jun.. Vol. 333. P. 9–26.
- [130] Herrero A., Kudritzki R. P., Vilchez J. M. et al. Intrinsic parameters of galactic luminous OB stars // A&A. 1992. — Jul.. Vol. 261. P. 209–234.
- [131] Markova N., Puls J. The mass discrepancy problem in O stars of solar metallicity. Does it still exist? // IAU Symposium. Vol. 307 of IAU Symposium. 2015. — Jan.. P. 117–118. arXiv:astro-ph.SR/1409.7784.
- [132] Marcolino W. L. F., Bouret J.-C., Martins F. et al. Analysis of Galactic late-type O dwarfs: more constraints on the weak wind problem // A&A. 2009. — May. Vol. 498. P. 837–852. arXiv:astro-ph.SR/0902.1833.
- [133] Vink J. S., de Koter A., Lamers H. J. G. L. M. New theoretical mass-loss rates of O and B stars // A&A. 2000. — Oct.. Vol. 362. P. 295–309. astro-ph/0008183.
- [134] Walborn N. R. Spectral classification of O and B0 supergiants in the Magellanic Clouds // ApJ. 1977. — Jul.. Vol. 215. P. 53–57.
- [135] Maíz Apellániz J., Sota A., Morrell N. I. et al. First whole-sky results from the Galactic O-Star Spectroscopic Survey // Massive Stars: From alpha to Omega. 2013. — Jun.. P. 198. arXiv:astro-ph.SR/1306.6417.
- [136] Sota A., Maíz Apellániz J., Walborn N. R. et al. The Galactic O-Star Spectroscopic Survey. I. Classification System and Bright Northern Stars in the Blue-violet at  $R \sim 2500$  // ApJS. 2011. — Apr.. Vol. 193. P. 24. 1101.4002.
- [137] Walborn N. R., Sota A., Maíz Apellániz J. et al. Early Results from the Galactic O-Star Spectroscopic Survey: C III Emission Lines in Of Spectra // ApJL. 2010. — Mar.. Vol. 711. P. L143–L147. arXiv:astro-ph.SR/1002.3293.
- [138] Maryeva O. V., Zhuchkov R. Y. Medium resolution spectroscopy of the supergiant O31f Cyg OB2 No. 7 // Astrophysics. 2012. — Sep.. Vol. 55. P. 371–376. arXiv:astro-ph.SR/1210.7096.
- [139] Herrero A., Puls J., Corral L. J. et al. An analysis of HST UV spectra of Cyg OB2 stars // A&A. 2001. — Feb.. Vol. 366. P. 623–635.

- [140] Hanson M. M., Kudritzki R.-P., Kenworthy M. A. et al. A Medium Resolution Near-Infrared Spectral Atlas of O and Early-B Stars // *ApJS*. 2005. — Nov.. Vol. 161. P. 154–170. astro-ph/0506705.
- [141] Maryeva O., Zhuchkov R., Malogolovets E. Investigation of Cyg OB2 #11(O5 Ifc) by Modelling its Atmosphere // *Publications of the Astron. Soc. of Australia*. 2014. — Apr.. Vol. 31. P. 20. arXiv:astro-ph.SR/1403.2771.
- [142] Walborn N. R., Howarth I. D. Digital Spectroscopy of O3-O5 and ON/OC Supergiants in Cygnus // *Publications of the ASP*. 2000. — Nov.. Vol. 112. P. 1446–1454.
- [143] Tokunaga A. T., Kobayashi N., Bell J. et al. Infrared camera and spectrograph for the SUBARU Telescope // *Infrared Astronomical Instrumentation* / Ed. by A. M. Fowler. Vol. 3354 of *Proceedings of the SPIE*. 1998. — Aug.. P. 512–524.
- [144] Walborn N. R. Some Spectroscopic Characteristics of the OB Stars: an Investigation of the Space Distribution of Certain OB Stars and the Reference Frame of the Classification // *ApJS*. 1971. — Aug.. Vol. 23. P. 257.
- [145] Conti P. S. Basic Observational Constraints on the Evolution of Massive Stars // *Observational Tests of the Stellar Evolution Theory* / Ed. by A. Maeder, A. Renzini. Vol. 105 of *IAU Symposium*. 1984. P. 233.
- [146] Lamers H. J. G. L. M., Cassinelli J. P. Introduction to Stellar Winds. 1999. — Jun.. P. 452.
- [147] Herrero A., Puls J., Najarro F. Fundamental parameters of Galactic luminous OB stars VI. Temperatures, masses and WLR of Cyg OB2 supergiants // *A&A*. 2002. — Dec.. Vol. 396. P. 949–966. astro-ph/0210469.
- [148] Fitzpatrick E. L. Correcting for the Effects of Interstellar Extinction // *Publications of the ASP*. 1999. — Jan.. Vol. 111. P. 63–75.
- [149] Martins F., Hillier D. J. On the formation of C iii 4647-50-51 and C iii 5696 in O star atmospheres // *A&A*. 2012. — Sep.. Vol. 545. P. A95. arXiv:astro-ph.SR/1208.0152.
- [150] Mokiem M. R., de Koter A., Puls J. et al. Spectral analysis of early-type stars using a genetic algorithm based fitting method // *A&A*. 2005. — Oct.. Vol. 441. P. 711–733. arXiv:astro-ph/0506751.

- [151] Zickgraf F.-J., Wolf B., Stahl O. et al. The hybrid spectrum of the LMC hypergiant R126 // *A&A*. 1985. — Feb.. Vol. 143. P. 421–430.
- [152] Bjorkman J. E., Cassinelli J. P. Equatorial disk formation around rotating stars due to Ram pressure confinement by the stellar wind // *ApJ*. 1993. — May. Vol. 409. P. 429–449.
- [153] Petrenz P., Puls J. H $\alpha$  line formation in hot star winds: the influence of rotation. // *A&A*. 1996. — Aug.. Vol. 312. P. 195–220.
- [154] Groh J. H., Hillier D. J., Damineli A. AG Carinae: A Luminous Blue Variable with a High Rotational Velocity // *ApJL*. 2006. — Feb.. Vol. 638. P. L33–L36. astro-ph/0512372.
- [155] Groh J. H., Madura T. I., Owocki S. P. et al. Is Eta Carinae a Fast Rotator, and How Much Does the Companion Influence the Inner Wind Structure? // *ApJL*. 2010. — Jun.. Vol. 716. P. L223–L228. arXiv:astro-ph.SR/1006.4816.
- [156] Harries T. J., Hillier D. J., Howarth I. D. A spectropolarimetric survey of northern hemisphere Wolf-Rayet stars // *MNRAS*. 1998. — Jun.. Vol. 296. P. 1072–1088.
- [157] Groh J. H., Oliveira A. S., Steiner J. E. The qWR star HD 45166. II. Fundamental stellar parameters and evidence of a latitude-dependent wind // *A&A*. 2008. — Jul.. Vol. 485. P. 245–256. 0804.1766.
- [158] Kobulnicky H. A., Smullen R. A., Kiminki D. C. et al. A Fresh Catch of Massive Binaries in the Cygnus OB2 Association // *ApJ*. 2012. — Sep.. Vol. 756. P. 50. arXiv:astro-ph.SR/1206.6742.
- [159] Caballero-Nieves S. M., Nelan E. P., Gies D. R. et al. A High Angular Resolution Survey of Massive Stars in Cygnus OB2: Results from the Hubble Space Telescope Fine Guidance Sensors // *AJ*. 2014. — Feb.. Vol. 147. P. 40. arXiv:astro-ph.SR/1311.5087.
- [160] Bouret J.-C., Hillier D. J., Lanz T., Fullerton A. W. Properties of Galactic early-type O-supergiants. A combined FUV-UV and optical analysis // *A&A*. 2012. — Aug.. Vol. 544. P. A67. arXiv:astro-ph.SR/1205.3075.
- [161] Martins F., Hillier D. J., Paumard T. et al. The most massive stars in the Arches cluster // *A&A*. 2008. — Jan.. Vol. 478. P. 219–233. 0711.0657.

- [162] Borissova J., Georgiev L., Hanson M. M. et al. Obscured clusters. IV. The most massive stars in [DBS2003] 179 // *A&A*. 2012. — Oct.. Vol. 546. P. A110. 1209.6370.
- [163] Walborn N. R. The OBN and OBC stars. // *ApJ*. 1976. — Apr.. Vol. 205. P. 419–425.
- [164] Walborn N. R., Morrell N. I., Barbá R. H., Sota A. New Luminous ON Spectra from the Galactic O-Star Spectroscopic Survey // *AJ*. 2016. — Apr.. Vol. 151. P. 91. arXiv:astro-ph.SR/1603.04749.
- [165] Martins F., Simón-Díaz S., Palacios A. et al. Surface abundances of ON stars // *A&A*. 2015. — Jun.. Vol. 578. P. A109. arXiv:astro-ph.SR/1504.06194.
- [166] Martins F., Foschino S., Bouret J.-C. et al. Surface abundances of OC supergiants // *A&A*. 2016. — Apr.. Vol. 588. P. A64. arXiv:astro-ph.SR/1603.02027.
- [167] Romano G. New Variable Stars in Triangulum // *Information Bulletin on Variable Stars*. 1978. — Jun.. Vol. 1433.
- [168] Romano G. A new variable star in M33. // *A&A*. 1978. — Jul.. Vol. 67. P. 291–292.
- [169] Kurtev R., Sholukhova O., Borissova J., Georgiev L. Romano’s Star in M33: LBV Candidate or LBV? // *RevMexAA*. 2001. — Apr.. Vol. 37. P. 57–61. astro-ph/0102020.
- [170] Zharova A., Goranskij V., Sholukhova O. N., Fabrika S. N. V532 in M33 // *Peremennye Zvezdy Prilozhenie*. 2011. — Mar.. Vol. 11. P. 11.
- [171] Humphreys R. M. Studies of luminous stars in nearby galaxies. VI - The brightest supergiants and the distance to M33 // *ApJ*. 1980. — Oct.. Vol. 241. P. 587–597.
- [172] Viotti R. F., Rossi C., Polcaro V. F. et al. The present status of four luminous variables in M 33 // *A&A*. 2006. — Oct.. Vol. 458. P. 225–234.
- [173] Abolmasov P. Stochastic variability of luminous blue variables // *New Astronomy*. 2011. — Nov.. Vol. 16. P. 421–429. arXiv:astro-ph.SR/1103.3523.
- [174] Polcaro V. F., Maryeva O., Nesci R. et al. GR 290 (Romano’s Star). II. Light History and Evolutionary State // *AJ*. 2016. — Jun.. Vol. 151. P. 149. arXiv:astro-ph.SR/1603.07284.

- [175] Calabresi M., Rossi C., Gualandi R. et al. New deep minimum of Romano's Star in M33 // *The Astronomer's Telegram*. 2014. — Feb.. Vol. 5846. P. 1.
- [176] Cutri R. M., Skrutskie M. F., van Dyk S. et al. 2MASS All-Sky Catalog of Point Sources (Cutri+ 2003) // *VizieR Online Data Catalog*. 2003. — Mar.. Vol. 2246. P. 0.
- [177] McQuinn K. B. W., Woodward C. E., Willner S. P. et al. The M33 Variable Star Population Revealed by Spitzer // *ApJ*. 2007. — Aug.. Vol. 664. P. 850–861. 0704.3026.
- [178] Sholukhova O. N., Fabrika S. N., Vlasyuk V. V., Burenkov A. N. Spectroscopy of H $\alpha$ -emission blue stars in M33 // *Astronomy Letters*. 1997. — Jul.. Vol. 23. P. 458–464.
- [179] Willis A. J., Schild H., Smith L. J. Optical spectroscopy of WR stars in M 33 and M 31. II - The WO population and discovery of an Ofp/WN 9 star in M 33 // *A&A*. 1992. — Aug.. Vol. 261. P. 419–432.
- [180] Smith L. J., Crowther P. A., Willis A. J. A detailed study of a very late WN star in M 33. // *A&A*. 1995. — Oct.. Vol. 302. P. 830.
- [181] Fabrika S., Sholukhova O., Becker T. et al. Crowded field 3D spectroscopy of LBV candidates in M 33 // *A&A*. 2005. — Jul.. Vol. 437. P. 217–226. astro-ph/0503586.
- [182] Sholukhova O. N., Fabrika S. N., Zharova A. V. et al. Spectral variability of LBV star V 532 (Romano's star) // *Astrophysical Bulletin*. 2011. — Apr.. Vol. 66. P. 123–143. arXiv:astro-ph.SR/1105.0123.
- [183] Polcaro V. F., Gualandi R., Norci L. et al. The LBV nature of Romano's star (GR 290) in M 33 // *A&A*. 2003. — Nov.. Vol. 411. P. 193–196.
- [184] Polcaro V. F., Rossi C., Viotti R. F. et al. Optical Spectrophotometric Monitoring of the Extreme Luminous Blue Variable Star GR 290 (Romano's Star) in M 33 // *AJ*. 2011. — Jan.. Vol. 141. P. 18.
- [185] Clark J. S., Castro N., Garcia M. et al. On the nature of candidate luminous blue variables in M 33 // *A&A*. 2012. — May. Vol. 541. P. A146. arXiv:astro-ph.SR/1202.4409.
- [186] Humphreys R. M., Weis K., Davidson K. et al. Luminous and Variable Stars in M31 and M33. II. Luminous Blue Variables, Candidate LBVs, Fe

II Emission Line Stars, and Other Supergiants // *ApJ*. 2014. — Jul.. Vol. 790. P. 48. arXiv:astro-ph.SR/1407.2259.

- [187] Viotti R. F., Galleti S., Gualandi R. et al. The 2006 hot phase of Romano's star (GR 290) in M 33 // *A&A*. 2007. — Mar.. Vol. 464. P. L53–L55. astro-ph/0703048.
- [188] Massey P., McNeill R. T., Olsen K. A. G. et al. A Survey of Local Group Galaxies Currently Forming Stars. III. A Search for Luminous Blue Variables and Other H $\alpha$  Emission-Line Stars // *AJ*. 2007. — Dec.. Vol. 134. P. 2474–2503. 0709.1267.
- [189] Herald J. E., Hillier D. J., Schulte-Ladbeck R. E. Tailored Analyses of the WN 8 Stars WR 40 and WR 16 // *ApJ*. 2001. — Feb.. Vol. 548. P. 932–952.
- [190] Crowther P. A., Hillier D. J., Smith L. J. Fundamental parameters of Wolf-Rayet stars. II. Tailored analyses of Galactic WNL stars. // *A&A*. 1995. — Jan.. Vol. 293.
- [191] Smith L. F., Shara M. M., Moffat A. F. J. A three-dimensional classification for WN stars // *MNRAS*. 1996. — Jul.. Vol. 281. P. 163–191.
- [192] Crowther P. A., Hillier D. J., Smith L. J. Fundamental parameters of Wolf-Rayet stars. I. Ofpe/WN9 stars. // *A&A*. 1995. — Jan.. Vol. 293.
- [193] Galleti S., Bellazzini M., Ferraro F. R. The distance of M 33 and the stellar population in its outskirts // *A&A*. 2004. — Sep.. Vol. 423. P. 925–934. astro-ph/0405465.
- [194] Schlegel D. J., Finkbeiner D. P., Davis M. Maps of Dust Infrared Emission for Use in Estimation of Reddening and Cosmic Microwave Background Radiation Foregrounds // *ApJ*. 1998. — Jun.. Vol. 500. P. 525–553. astro-ph/9710327.
- [195] Massey P., Olsen K. A. G., Hodge P. W. et al. A Survey of Local Group Galaxies Currently Forming Stars. I. UBVRI Photometry of Stars in M31 and M33 // *AJ*. 2006. — May. Vol. 131. P. 2478–2496. astro-ph/0602128.
- [196] Schmidt-Kaler T. Stars and Star Clusters, ed. K. Schaifers & H. H. Voigt . 1982.
- [197] Magrini L., Stanghellini L., Corbelli E. et al. Metal production in M 33: space and time variations // *A&A*. 2010. — Mar.. Vol. 512. P. A63. arXiv:astro-ph.CO/0912.2616.



- [198] Maryeva O., Abolmasov P. Modelling the optical spectrum of Romano's star // MNRAS. 2012. — Jan.. Vol. 419. P. 1455–1464. arXiv:astro-ph.SR/1109.0443.
- [199] van Genderen A. M. S Doradus variables in the Galaxy and the Magellanic Clouds // A&A. 2001. — Feb.. Vol. 366. P. 508–531.
- [200] Najarro F. Spectroscopy of P Cygni // P Cygni 2000: 400 Years of Progress / Ed. by M. de Groot, C. Sterken. Vol. 233 of Astronomical Society of the Pacific Conference Series. 2001. — Jun.. P. 133.
- [201] Hainich R., Rühling U., Todt H. et al. The Wolf-Rayet stars in the Large Magellanic Cloud. A comprehensive analysis of the WN class // A&A. 2014. — May. Vol. 565. P. A27. arXiv:astro-ph.SR/1401.5474.
- [202] Groh J. H., Daminieli A., Hillier D. J. et al. Bona Fide, Strong-Variable Galactic Luminous Blue Variable Stars are Fast Rotators: Detection of a High Rotational Velocity in HR Carinae // ApJL. 2009. — Nov.. Vol. 705. P. L25–L30. arXiv:astro-ph.SR/0909.4459.
- [203] Crowther P. A., Pasquali A., De Marco O. et al. Wolf-Rayet nebulae as tracers of stellar ionizing fluxes. I. M1-67 // A&A. 1999. — Oct.. Vol. 350. P. 1007–1017. astro-ph/9908200.
- [204] Sander A., Todt H., Hainich R., Hamann W.-R. The Wolf-Rayet stars in M 31. I. Analysis of the late-type WN stars // A&A. 2014. — Mar.. Vol. 563. P. A89. arXiv:astro-ph.SR/1402.2282.
- [205] Smith L. J., Crowther P. A., Prinja R. K. A study of the luminous blue variable candidate He 3-519 and its surrounding nebula // A&A. 1994. — Jan.. Vol. 281. P. 833–854.
- [206] de Koter A., Lamers H. J. G. L. M., Schmutz W. Variability of luminous blue variables. II. Parameter study of the typical LBV variations. // A&A. 1996. — Feb.. Vol. 306. P. 501.
- [207] Koenigsberger G. On the Nature of the LBV/WR Eclipsing Binary System HD 5980 // RevMexAA. 2004. — Oct.. Vol. 40. P. 107–135.
- [208] Drissen L., Crowther P. A., Smith L. J. et al. Physical Parameters of Erupting Luminous Blue Variables: NGC 2363-V1 Caught in the Act // ApJ. 2001. — Jan.. Vol. 546. P. 484–495. astro-ph/0008221.
- [209] Clark J. S., Crowther P. A., Larionov V. M. et al. Bolometric luminosity variations in the luminous blue variable

<ASTROBJ>AFGL2298</ASTROBJ> // A&A. 2009. — Dec..  
Vol. 507. P. 1555–1565. arXiv:astro-ph.SR/0909.4160.

- [210] Lamers H. J. G. L. M. Observations and Interpretation of Luminous Blue Variables // IAU Colloq. 155: Astrophysical Applications of Stellar Pulsation / Ed. by R. S. Stobie, P. A. Whitelock. Vol. 83 of Astronomical Society of the Pacific Conference Series. 1995. P. 176.
- [211] Andriesse C. D., Donn B. D., Viotti R. The condensation of dust around eta Carinae. // MNRAS. 1978. — Dec.. Vol. 185. P. 771–788.
- [212] Guzik J. A., Lovekin C. C. Pulsations and Hydrodynamics of Luminous Blue Variable Stars // The Astronomical Review. 2012. — Jul.. Vol. 7, no. 3. P. 13–47.
- [213] Crowther P. A. Physical Properties of Wolf-Rayet Stars // ARA&A. 2007. — Sep.. Vol. 45. P. 177–219. arXiv:astro-ph/0610356.
- [214] Crowther P. A., Smith L. J., Hillier D. J. Fundamental parameters of Wolf-Rayet stars. IV. Weak-lined WNE stars. // A&A. 1995. — Oct.. Vol. 302. P. 457.
- [215] Crowther P. A., Smith L. J., Willis A. J. Fundamental parameters of Wolf-Rayet stars. V. The nature of the WN/C star WR 8. // A&A. 1995. — Dec.. Vol. 304. P. 269.
- [216] Crowther P. A., Smith L. J. Fundamental parameters of Wolf-Rayet stars. VI. Large Magellanic Cloud WNL stars. // A&A. 1997. — Apr.. Vol. 320. P. 500–524.
- [217] Sander A., Hamann W.-R., Todt H. The Galactic WC stars. Stellar parameters from spectral analyses indicate a new evolutionary sequence // A&A. 2012. — Apr.. Vol. 540. P. A144. arXiv:astro-ph.SR/1201.6354.
- [218] Hainich R., Pasemann D., Todt H. et al. Wolf-Rayet stars in the Small Magellanic Cloud. I. Analysis of the single WN stars // A&A. 2015. — Sep.. Vol. 581. P. A21. arXiv:astro-ph.SR/1507.04000.
- [219] Shenar T., Hainich R., Todt H. et al. Wolf-Rayet stars in the Small Magellanic Cloud: II. Analysis of the binaries // ArXiv e-prints. 2016. — Apr.. arXiv:astro-ph.SR/1604.01022.
- [220] Bestenlehner J. M., Gräfener G., Vink J. S. et al. The VLT-FLAMES Tarantula Survey. XVII. Physical and wind properties of massive stars at

the top of the main sequence // A&A. 2014. — Oct.. Vol. 570. P. A38.  
arXiv:astro-ph.SR/1407.1837.

- [221] Smith L. J., Crowther P. A., Willis A. J. A detailed study of a very late WN star in M 33. // A&A. 1995. — Oct.. Vol. 302. P. 830.
- [222] Crowther P. A., Szeifert T., Stahl O., Zickgraf F.-J. B 517 - Another very late WNL star in M 33. // A&A. 1997. — Feb.. Vol. 318. P. 543–547.
- [223] Bianchi L., Bohlin R., Massey P. The Ofpe/WN9 Stars in M33 // ApJ. 2004. — Jan.. Vol. 601. P. 228–241. astro-ph/0310187.
- [224] Ivanov G. R., Freedman W. L., Madore B. F. A catalog of blue and red supergiants in M33 // ApJS. 1993. — Nov.. Vol. 89. P. 85–122.
- [225] Fabrika S. N., Sholukhova O. N., Zakharova S. A. Photometry of OB stars on H $\alpha$  images of M33. // Bulletin of the Special Astrophysics Observatory. 1997. Vol. 43. P. 133–148.
- [226] Vyssotsky A. N., Miller W. J., Walther M. E. New Planetaries, Wolf-Rayet Stars, and a Be Star // Publications of the ASP. 1945. — Dec.. Vol. 57. P. 314.
- [227] Hiltner W. A. Spectra of Two Wolf-Rayet Stars, One a New Spectroscopic Binary // Publications of the ASP. 1946. — Jun.. Vol. 58. P. 215.
- [228] Nishimaki Y., Yamamuro T., Motohara K. et al. Near-Infrared Spectra of 21 Wolf-Rayet Stars: Wind Clumping and Mass-Loss Rates // Publications of the ASJ. 2008. — Apr.. Vol. 60. P. 191–208.
- [229] Harries T. J., Hillier D. J., Howarth I. D. A spectropolarimetric survey of northern hemisphere Wolf-Rayet stars // MNRAS. 1998. — Jun.. Vol. 296. P. 1072–1088.
- [230] Maryeva O. V., Afanasiev V. L., Panchuk V. E. Study of the late nitrogen-sequence Galactic Wolf-Rayet star WR156. Spectropolarimetry and modeling // New Astronomy. 2013. — Dec.. Vol. 25. P. 27–31.
- [231] Maryeva O., Abolmasov P. Spectral study of the late nitrogen-sequence Wolf-Rayet star FSZ35 in M33 // MNRAS. 2012. — Apr.. Vol. 421. P. 1189–1195.
- [232] Crowther P. A., Bohannan B. The distinction between OIafpe and WNLha stars. A spectral analysis of HD 151804, HD 152408 and HDE 313846. // A&A. 1997. — Jan.. Vol. 317. P. 532–547.

- [233] Sholukhova O. N., Fabrika S. N., Vlasyuk V. V. Spectroscopy of H $\alpha$ -emission-line blue stars in M 33 // *Astronomy Letters*. 1999. — Jan.. Vol. 25. P. 14–24.
- [234] van der Hucht K. A. The VIIth catalogue of galactic Wolf-Rayet stars // *New Astronomy Review*. 2001. — Feb.. Vol. 45. P. 135–232.
- [235] van Leeuwen F. Validation of the new Hipparcos reduction // *A&A*. 2007. — Nov.. Vol. 474. P. 653–664. 0708.1752.
- [236] Høg E., Fabricius C., Makarov V. V. et al. The Tycho-2 catalogue of the 2.5 million brightest stars // *A&A*. 2000. — Mar.. Vol. 355. P. L27–L30.
- [237] Schlafly E. F., Finkbeiner D. P. Measuring Reddening with Sloan Digital Sky Survey Stellar Spectra and Recalibrating SFD // *ApJ*. 2011. — Aug.. Vol. 737. P. 103–115.
- [238] Green G. M., Schlafly E. F., Finkbeiner D. P. et al. A Three-dimensional Map of Milky Way Dust // *ApJ*. 2015. — Sep.. Vol. 810. P. 25. 1507.01005.
- [239] Clark J. S., Larionov V. M., Arkharov A. On the population of galactic Luminous Blue Variables // *A&A*. 2005. — May. Vol. 435. P. 239–246.
- [240] Vink J. S. Eta Carinae and the Luminous Blue Variables // *Astrophysics and Space Science Library* / Ed. by K. Davidson, R. M. Humphreys. Vol. 384 of *Astrophysics and Space Science Library*. 2012. P. 221. arXiv:astro-ph.SR/0905.3338.
- [241] Sale S. E., Drew J. E., Unruh Y. C. et al. High spatial resolution Galactic 3D extinction mapping with IPHAS // *MNRAS*. 2009. — Jan.. Vol. 392. P. 497–513. 0810.2547.
- [242] Sharpless S. The Absolute Magnitude of VI Cygni No. 12 // *Publications of the ASP*. 1957. — Jun.. Vol. 69. P. 239.
- [243] Whittet D. C. B. Interstellar Environments and Dust Properties toward Cygnus OB2 No. 12: A Reassessment // *ApJ*. 2015. — Oct.. Vol. 811. P. 110.
- [244] Oke J. B. Faint spectrophotometric standard stars // *AJ*. 1990. — May. Vol. 99. P. 1621–1631.
- [245] Albacete Colombo J. F., Flaccomio E., Micela G. et al. Unveiling the Cygnus OB2 stellar population with Chandra // *A&A*. 2007. — Mar.. Vol. 464. P. 211–227. astro-ph/0610352.

- [246] Jacoby G. H., Hunter D. A., Christian C. A. A library of stellar spectra // *ApJS*. 1984. — Oct.. Vol. 56. P. 257–281.
- [247] Walborn N. R., Fitzpatrick E. L. Contemporary optical spectral classification of the OB stars - A digital atlas // *Publications of the ASP*. 1990. — Apr.. Vol. 102. P. 379–411.
- [248] Le Borgne J.-F., Bruzual G., Pelló R. et al. STELIB: A library of stellar spectra at  $R \sim 2000$  // *A&A*. 2003. — May. Vol. 402. P. 433–442. [astro-ph/0302334](#).
- [249] Abolmasov P., Maryeva O., Burenkov A. N. The Eastern filament of W50 // *Astronomische Nachrichten*. 2010. — Apr.. Vol. 331. P. 412. [arXiv:astro-ph.HE/1003.4706](#).
- [250] Gray R. O., Corbally C., J. *Stellar Spectral Classification*. 2009.
- [251] Comerón F., Pasquali A., Rodighiero G. et al. On the massive star contents of Cygnus OB2 // *A&A*. 2002. — Jul.. Vol. 389. P. 874–888.
- [252] Scappini F., Casu S., Cecchi-Pestellini C., Olberg M. The discovery of clumpy structure in the diffuse gas towards Cyg OB2 No. 12 // *MNRAS*. 2002. — Dec.. Vol. 337. P. 495–498.
- [253] Lamers H. J. G. L. M., Nota A., Panagia N. et al. Chemical Composition and Origin of Nebulae around Luminous Blue Variables // *ApJ*. 2001. — Apr.. Vol. 551. P. 764–780. [astro-ph/0103471](#).
- [254] Martayan C., Lobel A., Baade D. et al. Luminous blue variables: An imaging perspective on their binarity and near environment // *ArXiv e-prints*. 2016. — Jan.. [arXiv:astro-ph.SR/1601.03542](#).
- [255] Klochkova V. G., Chentsov E. L. The Optical Spectrum of an LBV Candidate in the Cyg OB2 Association // *Astronomy Reports*. 2004. — Dec.. Vol. 48. P. 1005–1018. [astro-ph/0605483](#).
- [256] Weis K. Nebulae around Luminous Blue Variables - large bipolar variety // *IAU Symposium* / Ed. by C. Neiner, G. Wade, G. Meynet, G. Peters. Vol. 272 of *IAU Symposium*. 2011. — Jul.. P. 372–377.
- [257] Davidson K., Humphreys R. M. *Eta Carinae and Its Environment* // *ARA&A*. 1997. Vol. 35. P. 1–32.