

Спектроскопия объекта V532 в галактике M33

Ольга Марьева

Содержание

1	<i>Звезды LBV и Вольфа-Райе</i>	4
1.1	<i>Исследование ярчайших звезд в исторической перспективе</i>	4
1.2	<i>Спектральные и другие характеристики LBV звезд</i>	5
1.3	<i>Образование линий с P Суд профилем</i>	6
1.4	<i>Эволюционный статус LBV</i>	10
1.5	<i>Звезды наибольшей светимости за пределами Галактики</i>	12
1.6	<i>Объект V532 в галактике M33</i>	13
2	<i>Наблюдательный материал и редукция данных</i>	16
2.1	<i>Наблюдения на Калар-Альто</i>	16
2.2	<i>Наблюдения на БТА со спектрографом MPFS</i>	17
2.3	<i>Наблюдения на БТА со спектрографом SCORPIO</i>	20
2.4	<i>Наблюдения на телескопе Subaru</i>	23
2.5	<i>Фотометрия</i>	23
3	<i>Результаты и дискуссия</i>	25
3.1	<i>Изменение спектрального класса</i>	26
3.2	<i>Анализ спектра, полученного на FOCAS</i>	35
3.2.1	<i>Измерение скорости ветра</i>	36
3.2.2	<i>Изучение профилей синглетных и триплетных линий гелия</i>	42
3.3	<i>Исследование туманности вокруг V532</i>	45
	<i>Заключение</i>	<i>48</i>
	<i>ЛИТЕРАТУРА</i>	<i>51</i>

Введение

Понимание эволюции звезд наибольшей светимости — одна из актуальных задач современной астрофизики. Сейчас существуют различные взгляды на эволюции самых массивных звезд. Остается не ясной роль стадии LBV (голубых переменных высокой светимости) и ее связь с O сверхгигантами и со звездами Вольфа-Райе азотной последовательности. Большую роль здесь играет спектральный мониторинг звезд на стадии LBV в ближайших галактиках. Из-за того, что спектральные исследования этих объектов за пределами нашей Галактики стали возможны только в 90-х годах, нет глубокого спектрального анализа многих очень интересных звезд.

Цель данной работы — исследование спектральной переменности LBV звезды V532 в галактике M33 по данным 1992 — 2008 годов. V532 занимает особое положение среди ярчайших звезд галактики M33. По некоторым данным, болометрическая светимость V532 $3 \times 10^6 L_{\odot}$, что делает ее ярчайшим объектом звездной природы в M33. Остается открытым вопрос о двойственности объекта, а также о его эволюционном статусе.

Перед автором были поставлены следующие задачи:

- Доработка и тестирование пакета ScoRe, предназначенного для редукции данных, полученных на спектрографе SCORPIO в режиме длинощелевой спектроскопии.
- Обработка и анализ данных спектральных наблюдений V532 на спектрографах SCORPIO, MPFS, FOCAS и TWIN.
- Определение спектрального класса объекта V532 для каждой даты наблюдений и сравнение с фотометрическими данными.
- Определение скорости ветра по линиям HeI и HeII с P Cyg профилем.
- Определение физических условий в туманности вокруг объекта V532: электронной концентрации и температуры. А также оценка размеров и массы туманности.

Методы исследования:

В работе анализируются данные длиннощелевой и панорамной спектроскопии. Для обработки и анализа использовались средства языка IDL6.0. Для оценки параметров туманности использовались диагностические отношения потоков в различных небулярных линиях. Спектральный класс оценивался по эквивалентным ширинам звездных эмиссий.

Практическая значимость работы:

Результаты спектроскопии звезды V532 могут быть использованы для детального изучения этого объекта. Полученные результаты могут быть использованы при моделировании атмосферы этой звезды, а также для расчетов эволюции массивных звезд. Разработанный совместно с П.Аболмасовым пакет программ ScoRe может использоваться для автоматической обработки данных длиннощелевой спектроскопии.

1 Звезды LBV и Вольфа-Райе

1.1 Исследование ярчайших звезд в исторической перспективе

Ярчайшие звезды представляют собой интереснейший класс объектов. Вот как сказал о них в своей книге “Звезды наибольшей светимости” Корнелис де Ягер:

Ни одна область диаграммы Герцшпрунга - Рассела не содержит такого разнообразия звезд, как ее верхняя часть, в которой находятся звезды самой высокой светимости. . . . Звезды высокой светимости теряют массу непрерывно или в результате внезапных катаклизмов, они совершают колебания или пульсируют, причем у таких разреженных гигантских объектов эти процессы часто протекают весьма необычным образом. Иногда эволюция идет настолько быстро, что фундаментальные изменения можно заметить за время человеческой жизни; уже известно несколько подобных случаев.

Например, звезда Р Суг, известная формой спектральных линий и давшая название типу переменности, в 1600 году поярчала и достигла 3^m η Саг – вторая, после Р Суг, знаменитая переменная с высокой светимостью. Ее звездная величина между 1600 и 1800 годами колебалась от 4^m до 2^m . А в конце 1830 года η Саг вспыхнула и в течение следующих двадцати лет была одной из самых ярких звезд на небе. Ее звездная величина в это время меняется между -1^m и 1^m .

В 1897 году были обнаружены колебания блеска у сверхгиганта S Dog в Большом Магеллановом Облаке (Pickering 1897). Duncan (1922), в ходе исследований новых звезд в галактике M33, были открыты три первые сверхгиганта промежуточных спектральных классов ($\sim A - \sim F$) с колебаниями блеска. В 50-х годах во время поиска цефеид в других галактиках Hubble & Sandage (1953) нашли переменность блеска у пяти других сверхгигантов классов A и F в M31 и M33 по наблюдениям, охватывающим период более 50 лет. Эти переменные получили название переменных Хаббла – Сендиджа (если объекты, расположены либо в галактике M31, либо в — M33), или переменных типа S Dog (если объекты, расположены либо в нашей Галактике, либо в Магеллановых облаках).

Несмотря на то, что переменные типа Р Суг, типа S Dog и Хаббла-Сендиджа хорошо известны в литературе, только в 70-х годах исследование массивных звезд в

различных спектральных диапазонах (Humphreys & Davidson 1979, Humphreys 1975, Sharov 1975, Wolf et al. 1980, 1981) позволило объединить эти звезды в один класс. В 1984 году Конти предложил назвать этот класс Luminous Blue Variables (голубые переменные высокой светимости) LBV.

1.2 Спектральные и другие характеристики LBV звезд

LBV – звезды наибольшей светимости, расположенные в верхней части диаграммы Герцшпрунга-Рессела (рис. 1), у которых наблюдаются непериодические вспышки. Во время этих вспышек болометрическая светимость остается постоянной, поэтому LBV звезды движутся на диаграмме Герцшпрунга-Рессела вдоль горизонтальной прямой, пересекая предел Хамфрис-Давидсона (рис. 2). Эти вспышки по непредсказуемости и интенсивности Humphreys & Davidson сравнивают с извержениями вулканов. Начальная масса LBV $M > 40M_{\odot}$, а темп потери массы составляет $10^{-5} \div 10^{-4}M_{\odot}/\text{год}$.

По Humphreys & Davidson, чтобы считаться LBV, звезда должна удовлетворять следующим требованиям:

- болометрическая звездная величина ярче чем $-9^m.5$
- фотометрическая переменность на разных временных шкалах, от месяцев (амплитуда 0.5^m) до десятилетий (вспышки на несколько звездных величин). При этом болометрическая светимость примерно постоянна.
- в спектрах LBV обычно наблюдаются эмиссионные линии H, HeI, FeII, часто с P Cyg профилем. Иногда встречаются запрещенные эмиссионные линии [FeII], [FeIII]. Спектр переменен.

Обычно в визуальном максимуме спектр LBV похож на спектр холодного сверхгиганта класса A – F. В спокойном (горячем) состоянии у LBV спектр горячего сверхгиганта с эмиссионными H и HeI. Но у некоторых LBV в визуальном минимуме наблюдаются спектры, подобные спектрам Ofpe/WN9 звезд (Humphreys & Davidson 1994).

В спектрах Ofpe/WN9 звезд присутствуют как линии как высокого возбуждения (NIII, HeII) характерные для Of, так и относительно низкого возбуждения (NII, HeI)

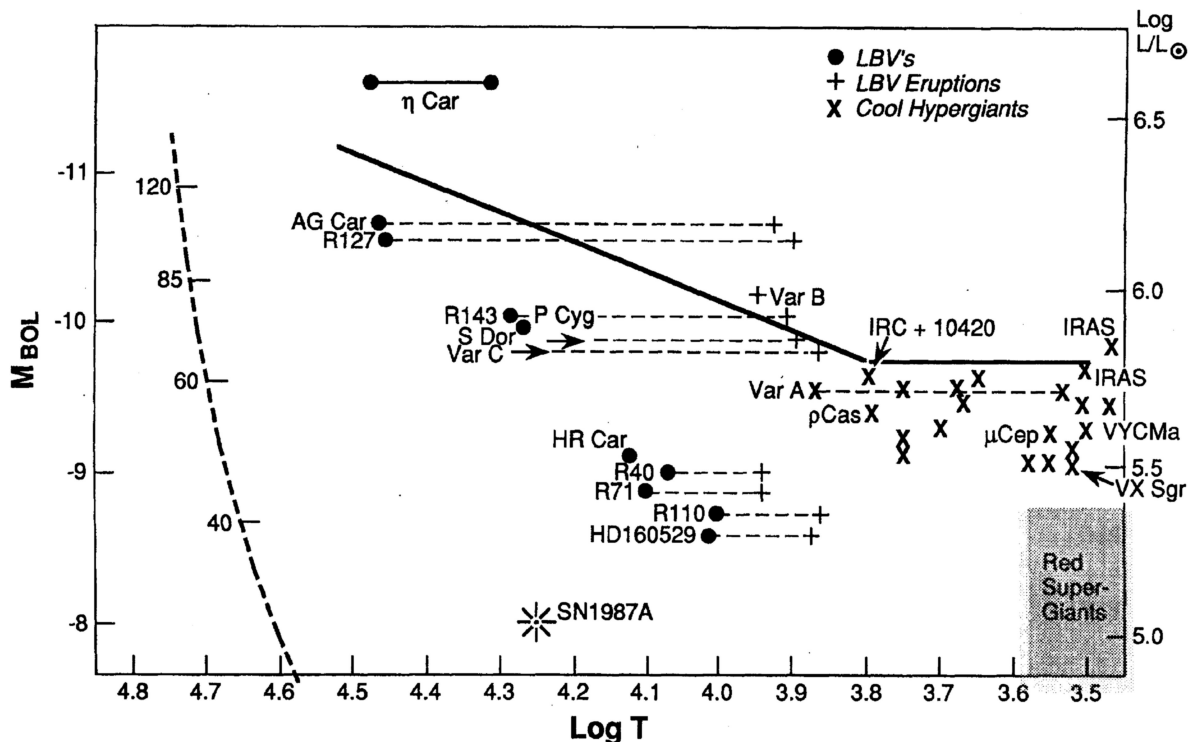


Рис. 1: Положение звезд LBV на диаграмме Герцшпрунга-Ресселя. Пунктирными линиями показаны переходы LBV из спокойного (●) во вспышечное состояние (+). Также на этой схеме указано положение холодных гипергигантов (×). Предел Хамфрис-Давидсона показан сплошной линией

характерные для спектров поздних звезд Вольфа-Райе азотной последовательности (WNL).

1.3 Образование линий с P Cуг профилем

Линии с P Cуг профилями, характерные для спектров горячих сверхгигантов, являются индикаторами потери массы. Они наблюдаются у резонансных линий, если плотность поглощающих ионов в ветре на луче зрения между наблюдателем и фотосферой звезды больше 10^{15} см^{-2} (Lamers 1999). Если плотность мала – $10^{13} \div 10^{14} \text{ см}^{-2}$, то образуется слабая абсорбционная линия, которая смещена в фиолетовую область спектра из-за эффекта Доплера. В случае более плотного ветра P Cуг профили наблюдаются и у субординатных линий, видимых в оптическом диапазоне.

Формирование P Cуг профилей можно качественно понять на простой модели сферически симметричного истекающего ветра (рис.3), скорость которого во внеш-

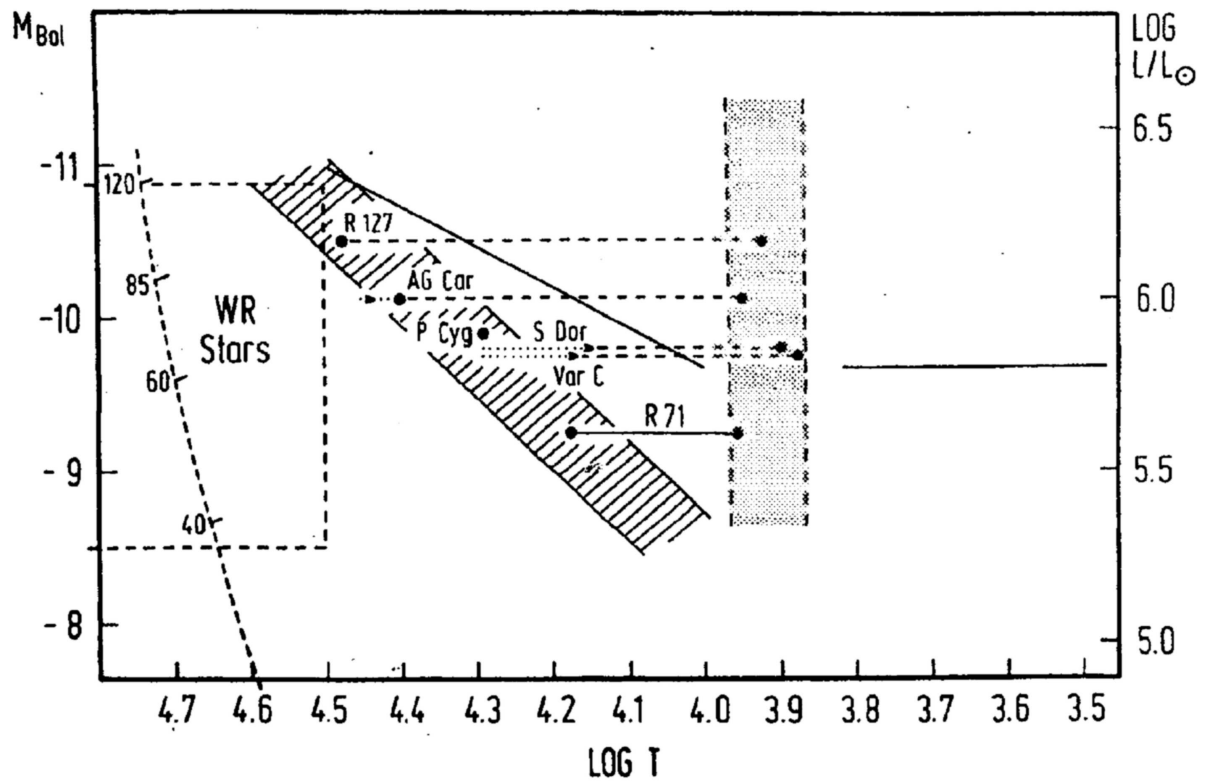


Рис. 2: Звезды LBV на диаграмме ГР в горячем состоянии располагаются вдоль наклонной полосы, названной Wolf (1989) “полосой нестабильности S Dor”. Во время вспышки LBV перемещаются в область более низких температур, пересекая предел Хамфрис-Давидсона, и располагаются вдоль вертикальной полосы.

них слоях больше (Lamers 1999). Можно выделить 4 региона, дающие вклад в спектральные линии.

- (a) звезда (S), которая излучает непрерывный спектр, возможно с абсорбционными линиями
- (b) цилиндр (F), содержащий газ, расположенный между наблюдателем и звездой и движущийся к наблюдателю со скоростью v , $v \simeq 0, v_\infty$
- (c) цилиндр (O), закрыт звездой. Газ в (O) движется от наблюдателя
- (d) регион за пределами видимого диска звезды, который должен быть виден как гало (H) вокруг звезды, если наблюдатель может пространственно разрешить ветер. Газ в регионе (H) имеет и положительную, и отрицательную компоненту скорости вдоль луча зрения.

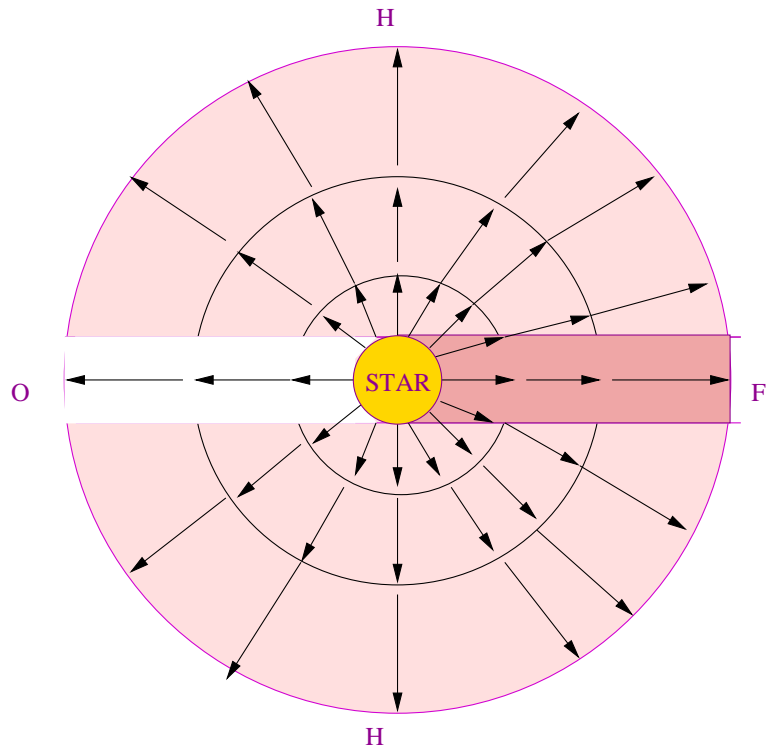


Рис. 3: Модель сферически симметричного истекающего ветра (Lamers 1999)

На рис. 4 показан вклад разных регионов ветра в поток, который дает начало Р Суг профилю.

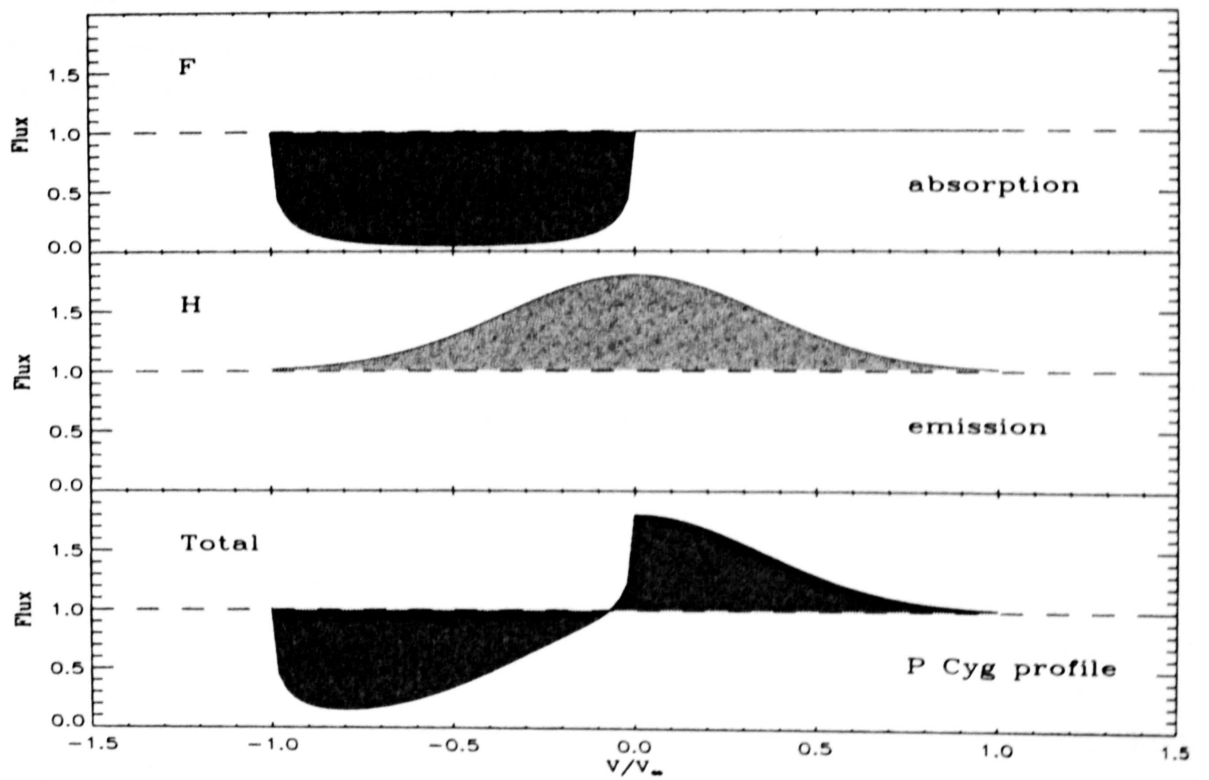


Рис. 4: Результат наложения разных регионов звезды (Lamers 1999)

Звезда (S) излучает непрерывный спектр с фотосферными абсорбционными линиями. Регион (F) рассеивает излучение, идущее от звезды, которое в случае отсутствия ветра достигло бы наблюдателя. Из-за эффекта Доплера абсорбционная компонента смещается в фиолетовую область спектра, скорость от $-v_\infty$ до 0. Гало (H) изотропно рассеивает излучение, выходящее из фотосферы. Оно создает эмиссионную компоненту со скоростью от $-v_\infty$ до $+v_\infty$, с максимумом в 0. При суммировании вкладов всех четырех компонент образуется P Cyg профиль.

По форме P Cyg профиля можно судить о плотности и ионизации звездного ветра. Отношение абсорбционной и эмиссионной компонент зависит от размеров звезды и ветрового региона. По P Cyg профилю можно определять скорость ветра и темп потери массы.

1.4 Эволюционный статус LBV

Еще до введения класса объектов LBV возник вопрос об эволюционной связи таких объектов как P Cyg, S Dor, η Car с O сверхгигантами и звездами Вольфа-Райе (Де Ягер, 1984).

Сложности в определении эволюционной последовательности этих объектов связаны с тем, что объекты, имеющие морфологически похожие спектры, могут иметь абсолютно разную историю развития. Кроме того, не существует однозначной классификации поздних звезд Вольфа-Райе. Некоторые авторы при классификации этих объектов используют обозначение Ofpe/WN, а некоторые продлевают спектральную классификацию звезд WN в область более низких эффективных температур классами WN9, WN10 и WN11 (Crowther et al. 1995a, 1996, Smith et al. 1995). Ранние звезды Вольфа-Райе более проэволюционировавшие объекты. Эволюция идет от поздних WN (WNL) через ранние WN (WNE) к звездам WR углеродной последовательности (WC).

Conti (1976) предположил, что плавное изменение внешнего вида спектров от Of к WN звездам является доказательством эволюции массивных звезд от спектрального класса Of к WN.

Lamers & Leitherer (1993) обнаружили, что плотность ветра плавно возрастает от O звезд через Of к звездам типа WNL.

Количественное изучение спектров, часто с использованием моделей звездных атмосфер, позволяет перейти от формальной спектральной классификации Ofpe/WN звезд, основанной только на внешнем виде спектров, к классификации по физическим параметрам (темп потери массы, скорость ветра, эффективная температура и т.д.). Первая (одномерная) классификация звезд Вольфа-Райе (Beals (1938), Smith (1968)), основанная на внешнем виде спектров, была дополнена Hiltner & Schild (1966) вторым параметром, который разделяет объекты на: объекты с узкими слабыми линиями и объекты с широкими сильными линиями. Сейчас существует трехмерная классификация, предложенная Smith, Shara & Moffat 1996 (SSM), в которой добавлен третий параметр – содержание водорода.

У звезд WN7 и WN7+abs (звезды Вольфа-Райе, в спектрах которых наблюдаются абсорбционные линии) эффективные температуры и светимости выше чем у звезд спектрального класса WN8 (Crowther et al. 1995b). Эффективная температура звезд WN7, WN7+abs, WN8 соответственно равна: $\simeq 30$ кК, $\simeq 31$ кК, $\simeq 25$ кК. Скорость ветра у некоторых WN7+abs звезд значительно выше чем у WN8, и составляет 1700-2500 (примерно столько же, сколько у обычных WN7), при характерных скоростях ветра у WN8 600-1000 км/с. У звезд WN9, WN10, WN11 скорость ветра еще меньше, 250-400 км/с. Вокруг некоторых звезд WN8 (например, WR 124) наблюдаются сброшенные оболочки, очень похожие на туманности вокруг LBV (например, AG Car). Звезды WN7, в отличие от WN8, часто встречаются в молодых скоплениях. Обобщая эти данные, а также данные, полученные из моделей эволюции массивных одиночных звезд, Crowther et al. (1995b) пришли к выводу, что WN7 и WN8 – объекты эволюционно не связанные и предложили следующие эволюционные последовательности:

для звезд с $M > 60M_{\odot}$

$$O \longrightarrow Of \longrightarrow WNL + abs \longrightarrow WN7(\longrightarrow WNE) \longrightarrow WC \longrightarrow SN$$

для звезд с $25 < M < 60M_{\odot}$

$$O \longrightarrow Of \longrightarrow \left\{ \begin{array}{l} LBV \\ RSG \end{array} \right\} \longrightarrow WN8 \longrightarrow WNE \longrightarrow WC \longrightarrow SN$$

WNE – ранние звезды Вольфа-Райе азотной последовательности, WNL – поздние звезды Вольфа-Райе азотной последовательности (WN9, WN10, WN11), RSG –

красные сверхгиганты.

Эти эволюционные модели являются только гипотезами.

Однако, в некоторых эволюционных моделях O звезды переходят в WN звезды без перехода LBV фазы (Crowther et al. 1995a).

В недавней работе Conti & Smith, (2008) предлагают выделить отдельный класс – WNH – звезды Вольфа-Райе азотной последовательности с водородом в спектрах. В этот класс предлагается объединить как ранние WNE, так и поздние WNL звезды, массовая доля водорода H/He в которых превышает 0.1. Таким образом, класс WNH шире чем класс Ofpe/WN9, так как включает в себя ранние водородные WN. Предполагается, что WNH звезды – это промежуточная стадия между O звездами, в ядрах которых горит водород, и нормальными WN звездами, в ядрах которых горит гелий, соответствующая началу горения гелия в ядре. Исследуя эволюцию этих объектов и их связь со звездами WN, звездами WC и LBV авторы приходят к выводу, что объекты с начальной массой $> 60M_{\odot}$ могут проходить LBV фазу как до WNH, так и после WNH.

Связь между Ofpe/WN9 (WNH по классификации Smith & Conti) звездами и LBV была подтверждена наблюдательными данными (Stahl et al. 1983), когда прототип Ofpe/WN9 звезда R127 в БМО (Walborn 1982) проэволюционировала в В сверхгигант с эмиссионными линиями. Другой пример, AG Car, классифицированная в спокойном состоянии как Ofpe/WN9. LBV-подобная вспышка наблюдалась у WN6/7 звезды – одной из компонент тесной двойной системы HD5980 между 1993 и 1994 годами (Koenigsberger 2004, Moffat et al. 1998)

Понимание эволюционной связи наиболее массивных звезд пока не достигнуто.

1.5 Звезды наибольшей светимости за пределами Галактики

Массивных звезд в галактиках мало. На 10^7 звезд Млечного Пути приходится в среднем 1 сверхгигант. Из-за того, что LBV — очень короткая, по сравнению с жизнью на главной последовательности, фаза в эволюции массивных звезд, LBV очень малочисленный класс объектов. В нашей Галактике известно 21 LBV. 4 LBV найдено в Малом Магеллановом Облаке (ММО) и 21 в Большом Магеллановом Облаке (БМО) (van Genderen 2001).

Изучение массивных звезд в нашей Галактике затруднено по нескольким причинам. Во-первых, наиболее массивные звезды в основном располагаются в плоскости Галактики и имеют большое межзвездное поглощение, поэтому изучать эти звезды мы можем только в радиодиапазоне и в жестком рентгене. Во-вторых, сложно измерить расстояние внутри Галактики, и, следовательно, светимость этих объектов. Поэтому очень важны исследования очень массивных звезд в различных спектральных диапазонах в ближайших галактиках.

Изучение массивных звезд высокой светимости в других галактиках позволяет нам исследовать звездную эволюцию и потерю массы в различных средах с различной металличностью, проследить влияние окружения объекта на его эволюцию, оценить частоту встречаемости сверхмассивных звезд.

Спиральная галактика М33 (Sc), третья по массе (после М31 и нашей Галактики) в Местной группе галактик, видна под углом 48.9° . Ее металличность в несколько раз меньше солнечной. Модуль расстояния до М33, измеренный Galleti et al. (2004) по ветви красных гигантов, равен $(m - M)_0 = 24.64 \pm 0.15$, т.е. расстояние $D = 847 \pm 60$ кпс.

1.6 Объект V532 в галактике М33

Объект V532, именуемый также GR290 или звездой Романо, находится во внешнем спиральном рукаве М33, в $17'$ от центра галактики. Его координаты на 2000 год по базе данных SIMBAD $\alpha = 01^h 35^m 09.^s 71$, $\delta = +30^\circ 41' 57''.1$. Polcaro et al. (2003) подвергают эти данные сомнениям и приводят координаты, отличающиеся на несколько угловых секунд. Координаты по Polcaro et al. (2003) $\alpha = 01^h 35^m 10^s$, $\delta = +30^\circ 41' 54''$. В своей работе мы использовали карту окрестностей, приведенную Kurtev et al. (2001), что исключает возможность неправильного отождествления.

Кривую блеска звезды V532 впервые построил Джулиано Романо (Romano 1978) по фотопластинкам, полученным в обсерватории Асияго (67см телескоп системы Шмидта и 122см телескоп “Галилео”) в течение 17 лет. Данные содержат 131 наблюдательную точку (фотографические звездные величины). По данным Романо, фотографическая звездная величина (примерно соответствующая величине в фильтре В) колеблется от $16.^m 7$ до $18.^m 1$. По форме кривой блеска и показателю цвета

(разность фотографической и визуальной звездных величин) Романо предложил отнести V532 к переменным Хаббла-Сендиджа.

Humphreys & Davidson (1994) по изменению блеска классифицировали звезду Романо как кандидат в LBV. За последние полвека у V532 наблюдались два максимума (Kurtev et al. 2001), первый около 1970 года, второй в начале 90-х годов 20 века. Кроме крупномасштабной вариации блеска, у V532 наблюдается переменность с амплитудой 0.5 звездной величины на временах порядка несколько месяцев (Kurtev et al. 2001, Sholukhova et al. 2002). Такое поведение типично для LBV.

Спектральные наблюдения V532 начались только в 1992 году. Впервые спектр звезды Романо получил Szeifert на 3.5 метровом телескопе обсерватории Калар-Альто в 1992 году. Красный участок этого спектра (район линии $H\alpha$) приводится в статье Szeifert (1996).

Следующий спектр был получен О.Н. Шолуховой на 6-ти метровом телескопе в 1994 году (Sholukhova et al., 1997). Эти наблюдения проводились в режиме “первичной спектроскопии” звезд в M33, выделенных по признаку “ранняя звезда – источник эмиссии $H\alpha$ ”, с помощью мультиобъектного спектрографа БТА. Затем в сентябре 1998 года был получен спектр с помощью мультизрачкового спектрографа. Этот спектр классифицирован как WN10 – WN11 (Fabrika et al. 2004).

Polcaro et al. (2003) приводят спектр звезды Романо, снятый в феврале 2003 года. Спектр классифицируется как Of/WN. Авторы находят болометрическую абсолютную звездную величину $M_{bol} \simeq -10.^m4$, считая болометрическую поправку равной -3, а модуль расстояния $m - M = 24.8$. Viotti et al. (2007) по пяти спектрам, полученным с 2003 по 2006 год, находят, что при убывании блеска увеличивается суммарной эквивалентной ширины боуэновской бленды ($\lambda\lambda 4630, 4686$).

Несмотря на то, что V532 давно известна своей необычной переменностью и считается LBV, глубокий спектральный анализ ее не проводился. Наиболее полным является исследование Viotti et al. (2007), выполненное с разрешением $13 \div 17 \text{ \AA}$. Такое разрешение недостаточно для разрешения боуэновской бленды, для разделения линии [OIII] $\lambda 5007$, принадлежащей туманности, и звездной линии HeI $\lambda 5015$, для изучения P Cyg профилей. Поэтому перед автором была поставлена задача провести спектральный анализ V532, используя данные спектральных наблюдений, собран-

ные в Лаборатории Физики Звезд САО РАН, и имеющие спектральное разрешение от 15 до 1 Å.

2 *Наблюдательный материал и редукция данных*

Спектры V532, используемые в данной работе, были получены на четырех различных спектрографах в течение последних 16 лет. Всего 12 спектров со спектральным разрешением от 1 до 10Å. Также имеются фотометрические данные с 1958 года.

2.1 *Наблюдения на Калар-Альто*

Спектрограф TWIN, расположенный в касегреновском фокусе 3.5 метрового телескопа обсерватории Калар-Альто, предназначен для спектроскопии точечных источников и протяженных объектов со средним спектральным разрешением в диапазоне длин волн от 3200 до 11000 Å. У спектрографа TWIN есть два разделенных спектроскопических канала (“красный” и “голубой”). Свет, выходящий из общей щели, разделяется на два пучка с помощью дихроичного зеркала. Дихроичное зеркало обладает уникальным свойством спектрально-пространственного разделения падающего света: излучение с заданным спектральным составом отражается от зеркала, а остальная часть излучения проходит через зеркало. Каждый из этих каналов содержит фильтр, коллиматор, камеру и детектор. Оптика “голубого канала” и “красного канала” оптимизирована для диапазонов от 3200 до 5500Å и от 5000 до 10000Å, соответственно.

По просьбе О.Шолуховой Szeifert предоставил нам исходные наблюдательные данные – два спектра звезды Романо в диапазонах 4450-5000Å и 5800-6800 Å. Эти данные были переобработаны в среде IDL6.0 с помощью специально разработанного пакета программ, основанного на процедурах, написанных В.Л.Афанасьевым, А.В.Моисеевым, П.К.Аболмасовым, О.В.Марьевой. Обработка включает в себя все стандартные для длиннощелевой спектроскопии процедуры: удаление следов космических частиц, вычитание темнового тока (dark), деление на плоское поле, построение дисперсионной кривой по спектру лампы с He-Ag наполнителем, линеаризацию. Эта обработка аналогична, за исключением вычитания dark, обработке данных, полученных на SCORPIO, которая будет подробно рассмотрена в главе 2.3

Данных по спектроскопии спектрофотометрического стандарта у нас нет, поэтому мы работаем со спектром, нормированным на континуум. Нормировка на континуум

Таблица 1: Журнал наблюдений на Калар-Альто

Дата	Время экспозиции, с	Спектральный диапазон, Å	Спектральное разрешение, Å
6 октября 1992	3600	4450-5000	2.2
		5800-6800	2.4

проводилась следующим образом: выбирались участки спектра, не содержащие ярких спектральных линий, эти участки сглаживались с помощью процедуры *lowess*¹, затем осуществлялась экстраполяция с выбранных участков на весь спектр. Далее начальный спектр делился на эту плавную кривую.

В результате описанных выше процедур было получено два спектра (вблизи $H\alpha$ и $H\beta$). В этих спектрах видны яркие узкие эмиссии бальмеровской серии с P Cug профилем и широкими крыльями (рис. 8). Также в красной области спектра видны четыре эмиссионные линии Si II $\lambda 5979$, $\lambda 5958$, $\lambda 6347$, $\lambda 6371$. Также наблюдается линия HeI $\lambda 5876$ в эмиссии. У линии HeI $\lambda 6678$ наблюдается широкая эмиссионная компонента с узкой центральной абсорбцией.

2.2 Наблюдения на БТА со спектрографом MPFS

Мультизрачковый волоконный спектрограф MPFS (MultiPupil Fiber Spectrograph) на настоящий момент является единственным панорамным (полевым) спектрографом в нашей стране. Описание прибора приводится в работе Afanasiev et al., (2001).

В данной работе используются спектры, полученные на MPFS в 2002 (старая версия прибора) и в 2004, 2005 (новая версия). Основные данные о наблюдениях приводятся в таблице 2.2.

Поле зрения MPFS состоит из 16×16 (у новой версии) или 15×16 (у старой) микрообъективов, каждый из которых собирает свет с квадрата $1'' \times 1''$ на небесной сфере. Панорманая спектроскопия характеризуется отсутствием потерь на щели, поэтому может быть использована для корректной оценки потоков и звездных величин. Потери при экстракции спектров отдельных элементов раstra могут быть легко учтены.

¹Робастное сглаживание одномерного массива. Процедура, написанная Н.Т. Freudenreich 1993

Таблица 2: Журнал наблюдений на БТА с MPFS. α – качество изображения

Дата	Время экспозиции	$\alpha, ''$	Звезда стандарт	Гризма	Спектральный диапазон	Спектральное разрешение, Å
5 окт. 2002	900	3.8	BD25d4655	# 4 600	4000-7000	6
13 ноя. 2004	4200	1.5	HZ44			
17 янв. 2005	3600	1.5	G248			

Редукция данных спектрографа MPFS состоит из следующих стандартных для панорамной спектроскопии этапов (Sanchez 2006):

1. первичная редукция – вычет подложки (bias) и удаление следов космических частиц
2. деление кадра на плоское поле
3. экстракция куба данных (этап специфичен для панорамной спектроскопии и связан с переходом от единичной Y-координаты на ПЗС-изображении к двум пространственным координатам на небесной сфере; для корректного нахождения спектров отдельных микрообъективов на изображении снимается экспозиция с засвеченной лампой накаливания частью волокон – так называемый эталон)
4. проведение дисперсионной кривой и наведение сетки длин волн на кубе данных (линеаризация)
5. дополнительная коррекция куба данных за чувствительность прибора с использованием куба данных для сумеречного неба
6. нормировка спектральной чувствительности с использованием спектрофотометрического стандарта

Необходимость в пункте 5 возникает в связи с различием оптического пути для плоского поля и объекта. Сумеречное небо обычно снимается вблизи спектрофотометрического стандарта.

Элементарный анализ исходных данных показал, что гнутая прибором приводят к существенному смещению положения спектров отдельных волокон на ПЗС-изображении, вплоть до расстояний порядка расстояния между соседними спектрами. Поэтому экстракция проводилась отдельно для объекта и для спектрофотометрического стандарта и сумеречного неба, с использованием двух эталонов.

Учет атмосферной дисперсии (дифференциальной атмосферной рефракции) производился по спектрофотометрическому стандарту, что позволило также проверить правильность расчета позиционного угла для поля MPFS. Зависимости координат

звезды от длины волны аппроксимировались полиномами второй степени, после чего использовались (с точностью до поворота поля и изменения зенитного расстояния) для коррекции атмосферной дисперсии в кубе данных объекта. Предполагалось, что зависимость величины атмосферной дисперсии от зенитного расстояния имеет простой вид $\Delta z \propto \operatorname{tg} z$.

Дисперсионная кривая проводится с точностью $\sim 5 - 10 \text{ км с}^{-1}$, что вполне достаточно для большинства эмиссионных линий. Для ярчайших линий формальная ошибка лучевой скорости может быть существенно меньше – порядка 1 км с^{-1} . Сдвиг на несколько км с^{-1} между волокнами исправлялся по ярчайшим линиям ночного неба – $[OI]\lambda\lambda 5577, 6300$.

Были получены спектры, богатые эмиссионными линиями водорода и нейтрального гелия. В спектре 2002 года явно виден блок линий NII, NIII, CIII $\lambda\lambda 4600 - 4700$ (боуэновская бленда), характерный для спектров звезд WN.

2.3 Наблюдения на БТА со спектрографом SCORPIO

Описание фокального редуктора светосилы SCORPIO приводится у Afanasiev & Moiseev, (2005). Прибор может использоваться для прямых снимков, длиннощелевой спектроскопии (длина щели $\sim 6'$), многощелевой спектроскопии и спектроскопии с интерферометром Фабри-Перо.

Наблюдения V532 с SCORPIO в режиме длиннощелевой спектроскопии ведутся с февраля 2005 года. За это время было получено 8 спектров. Основные данные о наблюдениях приводятся в таблице 3

Обработка данных проводилась в среде IDL6.0 с помощью пакета программ ScoRe, специально разработанного автором совместно с П.К.Аболмасовым для обработки данных, полученных на SCORPIO в режиме длиннощелевой спектроскопии. Пакет содержит процедуры, написанные в разное время В.Л.Афанасьевым, А.В.Моисеевым, П.К.Аболмасовым, О.В.Марьевой. Система обработки была протестирована автором на различных данных.

Обработка данных состоит из нескольких этапов:

1. На первом этапе почищенные от следов космических частиц изображения суммируются. После этого вычитается средний BIAS. BIAS — это кадр с нулевой

Таблица 3: Журнал наблюдений на БТА со SCORPIO. α – качество изображения, PA – позиционный угол.

Дата	Время экспозиции	Гризма	Спектральный диапазон, Å	$\delta\lambda, \text{Å}$	$\alpha, ''$	Звезда стандарт	PA, °
6 фев. 2005	600	VPHG550G	3500-7200	10	1.7	G248	-136.
30 авг. 2005	1200				1.9	G191-B2B	210.
8 ноя. 2005	3300				1.9	BD25d4655	145.
3 авг. 2006	1500	VPHG1200G	4000-5700	5	2.	GD248	200.
10 авг. 2007	1800				2.	BD33d2642	252.
5 окт. 2007	2700				1.1	BD25d4655	-141.
10 янв. 2008	1800				1.4	BD25d4655	18.
8 янв. 2008	1800				VPHG1200R	5700-7500	5

экспозицией, постоянная добавка во всех видах накоплений ПЗС (Прибор с Зарядовой Связью). Уровень шума на кадрах BIAS равен шуму считывания. Обычно при обработке усредняется 5-10 кадров BIAS. Обрезается OVERSCAN. OVERSCAN – несканируемая область, темная полоса на краю изображения, возникающая из-за разницы между физическим размером матрицы и размером файла.

2. На втором этапе исправляется искривление изображения, возникающее из-за aberrаций дифракционной решетки. Для исправления используется спектр калибровочной лампы с полым катодом (ЛПК) с He-Ar-Ne наполнителем.
3. На третьем этапе изображения объекта и звезды стандарта делятся на FLAT. FLAT — это спектральное плоское поле. Для получения FLAT используется лампа с галогеновым наполнителем.
4. На четвертом этапе по спектру ЛПК строится дисперсионная кривая.
5. На пятом этапе осуществляется коррекция дисперсионной кривой за орбитальное движение Земли и линеаризация.
6. На шестом этапе проводится нормировка на спектральную чувствительность.

На сегодняшний день для ПЗС EEV 42-40, установленной на SCORPIO, темновой ток за 20 минут составляет 0.6e, что в большинстве наблюдений несущественно (Моисеев, 2007). Поэтому при наблюдениях с этой матрицей кадры DARK не снимаются и при обработке спектральных данных темновой ток не учитывается.

Деление на плоское поле позволяет исправить неоднородности чувствительности, учесть дефекты и клиновидность щели, а также удалить фринги (интерференционную картину, возникающую на тонких ПЗС в слое кремния, в “красной” части спектра)(Моисеев, 2007).

При линеаризации используется как спектр ЛПК, так и линии ночного неба (авроральная линия [OI] $\lambda 5577$).

Для нормировки на спектральную чувствительность использовались спектры звезд – спектрофотометрических стандартов из списка Oke (1990), рекомендованного в описании к прибору SCORPIO (Моисеев 2007).

При нормировке на спектральную чувствительность учитывается атмосферная экстинкция по формуле (Карташева & Чунакова 1978):

$$\Delta m = \left(a (\lambda_\mu)^{-4} + c \right) \cdot \cos(z)$$

где Δm – поправка к монохроматической звездной величине, z – зенитное расстояние, λ_μ – длина в микрометрах, a , c – константы, для CAO они равны, соответственно, 0.012 и 0.12.

2.4 *Наблюдения на телескопе Subaru*

Звезда Романо наблюдалась на телескопе Subaru в октябре 2007 года в рамках совместной русско-японской программы исследования SS433. Наблюдения проводились на спектрографе FOCAS в длиннощелевой моде. FOCAS (Faint Object Camera and Spectrograph) находится в касегреновском фокусе телескопа Subaru и может использоваться в четырех разных режимах наблюдений: спектроскопия (длиннощелевая и многощелевая), фотометрия, поляриметрия и спектрополяриметрия. Поле FOCAS 6 угловых минут. Для калибровки длин волн используется лампа с Th-Ag наполнителем.

Спектр V532 снимался в течении 1200с на гризме VPHG450. Спектральное разрешение 4000. Спектральный диапазон 3750-5250 Å. В качестве спектрофотометрического стандарта использовался объект BD40d4032, из списка звезд – спектрофотометрических стандартов телескопа SUBARU.

Для обработки этих данных автором на основе процедур, входящих в ScoRe, был разработан пакет программ, учитывающий особенности данных, получаемых на FOCAS: параметры матрицы, ориентацию спектра на снимке, калибровочную лампу.

Анализ спектра, полученного на FOCAS, приводится в главе 3.2.1.

2.5 *Фотометрия*

А.В.Жаровой и В.П.Горанским была построена компилятивная кривая блеска V532 в полосе V. Они объединили 104 оценки, полученные Романо (Romano 1978), 1 оценку Humphreys (Humphreys 1980), 643 оценки из стеклотеки ГАИШ, а также данные по

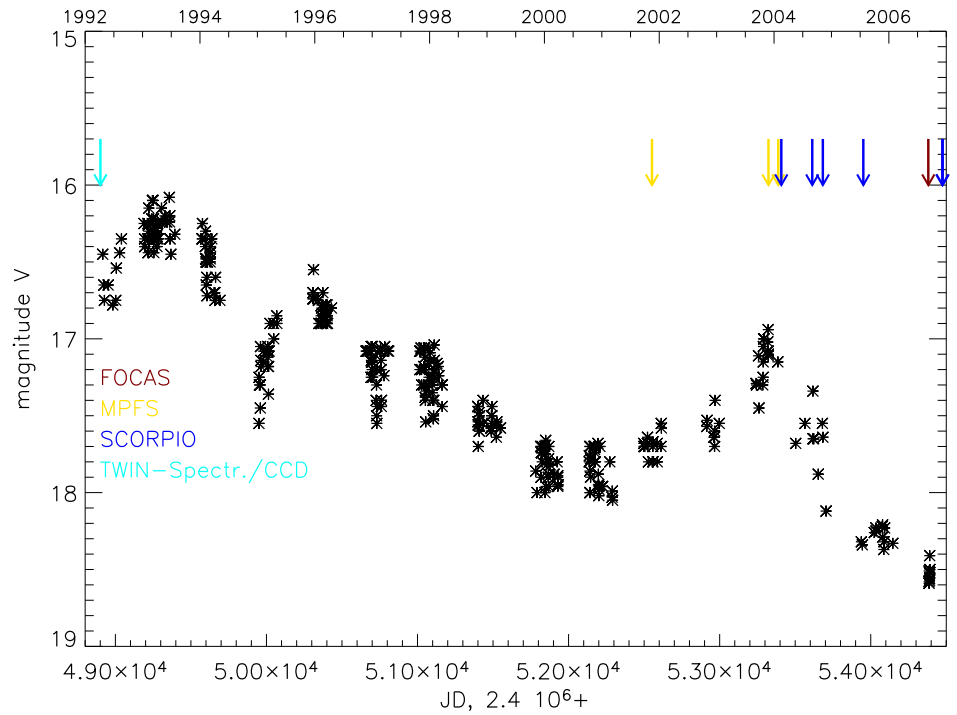


Рис. 5: Кривая блеска V532 с 1990 по 2007 год. Стрелочками обозначены спектральные наблюдения на разных приборах. Голубым цветом наблюдения на TWIN, желтым – MPFS, синим – SCORPIO, красным – Subaru

многоцветной фотометрии, которая проводится на 1-м телескопе Цейсс Специальной Астрофизической обсерватории РАН и двух телескопах Крымской лаборатории ГАИШ МГУ – 50-см телескопе системы Максутова (АЗТ-5) и 60-см телескопе Цейсс-2. На рис. 5 показана переменность объекта за последние 18 лет.

3 Результаты и дискуссия

Спектральные данные охватывают 16-летний временной интервал, за который объект V532 вышел из крупного максимума в начале 90-х и ослабил свою величину в фильтре V с 16 до 18.5. Имеющийся спектральный материал позволяет проследить эволюцию спектра объекта, которой сопровождалось изменение блеска. На рис. 6, 7 показана эволюция спектра с 1992 по 2008 год в диапазонах $4000 \div 5200$ и $5600 \div 6800$ Å.

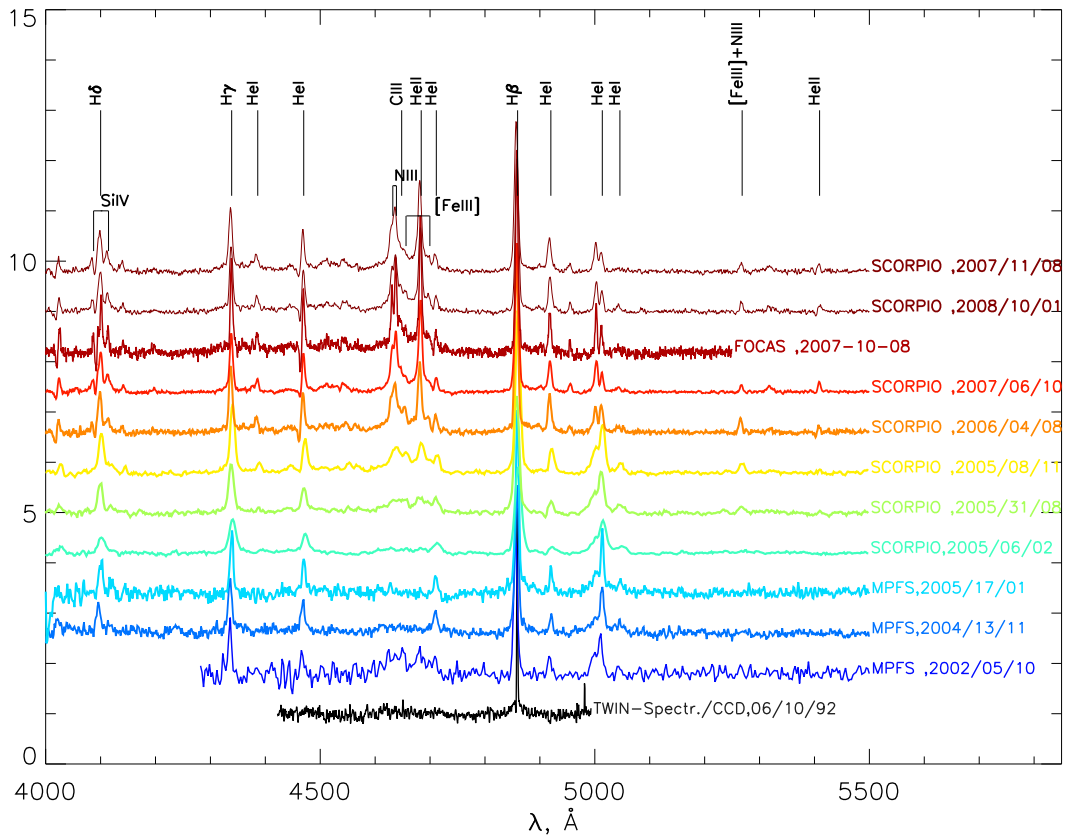


Рис. 6: Изменение спектра V532 в диапазоне от 4000 до 5200 Å с 1992 по 2008 год. Спектры нормированы на континуум, каждый последующий спектр смещен на 0.8 по вертикали относительно предыдущего.

В то время как в спектре 1992 года наблюдаются спектральные детали, характерные для сверхгигантов Ve, спектры, полученные в 2007 – январе 2008, соответствуют поздним WN (WN8). Спектры, снятые в конце 2004 – начале 2005, во время кратковременного поярчания V532, можно классифицировать как Ofpe/WN9 или WN11.

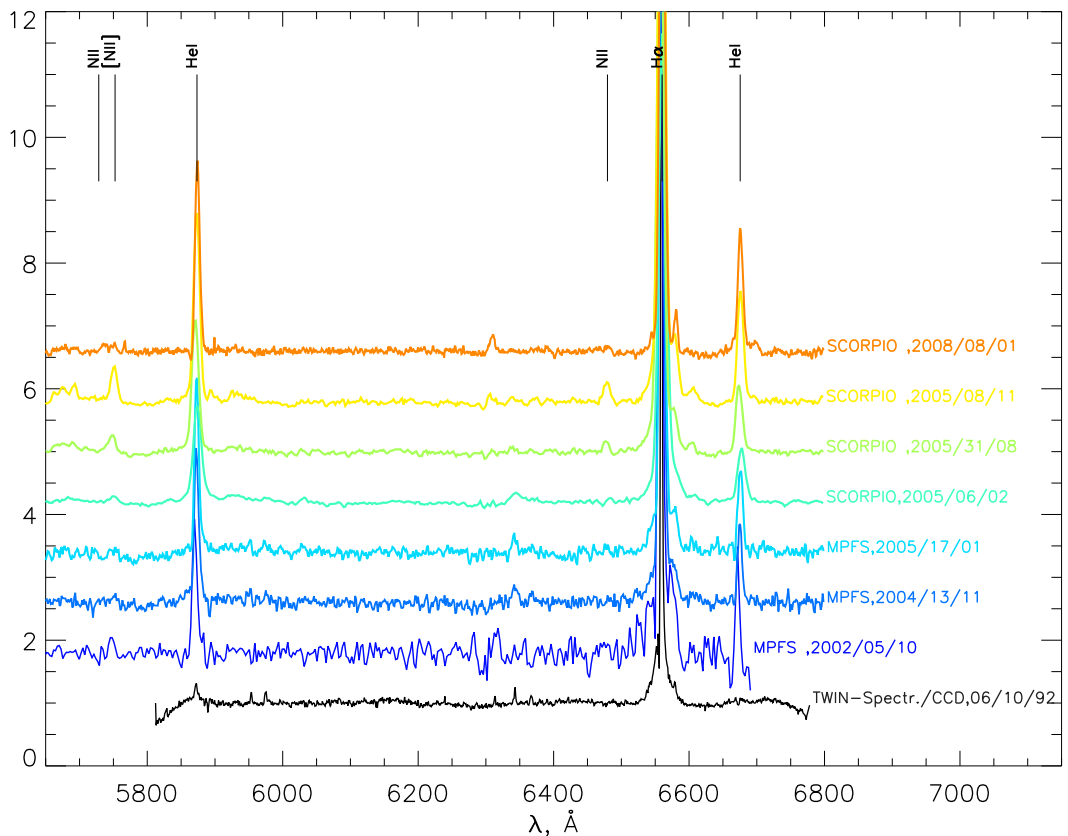


Рис. 7: Изменение спектра V532 в диапазоне от 5600 до 6800Åс 1992 по 2008 год. Спектры нормированы на континуум, каждый последующий спектр смещен на 0.8 по вертикали относительно предыдущего.

3.1 Изменение спектрального класса

По спектрам в узком спектральном диапазоне, полученным в 1992 году, когда звезда находилась в высоком состоянии блеска (16.4 в V фильтре), трудно однозначно определить спектральный класс. Профили линий водорода (яркие узкие эмиссии с P Cug профилем и широкими крыльями) характерны для В гипергигантов (рис. 8). Подобный профиль у линий бальмеровской серии наблюдался у LBV R127 после вспышки. Полуширина крыльев $H\beta \simeq 15\text{\AA}$, $H\alpha \simeq 20\text{\AA}$. Такие широкие крылья возникают, скорее всего, не из-за высокой скорости расширения оболочки ($\sim 900\text{км/с}$), а из-за некогерентного электронного рассеяния (Stahl et al. 1983). Линии SiII, также наблюдаемые в спектре V532 1992 года, характерны для спектров В сверхгигантов.

В спектрах, полученных через десять лет, исчезли линии ионизованного крем-

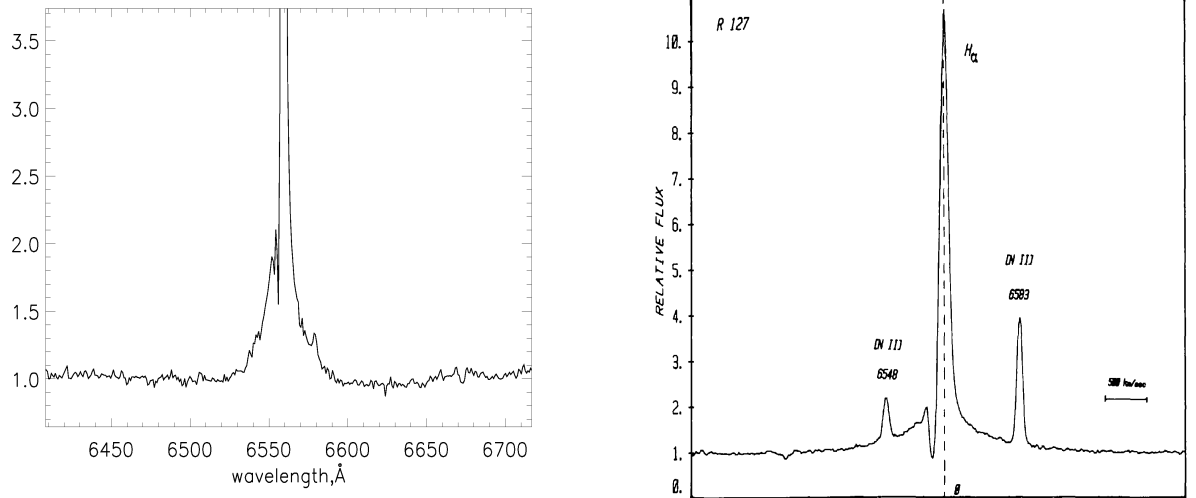


Рис. 8: Профиль линии $H\alpha$ у V532 в 1992 году и у R127 (Stahl et al. 1983)

ния. Но появились детали, характерные для звезд WR. Классифицировать спектры поздних звезд Вольфа-Райе азотной последовательности (WNL) можно используя относительные интенсивности и профили линий HeI, HeII, NIII, NII и NIV. При классификации спектра V532 мы использовали критерии классической спектральной классификации поздних звезд Вольфа-Райе по Crowther et al. (1995), которые приведены в таблице 4. Так как содержание водорода и отношение He/H для V532 пока не определены, в настоящий момент ее нельзя отнести к звездам WNH, несмотря на наличие ярких водородных линий в спектре. К тому же, интенсивность и ширина линий водорода в классификации Crowther не используются.

По кривой блеска, приведенной на рис. 5, видно, что в конце 2004– начале 2005 года у V532 наблюдался локальный максимум блеска. На спектрах, снятых в это время, видны яркие эмиссионные линии водорода и HeI. Набор эмиссионных линий примерно такой же, как и у поздних WN (WN11). Линия HeI $\lambda 4713$ ярче чем бленда NII, а HeII $\lambda 4686$ слабая или отсутствует. Эти спектры можно классифицировать как WN11.

На спектре 2002 года линия NII $\lambda 3995$ не попадает в диапазон, поэтому мы проводим классификацию по сравнению линий NIII $\lambda \lambda 4634 - 41$ с линиями NII $\lambda \lambda 4601 - 43$. Линии NIII уже видны, но еще слабее чем NII, линия HeII \sim NII, поэтому V532 в это время можно считать WN10.5.

С середины 2005 года звезда Романо слабеет, видимая звездная величина в филь-

Таблица 4: Схема классификации для классов WN6-11, основанная на относительной интенсивности NV $\lambda\lambda 4604 - 20$, NIV $\lambda 4058$, NIII $\lambda\lambda 4634 - 41$, NII $\lambda 3995$, HeI и HeII (Crowther et al. 1995a)

Спектральный класс	
WN6	NIII \simeq NIV NV слабая
WN7	NIII $>$ NIV NIII $<$ HeII HeI слабая P Cygni
WN8	NIII \gg NIV NIII \simeq HeII HeI сильная P Cygni
WN9	NIII $>$ NII NIV отсутствует
WN10	NIII \sim NII
WN11	NII \sim HeII NIII слабая или отсутствует

тре V упала с 17 до 18.8. За это время ее спектр монотонно эволюционирует от WN10 (август 2005) через WN9 (ноябрь 2005) до WN8 (август 2006). Сейчас (октябрь 2007, январь 2008) линия HeII ярче NIII, HeI P Cуг ослабла по сравнению с 2006 годом. Но, так как линии NIV в спектре не появились, мы классифицируем спектр как WN8. Эквивалентные ширины избранных линий приведены в таблице 5 вместе с интерполированным значением звездной величины и полученным нами спектральным классом.

Таблица 5: Эквивалентные ширины избранных линий, спектральный класс, определенный по Crowther et al.(1995a) и интерполированное значение звездной величины

V, m	Спектральный класс	EW HeII λ4686	EW HeI λ5876	EW NIII λλ4634, 4640.6	Дата
16.9	WN11	~1.	21.7	2.	11/2004
17.1	WN11	~2.	21.3	1.	01/2005
17.15	WN11	~1.4	25.8	1.8	02/2005
17.3	WN10	4.4	28.5	3.2	08/2005
17.5	WN10.5	5.4	32.8	6.	10/2002
17.6	WN9	9.1	36.8	9.3	11/2005
18.3	WN8	14.3		14.	08/2006
18.4	WN8	19.		19.1	08/2007
18.5	WN8 (7.5?)	17.		17.	10/2007
18.5	WN8 (7.5?)	16.2		17.	10/2007
	WN8 (7.5?)	15.4	27.9	16.7	01/2008

Для более точной спектральной классификации можно использовать количественные оценки – зависимости эквивалентной ширины² какой-либо линии от спектрального класса. SSM найдена корреляция между отношением эквивалентной ширины линии HeII λ4686 к эквивалентной ширине линий HeI λ5876 со спектральным классом. На рис. 9 показано положение V532 на диаграмме, связывающей спектральный класс с эквивалентными ширинами HeII и HeI, а также положения известных

²Величина, показывающая, какому участку непрерывного спектра в окрестности спектральной линии эквивалентна полная интенсивность спектральной линии, называется эквивалентной шириной спектральной линии. $EW = \int \left(1 - \frac{F_\lambda}{F_c}\right) d\lambda$ для гауссианы: $EW = \sqrt{2\pi} \cdot A \cdot \sigma$, где A – амплитуда.

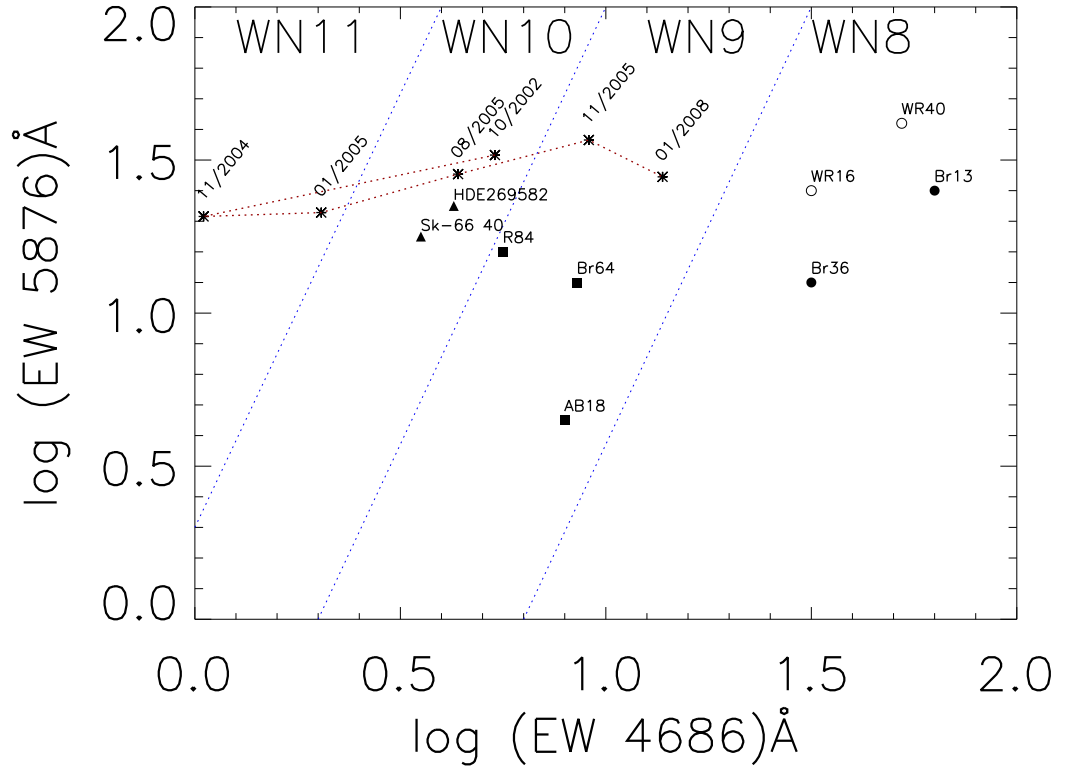


Рис. 9: Сравнение эквивалентных ширин линий (EW) HeI λ 5876 и HeII λ 4686 для WN8 (кружочки), WN9 (квадратики), WN10 (треугольники) в нашей Галактике (незакрашенные символы), БМО (закрашенные символы). Данные о звездах WN взяты из работы Smith et al. (1995). Звездочками показано положение V532 в разное время. Точки соединены красной пунктирной линией в хронологическом порядке.

WN: R84 (WN9), Sk-60 40 (WN10) и LBV HDE 269582 (WN10) в слабом состоянии по Smith et al. (1995). Из данного рисунка видно, что в период с 2002 по 2005 год (когда звезда стала ярче на 1 звездную величину), спектр изменился от WN9.5 до WN11. С 2005 года спектр плавно изменяется в соответствии с зависимостью, установленной SSM.

Ширину и интенсивность линий HeII λ 4686 и HeII λ 5411 (серия Пикеринга) можно также использовать для спектральной классификации (Hiltner & Schild 1966, Smith et al. 1996). На рис. 12 показано положение V532 на диаграмме эквивалентная ширина HeII λ 5411 и FWHM HeII λ 4686 в конце 2007 года. Для определения полуширины

HeII $\lambda 4686$ использовался спектр, полученный на FOCAS (см. 3.2).

Для определения эквивалентной ширины (эмиссионной компоненты) линии HeII $\lambda 5411$ ³ демонстрирующей классический P Cуг профиль — широкая эмиссия с приблизительно прямоугольным профилем и узкая абсорбция смещенная в фиолетовую область спектра, мы аппроксимировали профиль моделью. Модель аналогична той, которую мы будем использовать для определения скорости ветра по линиям HeI в главе 3.2.1, однако учитывает последовательно уширение эмиссионной компоненты. Прямоугольный профиль эмиссии дает оптически тонкая оболочка, изотропно расширяющаяся с постоянной скоростью (Lamers 1999). На рис. 10 показано как профиль такой линии будет меняться в зависимости от разрешения спектрографа. Поэтому модельный профиль линии имеет вид:

$$P = A_e F\left(\frac{\lambda - (\lambda_e - w_e)}{w_g}\right) \cdot F\left(-\frac{\lambda - (\lambda_e + w_e)}{w_g}\right) - A_a \exp\left\{-\frac{1}{2}\left(\frac{\lambda - (\lambda_e - w_e)}{w_g}\right)^2\right\}$$

где A_e, A_a — амплитуды эмиссионной и абсорбционной компонент, λ_e — длина волны центра эмиссионной компоненты, w_e — полуширина эмиссии (а также смещение абсорбционной компоненты), w_g — σ спектральное разрешение прибора, $F(x)$ — кумулятивное нормальное распределение.

Эквивалентная ширина эмиссионной компоненты 6.2 ± 0.2 . Скорость ветра, измеренная по относительному смещению абсорбционной компоненты — 200 ± 10 км с^{-1} .

³По спектру, полученному на SCORPIO в январе 2008 года

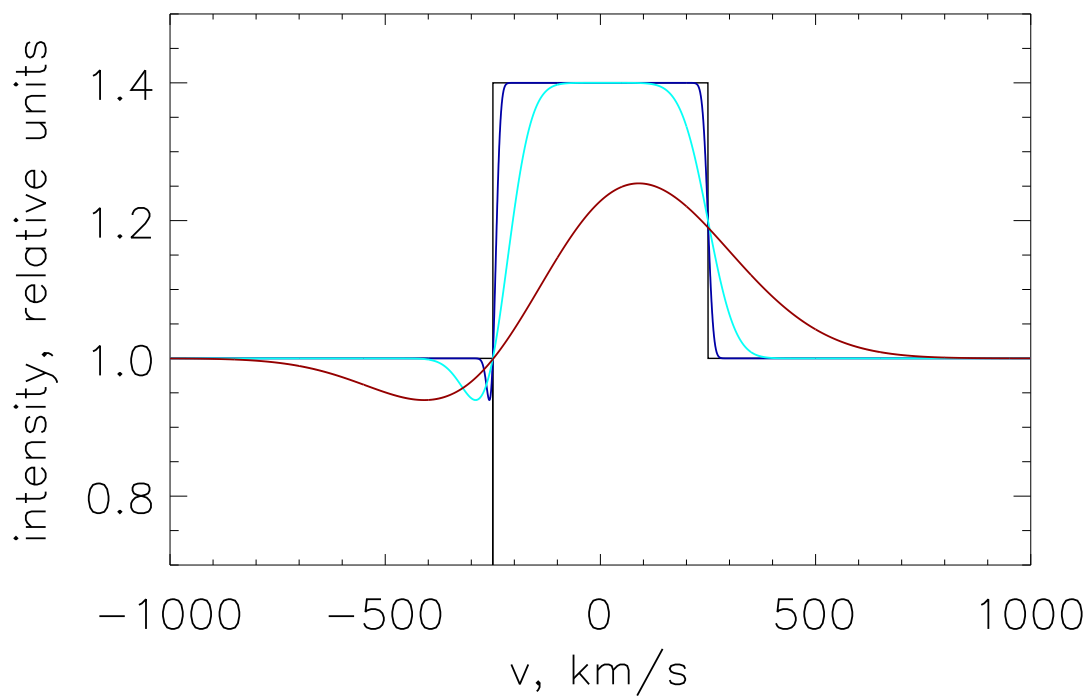


Рис. 10: Изменение модельного P Cyg профиля (применявшегося для линии HeII $\lambda 5411$, см. глава 3.1) в зависимости от спектрального разрешения.

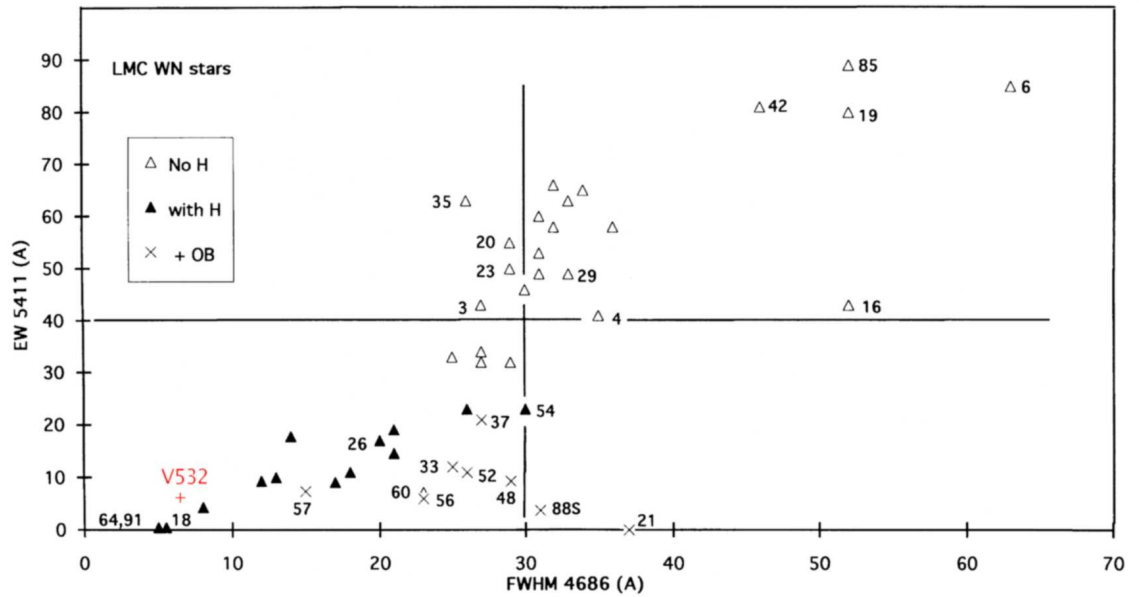


Рис. 11: Диаграмма эквивалентная ширина HeII $\lambda 5411$ – FWHM $\lambda 4686$. Красным крестиком отмечено положение V532 в октябре 2007 года. Незакрашенными треугольниками обозначено положение WR звезд в БМО, закрашенными — положение богатых водородом WR звезд в БМО, крестиками — положение двойных OB звезд. Диаграмма взята из работы SSM

Мы получили, что спектральный класс V532, измеренный по относительной интенсивности линий NII, NIII, HeI и HeII (WN8, WN7.5(?)), согласуется (с точностью до одного спектрального подкласса со спектральным классом измеренным по эквивалентным ширинам и полуширинам линий HeII и HeI (WN8, WN9).

В нашей работе мы на более полном спектральном материале подтверждаем результат, полученный Viotti et al. (2007), что с увеличением блеска спектральный класс V532 эволюционирует от поздних WN8, через WN9 к Ofpe/WN (WN10, WN11) и далее к эмиссионным сверхгигантам. Эволюция происходит вдоль последовательности поздних WN (Smith et al. 1995, Crowther et al. 1994). В минимуме блеска звезда Романо доходит до WN8.

Согласно современным моделям эволюции массивных звезд, переход от гипергигантов к звездам Вольфа-Райе начиная с некоторого спектрального класса становится необратимым. Однако известно, что некоторые звезды LBV в (например R127)

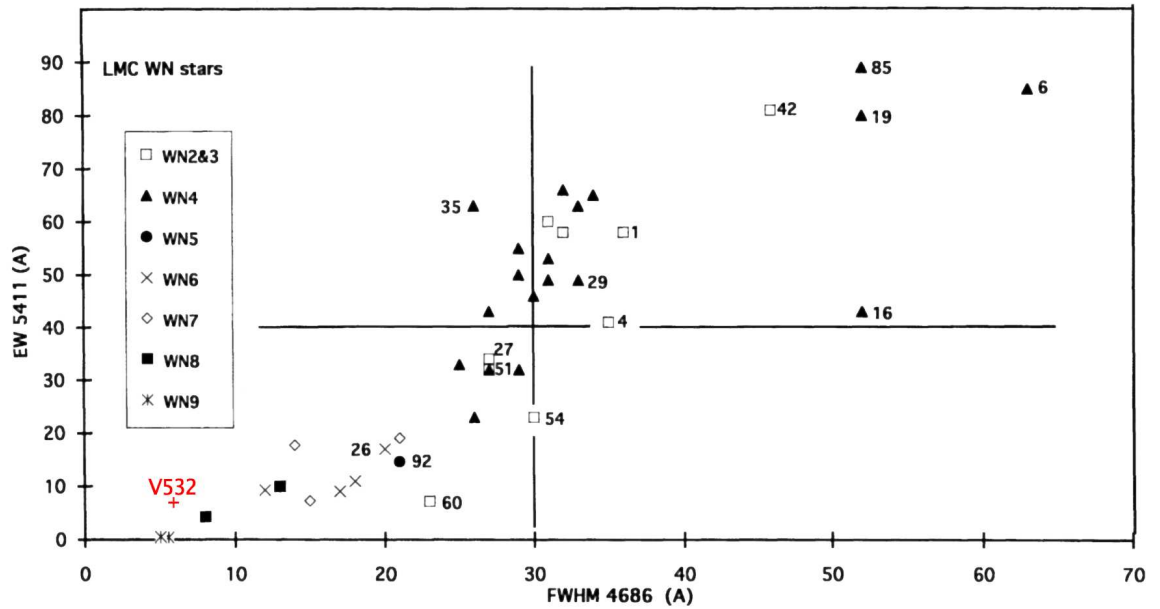


Рис. 12: Диаграмма эквивалентная ширина HeII $\lambda 5411$ – FWHM $\lambda 4686$. Красным крестиком отмечено положение V532 в октябре 2007 года. Незакрашенными квадратами обозначено положение WN2,3 звезд в БМО, покрашенными треугольниками – WN4, покрашенными кружочками – WN5, крестиками – WN6, ромбиками – WN7, покрашенными квадратами – WN8, звездочками – WN9. Диаграмма взята из работы SSM

меняют свой спектральный класс от Ofpe/WN (в минимуме) до Ве-свергигантов (в максимуме).

Мы наблюдали, как V532 из WN10.5 (2002) во время вспышки вернулась в WN11 (2004), а затем прошла три спектральных подкласса. Наблюдательные данные можно объяснить двумя способами: либо на наших глазах объект быстро (на временах несколько лет) необратимо эволюционирует из LBV в звезду WN, либо это обычная картина вспышечной переменности для части LBV. Второй вариант более вероятен. Тем не менее любопытно проследить за дальнейшей эволюцией объекта во время продолжающегося спада блеска. Поэтому необходим дальнейший мониторинг как V532, так и других поздних звезд WN, которые могут оказаться спящими (“dormant”) LBV.

3.2 *Анализ спектра, полученного на FOCAS*

Спектр среднего разрешения (4000), снятый на приборе FOCAS (телескоп Subaru), позволяет нам изучить голубой диапазон. Это лучший по разрешению спектр V532 на сегодняшний день. На рис. 13 приведены участки спектра в интервалах $3800 \div 4500$ и $4500 \div 5200$.

В спектре ярко выражена боуэновская бленда – комбинация мультиплета NIII ($\lambda 4634, \lambda 4640$. с потенциалом возбуждения 30.3 эВ), с триплетом дважды ионизованного углерода CIII $\lambda 4650$, которая сопровождается линиями $HeII\lambda 4686$ и $HeI\lambda 4713$.

С помощью процедуры multigauss (А.В.Моисеев) боуэновская бленда была аппроксимирована семью гауссианами (рис. 14). Мы предполагаем, что кроме вышеуказанных линий в эту бленду входят еще и линии $[FeIII]\lambda\lambda 4658, 4701$. В работе Crowther & Bohannan (1997) линия на 4658 Å в спектре звезды WN9h отождествлена как линия CIV. Линия CIV (55.5 эв) наблюдается в туманностях с высокой степенью ионизации и в спектрах звезд Вольфа–Райе. Другие яркие линии CIV ($\lambda\lambda 5812, 5801$) в спектре V532 не проявляются. Но зато присутствует вторая сильная линия $[FeIII]\lambda 5270$, блендированная с линиями NIII и CIII. Это подтверждает наше предположение о том, что линия на 4658 Å. есть линия дважды ионизованного железа. Небольшая часть боуэновской бленды остается не объясненной, это может быть бленда слабых линий NII, характерная для WNL.

Была найдена эквивалентная ширина и полная ширина на половине интенсивности (FWHM)⁴ для линии HeII $\lambda 4686$ они, соответственно, равны 16.4 ± 0.3 и 6.3 ± 0.1 . Определено положение V532 на диаграмме эквивалентная ширина – FWHM HeII $\lambda 4686$ (рис. 15), взятой из работы Smith et al. (1995). V532 хорошо ложится на последовательность поздних WN и ее спектральный класс (WN8), определенный по данной диаграмме, совпадает со спектральным классом, найденным нами по эквивалентным ширинам линий NII, NIII и HeI.

3.2.1 Измерение скорости ветра

У линий HeI виден P Cуг профиль – линия состоит из двух компонент: абсорбционной компоненты, смещенной в фиолетовую область спектра, и эмиссионной.

Слабость линий поглощения в спектрах звезд WR может быть вызвана не только малостью оптической толщины оболочки в линии, но и заполнением линии поглощения эмиссионной линией. Однако в тех случаях, когда нижний уровень метастабилен,

⁴полуширина спектральной линии равна: $FWHM_{line} = \sqrt{FWHM_{st}^2 - FWHM_{spect}^2}$, где $FWHM_{spect}$ – разрешение спектрографа, а $FWHM_{st}$ – наблюдаемая полуширина линии. Для спектрографа FOCAS $FWHM_{spect} = 1.8 \text{ \AA}$, а наблюдаемая полуширина линии HeII $\lambda 4686$ $FWHM_{st} = 6.6$

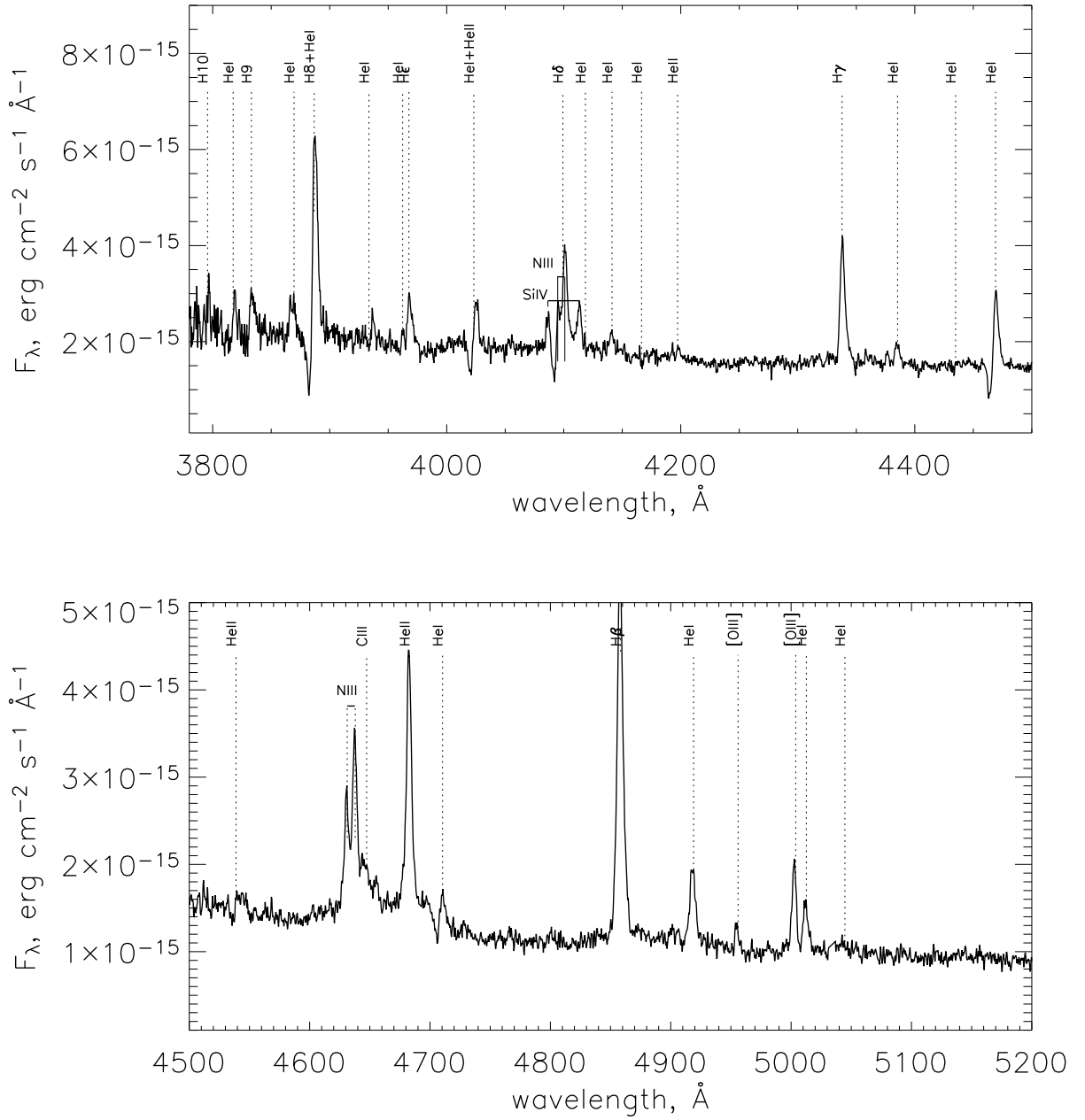


Рис. 13: Спектр V532, полученный на спектрографе FOCAS (Subaru) со спектральным разрешением 1\AA , в октябре 2007 года.

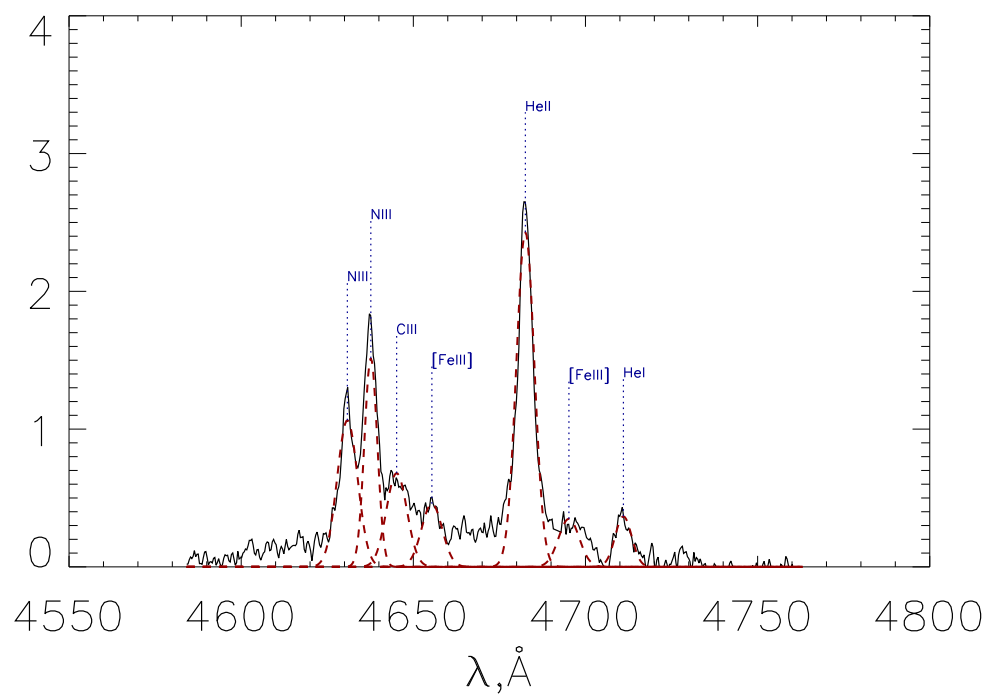


Рис. 14: Аппроксимация боуэновской бленды семью гауссианами. Спектр получен на FOCAS

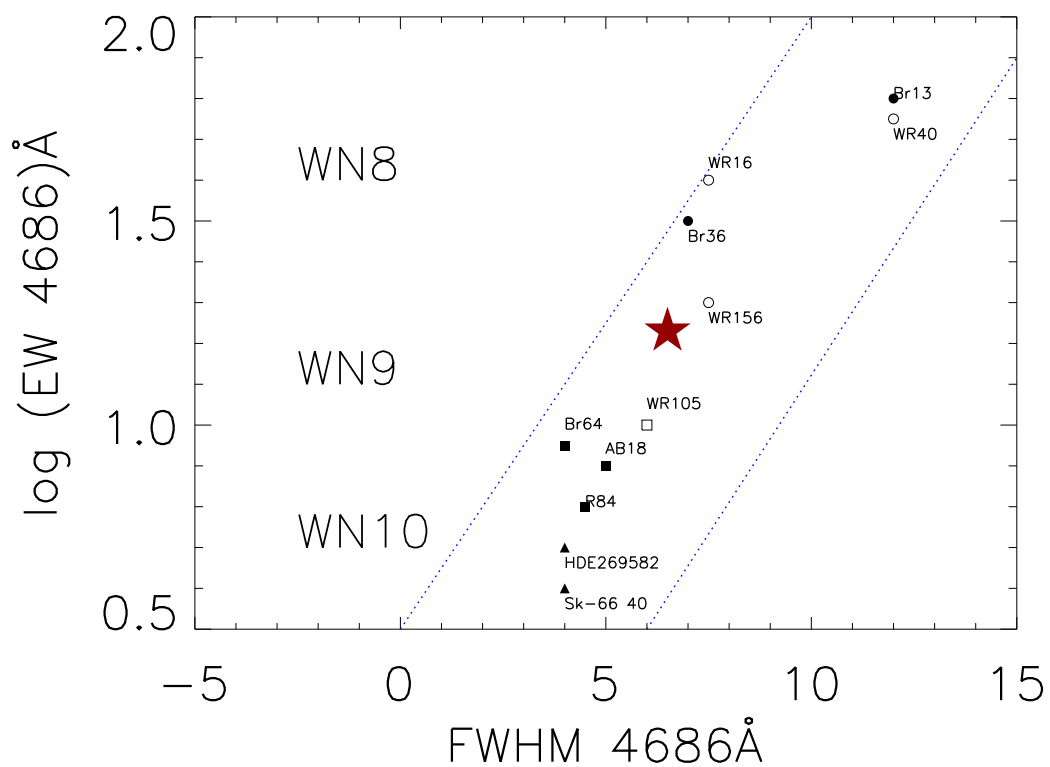


Рис. 15: Диаграмма эквивалентная ширина HeII $\lambda 4686$ – FWHM $\lambda 4686$. Красной звездочкой отмечено положение V532 в октябре 2007 года. Звезды WN8 обозначены кружочками, WN9 – квадратиками, WN10 – треугольниками, WN в нашей Галактике отмечены незакрашенными символами, в БМО – покрашенными символами. Данные о звездах WN взяты из работы Smith et al. (1995).

линия поглощения весьма сильна. Сильное поглощение в таких линиях объясняется накоплением атомов в метастабильных состояниях вследствие малости коэффициента дилуции излучения и плотности вещества в протяженной оболочке (Соболев, 1985).

Мы использовали три яркие одиночные триплетные линии HeI ($\lambda 3889, 4025, 4471$) для оценки скорости ветра. Одна из них, линия HeI $\lambda 3889$ – переход с метастабильного уровня 2^3S нейтрального гелия. В эмиссионную компоненту этой линии может давать вклад водород H8 $\lambda 3889$. Нами была создана модель, позволяющая сравнивать наблюдаемый P Cуг профиль с теоретически рассчитанным с использованием априорной информации (известная ширина аппаратного профиля). Мы считали, что ширина абсорбционной и эмиссионной компонент одинакова и определяется спектральным разрешением, а расстояния между центрами компонент использовались для оценки скорости ветра. Несмотря на то, что модель не учитывает доплеровское уширение эмиссии (в отличие от модели которую мы использовали для линии HeII $\lambda 5411$), она неплохо описывает наблюдаемые профили линий. Скорей всего, это связано с тем, что в эмиссионную компоненту линий HeI дает существенный вклад туманность. На рис. 16 приведены профили линий HeI, аппроксимированные нашей моделью. Скорость ветра для всех линий одинакова в пределах ошибки и составляет 365 ± 30 км/с. Это значение согласуется с оценками скорости ветра у поздних WN (Crowther et al. 1995b). Скорость ветра измеренная по линии HeII $\lambda 5411$ (см. глава 3.1 равна 200 ± 15 км с⁻¹. Это свидетельствует о том, что HeII образуется в более горячих слоях, которые движутся с меньшей скоростью.

Также были измерены эквивалентные ширины этих линий (таблица 6)

По эквивалентным ширинам абсорбционных компонент можно найти число поглощающих атомов. Для этого используем зависимость между эквивалентной шириной линии и числом поглощающих атомов, графическое изображение которой называется “кривой роста”. Оценим число атомов HeI на уровне 2^3P^0 для модели Шварцшильда – Шустера для малой оптической толщины.

$$N = \frac{mc^2 W_\lambda}{\lambda^2 \pi f e^2}$$

где N – число атомов на луче зрения, f – сила осцилляторов. Силы осцилляторов для

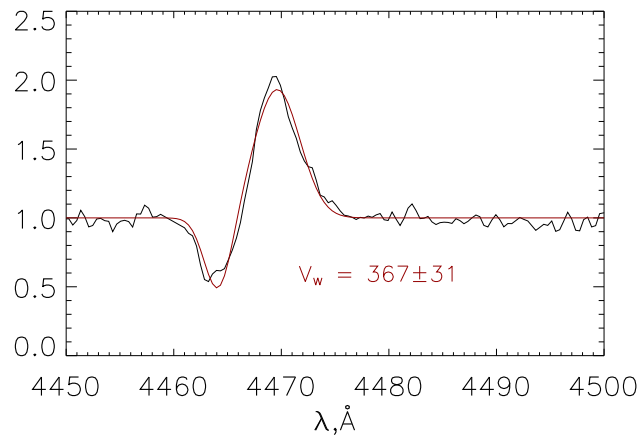
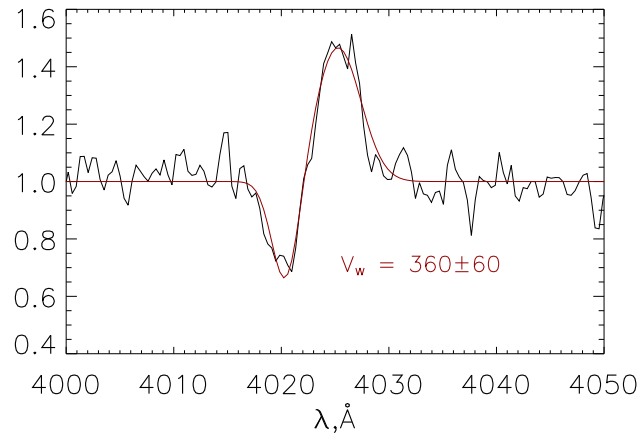
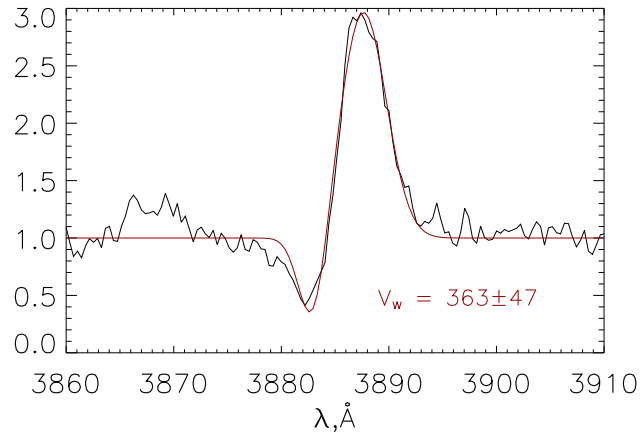


Рис. 16: Аппроксимация триплетных линий He I λ 3889, 4025, 4471. Черным показан нормированный спектр, красным наша модель, красным текстом приведены значения скорости.

Таблица 6: Эквивалентные ширины линий HeI с P Cyg профилем. EW – обозначает эквивалентную ширину. Силы осцилляторов взяты из интернет-ресурса “The Atomic Line List v2.04” <http://www.pa.uky.edu/~peter/atomic/>

$\lambda \text{ \AA}$	EW абсорбционной компоненты, \AA	EW эмиссионной компоненты \AA	скорость ветра, км/с	f сила осцилляторов
3889.	2.5	10.5	363 ± 47	0.064
4025.	1.2	2.5	360 ± 60	0.141
4471.	1.7	5.	367 ± 31	0.37

данных линий HeI приведены в таблице 6.

$$N \simeq 4 \cdot 10^{13} \text{ cm}^{-2}$$

3.2.2 Изучение профилей синглетных и триплетных линий гелия

Известно, что спектр гелия состоит из двух систем линий – из синглетных и триплетных (Шпольский 1974). На рис. 17 приведена диаграмма Гротриана для нейтрального атома гелия. Из данной схемы видно, что линии HeI $\lambda 6678, 5016, 4922, 3965$ образуются при синглетных переходах, а линии $\lambda 5876, 4471, 4026, 3889$ при триплетных. Электронная оболочка гелия состоит из двух электронов. В спектре гелия наблюдаются серии, аналогичные сериям щелочных металлов (главная, резкая, диффузная), но все серии встречаются в двух экземплярах. Две системы линий отличаются структурой: в то время как линии в одном экземпляре всегда простые (синглеты), в втором – каждая из них расщепляется на три линии; они являются триплетами.

Возникновение двух сильно смещенных друг относительно друга замкнутых серий термов является следствием свойств симметрии системы двух электронов гелия, связанным с неразличимостью электронов. Причиной замкнутости серий является правило отбора – так называемый запрет интеркомбинаций, в силу которого триплетные уровни комбинируются только с триплетными, а синглетные – только с синглетными. Однако, запрет интеркомбинаций не является абсолютно жестким пра-

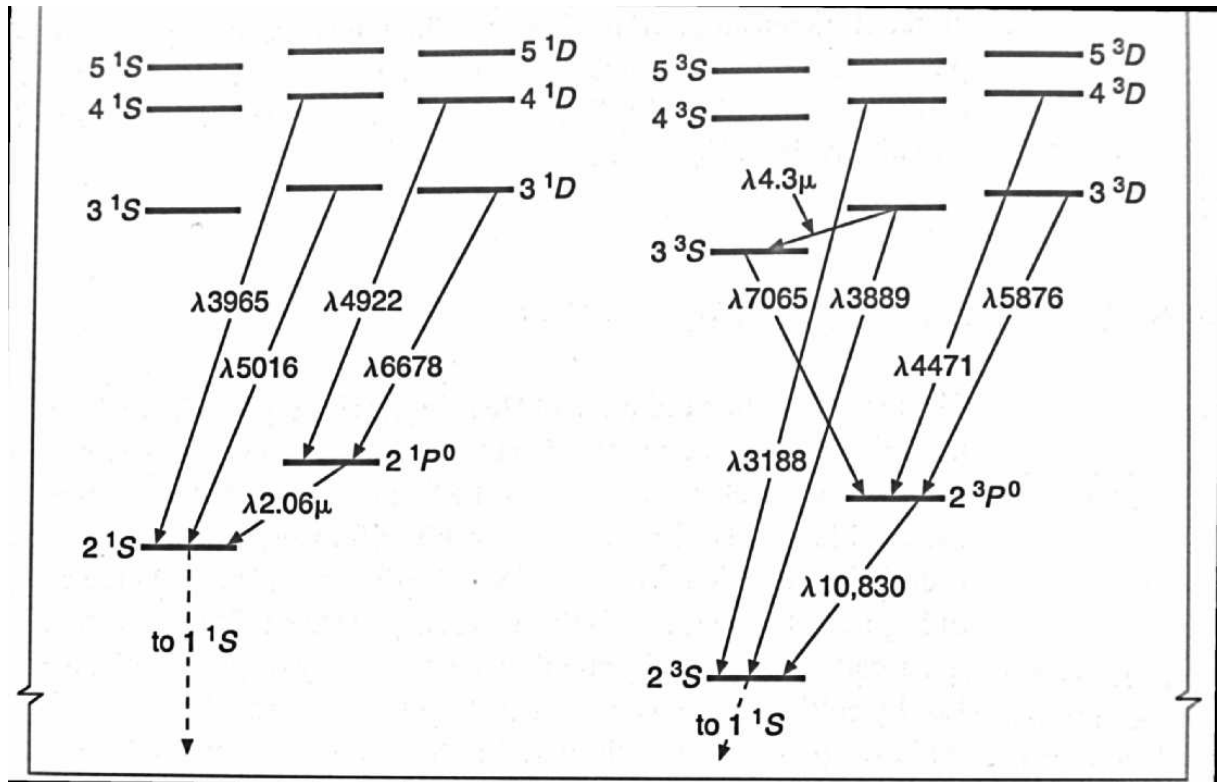


Рис. 17: Диаграмма Гротриана: схема уровней энергии атомов гелия. Схема взята из Osterbrock&Ferland (2006)

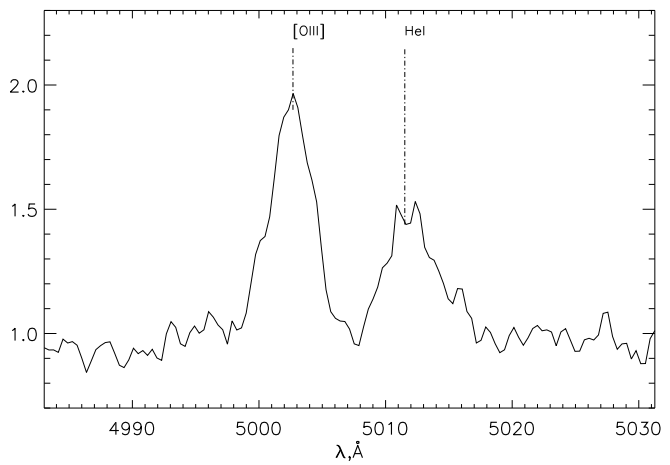
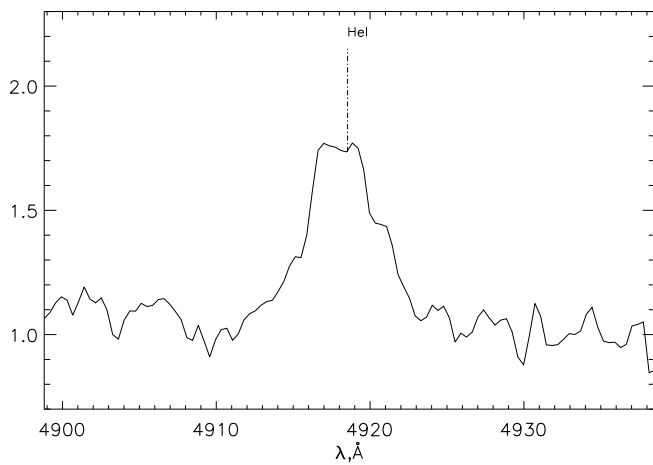
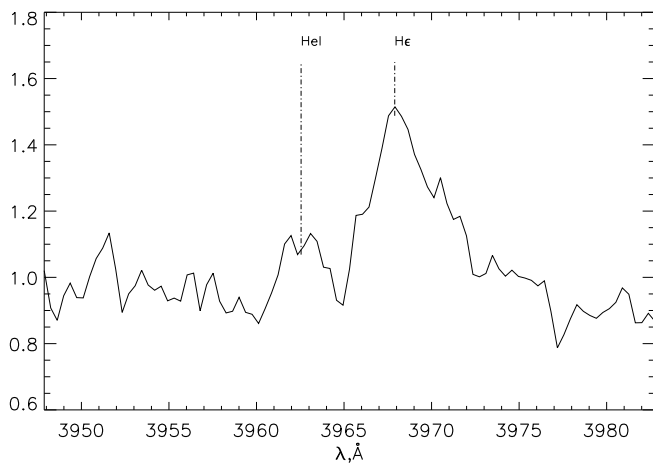


Рис. 18: Профили синглетных линий He I $\lambda 3964, 4921, 5015$.

вилом отбора. Существует линия $\lambda 591.6 \text{ \AA}$, которая возникает в результате перехода с триплетного уровня $3P_{1,2}$ на синглетного $1S_0$.

При исследовании спектра V532, полученного на спектрографе FOCAS, мы открыли, что триплетные и синглетные линии имеют различный профиль (рис. 16, 18). Видно, что у триплетных линий наблюдается явно выраженный P Cуг профиль, в то время как синглетные линии – эмиссии с плоской вершиной или двугорбой вершиной. Полуширина плоской вершины равна 100 км с^{-1} .

Были исследованы профили линий на спектрах, полученных на спектрографе SCORPIO. Даже при разрешении 5 \AA заметно различие между триплетной линией $\lambda 5876$ и синглетной $\lambda 6678$.

Подобное различие профилей синглетных и триплетных линий наблюдается и в спектрах других WN8 звезд. Скорее всего это связано с тем, что синглетные линии образуются в более плотных слоях, скорость которых ниже. Различие профилей синглетных и триплетных линий нейтрального гелия требует дальнейшего исследования.

3.3 *Исследование туманности вокруг V532*

Запрещенные линии могут возникать только из метастабильных состояний. Для появления запрещенных линий необходима малая плотность вещества. Критической плотностью называют такую концентрацию электронов, при которой частота столкновений со свободными электронами больше коэффициента Эйнштейна. В таблице 7 приведены значения критической плотности для некоторых запрещенных переходов.

Из того, что в спектре звезды наблюдаются запрещенные линии, следует, что вокруг этого объекта существует область с низкой плотностью, в которой и формируются данные линии.

В спектре V532 присутствуют линии, принадлежащие туманности. Параметры этих линий приведены в таблице 8. Из наличия в спектре линий азота $\lambda\lambda 6548, 6583$ и отсутствия линий серы $\lambda\lambda 6717, 6731$ и кислорода $\lambda 3727$ можно оценить плотность туманности.

Критическая плотность для [SII] – $10^{3.6} \text{ см}^{-3}$, а для [NII] – $10^{4.9} \text{ см}^{-3}$, следовательно, концентрация туманности лежит в пределах $4000 \div 80000 \text{ см}^{-3}$.

Для определения электронной температуры туманности по отношению интенсивностей запрещенных линий можно использовать ион NII, обладающий двумя метастабильными состояниями, при переходе из которых испускаются линия $\lambda 5755$ и дублет $\lambda\lambda 6548, 6584$. Здесь оценки параметров излучающей среды по характеристическим линиям делались с использованием интернет-сервиса NEBULAR.temden (<http://stsdas.stsci.edu/nebular/temden.html>)

По спектру было посчитано отношение потоков в линиях азота

$$([NII]_{6548} + [NII]_{6584})/[NII]_{5755} = 31 \pm 6$$

Считая, что отношение потоков в линиях азота зависит только от электронной температуры, находим $T_e = 1.5_{-0.1}^{+0.2} \times 10^4 K$ (считая электронную плотность 10^4). Неопределенность в значении плотности приводит к систематическим погрешностям, значительно превышающим статистические ошибки. Электронная температура может лежать в пределах от 10 до 20 кК.

Зная плотность газа, можно определить радиус зоны Стремгрена. Зона Стремгрена – это область ионизованного водорода вблизи источника ультрафиолетового излучения. Радиус зоны Стремгрена определяется по формуле (Ленг, 1978):

$$R_s = \left(\frac{3S}{4\pi\alpha n^2} \right)^{1/3}$$

где α – коэффициент рекомбинации водорода во все состояния, кроме основного:

$$\alpha = 2.6 \cdot 10^{-13} \left(\frac{10^4}{T} \right)^{0.85} \quad [cm^3/c]$$

где n – концентрация, S – число ионизирующих квантов, испускаемых звездой в единицу времени. Для звезд O9.5Ia S равно $10^{49.17}$ (Osterbrock & Ferland, 2006).

Считая, что n равно 10^4 см^{-3} , получаем, что радиус зоны Стремгрена равен:

$$R_s = 0.1 \cdot S_{49}^{1/3} n_4^{-2/3} T_4^{0.28} \text{ pc}$$

где S_{49} – число ионизирующих квантов, испускаемых звездой в единицу времени, в единицах 10^{49} с^{-1} , n_4 – концентрация в единицах 10^4 см^{-3} , T_4 – температура туманности в единицах 10^4 К . R_s измеряется в парсеках.

Таблица 7: Значения критической плотности для некоторых запрещенных линий.
 Данные взяты из Osterbrok & Ferland (2006)

Элемент	λ	lgN_{kp} (cm^{-3})	Элемент	λ	lgN_{kp} (cm^{-3})
[OII]	3726.1	3.5	[OIII]	4363.2	7.5
[OII]	3728.8	2.8	[NII]	6383.4	4.9
[OIII]	5006.9	5.8	[SII]	6716.4	3.2
[OI]	6300.3	6.3	[SII]	6730.8	3.6

Таблица 8: Параметры линий, принадлежащих туманности

линия	Flux, $erg/cm^2/s$ $\times 10^{-16}$	$FWHM, \text{\AA}$	EW	L/L_{\odot}
[ArIII] λ 7137	(8.1 \pm 0.8)	7.6 \pm 0.6	3.2 \pm 0.3	18.2
[OIII] λ 4959	(2.6 \pm 0.4)	7.0 \pm 0.8	1.3 \pm 0.2	5.8
[OIII] λ 5007	(7.7 \pm 1.2)	7.0 \pm 0.8	3.9 \pm 0.6	17.3
[NII] λ 6548	(4.5 \pm 3.6)	8.9 \pm 0.1	1.5 \pm 0.1	1.0
[NII] λ 6584	(14. \pm 1)	8.9 \pm 1.6	4.5 \pm 0.4	31

Эта оценка радиуса зоны Стремгрена была получена в предположении, что туманность стационарна и однородна. Если плотность изменяется в несколько раз, то размер туманности может возрасти до ~ 1 пк.

Можно сделать оценку массы туманности, используя полученные значения концентрации и радиуса, и считая, что в туманности приблизительно солнечное отношение водорода к гелию (на одно ядро гелия приходится ~ 14 протонов).

$$\rho = n \cdot m_p$$

$$M = \rho \cdot 4/3\pi R_s^3 \simeq 0.17M_\odot$$

По-видимому, наблюдаемое нами вещество было выброшено звездой при вспышках. Подобные туманности наблюдаются вокруг звезд WN8 и LBV (Humphreys & Davidson 1994, Crowther et al. 1995b), и могут иметь массы до нескольких M_\odot . Вероятно также, что туманность представляет собой только небольшую часть вещества, выброшенного звездой, подсвеченную центральным источником. Так как профили небулярных линий имеют компоненты со скоростями ± 150 км с⁻¹, можно предположить что, наблюдаемое нами вещество было выброшено несколько сотен лет назад.

Заклучение

В результате проделанной работы:

- Освоена методика обработки данных спектрографа MPFS. Доработана и протестирована система обработки данных SCORPIO в режиме длиннощелевой спектроскопии ScoRe и на ее основе написаны пакеты программ для редукции данных спектрографов TWIN (Calar Alto) и FOCAS (Subaru).
- Обработаны данные спектральных наблюдений объекта V532.
- Отождествлены около 100 линий в спектре V532 в диапазоне $3700 \div 7300$. На сегодняшний день наша спектроскопия является самой глубокой и самой полной для данного объекта.
- Проанализирована спектральная переменность объекта V532 в галактике M33 за период с 1992 по январь 2008 года. Для каждой даты наблюдений определен спектральный класс. Спектр объекта изменился от Be сверхгиганта до WN8.
- Данные спектральных наблюдений сопоставлены с кривой блеска в полосе V. Показано, что в максимуме блеска объект проявляет свойства сверхгиганта с эмиссионными линиями, в минимуме - свойства поздней звезды WN. V532 движется вдоль последовательности поздних звезд Вольфа-Райе.
- Впервые померена скорость ветра (по линиям HeI), она равна $360 \pm 30 \text{ км с}^{-1}$. Также скорость ветра оценена по линии HeII $\lambda 5411$ как $200 \pm 20 \text{ км с}^{-1}$. Это свидетельствует о том, что HeII образуется в более горячих слоях, которые движутся с меньшей скоростью.
- Обнаружено, что P Cуг профили наблюдаются только у триплетных линий HeI, в то время как у синглетных линий наблюдаются эмиссионные линии с плоской или двугорбой вершиной, ширина которой $\simeq 100 \text{ км с}^{-1}$. Профили небулярных линий имеют компоненты со скоростями $\pm 150 \text{ км с}^{-1}$.
- Впервые сделаны оценки физических условий (электронная плотность и температура) в туманности вокруг V532. Отсюда оценены размер ($\sim 0.1 \text{ пк}$) и масса туманности ($\simeq 0.2 M_{\odot}$). Вероятно, газ, излучающий в небулярных линиях,

сосредоточен в плотных облаках и представляет собой вещество, сброшенное звездой во время вспышек.

Спектр звезды Романо типичен для поздних звезд WN (согласуется скорость ветра, полуширина линии HeII λ 4686 и отношения эквивалентных ширин). Поэтому разумно предположить, что часть из наблюдаемых сейчас поздних звезд WN являются спящими (dormant) LBV.

Результаты работы были представлены на ежегодном конкурсе-конференции САО в 2008 году и опубликованы в трудах 53-й научно-методической конференции преподавателей и студентов Ставропольского государственного университета “Университетская наука — региону”.

Перспективы дальнейшего изучения объекта состоят в продолжении спектрального мониторинга, в получении спектров среднего и высокого разрешения с целью исследования кинематической структуры ветра и оболочки, а также привлечение моделей атмосфер массивных звезд для анализа спектра. Спектральный мониторинг как V532, так и других звезд LBV и WN, очень важен понимания истинной природы переменности и эволюции массивных звезд. Очень интересно проследить за изменениями спектра V532, это поможет понять эволюционную связь звезд WN8 и LBV.

Автор выражает благодарность Сергею Николаевичу Фабрике и Ольге Николаевне Шолуховой за возможность заниматься данной тематикой и за предоставленную возможность работы в САО, Павлу Аболмасову за совместную работу, помощь в освоении языка программирования IDL и интересные идеи, Павлу Откидычеву за помощь в представлении результатов работы на конференции СГУ, а также рецензенту Евгению Леонидовичу Ченцову за ценные замечания.

Список литературы

- [1] Afanasiev V.L., Dodonov S.N., Moiseev A.V., in *Stellar dynamics: from classic to modern*, eds. Osipkov L.P., Nikiporov I.I., Saint Petersburg, 2001, 103
- [2] Afanasiev V., Moiseev A. The SCORPIO Universal Focal Reducer of the 6-m Telescope // *Astronomy Letters*. 2005 V.31, P.194-204
- [3] Crowther P.A., Hillier D.J., Smith L.J. Fundamental Parameters of Wolf-Rayet Stars - Part One - OFPE/WN9-STARS// *A&A*. 1995a. V.293. P.172-197
- [4] 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*. 1995b. V.293 P.427-445
- [5] Crowther P.A., Bohannon B. The distinction between OIafpe and WNLha stars. A spectral analysis of HD 151804, HD 152408 and HDE 313846. // *A&A*. 1997. V.317, P.532-547
- [6] Duncan J.C. Publ. Three Variable Stars and Suspected Nova in the Spiral Nebula M 33 Trianguli. // *Astron. Soc. Pacific*. 1922. V.34, P.290
- [7] Fabrika S., Sholukhova O., Becker T. et al. Crowded field 3D spectroscopy of LBV candidates in M 33// *A&A*. 2005 V.437, P.217-226
- [8] Galleti S., Bellazzini M., Ferraro F. R. The distance of M 33 and the stellar population in its outskirts // *A&A*. 2004. V.423. P.925-934

- [9] Humphreys R., Davidson K. The luminous blue variables: Astrophysical geysers // PASP. 1994 V.106. P.1025-1051
- [10] Hubble E., Sandage A., The Brightest Variable Stars in Extragalactic Nebulae. I. M31 and M33 // ApJ. 1953. V.118 P.353
- [11] Koenigsberger G. On the Nature of the LBV/WR Eclipsing Binary System HD 5980 // Rev.Mex. AA. 2004. V.40 P.107-135
- [12] Kurtev R. Sholukhova O., Borrisova J., Georgiev L. Romano's Star in M33: LBV Candidate or LBV? // Rev.Mex. AA. 2001. V.37. P.57-61
- [13] Lamers Henny J. G. L. M., Cassinelli Joseph P. Introduction to Stellar Winds, Cambridge, UK: Cambridge University Press, 1999. 452.
- [14] Moffat A. F. J., Marchenko S. V., Bartzakos P., et al. The Luminous Eclipsing SMC OB + WN Binary HD 5980 before and during the Recent LBV-like Outburst: an Extreme Case of Colliding Winds // ApJ. 1998. V.497. P.896
- [15] Oke J.B. Faint spectrophotometric standard stars // AJ. 1990. V.99. P.1621-1631
- [16] Osterbrock D.E., Ferland G.J. Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei. 2006. 480. Sausalito, California: University Science Books.
- [17] Pickering E. C. Large Magellanic Cloud // Harvard Cicr. 1897. V.19. P.1-3
- [18] Polcaro V.F., Gualandi R., Norci L. The LBV nature of Romano's star (GR 290) in M 33 // A&A. 2003. V.411. P.193-196
- [19] Romano G. A new variable star in M33 // A&A. 1978. V.67. P.291-292
- [20] Sanchez S. F. Techniques for reducing fiber-fed and integral-field spectroscopy data: An implementation on R3D. // Astronomische Nachrichten. 2006. V.327. P.850
- [21] Sholukhova O.N., Fabrika S.N., Vlasyuk V.V., Burenkov, A.N. Spectroscopy of H α -emission blue stars in M33 // Astron. Letters. 1997. V.23. P.458-464
- [22] Sholukhova O., Zharova A., Fabrika S., et al. Complex Pulsation-Like Variability of the LBV Star v 532 in M 33 // Radial and Nonradial Pulsations as Probes of Stellar

Physics, ASP Conf. Proceedings, 259. Edited by Conny Aerts, Timothy R. Bedding, and Jorgen Christensen-Dalsgaard, 2002. 522

- [23] Smith L.J., Crowther P.A., Willis A.J. A detailed study of a very late WN star in M 33. // A&A, 1995. V.302. P.830-838
- [24] Smith L.F., Shara M.M., Moffat F.J., A three-dimensional classification for WN stars // MNRAS. 1996. V.281. P.163-191 (SSM)
- [25] Smith N., Conti. P. On the role of the WNH phase in the evolution of very massive stars: Enabling the LBV instability with feedback. 2008. принята в печать в ApJ
- [26] Stahl O., Wolf B., Klare G., et al. R 127 - an S DOR type variable intermediate between Of and WN // A&A. 1983. V.147, P.49-62
- [27] Szeifert T. in Wolf-Rayet stars in the framework of stellar evolution, ed. J.M. Vreux, et al..33rd Liege Institute Astroph. Coll., Liege,459 (1996)
- [28] Viotti R.F., Rossi C., Polcaro V.F. et al. The present status of four luminous variables in M 33 // A&A. 2006. V.458, P.225-234
- [29] Viotti R.F., Galleti S., Gualandi R. et al. The present status of four luminous variables in M 33// A&A Letters 2007. V.464. P.L53-L55
- [30] van Genderen, A.M. S Doradus variables in the Galaxy and the Magellanic Clouds // A&A. 2001. V.366, P.508-531
- [31] Walborn N.R., Ofpe/WN9 circumstellar shells in the Large Magellanic Cloud // ApJ. 1982. V.256, P.452-459
- [32] Афанасьев В.Л., Моисеев А.В. Универсальный редактор светосилы SCORPIO руководство пользователя, <http://www.sao.ru/hq/lsvfo/devices/scorpio/scorpio.html>
- [33] Карташева Т. А., Чунакова Н. М. Прозрачность атмосферы в САО АН СССР в период с 1974 по 1976 гг. //Астрофизические исследования. Известия САО, 1978. Т.10, С.44

- [34] Мерилл П. В. “Линии химических элементов в астрофизических спектрах”, Москва, ФИЗМАТЛИТ. 1959
- [35] Моисеев А.В. Цикл лекций “Проблемы SCORPIO” для временной молодежной группы по изучению метода наблюдений “Фокальный редуктор светосилы SCORPIO”, (2007) <http://www.sao.ru/hq/lsvfo/devices/scorpio/scorpio.html>
- [36] Leng K.R. *Astrophysical Formulae* 1974, Springer-Verlag, Berlin – Heidelberg – New York. Перевод на русский язык: Ленг К. “Астрофизические формулы” М: “Мир” 1978. 448
- [37] Соболев В.В. Курс теоретической астрофизики. М.: Наука. 1985. 504
- [38] Шпольский Э.В. Атомная физика. М.: Наука. 1974
- [39] де Ягер К. Звезды наибольшей светимости, Москва, “Мир” 1984