

Wolf-Rayet-Sterne in Galaxien mit unterschiedlichem Metallgehalt:

Ein phänomenologischer Vergleich ihrer Spektren

Masterarbeit

eingereicht am
Institut für Physik und Astronomie

der
Universität Potsdam



von
Nadine Moschner

moschner@uni-potsdam.de

Potsdam, den 29. Juni 2011

Erstgutachter: Prof. Dr. Wolf-Rainer Hamann
Zweitgutachter: Prof. Dr. Achim Feldmeier

Inhaltsverzeichnis

1	Wolf-Rayet-Sterne	5
2	Spektrale Klassifikation der WR-Sterne	7
2.1	Historische Entwicklung	7
2.2	Dreidimensionales Klassifikationssystem nach Smith et al. (1996)	8
2.2.1	Ionisationssequenz	9
2.2.2	Linienstärkekriterium	9
2.2.3	Wasserstoffgehalt	9
2.3	Klassifikation der sehr späten Typen (WN9 bis WN11)	10
2.4	Klassifikationssystem nach van der Hucht (2001)	12
2.4.1	Vergleich der Klassifikationssysteme Smith et al. (1996) und van der Hucht (2001)	14
3	PoWR-Potsdamer Modellatmosphären	17
3.1	Modellparameter	18
3.1.1	Chemische Häufigkeiten	19
3.1.2	Clumping	19
3.1.3	Transformierter Radius	19
3.2	Modellgitter	20
3.2.1	Anordnung im Parameterraum	21
4	Phänomenologie der Spektraltypen in Abhängigkeit der Metallizität	23
4.1	Beobachtungsdaten	23
4.2	Vorgehensweise	26
4.3	Spektraltyp WN2	27
4.3.1	Vergleich der Spektren	27
4.3.2	Sterne mit starken Rotationsgeschwindigkeiten	29
4.4	Spektraltyp WN3	30
4.4.1	Vergleich der Spektren	30
4.4.2	Positionen im Hertzsprung-Russell-Diagramm	35
4.4.3	Massenverlust	39
4.5	Spektraltyp WN4	41
4.5.1	Vergleich der Spektren	41
4.5.2	Positionen im Hertzsprung-Russell-Diagramm	47
4.5.3	Massenverlust	48
4.6	Spektraltyp WN5	50
4.6.1	Vergleich der Spektren	50

Inhaltsverzeichnis

4.6.2	Massenverlust	54
4.7	Spektraltyp WN6	55
4.7.1	Vergleich der Spektren	55
4.7.2	Massenverlust	60
4.8	Spektraltyp WN7	62
4.9	Spektraltyp WN8	66
4.10	Spektraltyp WN9	69
4.11	Spektraltyp WN10	72
4.12	Spektraltyp WN11	74
5	Einfluss der Metallizität	77
5.1	Quantitative Verteilung der Subtypen	77
5.2	Metallizität und Massenverlust	79
6	Zusammenfassung	85
	Anhang	87

1 Wolf-Rayet-Sterne

Im Jahr 1867 beobachteten die französischen Astronomen Charles Wolf und Georges Rayet am Pariser Observatorium drei außergewöhnliche Sterne, deren Spektren fast ausschließlich von Emissionslinien geprägt waren (nach Beals 1929). Diese Sterne wurden zu Ehren ihrer Entdecker Wolf-Rayet-Sterne oder kurz WR-Sterne genannt und bilden eine neue Spektralklasse. Erst zu Beginn der 30er Jahre des 20. Jahrhunderts waren die Wissenschaftler jedoch in der Lage die spektralen Besonderheiten der WR-Sterne im Zuge neuer Erkenntnisse der Atomphysik zu erklären. Beals (1929) erkannte, dass große Mengen der Sternmaterie mit hoher Geschwindigkeit von der Sternoberfläche abgestoßen werden. Ferner entdeckte Beals, dass aus diesen hohen Geschwindigkeiten die breiten Emissionslinien, aufgrund des Dopplereffekts, resultieren. WR-Sterne verlieren durch den Sternwind enorme Mengen ihrer Masse. Sie erreichen Massenverlustraten von bis zu $10^{-4} M_{\odot}/\text{yr}$. In anderen Worten bedeutet dies, dass die Masse eines WR-Sterne in 10^4 Jahren um bis zu eine Sonnenmasse abnehmen kann. WR-Sterne leisten dadurch einen wichtigen Beitrag zur Anreicherung der interstellaren Umgebung mit verschiedenen Elementen und nehmen somit eine bedeutende Position im Materiekreislauf ein.

Im derzeit aktuellen Katalog von van der Hucht (2006) sind 289 galaktische WR-Sterne gelistet. In der Großen Magellanschen Wolke wurden bisher 134 (Breysacher et al. 1999) und in der Kleinen Magellanschen Wolke zwölf (Massey et al. 2003) WR-Sterne entdeckt. Im Vergleich zu allen Sternen der Galaxis ist dies nur ein sehr kleiner Bruchteil. Die geringe Anzahl an Wolf-Rayet-Sternen kann mit der Lebensdauer in der WR-Phase begründet werden, die relativ zur Gesamtlebensdauer sehr kurz ist. Traditionell interpretiert man das WR-Stadium als Spätphase in der Entwicklung massereicher Sterne, die ihre Hüllen bereits abgestoßen haben. Die verbleibenden Massen der WR-Sterne liegen in einem Bereich von $10 M_{\odot}$ bis zu $60 M_{\odot}$. Die Temperaturen der WR-Sterne sind mit Effektivtemperaturen von bis zu 150kK sehr hoch (Hamann et al. 2006). Diese hohen Temperaturen begünstigen die energieerzeugenden Prozesse im stellaren Kern, sodass diese schneller ablaufen können. Dadurch werden die einzelnen Brennphasen, also die Zeit die für die Fusion der Menge eines Elements benötigt wird, verkürzt. Nur massereiche Sterne entwickeln sich zu Wolf-Rayet-Sternen. Die nötige Ausgangsmasse zum Erreichen der WR-Phase ist umstritten. Hamann et al. (2006) geben eine minimale Anfangsmasse von $22 M_{\odot}$ an.

Das Spektrum eines Wolf-Rayet-Sterns besteht nach Conti (1982) aus einem kontinuierlichen Spektrum mit hoher Effektivtemperatur, welche von breiten Emissionslinien überlagert ist. Absorptionslinien werden nur als blauverschobene Komponente in Form von P-Cygni Profilen beobachtet. In Abhängigkeit der chemischen Zusammensetzung untergliedern sich WR-Sterne in die Sterne der Stickstoff- (WN-Sterne) und der Kohlenstoffsequenz (WC-Sterne). In beiden Typen ist Helium das dominierende Element, allerdings

1 Wolf-Rayet-Sterne

überwiegen in den Spektren der WN-Sterne außerdem die Stickstofflinien und bei den WC-Sternen die Kohlenstoff- bzw. Sauerstofflinien (Conti 1982). Diese Zweiteilung der WR-Sterne liegt in den Fusionsprozessen im Kern begründet. In der ersten Brennphase wird Wasserstoff zu Helium fusioniert. Bei massereichen Sternen, die später die WR-Phase erreichen, geschieht dies über den CNO-Zyklus. Die Elemente Kohlenstoff, Stickstoff und Sauerstoff werden dabei zyklisch ineinander umgewandelt. Aufgrund sehr unterschiedlicher Reaktionsgeschwindigkeiten wird beim Durchlaufen des CNO-Zyklus insbesondere Stickstoff zu Lasten des Kohlenstoff- und Sauerstoffgehalts angereichert. Bei den WN-Sternen ist dieses CNO-prozessierte Material in der Atmosphäre sichtbar. Dies bedeutet jedoch nicht, dass der Stern noch Wasserstoff fusioniert, wenngleich einige WN-Sterne auch Wasserstoff zeigen. Man geht hingegen davon aus, dass sich die meisten WR-Sterne, darunter alle WC-Sterne, bereits im Heliumbrennen befinden. Die Materie des CNO-Zyklus ist somit nur ein Fragment des Wasserstoffbrennens. In der weiteren Entwicklung wird das Wasserstoffbrennen durch die Abnahme des Wasserstoffgehalts und die Zunahme des Heliumgehalts aus dem Kern in die außen liegenden Schichten verlagert. Dies wird auch als Wasserstoffschalenbrennen bezeichnet. Dadurch werden die Temperatur und der Druck im Sterninnern gesteigert, sodass eine neue Brennphase zünden kann. Im sogenannten Heliumbrennen wird Helium zu Kohlenstoff fusioniert. Dieser Kohlenstoff ist in den Spektren der WC-Sterne sichtbar.

In dieser Arbeit sollen die Spektren der WN-Sterne gleichen Subtyps aber verschiedener Galaxien auf Gemeinsamkeiten und Unterschiede untersucht werden. Dabei soll insbesondere der Einfluss der Metallizität analysiert werden. In astrophysikalischen Betrachtungen werden alle Elemente, die schwerer als Wasserstoff und Helium sind, als Metalle bezeichnet. Die relativen Massenanteile eines Sterns können somit durch nur drei Symbole - X für Wasserstoff, Y für Helium und Z für die Metalle - dargestellt werden. In diesem Sinne spricht man auch von der Metallizität Z eines Sterns (z.B. Weigert et al. 2009). Die Metallizität einer Galaxie ergibt sich demnach über dem Mittelwert des Metallgehalts vieler Sterne. Die Sonne hat einen Metallmassenanteil von 2% ($Z = 0.02$). Das bedeutet im Umkehrschluss, dass die Sonne zu 98% aus Wasserstoff und Helium besteht. Sterne oder Galaxien mit geringerer Metallizität werden als metallarm, jene mit höherem Metallgehalt als metallreich bezeichnet. Für die Metallizität der Milchstraße wird der solare Wert angenommen. Für die Große Magellansche Wolke wurde ein geringer Metallgehalt ermittelt, der in etwa einem Drittel der galaktischen Metallizität entspricht. Der Metallanteil in der Kleinen Magellanschen Wolke ist mit näherungsweise einem Zehntel des solaren Werts sogar noch geringer (Foellmi et al. 2003a).

Nach einem Überblick über das Klassifikationssystem der WN-Sterne (Kapitel 2) und eine Einführung in den PoWR-Code (Kapitel 3) folgt der Vergleich der Spektren in Kapitel 4. Daran anschließend wird der Einfluss der Metallizität in Kapitel 5 diskutiert. Im letzten Kapitel werden die verschiedenen Resultate noch einmal zusammengefasst dargestellt.

2 Spektrale Klassifikation der WR-Sterne

Die spektrale Einordnung der WR-Sterne, die auch als Subtyp des Sterns bezeichnet wird, bezieht sich in erster Linie auf die im Spektrum sichtbaren Emissionslinien. Da diese in den optisch dichten Sternwinden der WR-Sterne entstehen, liefert die Angabe eines Spektraltyps zunächst wenig Informationen über die den Stern selbst. Vielmehr werden durch den Spektraltyp ansatzweise Ionisationsverhältnisse einzelner Elemente im Sternwind und somit ein grober Indikator für die Temperatur der Atmosphäre angegeben. Erst mit genauer Analyse der Sternatmosphäre lassen sich Rückschlüsse auf die physikalischen Parameter wie Leuchtkraft oder Effektivtemperatur des darunter liegenden Sterns ziehen.

2.1 Historische Entwicklung

Das erste Klassifikationsschema für WR-Sterne, das im Jahre 1938 von der Internationalen Astronomischen Union (IAU) anerkannt wurde, entwickelten Beals und Plaskett im Jahre 1935. Demnach lassen sich alle WR-Sterne in zwei verschiedene Gruppen gliedern, die als WN- bzw. als WC-Sterne bezeichnet werden. Entsprechend der Benennung dominieren bei den WN-Sternen neben den Helium- vor allem die Stickstofflinien das Spektrum. Wenngleich bei einigen WN-Sternen zusätzlich Kohlenstofflinien zu erkennen sind, bleibt die Systematisierung eindeutig, da WC-Sterne durch das Fehlen von Stickstofflinien gekennzeichnet sind. Des Weiteren zeigen die WC-Sterne neben den Heliumlinien die namensgebenden, starken Kohlenstoff- sowie Sauerstofflinien. Beide Klassen wurden weiter untergliedert in Abhängigkeit bestimmter Linien- und Ionisationsverhältnisse sowie nach dem Vorhandensein bestimmter Ionen. Die Sterne der Stickstoffsequenz wurden in die Subtypen WN5 bis WN8 und die Sterne der Kohlenstoffsequenz in WC6 bis WC8 unterschieden (nach Hiltner & Schild 1966).

Erst etwa dreißig Jahre später wurde das eindimensionale System von Beals um eine zweite Dimension durch Hiltner & Schild (1966) erweitert, in der die WN-Sterne hinsichtlich der Linienbreite nach WN-A- und WN-B-Sequenzen differenziert wurden. Sterne der WN-A-Sequenz zeigen dabei relativ schmale Emissionslinien, ein starkes Kontinuum und mehrheitlich charakteristische Absorptionslinien eines OB-Sterns auf Grund dessen damals viele dieser Sterne als Doppelsterne identifiziert wurden. Die Repräsentanten der WN-B Sequenz sind hingegen durch breite Emissionslinien im Spektrum gekennzeichnet. Smith (1968) verwarf anschließend die Systematisierung in WN-A und WN-B und entwickelte ein eigenes, konsistentes Klassifikationsschema für WR-Sterne. Die WN-Sterne wurden dabei in sieben Subtypen WN3 bis WN8 auf Basis einer qualitativen Analyse der Ionisationsverhältnissen der dominierenden Stickstofflinien (bspw. WN8: $N \text{ III} \gg N \text{ IV}$) und

2 Spektrale Klassifikation der WR-Sterne

teilweise unter zusätzlicher Berücksichtigung von Heliumlinien gegliedert. Die Unterteilung der WC-Sterne in die Subtypen WC5 bis WC9 basierte hingegen auf einer quantitativen Betrachtung der Ionisationsverhältnisse markanter Kohlenstofflinien. Mit einer Weiterentwicklung des Klassifikationsschemas nach Hiltner & Schild (1966) für WN-Sterne kehrte Walborn (1974) zurück zu dem WN-A/WN-B-System und fügte weitere Kategorien der Form WN-A(B), WN-AB, WN-(A)B in Abhängigkeit der Breite der N IV-Linie bei $\lambda 4057 \text{ \AA}$ hinzu.

Die bestehende WR-Klassifikation nach WC- und WN-Sternen wurde durch Barlow (1982) um eine weitere Kategorie ergänzt, der diejenigen Sterne zugeordnet sind, die prinzipiell als WC-Sterne identifiziert wurden, jedoch auffällig starke Sauerstofflinien im Spektrum zeigen. Diese WO-Klasse gliedert sich in vier Subtypen WO1 bis WO4, welche in erster Linie über relative Sauerstofflinienstärken definiert sind. WR-Sterne, die abgesehen von den Helium-, sowohl Stickstoff- als auch starke Kohlenstofflinien in Emission zeigen, gehören nach Vorschlag von Conti & Massey (1989) der zusätzlichen WN/C Sequenz an. Bis für die Mehrzahl dieser Sterne nachgewiesen werden konnte, dass sowohl der Stickstoff, als auch der Kohlenstoff von ein und demselben WR-Stern stammen, wurden diese fälschlicherweise alle als Doppelsterne charakterisiert.

Eine Zweiteilung der WR-Sterne der Stickstoffsequenz besteht weiterhin aus den sogenannten frühen Typen WN2 bis WN5, die als WNE (E für engl. early) bezeichnet werden und aus den späten Typen WNL (L für engl. late) zu denen die Sterne der Ionisationssequenz WN7 bis WN11 gehören (Crowther 2008). Die Spektralklasse WN6 bildet dabei die Grenze und gehört folglich weder zur WNE- noch zu WNL-Klasse. Im Späteren beziehen sich die Bezeichnungen WNL und WNE auch auf das Vorhandensein bzw. die Abwesenheit von Wasserstoff in der Sternatmosphäre. Insbesondere gilt dies allgemein für alle Modellgitter (vgl. Abschnitt 3.2) und im Speziellen für die Sterne der Milchstraße. Die Verwendung der Begriffe ist demnach kontextgebunden. Die Bezeichnungen sind historisch entstanden und bedeuten somit nicht, dass sich WNE-Sterne in einem frühen Entwicklungsstadium befinden. Ganz im Gegenteil, denn nach Conti (1979) entwickeln sich die wasserstofffreien WNE-Sterne aus den wasserstoffhaltigen WNL-Sternen, womit die Bezeichnungen gegensätzlich zur vermuteten Sternentwicklung sind.

2.2 Dreidimensionales Klassifikationssystem nach Smith et al. (1996)

Smith et al. (1996) entwickelten ein dreidimensionales WN-Klassifikationssystem, wonach die einzelnen Ionisationsklassen unter anderem über das Linienvverhältnis $\text{He II}/\text{He I}$ bezüglich Linienhöhe und Breite, bestimmt sind (vgl. Tabelle 2.1). Es wird deutlich, dass mit steigender Spektraltypnummer sowohl die Verhältnisse der Peakhöhen als auch der Äquivalentbreiten abnehmen, also eine wirkliche Ionisationssequenz zu erkennen ist.

2.2.1 Ionisationssequenz

In der WN-Spektralklassifikationen von Hiltner & Schild (1966) wurden überwiegend Stickstofflinien als Ionisations Indikatoren verwendet. Diese Linien sind jedoch nach Smith et al. (1996) unzuverlässig und führen teilweise zu widersprüchlichen Ergebnissen. Darüber hinaus sind beide Heliumlinien in allen Subtypen gut isoliert und nicht kontaminiert, was in diesem Fall bedeutet, dass bei einem potentiellen Doppelsternsystem keine Verfälschung des Spektrums durch Überlagerungen mit Absorptionslinien des Begleiters zu befürchten ist. Eine eindeutige Zuordnung zu einer Ionisationssequenz ist allein durch die Heliumlinien nicht zu gewährleisten, sodass weitere Kriterien mithilfe von Stickstofflinien definiert werden. Hierfür werden die Verhältnisse N_{v} bei $\lambda 4604 \text{ \AA}$ zu N_{v} bei $\lambda 4640 \text{ \AA}$ und N_{IV} bei $\lambda 4057 \text{ \AA}$ zu $N_{\text{v,III}}$ bei $\lambda 4604 - 4640 \text{ \AA}$ bezüglich der Peakhöhen berücksichtigt. Für die letztgenannte Linie wird jeweils der Peak der zwei überlagerten Linien berücksichtigt, unabhängig davon, welche Komponente überwiegt. Dieses Kriterium ist an das ursprüngliche Klassifikationsschema von Smith (1968) angelehnt und dient insbesondere der Unterscheidung der Spektraltypen WN4 bis WN6, da sich die Ionisationsverhältnisse von Helium bei diesen stark ähneln. Weitere Subtypen werden dabei über das Fehlen einzelner Emissionslinien definiert. Da das erstgenannte Stickstofflinienkriterium aufgrund von Überlagerungseffekten beider Stickstofflinien nicht immer eindeutig bestimmbar ist, wird ein weiteres Stickstofflinienverhältnis angegeben. Außerdem beruht die spektrale Zuordnung zusätzlich auf den Linienhöhenverhältnissen der Kohlenstofflinie C IV $\lambda 5805 \text{ \AA}$ zu den beiden bereits genannten Heliumlinien.

2.2.2 Linienstärkekriterium

Die zweite Dimension im Klassifikationsschema bezieht sich einerseits auf die Linienbreite, basierend auf der Halbwertsbreite (engl. full width half maximum, kurz: FWHM) von He II $\lambda 4687 \text{ \AA}$ und andererseits auf die Linienstärke, basierend auf der Äquivalentbreite W_{λ} von He II $\lambda 5411 \text{ \AA}$. Beträgt die Halbwertsbreite mehr als 30 \AA oder ist die Äquivalentbreite größer als 40 \AA wird der Buchstabe b (engl. broad) als Suffix angehängt (vgl. Tabelle 2.1). Die Halbwertsbreite ist dabei das dominantere Kriterium, da sie im Gegensatz zur Äquivalentbreite einem geringeren Einfluss eines potentiellen Doppelsternsystems unterliegt. Beide Linien wurden primär aufgrund ihres ausgeprägten Profils und ihrer konstanten Präsenz in allen Spektralklassen ausgewählt. Des Weiteren ist die traditionelle WR-Phase mehr oder weniger darüber definiert, dass die He II-Linie bei $\lambda 5411 \text{ \AA}$ in Emission erscheint.

2.2.3 Wasserstoffgehalt

Das Vorhandensein von Wasserstoff in der Sternatmosphäre, als dritte Dimension des Klassifikationsschemas, wird mit den Buchstaben o für keinen, (h) für geringen und h für eindeutigen Wasserstoffanteil gekennzeichnet. Die Existenz von Wasserstoff wurde dabei mithilfe der oszillierenden Abnahme in der Pickering-Serie des Heliums (engl. Pickering decrement, kurz: PD), die durch die Überlagerung der Balmer-Serie des Wasserstoffs mit jeder zweiten Linie der Pickering-Serie zustande kommt, nachgewiesen. Ausschlaggebend

2 Spektrale Klassifikation der WR-Sterne

für die Zuordnung sind dabei zwei Relationen (vgl. Tabelle 2.1 Wasserstoffgehalt), die je drei benachbarte Linien der Pickering-Serie miteinander in Verbindung setzen. Ergeben diese Differenzen, unter Verwendung der Peakhöhe, näherungsweise den Wert Null, also steigen die Peakhöhen mit wachsender Wellenlänge kontinuierlich an, enthält die Sternatmosphäre keinen Wasserstoff und der Stern wird mit dem Buchstaben *o* gekennzeichnet. Entsprechend werden die Bezeichnungen (*h*) und *h* verwendet, wenn das Verhältnis kleiner als 0.5 bzw. größer als 0.5 ist, also eine eindeutige Oszillation im PD und somit Wasserstoff nachgewiesen werden konnte (vgl. Tabelle 2.1).

Zusätzlich zu diesen drei Dimensionen werden im Spektraltyp auch Informationen über Absorptionslinien im kodiert. Die Endung *+OB* weist auf einen SB2 (engl. double spectroscopy binary)-Stern hin oder auf Wasserstoff in Absorption ohne einen Hinweis auf selbigen in Emission. Die Bezeichnung (*+OB*) wird verwendet, wenn es sich um ein visuelles, also auflösbares Doppelsternsystem handelt. Zeigt der Stern im Spektrum Absorptionslinien unbekannter Herkunft, wird der Suffix *+abs* angehängt. Stammen die Absorptionslinien eindeutig vom WR-Stern und ist außerdem Wasserstoff in Emission zu erkennen, wird die Bezeichnung *ha* verwendet.

Nach diesem Schema überarbeiteten Smith et al. (1996) die Klassifikation aller bekannten WN-Sterne der Milchstraße sowie zwei Drittel der WN-Sterne der Großen Magellanschen Wolke. Für die galaktischen Sterne übernahm van der Hucht (2001) die Klassifikation von Smith et al. (1996), allerdings als zweidimensionales System ohne die Unterscheidung nach Linienstärke und -breite. Diese Dimension wurde, nach Kritik von Conti (1999), unter anderem aufgrund mangelnder physikalischer Legitimation, des Kriteriums der Halbwertsbreite von 30\AA , und der Tatsache, dass kein Stern des Subtyps *WNb* Wasserstoff enthält, verworfen. Aus diesem Grund wurde ebenfalls die Bezeichnung *o*, für wasserstofffreie Sterne abgeschafft. Foellmi et al. (2003a) klassifizierte nach demselben Prinzip die Sterne der Kleinen Magellanschen Wolke. Die spektrale Klassifikation der WN-Sterne der Großen Magellanschen Wolke wurden von Breysacher et al. (1999) weitestgehend übernommen, unter Beibehaltung der ursprünglichen Notation *b*, für Sterne mit sehr starken und breiten Linien. Der Spektraltyp bisher nicht klassifizierter Sterne, wurde ebenfalls auf Grundlage des Systems von Smith et al. (1996) bestimmt.

2.3 Klassifikation der sehr späten Typen (WN9 bis WN11)

Crowther et al. (1995) entwickelten weitere Ionisationsklassen von WN6 bis WN11, auf die Smith et al. (1996) in ihrer Klassifikation bereits verweisen. In Tabelle 2.2 sind die Zuordnungskriterien, welche auf qualitativen Linienverhältnissen von zusätzlichen Stickstoff- und Heliumlinien basieren, dargestellt. Eine besondere Rolle spielt dabei die Emissionslinie $N\text{ II } \lambda 3995\text{\AA}$ die in der Definition vorheriger Ionisationsklassen nicht berücksichtigt wurde. Diese Klassifizierung ist allerdings, im Gegensatz zum zuvor dargestellten Schema, eher allgemein formuliert und dadurch nicht sehr eindeutig. Es bleibt unbegründet, weshalb Smith et al. (1996) in dem späteren Klassifikationssystem auf eine Quantifizierung der Kriterien für die Spektraltypen WN9 bis WN11 verzichten.

Tabelle 2.1 – Klassifikationsschema der WN-Sterne nach Smith et al. (1996)

Spektraltyp	$\frac{\text{He II } \lambda 5411 \text{ \AA}}{\text{He I } \lambda 5875 \text{ \AA}}$		W_λ		$\frac{N_{\text{IV}} \lambda 4604 \text{ \AA}}{N_{\text{III}} \lambda 4640 \text{ \AA}}$		$\frac{N_{\text{IV}} \lambda 4057 \text{ \AA}}{N_{\text{VII}} \lambda 4604 - 40 \text{ \AA}}$		$\frac{C_{\text{IV}} \lambda 5808 \text{ \AA}}{\text{He II } \lambda 5411 \text{ \AA}}$		$\frac{C_{\text{IV}} \lambda 5808 \text{ \AA}}{\text{He I } \lambda 5875 \text{ \AA}}$	
	inf	sup	inf	sup	inf	sup	inf	sup	inf	sup	inf	sup
WN2	kein He I	kein He I	kein He I	kein He I	kein N IV	kein N IV	kein N IV	kein N IV	kein C IV	kein C IV	kein C IV	kein C IV
WN3	> 10	> 10	> 9	> 9	kein N III	kein N III	< 0.1	< 0.1	< 0.2	< 0.2	beide schwach	beide schwach
WN4	4	8	3	6	> 2	> 2	0.6	0.6	0.2	0.5	2	3
WN5	1.25	4	1	3	0.5	1	1.25	2.5 ↔	0.6	0.8	1.5	2.5
WN6	1.25	2	1	2	0.2	0.3	0.8	0.8	0.3	0.4	0.5	1
WN7	0.65	1	0.5	0.75	0.1	0.15	0.6	0.6	< 0.5	< 0.5	0.15	0.3
WN8	0.1?	0.4	0.1?	0.25	0.05	0.1?	0.2	0.2	< 0.4	< 0.4	< 0.15	< 0.15
WN9	< 0.1?	< 0.1?			0	0	< 0.1?	< 0.1?

inf ≡ untere Grenze, Med. ≡ Median, sup ≡ obere Grenze

Linienstärke- und breite		Peak/Kontinuum	
Bezeichnung	Kriterien	Wasserstoffgehalt	Peak/Kontinuum
FWHM(He II $\lambda 4687 \text{ \AA}$)	und/oder	$\frac{(\text{He II } \lambda 4861)}{\text{He II } \sqrt{\lambda 4541 \cdot \lambda 5411}} - 1$	und/oder
b	> 30 Å	0	0
	> 40 Å	(h)	< 0.5
		h	> 0.5

2 Spektrale Klassifikation der WR-Sterne

Tabelle 2.2 – Klassifikation der WN-Sterne WN6 bis WN11 nach Crowther et al. (1995)

Spektraltyp	Kriterien nach Linienstärke
WN6	$N_{III} \approx N_{IV}$, N_V schwach
WN7	$N_{III} > N_{IV}$, $N_{III} < He_{II}$, He_{I} schwaches P-Cygni
WN8	$N_{III} \gg N_{IV}$, $N_{III} \approx He_{II}$, He_{I} starkes P-Cygni
WN9	$N_{III} > N_{II}$, kein N_{IV}
WN10	$N_{III} \approx N_{II}$,
WN11	$N_{II} \approx He_{II}$, N_{III} schwach

Zur Klassifikation verwendete Linien: $He_{I}\lambda 4027\text{\AA}$, $He_{II}\lambda 4541\text{\AA}$, $N_{II}\lambda 3995\text{\AA}$, $N_{III}\lambda\lambda(4634-4641)\text{\AA}$, $N_{IV}\lambda 4057\text{\AA}$ und $N_{V}\lambda\lambda(4604-4620)\text{\AA}$

Nach van der Hucht (2001) gibt es in der Milchstraße keine Sterne des reinen Typus WN10, jedoch zwei Sterne der Ionisationssequenz WN11, für die mir allerdings keine Spektren vorliegen. Weiterhin gibt es mehrere Sterne, die nicht genau klassifiziert werden konnten und somit als WN9-11 oder WN9-10 eingestuft werden. In der Großen Magellanschen Wolke wurden, Breysacher et al. (1999) und Foellmi et al. (2003b) zufolge, zwei Sterne als WN10 und drei als WN11 bestimmt. In der Kleinen Magellanschen Wolke wurden bisher weder Sterne des Spektraltyp WN10 noch WN11 entdeckt (Foellmi et al. 2003a).

2.4 Klassifikationssystem nach van der Hucht (2001)

In seinem siebten Katalog über WR-Sterne der Milchstraße fasst van der Hucht (2001) verschiedene Vorschläge spektraler Klassifikationsschemata für WN-, WC- und WO-Sterne zu je einem Schema zusammen. Die Kriterien, zur Definition der einzelnen Ionisationsklassen der WN-Sterne, beruhen dabei auf rein qualitativen Angaben über die Ausprägung markanter Stickstoff- sowie teilweise verschiedener Heliumlinien und sind in Tabelle 2.3 dargestellt. Entsprechend werden die WC- und WO-Sterne nach Stärken der Kohlenstoff- bzw. Sauerstofflinien systematisiert. Die Klassifikation folgt einem eindimensionalen System, welches durch die Ionisationsklassen WN2 bis WN11, WC4 bis WC9 sowie WO1 bis WO4 strukturiert ist. Letztere werden im Folgenden nicht näher betrachtet.

Bei der Untersuchung des Klassifikationsschemas von van der Hucht (2001) wird deutlich, dass scheinbar überaus viele verschiedene Stickstoff-, sowie Heliumlinien für die Systematisierung berücksichtigt werden, wobei die einzelnen Zuordnungskriterien nicht diesem Umfang entsprechen. Da in den Definitionen der Ionisationsklassen WN2 bis WN11 lediglich die Ionen, nicht aber die konkreten Wellenlänge genannt werden und eine eindeutige Zuordnung auf Grund der umfangreichen Angaben zu den relevanten Emissionslinien nicht möglich ist, bleibt nach diesem Schema viel Raum für Interpretationen. Bspw.

2.4 Klassifikationssystem nach van der Hucht (2001)

Tabelle 2.3 – Klassifikation der WN-Sterne nach van der Hucht (2001); Smith (1968); van der Hucht et al. (1981); Barlow (1982); Crowther et al. (1995)

Spektraltyp	Hauptkriterium: Stickstofflinien	Weitere Emissionslinien
WN2	N v schwach oder fehlend	He II stark
WN2.5	N v präsent, N IV fehlend	
WN3	N IV \approx N v, N III schwach oder fehlend	
WN4	N IV \approx N v, N III schwach oder fehlend	
WN4.5	N IV $>$ N v, N III schwach oder fehlend	
WN5	N III \approx N IV \approx N v	
WN6	N III \approx N IV, N v präsent aber schwach	
WN7	N III $>$ N IV, N III $<$ He II $\lambda 4686 \text{ \AA}$	He I schwaches P-Cygni
WN8	N III \gg N IV, N III \approx He II $\lambda 4686 \text{ \AA}$	He I starkes P-Cygni
WN9	N III \gg N II, N IV fehlend	He I P-Cygni
WN10	N III \approx N II	Balmer Linien, He I P-Cygni
WN11	N II \approx He II, N III schwach oder fehlend	Balmer Linien, He I P-Cygni

Zur Klassifikation verwendete Linien: He I $\lambda 3888 \text{ \AA}$, He I $\lambda 4027 \text{ \AA}$, He I $\lambda 4471 \text{ \AA}$, He I $\lambda 4921 \text{ \AA}$, He I $\lambda 5875 \text{ \AA}$, He II $\lambda 4200 \text{ \AA}$, He II $\lambda 4340 \text{ \AA}$, He II $\lambda 4541 \text{ \AA}$, He II $\lambda 4686 \text{ \AA}$, He II $\lambda 4861 \text{ \AA}$, He II $\lambda 5411 \text{ \AA}$, He II $\lambda 6560 \text{ \AA}$, N II $\lambda 3995 \text{ \AA}$, N III $\lambda \lambda (4634 - 4641) \text{ \AA}$, N III $\lambda 5314 \text{ \AA}$, N IV $\lambda \lambda (3479 - 3484) \text{ \AA}$, N IV $\lambda 4057 \text{ \AA}$, N v $\lambda 4603 \text{ \AA}$, N v $\lambda 4619 \text{ \AA}$ und N v $\lambda \lambda (4933 - 4944) \text{ \AA}$

werden sieben He II-Linien verschiedenster Wellenlängen aufgezählt, welche für die Zuordnung berücksichtigt werden sollen. Dieses Ion wird jedoch ausschließlich für die Definition des Subtyps WN11 benötigt. Des Weiteren ist die Grundlage für die Definition eines WN10-Typs fraglich, da es keinen Vertreter gibt, an dem die festgelegten Eigenschaften begründet werden können. Obwohl das quantitative Klassifikationsschema von Smith et al. (1996) als Quelle genannt wird, stellt van der Hucht (2001) ein Schema zusammen, welches auf qualitative Betrachtungen der Emissionslinien beruht und dadurch weniger präzise ist.

Hamann et al. (1995b,a) führten eine erneute Unterscheidung der WN-Sterne nach Linienstärken, in Anlehnung an Hiltner & Schild (1966), ein. Sterne mit starken Linien, was in diesem Fall bedeutet $W_{\lambda}(\text{He II } \lambda 5411 \text{ \AA}) > 37 \text{ \AA}$, werden mit -s (engl. strong) gekennzeichnet. Entsprechend deutet die Bezeichnung -w (engl. weak) auf Sterne mit schwachen Emissionslinien hin. Dies gilt allerdings nur für galaktische Sterne der Ionisationssequenzen WN2 bis WN6. Obwohl van der Hucht (2001) diese Unterscheidung nicht übernahm, hielten Hamann et al. (2006) weiter daran fest. Da sich meine Untersuchungen auf die Klassifikation von Hamann et al. (2006) beziehen, behalte auch ich die Unterscheidung nach starken und schwachen Emissionslinien bei.

2.4.1 Vergleich der Klassifikationssysteme Smith et al. (1996) und van der Hucht (2001)

Im Vergleich beider Systeme fällt zunächst die unterschiedliche Herangehensweise in Bezug auf qualitative und quantitative Definitionen der Spektraltypen auf, was einen sehr starken Einfluss auf die Eindeutigkeit und die Genauigkeit der Schemata hat. Während Smith et al. (1996) Heliumionen als primäres Entscheidungskriterium verwenden, verweist van der Hucht (2001) in seiner Übersicht hauptsächlich auf Stickstoffionen. Dieselben Linien werden ebenfalls von Smith et al. (1996) als Nebenkriterien berücksichtigt, wobei hier konkrete Linienverhältnisse angegeben werden und nicht nur Verhältnisse verschiedener Ionen und eine Liste möglicher Emissionslinien, auf die sich diese Angaben beziehen könnten. Nahezu alle von Smith et al. (1996) zur Definition der Ionisationsklassen verwendeten Linien finden sich auch in der Liste der von van der Hucht (2001) genutzten Emissionslinien wieder. Dies ist nicht sonderlich überraschend, da es sich bei letzterem Schema ausschließlich um eine Sammlung verschiedener Vorschläge zur Klassifikation der WR-Sterne handelt. Lediglich die Kohlenstofflinien, die Smith et al. (1996) als zusätzliche Kriterien in ihrem Schema angeben, haben nach van der Hucht (2001) keinen Einfluss auf die Klassifikation der WN-Sterne.

Unterschiede zeigen sich weiterhin teilweise in den einzelnen Definitionen der Ionisationssequenzen, wobei hierfür nur die beiden Nebenkriterien der Stickstofflinienverhältnisse im Schema nach Smith et al. (1996) zum Vergleich herangezogen werden können. In der Systematisierung nach van der Hucht (2001) wird der Subtyp WN2, wie auch bei Smith et al. (1996), in Bezug auf das Fehlen der Stickstofflinie N v definiert. Übereinstimmungen gibt es auch bei der Definition des Subtyps WN3 über die Abwesenheit der Stickstofflinien von N III und bei der Dominanz von N v über N IV. Im Gegensatz dazu gibt es bei der Definition des Spektraltyp WN4 Unterschiede. Im Schema nach van der Hucht (2001) werden für diesen Subtyp die Spektrallinien der Stickstoffionen N IV und N v als annähernd gleichstark beschrieben, Smith et al. (1996) geben hier allerdings ein Linienverhältnis von $N_{IV}/N_{v,III} = 0.6$ an. In der letztgenannten Definition sind die Stickstofflinien somit nicht annähernd gleich, sondern verhalten sich im Verhältnis 2/3 zueinander. Das beschriebene Verhältnis bezieht sich auf den Peak der beiden, nahezu übereinstimmenden Stickstofflinien, sodass durch Überlagerungen Abweichungen entstehen könnten. In beiden Klassifizierungen wird N III übereinstimmend als schwach eingestuft, sodass dieser Einfluss eher von geringerem Ausmaß sein sollte. Der Subtyp WN5 ist in beiden Schemata über die Ähnlichkeit des zwei- und vierfach ionisierten Stickstoff definiert. Abweichend zu van der Hucht (2001), der zusätzlich gleichstarke Stickstofflinien von N IV, N III und N v fordert, ist nach Smith et al. (1996) ein Verhältnis der Peakhöhen von N IV zu N III,v von 2.5 zu erwarten. In diesem Fall könnte dies allerdings auf die Überlagerung der beiden eng benachbarten Linien des ionisierten Stickstoff zurückzuführen sein, da beide Ionen vorhanden sind. Geringe Unterschiede zwischen den beiden spektralen Klassifizierungssystemen gibt es ebenfalls bei den Kriterien der Ionisationsklasse WN6. Einerseits ergibt nach Smith et al. (1996) der Quotient aus den Linienhöhen der Stickstoffionen N IV und N III,v einen Wert von 0.8, andererseits bestimmt van der Hucht (2001) hingegen eine näherungsweise gleiche Ausprägung des zweifach und dreifach ionisierten Stickstoffs, wobei der vierfach ionisierte Stickstoff in

2.4 Klassifikationssystem nach van der Hucht (2001)

beiden Systematisierungen als relativ schwach gilt und Überlagerungseffekte somit kaum eine Rolle spielen. Die Definitionen der Spektralklassen WN7 bis WN8 stimmen weitestgehend überein, insofern quantitative und qualitative Klassifizierungen vergleichbar sind. Die Kriterien für die Subtypen WN9 bis WN11 sind bei van der Hucht (2001) identisch mit denen von Crowther et al. (1995) und bleiben von Smith et al. (1996) vollkommen unberücksichtigt.

Beim Vergleich beider Systeme zeigen sich demnach nicht vernachlässigbare Unterschiede in der Vorgehensweise, den relevanten Auswahlkriterien und teilweise in den inhaltlichen Definitionen der Kriterien, sodass man zunächst die Befürchtung haben könnte, dass die galaktischen WR-Sterne einer anderen Spektralklassifikation unterliegen, als die die Sterne der Großen und Kleinen Magellanschen Wolke. Vergleicht man jedoch die Subtypen, die für die einzelnen Sterne bestimmt wurden und die van der Hucht (2001) in seinem siebten Katalog auflistet mit denen, die von Smith et al. (1996) bestimmt wurden, stimmen die jeweiligen Spektraltypen exakt überein. Lediglich die zusätzlichen Bezeichnungen, die die Sterne noch detaillierter beschreiben, sind abweichend. Zum einen wurden, wie bereits zuvor erwähnt, einige Bezeichnungen, die im dreidimensionalen System von Smith et al. (1996) eingeführt wurden, von van der Hucht (2001) wieder verworfen und zum anderen sind auf Grundlage besserer Spektren neue Zusatzbezeichnungen gewählt wurden. Es gibt somit keine abweichenden Klassifikationssysteme für Sterne der Milchstraße und der Kleinen bzw. Großen Magellanschen Wolke. Im Folgenden wird daher das Klassifikationssystem von Smith et al. (1996) als Referenz verwendet.

3 PoWR-Potsdamer Modellatmosphären

Für diese Arbeit sind keine neuen Modelle berechnet wurden, es wurden nur bereits bestehende Modelle verwendet. Die WNE- und WNL-Gitter für WN-Sterne der Milchstraße sowie für WN-Sterne der Großen und der Kleinen Magellanschen Wolken, waren über die Arbeitsgruppe um Prof. Dr. Hamann verfügbar. Es sollte jedoch erwähnt werden, dass die LMC-Sterne größtenteils mit den galaktischen Gitter berechnet wurden. Nach Rühling (2008) sind die Unterschiede jedoch nicht gravierend, wie sie bei der Analyse einzelner Sterne mit LMC-Modellen feststellte.

Der PoWR-Code (Potsdamer Modelle für Wolf-Rayet Sternatmosphären) ist ein von Hamann et al. (1995c) entwickeltes Programm zur Modellierung von Spektren expandierender Sternatmosphären. Die Intention ist dabei die Gewinnung eines synthetischen Spektrums der Sternatmosphäre, in der die für einen WR-Stern typischen Emissionslinien entstehen, durch die Vorgabe gewisser Sternparameter. Diese Modellspektren, die auch als synthetische Spektren bezeichnet werden, basieren dabei auf physikalischen Annahmen und Gesetzmäßigkeiten, die dem jeweiligen Stern zugrunde liegen. Stimmen anschließend die reale Beobachtung und das modellierte Spektrum näherungsweise überein, können von den eingeflossenen Modellannahmen Rückschlüsse auf die physikalischen Bedingungen im Stern gezogen werden. In der Erforschung der WR-Sterne stellt die Entwicklung solcher Modellprogramme einen großen Fortschritt dar, da über ihre Parameter, wie Temperatur, Leuchtkraft oder Massenverlust, zuvor nur wenig bekannt war. Weltweit gibt es nur ein weiteres Programm von Hillier (1987a,b) mit einer vergleichbaren Komplexität des Potsdamer PoWR-Codes.

Bei der Berechnung eines WR-Sterns müssen verschiedene Aspekte, wie die Temperaturschichtung des Sternwindes mit den zugehörigen Ionisationsgraden, der Geschwindigkeitsverlauf des Windes und die Massenverlustrate des Sterns mit entsprechender Dichteverteilung, berücksichtigt werden. Der Strahlungstransport, also die Änderung der spezifischen Intensität entlang einer Wegstrecke - sozusagen die Bilanz aus Absorption und Emission - wird dadurch sehr komplex. Das Licht kann gestreut oder absorbiert und bei anderen Wellenlängen wieder emittiert werden. Bei welchen Wellenlängen die Emission stattfindet, hängt dabei von den energetisch möglichen Übergängen, die durch das Atom bedingt sind, ab. Diese haben wiederum jeweils unterschiedliche Übergangswahrscheinlichkeiten in Abhängigkeit des Ionisationsgrades und somit der Temperatur. Zusätzlich weisen die Wellenlängen überall im Wind eine unterschiedliche Dopplerverschiebung auf. Der PoWR-Code berechnet den Strahlungstransport durch die expandierende Sternatmosphäre und die Besetzungszahlen der berücksichtigten Elemente, die dem Strahlungseinfluss unterliegen. Beide Probleme sind jedoch miteinander gekoppelt, sodass sie nur aufwendig, numerisch gelöst werden können. Weiterhin kann kein thermodynamisches Gleichgewicht

(engl. local thermodynamic equilibrium, kurz: LTE) für die Sternatmosphäre angenommen werden. Die Besetzungszahlen können in dieser non-LTE Situation nicht mit der Saha-Gleichung berechnet werden.

3.1 Modellparameter

Die Modellrechnungen beruhen dabei unter anderem auf den Annahmen einer sphärisch symmetrisch expandierenden Sternatmosphäre, der Stationarität des Fluss sowie einer homogenen chemischen Zusammensetzung der Atmosphäre (Hamann & Gräfener 2004). Eine Modellatmosphäre wird durch die Leuchtkraft, den stellaren Kernradius am äußeren Rand, die chemische Zusammensetzung sowie durch die Dichte- und Geschwindigkeitsverteilung der Sternhülle charakterisiert. Durch die Vorgabe der Massenverlustrate \dot{M} ¹ (in Sonnenmassen pro Jahr) und eines Geschwindigkeitsfelds wird der Dichteverlauf in der Atmosphäre über die Kontinuitätsgleichung

$$\dot{M} = 4\pi r^2 \rho(r) v(r) \quad (3.1)$$

bestimmt. Die Gültigkeit dieser Gleichung ist wegen der Annahme eines stationären Fluss gewährleistet. Das Geschwindigkeitsfeld wird in den Modellen durch ein sogenanntes *Beta-Gesetz*

$$v(r) = v_\infty \left(1 - \frac{R_*}{r}\right)^\beta \quad (3.2)$$

angenommen. Prinzipiell ist β dabei frei wählbar und bestimmt die Steilheit der Annäherung von $v(r)$ an die Windendgeschwindigkeit v_∞ . In den meisten Modellrechnungen wird $\beta = 1$ gewählt.

Da der Stern keine fest definierten Grenzen zwischen Oberfläche, Atmosphäre und Wind aufweist, sondern vielmehr ein fließender Übergang stattfindet, wird R_* als „Sternradius“ und somit auch als innere Grenze der Sternatmosphäre bestimmt. Mittels der Rosselandopazität $d\tau_{\text{Ross}} = \kappa_{\text{Ross}} dr$ wird der Radius bei einer optischen Tiefe nach Rosseland von

$$R_* := r(\tau_{\text{Ross}} = 20) \quad (3.3)$$

definiert. Mittels der Leuchtkraft L_* und dem Stefan Boltzmann-Gesetz

$$L_* = 4\pi R_*^2 \sigma_{\text{SB}} T_*^4, \quad (3.4)$$

lässt sich so die Effektivtemperatur T_* definieren, wobei σ_{SB} die Stefan-Boltzmann Konstante ist. Die Notation T_* macht dabei deutlich, dass sich diese Effektivtemperatur stets auf R_* bezieht, während in der Literatur die allgemeine Schreibweise T_{eff} für unterschiedliche Bezugsradien verwendet wird. Für die Linienverbreiterung wird ausschließlich Dopplerverbreiterung zugelassen.

¹ $\dot{M} = -\frac{dM}{dt}$, negatives Vorzeichen aufgrund des Massenverlustes.

3.1.1 Chemische Häufigkeiten

In den Modellen, die die WN-Sterne reproduzieren, werden die chemischen Elemente Wasserstoff, Helium, Stickstoff und Kohlenstoff berücksichtigt. Weiterhin wird eine Gruppe von Elementen eingebunden, die neben Eisen auch die benachbarten Elemente Scandium, Titan, Vanadium, Chrom, Mangan, Kobalt und Nickel beinhaltet. Diese gehen allerdings gemeinsam als nur ein Element in das Modell ein und werden im Folgenden nur noch als Eisen bezeichnet. Für alle berücksichtigten Atome muss der Massenanteil, mit dem sie in der Atmosphäre vorkommen, dem Modell übergeben werden. Eine Übersicht zur Häufigkeitsverteilung ist in Tabelle 3.1 dargestellt. Weiterhin müssen die möglichen Energieniveaus sowie die möglichen Linienübergänge für jedes Atom, in einer sinnvollen Anzahl, vorgegeben werden. Für die eisenartigen Elemente wird dies in sogenannten Superlevels organisiert. Zusätzlich werden die jeweiligen Übergangswahrscheinlichkeiten zwischen den einzelnen Energieniveaus benötigt. Die Modelle der WN-Sterne berücksichtigen komplexe Modellionen des Wasserstoff H, Helium He, Stickstoff N III - N V, Kohlenstoff C III-C IV und vom Eisen Fe III-Fe X.

3.1.2 Clumping

Seit einigen Jahren wird die Inhomogenität oder salopp formuliert, die Verklumpung (engl. Clumping) der Sternwinde im Potsdamer Modellcode mitberücksichtigt (Hamann & Koesterke 1998). Im einfachsten Fall gilt der Sternwind in der Entfernung r von der Sternoberfläche als homogen, wobei die Winddichte gemäß der Kontinuitätsgleichung (3.1) nach außen hin abnimmt. Damit wird die reale Situation jedoch nur unzureichend beschrieben. Eine realistischere Annahme ist eine inhomogene Verteilung der Masse. Dabei ist die gesamte Masse eines Volumenelement ΔV nur in einem Bruchteil f_V dieses Volumenelements enthalten, der Rest wird als leer angenommen. Die mittlere Dichte bleibt dabei gleich, die Masse ist jedoch unterschiedlich verteilt. f_V wird auch als Volumenfüllfaktor bezeichnet und ist eine dimensionslose Größe. In den Modellrechnungen arbeitet man anstelle von f_V mit dem sogenannten Clumpingfaktor D , der auch als Dichtekontrast bezeichnet wird. Er ist als Inverses des Volumenfüllfaktors

$$D := f_V^{-1} \quad (3.5)$$

definiert und somit ebenfalls einheitenlos. Ein Clumpingfaktor von $D = 5$ bedeutet demnach ein Volumenfüllfaktor von $f_V = \frac{1}{5}$ und d.h. wiederum, dass nur 20% des Gesamtvolumens V mit Materie gefüllt sind. Die Zwischenräume werden als Vakuum angenommen. In den Modellen des PoWR-Codes wird für WN-Sterne überwiegend ein Clumpingfaktor von $D = 4$ und für WC- und WO-Sterne üblicherweise $D = 10$ angenommen.

3.1.3 Transformierter Radius

Der zunächst empirisch entdeckte Zusammenhang des *transformierten Radius* R_t stellt eine Beziehung zwischen allen zuvor eingeführten Größen her und trägt dadurch zur Reduktion

der Anzahl freier Parameter bei. Schmutz et al. (1989) untersuchten die Abhängigkeit der Emissionslinien von den Parametern R_* und \dot{M} in und definierten den „transformierten Radius“, zunächst ohne Berücksichtigung des Clumpings. Sie entdeckten, dass Modelle mit demselben R_t -Wert ähnliche Linienbreiten zeigen, unbeeinflusst von verschiedenen Kombinationen der Parameter R_* , \dot{M} und v_∞ . Hamann & Koesterke (1998) ergänzten, mit Einführung des Clumping in die Modellrechnungen, den transformierten Radius um den Clumpingfaktor, zu der bis heute verwendeten Definition

$$R_t = R_* \left[\frac{v_\infty}{2500 \text{ km/s}} \left/ \frac{\dot{M} \sqrt{D}}{10^{-4} M_\odot/\text{yr}} \right. \right]^{\frac{2}{3}}. \quad (3.6)$$

Durch die Skalierung mit festen Werten von v_∞ und \dot{M} hat R_t dieselbe Einheit wie R_* , wodurch auch der ungewöhnliche Name zustande kommt, der ansonsten keine weitere physikalische Begründung hat. Es zeigt sich, dass auch bei dieser Definition des transformierten Radius Modelle, die mit demselben R_t berechnet werden, ähnliche Äquivalentbreiten aufweisen unabhängig von der Konstellation der Werte R_* , \dot{M} , v_∞ und D (Hamann & Koesterke 1998).

Anhand aller eingegebenen Daten berechnet das Programm den Strahlungstransport entlang einer Linie durch die Sternatmosphäre und den Wind. Für jeden Tiefenpunkt werden die Besetzungszahlen aus den statistischen Gleichungen berechnet. Aufgrund der expandierenden Sternatmosphäre müssen Dopplereffekte zwischen Strahlung und Atomen berücksichtigt werden. Hierzu werden alle Frequenzen auf ein mitbewegtes System (engl. co-moving frame) transformiert, wodurch die Dopplerverschiebung bereits implizit mitberücksichtigt wird. Das zu berechnende Strahlungsfeld hängt von den Besetzungszahlen ab, die wiederum vom Strahlungsfeld selbst abhängen. Beide Probleme bedingen sich somit und können nur numerisch iterativ gelöst werden. Die Konvergenz des Modells ist erreicht, wenn die Korrekturen der einzelnen Schritte einen festgelegten Grenzwert unterschreiten.

3.2 Modellgitter

Die Modelle werden nach den verschiedenen WR-Sterntypen unterschieden und berechnet. So gibt es Modelle für WR-Sterne der Stickstoffsequenz, wobei hier insbesondere zwischen Sternen mit und ohne Wasserstoffanteil unterschieden wird. WN-Sterne, bei denen kein Wasserstoff in der Atmosphäre nachgewiesen werden konnte, werden als WNE-, die wasserstoffhaltigen als WNL-Sterne bezeichnet. Weiterhin gibt es Modelle für WR-Sterne der Kohlenstoffsequenz, die starke Emissionslinien des Kohlenstoff zeigen und für die sauerstoffhaltigen WO-Sterne (Sander 2010; Sander et al. 2011). Für jede Galaxie werden wieder neue Modelle benötigt, da sich die chemische Zusammensetzung zwischen den einzelnen Galaxien unterscheiden kann. Um den Rechenaufwand zu minimieren und die Analyse zu vereinfachen wird nicht für jeden Stern ein eigenes Modell berechnet, sondern ein Modellgitter für alle WR-Sterne derselben Sequenz und derselben Galaxie. Dadurch

kann ein großer Parameterraum abgedeckt werden, wobei die Modelle wiederum für Analysen weiterer Objekte ähnlicher Art angewendet werden können. Innerhalb eines Modellgitters werden die chemische Zusammensetzung, die Leuchtkraft L , der Clumpingfaktor D und die Windendgeschwindigkeit v_∞ konstant gehalten. Die Leuchtkraft lässt sich durch Skalierung für jeden Stern individuell anpassen, solange diese nicht um mehr als etwa eine Größenordnung von der Gitterleuchtkraft abweicht. Für WN-Sterne gibt es, je nach Wasserstoffgehalt des Sterns, WNE- und WNL-Gitter. Beide Gitter unterscheiden sich im Wasserstoffgehalt und in der Windendgeschwindigkeit. Während das WNL-Gitter in der Milchstraße mit einem Wasserstoffgehalt von 20% der Gesamtstermasse und einer Windendgeschwindigkeit von $v_\infty = 1000$ km/s berechnet ist, sind die WNE-Gitter wasserstofffrei und sind mit $v_\infty = 1600$ km/s berechnet. Für die Kleine Magellansche Wolke werden die WNL-Modelle noch weiter in WNL20, WNL40 und WNL60, entsprechend ihres prozentualen Wasserstoffanteils, unterteilt. In allen Gittern der Stickstoffsequenz werden die Elemente Helium, Stickstoff, Kohlenstoff und Eisen berücksichtigt. Tabelle 3.1 zeigt die Basisdaten für die existierenden Modellgitter der WN-Sterne.

Tabelle 3.1 – Parameter der Modellgitter (Liermann 2005; Rühling 2008; Pasemann 2011)

	MW		LMC		SMC			
	WNE	WNL	WNE	WNL	WNE	WNL20	WNL40	WNL60
X_H	0.00	0.20	0.00	0.20	0.00	0.20	0.40	0.60
X_{He}	0.98	0.78	0.99	0.79	0.99	0.79	0.59	0.39
X_N	$1.5 \cdot 10^{-2}$		$0.4 \cdot 10^{-2}$			$0.15 \cdot 10^{-2}$		
X_C	$1.0 \cdot 10^{-4}$		$0.7 \cdot 10^{-4}$			$0.25 \cdot 10^{-4}$		
X_{Fe}^*	$1.4 \cdot 10^{-3}$		$0.6 \cdot 10^{-3}$			$0.3 \cdot 10^{-3}$		
v_∞ [km/s]	1600	1000	1600	1000		1600		
$\log L/L_\odot$	5.3		5.3		5.3			
D	4		10		4			

* Modellatom, welches alle Elemente von Sc bis Ni berücksichtigt.

3.2.1 Anordnung im Parameterraum

Die Gitter der Atmosphärenmodelle sind über einem zweidimensionalen Parameterraum angeordnet, der durch den transformierten Radius R_t und die Sterntemperatur T_* bestimmt ist. Alle anderen Parameter werden im Gitter konstant gehalten. Dadurch kann eine große Anzahl an Sternen schneller analysiert werden und nur für wenige Ausnahmen müssen Spezialmodelle entwickelt werden. Zur übersichtlichen Klassifizierung und leichteren Identifikation werden die Modelle durch ein Schema zahlenkodiert. Die Sterntemperatur T_* wird dabei durch den Index Id_{T_*} mithilfe der Gleichung

$$\log(T_*/K) = 4.35 + 0.05 \cdot Id_{T_*} \quad (3.7)$$

3 PoWR-Potsdamer Modellatmosphären

repräsentiert. Für den transformierten Radius R_t sind die Modellnummern, die mit Id_{R_t} bezeichnet werden, über den Zusammenhang

$$\log(R_t/R_\odot) = 2.1 - 0.1 \cdot \text{Id}_{R_t} \quad (3.8)$$

definiert. Bei der Angabe eines Modells steht die Sterntemperatur T_* als erste Zahl. Die Indexwerte können durch Umstellen der Definitionsgleichungen theoretisch für jeden T_* - und R_t -Wert mithilfe der Gleichungen

$$\text{Id}_{T_*} := \frac{\log T_* - 4.35}{0.05} \quad (3.9)$$

$$\text{Id}_{R_t} := \frac{2.1 - \log R_t}{0.1} \quad (3.10)$$

berechnet werden. Für die Gitter werden jedoch nur Indexwerte aus dem Bereich der natürlichen Zahlen verwendet. Mit steigendem Indexwert Id_{T_*} steigt auch die Sterntemperatur. Im Gegensatz dazu sinkt R_t mit wachsender Indexnummer Id_{R_t} .

4 Phänomenologie der Spektraltypen in Abhängigkeit der Metallizität

Im folgenden Abschnitt werden WN-Sterne der gleichen Spektralklasse aus drei verschiedenen Galaxien der lokalen Gruppe, der Milchstraße (engl. Milky Way, kurz: MW), der Großen Magellanschen Wolke (engl. Large Magellanic Cloud, kurz: LMC) und der Kleinen Magellanschen Wolke (engl. Small Magellanic Cloud, kurz: SMC) miteinander verglichen. Dabei stehen insbesondere der allgemeine Verlauf, die Höhe, Breite, Stärke und die Form der Emissionslinien der einzelnen Sterne im Fokus. Dazu wurden jeweils zwei Sterne derselben Ionisationssequenz, aus unterschiedlichen Galaxien gegeneinander geplottet und auf Gemeinsamkeiten und Unterschiede untersucht. Dafür wurde das, von Prof. Dr. Hamann und Mitarbeitern entwickelte Programm WRplot verwendet. Die Darstellung erstreckte sich dabei, je nach Verfügbarkeit der Beobachtungsspektren, von 1200 Å (UV) bis in den optisch sichtbaren Bereich von ca. 7000 Å.

4.1 Beobachtungsdaten

Abgesehen von Doppelsternen, die von der Analyse ausgeschlossen werden, wurde für jeden WN-Stern dieser drei Galaxien zunächst die Verfügbarkeit der Beobachtungsdaten überprüft. Für die Mehrheit der Sterne¹ waren UV-Beobachtungen des IUE-Satelliten über die Datenbank INES² (*Newly Extracted Spectra*) öffentlich verfügbar. Einige Sterne sind jedoch im UV-Bereich nicht beobachtbar, z.B. aufgrund von umgebenden Staubwolken oder weil sie in Regionen starker interstellarer Rötung liegen. Liegen für diese Sterne dennoch Beobachtungsdaten im optischen Bereich vor, wurden sie in die Analyse aufgenommen. Umgekehrt ist dies jedoch nicht der Fall, da die IUE-Daten oftmals zu ungenau und dadurch für einen Vergleich ungeeignet sind. Waren von einem Stern nur Beobachtungsdaten im UV verfügbar, wurde dieser Stern daher aus der Untersuchung ausgeschlossen. Ebenso wurde mit Sternen verfahren, von denen nur sehr schmale Wellenlängenbereiche im Optischen vorhanden waren oder deren Spektrenqualität, aufgrund von Rauschen oder Nebellinien, zu schlecht war. Alle Sterne, die in der Analyse berücksichtigt wurden, sind in den Tabellen 4.1 bis 4.2 aufgelistet. Die galaktischen Sterne werden in Anlehnung an den Katalog von van der Hucht (2001) mit den Buchstaben WR und einer Nummer gekennzeichnet. Die Sterne der Großen Magellanschen Wolke werden in Anlehnung an den WR-Katalog von J. Breysacher, M. Azzopardi und G. Testor nach BAT99- (kurz: BAT)

¹Im folgenden beziehen sich die Schilderungen ausschließlich auf Einzelsterne.

²<http://sdc.laef.inta.es/cgi-ines/IUEdbsMY>; Zugriff 13.04.2011

4 Phänomenologie der Spektraltypen in Abhängigkeit der Metallizität

oder Brey-Nummern differenziert (Breysacher et al. 1999). Die Systematisierung der WR-Sterne der Kleinen Magellanschen Wolke erfolgt zu Ehren von Azzopardi & Breysacher (1979) nach AB-Nummern.

Die optischen Beobachtungsdaten der galaktischen Sterne stammen aus der Arbeitsgruppe um Prof. Dr. Hamann sowie von Torres-Dodgen & Massey (1988) bzw. Torres-Dodgen & Massey (1999). Die optischen Spektren der LMC-Sterne stammen größtenteils von Foellmi et al. (2003b). Weitere optische Spektren lagen auch in diesem Fall der Arbeitsgruppe von Prof. Dr. Hamann vor bzw. konnten dem Katalog von Torres-Dodgen & Massey (1999) entnommen werden. Die optischen Beobachtungsdaten für die SMC-Sterne wurden von Foellmi et al. (2003a) und von Torres-Dodgen & Massey (1988) bezogen.

Die vorhandenen Spektren waren zum einen Teil flusskalibriert und zum anderen Teil bereits normiert. Die vorliegenden IUE-Daten sind ausschließlich absolut kalibriert. Für den spektralen Vergleich zweier Sterne wurden normierte Spektren bevorzugt. Die Normierung erfolgte mithilfe des Modellkontinuums aus dem PoWR-Code. Das beobachtete Kontinuum wurde dafür durch das synthetische Kontinuum dividiert. Die optischen Spektren waren größtenteils bereits normiert. Andernfalls wurden auch diese, durch Division mit dem Modellkontinuum, normiert. Dies betrifft insbesondere die Spektren von Torres-Dodgen & Massey (1988, 1999).

Tabelle 4.1 – Auswahl der galaktischen Sterne (Hamann et al. 2006)

WR	Subtyp	WR	Subtyp	WR	Subtyp
1	WN4-s	46	WN3p-w	89	WN8h
2	WN2-w	49	WN5(h)-w	100	WN7(WNE-s)
3	WN3h-w	51	WN4-w	105	WN9h
6	WN4-s	54	WN5-w	108	WN9h
7	WN4-s	55	WN7(WNE-w)	115	WN6-w
10	WN5ha-w	61	WN5-w	120	WN7(WNE-w)
16	WN8h	62	WN6-s	123	WN8(WNE-w)
18	WN4-s	63	WN7(WNE-w)	124	WN8h
20	WN5-w	66	WN8(h)	128	WN4(h)-w
24	WN6ha-w	67	WN6-w	129	WN4-w
28	WN6(h)-w	74	WN7(WNE-w)	130	WN8(h)
34	WN5-w	75	WN6-s	131	WN7h
35	WN6h-w	78	WN7h	134	WN6-s
37	WN4-s	82	WN7(h)	136	WN6(h)-s
40	WN8h	84	WN7(WNE-w)	152	WN3(h)-w
44	WN4-w	85	WN6h-w	156	WN8h

Tabelle 4.2 – Auswahl der Sterne in der Großen Magellanschen Wolke (Rühling 2008)

BAT99	Brey	Subtyp	BAT99	Brey	Subtyp
1	1	WN3	58	47	WN7h
2	2	WN2b	62	51	WN3
3	3	WN4	65	55	WN4o
7	6	WN4rl	66	54	WN3h
13		WN10h	73	63	WN4.5h
15	12	WN4	74	63a	WN3h
16	13	WN7	75	59	WN4o
17	14	WN4o	76	64	WN9h
18	15	WN3h	81	65a	WN5h/WC
22	18	WN9h	82	66	WN3
23		WN3	88	70a	WN4b/WCErl
24	19	WN4	89	71	WN7h
25	19a	WN4h	94	85	WN4rl
26	20	WN4	96	81	WN8(h)
30	24	WN6h	98	79	WN6(h)
35	27	WN3	106	82	WN5h
36	29	WN4/WCE	108	82	WN5h
37	30	WN3o	109	82	WN5h
41	35	WN4	110	82	Of/WN6
44	36	WN8h	111	82	WN9ha
45		WN10h	112	82	WN5h
46	38	WN4o	120	91	WN9h
47	39	WN3b	122	92	WN5(h)
48	40	WN4	124	93a	WN4h
50	41	WN4h	128	96	WN3b
51	42	WN3rl	130		WN11h
54	44a	WN9h	131	98	WN4b
55		WN11h	132	99	WN4
56	46	WN4	133		WN11h
57	45	WN4	134	100	WN4

Tabelle 4.3 – Auswahl der Sterne in der Kleinen Magellanschen Wolke (Foellmi et al. 2003a)

AB/WR	Subtyp	AB/WR	Subtyp	AB/WR	Subtyp
1	WN3ha	4	WN6h	11	WN4h:a
2	WN5ha	10	WN3ha	12	WN3ha

4.2 Vorgehensweise

In allen Vergleichsplots wurde zunächst für jeden Stern der absolute, logarithmierte Fluss über der logarithmierten Wellenlänge aufgetragen. Gleichzeitig wurde jeweils das passende Modellkontinuum für jeden Stern gegen das beobachtete Spektrum geplottet. Die Modellgitter sind dabei von Liermann (2005) für die MW, von Rühling (2008) für die LMC und von Pasemann (2011) für die SMC berechnet wurden. Die passenden Modelle und die zugehörigen Parameter wie Leuchtkraft, Rötung und Entfernung basieren auf den Resultaten der oben genannten Arbeitsgruppe um Prof. Dr. Hamann und wurden gegebenenfalls korrigiert, wenn das Modellkontinuum nicht mit dem realen Kontinuumsverlauf übereinstimmte. Für die Überprüfung des spektralen Energieverlaufes wurden ausschließlich IUE-(*International Ultraviolet Explorer*) Daten verwendet, da diese ausnahmslos flusskalibriert sind. Die optischen Spektren waren in den meisten Fällen bereits normiert, sodass ein Vergleich mit dem Modellkontinuum nicht möglich war. Die weiteren Plots zeigen einen Vergleich der normierten Spektren im Ultravioletten Bereich von $1200 \text{ \AA} - 3100 \text{ \AA}$ sowie im optische Wellenlängenbereich von $3500 \text{ \AA} - 7000 \text{ \AA}$. Die wichtigsten Spektrallinien sind durch entsprechende Beschriftungen gekennzeichnet. Es wurden je zwei Sterne gleichen Subtyps aus unterschiedlichen Galaxien gegeneinander geplottet um die phänomenologischen Unterschiede und Gemeinsamkeiten bei verschiedenen Metallanteilen untersuchen zu können.

Für die Subtypen WN3 bis WN6 folgt nach der Untersuchung der Spektren auch ein Vergleich der Sternparameter wie Temperatur, Leuchtkraft und Massenverlust. Diese Werte stammen aus den Modellanalysen der Potsdamer Arbeitsgruppe um Prof. Dr. Hamann (Hamann et al. 2006; Rühling 2008; Pasemann 2011). Der Vergleich der Parameter beschränkt sich auf die frühen Typen (WN3 bis WN6), da in der SMC keine späten Typen vertreten sind.

4.3 Spektraltyp WN2

Insgesamt wurden nur zwei Sterne aus dem Sample dem Subtyp WN2 zugeordnet. Der galaktische Stern WR 2 wurde als WN2-w klassifiziert und der LMC-Stern BAT 2 als WN2b. Im vorderen Teil der Arbeit (vgl. Kapitel 2) wurden diese Notationen bereits vorgestellt, hier soll nur noch einmal kurz daran erinnert werden. Die Bezeichnung -w für „weak“ weist auf schwache Linien der Form $W_{\lambda}(\text{He II } \lambda 5411 \text{ \AA}) < 37 \text{ \AA}$ (Hamann et al. 1995b,a) hin. Die Endung b-„broad“ steht für starke Linien und obliegt der Bedingung $W_{\lambda}(\text{He II } \lambda 5411 \text{ \AA}) > 40 \text{ \AA}$ (Smith et al. 1996). Beide Sterne sollten gemäß ihrer Bezeichnung ein eher unterschiedliches Spektrum zeigen. Nach den Klassifikationskriterien von Smith et al. (1996) sollte im Spektrum eines WN2-Sterns weder He I noch N IV noch C IV zu sehen sein.

Der galaktische Stern WR 2 ist mit einem Radius von $0.89 R_{\odot}$ und einer Temperatur von 140 kK (Hamann et al. 2006) derzeit der kompakteste und heißeste WN-Stern der Milchstraße und befindet sich somit vermutlich in der Endphase seiner Entwicklung, kurz vor einer Supernova. Die geringe Anzahl von WN2-Sternen könnte möglicherweise auf eine sehr kurze Verweildauer in der WN2-Phase hindeuten. Der LMC-Stern BAT 2 ist mit einer Temperatur von 158 kK und einem Sternradius von $0.75 R_{\odot}$ (Rühling 2008) sogar noch heißer und kompakter und vermutlich ebenso weit in seiner Entwicklung. Es ist bei beiden Sternen somit fraglich, ob sie noch eine WC-Phase erreichen werden.

4.3.1 Vergleich der Spektren

In Abbildung 4.1 a sind die Spektren beider WN2-Sterne im optischen Bereich ($\lambda 3500 \text{ \AA} - \lambda 5990 \text{ \AA}$) dargestellt. Es zeigt sich, dass der allgemeine spektrale Verlauf beider Sterne ähnlich ist, da die gleichen Ionen in Emissionen erscheinen. Das Fehlen von bestimmten Ionen, wie bspw. He I, kann ebenfalls in beiden Spektren beobachtet werden. Dies ist, aufgrund der Klassifikationskriterien, auch zu erwarten. In beiden Sternatmosphären sind fast keine Hinweise auf Metalle zu finden. Auch dies stimmt mit dem Klassifikationsschema nach Smith et al. (1996) überein.

Zwischen beiden Spektren zeigen sich aber auch deutliche Unterschiede. Wenngleich die Emissionslinien des galaktischen Sterns als schwach und die des LMC-Sterns als stark klassifiziert wurden, ist dies im Vergleich nicht sofort offensichtlich, da die Linienbreiten des LMC-Sterns deutlich geringer sind, als die des Milchstraßensterns. Die Äquivalentbreite, die für die Zuordnung in WN-w bzw. WNb relevant ist, ist jedoch in diesem Sinne keine eindeutige Aussage über die Linienbreite, sondern vielmehr über die Linienstärke. Mit der Äquivalentbreite wird laut Definition die Breite des Rechtecks angegeben, das flächengleich zur beobachteten Spektrallinie ist (Unsöld & Baschek 1991). Die Äquivalentbreite ist somit kein Längen- sondern ein Flächenmaß und dadurch auch abhängig von der Peakhöhe. Nach üblicher Definition sind Äquivalentbreiten von Absorptionslinien positiv, während für Emissionslinien, die über das Kontinuum hinausragen, negative Werte verwendet werden. Da in dieser Arbeit ausschließlich Emissionsliniensterne betrachtet werden, empfiehlt es sich jedoch die Äquivalentbreiten von Emissionslinien als positive

4 Phänomenologie der Spektraltypen in Abhängigkeit der Metallizität

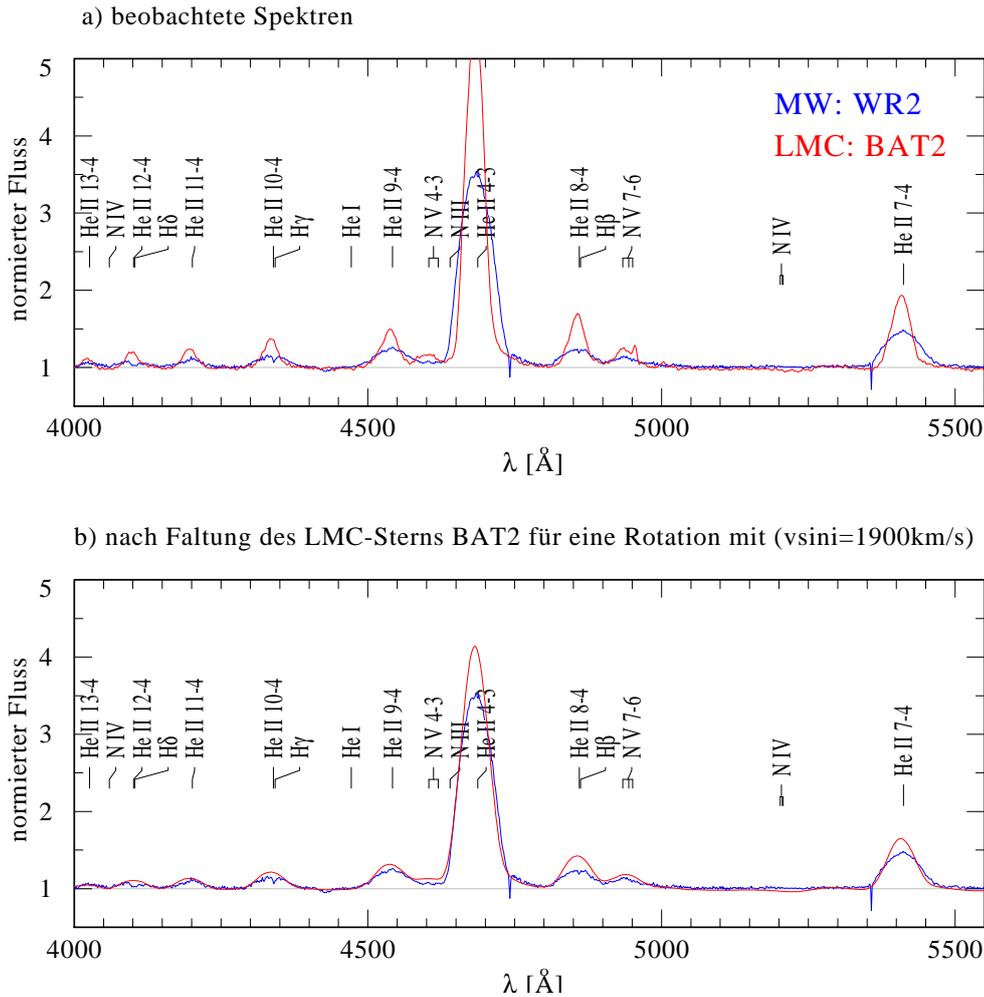


Abbildung 4.1 – Vergleich der Spektren zweier WN2-Sterne aus der Milchstraße und der LMC

Werte anzugeben.

Im Vergleich der Halbwertsbreiten kehren sich die Verhältnisse um. Der als schwach klassifizierte Milchstraßenstern hat mit $\text{FWHM}(\text{He II } \lambda 5411 \text{ \AA}) \approx 75 \text{ \AA}$ eine größere Linienbreite als der LMC-Stern für den ein Wert von $\text{FWHM}(\text{He II } \lambda 5411 \text{ \AA}) \approx 38 \text{ \AA}$ ermittelt wurde. Da die Peakhöhen des LMC-Sterns jedoch im Vergleich mit dem galaktischen Stern etwa doppelt so hoch ist, ist auch die Äquivalentbreite der H II-Linie des LMC-Sterns größer. Dadurch wird dieser als „broad“ eingestuft, wohingegen der galaktische Stern, mit den breiteren Emissionslinien, als „weak“ gilt. Eigene Messungen bezüglich der He II-Linie bei $\lambda 5411 \text{ \AA}$ ergaben für den galaktischen Stern WR 2 $W_\lambda \approx 30 \text{ \AA}$ und für den LMC-Stern BAT 2 $W_\lambda \approx 40 \text{ \AA}$ sowie $\text{FWHM} \approx 38 \text{ \AA}$. Nach Smith et al. (1996) gelten die Emissionslinien erst als stark, wenn wenigstens eine der beiden Bedingungen $W_\lambda > 40 \text{ \AA}$ bzw. $\text{FWHM} > 30 \text{ \AA}$ erfüllt ist. Damit wird deutlich, dass BAT 2 nur knapp die Grenze zu

einem Stern mit breiten Linien überschreitet und die Unterschiede zwischen beiden Sternen nicht allzu groß sind. In Tabelle 4.4 sind alle Werte noch einmal zusammengefasst dargestellt.

Tabelle 4.4 – Kennwerte der Klassifikationslinie He II $\lambda 5411 \text{ \AA}$

Stern	Spektraltyp	$W_\lambda [\text{\AA}]$	FWHM [\AA]
WR 2	WN2-w	30	75
BAT 2	WN2b	40	38

4.3.2 Sterne mit starken Rotationsgeschwindigkeiten

Breite Emissionslinien weisen auf einen starken Sternenwind hin. Im Fall von WR 2 resultiert die Linienbreite vermutlich aus einer sehr hohen Rotationsgeschwindigkeit von 1900 km/s (Hamann et al. 2006). Dies geht aus Modellanalysen mit dem PoWR-Code hervor, da kein Modell diese runden Linien reproduziert, ohne dass eine sehr hohe Rotationsgeschwindigkeit angenommen wird. Im WR-Katalog gilt WR 2 als visueller Doppelstern (engl. visual binary, kurz: VB). In diesen Doppelsternsystemen sind beide Objekte getrennt beobachtbar und eindeutig zu unterscheiden. Nach Hamann et al. (2006) hat der Begleiter keinen Einfluss auf das Spektrum. Bei den Wasserstofflinien der Balmer-Serie sind jedoch geringe Absorptionseinschnitte zu erkennen, die auf den Einfluss eines Doppelsternpartners hindeuten.

Der unterschiedliche Charakter der beiden Spektren relativiert sich, wenn man für den WN2-Stern der Großen Magellanschen Wolke theoretisch ebenfalls eine derart hohe Rotationsgeschwindigkeit annehmen würde. Faltet man das Spektrum von BAT 2 mit einer Halbelipse, deren halbe Breite einer Rotationsgeschwindigkeit von $v \sin i = 1900 \text{ km/s}$ ($\Delta\lambda = 30 \text{ \AA}$) entspricht, ähneln sich beide Spektren sehr stark. Abbildung 4.1 zeigt den Vergleich des beobachteten, mit dem theoretischen Rotations-Spektrum. Da eine Faltung keinen Einfluss auf die Äquivalentbreite hat, muss die Linienhöhe des Sterns BAT 2, bei zunehmender Linienbreite, abnehmen. Die Peakhöhen des Sterns BAT 2 nähern sich somit an denen des galaktischen Sterns an. Es ist bemerkenswert, dass sich die Sterne scheinbar nur durch die Rotationsgeschwindigkeit unterscheiden und ansonsten sehr ähnlich sind. Die erwartete Verschiedenheit der Linienbreiten aufgrund eines unterschiedlichen Sternwindes ist an diesen Beispielen nicht zu beobachten. Die breiteren Linien von WR 2 resultieren hier vor allem aus der starken Rotation, was anhand der theoretischen Überlegungen bezüglich des LMC-Sterns gezeigt werden konnte. Es wäre auch möglich, dass der Stern BAT 2 aus einer anderen Perspektive beobachtet wurde. Der Doppler-Effekt ist am größten, wenn die Rotationsachse des rotierenden Sterns senkrecht auf der Sichtlinie des Beobachters steht ($i = 90^\circ$). In diesem Fall entspricht die Radialgeschwindigkeit, also die Geschwindigkeitskomponente in Richtung der Beobachtungslinie, der Rotationsgeschwindigkeit. Stimmen jedoch Blickrichtung und Rotationsachse überein, kann keine Doppler-

Verschiebung beobachtet werden, da es keine relative Bewegung zwischen Stern und Beobachter gibt. Dieser Effekt verdeckt unter Umständen eine starke Rotation des LMC-Sterns, die deshalb von der Erde aus nicht beobachtet werden könnte. Eine detailliertere Untersuchung dieser interessanten Sterne ist mir aus Mangel an Beobachtungsobjekten leider nicht möglich, sodass auch ein Einfluss der Metallizität auf die Rotationsgeschwindigkeit hier nicht weiter diskutiert werden kann.

4.4 Spektraltyp WN3

Im Sternsample dieser Arbeit sind insgesamt 18 WN3-Sterne vertreten. Zwölf dieser Sterne stammen aus der Großen Magellanschen Wolke. Jeweils drei WN3-Sterne befinden sich in der Milchstraße sowie in der Kleinen Magellanschen Wolke. Die Zugehörigkeit zum WN3-Subtyp ist laut Smith et al. (1996) unter anderem über das Linienverhältnis $\text{He II} / \text{He I} > 9$ definiert. Weiterhin zeichnet sich das Spektrum eines WN3-Sterns durch das Fehlen der N III-Linie und eine im Vergleich mit He II schwache C IV-Linie aus (vgl. Tabelle 2.1, Seite 7).

4.4.1 Vergleich der Spektren

Die Spektren der galaktischen WN3-Sterne sind durch die He II-Linie bei $\lambda 4686 \text{ \AA}$ dominiert, gefolgt von der starken N V-Linie bei $\lambda 4603 \text{ \AA}$. Alle Sterne zeigen ebenfalls die zweite N V-Linie im optischen Bereich bei einer Wellenlänge von 4933 \AA . Als Gemeinsamkeit konnte weiterhin das Fehlen der He I-, N III- und der C IV-Linie festgestellt werden. Allerdings gibt es zwischen den galaktischen WN3-Spektren auch große Unterschiede. Während die Sterne WR 3 und WR 46 lediglich die Heliumlinien bei $\lambda 4861 \text{ \AA}$, $\lambda 5411 \text{ \AA}$ und $\lambda 6560 \text{ \AA}$ in Emission zeigen, sind im Spektrum WR 152 auch weitere Heliumlinien der Pickering-Serie zu sehen. WR 152 zeigt außerdem eine schwache Emission von N IV $\lambda 4057$, die bei den anderen galaktischen WN3-Sternen nicht zu erkennen ist, was für eine geringere Sterntemperatur spricht. Mit diesen Eigenschaften entsprechen die galaktischen WN3-Sterne ebenso den Kriterien des von Smith et al. (1996) definierten Spektraltyps WN2, da sie kein He I, C IV und bis auf WR 152 auch kein N IV zeigen. Die Klassifikationskriterien scheinen an dieser Stelle sehr ungenau zu sein. Ein direkter Vergleich des WN2-Spektrums von BAT 2 mit den galaktischen Spektren der WN3-Sterne ist in Abbildung 4.2 dargestellt. Es wird deutlich, dass sich insbesondere die Stärken der N V-Linien unterscheiden, die bei dem WN2-Stern kaum zu erkennen ist.

Ähnliches kann auch für die Spektren der SMC-Sterne beobachtet werden, in denen ebenfalls kein He I, N III, N IV und C IV in Emission erscheint. Die Sterne erfüllen somit ebenso die WN2-Kriterien, abgesehen von der stärkeren N V-Linie, die jedoch in der Definition des WN2-Subtyp unberücksichtigt bleibt. Die N V-Linien der SMC-Sterne sind jedoch mit einer Äquivalentbreite von etwa 8 \AA schwächer als bei den Sternen der Milchstraße, für die ein Wert von rund 25 \AA bestimmt wurde. Dies könnte durch den geringeren Metallgehalt der SMC bedingt sein. In Abbildung 4.2 ist als Beispiel der SMC-Stern AB 1

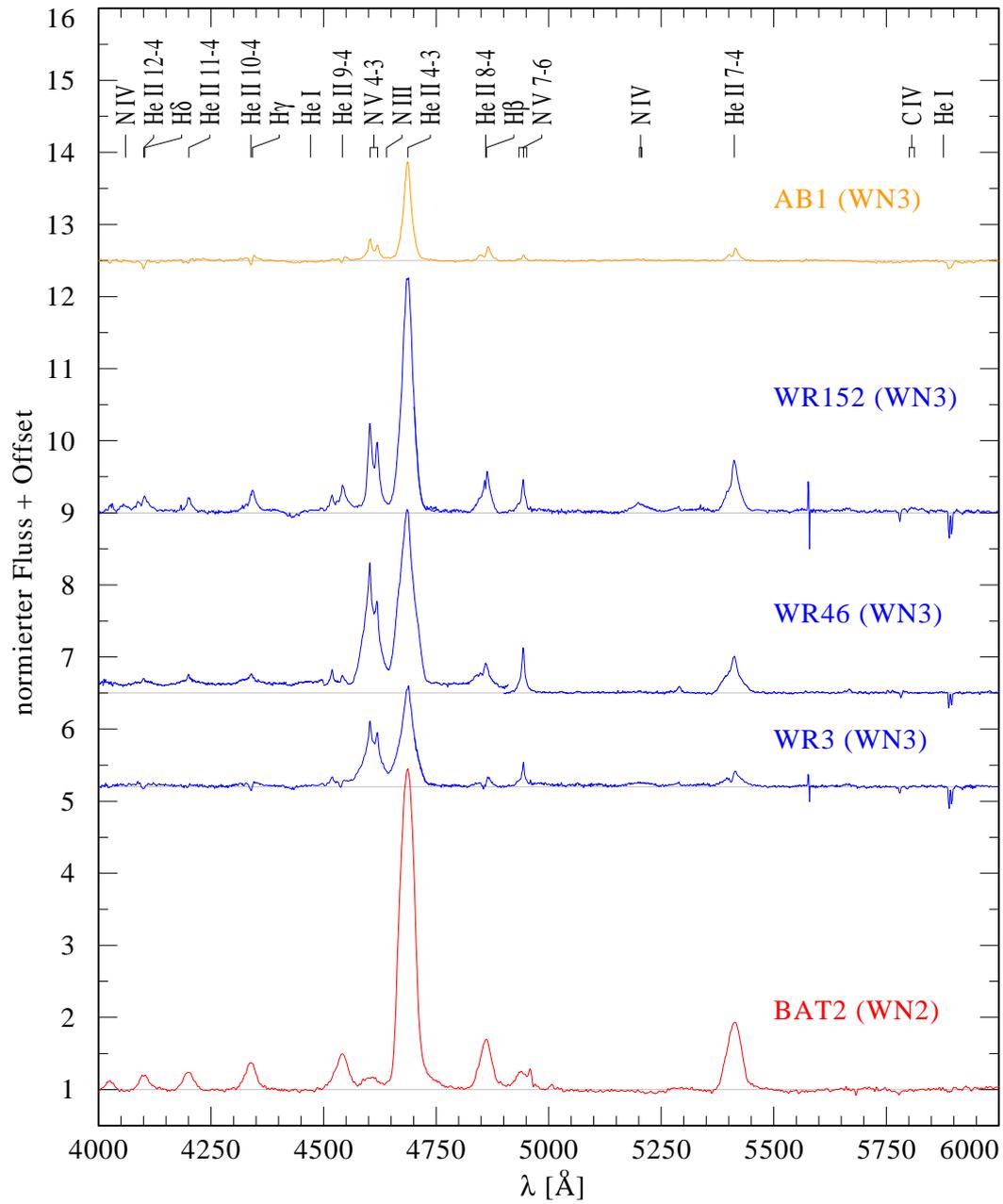


Abbildung 4.2 – Spektren von drei galaktischen (blau) und einem SMC-Stern (orange) des Spektraltyp WN3 im Vergleich mit einem WN2-Stern (rot).

4 Phänomenologie der Spektraltypen in Abhängigkeit der Metallizität

im Vergleich mit den drei galaktischen Sternen dargestellt. Abgesehen von der schwächeren Stickstofflinie N v und einigen schwachen Absorptionslinien, sehen sich die Spektren bemerkenswert ähnlich. Dies gilt ebenfalls für die Spektren der zwei weiteren SMC-Sterne AB 10 und AB 12, die alle einen ähnlichen Linienverlauf und eine ähnlich geringe Linienstärke zeigen. Die schwächeren Linien der SMC-Sterne sind Anzeichen für einen dünneren Sternwind, der eventuell aus dem geringeren Metallgehalt in der Kleinen Magellanschen Wolke resultiert. Dies könnte die beachtlichen Differenzen in den Äquivalentbreiten der Heliumlinie $\lambda 4686 \text{ \AA}$ erklären. Für den Stern WR 3 wurde eine Äquivalentbreite von etwa 30 \AA , für WR 46 70 \AA und für WR 152 sogar 85 \AA gemessen. Die Linienstärken der SMC-Sterne sind im Mittel gerade halb so groß. Für AB 1 wurde für die Heliumlinie eine Äquivalentbreite von etwa 25 \AA gemessen.

Im Folgenden werden die SMC-Sterne aufgrund ihrer spektralen Ähnlichkeit mit den galaktischen Sternen nicht weiter berücksichtigt. Der Vergleich des Spektraltyps WN3 wird anhand der Milchstraßensterne fortgesetzt, bezieht sich aber ebenfalls auf die Sterne der SMC. Die Unterschiede in den Spektren von Sternen der LMC und der Milchstraße sind enorm. In Übereinstimmung mit den galaktischen Sternen zeigen auch die Sterne der LMC kein He I und N III. Dafür sind aber mehrheitlich verschiedene He II-Linien der Pickering-Serie deutlich zu erkennen. Diese sind in den Spektren der Milchstraßensterne nur ansatzweise bei WR 152 zu sehen. Abbildung 4.3 zeigt die Spektren einer Auswahl von LMC-Sternen im Vergleich mit dem galaktischen Spektrum von WR 152. Bei fünf von zwölf Sternen der Großen Magellanschen Wolke ist, im Gegensatz zu den Sternen der Milchstraße, eindeutig C IV in Emission zu sehen. Für den Stern BAT 37 konnte $W_\lambda(\text{C IV } \lambda 5808 \text{ \AA}) \approx 10 \text{ \AA}$ bestimmt werden, was auf eine verhältnismäßig starke Kohlenstofflinie hinweist. Ähnliche Werte konnten auch für die Kohlenstofflinien der vier anderen LMC-Sterne BAT 18, BAT 35, BAT 47 und BAT 128 ermittelt werden. Die meisten Sterne zeigen außerdem sehr schwache N IV-Linien, sodass auch hier die Klassifikationskriterien des WN3-Subtypen in Frage gestellt werden müssen. Nach Smith et al. (1996) existiert kein Subtyp, bei dem einerseits He I fehlt und andererseits ausgeprägte Kohlenstofflinien zu beobachten sind. Ein Höhenvergleich vom Peak zum Kontinuum der He II-Linie bei $\lambda 5411 \text{ \AA}$ zeigt, dass die Linien im Spektrum der LMC-Sterne die Linien der galaktischen Sterne überragen, teilweise sogar doppelt so hoch sind. Eine Ausnahme ist dabei der Stern BAT 74, der keinen Kohlenstoff und auch sonst deutlich schwächere Linien zeigt (vgl. Abbildung 4.3). Die Peakhöhen der He II-Linien bei $\lambda 5411 \text{ \AA}$ bzw. $\lambda 4686 \text{ \AA}$ des Sterns BAT 74 liegen deutlich unter denen der anderen LMC-Sterne und sind teilweise sogar schwächer als die Linien der galaktischen WN3-Sterne. Bei diesem Stern fehlen einerseits die Linien der Pickering-Serie und andererseits sind schwache Absorptionslinien zu beobachten, sodass eine hohe Ähnlichkeit mit den WN3-Sternen der Milchstraße besteht. In etwas abgeschwächter Form kann dies auch für den LMC-Stern BAT 66 beobachtet werden, der ebenfalls geringere Linienhöhen und eine schwächere Ausprägung der Pickering-Serie zeigt. Die spektralen Eigenschaften von BAT 74 und im Ansatz auch von BAT 66 stimmen nicht mit denen der übrigen LMC-Sterne überein.

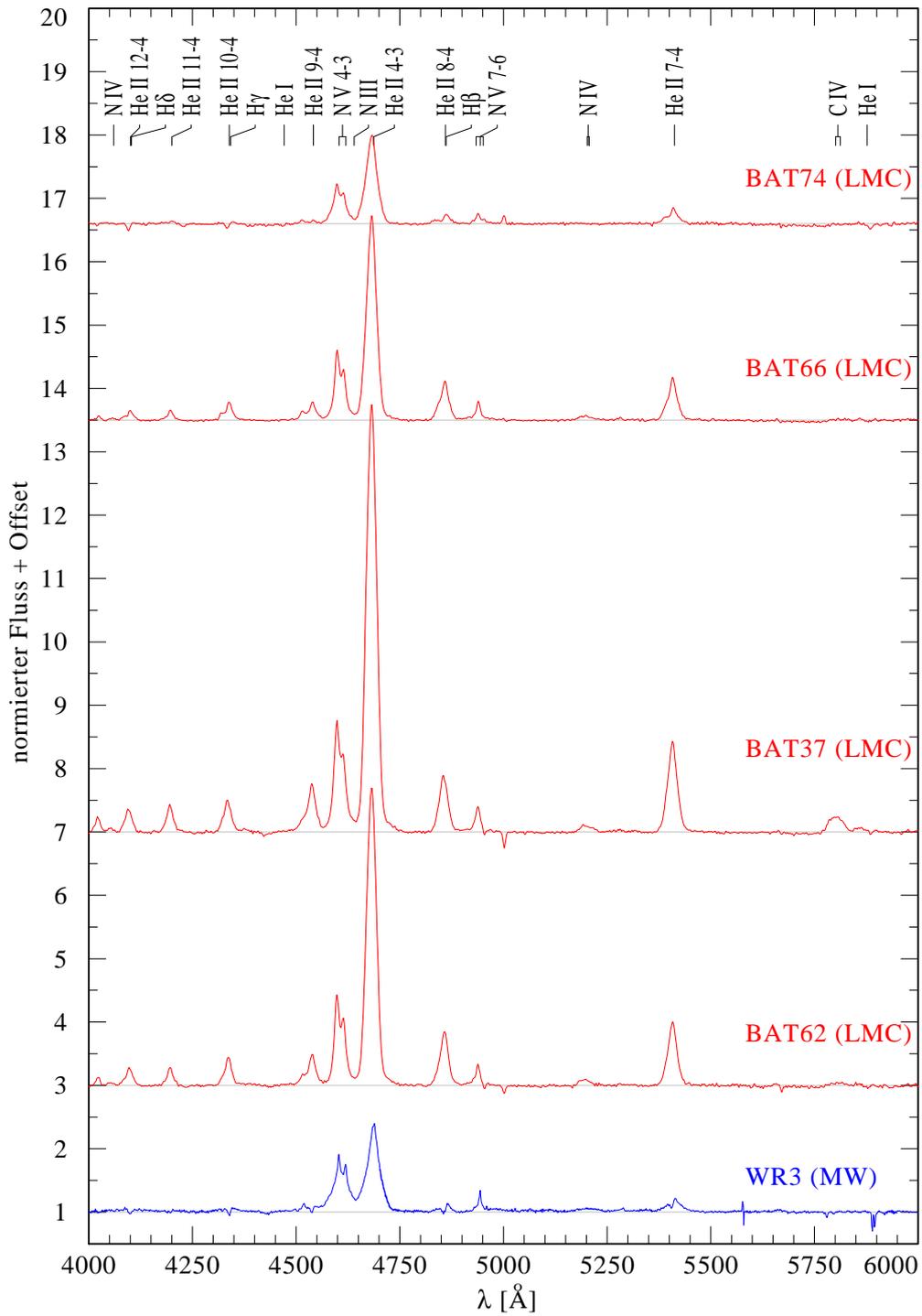


Abbildung 4.3 – Spektren einer Auswahl von WN3-Sternen der LMC und einem galaktischen WN3-Stern

4 Phänomenologie der Spektraltypen in Abhängigkeit der Metallizität

Es konnte somit eine Aufspaltung im spektralen Charakter der WN3-Sterne beobachtet werden. Zum einen gibt es Sterne mit sehr starken Linien, die auch eindeutig die Pickering-Heliumlinien zeigen und solche mit schwachen Linien, bei denen die meisten Heliumlinien der Pickering-Serie nicht zu sehen sind. Zur letzteren Gruppe können die Sterne WR 3, WR 46, BAT 66, BAT 74 und alle SMC-Sterne gezählt werden. Zur ersten Gruppe gehören die restlichen WN3-Sterne der LMC. Der galaktische Stern WR 152 kann nicht eindeutig zugeordnet werden. In Tabelle 4.5 ist eine Zusammenfassung der Kennwerte einiger Spektrallinien für eine Auswahl von WN3-Sternen dargestellt. Im oberen Teil der Tabelle sind dabei die Sterne dargestellt, die als typische Vertreter des Subtyps WN3 in ihrer Galaxie gelten, während im unteren Abschnitt Sterne mit abweichendem spektralem Charakter aufgelistet sind.

Tabelle 4.5 – Zusammenfassung der Kennwerte verschiedener Spektrallinien für Sterne des Subtyps WN3

	He II $\lambda 5411 \text{ \AA}$			He I $\lambda 5875 \text{ \AA}$		N V $\lambda 4603 \text{ \AA}$		C IV $\lambda 5808 \text{ \AA}$	
	W_λ [\AA]	FWHM [\AA]	Peak/K.	W_λ [\AA]	Peak/K.	W_λ [\AA]	Peak/K.	W_λ [\AA]	Peak/K.
WR46	15	30	1.5	-	-	55	2.7	-	-
BAT62	30	25	2	-	-	35	2.4	-	-
BAT37	42	25	2.4	2	1.08	50	2.8	10	1.2
<i>Ausnahmen:</i>									
WR152	18	25	1.75	-	-	25	2.1	-	-
BAT74	5	25	1.25	-	-	17	1.6	-	-
AB1	3	15	1.15	-	-	6	1.3	-	-
<i>weitere Ausnahmen:</i> BAT66									

Es gibt allerdings auch WN3-Sterne der Milchstraße und der Großen Magellanschen Wolke, die sich in ihren Spektren stark ähneln. Die spektralen Eigenschaften des Milchstraßensterns WR 152 entsprechen am besten den Spektren der LMC-Sterne und umgekehrt stimmen die Spektren der LMC-Sterne BAT 74 und näherungsweise auch BAT 66 gut mit den spektralen Merkmalen der galaktischen und der SMC-Sterne überein. Es scheint somit nur eine sehr kleine Schnittmenge an „typischen“ WN3-Sternen der verschiedenen Galaxien zu geben. Viele Übereinstimmungen konnten bspw. zwischen den Spektren des galaktischen Sterns WR 3, des LMC-Sterns BAT 74 und des Sterns AB 10 aus der SMC gefunden werden. Abbildung 4.4 zeigt einen Ausschnitt der optischen Spektren aller drei Sterne. Hier ähneln sich der allgemeine spektrale Verlauf und die Peakhöhen bei allen drei Sternen. Es wird allerdings auch deutlich, dass die Linien des galaktischen Sterns stärker sind als die der LMC- bzw. SMC-Sterne. Die Stärke der N V-Linie bei $\lambda 4603 \text{ \AA}$ ist entsprechend des Metallanteils der Galaxien unterschiedlich. Für den galaktischen Stern WR 3 wurde ein Wert von $W_\lambda \approx 23 \text{ \AA}$ gemessen, für den LMC-Stern BAT 74 gilt $W_\lambda \approx 17 \text{ \AA}$ und für AB 10 aus der SMC wurde $W_\lambda \approx 9 \text{ \AA}$ bestimmt. Da die Linienstärke ein Indikator für die Stärke des Massenverlustes ist, könnte hier ein Zusammenhang zwischen Metallge-

halt und Massenverlusten vermutet werden. Dafür sprechen ebenfalls die unterschiedlichen Linienbreiten. Die He II-Linie im Spektrum des galaktischen Sterns WR 3 ist deutlich breiter als die Heliumlinie des SMC-Sterns AB 10.

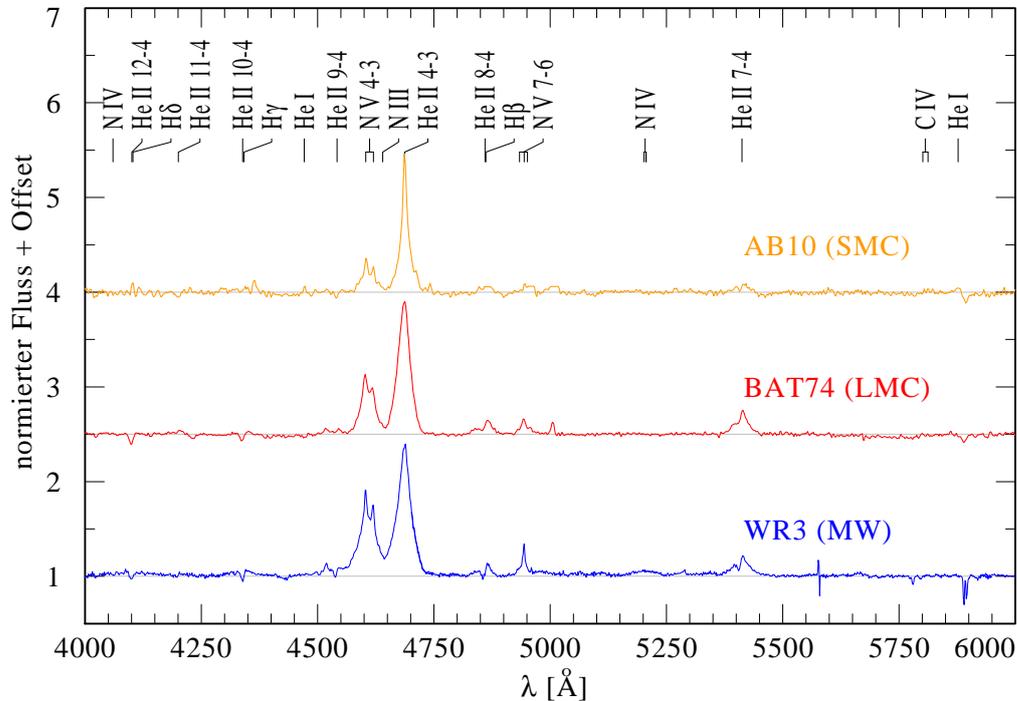


Abbildung 4.4 – Ähnliche Spektren von WN3-Sternen der Milchstraße, der LMC und der SMC

Ein beeindruckendes Beispiel spektraler Ähnlichkeit ist das Paar WR 152 und BAT 66, deren optische Spektren in Abbildung 4.5 dargestellt sind. Die Linienverläufe beider Sterne stimmen nahezu exakt überein, wenn auch die Peakhöhen des galaktischen Sterns teilweise ein wenig größer sind. Die Peakhöhen der Heliumlinie bei $\lambda 4686 \text{ \AA}$ sind in beiden Spektren näherungsweise gleich. Ein Vergleich der Äquivalentbreiten liefert einen Unterschied von etwa 2 \AA , zu Gunsten des galaktischen Sterns. Aufgrund der näherungsweise gleichen Peakhöhe kann daraus eine minimal geringe Linienbreite des LMC-Sterns geschlossen werden. Dies spricht für die Theorie eines metallizitätsabhängigen Windes.

4.4.2 Positionen im Hertzsprung-Russell-Diagramm

Abbildung 4.6 zeigt ein Hertzsprung-Russell-Diagramm (kurz: HRD), in dem alle für die Analyse relevanten Sterne des Spektraltyps WN3 eingetragen sind. Die unterschiedlichen Farben und Symbole kennzeichnen die verschiedenen Galaxien, in denen sich die Sterne befinden. Ausgefüllte Symbole weisen auf eine wasserstoffhaltige Sternatmosphäre hin.

4 Phänomenologie der Spektraltypen in Abhängigkeit der Metallizität

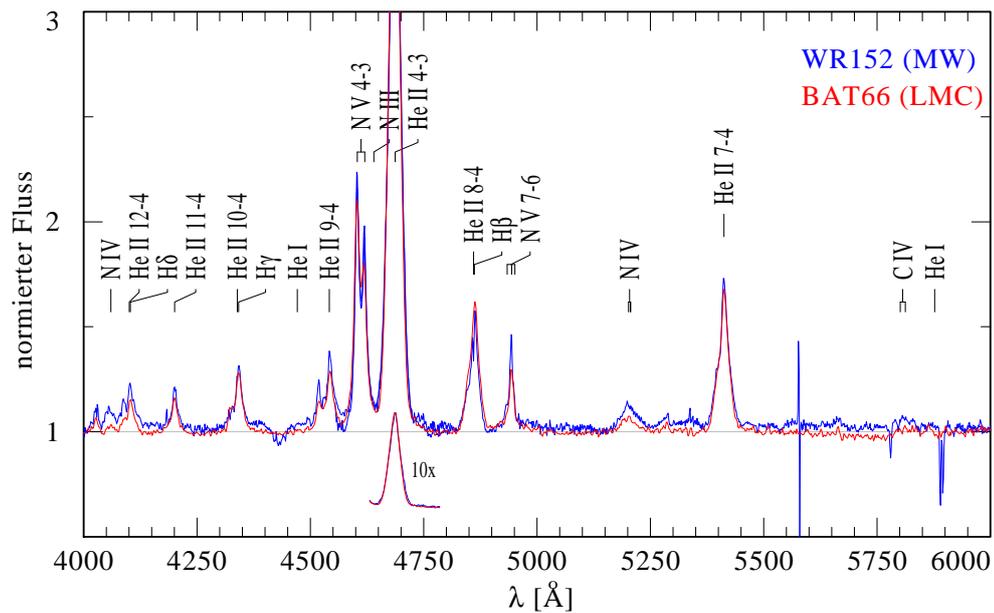


Abbildung 4.5 – Spektrale Zwillinge des Subtyps WN3

Nicht ausgefüllte Symbole kennzeichnen wasserstofffreie Sterne. Der Wasserstoffanteil wurde für die Sterne der Milchstraße von Hamann et al. (2006) für die LMC-Sterne von Rühling (2008) und für die Sterne der SMC von Pasemann (2011) bestimmt. Weiterhin ist die Alter-Null-Hauptreihe (engl. *Zero Age Main Sequence*, kurz: ZAMS) der Milchstraße eingezeichnet, die den Beginn des Wasserstoffbrennens eines Sterns markiert.

Im HRD wird deutlich, dass die Mehrheit der WN3-Sterne in der Großen Magellanschen Wolke liegen. Weiterhin ist zu beobachten, dass fast alle LMC-Sterne wasserstofffrei sind, wohingegen bei zwei von drei galaktischen Sternen und bei allen Sternen der SMC Wasserstoff in der Sternatmosphäre nachgewiesen werden konnte. Das Vorhandensein von Wasserstoff bei allen SMC-Sternen spricht für einen geringeren Massenverlust der Sterne, da der Sternwind scheinbar nicht ausreicht um die wasserstoffhaltigen Hüllen abtragen zu können. Die Sterne der Großen Magellanschen Wolke zeigen im Gegensatz zu den Sternen der Milchstraße keinen Wasserstoff, was auf einen stärkeren Massenverlust der LMC-Sterne hindeutet. Die Massenverlustraten der galaktischen Sterne sind scheinbar nicht ausreichend um die wasserstoffhaltigen Schichten der Atmosphären abzustößen. In der LMC scheinen die Sternwinde jedoch stark genug zu sein. Möglicherweise befinden sich die Sterne in einem ganz unterschiedlichem Entwicklungsstadium. Die Sterntemperaturen liegen in einem weit gestreuten Bereich von 72 kK bis 112 kK. Die WN3-Sterne sind also teilweise heißer als die Sterne des Subtyps WN2. Die Leuchtkräfte unterscheiden sich ebenfalls sehr stark und reichen von etwa $\log L/L_{\odot} = 2$ bis $\log L/L_{\odot} = 5.9$. Die Leuchtkräfte der galaktischen Sterne sind teilweise sehr unsicher, da für die meisten Sterne keine Entfernung durch eine Clusterzugehörigkeit bekannt ist. Durch die Zuordnung zu einem

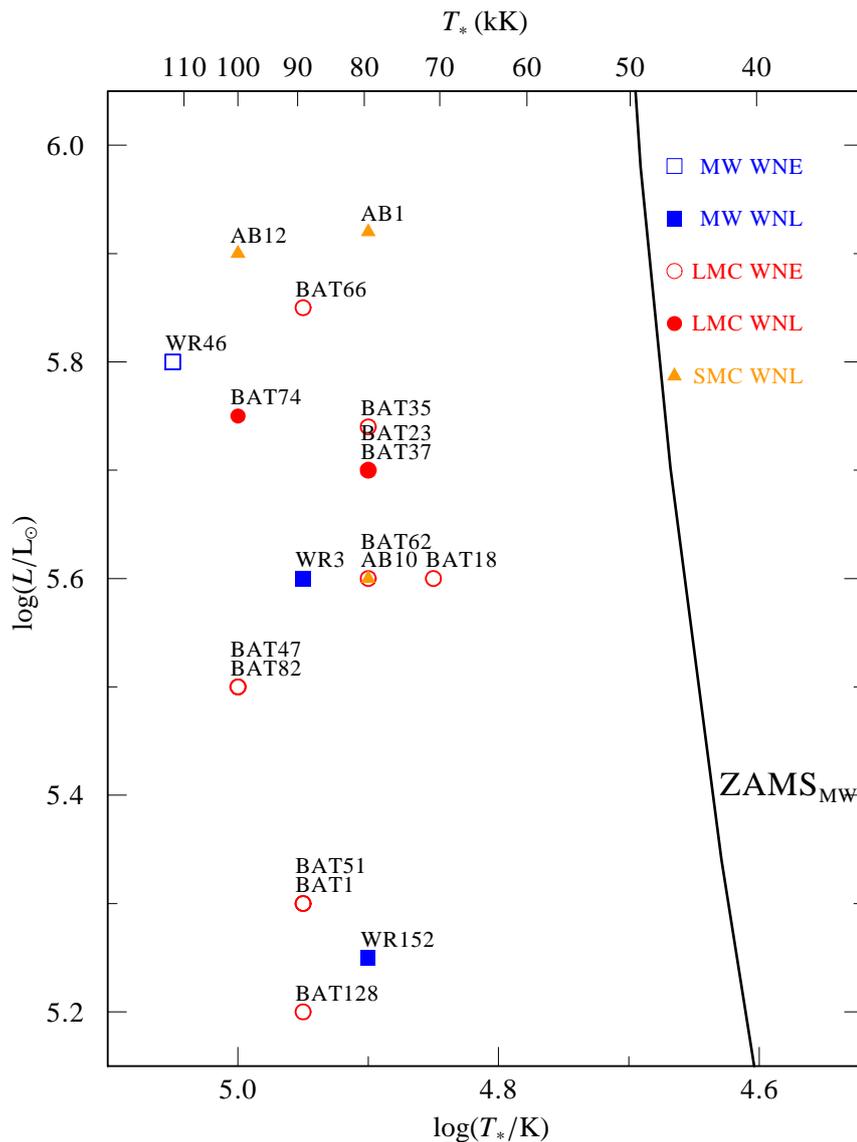


Abbildung 4.6 – HRD: WN3-Sterne verschiedener Galaxien (Unterscheidung nach wasserstofffreien WNE- und wasserstoffhaltigen WNL-Sternen)

Cluster kann für den Stern ein Distanzmodul (kurz: DM) bestimmt werden. Von diesem kann die absolute Helligkeit und somit die Leuchtkraft abgeleitet werden. Ist kein Distanzmodul bekannt, wird die absolute Helligkeit über eine Spektraltypenkalibration bestimmt. Anhand dieser wird dann das Distanzmodul berechnet. Die Spektraltypenkalibration ist jedoch unsicher, da sie auf der Konstanz der absoluten Helligkeit pro Subtyp beruht. Aus diesem Grund sind auch weitere Parameter, die von der Distanz abhängen, wie bspw. die

4 Phänomenologie der Spektraltypen in Abhängigkeit der Metallizität

Leuchtkraft, unsicher. Ein Distanzmodul ist für die Sterne WR 46 und WR 152 hinreichend bekannt. Für WR 3 liegt jedoch kein Distanzmodul vor. Da die Ausdehnung der Magellanischen Wolken klein gegenüber ihrer Entfernung zur Milchstraße ist, entspricht das DM aller LMC- bzw. SMC-Sterne der jeweiligen Entfernung zu diesen Galaxien. Diese sind hinreichend bekannt, sodass die Leuchtkräfte dieser Sterne als gesichert gelten. Der einzige wasserstofffreie galaktische WN3-Stern ist heißer und hat eine höhere Leuchtkraft als die wasserstoffhaltigen, galaktischen Sterne. Dies deutet auf eine fortgeschrittenere Entwicklung hin, da der gesamte Wasserstoff bereits abgestoßen wurde. Für die LMC ist dies jedoch nicht zu beobachten, da bei ähnlichen Temperaturen sowohl wasserstoffarme als auch wasserstofffreie Sterne liegen. Allerdings liegen die Sterne aller Galaxien links von der ZAMS, was wiederum auf ein fortgeschrittenes Entwicklungsstadium aller Sterne hinweist.

Wie im vorangegangenen Abschnitt der spektralen Beschreibung deutlich wurde, zeigen nur einzelne Sterne der LMC Kohlenstoff. Dies trifft auf die Sterne BAT 18, BAT 35, BAT 47 und BAT 128 zu. Im HRD (Abbildung 4.6) wird deutlich, dass abgesehen von BAT 47 alle kohlenstoffhaltigen Sterne bei vergleichsweise niedrigeren Temperaturen liegen. Dies spricht für ein früheres Entwicklungsstadium der Sterne. Eine Ausnahme ist dabei der Stern BAT 47, einer der heißesten Sterne, der aber dennoch Kohlenstoff zeigt. Es ist daher möglich, dass der Kohlenstoff in diesem Fall kein Katalysatorprodukt des Wasserstoffbrennens ist, sondern bereits als Produkt des Heliumbrennens in der Atmosphäre sichtbar wird. Dies würde wiederum einem späten Entwicklungsstadium der WN-Phase entsprechen und könnte die hohen Temperaturen begründen.

Die starke Streuung der Parameter im HRD resultiert zum Teil auch aus der Definition der Spektraltyps WN3. Nach Smith et al. (1996) werden diese über Verhältnisse von Emissionslinienhöhen und Äquivalentbreiten des einfach ionisierten und des neutralen Heliums definiert. Die Zuordnungskriterien werden in Intervallen mit festen Grenzen und einem Median angegeben (vgl. Abschnitt 2.2). Wendet man die Klassifikationskriterien auf die synthetischen Spektren an, ergeben sich im Modellgitter markante Konturlinienverläufe für die Grenzen der einzelnen Spektralklassen. Abbildung 4.7 zeigt ein galaktisches WNE-Gitter mit den theoretischen Verläufen der Subtypgrenzen, die anhand der Äquivalentbreitenverhältnisse der Heliumlinien $\text{He II } \lambda 5411 \text{ \AA}$ und $\text{He I } \lambda 5875 \text{ \AA}$ aus den Modellen bestimmt wurden. Die Grenzen sind durch die schwarzen Linien gekennzeichnet, die zusätzlich mit den Werten der Linienverhältnisse beschriftet sind. Weiterhin sind die Verläufe der verschiedenen Subtypen nach ihren Definitionen von Smith et al. (1996) im Gitterbereich dargestellt. Es wird deutlich, dass sehr viele Modelle den Kriterien des Spektraltyps WN3 entsprechen. Da die Sternparameter aus den Parametern der synthetischen Spektren abgeleitet werden, weisen auch diese eine starke Streuung auf und überdecken weite Bereiche im HRD. Im rechten oberen Bereich, bei kühlen Temperaturen und kleinen R_f -Werten, also bei dünnen Winden, sind die Klassifikationskriterien anscheinend unzureichend. Die Parameter in diesem Bereich entsprechen teilweise schon O-Sternen. Die Konturlinien als Begrenzung der Spektraltypen verlaufen in allen Galaxien und somit bei unterschiedlichen Metallizitäten näherungsweise ähnlich. Die Grenzen verschieben sich infolge unterschiedlicher chemischer Häufigkeiten etwas, aber die Differenz entspricht sowohl in horizontaler

als auch in vertikaler Richtung jeweils nur etwa einem Gitterpunkt, sodass auch für die LMC ein breiter WN3-Gitterbereich angenommen werden kann.

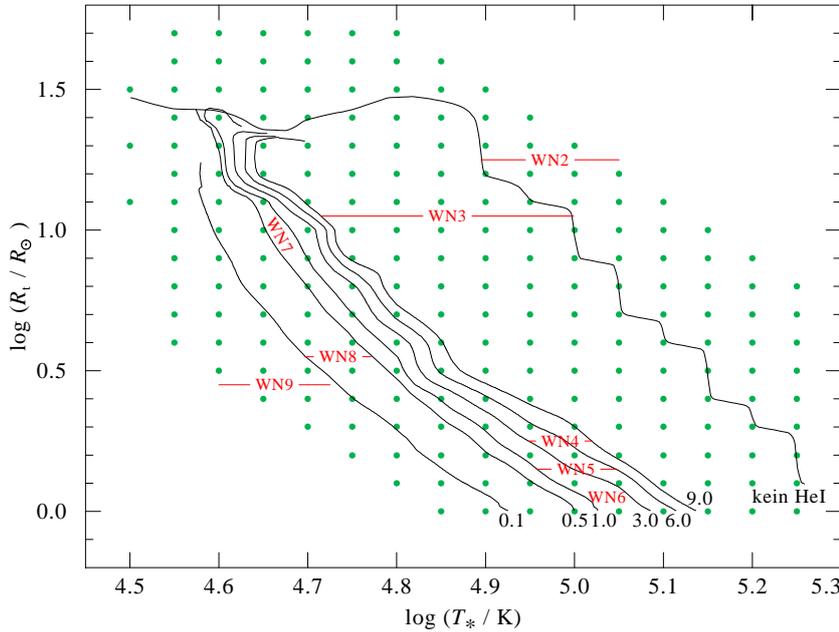


Abbildung 4.7 – Verteilung der WN-Subtypen nach der Klassifikation von Smith et al. (1996) für das galaktische WNE-Modellgitter. Primäres Klassifikationsmerkmal ist das Verhältnis der Äquivalentbreiten von He II $\lambda 5411 \text{ \AA}$ zu He I $\lambda 5875 \text{ \AA}$ (schwarze Konturlinien).

4.4.3 Massenverlust

Ein quantitativer Vergleich der Massenverlustraten ist in Tabelle 4.6 dargestellt und bestätigt den bereits vermuteten Trend. Die Werte wurden anhand der abgeleiteten Modellparameter mithilfe der Formel

$$\dot{M} = \left[\frac{L_*}{4\pi\sigma_{\text{SB}}R_i^2T_*^2} \right]^{\frac{3}{4}} \frac{v_\infty}{2500 \text{ km/s}} \frac{10^{-4}M_\odot/\text{yr}}{\sqrt{D}} \quad (4.1)$$

berechnet. Da sich der Clumpingfaktor der LMC-Modellgitter vom Gitterwert der anderen beiden Galaxien unterscheidet, werden die Massenverlustraten unabhängig davon berechnet und in der Form $\dot{M} \sqrt{D}$ angegeben.

Im direkten Vergleich wird deutlich, dass die LMC-Sterne größtenteils einen stärkeren Massenverlust haben als die galaktischen Sterne. Für die Sterne der SMC wurden die geringsten Massenverlustraten bestimmt. Der einzige wasserstofffreie galaktische Stern WR 46 hat den stärksten Massenverlust unter den galaktischen WN3-Sternen. Aufgrund des hohen Massenverlust konnten die wasserstoffhaltigen Hüllen dieses Sterns vermutlich

4 Phänomenologie der Spektraltypen in Abhängigkeit der Metallizität

Tabelle 4.6 – Clumpingskalierte Massenverlustraten und Leuchtkräfte der WN3-Sterne verschiedener Galaxien mit unterschiedlichem Metallgehalt

MW ($Z = 0.02$)			LMC ($Z = 0.006$)			SMC ($Z = 0.002$)		
Stern	$\log \frac{\dot{M}\sqrt{D}}{M_{\odot}/\text{yr}}$	$\log \frac{L}{L_{\odot}}$	Stern	$\log \frac{\dot{M}\sqrt{D}}{M_{\odot}/\text{yr}}$	$\log \frac{L}{L_{\odot}}$	Stern	$\log \frac{\dot{M}\sqrt{D}}{M_{\odot}/\text{yr}}$	$\log \frac{L}{L_{\odot}}$
<i>wasserstoffhaltige Sterne</i>								
WR3	-5.13	5.60	BAT23	-4.98	5.70	AB1	-5.27	5.92
WR152	-5.22	5.25	BAT74	-5.24	5.75	AB10	-5.41	5.60
						AB12	-5.39	5.90
<i>wasserstofffreie Sterne</i>								
WR46	-4.75	5.80	BAT1	-4.68	5.30			
			BAT18	-4.61	5.60			
			BAT35	-4.65	5.74			
			BAT37	-4.68	5.70			
			BAT47	-4.53	5.50			
			BAT51	-4.68	5.30			
			BAT62	-4.91	5.60			
			BAT66	-5.02	5.85			
			BAT82	-4.53	5.50			
			BAT128	-4.31	5.20			

bereits abgetragen werden, während der Massenverlust der anderen beiden Sterne noch nicht ausreicht. In der LMC konnte diese Zweiteilung in wasserstoffhaltige und wasserstofffreie Sterne ebenfalls beobachtet werden. Eine Ausnahme ist dabei der Stern BAT 66, dessen Massenverlustrate im Bereich der wasserstoffhaltigen LMC-Sterne liegt, der aber dennoch wasserstofffrei ist. Es zeigt sich außerdem, dass sowohl in der LMC als auch in der SMC die leuchtschwächsten Sterne eine höhere Massenverlustrate zeigen, als die leuchtkräftigeren Sterne. Der leuchtschwächste LMC-Stern BAT 128 hat mit Abstand den höchsten Massenverlust. Ähnliches konnte auch für die Kleine Magellansche Wolke beobachtet werden. Für die Milchstraße ergibt sich jedoch ein entgegengesetzter Zusammenhang, da für den leuchtkräftigsten Stern WR 46 die höchste Massenverlustrate berechnet wurde und die Massenverlustraten der anderen Sterne mit der Leuchtkraft abnehmen. Es ist bemerkenswert, dass der leuchtschwächste galaktische Stern WR 152 einen ähnlichen Massenverlust wie der leuchtkräftigste SMC-Stern AB 1 zeigt.

Beim Vergleich der Spektren (vgl. Kapitel 4.4.1) wurde deutlich, dass die spektralen Eigenschaften des leuchtschwächsten Milchstraßensterns WR 152 weitestgehend den Spektren der LMC-Sterne entsprechen. Außerdem stimmen die Spektren der LMC-Sterne BAT 74 und näherungsweise auch BAT 66 gut mit den spektralen Merkmalen der galaktischen und der SMC-Sterne überein. In Tabelle 4.6 wird deutlich, dass diese Sternen einen ähnlichen Massenverlust haben. Viele spektrale Gemeinsamkeiten gibt es auch zwischen den Spektren der Sterne WR 152, WR 3, BAT 74, AB 1, AB 10 und AB 12, die alle einen ähnlichen Massenverlust haben.

4.5 Spektraltyp WN4

Im Klassifikationsschema von Smith et al. (1996) ist ein WN4-Stern durch ein Linienverhältnis $W_\lambda(\text{He II})/W_\lambda(\text{He I}) \approx 6$ gekennzeichnet. Dies bezieht sich auf die He II-Linie bei $\lambda 5411 \text{ \AA}$ bzw. die He I-Linie bei $\lambda 5875 \text{ \AA}$. Laut Klassifikation ist die Peakhöhe der N V-Linie mehr als doppelt so groß wie die der N III-Linie. WN4-Spektren zeichnen sich außerdem durch das Vorhandensein einer C IV-Linie bei einer Wellenlänge von 5808 \AA aus, die etwa halb so stark wie die He II-Linie ist. Aus der Milchstraße wurden insgesamt neun WN4-Sterne in der Analyse berücksichtigt. In der LMC befinden sich 22 WN4- und ein WN4.5-Stern, der hier auch als WN4 behandelt wird. Nur ein WN4-Stern des Samples stammt aus der SMC.

4.5.1 Vergleich der Spektren

In erster Linie sind die Spektren der galaktischen WN4-Sterne durch die starken He II-Linien geprägt. Teilweise sind aber die Emissionslinien von N IV, N V, C IV und He I vergleichbar stark. N III konnte, entgegen der Klassifikationskriterien, nicht beobachtet werden. Im Gegensatz zu den Spektren der WN3-Sternen sind die Heliumlinien der Pickering-Serie in den WN4-Spektren deutlich zu erkennen. In Abbildung 4.8 sind die Spektren zweier galaktischer Sterne dargestellt.

In den Spektren der galaktischen Sterne ist das neutrale Helium deutlich schwächer ausgeprägt als das einfach ionisierte. Der Peak der He I-Linie bei $\lambda 5875 \text{ \AA}$ ist bei fast allen Sternen etwa 1.25-mal so stark wie das Kontinuum. Die Spektrallinie des He II bei $\lambda 5411 \text{ \AA}$ ist hingegen etwa um das 2.5-fache stärker als das Kontinuum. Für den WN-w Stern WR 44 wurde für die He II-Linie eine Äquivalentbreite von etwa 35 \AA bestimmt. In den Spektren der WN-s Sterne sind deutliche stärkere Linien zu beobachten. Für die Klassifikationslinie des He II wurde eine Äquivalentbreite von rund 60 \AA gemessen. Damit ist diese Linie etwa doppelt so stark wie in den Spektren der WN-w Sterne. Die Kohlenstofflinie C IV $\lambda 5808 \text{ \AA}$ ist ebenfalls unterschiedlich stark in den Spektren ausgeprägt und reicht von $W_\lambda \approx 22 \text{ \AA}$, gemessen im Spektrum von WR 44, bis $W_\lambda \approx 55 \text{ \AA}$ bei WR 18. Allerdings ist die Peakhöhe der C IV-Linie bei allen WN4-Sternen größer als die der benachbarten He I-Linie. Es gibt somit eine Aufspaltung im spektralen Charakter der WN4-Sterne in WN-w mit schwächeren Linien und WN-s mit stärkeren Linien. Die spektralen Unterschiede zwischen beiden Gruppen sind allerdings eher gering. Im Klassifikationsschema von van der Hucht (2001) ist der Subtyp WN4 über die Ähnlichkeit des drei- und des vierfach ionisierten Stickstoffs definiert. In den Spektren wird jedoch deutlich, dass N IV schwächere Linien zeigt als N V. Für den Stern WR 44 wurde das Linienverhältnis $W_\lambda(\text{N IV})/W_\lambda(\text{N V}) \approx 0.2$ ermittelt. Auch für die anderen WN4-Spektren gilt, dass die Emissionslinie des Ions N V schwächer ist als die des Ions N IV. Der Bereich um die N IV-Linie bei 4057 \AA zeigt in den Spektren der WN-s Sterne eine Besonderheit, da hier vermutlich durch Überlagerungen ein sehr breiter Emissionskomplex aus verschiedenen Ionen zu beobachten ist. Das Profil dieser Linie ist, wie auch teilweise bei der C IV-Linie, eher rechteckig als rund. In den Spektren der WN-w Sterne ist dies nicht zu beobachten.

4 Phänomenologie der Spektraltypen in Abhängigkeit der Metallizität

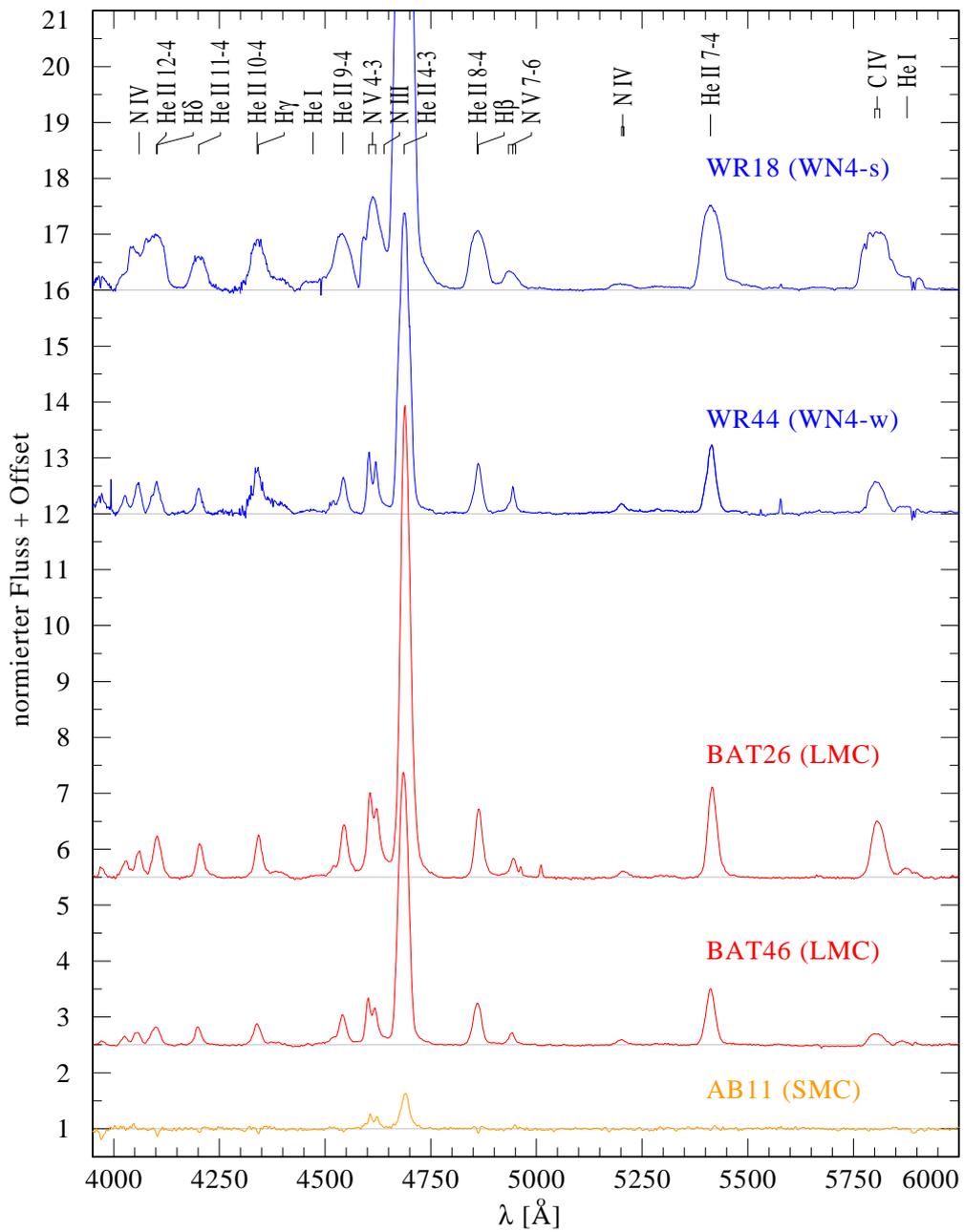


Abbildung 4.8 – Optische Spektren einer Auswahl von Sternen der Milchstraße, der LMC und der SMC des Spektraltyp WN4

Der spektrale Charakter des galaktischen Sterns WR 128 weicht stark von den zuvor beschriebenen Eigenschaften der WN4-Sterne ab, da die Spektrallinien dieses Sterns deutlich schwächer sind. Die Äquivalentbreite der He II-Linie bei $\lambda 5411 \text{ \AA}$ beträgt nur rund 15 \AA . Bei WR 44, der als WN-w klassifiziert ist und somit ebenfalls schwache Linien zeigt, ist die Heliumlinie im Vergleich etwa doppelt so stark. Bis auf die Kohlenstofflinie stimmen die spektralen Merkmale von WR 128 weitestgehend mit denen des galaktischen WN3-Sterns WR 152 überein. Abbildung 4.9 zeigt eine Gegenüberstellung der beiden Spektren. Vergleicht man die spektralen Eigenschaften von WR 128 mit dem Klassifikationsschema von Smith et al. (1996), erfüllen diese nicht die Kriterien des Subtyps WN4. Das Fehlen von He I würde die Zuordnung zum Spektraltyp WN2 rechtfertigen. Da auch kein N III zu erkennen ist, wäre auch eine Zuordnung zum Subtyp WN3 legitim. Das Verhältnis der Peakhöhen N IV/N V ergibt einen Wert von etwa 0.3, was keiner Spektralklasse entspricht. Lediglich das Verhältnis der Peakhöhen von C IV/He II, für welches ein Wert von etwa 0.25 bestimmt wurde, entspricht den Kriterien des Subtyps WN4.

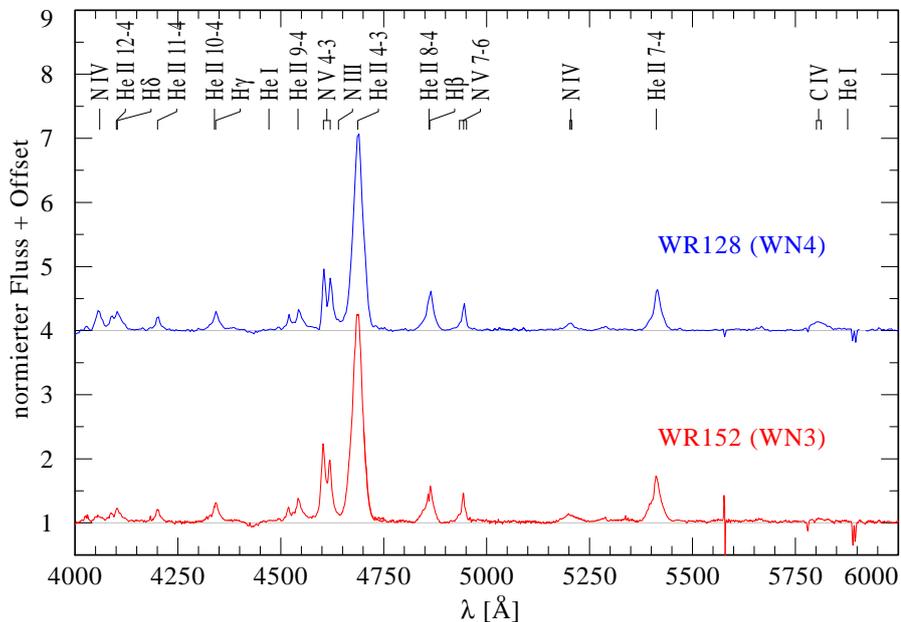


Abbildung 4.9 – Vergleich der optischen Spektren eines galaktischen WN4- und WN3-Sterns

Die Spektren der WN4-Sterne aus der LMC zerfallen zunächst ebenfalls in zwei Klassen. Die eine besteht aus Sternen, deren spektrales Bild den Spektren der galaktischen Sterne ähnelt und die andere aus Sternen, deren Spektrallinien viel schwächer sind. In Abbildung 4.10 sind die Spektren zweier WN4-Sterne der LMC aus den verschiedenen Gruppen dargestellt. Zu den LMC-Sternen mit schwachen Spektrallinien gehören BAT 25, BAT 50 und der als WN4.5 klassifizierte Stern BAT 73. Die optischen Spektren dieser Sterne sind von den relativ starken He II-Linien bei $\lambda 4686 \text{ \AA}$ und $\lambda 6560 \text{ \AA}$ geprägt. Die Stärke der erstgenannten Linie beträgt im Spektrum des Sterns BAT 50 etwa 30 \AA . Für die glei-

4 Phänomenologie der Spektraltypen in Abhängigkeit der Metallizität

Die Linie wurde im Spektrum von BAT 15 eine Stärke von etwa 260 \AA ermittelt, was den enormen Unterschied zwischen den spektralen Merkmalen verdeutlicht. Im Vergleich zu den beiden Heliumlinien sind die übrigen Linien nur sehr schwach sichtbar. In den Spektren von BAT 50 und BAT 73 ist N_{IV} stärker als N_{V} , wobei beide Linien sehr schwach sind. Beide Sterne zeigen ebenfalls eine schwache Kohlenstofflinie, die im Spektrum von BAT 25 nicht erscheint. In keinem der Spektren ist jedoch $He I$ zu sehen, sodass die Zuordnung zur Spektralklasse WN4 fraglich ist. Das Fehlen von $He I$ würde den Spektraltyp WN2 nahe legen, allerdings sind sowohl N_{IV} als auch C_{IV} schwach zu erkennen, was den Kriterien des WN2-Subtyp widerspricht. Demnach ist eine widerspruchsfreie Zuordnung anhand der bestehenden Kriterien nicht möglich.

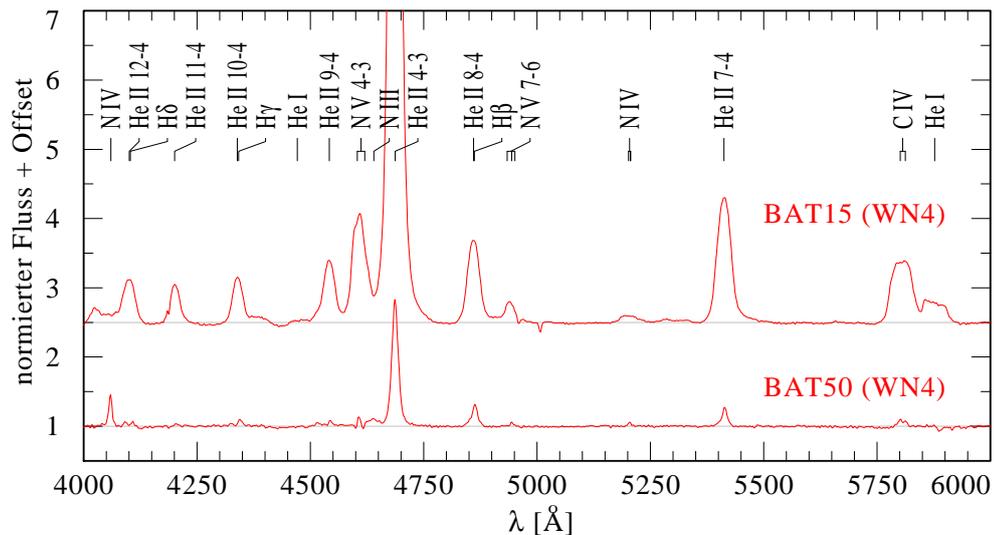


Abbildung 4.10 – Vergleich der optischen Spektren zweier WN4-Sterne der LMC mit verschiedenen spektralen Merkmalen

Die spektralen Eigenschaften der übrigen LMC-Sterne des Subtyps WN4 entsprechen hingegen den spektralen Merkmalen der Milchstraßensterne. In Abbildung 4.8 sind die optischen Spektren einer Auswahl von WN4-Sternen der LMC im Vergleich mit galaktischen WN4-Sternen dargestellt. Die Verläufe der Spektren sind sehr ähnlich, da auch in den Spektren der LMC-Sterne $He I$ zu beobachten ist, welches schwächer als $He II$ ist. Weiterhin erscheinen N_{IV} und N_{V} in Emission, wobei N_{V} überwiegt. Die Kohlenstofflinie bei 5808 \AA ist ebenfalls in allen Spektren der LMC-Sterne, bis auf die zuvor beschriebenen Ausnahmen, deutlich zu erkennen und ist auch stärker als die benachbarte $He I$ -Linie.

Im Vergleich mit den galaktischen Sternen können nur wenige spektrale Unterschiede gefunden werden. Die Peakhöhen der LMC-Spektrallinien weichen gering von den Peakhöhen der galaktischen Sterne ab. Im Allgemeinen ähneln sich auch die Linienbreiten, wobei die breitesten Linien im Spektrum des galaktischen Sterns WR 18 zu beobachten sind. Die Halbwertsbreite der Heliumlinie bei 5411 \AA im Spektrum des Sterns WR 18 beträgt etwa 50 \AA . Die LMC-Sterne zeigen nur in wenigen Fällen breitere Spektrallinien.

Für den Rundlinienstern BAT 7 aus der LMC konnte jedoch eine Halbwertsbreite derselben Linie von rund 75 \AA gemessen werden. Bei BAT 7 handelt es sich allerdings um einen Rundlinienstern, der von Rühling (2008) mit der Endung $-r1$ versehen wurde. Diese Sterne zeigen sehr breite Spektrallinien. Die Halbwertsbreite der He II-Linie im Spektrum des LMC-Sterns BAT 75 beträgt hingegen nur rund 25 \AA . In Abbildung 4.11 ist die Heliumlinie für eine Auswahl an Sternen der LMC und der Milchstraße dargestellt. Die Spektrallinien der Sterne BAT 17, BAT 46, BAT 65 und BAT 75 sind deutlich schmaler, als die der galaktischen WN-s Sterne, zu denen WR 1 und WR 18 gehören. Sie zeigen jedoch eine ähnlich Breiten wie die Spektrallinien der WN-w Sterne. Als Beispiel ist hierfür WR 129 dargestellt. In den beiden linken Darstellungen der Abbildung 4.11 können für die Sterne der Milchstraße etwas breitere Spektrallinien beobachtet werden als für die LMC-Sterne. Dies spricht für einen metallizitätsabhängigen Wind. Jedoch zeigt der Milchstraßenstern WR 129 im rechten Plot eine deutliche schmalere Linien als die beiden LMC-Sterne, was dieser Hypothese widerspricht.

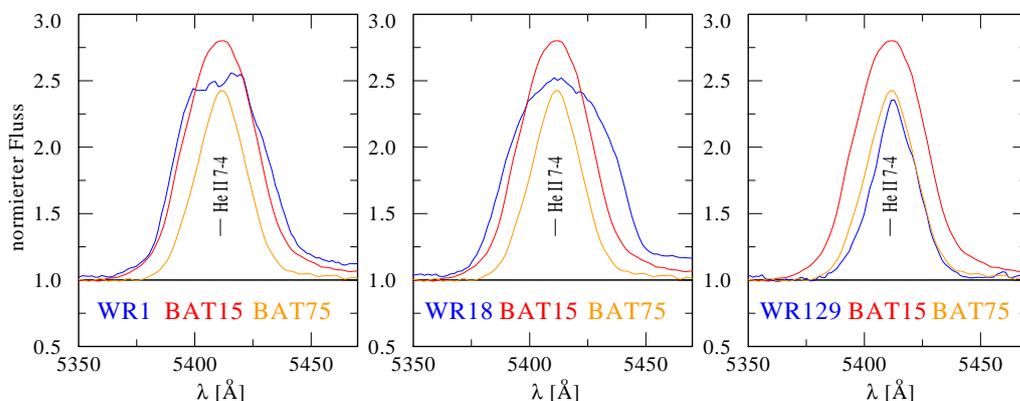


Abbildung 4.11 – Vergleich der He II-Linie zwischen drei galaktischen und zwei LMC-Sternen des Spektraltyps WN4

Die starken Überlagerungseffekte, die den spektralen Verlauf der galaktischen Sterne um die N IV-Linie bei 4057 \AA dominieren, konnten auch vereinzelt in schwächerer Form bei den LMC-Sternen BAT 15, BAT 24, BAT 36 sowie BAT 94 beobachtet werden. Die Höhe der N IV-Linie ist bei den LMC-Sternen jedoch deutlich geringer als bei den WN4-Sternen der Milchstraße. Im Vergleich der Peakhöhen der N V-Linie bei 4603 \AA konnte dies jedoch nicht beobachtet werden. Die N V-Linien der LMC-Sterne sind teilweise höher als bei den Milchstraßensternen. Dies gilt ebenfalls für die Kohlenstofflinie C IV bei 45808 \AA , deren Stärke sehr schwankt und die im Vergleich mit den galaktischen Spektren, mal höher und mal schwächer ist.

Das spektrale Bild des einzigen WN4-Sterns der Kleinen Magellanschen Wolke AB 11, hat kaum Ähnlichkeit mit den spektralen Merkmalen der galaktischen und der LMC-Sterne (vgl. Abbildung 4.8). Im optischen Bereich erscheinen nur die Spektrallinien N V 4603 \AA , He II 4686 \AA und He II 6560 \AA in Emission. Einzelne He II-Linien der Pickering-Serie

Tabelle 4.7 – Zusammenfassung der Kennwerte verschiedener Spektrallinien für Sterne des Subtyps WN4

	He II $\lambda 5411$ Å			N IV $\lambda 4057$ Å		N V $\lambda 4603$ Å		C IV $\lambda 5808$ Å	
	W_λ [Å]	FWHM [Å]	Peak/K.	W_λ [Å]	Peak/K.	W_λ [Å]	Peak/K.	W_λ [Å]	Peak/K.
WR44(-w)	35	25	2.2	9	1.6	25	2.1	24	1.6
WR6(-s)	63	40	2.6	10	1.5	60	2.4	34	1.7
BAT15	67	35	2.8	5	1.1	67	2.6	47	1.9
BAT75	38	25	2.4	6	1.4	35	2.3	31	1.7
<i>Ausnahmen:</i>									
WR128(-w)	15	20	1.7	6	1.3	20	2	7	12
BAT7(-rl)	80	75	2.1	1.3	1.1	60	1.9	25	1.3
BAT36(WN/C)	51	35	2.4	3	1.1	40	2.1	630	12.3
BAT50	4	10	1.3	5	1.4	1	1.1	3	1.1
AB11	0.3	10	1.05	1	1.1	8	1.3	-	-
<i>weitere Ausnahmen:</i> BAT25, BAT73, BAT88, BAT94									

In Tabelle 4.7 sind die beschriebenen Kennwerte einiger Spektrallinien verschiedener Ionen für unterschiedliche Sterne des Subtyps WN4 zusammengefasst. Diese Werte bestätigen noch einmal die hohe Ähnlichkeit der galaktischen und LMC-Spektren und verdeutlichen die Unterschiede des SMC-Spektrums von AB11.

4.5.2 Positionen im Hertzsprung-Russell-Diagramm

In Abbildung 4.13 sind alle WN4-Sterne des Samples in einem physikalischen HRD dargestellt. Die Sterne werden nach Herkunftsgalaxien und Wasserstoffgehalt unterschieden. Der Wasserstoffstatus eines Sterns basiert auf den Angaben von Hamann et al. (2006). Die galaktischen WN4-Sterne sind alle ähnlich leuchtkräftig und liegen im HRD in einem schmalen Bereich von $\log L/L_\odot = 5.35$ bis $\log L/L_\odot = 5.6$. Ein Distanzmodul, das aus einer Clusterzugehörigkeit abgeleitet wird, ist allerdings nur für die Sterne WR 1 und WR 6 bekannt. Folglich sind die Leuchtkräfte der übrigen galaktischen Sterne unsicher, da diese nur auf Abschätzungen der absoluten Helligkeit auf Grundlage des Spektraltyps beruhen. Die Unterschiede in den Leuchtkräften der LMC-Sterne sind viel größer, was im HRD eine starke Streuung der Sternpositionen zur Folge hat. Es zeigt sich weiterhin, dass nur bei sehr wenigen Sternen Wasserstoff in der Atmosphäre nachgewiesen werden konnte. Die wenigen wasserstoffhaltigen Sterne, die mit einem ausgefüllten Symbol gekennzeichnet sind, liegen am dichtesten an der Hauptreihe. Die wasserstofffreien Sterne befinden sich weiter links. Dies könnte auf einen Entwicklungsunterschied zwischen den wasserstofffreien und den wasserstoffhaltigen Sternen hindeuten. Ausgenommen davon ist der SMC-Stern AB 11, der im Bereich der wasserstofffreien Sterne liegt und sich deshalb vermutlich in einem ähnlichen Entwicklungsstadium befindet. Das er in diesem Stadium dennoch was-

4 Phänomenologie der Spektraltypen in Abhängigkeit der Metallizität

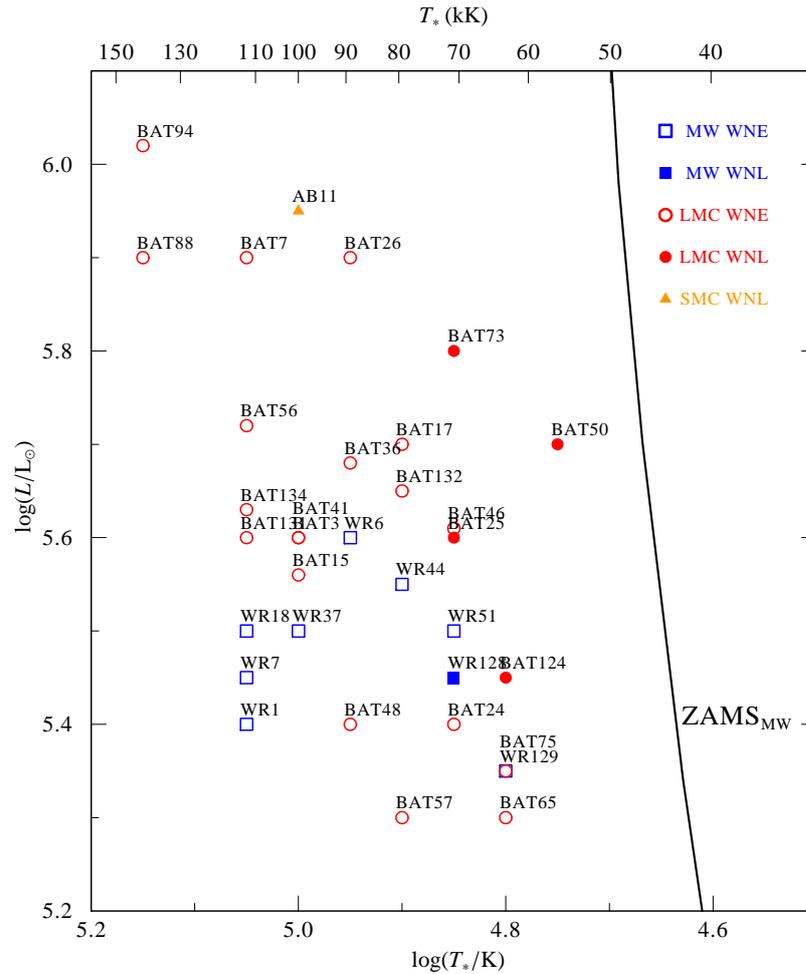


Abbildung 4.13 – HRD: WN4-Sterne verschiedener Galaxien (Unterscheidung nach wasserstofffreien WNE- und wasserstoffhaltigen WNL-Sternen)

wasserstoffhaltig ist, resultiert vermutlich aus einem geringeren Massenverlust. Allgemein liegen die meisten WN4-Sterne näher an der ZAMS, als die Sterne des Subtyps WN3 (vgl. Abbildung 4.6). Dies zeigt die Korrelation der Subtypenklassifikation mit der Temperatur.

4.5.3 Massenverlust

In Tabelle 4.8 sind die Massenverlustraten aller betrachteten WN4-Sterne nach Galaxien sortiert dargestellt. Es wird deutlich, dass der SMC-Stern AB 11 den geringsten Massenverlust aller WN4-Sterne hat. Da die SMC am metallärmsten ist, spricht dies für eine Metallizitätsabhängigkeit des Windes und somit des Massenverlustes. Ein galaktischer WN4-Stern verliert in einem Jahr im Mittel $10^{-4.49} / \sqrt{D} M_{\odot}$ seiner Masse. Die mittlere Massenverlustrate der LMC-Sterne ist mit $10^{-4.51} / \sqrt{D} M_{\odot}/\text{yr}$ kaum geringer. Dies ent-

spricht nicht dem erwarteten Trend, da der Metallanteil in der LMC deutlich geringerer ist als in der Milchstraße. Ein Vergleich zwischen den Massenverlustraten und Leuchtkräften zeigt, dass sowohl bei den galaktischen Sternen als auch bei den Sternen der LMC die Massenverlustrate mit steigender Leuchtkraft wächst. Für die SMC-Sterne kann aufgrund mangelnder Vergleichsobjekte keine Aussage getroffen werden. Die Beobachtungen decken sich jedoch nicht mit den Ergebnissen der Untersuchung des Spektraltyps WN3, in Bezug auf die Sterne der LMC.

Tabelle 4.8 – Clumpingskalierte Massenverlustraten der WN4-Sterne verschiedener Galaxien mit unterschiedlichem Metallgehalt

MW ($Z = 0.02$)		LMC ($Z = 0.006$)				SMC ($Z = 0.002$)	
Stern	$\log \frac{\dot{M} \sqrt{D}}{M_{\odot}/\text{yr}}$	Stern	$\log \frac{\dot{M} \sqrt{D}}{M_{\odot}/\text{yr}}$	Stern	$\log \frac{\dot{M} \sqrt{D}}{M_{\odot}/\text{yr}}$	Stern	$\log \frac{\dot{M} \sqrt{D}}{M_{\odot}/\text{yr}}$
<i>wasserstoffhaltige Sterne</i>							
WR128(w)	-4.91	BAT25	-5.26	BAT73	-5.26	AB11	-5.60
		BAT50	-5.04	BAT124	-4.77		
<i>wasserstofffreie Sterne</i>							
WR1(s)	-4.38	BAT3	-4.61	BAT56	-4.37		
WR6(s)	-3.98	BAT7	-4.08	BAT57	-4.53		
WR7(s)	-4.42	BAT15	-4.19	BAT65	-4.68		
WR18(s)	-4.33	BAT17	-4.53	BAT75	-4.65		
WR37(s)	-4.25	BAT24	-4.31	BAT88	-4.23		
WR44(w)	-4.70	BAT26	-4.23	BAT94	-3.99		
WR51(w)	-4.71	BAT36	-4.75	BAT131	-4.46		
WR129(w)	-4.73	BAT41	-4.31	BAT132	-4.27		
		BAT46	-4.60	BAT134	-4.29		
		BAT48	-4.31				

Die Sterne der Milchstraße können in zwei Gruppen geteilt werden, in jene mit einem clumpingskalierten Massenverlust größer oder gleich $10^{-4.5} M_{\odot}/\text{yr}$ und jene für die gilt $\dot{M} < 10^{-4.5} M_{\odot}/\text{yr}$. Es ergibt sich, dass alle Sterne mit geringerem Massenverlust zu den WN-w Sternen gehören (vgl. Tabelle 4.1, Seite 24). Die Sterne mit den höheren Massenverlust tragen in der spektralen Klassifikation alle die Endung -s, die auf starke Spektrallinien hinweist. Eine ähnliche Aufspaltung der Massenverlustraten konnte auch für die Sterne der Großen Magellanschen Wolke festgestellt werden. In diesem Fall sind die Sterne mit den geringeren \dot{M} -Werten wasserstoffhaltig und Sterne mit einer Massenverlustrate größer als $10^{-4.7} M_{\odot}/\text{yr}$ wasserstofffrei. Ein Sonderfall ist der Stern BAT 36, der trotz geringerem Massenverlust wasserstofffrei ist. Möglicherweise befindet er sich in einer späteren Entwicklungsphase und hat die wasserstoffhaltigen Hüllen im Laufe der Zeit bereits abgestoßen. Seine vergleichsweise hohe Temperatur unterstützt diese These. Dieser Stern wurde außerdem als WN4/WCE klassifiziert, was ebenfalls für ein spätes Entwicklungsstadium spricht.

4 Phänomenologie der Spektraltypen in Abhängigkeit der Metallizität

Die Sterne, die im vorangegangenen Abschnitt als spektrale Zwillinge bezeichnet wurden, haben einen ähnlichen Massenverlust. Als spektrales Zwillingenspaar gelten bspw. die Sterne WR 1 und BAT 24. Die clumpingskalierten Massenverlustraten beider Sterne stimmen gut überein. Die LMC-Sterne BAT 25, BAT 50, BAT 73 und der SMC-Stern AB 11 haben vergleichsweise sehr geringe Massenverlustraten. Für diese Sterne konnten auch keine spektralen Zwillinge gefunden werden. Die LMC-Sterne BAT 7 und BAT 94 haben einen sehr starken Massenverlust. Aufgrund ihrer sehr breiten Spektrallinien wurden sie von Rühling (2008) als Rundliniensterne klassifiziert und sind mit dem Zusatz *-r1* gekennzeichnet.

4.6 Spektraltyp WN5

Im Sample der Beobachtungsobjekte sind sowohl in der Milchstraße als auch in der LMC sechs WN5-Sterne vertreten. Nur ein WN5-Stern stammt aus der SMC. Dem Klassifikationsschema von Smith et al. (1996) zufolge, ist ein Stern des Subtyps WN5 durch die Verhältnisgleichung $W_\lambda(\text{He II})/W_\lambda(\text{He I}) \approx 3$ bestimmt. Ein weiteres Kennzeichen von WN5-Sternen sind die gleichstarken Stickstofflinien von N v und N III. Die stärkste Stickstofflinie stammt jedoch vom Ion N IV. Im Spektrum eines WN5-Sterns sollte ebenfalls eine C IV-Linie zu sehen sein, die schwächer als die He II- jedoch stärker als He I-Linie ist.

Für die LMC-Sterne BAT 106, BAT 108, BAT 109 und BAT 112 wurden die stärksten Leuchtkräfte des gesamten WN-Stern Samples bestimmt. Für den leuchtkräftigsten LMC-Stern BAT 109 wurde ein Wert von $\log L/L_\odot = 6.64$ ermittelt. Die Sterne liegen alle in dem sehr dichten Sternhaufen R136, der vermutlich ein Sternentstehungsgebiet ist (Crowther et al. 2010). Es ist daher nicht ausgeschlossen, dass die Spektren Komposit-spektren sind, sich also durch Überlagerung von zwei oder gar mehreren Spektren ergeben. Lediglich BAT 81, der als WN5h/WC klassifiziert wurde, und BAT 122 befinden sich nicht in diesem Gebiet.

4.6.1 Vergleich der Spektren

Die Spektren aller galaktischen WN5-Sterne sind aufgrund von Rauschen und Nebellinien von eher schlechter Qualität. Das Spektrum der galaktischen WN5-Sterne ist in erster Linie durch die starken He II-Linien geprägt. Im Gegensatz zu den WN4-Sternen erscheint in den Spektren des Subtyps WN5 die Stickstofflinie N III bei einer Wellenlänge von 44634 \AA . In den meisten Fällen ist N III ähnlich stark wie die benachbarte N V-Linie. Beide Linien sind allerdings schwächer als die N IV-Linie bei 4057 \AA . Die Spektrallinie des neutralen Heliums ist schwächer als die des einfach ionisierten und außerdem auch schwächer als die Metalllinien. Allerdings ist die Differenz zwischen den Peakhöhen der beiden klassifikationsrelevanten Heliumlinien geringer als in den Spektren der WN4-Sterne.

Im Spektrum von WR 20 wurde für die He I-Linie eine Stärke von ca. 10 \AA ermittelt. He II ist mit etwa 30 \AA dreimal so stark. In allen Spektren ist Kohlenstoff sichtbar. Die C IV-Linienstärke schwankt allerdings von 12 \AA bis 30 \AA . Eine Ausnahme ist der Stern

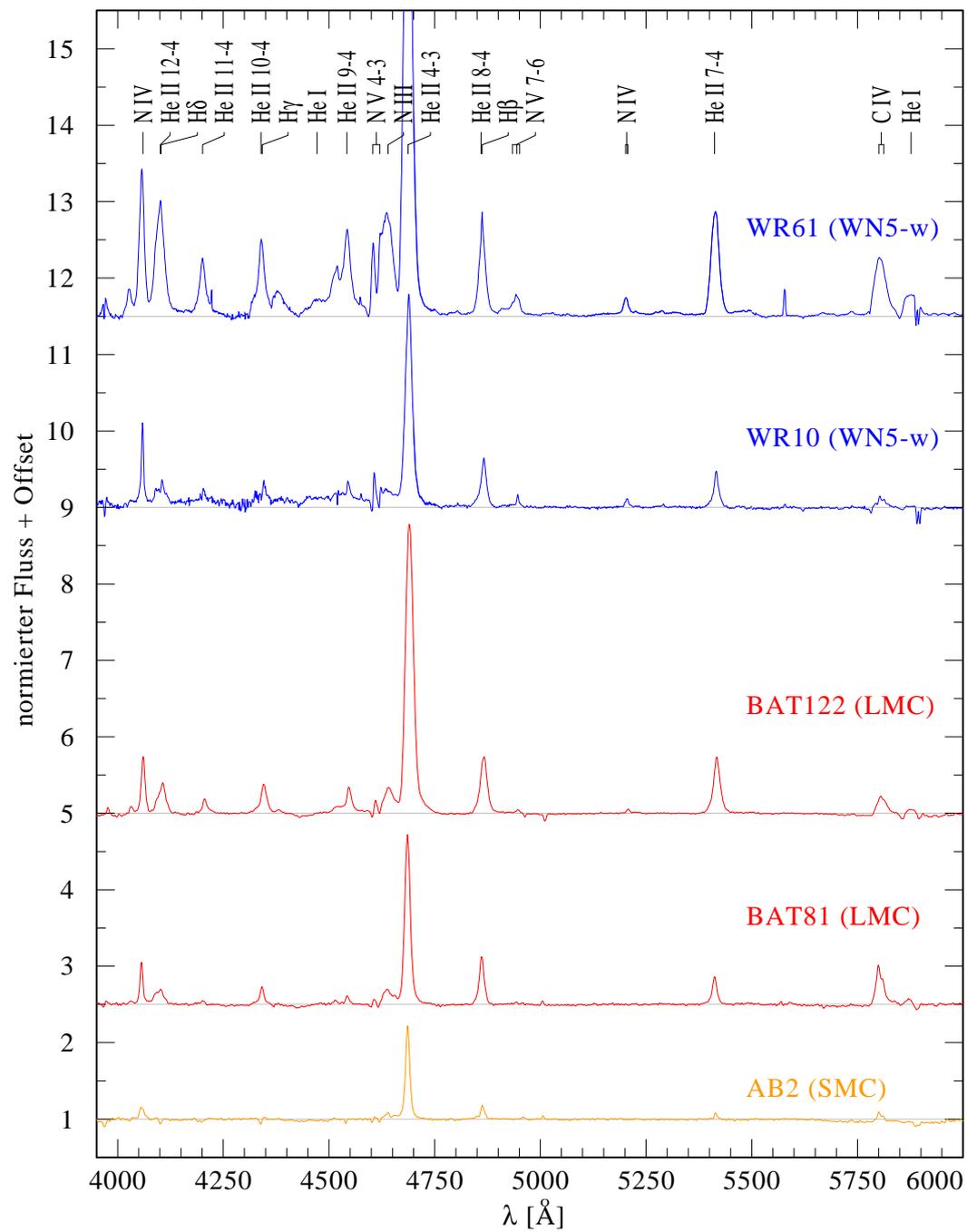


Abbildung 4.14 – Optische Spektren einer Auswahl von WN5-Sternen der Milchstraße, der LMC und der SMC

4 Phänomenologie der Spektraltypen in Abhängigkeit der Metallizität

WR 10, der sich im spektralen Charakter von den anderen Sternen abhebt, da seine Linien vergleichsweise schwach und von geringer Höhe sind. Dies gilt insbesondere für die Heliumlinien der Pickering-Serie. Für He II $\lambda 5411 \text{ \AA}$ wurde bspw. eine Äquivalentbreite von 8 \AA und für die C IV-Linie 5 \AA gemessen. Dagegen wurde für den Stern WR 20, der ebenfalls als WN-w klassifiziert wurde, jeweils eine Linienstärke von etwa 30 \AA ermittelt. Im Gegensatz zu den Spektren der anderen galaktischen Sterne, ist im Spektrum von WR 10 die He I-Linie kaum zu erkennen. Die Stickstofflinien von N III-v sind allerdings deutlich in Emission zu sehen. In Übereinstimmung mit allen galaktischen Sternen, ist N IV im Optischen das dominierende Stickstoffion. In allen galaktischen WN5-Spektren ist eine Überlagerung mehrerer Linien im Bereich von 4500 \AA bis 4650 \AA zu beobachten, durch die quasi zwei große Linienkomplexe entstehen.

Die LMC-Sterne BAT 106, BAT 108, BAT 109 und BAT 112 werden zunächst von der Betrachtung ausgeschlossen, da es sich hier eventuell um Doppelsternsysteme handelt. Damit stehen für den Vergleich nur die LMC-Sterne BAT 81 und BAT 122 zur Verfügung. Die Spektren beider Sterne sehen sich sehr ähnlich, obwohl die Linien von BAT 81 etwas schwächer und schmaler sind, abgesehen von der C IV-Linie. Die Kohlenstofflinie des Sterns BAT 81 ist stärker, da dieser als sogenannter Übergangstyp WN5h/WC klassifiziert wurde. Im Allgemeinen dominieren die He II-Linien die Spektren der LMC-Sterne des Spektraltyps WN5, gefolgt von den Stickstofflinien. Die Äquivalentbreite der He II-Linie bei $\lambda 5411 \text{ \AA}$ beträgt im Spektrum von BAT 81 etwa 5 \AA und bei BAT 122 etwa 14 \AA . He I ist bei beiden Sternen schwächer als die zuvor beschriebene He II-Linie und auch schwächer als die Metalllinien. Bei den Stickstofflinien ist N IV im optischen Bereich eindeutig das Ion mit der stärksten Emission. Die N III-Linie ist etwas stärker als die N V-Linie und im Spektrum von BAT 122 näherungsweise so hoch wie die Kohlenstofflinie.

Ein Vergleich der Spektren der galaktischen Sterne mit denen der LMC ist in Abbildung 4.14 dargestellt. Es wird deutlich, dass es große Unterschiede zwischen den Spektren gibt. Mit Ausnahme des Sterns WR 10 sind die meisten Spektrallinien der galaktischen Sterne etwa doppelt so hoch wie bei den LMC-Sternen. Die Linienbreiten stimmen hingegen näherungsweise überein. Dies gilt sowohl für die Helium- als auch für die Metalllinien. Der relative Höhenunterschied in der Stickstofflinie N IV $\lambda 4057 \text{ \AA}$ beträgt zwischen den Sternen BAT 122 und WR 20 etwa 0.6. Für WR 20 wurde eine relative Höhe zum Kontinuum von 2.3 gemessen und für BAT 122 wurde ein Wert von 1.7 ermittelt. Die relativen Linienverhältnisse der einzelnen Ionen stimmen jedoch in den Spektren der galaktischen und der LMC-Sterne überein. Spektrale Übereinstimmungen gibt es auch zwischen den LMC-Sternen und dem galaktischen Stern WR 10. Die Linienhöhen der drei Sterne ähneln sich ebenso wie die Linienbreiten. Teilweise sind die Emissionslinien der LMC-Sterne sogar etwas größer. Die Sterne WR 10, BAT 81 und BAT 122 können als spektrale Zwillinge bezeichnet werden.

In Abbildung 4.14 ist auch das Spektrum von AB 2, dem einzigen WN5-Stern der Kleinen Magellanschen Wolke, dargestellt. Die Peakhöhen dieses Sterns sind im Vergleich mit den Peakhöhen der anderen WN5-Sterne deutlich schwächer. Die Linien der Pickering-Serie erscheinen teilweise in Absorption. He I ist nicht zu erkennen. Dafür ist sowohl N IV als auch der N III-N V-Komplex in Emission zu sehen. Auch bei diesem Stern überwiegt

Tabelle 4.9 – Zusammenfassung der Kennwerte verschiedener Spektrallinien für Sterne des Subtyps WN5

	He II $\lambda 5411$ Å			N IV $\lambda 4057$ Å		N V $\lambda 4603$ Å		C IV $\lambda 5808$ Å	
	W_λ [Å]	FWHM [Å]	Peak/K.	W_λ [Å]	Peak/K.	W_λ [Å]	Peak/K.	W_λ [Å]	Peak/K.
WR20(-w)	32	25	2.4	20	2.3	18	1.7	30	1.9
WR61(-w)	32	22	2.4	25	2.9	45	2.4	27	1.8
BAT81	6	13	1.4	6	1.5	4	1.2	11	1.5
BAT122	15	16	1.7	9	1.7	8	1.3	6	1.2
<i>Ausnahmen:</i>									
WR10	8	13	2.2	11	1.3	9	1.3	4	1.2
AB2	1	8	1.08	2.2	1.15	1.7	1.09	2	1.1

N IV gegenüber den anderen Stickstoffionen. Es ist ebenfalls eine schwache Kohlenstofflinie mit einer Äquivalentbreite von rund 2 \AA zu erkennen. Diese ist, entgegen der Klassifikationskriterien nach Smith et al. (1996), größer als die He II-Linie bei $\lambda 5411 \text{ \AA}$. Da außerdem He I als primäres Zuordnungsmerkmal fehlt, ist die Klassifikation des Sterns AB 2, auf Basis der vorliegenden Beobachtung, zweifelhaft. Im Vergleich mit den WN5-Sternen der Milchstraße und der LMC sind teilweise Gemeinsamkeiten im Linienvorlauf und auch in der Linienbreite zu erkennen. Der Unterschied in der Linienstärke überwiegt jedoch, sodass sich kein spektraler Zwilling zu diesem Stern finden lässt. Eine Zusammenfassung der Messergebnisse von verschiedenen Spektrallinien für unterschiedliche Sterne ist in Tabelle 4.9 gegeben.

Die Spektren der sehr leuchtkräftigen LMC-Sterne BAT 106, BAT 108, BAT 109 und BAT 112 zeigen viele Gemeinsamkeiten mit den Spektren der leuchtschwächeren WN5-Sterne der LMC BAT 81 und BAT 122. Die Peakhöhen sind jedoch im Vergleich mit den Peakhöhen des Sterns BAT 81 etwas geringer. Die Linienbreiten sind hingegen etwas größer. Allerdings ist die Qualität der Spektren bedingt durch Rauschen schlechter. Die schwachen He I-Linien sind dadurch kaum zu erkennen. Die Stickstofflinien N III-v erscheinen in Emission, wobei die N IV-Linie auch hier am stärksten ist. Die Spektrallinien der anderen beiden Stickstoffionen sowie des Kohlenstoffions C IV sind annähernd gleich stark. Das spektrale Bild dieser sehr leuchtkräftigen und damit auch sehr massereichen Sterne unterscheidet sich kaum von den leuchtschwächeren WN5-Sternen der LMC und der SMC. Ähnlichkeiten gibt es ebenfalls mit dem galaktischen WN5-Stern WR 10. Abbildung 4.15 zeigt eine Gegenüberstellung der optischen Spektren der beiden LMC-Sterne BAT 108, mit der höchsten bzw. BAT 81 mit der geringsten Leuchtkraft.

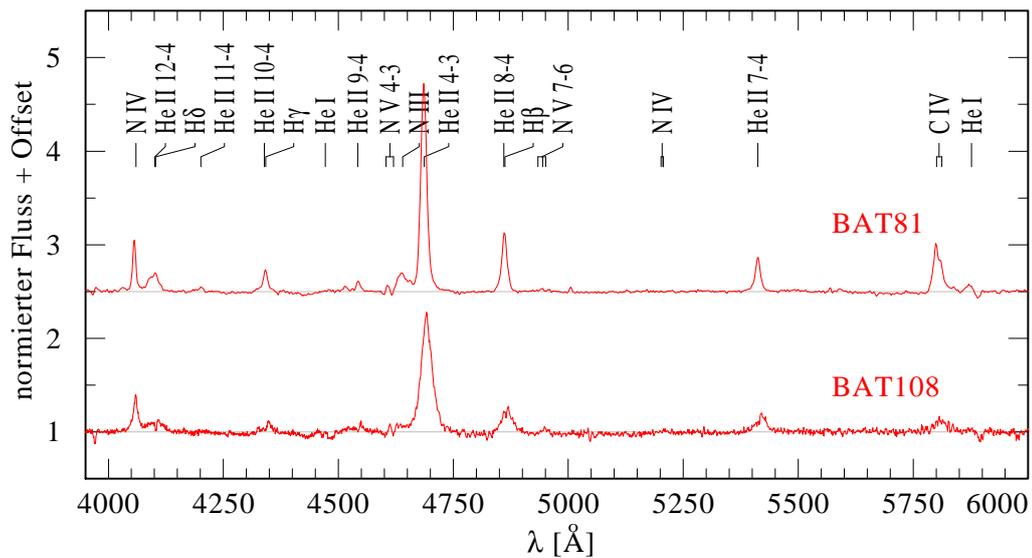


Abbildung 4.15 – Optische Spektren des leuchtkräftigsten Sterns BAT 108 und des leuchtschwächsten WN5-Sterns BAT 81 der LMC

4.6.2 Massenverlust

In Tabelle 4.10 sind die clumpinggewichteten Massenverlustraten aller WN5-Sterne dargestellt. Die Massenverlustraten der galaktischen Sterne sind ähnlich, ausgenommen von WR 10, für den ein viel geringerer \dot{M} -Wert ermittelt wurde. Die spektralen Merkmale dieses Sterns wichen stark von den Eigenschaften der übrigen galaktischen WN5-Sterne ab. WR 10 ist allerdings der einzige, galaktische Stern für den eine Clusterzugehörigkeit und somit ein Distanzmodul bekannt ist. Ansatzweise ist eine Teilung der Massenverlustraten zwischen wasserstoffhaltigen und wasserstofffreien Sternen der Milchstraße zu erkennen, wobei es keine strikten Grenzen gibt. Für die LMC und die SMC ist eine solche Aussage aus Mangel an wasserstofffreien Sternen nicht möglich. Der LMC-Stern BAT 81 hat im Vergleich mit den galaktischen Sternen einen deutlich geringeren Massenverlust. Der Massenverlust von BAT 122 liegt hingegen im Bereich der galaktischen Werte. Die leuchtkräftigen LMC-Sterne sind von dieser Diskussion ausgenommen und nur aufgrund der Vollständigkeit in Klammern angegeben. Es zeigt sich, dass für diese Sterne der stärkste Massenverlust bestimmt wurde, was sich allerdings nicht in den Linienbreiten widerspiegelt. Die Differenzen in den Massenverlusten der galaktischen und der SMC Sterne sprechen für einen metallizitätsabhängigen Wind. Die Massenverlustrate des LMC-Sterns BAT 81 unterstützt diese Vermutung ebenfalls, da sie kleiner als bei den Sternen der metallreicheren Milchstraße, aber höher als bei den Sternen der metallärmeren SMC ist. Gegen eine Abhängigkeit des Massenverlustes vom Metallanteil spricht jedoch der hohe Massenverlust des LMC-Sterns BAT 122.

Anhand der Tabelle wird weiterhin deutlich, dass die leuchtkräftigsten Sterne den größten

Massenverlust haben. Dies gilt insbesondere für die LMC-Sterne, aber auch für die wasserstofffreien galaktischen Sterne.

Tabelle 4.10 – Clumpingskalierte Massenverlustraten und Leuchtkräfte der WN5-Sterne verschiedener Galaxien mit unterschiedlichem Metallgehalt

MW (Z = 0.02)			LMC (Z = 0.006)			SMC (Z = 0.002)		
Stern	$\log \frac{\dot{M}\sqrt{D}}{M_{\odot}/\text{yr}}$	$\log \frac{L}{L_{\odot}}$	Stern	$\log \frac{\dot{M}\sqrt{D}}{M_{\odot}/\text{yr}}$	$\log \frac{L}{L_{\odot}}$	Stern	$\log \frac{\dot{M}\sqrt{D}}{M_{\odot}/\text{yr}}$	$\log \frac{L}{L_{\odot}}$
<i>wasserstoffhaltige Sterne</i>								
W110	-5.03	5.65	BAT81	-4.91	5.67	AB2	-5.60	5.35
WR49	-4.65	5.40	(BAT106	-4.30	6.48)			
WR54	-4.49	5.60	(BAT108	-4.18	6.84)			
			(BAT109	-3.94	6.62)			
			(BAT112	-4.35	6.41)			
			BAT122	-4.56	6.13			
<i>wasserstofffreie Sterne</i>								
WR20	-4.58	5.60						
WR34	-4.44	5.50						
WR61	-4.37	5.40						

4.7 Spektraltyp WN6

Die Spektren der Sterne des Subtyps WN6 zeichnen sich nach dem Klassifikationsschema von Smith et al. (1996) durch das Linienverhältnis $\text{He II}/\text{He I} \approx 2$ aus. Dies gilt sowohl für die Äquivalentbreiten als auch für die Peakhöhen relativ zum Kontinuum. Die Stickstofflinie N III soll gemäß Klassifikation etwa dreimal so stark wie N V sein und auch stärker als N IV. Weiterhin ist bei einer Wellenlänge von 5808 Å eine Kohlenstofflinie zu erwarten, die ähnlich stark ist, wie die He I-Linie bei 15875 Å. In der Milchstraße entsprechen die Spektren von zehn Sternen diesen Kriterien. Drei LMC-Sterne des Samples wurden dem Spektraltyp WN6 zugeordnet. Nur ein WN6-Stern befindet sich in der SMC.

4.7.1 Vergleich der Spektren

Die galaktischen WN6-Spektren werden durch die He II-Linie bei 14686 Å dominiert. Die zweitstärkste Linie im optischen Wellenlängenbereich stammt von N III und liegt bei 14634 Å. In den WN6-Spektren erscheinen die Stickstoffionen N III bis N V in Emission. N III zeigt dabei die stärksten Spektrallinien, wobei die N IV-Linien nur leicht schwächer sind bei ähnlichen Peakhöhen. Beide Linien sind stärker als die klassifikationsrelevante He II-Linie bei einer Wellenlänge von 5411 Å. Deutlich schwächer ist die N V-Linie, deren Peakhöhe im Bereich der Peakhöhen der C IV-Linie bei 15808 Å und der He I-Linie bei 15875 Å liegt.

4 Phänomenologie der Spektraltypen in Abhängigkeit der Metallizität

Die C IV- und He I-Linie sind demnach näherungsweise gleich stark. Diese allgemeinen spektralen Merkmale gelten in guter Näherung für alle galaktischen WN6-Sterne.

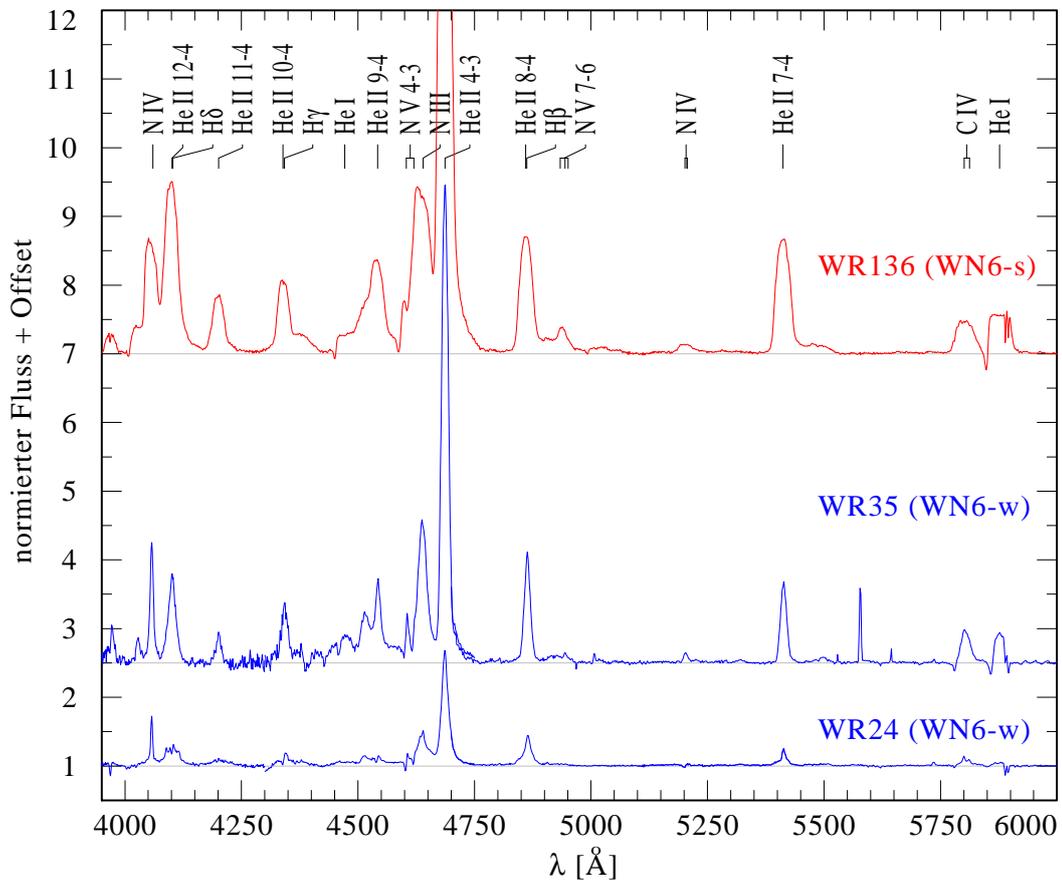


Abbildung 4.16 – Vergleich der optische Spektren verschiedener, galaktischer WN6-Sterne (WN-w und WN-s)

Trotz dieser vielen Übereinstimmungen gibt es auch große Unterschiede in Bezug auf die Linienbreiten. Abbildung 4.16 zeigt, dass es eine deutliche Aufspaltung des spektralen Charakters zwischen den WN-w und den WN-s Sternen gibt. Als WN6-w wurden die Sterne WR 24, WR 28, WR 35, WR 67, WR 85 und WR 115 klassifiziert. Diese Sterne zeigen eine deutlich geringe Linienbreite und -stärke als die galaktischen WN6-s Sterne, zu denen WR 62, WR 75, WR 134 sowie WR 136 gehören. Die schwächsten Emissionslinien wurden in den Spektren der Sterne WR 24 und WR 28 beobachtet. Beide Sterne zeigen im Vergleich mit den weiteren WN6-w-Sternen deutlich schwächere Linien. Die Äquivalentbreite der N III-Linie beträgt bei WR 24 nur etwa 11 Å. Im Gegensatz dazu wurde für WR 35, der ebenfalls als WN-w klassifiziert wurde, ein Wert von rund 45 Å gemessen. Im Spektrum des WN-s Sterns WR 136 ist die N III-Linie mit einer Äquivalentbreite von 80 Å deutlich stärker.

Das Spektrum des einzigen SMC-Sterns AB 4 ist durch die He II-Linien geprägt. Die Stickstofflinien sind sichtbar, aber mit einer Äquivalentbreite von nur etwa 3 \AA für N III, 4 \AA für N IV und 1 \AA für N V sehr schwach. Ähnliche Werte konnten auch für die He I- und die C IV-Linie ermittelt werden. Im Vergleich dazu wurde für die stärkste He II-Linie im Optischen bei 44686 \AA eine Äquivalentbreite von 40 \AA gemessen. Im Vergleich mit den galaktischen Sternen ergeben sich deutliche Unterschiede in Bezug auf Peakhöhen und Linienbreiten. Die Spektrallinien des SMC-Sterns sind deutlich schwächer als die Linien der galaktischen Sterne. Spektrale Übereinstimmungen konnten lediglich mit den galaktischen Sternen WR 24 und WR 28 gefunden werden. Beide Sterne gelten allerdings als Ausnahme unter den WN6-Sternen der Milchstraße. Abbildung 4.17 zeigt eine Gegenüberstellung der Spektren von AB 4 und WR 24. Es zeigt sich, dass die Stickstofflinien des galaktischen Sterns deutlich stärker sind als die des SMC-Sterns AB 4. Andererseits überragen einige He II-Linien des SMC-Sterns die Heliumlinien des galaktischen Sterns WR 24. Die Linienbreiten beider Sterne stimmen näherungsweise überein, was für eine ähnlich Windgeschwindigkeit spricht.

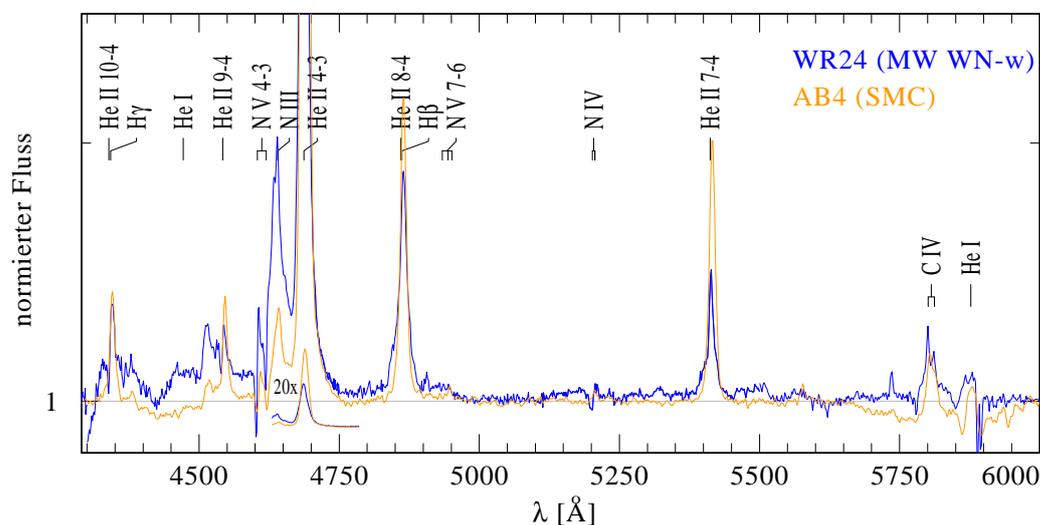


Abbildung 4.17 – Vergleich der optischen Spektren zwischen einem galaktischen WN6-Stern und dem WN6-Stern der SMC

Für einen Vergleich mit den Spektren der LMC-Sterne stehen zunächst nur BAT 30 und BAT 98 zur Verfügung, da sich der dritte LMC-Stern BAT 110 in demselben Sternhaufen R136 befindet, wie die WN5-Sterne in den vorangegangenen Betrachtungen zum Spektraltyp WN5. Auch für BAT 110 wurde von Rühling (2008) eine sehr hohe Leuchtkraft von $\log L/L_{\odot} = 6.22$ ermittelt. Da es sich bei dem Spektrum vermutlich um ein Kompositpektrum handelt, wird der Stern vorerst von den Betrachtungen ausgeschlossen. Die stärkste Linie ist auch in den LMC-Spektren die He II-Linie bei 44686 \AA . Die nächst stärkeren Linien stammen ebenfalls von He II und liegen bei einer Wellenlänge von 4861 \AA bzw. 6560 \AA . Die Reihenfolge kann mit den Stickstofflinien N III und N IV fortgesetzt werden,

4 Phänomenologie der Spektraltypen in Abhängigkeit der Metallizität

die beide ähnlich stark sind. Deutlich schwächer ist hingegen die N v-Linie. In den LMC-Spektren ist ebenfalls He I und C IV in Emission zu erkennen. Beide Spektrallinien haben eine ähnliche Stärke, sind aber schwächer als die benachbarte He II-Linie. Das Spektrum des LMC-Sterns BAT 110, der als Of/WN6 klassifiziert ist und zunächst aufgrund der hohen Leuchtkraft ausgeschlossen wurde, hat keine Ähnlichkeit mit den übrigen WN6-Sternen, da weder N III noch N v zu sehen ist. Des Weiteren sind die He II-Linien sehr schwach und erscheinen überwiegend in Absorption. Die Zuordnung zur Spektralklasse WN6 ist deshalb mehr als fraglich. Das Spektrum stimmt viel mehr mit den Spektren der sehr leuchtkräftigen WN5-Sterne BAT 106, BAT 108 und BAT 112 überein.

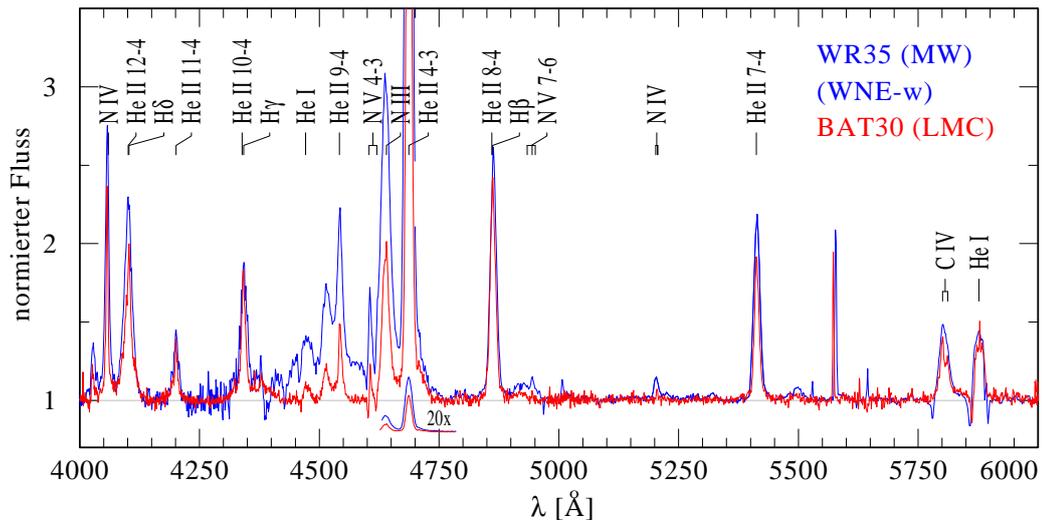


Abbildung 4.18 – Vergleich der optischen Spektren zwischen einem galaktischen WN6-w Stern und einem LMC WN6-Stern

Eindeutige spektrale Zwillinge konnten innerhalb des WN6-Spektraltyp nicht gefunden werden. Viele Gemeinsamkeiten gibt es jedoch zwischen den Spektren der galaktischen WN-w Sterne und den LMC-Sternen. Die Linienbreiten der galaktischen WN-s Sterne sind deutlich größer als bei den LMC-Sternen. Auch die als WN-w klassifizierten Sterne der Milchstraße zeigen etwas breitere Linien als die Sterne der LMC. In Abbildung 4.18 sind die Spektren der Sterne WR 35 und BAT 30 übereinander geplottet. Dies ist ein exemplarisches Beispiel für den Vergleich zwischen LMC und galaktischen WN-w Spektren. Es wird deutlich, dass die Linien des LMC-Sterns etwas schwächer sind, sowohl in Anbetracht der Peakhöhen als auch der Linienbreiten. Starke Abweichungen ergeben sich insbesondere bei der Emissionslinie N III, die bei WR 35 fast dreimal so stark ist wie bei BAT 30. Weder für die Helium- noch für die C IV-Linie konnten derartige Unterschiede beobachtet werden. Die Differenz der Linienstärken von He II $\lambda 5411$ Å beträgt zwischen den Sternen WR 35 und BAT 30 nur etwa 6 Å.

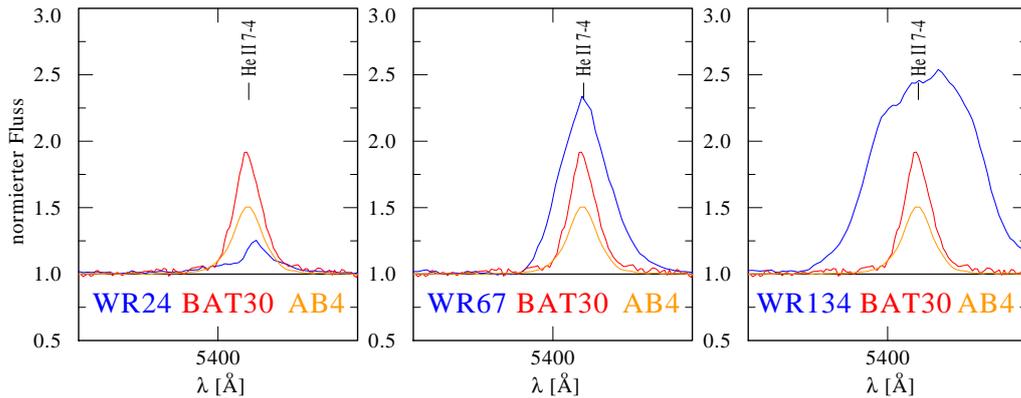


Abbildung 4.19 – Vergleich der He II-Linie zwischen drei galaktischen und einem LMC-Stern des Spektraltyps WN6

Abbildung 4.19 zeigt die He II-Linie bei $\lambda 5411 \text{ \AA}$ von verschiedenen galaktischen Sternen im Vergleich mit dem LMC-Stern BAT 30 und dem SMC-Stern AB 4. Abgesehen von WR 24 sind die Spektrallinien der galaktischen Sterne deutlich breiter als die Heliumlinien des LMC- und des SMC-Sterns. Dies gilt insbesondere für den Stern WR 134, der als WN-s klassifiziert wurde. Breitere Linien deuten auf einen schnelleren Sternwind hin. Die Winde der Milchstraßensterne scheinen somit schneller zu sein als bei den LMC- und den SMC-Sternen. Dies spricht für einen metallizitätsabhängigen Wind und damit für einen metallizitätsabhängigen Massenverlust. Die Linienbreite des SMC-Sterns AB 4 stimmt jedoch mit der Linienbreite des LMC-Sterns BAT 30 überein, was gegen diese Theorie spricht, da der Metallgehalt der Kleinen Magellanschen Wolke deutlich geringerer ist als der, der Großen Magellanschen Wolke.

Tabelle 4.11 – Zusammenfassung der Kennwerte verschiedener Spektrallinien für Sterne des Subtyps WN6

	He II $\lambda 5411 \text{ \AA}$			He I $\lambda 5875 \text{ \AA}$		N III $\lambda 4634 \text{ \AA}$		C IV $\lambda 5808 \text{ \AA}$	
	W_λ [\AA]	FWHM [\AA]	Peak/K.	W_λ [\AA]	Peak/K.	W_λ [\AA]	Peak/K.	W_λ [\AA]	Peak/K.
WR35(-w)	19	15	2.2	7	1.4	53	3.1	10	1.5
WR136(-s)	60	40	2.7	25	1.5	86	3.5	20	1.5
BAT30	11	9	1.5	6	1.9	23	2.0	8	1.4
AB4	6	12	1.5	1	1.04	3	1.2	3	1.1
<i>Ausnahmen:</i>									
WR24(-w)	3	14	1.3	3	1.05	12	1.5	3	1.1
<i>Weitere Ausnahmen:</i> WR28									

4 Phänomenologie der Spektraltypen in Abhängigkeit der Metallizität

In Tabelle 4.11 ist eine Zusammenfassung der Kennwerte verschiedener Spektrallinien für unterschiedliche Sterne des Spektraltyps WN6 dargestellt. Hier werden die Unterschiede zwischen den galaktischen Sternen und den Sternen der LMC bzw. der SMC erneut deutlich. Die Werte zeigen, dass die Linien der galaktischen Sterne stärker sind als die des LMC-Sterns und diese sind wiederum stärker als die des SMC-Sterns.

4.7.2 Massenverlust

In Tabelle 4.12 sind die Massenverlustraten und Leuchtkräfte aller WN6-Sterne des Samples dargestellt. Die Werte basieren auf den Modellparametern, die von Hamann et al. (2006), Rühling (2008) und Pasemann (2011) bestimmt wurden.

Tabelle 4.12 – Clumpingskalierte Massenverlustraten und Leuchtkräfte der WN6-Sterne verschiedener Galaxien mit unterschiedlichem Metallgehalt

MW ($Z = 0.02$)			LMC ($Z = 0.006$)			SMC ($Z = 0.002$)		
Stern	$\log \frac{\dot{M} \sqrt{D}}{M_{\odot}/\text{yr}}$	$\log \frac{L}{L_{\odot}}$	Stern	$\log \frac{\dot{M} \sqrt{D}}{M_{\odot}/\text{yr}}$	$\log \frac{L}{L_{\odot}}$	Stern	$\log \frac{\dot{M} \sqrt{D}}{M_{\odot}/\text{yr}}$	$\log \frac{L}{L_{\odot}}$
<i>wasserstoffhaltige Sterne</i>								
WR24	-4.14	6.35	BAT30	-4.59	5.70	AB4	-4.56	5.80
WR28	-4.69	5.65	BAT98	-4.81	5.78			
WR35	-4.47	5.60	(BAT110	-5.09	6.22)			
WR85	-4.02	6.26						
WR136	-4.16	5.40						
<i>wasserstofffreie Sterne</i>								
WR62	-3.88	5.45						
WR67	-4.33	5.40						
WR75	-3.77	5.70						
WR115	-4.22	5.65						
WR134	-4.13	5.60						

Es ist deutlich zu erkennen, dass die clumpunggewichteten Massenverlustraten der LMC-Sterne geringer sind als die Werte der galaktischen Sterne. Da die Milchstraße metallreicher ist, kann dies auf einen metallizitätsabhängigen Wind hindeuten. Die vergleichsweise hohe Massenverlustrate des SMC-Sterns AB 4 spricht jedoch gegen einen solchen Zusammenhang. Es gibt allerdings nur diesen einen SMC-Stern des Spektraltyps WN6, sodass diese Beobachtung keinen generellen Trend repräsentiert. Ferner zeigt AB 4 unter allen SMC-Sternen den mit Abstand stärksten Massenverlust. Innerhalb der galaktischen WN6-Sterne ist eine partielle Differenzierung der Massenverlustraten zwischen wasserstofffreien und wasserstoffhaltigen Sternen zu erkennen. Im Allgemeinen haben wasserstofffreie Sterne einen stärkeren Massenverlust als die wasserstoffhaltigen. Der hohe Massenverlust des galaktischen Sterns WR 24 ist angesichts der schwachen Spektrallinien überraschend.

Allerdings wurde für diesen Stern eine sehr hohe Leuchtkraft von $\log L/L_{\odot} = 6.35$ ermittelt. Ähnlich leuchtkräftig sind nur die Sterne WR 85 und BAT 110 (Hamann et al. 2006; Rühling 2008). Für die übrigen WN6-Sterne wurden Leuchtkräfte in der Größenordnung $\log L/L_{\odot} = 5.6$ bestimmt. Ein Distanzmodul ist für die galaktischen Sterne WR 24, WR 67, WR 75, WR 115, WR 134 sowie WR 136 hinreichend bekannt.

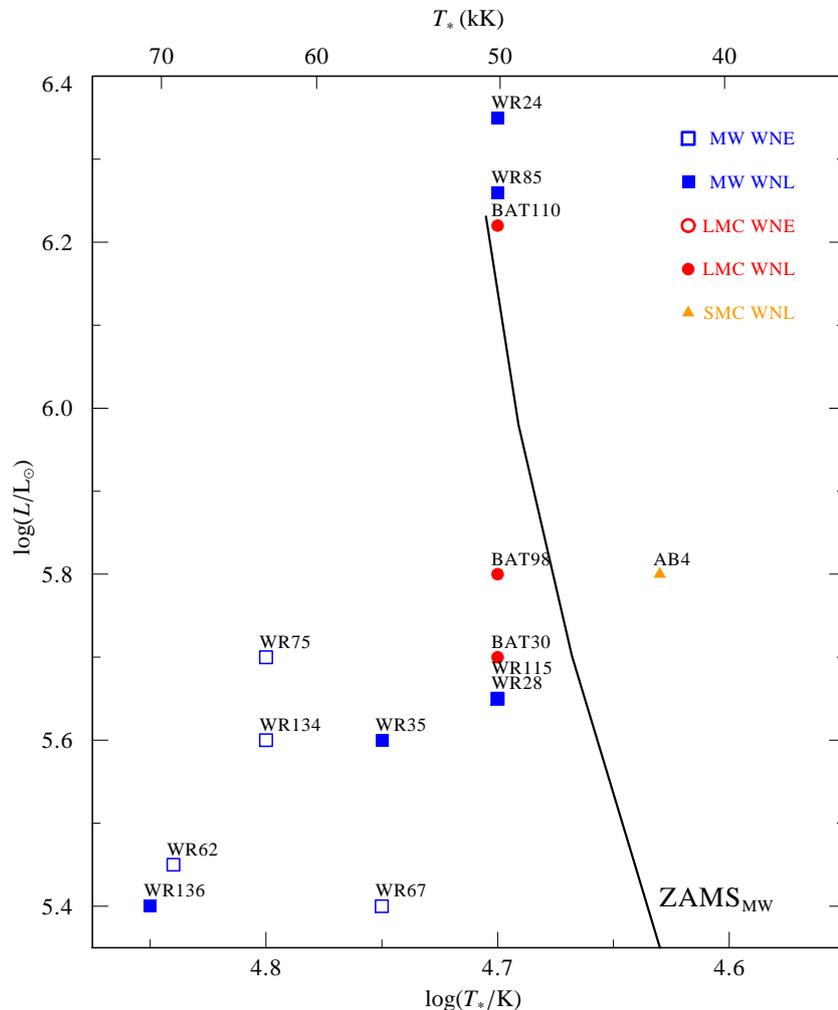


Abbildung 4.20 – HRD der WN6-Sterne verschiedener Galaxien (Unterscheidung des Wasserstoffgehalts: WNE-wasserstofffreie Sterne, WNL- wasserstoffhaltige Sterne)

In Abbildung 4.20 sind alle Sterne in einem HRD dargestellt. Es zeigt sich, dass die Leuchtkräfte der Sterne mit ähnlichem Massenverlust mit dem Metallgehalt der Herkunftsgalaxie skalieren. Für die Sterne WR 35, BAT 30 und AB 4 wurde eine ähnliche Massenverlustrate bestimmt. Die Leuchtkräfte dieser Sterne nehmen mit wachsendem Metallanteil ab. Für AB 4 aus der metallärmsten Galaxie wurde im Vergleich die höchste Leuchtkraft bestimmt. Der Stern WR 67 aus der metallreichsten Galaxie ist am leuchtschwächsten.

Dies spricht dafür, dass der den Sternwind treibende Mechanismus nicht ausschließlich durch die Leuchtkraft bestimmt ist, sondern auch von anderen Parametern abhängt. Da die Sterne aus unterschiedlichen Galaxien mit verschiedenem Metallanteil stammen, kann hier eine Abhängigkeit des Windes von der Metallizität vermutet werden.

4.8 Spektraltyp WN7

Insgesamt wurden neun galaktische Sterne des Samples dem Spektraltyp WN7 zugeordnet. Drei WN7-Sterne liegen in der LMC. Kein Stern der Kleinen Magellanschen Wolke erfüllt die Kriterien des Subtyps WN7. Nach dem Klassifikationssystem von Smith et al. (1996) sind die Peaks der Spektrallinien des neutralen und des einfach ionisierten Heliums eines WN7-Sterns gleich hoch, wobei die He I-Linie etwas breiter ist. Weiterhin sollten die Stickstofflinien von N III bis N V im Spektrum zu sehen sein, wobei N III am stärksten sein sollte. N V ist laut Klassifikationskriterien das schwächste Stickstoffion. Die C IV-Linie sollte ebenfalls zu sehen, aber etwa dreimal schwächer als die benachbarte He I-Linie sein.

Die Differenzierung der galaktischen Sterne in WN-w und WN-s, die von Hamann et al. (1995b,a) eingeführt wurde, bezieht sich im Allgemeinen auf die früheren Typen WN2 bis WN6. Allerdings findet diese Unterscheidung auch bei allen wasserstofffreien WN7-Sternen noch Anwendung. Nach Hamann et al. (2006) gelten die Sterne WR 55, WR 63, WR 74, WR 84, WR 120 und WR 123 als WNE-w. WR 100 wurde als WNE-s eingestuft. Lediglich für die Sterne WR 78, WR 82 und WR 131, die als späte Typen klassifiziert wurden, da sie Wasserstoff enthalten, entfällt die Unterteilung in WN-w und WN-s.

Vergleich der Spektren

Die Spektren der galaktischen Sterne, die als WN7 klassifiziert wurden, sind von der starken He II-Linie bei $\lambda 4686 \text{ \AA}$ und von der ebenfalls starken N III-Linie geprägt. Diese beiden Spektrallinien überragen alle weiteren Linien im optischen Wellenlängenbereich. Für die Heliumlinie wurde im Spektrum von WR 55 eine Äquivalentbreite von 115 \AA gemessen. Für die Stickstofflinie wurde ein Wert von rund 75 \AA ermittelt. Mit einer Äquivalentbreite von 25 \AA ist die N IV-Linie bei $\lambda 4057 \text{ \AA}$ etwas schwächer und schmaler, aber immer noch auffällig. Die N V-Linie ist hingegen nur noch schwach zu erkennen. Die Peakhöhen der klassifikationsrelevanten Heliumlinien sind etwa gleich, wobei die He I-Linie etwas breiter als die He II-Linie ist. Die Kohlenstofflinie des Ions C IV erscheint ebenfalls in Emission, ist aber mit einer Äquivalentbreite von rund 15 \AA , gemessen im Spektrum von WR 55, deutlich schwächer als die He I-Linie, für die eine Stärke von 30 \AA ermittelt wurde. Im Allgemeinen ähneln sich die Linienbreiten der WN7-Milchstraßensterne.

Ein Sonderfall ist dabei der Stern WR 100, der als WNE-s klassifiziert wurde und deutlich breitere Spektrallinien zeigt. Bei näherungsweise gleicher Peakhöhe unterscheiden sich die Halbwertsbreiten der He II-Linie bei $\lambda 4686 \text{ \AA}$ im Spektrum von WR 55, der als WN-w eingestuft wurde und WR 100 um rund 15 \AA . Abbildung 4.21 verdeutlicht die Unterschiede zwischen beiden Spektren. Die spektralen Merkmale der beiden wasserstoffhal-

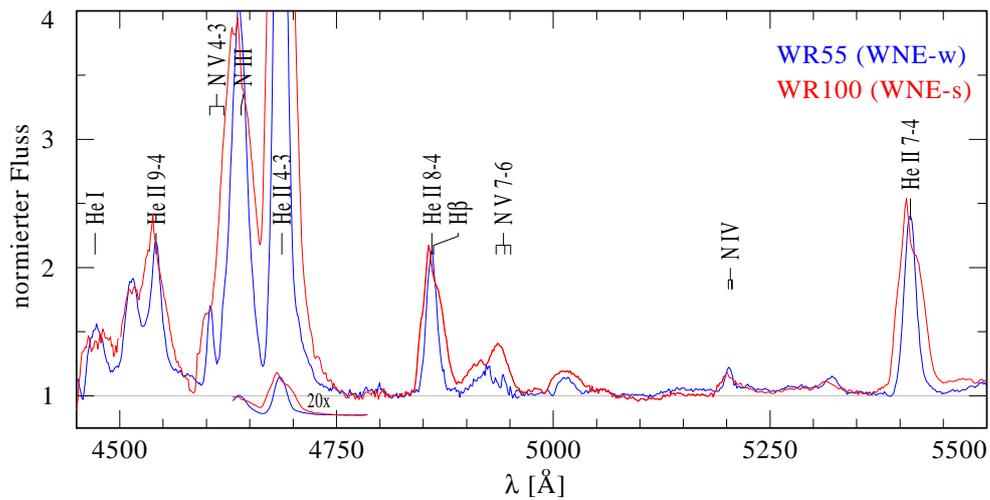


Abbildung 4.21 – Vergleich der optischen Spektren zwischen einem galaktischen WN7-w (blau) und WN7-s (rot) Stern

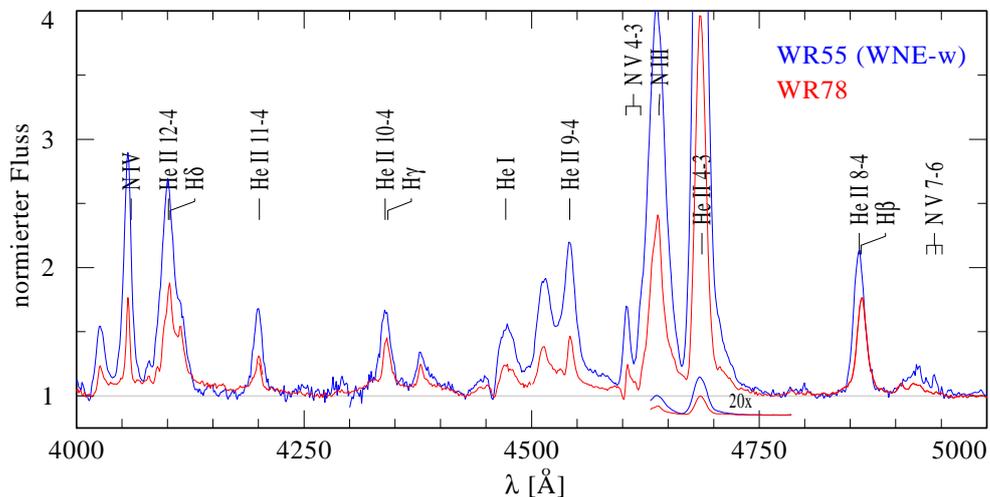


Abbildung 4.22 – Vergleich der optischen Spektren zwischen zwei galaktischen WN7-Sternen mit verschiedenen spektralen Eigenschaften

tigen Sterne WR 78 und WR 131 weichen ebenfalls von den übrigen Spektren der galaktischen WN7-Sterne ab. Die Spektrallinien beider Sterne zeigen vergleichsweise geringe Peakhöhen. Der Peak der N III-Linie im Spektrum von WR 55 ist mehr als doppelt so hoch, wie im Spektrum von WR 78. Dadurch unterscheiden sich auch die Äquivalentbreite der N III-Linie zwischen den beiden Spektren um etwa 30 \AA . Abbildung 4.22 zeigt einen Vergleich der unterschiedlichen Spektren der galaktischen WN7-Sterne.

Die Spektren der LMC-Sterne sind ebenfalls von der He II-Linie bei $\lambda 4686 \text{\AA}$ und der N III-Linie bei $\lambda 4634 \text{\AA}$ geprägt. Der Peak der N IV-Linie ist kleiner als bei der N III-Linie

4 Phänomenologie der Spektraltypen in Abhängigkeit der Metallizität

aber deutlich größer als bei der N v-Linie. Die Peaks von He I bei $\lambda 5875 \text{ \AA}$ bzw. He II bei $\lambda 5411 \text{ \AA}$ sind in etwa gleich hoch, wobei die Spektrallinie des neutralen Heliums etwas breiter ist. Kohlenstoff ist in den Spektren der LMC-Sterne ebenfalls sichtbar, allerdings ist die C IV-Linie eindeutig schwächer als die zuvor betrachteten Helium- und Stickstofflinien.

Eine Ausnahme ist der Stern BAT 16, in dessen Spektrum der Peak der He I-Linie deutlich höher liegt als bei der Spektrallinie des einfach ionisierten Heliums. Für das Verhältnis der He II- zur He I-Linie wurde in Bezug auf die Peakhöhen ein Wert von 0.6 und in Bezug auf die Äquivalentbreiten ein Wert von 0.4 ermittelt. Beide Ergebnisse widersprechen nach dem Klassifikationsschema von Smith et al. (1996) der Zuordnung zum Spektraltyp WN7. Sie entsprechen vielmehr den Klassifikationskriterien des Subtyps WN8. Weitere Kriterien des Spektraltyps WN8 sind ebenfalls erfüllt. Einzig das N IV zu N III Verhältnis der Peakhöhen entspricht mit einem Wert von 0.5 näherungsweise den Kriterien des Subtyps WN7. Der Stern wird deshalb von den weiteren Betrachtungen ausgeschlossen.

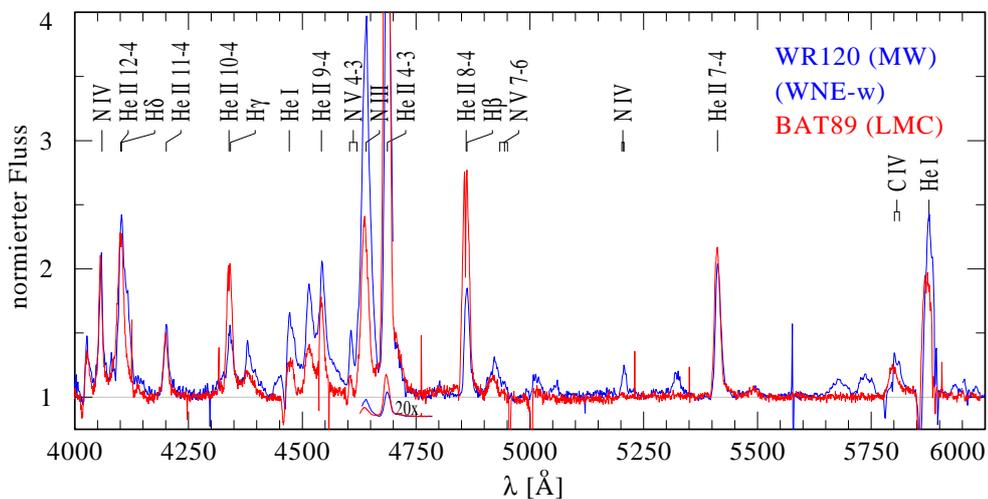


Abbildung 4.23 – Vergleich der optischen Spektren zweier Sterne des Subtyps WN7 aus der Milchstraße und aus der LMC

Abbildung 4.23 zeigt den Vergleich der Spektren zweier WN7-Sterne die aus der Milchstraße bzw. der LMC stammen. Es kann keine generelle Aussage über die Peakhöhen der galaktischen Spektrallinien im Vergleich mit den Linien der LMC-Sterne getroffen werden. Es wird jedoch deutlich, dass die Emissionslinien der Metallionen in den Spektren der Milchstraßensterne etwas stärker sind. Dies trifft speziell für die N III-Linie zu. Dagegen sind die He II-Linien der LMC-Sterne teilweise deutlich stärker als bei den galaktischen Sternen. Dies ist insbesondere bei jeder zweiten Heliumlinie der Pickering-Serie zu beobachten und somit auf Wasserstoff in den Atmosphären der LMC-Sterne zurückzuführen, der bei den meisten WN7-Sternen der Milchstraße nicht zu beobachten ist. Die Spektrallinien der galaktischen Sterne sind im Vergleich mit den Spektrallinien der LMC-Sterne entweder breiter oder haben eine ähnliche Breite. Ausgenommen von dieser Betrachtung sind die galaktischen Sterne WR 78 und WR 131, die generell schwächere Linien zeigen

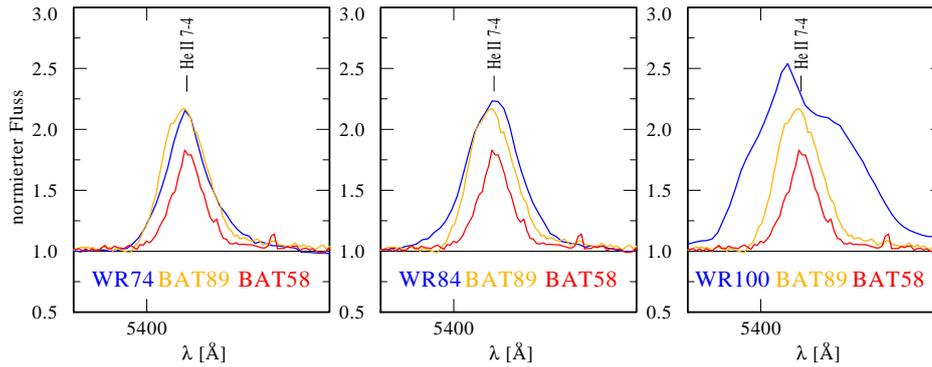


Abbildung 4.24 – Vergleich der He II-Linie zwischen galaktischen und LMC-Sternen des Spektraltyps WN7

als die LMC-Sterne. In Abbildung 4.24 ist ein Vergleich der He II-Linien zwischen verschiedenen galaktischen und LMC-Sternen dargestellt. Der LMC-Stern BAT 58 zeigt dabei eine deutlich geringe Linienbreite als die galaktischen Sterne, was für einen metallizitäts-abhängigen Wind spricht. Die Linienbreite von BAT 89 stimmt hingegen weitestgehend mit der spektralen Linienbreite des galaktischen Sterns WR 74 überein, was gegen diese Theorie spricht. Im Vergleich mit WR 84 zeigt BAT 89 jedoch etwas schmalere Linien. Deutlich schmalere Linien sind in der Gegenüberstellung mit dem galaktischen Stern WR 100 zu beobachten. Dies sind ebenfalls Argumente für eine Abhängigkeit des Sternwindes vom Metallgehalt.

Es wurden keine Sterne des Subtyps WN7 aus der Milchstraße und der Großen Magellanschen Wolke gefunden, die als spektrale Zwillinge bezeichnet werden können. Die bestmöglichen spektralen Übereinstimmungen zwischen zwei Sternen sind bereits in Ab-

Tabelle 4.13 – Zusammenfassung der Kennwerte verschiedener Spektrallinien für Sterne des Subtyps WN7

	He II $\lambda 5411$ Å			He I $\lambda 5875$ Å		N III $\lambda 4634$ Å		C IV $\lambda 5808$ Å	
	W_λ [Å]	FWHM [Å]	Peak/K.	W_λ [Å]	Peak/K.	W_λ [Å]	Peak/K.	W_λ [Å]	Peak/K.
WR55(-w)	24	16	2.4	30	2.2	75	4.1	15	1.6
WR100(-s)	45	30	2.5	55	2.3	110	4.2	21	1.6
BAT89	18	15	2.2	16	2.0	30	2.4	7	1.2
<i>Ausnahmen:</i>									
WR78	7	12	1.7	9	1.6	34	2.4	3	1.1
BAT16	10	10	1.9	23	2.4	35	2.9	3	1.1
<i>Weitere Ausnahmen:</i> WR131									

bildung 4.23 dargestellt. Spektrale Ähnlichkeiten in dieser Form konnten außerdem zwischen den galaktischen Sternen WR 55, WR 74, WR 78, WR 120 und den beiden LMC-Sternen BAT 58 und BAT 89 gefunden werden. In den übrigen Spektren gibt es zu große Abweichungen bezüglich Peakhöhen und Linienbreiten. Dies bestätigt auch die Tabelle 4.13 in der die Kennwerte verschiedener Spektrallinien für einige WN7-Sterne der Milchstraße und der LMC zusammengefasst sind.

4.9 Spektraltyp WN8

Aus der Milchstraße sind acht und aus der Großen Magellanschen Wolke zwei Sterne dem Spektraltyp WN8 zugeordnet. Im Sample wurde kein Stern der Kleinen Magellanschen Wolke als WN8 klassifiziert. Laut Klassifikationsschema von Smith et al. (1996) soll He I bei $\lambda 5875 \text{ \AA}$ in den Spektren eines WN8-Sterns doppelt so hoch und viermal so stark sein, wie die He II-Linie bei $\lambda 5411 \text{ \AA}$. Die Peakhöhen der N V- und der N IV-Linie sollen deutlich geringer sein als der Peak von N III. Im Spektrum eines WN8-Sterns ist den Klassifikationskriterien zufolge weiterhin eine Kohlenstofflinie bei $\lambda 5808 \text{ \AA}$ zu erwarten, die im Vergleich mit den beiden zuvor betrachteten Heliumlinien deutlich schwächer ist.

Vergleich der Spektren

Die galaktischen WN8-Sterne zeichnen sich in erster Linie durch die He II-Linien bei $\lambda 4686 \text{ \AA}$ und bei $\lambda 6560 \text{ \AA}$ aus, deren Peaks rund viermal so hoch sind wie das Kontinuum. Etwas geringere Peakhöhen konnten für die N III-Linie bei einer Wellenlänge von 4636 \AA und für die He I-Linie bei $\lambda 5875 \text{ \AA}$ beobachtet werden. Beide Linien sind in den meisten galaktischen Spektren etwa dreimal so stark wie das Kontinuum und damit auch stärker als die übrigen Spektrallinien im optischen Wellenlängenbereich. Die Spektrallinien der Stickstoffionen N IV und N V sowie die C IV-Linie sind bei den galaktischen WN8-Sterne nur noch schwach ausgeprägt und werden von den meisten Heliumlinien der Pickering-Serie überragt. Die Spektren aller galaktischen Sterne ähneln sich stark im Vergleich der Peakhöhen und der Linienbreiten.

Lediglich der Stern WR 89 nimmt dabei eine Sonderstellung ein. In Abbildung 4.25 ist zu sehen, dass WR 89 deutlich schwächere Linien zeigt. Für die He I-Linie wurde im Spektrum von WR 89 ein Wert von $W_\lambda \approx 6 \text{ \AA}$ gemessen. Mit einer Äquivalentbreite von rund 45 \AA ist die He I-Linie im Spektrum von WR 40 etwa siebenmal stärker. Dies verdeutlicht die spektralen Unterschiede beider Sterne. Durch eigene Messungen konnte dennoch für beide Sterne die Zuordnung zum Spektraltyp WN8 bestätigt werden.

Die He II-Linien bei $\lambda 4686 \text{ \AA}$ und $\lambda 6560 \text{ \AA}$ dominieren auch die Spektren der beiden LMC-Sterne des Spektraltyp WN8 BAT 44 und BAT 96. Die nächst stärkeren Linien stammen von N III, für die eine Äquivalentbreite von rund 20 \AA gemessen wurde. N IV und N V sind ebenfalls zu sehen, allerdings ist N V mit einer Äquivalentbreite von etwa 1 \AA im Vergleich zu 4 \AA , die für die N IV-Linie gemessen wurde, schwächer. Die C IV-Linie bei $\lambda 5808 \text{ \AA}$ ist im Spektrum von BAT 44, bedingt durch Rauschen, kaum zu erkennen. Für

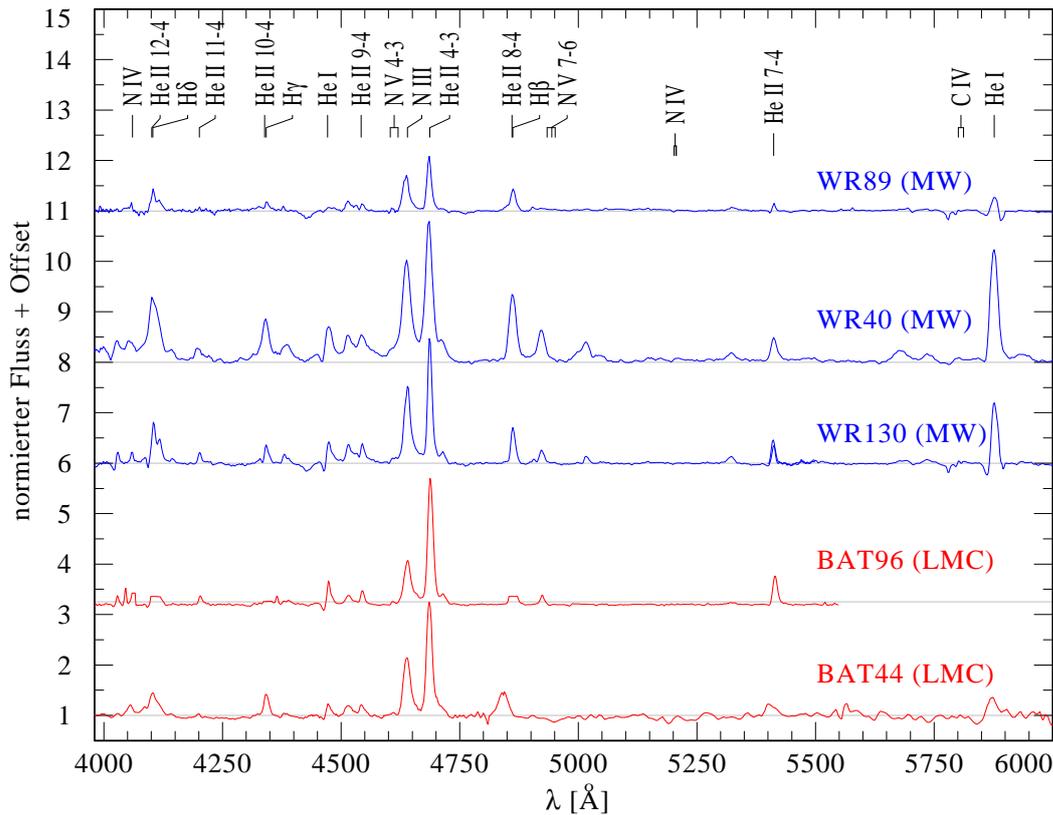


Abbildung 4.25 – Vergleich der optischen Spektren von galaktischen und LMC WN8-Sternen

den Stern BAT 96 liegen nur Beobachtungsdaten bis zu einer Wellenlänge von 5550 Å vor, sodass weder eine Aussage über die C iv- noch über die klassifikationsrelevante He I-Linie möglich ist. Im Spektrum von BAT 44 ist der Peak von He I bei 5875 Å zweimal größer als der Peak des einfach ionisierten Heliums, wobei beide Linien relativ schwach sind. Die Äquivalentbreite der He II-Linie bei einer Wellenlänge von 5411 Å beträgt nur rund 5 Å, während für He I ein Wert von ca. 15 Å gemessen wurde. In Tabelle 4.14 sind die Werte der verschiedenen Spektrallinien für einige Sterne der Milchstraße und der Großen Magellanschen Wolke zusammengefasst dargestellt.

Ein Vergleich der Spektren zwischen galaktischen und LMC-Sternen ist in Abbildung 4.25 dargestellt. WR 40 ist ein exemplarisches Beispiel für einen galaktischen WN8-Stern. Die Spektrallinien des Sterns WR 130 sind dagegen schon etwas schwächer. Es konnten kaum Gemeinsamkeiten zwischen den galaktischen Spektren denen der LMC gefunden werden. Die Peakhöhen in den galaktischen Spektren sind meist größer als in den Spektren der LMC-Sterne. Dies gilt insbesondere für die N III- und die He I-Linien (siehe auch Tabelle 4.14). Spektrale Übereinstimmungen gibt es lediglich zwischen den beiden LMC-Sternen BAT 44 und BAT 96 und den Sternen WR 89 bzw. WR 130, die unter den galaktischen Sternen als spektrale Ausnahme galten. Die Gemeinsamkeiten sind jedoch nicht

4 Phänomenologie der Spektraltypen in Abhängigkeit der Metallizität

Tabelle 4.14 – Zusammenfassung der Kennwerte verschiedener Spektrallinien für Sterne des Subtyps WN8

	He II $\lambda 5411$ Å			He I $\lambda 5875$ Å		N III $\lambda 4634$ Å		C IV $\lambda 5808$ Å	
	W_λ [Å]	FWHM [Å]	Peak/K.	W_λ [Å]	Peak/K.	W_λ [Å]	Peak/K.	W_λ [Å]	Peak/K.
WR40	9	18	1.5	45	3.2	50	3.0	4	1.1
BAT44	6	17	1.2	15	1.4	22	2.1	-	-
BAT96	7	14	1.6	-	-	17	1.9	-	-
<i>Ausnahmen:</i>									
WR89	0.7	9	1.1	6	1.3	12	1.7	1.5	1.03
WR130	4	10	1.5	17	2.2	30	2.2	2.0	1.05

ausreichend um diese Sterne als spektrale Zwillinge zu bezeichnen. Große Abweichungen gibt es insbesondere zwischen den Höhen der Peaks, weniger zwischen den Linienbreiten.

In Abbildung 4.26 ist die markante He II-Linie von einigen galaktischen Sternen und einem LMC-Stern im Vergleich dargestellt. Auf den zweiten LMC-Stern wurde verzichtet, da beide Sterne eine sehr ähnliche Linienbreite haben. Es wird deutlich, dass sich die spektralen Linienbreiten nur gering unterscheiden. WR 40 und WR 66 zeigen etwas breitere Linien als der LMC-Stern BAT 96. Da breitere Linien auf einen schnelleren Wind hindeuten, ist dies ein Indiz für einen metallizitätsabhängigen Sternwind. Dagegen spricht allerdings, dass die Linienbreiten des LMC-Sterns BAT 96 und des galaktischen Sterns WR 123 sehr ähnlich sind.

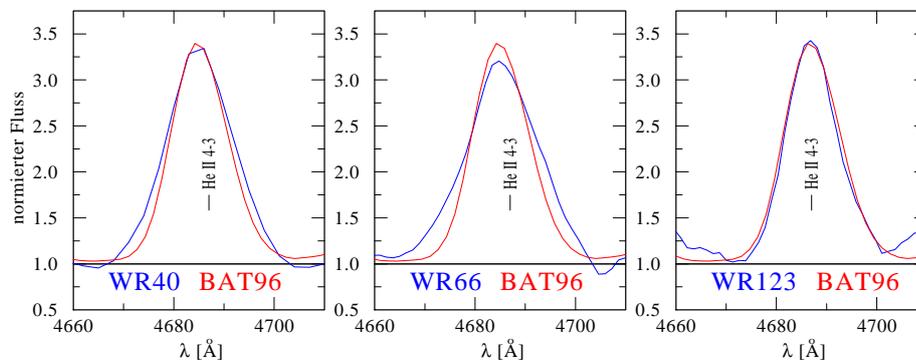


Abbildung 4.26 – Vergleich der He II-Linie zwischen drei galaktischen und einem LMC-Stern des Spektraltyps WN8

4.10 Spektraltyp WN9

Das Klassifikationsschema von Smith et al. (1996) umfasst nur die Spektraltypen WN2 bis WN8. Für den Subtyp WN9 sind nur noch wenig Zuordnungskriterien angegeben. Das Hauptkriterium, welches über das Linienvverhältnis He II zu He I definiert ist, ist mit einem Fragezeichen versehen. Die Klassifikation der Sterne der Spektralklassen WN9 bis WN11 basiert daher auf einem System von Crowther et al. (1995) (vgl. Tabelle 2.2 Seite 12).

Nach diesem System zeichnet sich das Spektrum eines WN9-Sterns durch die Relation $N_{III} > N_{II}$ bezüglich der Liniestärke aus. Dieses bezieht sich Crowther et al. (1995) zufolge auf die N III-Linie bei einer Wellenlänge von 4634 Å und die N II-Linie bei 43995 Å. Außerdem soll im Spektrum eines WN9-Sterns kein N IV bei einer Wellenlänge von 4057 Å zu sehen sein. Zwei WN9-Sterne des Samples befinden sich in der Milchstraße und fünf in der LMC. In der SMC ist derzeit kein Stern des Subtyps WN9 bekannt.

Vergleich der Spektren

Die Spektren der galaktischen Sterne WR 105 und WR 108 sind von den He II-Linien bei 44861 Å bzw. 46560 Å geprägt, da sie alle anderen Spektrallinien im Optischen überragen. In Abbildung 4.27 sind die Spektren beider galaktischen WN9-Sterne WR 105 und WR 108 in einem Wellenlängenbereich von 4000 Å bis 5100 Å dargestellt. Die letztgenannte Heliumlinie ist aus diesem Grund nicht sichtbar. Bei beiden Sternen ist die Spektrallinie des

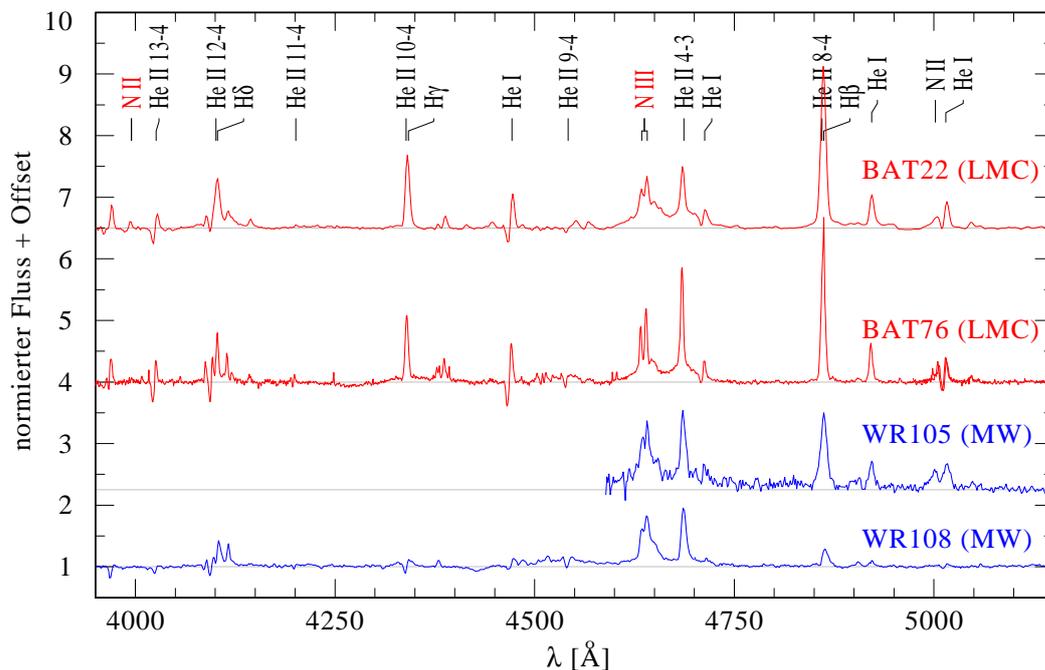


Abbildung 4.27 – Vergleich der optischen Spektren von galaktischen und LMC WN9-Sternen

4 Phänomenologie der Spektraltypen in Abhängigkeit der Metallizität

Ions N III ähnlich stark wie die He II-Linie bei $\lambda 4686 \text{ \AA}$. Da die Spektren sehr verrauscht sind, ist eine verlässliche Angabe über die C IV-Linie bei $\lambda 5808 \text{ \AA}$ oder über höher ionisierte Stickstofflinien kaum möglich. Weiterhin liegen für WR 105 nur Beobachtungsdaten ab einer Wellenlänge von 4600 \AA vor, sodass die klassifikationsrelevante N II-Linie nicht zu sehen ist. Eine weitere N II-Linie konnte jedoch mithilfe der NIST-Datenbank³ (*National Institute of Standards and Technology*) bei einer Wellenlänge von 5002 \AA identifiziert werden. Diese Linie ist im Spektrum des Sterns WR 105 deutlich sichtbar und mit einer Äquivalentbreite von rund 4 \AA schwächer als die klassifikationsrelevante Linie des zweifach ionisierten Stickstoffs, für die eine Stärke von 6 \AA gemessen wurde. Im Spektrum des Sterns WR 108 ist weder die N II-Linie bei $\lambda 3995 \text{ \AA}$ noch bei $\lambda 5002 \text{ \AA}$ zu sehen.

In Abbildung 4.27 sind auch die Spektren der LMC-Sterne dargestellt. Diese sind wie in den galaktischen Spektren von den He II-Linien und der He I-Linie bei $\lambda 5875 \text{ \AA}$ geprägt. Allerdings zeigen alle Sterne sehr schmale Linien. Die Halbwertsbreite der He II-Linie bei $\lambda 4861 \text{ \AA}$ beträgt im Spektrum von BAT 22 nur etwa 8 \AA , wobei BAT 22 der LMC-Sterne mit den breitesten Linien ist. Im Spektrum von BAT 76 wurde für die Heliumlinie nur eine Halbwertsbreite von ca. 4 \AA gemessen. Die beiden klassifikationsrelevanten Spektrallinien des einfach und zweifach ionisierten Stickstoffs sind in allen Spektren zu sehen. Mit einer Äquivalentbreite von etwa 4 \AA ist die N III-Linie deutlich stärker als die N II-Linie, für die ein Wert von nur ca. 1 \AA bestimmt wurde. In Übereinstimmung mit den Klassifikationsanforderungen des Spektraltyp WN9 kann kein N IV beobachtet werden. Die Spektren der WN9-Sterne BAT 54, BAT 111 und BAT 120 sind zu verrauscht oder mit Nebellinien versetzt, sodass sie nur bedingt verwendet werden können.

Tabelle 4.15 – Zusammenfassung der Kennwerte verschiedener Spektrallinien für Sterne des Subtyps WN9

	He II $\lambda 4861 \text{ \AA}$			He I $\lambda 4922 \text{ \AA}$		N II $\lambda 3995 \text{ \AA}$		N III $\lambda 4634 \text{ \AA}$	
	W_λ [\AA]	FWHM [\AA]	Peak/K.	W_λ [\AA]	Peak/K.	W_λ [\AA]	Peak/K.	W_λ [\AA]	Peak/K.
WR105	13	9	2.3	3	1.5	-	-	6	1.9
WR108	3	8	1.3	0.3	1.1	-	-	5	1.8
BAT22	22	8	3.6	4	1.5	1	1.1	4	1.6
BAT76	14	4	3.7	4	1.6	0.7	1.1	4	1.9

Im Vergleich sind die Heliumlinien der LMC-Sterne schmäler als die Linien der galaktischen Sterne. Eine Ausnahme ist BAT 22, dessen Spektrallinien eine ähnliche Breite aufweisen. Dafür sind die Peakhöhen der Heliumlinien in den LMC-Spektren häufig größer. Die Höhen der N III-Peaks stimmen hingegen näherungsweise zwischen den Sternen beider Galaxien überein, wobei die Stickstofflinien der galaktischen Sterne breiter sind. Zwischen

³<http://www.nist.gov/pml/data/asd.cfm>; Zugriff: 25.05.2011

den Sternen BAT 76 und WR 105 unterscheiden sich die Äquivalentbreiten der N III-Linie bei $\lambda 4634 \text{ \AA}$ um rund 2 \AA . In ähnlicher Form gilt dies auch für die N II-Linie bei $\lambda 5002 \text{ \AA}$, die mit Ausnahme von WR 108 in allen WN9-Spektren zu sehen ist. Die vergleichsweise schmalen Linien der LMC-Sterne können auf einen langsameren Wind zurückgeführt werden. Da die Große Magellansche Wolke metallärmer als die Milchstraße ist, spricht dies für einen metallizitätsabhängigen Wind und somit für eine Abhängigkeit des Massenverlust vom Metallgehalt. In Tabelle 4.15 sind die Kennwerte einiger Spektrallinien verschiedener WN9-Sterne im Überblick zusammengestellt.

Spektrale Übereinstimmungen in Bezug auf Linienvverhältnisse und Liniestärken konnten zwischen dem galaktischen Stern WR 105 und den LMC-Sternen BAT 22 und BAT 76 gefunden werden. Als spektrale Zwillinge können dabei nur WR 105 und BAT 22 bezeichnet werden, wobei sich die Schnittmenge zwischen den verfügbaren Beobachtungsdaten beider Sterne auf den Bereich $\lambda 4600 \text{ \AA}$ bis $\lambda 5600 \text{ \AA}$ beschränkt, wie in Abbildung 4.28 zu sehen ist.

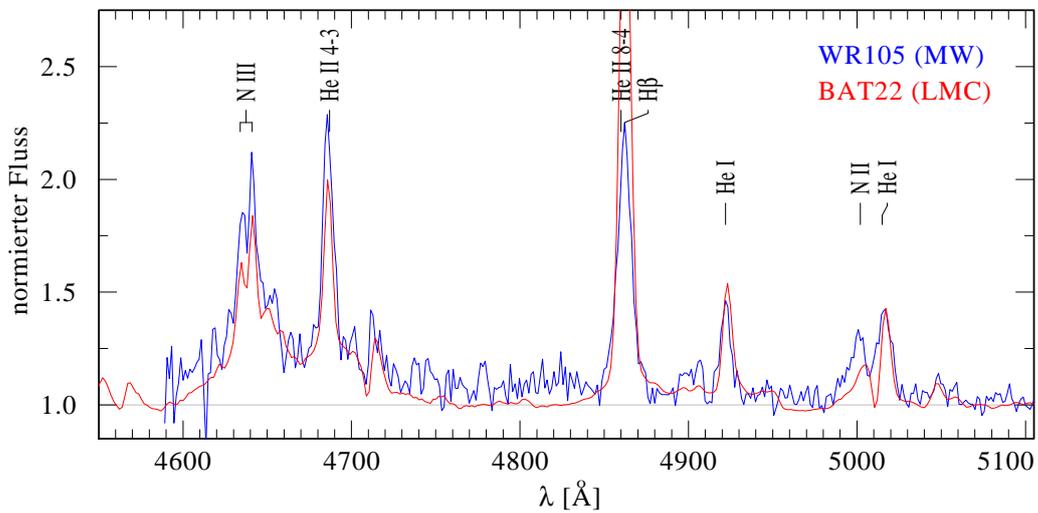


Abbildung 4.28 – Spektrale Zwillinge des Subtyps WN9

4.11 Spektraltyp WN10

Unter allen Sternen, die für die Analyse ausgewählt wurden, sind insgesamt nur zwei Sterne dem Spektraltyp WN10 zugeordnet. Beide Sterne BAT 13 und BAT 45 befinden sich in der LMC. Die WN10-Sterne sind allein durch die Relation $N_{\text{II}} \approx N_{\text{III}}$ gekennzeichnet. Crowther et al. (1995) beziehen sich dabei auf die N II-Linie bei $\lambda 3995 \text{ \AA}$ und die N III-Linie bei $\lambda 4634 \text{ \AA}$.

Vergleich der Spektren

In Abbildung 4.29 ist ein Ausschnitt der optischen Spektren der WN10-Sterne dargestellt. Es wird deutlich, dass die stärksten und somit auffälligsten Linien einerseits vom neutralen Helium stammen und bei einer Wellenlänge von 5875 \AA liegen und andererseits vom einfach ionisierten Helium bei einer Wellenlänge von 4861 \AA emittiert werden. Beide Linien sind mindestens viermal höher als das Kontinuum. Die nächst stärkeren Spektrallinien stammen ebenfalls vom Helium. Auffällig ist weiterhin die N III-Linie bei einer Wellenlänge von 4634 \AA . Da sich hier verschiedene Linien überlagern, kommt es zu ei-

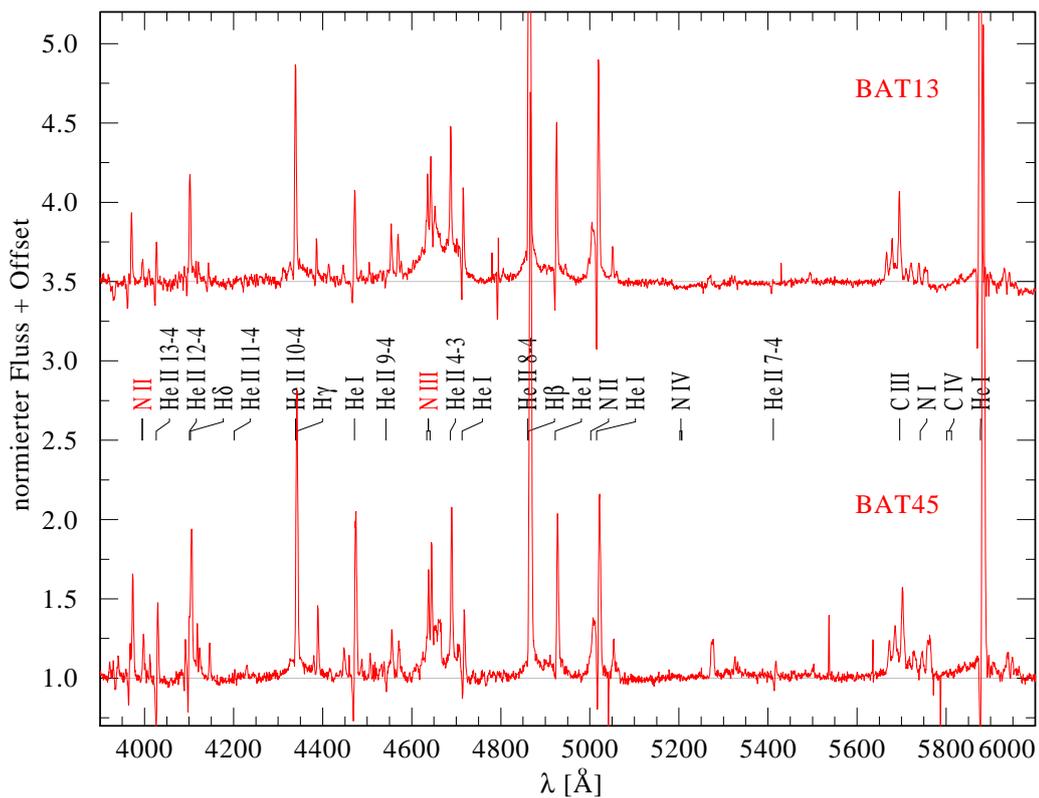


Abbildung 4.29 – Optische Spektren der zwei LMC-Sterne des Spektraltyp WN10

nem regelrechten Emissionslinienkomplex. Entgegen der WN10-Klassifikationskriterien ist die N II-Linie bei $\lambda 3995 \text{ \AA}$, für die eine Äquivalentbreite von rund 1 \AA gemessen wurde, schwächer als die ca. 3 \AA starke N III-Linie. Beide Linien sind, aufgrund ihrer Bedeutung für die spektrale Klassifikation in Abbildung 4.29 mit rot beschriftet. Die N II-Linie bei $\lambda 5002 \text{ \AA}$ ist mit einer Äquivalentbreite von etwa 4 \AA hingegen ähnlich stark wie die N III-Linie. Ein weiterer Emissionskomplex ist in beiden WN10-Spektren einem Bereich um $\lambda 5700 \text{ \AA}$ zu beobachten. Hier überlagern sich verschiedene Stickstoff- und Kohlenstofflinien von N I, N II und C III. In Abbildung 4.30 ist dieser Bereich für beide WN10-Sterne dargestellt. Die Emissionslinien wurden mithilfe der Datenbank NIST identifiziert.

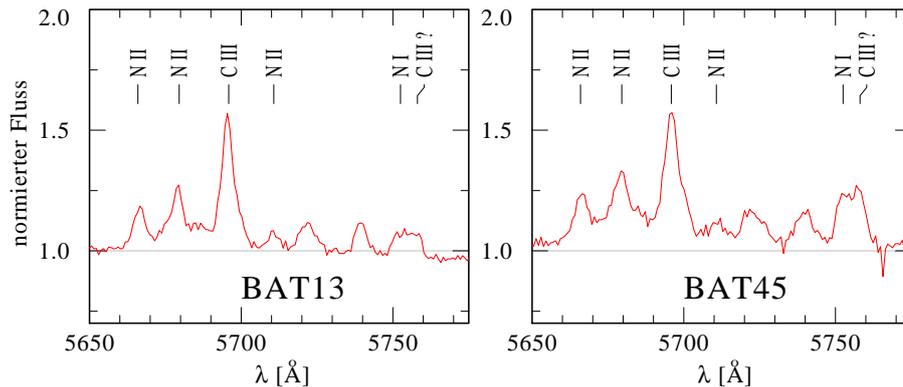


Abbildung 4.30 – Emissionslinienkomplexes im Spektrum der WN10-Sterne

Mit einer Halbwertsbreite von etwa 5 \AA , die für die He II-Linie bei $\lambda 4861 \text{ \AA}$ gemessen wurde, sind die Spektrallinien der WN10-Sterne sehr schmal. Dies spricht für einen langsamen Wind. Die schmalen und sehr hohen Linien könnten allerdings auch von einem Nebel stammen. In den Untersuchungen von Nota et al. (1996) wurde für keinen der beiden Sterne ein Nebel nachgewiesen. In Tabelle 4.16 sind die Werte bestimmter Spektrallinien noch einmal im Überblick dargestellt. Die meisten Heliumlinien zeigen weiterhin die WR-Stern typischen P-Cygni Profile. Dieses besondere Linienprofil, als Resultat der Überlagerung einer blauverschobenen Absorptions- mit einer starken Emissionslinie, ist ein Hinweis auf eine expandierende Sternatmosphäre.

Tabelle 4.16 – Zusammenfassung der Kennwerte verschiedener Spektrallinien für Sterne des Subtyps WN10

	He II $\lambda 4861 \text{ \AA}$			He I $\lambda 4922 \text{ \AA}$		N II $\lambda 3995 \text{ \AA}$		N III $\lambda 4634 \text{ \AA}$	
	W_λ [\AA]	FWHM [\AA]	Peak/K.	W_λ [\AA]	Peak/K.	W_λ [\AA]	Peak/K.	W_λ [\AA]	Peak/K.
BAT13	30	5	6.3	5	2.0	0.8	1.1	3	1.7
BAT45	25	5	4.7	6	2.0	1.4	1.3	3	1.7

4.12 Spektraltyp WN11

Die Spektren der Sterne des Subtyps WN11 sind nach Crowther et al. (1995) durch gleichstarke Spektrallinien des einfach ionisierten Stickstoff und Helium bei einer Wellenlänge von 3995 Å bzw. 4541 Å gekennzeichnet. Des Weiteren ist eine schwache N III-Linie bei einer Wellenlänge von 4634 Å zu erwarten. Insgesamt gibt es nur drei Sterne des Samples, die dem Spektraltyp WN11 zugeordnet wurden. Alle drei Sterne BAT 55, BAT 130 und BAT 133 liegen in der LMC.

Vergleich der Spektren

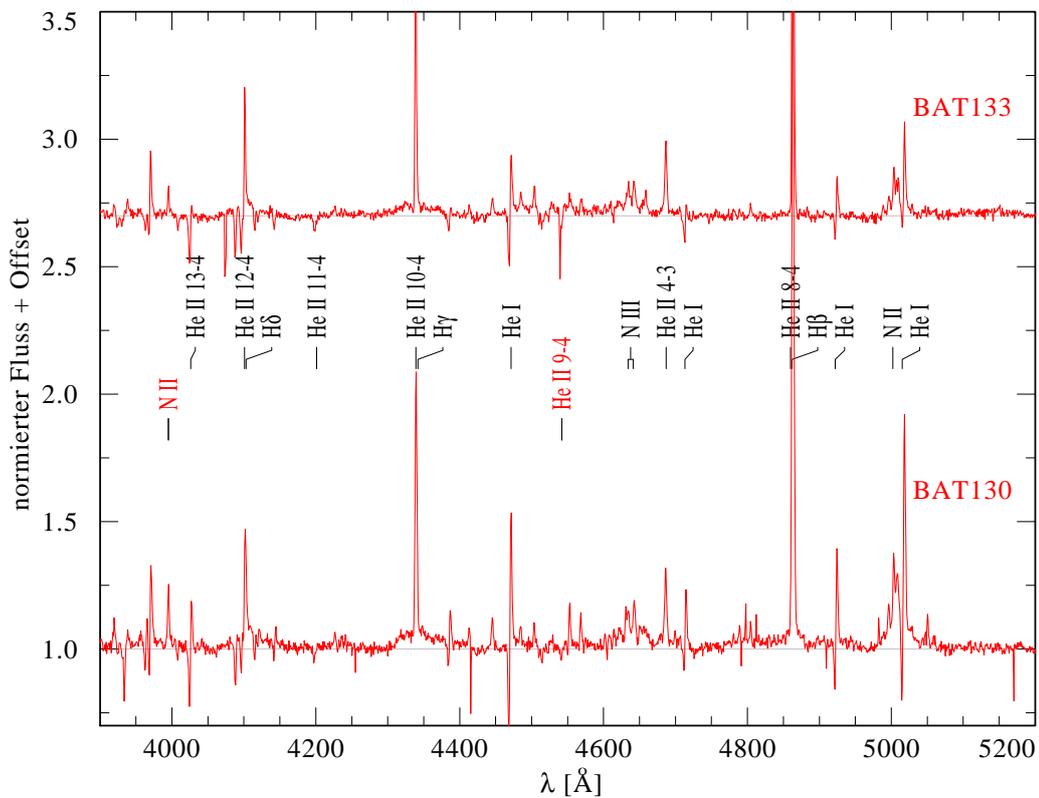


Abbildung 4.31 – Optische Spektren zweier LMC-Sterne des Spektraltyps WN11

Die optischen Spektren von zwei LMC-Sternen des Spektraltyps WN11 sind in Abbildung 4.31 dargestellt. Es wird deutlich, dass das spektrale Bild der WN11-Sterne überwiegend von Helium gezeichnet ist. Die stärkste Spektrallinie, die rund viermal stärker als das Kontinuum ist, stammt vom einfach ionisierten Helium und liegt bei einer Wellenlänge von 4861 Å. Ähnlich stark ist die Spektrallinie des neutralen Heliums bei 5049 Å, die etwa dreimal größer als das Kontinuum ist. Im Gegensatz zu den Heliumlinien sind die

Stickstofflinien sehr schwach. Die klassifikationsrelevante N II-Linie ist mit einer Äquivalentbreite von nur rund 0.75 Å zwölf mal schwächer als die He I-Linie bei 5875 Å, für die ein Wert von 9 Å gemessen wurde. Mit einer Äquivalentbreite von nur rund 0.3 Å, ist die N III-Linie bei 4634 Å gemäß der Klassifikationsbedingungen noch schwächer. In Abbildung 4.31 sind die Spektrallinien, auf denen die Klassifikationskriterien von Crowther et al. (1995) basieren, mit roter Schrift gekennzeichnet. Es zeigt sich, dass die He II-Linie im Spektrum von BAT 133 in Absorption erscheint. Da in der Klassifikation lediglich eine ähnliche Linienstärke der N II- und der He II-Linie gefordert wird und sich beide Spektrallinien in der Äquivalentbreite nur um rund 0.2 Å unterscheiden, sind die Kriterien des Spektraltyp WN11 dennoch erfüllt. Eine deutlich stärkere N II-Linie, mit einer Äquivalentbreite von ca. 2.5 Å, ist bei einer Wellenlänge von 5002 Å zu beobachten. Der Emissionslinienkomplex im Bereich von 5700 Å ist auch in den WN11-Spektren in schwächerer Ausprägung zu erkennen. Er setzt sich wahrscheinlich aus Linien des neutralen, sowie niedrig ionisierten Stickstoff und des zweifach ionisierten Kohlenstoff zusammen. Die Spektrallinien aller WN11-Sterne sind sehr schmal. Für die He II-Linie bei 4861 Å wurde nur eine Halbwertsbreite von rund 3 Å gemessen. Dies deutet auf einen sehr langsamen Wind hin. In Tabelle 4.17 sind die Daten verschiedener Spektrallinien von den Sternen des Subtyps WN11 zusammengetragen. Als weiteres spektrales Merkmal, erscheinen viele He I-Linien der WN-Sterne in Form von P-Cygni-Profilen.

Tabelle 4.17 – Zusammenfassung der Kennwerte verschiedener Spektrallinien für Sterne des Subtyps WN11

	He II 4861 Å			He I 4922 Å		N II 3995 Å		N III 4634 Å	
	W_λ [Å]	FWHM [Å]	Peak/K.	W_λ [Å]	Peak/K.	W_λ [Å]	Peak/K.	W_λ [Å]	Peak/K.
BAT130	10	3	3.6	1	1.4	0.8	1.3	0.3	1.1
BAT133	10	2	4.9	0.2	1.2	0.2	1.1	0.3	1.1

Die sehr schmalen und hohen Linien in den WN11-Spektren deuten auf einen, den Stern umgebenden, Nebel hin. Die markanten Nebellinien der „verbotenen“ O III-Übergänge bei 4959 Å und 5007 Å sind in den vorliegenden WN11-Spektren nicht zu erkennen. Mit rund 30kK sind die Temperaturen der WN11-Sterne allerdings auch zu gering um die benötigte Ionisationsenergie aufzubringen. Für die beiden Sterne BAT 55 und BAT 133 konnte unter anderem anhand der H β -Linie das Vorhandensein eines Nebels von Nota et al. (1996) bzw. Pasquali et al. (1999) abgeleitet werden. Für BAT 130 liegen bisher keine Informationen bezüglich eines Nebels vor. Die spektrale Ähnlichkeit zu BAT 133 legt die Existenz eines Nebels allerdings auch für BAT 130 nahe.

5 Einfluss der Metallizität

5.1 Quantitative Verteilung der Subtypen

Die einzelnen Spektralklassen zeigen unterschiedliche Häufigkeiten in den Galaxien. Tabelle 5.1 zeigt die quantitative Verteilung der Spektraltypen aller berücksichtigten WN-Sterne in den drei Galaxien. Doppelsterne wurden auch bei dieser Aufzählung nicht mit einbezogen. Zunächst wird deutlich, dass in der SMC mit Abstand die wenigsten WN-Sterne vertreten sind. Lediglich sechs WN-Sterne wurden hier bisher entdeckt, die laut Foellmi et al. (2003a) alle zu den frühen Typen WN2 bis WN5 gehören, mit einem Maximum bei WN3. Des Weiteren konnte bei allen Sternen der SMC Wasserstoff nachgewiesen werden (vgl. Tabelle 4.3). Dies ist jedoch ungewöhnlich, da Wasserstoff in der Regel nur in den Atmosphären der späten Typen WN7 bis WN11 beobachtet wird.

Tabelle 5.1 – Anzahl der betrachteten WN-Sterne pro Spektraltyp und Galaxie

Spektraltyp	MW	LMC	SMC
WN2	1	1	0
WN3	3	12	3
WN4	9	23	1
WN5	6	6	1
WN6	10	3	1
WN7	9	3	0
WN8	8	2	0
WN9	2	5	0
WN10	0	2	0
WN11	0	3	0

Spektraltyp nach: MW: van der Hucht (2001); LMC: Breysacher et al. (1999); Foellmi et al. (2003b); SMC: Foellmi et al. (2003a)

Die meisten WN-Sterne, die in dieser Arbeit betrachtet werden, sind in der LMC zu finden. Es wurden 60 Sterne berücksichtigt, von denen eine deutliche Mehrheit als WN4 klassifiziert wurde. Der Stern BAT 73, der als WN4.5 eingestuft wird, wird hier ebenfalls als WN4 gehandhabt. In der LMC ist, wie auch in der SMC, ein Trend zu den frühen Typen zu erkennen. 70% der LMC-Sterne gehören den frühen Typen an. Auch in der LMC zeigen WNE-Sterne vereinzelt Wasserstoff, dies bleibt dort jedoch eher die Ausnahme. Hingegen

5 Einfluss der Metallizität

zeigen nahezu alle späten Typen Wasserstoff (vgl. Tabelle 4.2). Weiterhin befinden sich in der LMC drei Sterne, die dem Übergangstyp WN/WC zugeordnet wurden. Alle drei WN/WC-Sterne gehören zu den frühen Typen.

Insgesamt wurden 49 galaktische Sterne berücksichtigt, deren Verteilung auf die einzelnen Spektraltypen näherungsweise einem Gauß-Profil entspricht, unter Vernachlässigung der Subtypen WN10 und WN11. Das Maximum der Verteilung liegt bei WN6, wobei es ebenso viele frühe wie späte Typen gibt. Auch hier konnte bei den frühen Typen, bis auf einige Ausnahmen, kein Wasserstoff in der Sternatmosphäre nachgewiesen werden. Im Gegensatz dazu konnte bei allen späten Typen Wasserstoff in Emission beobachtet werden (vgl. Tabelle 4.1). Die Spektralklassen WN10 und WN11, die auch als sehr späte Typen bezeichnet werden, sind in der Milchstraße jedoch nicht vertreten.

Es zeigen sich somit große Unterschiede zwischen den Galaxien bezüglich Verteilung der WN-Sterne auf die spektralen Subtypen. Während die Verteilung der galaktischen Sterne annähernd einem Gauß-Profil entspricht und daher die gleiche Anzahl an frühen wie späten Typen existiert, verschiebt sich das Maximum in der LMC und besonders ausgeprägt in der SMC in Richtung frühe Typen. Nach Crowther (2008) setzt sich dieser Trend auch unter Einbezug der Doppelsterne fort und ist somit nicht durch meine Auswahlkriterien bedingt. Diese Phänomene resultieren vermutlich aus unterschiedlichen Metallanteilen in den Galaxien. Nach Crowther (2000) hat die Metallizität einer Galaxie entscheidenden Einfluss auf die Entwicklung von WR-Sternen. Die absolute Anzahl der Wolf-Rayet-Sterne und ihre Verteilung auf die Subtypen sind abhängig vom Metallgehalt ihrer Umgebung. Je geringer der Anteil an Metallen ist, desto weniger WR-Sterne sind laut Crowther (2008) dort zu erwarten. In dem Sample dieser Arbeit bestätigt sich dies nicht, da in der vergleichsweise metallarmen LMC die meisten WN-Sterne zu finden sind. Dies ist allerdings auf Auswahlwirkungen zurückzuführen. Die Magellanschen Wolken haben gegenüber der Milchstraße den Vorteil, dass sie von der Erde aus vollständig zu überblicken sind. Da sich das Sonnensystem in einem äußeren Spiralarm der Milchstraße befindet, ist es bisher unmöglich die gesamte Galaxie, durch das optisch dichte galaktische Zentrum, einzusehen. Aus diesem Grund kann keine exakte Population an galaktischen WR-Sternen bestimmt werden. Weiterhin wurden ausschließlich WN-Einzelsterne betrachtet, für die optische Spektren vorlagen. Eine korrekte Bilanz müsste zusätzlich WC- und WO- sowie Doppelsterne beinhalten. Für die SMC, der metallärmsten der drei Galaxien, trifft die Annahme, sowohl in Bezug auf die Milchstraße als auch auf die LMC, eindeutig zu. Hier wurde die geringste Anzahl an WR-Sternen beobachtet.

Die Verteilung der WN-Sterne auf die Subtypen ist ebenfalls metallizitätsabhängig (Crowther 2000). In Tabelle 5.2 sind die Metallizitäten Z der einzelnen Galaxien und die absolute Anzahl der WNE- und WNL-Sterne dargestellt. Zusätzlich wird die Anzahl der Sterne gelistet, die als frühe Typen klassifiziert wurden und dennoch Wasserstoff enthalten. Es zeigt sich, dass die frühen Typen in Umgebungen mit geringerem Metallgehalt eindeutig überwiegen. Nach Crowther (2000) hat die Metallizität einen Einfluss auf die Häufigkeit der Spektraltypen. Der Subtyp WN6 tritt demnach vermehrt bei solarem Metallgehalt auf, die Subtypen WN3 und WN4 hingegen bei nur 4% des solaren Wertes ($Z = 0.0008$). Die erste Aussage stimmt mit meinen Ergebnissen überein, da in der Milchstraße ein Maximum an

WN6-Sternen zu beobachten ist (vgl. Tabelle 5.1). Die zweite Aussage deckt sich jedoch nur tendenziell mit meinen Daten, da sowohl in der LMC als auch in der SMC die Mehrheit der Sterne als WN3 oder WN4 klassifiziert wurden, die Metallizität in beiden Galaxien jedoch wesentlich höher als der genannte Wert von $Z = 0.0008$ ist. Eine Verschiebung in der Spektraltypenverteilung zu den frühen Subtypen bei geringerer Metallizität kann allerdings bestätigt werden.

Tabelle 5.2 – Anzahl der Sterne des Samples, die als frühe bzw. späte Typen klassifiziert wurden aus verschiedenen Galaxien mit unterschiedlichen Metallanteilen (Metallizität nach Foellmi et al. (2003a))

Galaxie	Z	WNE (WN2-WN5)	WNE-h (eindeutiger Wasserstoff)	WNL (WN7-WN11)
MW	0.02	19	2	19
LMC	0.006	42	12	15
SMC	0.002	5	5	0

WN6-Sterne sind nicht mit gelistet.

5.2 Metallizität und Massenverlust

Der Metallgehalt hat nach Foellmi et al. (2003a) vor allem einen direkten Einfluss auf den strahlungsgetriebenen Sternwind. Hierbei spielt Eisen eine entscheidende Rolle, obwohl es ein sehr seltenes Element ist. Sogar in metallreichen Umgebungen wie der Milchstraße ist der Wasserstoffanteil bis zu 2500-mal höher als der des Eisen. Aufgrund der sehr komplexen atomaren Struktur des Eisens, gibt es unzählige mögliche Übergänge. Dadurch sind die Eisenionen sehr effiziente Absorber und können somit auch wieder viel Strahlung emittieren. Der Eisenanteil hat daher einen großen Einfluss auf den Massenverlust, da die Beschleunigung durch den Strahlungsdruck in den Spektrallinien die Gravitationsbeschleunigung deutlich übersteigt. Der zuletzt beschriebene Effekt wird als Linien-getriebener Wind (engl. line-driven wind) bezeichnet. Ein höherer Metallanteil, könnte somit einen höheren Massenverlust zur Folge haben. Dadurch könnten die Fusionsprodukte aus dem Kern schneller an die Oberfläche gelangen und im Spektrum sichtbar werden. Die Sterne erreichen somit früher die WC- oder WO-Phase. Für diese These spricht, dass in Umgebungen geringerer Metallizität die WN-Sterne im Vergleich zu den WC- oder WO-Sternen überwiegen. (Crowther 2008).

In Tabelle 5.2 wird deutlich, dass alle SMC-Sterne Wasserstoff zeigen, obwohl sie als frühe Typen klassifiziert wurden. In der Milchstraße ist die Schnittmenge zwischen frühen Typen und wasserstoffhaltigen Sternen viel geringer. Dies könnte auf den unterschiedlichen Metallgehalt und somit auf unterschiedlich schnelle Winde zurückzuführen sein. Der Massenverlust ist bei den SMC-Sternen geringer, wodurch die wasserstoffhaltigen Hüllen nicht

5 Einfluss der Metallizität

so schnell abgetragen werden können wie in der metallreicheren Milchstraße. Konsequenterweise sind die SMC-Sterne im Gegensatz zu den galaktischen Sternen gleichen Subtyps wasserstoffhaltig, obwohl sich die Sterne beider Galaxien aufgrund ähnlicher Temperaturen in einem ähnlichen Brennstadium befinden. Ähnliche Phänomene sind auch bezüglich der LMC-Sterne zu beobachten. Etwa 30% der Sterne frühen Typus zeigen hier noch Wasserstoff, darunter sind alle Sterne des Spektraltyps WN5 (vgl. Tabelle 4.2). Dies unterstützt die Annahme über die Abhängigkeit des Massenverlustes vom Metallgehalt, da die LMC metallärmer als die Milchstraße, aber metallreicher als die SMC ist. Die Massenverlustraten der LMC-Sterne sind offenbar teilweise schon ausreichend um die wasserstoffhaltigen Hüllen abstoßen zu können, jedoch noch nicht so stark wie in der Milchstraße. Die Grenze zwischen den wasserstofffreien WNE- und wasserstoffarmen WNL-Sternen verschiebt sich in der LMC somit in Richtung kleinerer Subtypennummer.

Ein weiteres Argument für die Abhängigkeit des Massenverlustes vom Metallgehalt liefert die Abbildung 5.1. In dieser Darstellung sind die clumpinggewichteten Massenverlust-

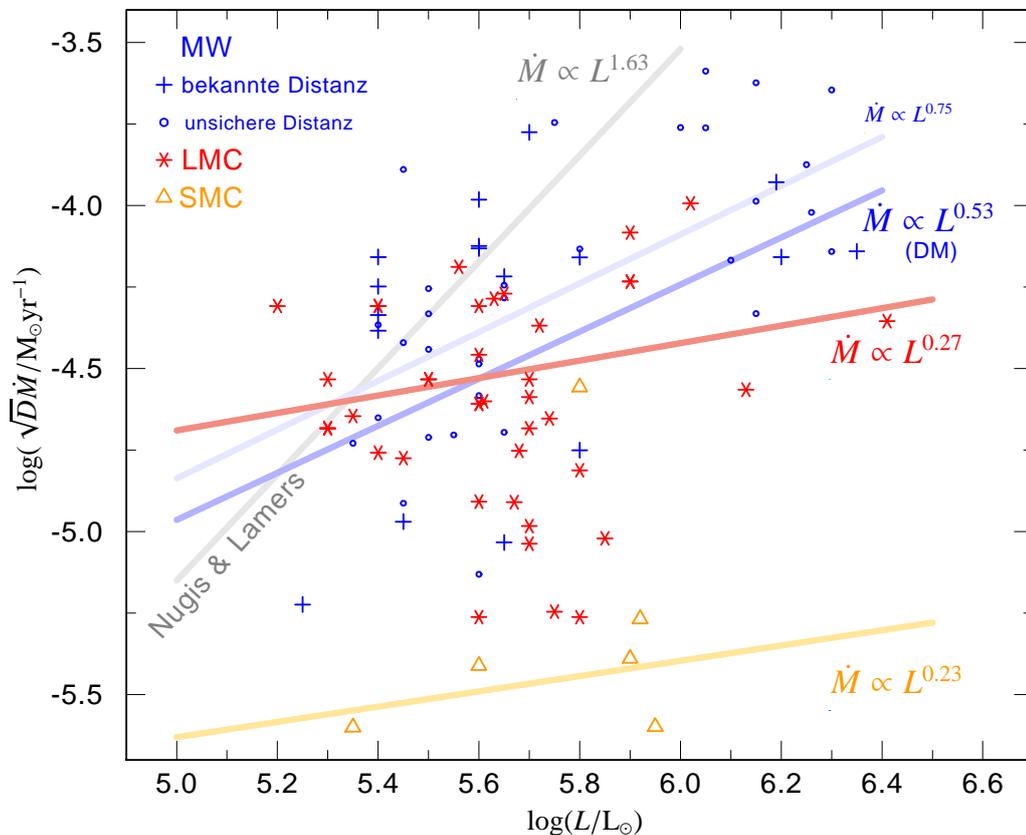


Abbildung 5.1 – clumpingskalierte Massenverlustraten in Abhängigkeit der Leuchtkraft der gesamten Sterne des Samples (außer der Sterne des R136-Cluster) mit jeweiliger Regressionsgerade und der von Nugis & Lamers (2002) postulierte \dot{M} - L -Zusammenhang für galaktische WNE-Sterne (Annahme $D=4$)

traten der gesamten Sterne, nach Herkunftsgalaxien unterscheidbar, in Abhängigkeit ihrer Leuchtkräfte dargestellt. Ausgeschlossen von dieser Betrachtung sind lediglich die Sterne aus dem Sternhaufen R136, die sehr leuchtkräftig und daher vermutlich Doppel- oder sogar Mehrfachsterne sind. Die Sterne der Milchstraße werden nach Sternen unterschieden, für die ein bekanntes Distanzmodul vorliegt und jene, deren Distanz unsicher ist. Zudem wurde für jede Galaxie eine lineare Regressionsgerade berechnet, die ebenfalls in der Abbildung dargestellt ist. Die graue Gerade entspricht den Ergebnissen von Nugis & Lamers (2002), die für WN-Sterne den empirischen Zusammenhang

$$\log\left(\frac{\dot{M}}{M_{\odot}/\text{yr}}\right) = -13.6 + 1.63 \log\left(\frac{L}{L_{\odot}}\right) + 2.22 \log Y \quad (5.1)$$

ableiteten. Die Gleichungen aller Geraden sind in Tabelle 5.3 angegeben. Es zeigt sich, dass die Ausgleichsgerade aller galaktischer Sterne den größten Anstieg hat. Der Anstieg für die galaktischen Sterne ist geringer, wenn nur Sterne mit bekanntem Distanzmodul berücksichtigt werden. Die Geraden der LMC- und der SMC-Sterne haben eine ähnliche Steigung, wobei die Gerade der LMC deutlich oberhalb der Geraden der SMC verläuft. In dieser Darstellung und anhand der Gleichungen (vgl. Tabelle 5.3) wird deutlich, dass, bei gleicher Leuchtkraft, die Sterne der Milchstraße einen höheren Massenverlust haben als die Sterne der LMC. Die Sterne der SMC haben bei ähnlicher Leuchtkraft den geringsten Massenverlust. Da die Rangfolge der höchsten Massenverlustraten bei ähnlicher Leuchtkraft von der Milchstraße angeführt wird und diese die metallreichste der drei Galaxien ist, spricht diese Beobachtung für eine Abhängigkeit des Massenverlustes von der Metallizität.

Im Vergleich mit der von Nugis & Lamers (2002) postulierten \dot{M} - L -Abhängigkeit für galaktische WNE-Sterne ergeben sich große Unterschiede in Bezug auf unsere Ergebnisse. In Abbildung 5.1 wird deutlich, dass nahezu alle galaktischen Sternen unterhalb der Geraden von Nugis & Lamers (2002) liegen. Offenbar beschreibt die Formel von Nugis & Lamers (2002) die galaktischen WN-Sterne nicht ausreichend und ist zudem bei abweichender Metallizität ungeeignet.

Tabelle 5.3 – Regressionsgeraden für die \dot{M} - L -Verhältnisse (Abbildung 5.1) in den verschiedenen Galaxien im Vergleich mit der empirischen Formel von Nugis & Lamers (2002)

Galaxie		Geradengleichung	
		\dot{M} [M_{\odot}/yr]	L [L_{\odot}]
MW	Sterne mit bekannter Distanz	$\log \dot{M} = 0.53 \log L - 7.34 - \log \sqrt{D}$	
	alle Sterne	$\log \dot{M} = 0.75 \log L - 8.58 - \log \sqrt{D}$	
LMC		$\log \dot{M} = 0.27 \log L - 6.03 - \log \sqrt{D}$	
SMC		$\log \dot{M} = 0.23 \log L - 6.80 - \log \sqrt{D}$	
Nugis & Lamers (2002): WNE-Sterne		$\log \dot{M} = 1.63 \log L - 13.619$	

5 Einfluss der Metallizität

Für die Abhängigkeit des Massenverlustes von der Metallizität ermittelten Vink & de Koter (2005) für WN-Sterne anhand von Modellanalysen den Zusammenhang $\dot{M} \propto Z^{0.86}$. Crowther (2008) bestimmte hingegen, basierend auf Beobachtungsdaten, die Abhängigkeit $\dot{M} \propto Z^\alpha$ mit $\alpha \approx 0.8 \pm 0.2$. Analysen von Gräfener & Hamann (2008) ergaben eine Relation der Form $\dot{M} \propto Z^{0.95}$.

Eigene Untersuchungen mit einem deutlich umfassenderen Sample auf Basis der vorliegenden Daten, die von Hamann et al. (2006); Rühling (2008) und Pasemann (2011) bestimmt wurden, bestätigen die Ergebnisse von Crowther (2008). Für die eigene Analyse werden zunächst nur die WN5-Sterne berücksichtigt. Die Sterne des Clusters R136 werden nicht mit berücksichtigt. Um eine Abhängigkeit der Form $\dot{M} \propto Z^\alpha$ erkennen zu können, werden die Werte der Massenverluste gegen die Metallizität in logarithmischen Skalen aufgetragen. Dafür wurden für alle WN5-Sterne der drei Galaxien die Mittelwerte der Massenverlustraten bestimmt. In Abbildung 5.2 sind die gemittelten, clumpingskalierten Massenverlustraten der WN5-Sterne in Abhängigkeit der Metallizität der Herkunftsgalaxie dargestellt. Mittels der Regressionsgeradengleichung, die ebenfalls im Diagramm abgebildet sind, ergibt sich der Zusammenhang $\dot{M} \propto Z^1$. Dieses Ergebnis entspricht somit in etwa den Resultaten von Crowther (2008) und Gräfener & Hamann (2008). Die Nutzung von clumpingsgewichteten Massenverlustraten hat dabei keinen Einfluss auf den Wert des Exponenten, da die Skalierung mit dem Clumpingfaktor, aufgrund der logarithmischen Skalen, nur einen Einfluss auf den Ordinatenabschnitt, nicht aber auf den Anstieg der Geraden hat.

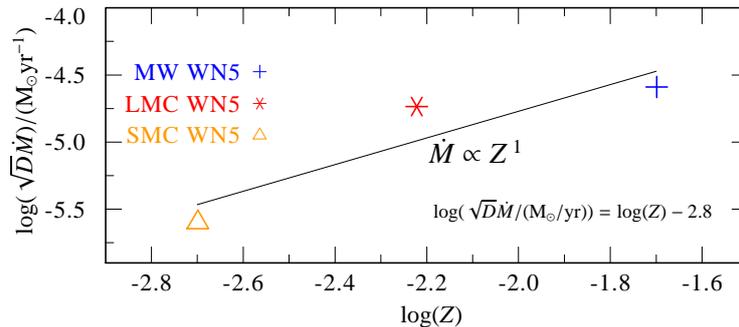


Abbildung 5.2 – gemittelte und clumpingskalierte Massenverlustraten aller WN5-Sterne in Abhängigkeit der Metallizität

Die Analyse des Einfluss der Metallizität auf den Massenverlust anhand der pro Subtyp gemittelten Massenverlustraten wurde auch für weitere Spektraltypen durchgeführt. In Tabelle 5.4 sind die ermittelten Anstiege α aus den jeweiligen Regressionsgeraden für verschiedene Spektraltypen dargestellt. Hierfür wurden die pro Subtyp und Galaxie gemittelten Massenverlustraten gegen den Metallanteil der Galaxie aufgetragen, wobei jeweils logarithmische Skalen verwendet wurden. Für den Subtyp WN4, WN6 und näherungsweise auch WN8 konnte, bezüglich der Relation $\dot{M} \propto Z^\alpha$, ein ähnlicher Exponent $\alpha \approx 1$ wie für den Spektraltyp WN5 bestimmt werden. Starke Abweichungen ergeben sich bei den

Spektraltypen WN3, WN7 und WN9. In der SMC gibt es keine Sterne, die den Subtypen WN7 bis WN9 zugeordnet sind, weshalb die Regressionsgeraden nur durch zwei Punkte bestimmt sind. Ähnliches gilt auch für den Subtyp WN6, wobei hier auf den vorhandenen SMC-Stern verzichtet wurde, da der Massenverlust dieses Sterns stark von den anderen SMC-Massenverlusten abweicht.

Tabelle 5.4 – Metallizitätsabhängigkeit vom Massenverlust für einzelne Subtypen in der Form $\dot{M} \propto Z^\alpha$

Subtyp	WN3	WN4	WN5	WN6	WN7	WN8	WN9
α ($\dot{M} \propto Z^\alpha$)	0.3	1.1	1.0	1.0 [†]	0.4*	1.4*	0.2*

† nur Sterne aus MW und LMC berücksichtigt, da SMC-Ausreißer vernachlässigt wurde

* nur Sterne aus MW und LMC verfügbar

Die Verwendung der gesamten WN-Sterne des Samples bestätigt näherungsweise den Wert des zuvor anhand der WN5-Sterne ermittelten Exponenten von $\alpha \approx 1$. Abbildung 5.3 zeigt die gemittelten und clumpingskalierten Massenverlustraten aller Sterne des Samples, mit Ausnahme der Sterne des Sternhaufen R136, in Abhängigkeit der Metallizität der jeweiligen Herkunftsgalaxie. Zunächst wird deutlich, dass die galaktischen Sterne im Mittel den höchsten Massenverlust haben. Die geringsten Massenverlusten wurden für die Sterne der SMC ermittelt. Im Diagramm ist weiterhin eine Regressionsgerade und deren Gleichung dargestellt. Anhand der Gleichung kann erneut die Proportionalität $\dot{M} \propto Z^1$ aufgestellt werden, welche nicht nur den Resultaten der zuvor betrachteten WN5-Sterne entspricht, sondern auch im Bereich der Annahmen von Crowther (2008) und Gräfener & Hamann (2008) liegt. Im Rahmen der vorhandenen Genauigkeit gilt für WN-Sterne somit der Zusammenhang $\dot{M} \propto Z$. Demzufolge sind die Massenverlusten der WN-Sterne der Milchstraße bzw. der Großen und Kleinen Magellanschen Wolke eindeutig abhängig von der Metallizität.

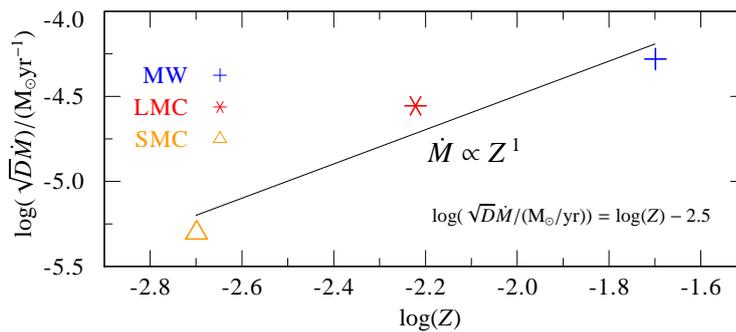


Abbildung 5.3 – Gemittelte und clumpingskalierte Massenverlusten aller WN-Sterne in Abhängigkeit der Metallizität

6 Zusammenfassung

Im Rahmen dieser Arbeit wurden die Spektren von 114 Sternen untersucht. 48 dieser Sternen stammen aus der Milchstraße, 60 aus der LMC und 48 aus der SMC. Insgesamt wurden über 450 spektrale Vergleiche durchgeführt. Dabei konnte gezeigt werden, dass die Phänomenologie der optischen Spektren von Wolf-Rayet-Sternen nicht zwangsläufig mit dem jeweiligen Spektraltyp korreliert. Es wurden teilweise deutliche, spektrale Unterschiede zwischen den Sternen eines Subtyps gefunden. Differenzen konnten vor allem zwischen Sternen aus verschiedenen Galaxien beobachtet werden, wobei es mitunter auch deutliche Abweichungen zwischen den Sternen eines Subtyps innerhalb einer Galaxie gibt.

Während sich die beiden Sterne des Spektraltyps WN2 aus der Milchstraße und der Großen Magellanschen Wolke spektral sehr ähnlich sind, konnte dies für die WN3-Sterne nicht bestätigt werden. Hier wurden deutliche Unterschiede zwischen den galaktischen Sternen und jenen aus der LMC beobachtet. Die Spektren unterscheiden sich primär in den Heliumlinien der Pickering-Serie, welche bei den LMC-Sternen im Gegensatz zu den galaktischen Sternen deutlich zu sehen sind. Weiterhin sind die Spektrallinien der LMC-Sterne stärker als die der galaktischen Vertreter. Die Sterne der Kleinen Magellanschen Wolke zeigen generell vergleichsweise schwache Linien. Im Fall der Spektralklasse WN3 gibt es jedoch viele Gemeinsamkeiten zwischen den SMC-Spektren und denen der galaktischen Sterne. Ein entgegengesetztes Bild ergibt sich für die Sterne des Spektraltyps WN4. Bis auf wenige Ausnahmen sehen sich die Spektren der LMC- und der galaktischen Sterne sehr ähnlich. Geringe Abweichungen ergeben sich innerhalb der Milchstraße zwischen den Gruppen der als WN-w bzw. WN-s klassifizierten Sterne. In Bezug auf den SMC-Stern gibt es keine spektralen Gemeinsamkeiten mit den galaktischen und den LMC-Sternen. Einerseits sind die Spektrallinien des SMC-Sterns deutlich schwächer und andererseits fehlen die meisten Linien, die bei den WN4-Sternen der beiden anderen Galaxien eindeutig zu sehen sind. Ähnliches konnte auch für den SMC-Stern des Spektraltyps WN5 festgestellt werden, der wesentlich schwächere Linien zeigt, als die WN5-Sterne der Milchstraße und der LMC. Innerhalb des Subtyps WN5 gibt es jedoch auch zwischen den Spektren dieser beiden Galaxien wenig Gemeinsamkeiten, da die Spektrallinien der galaktischen Sterne im Allgemeinen deutlich stärker sind. Die Spektren der galaktischen WN6-Sterne zerfallen in zwei Klassen, die durch die Klassifikation in WN-w bzw. WN-s bestimmt sind. Die WN-s Sterne, die sehr breite Emissionslinien zeigen, haben kaum spektrale Gemeinsamkeiten mit den LMC-Sternen. Übereinstimmungen gibt es jedoch zwischen den LMC-Spektren und den Ausnahmen der galaktischen WN6-w Sterne, die weitaus schwächere Linien zeigen. Der SMC-Stern des Subtyps WN6 weist im Vergleich mit SMC-Sternen anderer Spektraltypen deutlich stärkere Linien auf, die allerdings gegenüber den Linien der galaktischen Sterne dennoch schwächer sind. Spektrale Ähnlichkeiten konnten lediglich mit den LMC-Sternen und somit auch mit den Ausnahmen der galaktischen WN6-w Sterne beobachtet

6 Zusammenfassung

tet werden. Eine Zweiteilung der galaktischen Sterne in WN-s und WN-w ist auch beim Spektraltyp WN7 zu erkennen. Auch hier ergeben sich spektrale Übereinstimmungen in Bezug auf die Sterne der LMC nur mit den galaktischen Sternen, die als WN-w eingestuft wurden. Im Vergleich der WN8-Spektren zeigen die galaktischen Sterne tendenziell stärkere Linien als jene der LMC. Bis auf einige Ausnahmen der galaktischen Sterne, die deutliche schwächere Linien zeigen, konnten deshalb kaum Gemeinsamkeiten zwischen den Spektren gefunden werden. Bei der Betrachtung der WN9-Spektren wurde deutlich, dass die Peaks der LMC-Sterne größer, die Linien dafür aber schmaler als bei den galaktischen Sternen sind, sodass sich auch hier nur teilweise spektrale Übereinstimmungen ergeben. Ein Vergleich zwischen verschiedenen Galaxien war für die Spektraltypen WN10 und WN11 nicht möglich, da jeweils nur Spektren aus der LMC verfügbar waren. Es zeigt sich allerdings, dass die Spektrallinien der WN11-Sterne schmaler sind als die der WN10-Sterne. Im Anhang (Seite 89) befindet sich eine nach Subtypen geordnete Übersicht über alle Sterne deren Spektren ähnlich sind.

Tendenziell nehmen die Linienbreiten aller Sterne mit steigender Subtypnummer ab. Dies spricht für eine sinkende Windgeschwindigkeit mit wachsendem Subtyp. Im Allgemeinen nehmen die Massenverlustraten mit steigender Subtypnummer allerdings zu, was scheinbar im Gegensatz zu der ersten Feststellung steht. Das Paradoxon, dass der Massenverlust trotz sinkender Windgeschwindigkeit zunimmt, kann jedoch durch unterschiedliche Sternradien erklärt werden. Die Radien der Sterne späten Typs sind überwiegend größer, als die der frühen Typen. Anhand der Proportionalität,

$$\sqrt{D\dot{M}} \propto v_{\infty} \cdot R_*^{\frac{3}{2}} / R_t^{\frac{3}{2}} \quad (6.1)$$

die aus der Definition des transformierten Radius abgeleitet wurde (Formel 3.6, Seite 19), wird deutlich, dass der Massenverlust nur linear von der Windendgeschwindigkeit abhängt, aber mit $R_*^{\frac{3}{2}}$ skaliert. Dementsprechend kann der Massenverlust trotz abnehmender Windendgeschwindigkeit mit zunehmendem Sternradius steigen.

Weiterhin zeigen die galaktischen Sterne im Allgemeinen breitere Linien als die LMC-Sterne, welche wiederum breitere Linien als die SMC-Sterne zeigen. Da dies ebenfalls der Rangfolge des Metallanteils von metallreich zu metallarm entspricht, kann ein metallizitätsabhängiger Wind angenommen werden. Ein quantitativer Vergleich hat zudem gezeigt, dass der Massenverlust mit steigendem Metallgehalt zunimmt. Es konnte der Zusammenhang

$$\dot{M} \propto Z \quad (6.2)$$

und somit eine eindeutige Abhängigkeit des Massenverlust von der Metallizität für die Sterne des Samples ermittelt werden. Die verwendeten Werte basieren dabei auf Analysen mit dem PoWR-Code.

Es konnte weiterhin festgestellt werden, dass innerhalb eines Subtyps die wasserstoffhaltigen Sterne im Vergleich zu den wasserstofffreien einen geringeren Massenverlust haben. Die Stärke des Massenverlust bedingt dabei den Wasserstoffstatus, da bei stärkerem Massenverlust die wasserstoffhaltigen Hüllen des Sterns schneller abgetragen werden können.

Anhang

Vergleichstabellen: Spektrale Ähnlichkeit	89
Tabellenverzeichnis	93
Abbildungsverzeichnis	95
Literaturverzeichnis	97
Danksagung	99
Selbstständigkeitserklärung	101

Vergleichstabellen: Spektrale Ähnlichkeit

In den folgenden Tabellen (6.1-6.7) sind jeweils alle Sterne eines Subtyps dargestellt. Horizontal aufgetragen sind dabei zunächst die galaktischen Sterne (WR). In Vertikaler Richtung sind die LMC-Sterne (BAT) dargestellt. Die SMC-Sterne (AB) sind sowohl in horizontaler als auch in vertikaler Richtung aufgetragen, damit ein Vergleich zwischen den drei Galaxien möglich ist. Ein „x“ markiert Sterne, deren Spektren ähnlich sind.

Tabelle 6.1 – Spektrale Ähnlichkeit zwischen Sternen des Subtyps WN3

WN3	WR003	WR046	WR152	AB01	AB10	AB12
BAT 1						
BAT 18		x	x			
BAT 23		x	x			
BAT 35			x			
BAT 37		x	x			
BAT 47						
BAT 51						
BAT 62		x	x			
BAT 66	x	x	x	x	x	x
BAT 74	x	x	x	x	x	x
BAT 82						
BAT 128			x			
AB01	x	x	x			
AB10	x	x	x			
AB12	x					

Tabelle 6.2 – Spektrale Ähnlichkeit zwischen Sternen des Subtyps WN5

WN5	WR010	WR020	WR034	WR036	WR049	WR054	WR061	WR110	AB02
BAT 81	x								x
BAT 106	x								x
BAT 108									x
BAT 109	x								x
BAT 112									
BAT 122	x				x		x		
AB02	x								

6 Zusammenfassung

Tabelle 6.3 – Spektrale Ähnlichkeit zwischen Sternen des Subtyps WN4

WN4	WR001	WR006	WR007	WR018	WR037	WR044	WR051	WR128	WR129	AB11
BAT 3	x	x	x	x		x	x		x	
BAT 7										
BAT 15	x	x	x	x	x	x	x			
BAT 17	x	x	x			x		x	x	
BAT 24	x	x	x	x	x	x				
BAT 25								x		x
BAT 26	x	x	x	x	x	x	x	x	x	
BAT 36										
BAT 41	x	x	x	x	x	x			x	
BAT 46						x	x	x		
BAT 48	x	x	x	x	x	x	x		x	
BAT 50										
BAT 56	x	x	x	x	x	x	x		x	
BAT 57	x	x	x	x	x	x			x	
BAT 65	x	x	x	x	x	x	x	x	x	
BAT 73										
BAT 75	x	x	x	x	x	x	x	x	x	
BAT 88										
BAT 94	x		x	x	x					
BAT 124										
BAT 131	x	x	x			x	x	x	x	
BAT 132	x	x	x		x	x		x		
BAT 134	x	x	x	x	x	x				
AB11										

Tabelle 6.4 – Spektrale Ähnlichkeit zwischen Sternen des Subtyps WN6

WN6	WR024	WR028	WR035	WR062	WR067	WR075	WR085	WR115	WR134	WR136	AB04
BAT 30	x	x	x		x		x	x			
BAT 98	x										x
BAT 110											
AB04	x	x									

Tabelle 6.5 – Spektrale Ähnlichkeit zwischen Sternen des Subtyps WN7

WN7	WR055	WR063	WR074	WR078	WR082	WR084	WR100	WR120	WR131
BAT 16	x	x	x	x	x	x		x	
BAT 58		x		x	x				x
BAT 89	x			x				x	

Tabelle 6.6 – Spektrale Ähnlichkeit zwischen Sternen des Subtyps WN8

WN8	WR016	WR040	WR066	WR089	WR123	WR124	WR130	WR156
BAT 44	x			x			x	x
BAT 96				x			x	x

Tabelle 6.7 – Spektrale Ähnlichkeit zwischen Sternen des Subtyps WN9

WN9	WR105	WR108
BAT 54		x
BAT 76	x	x
BAT 111		x
BAT120		

Tabellenverzeichnis

2.1	Klassifikationsschema der WN-Sterne nach Smith et al. (1996)	11
2.2	Klassifikation der WN-Sterne WN6 bis WN11 nach Crowther et al. (1995)	12
2.3	Klassifikation der WN-Sterne nach van der Hucht (2001); Smith (1968); van der Hucht et al. (1981); Barlow (1982); Crowther et al. (1995)	13
3.1	Parameter der Modellgitter (Liermann 2005; Rühling 2008; Pasemann 2011)	21
4.1	Auswahl der galaktischen Sterne (Hamann et al. 2006)	24
4.2	Auswahl der Sterne in der Großen Magellanschen Wolke (Rühling 2008)	25
4.3	Auswahl der Sterne in der Kleinen Magellanschen Wolke (Foellmi et al. 2003a)	25
4.4	Kennwerte der Klassifikationslinie He II $\lambda 5411 \text{ \AA}$	29
4.5	Zusammenfassung der Kennwerte verschiedener Spektrallinien für Sterne des Subtyps WN3	34
4.6	Clumpingskalierte Massenverlustraten und Leuchtkräfte der WN3-Sterne verschiedener Galaxien mit unterschiedlichem Metallgehalt	40
4.7	Zusammenfassung der Kennwerte verschiedener Spektrallinien für Sterne des Subtyps WN4	47
4.8	Clumpingskalierte Massenverlustraten der WN4-Sterne verschiedener Ga- laxien mit unterschiedlichem Metallgehalt	49
4.9	Zusammenfassung der Kennwerte verschiedener Spektrallinien für Sterne des Subtyps WN5	53
4.10	Clumpingskalierte Massenverlustraten und Leuchtkräfte der WN5-Sterne verschiedener Galaxien mit unterschiedlichem Metallgehalt	55
4.11	Zusammenfassung der Kennwerte verschiedener Spektrallinien für Sterne des Subtyps WN6	59
4.12	Clumpingskalierte Massenverlustraten und Leuchtkräfte der WN6-Sterne verschiedener Galaxien mit unterschiedlichem Metallgehalt	60
4.13	Zusammenfassung der Kennwerte verschiedener Spektrallinien für Sterne des Subtyps WN7	65
4.14	Zusammenfassung der Kennwerte verschiedener Spektrallinien für Sterne des Subtyps WN8	68
4.15	Zusammenfassung der Kennwerte verschiedener Spektrallinien für Sterne des Subtyps WN9	70
4.16	Zusammenfassung der Kennwerte verschiedener Spektrallinien für Sterne des Subtyps WN10	73

Tabellenverzeichnis

4.17	Zusammenfassung der Kennwerte verschiedener Spektrallinien für Sterne des Subtyps WN11	75
5.1	Anzahl der betrachteten WN-Sterne pro Spektraltyp und Galaxie	77
5.2	Anzahl der Sterne des Samples, die als frühe bzw. späte Typen klassifiziert wurden aus verschiedenen Galaxien mit unterschiedlichen Metallanteilen (Metallizität nach Foellmi et al. (2003a))	79
5.3	Regressionsgeraden für die \dot{M} - L -Verhältnisse (Abbildung 5.1) in den verschiedenen Galaxien im Vergleich mit der empirischen Formel von Nugis & Lamers (2002)	81
5.4	Metallizitätsabhängigkeit vom Massenverlust für einzelne Subtypen in der Form $\dot{M} \propto Z^\alpha$	83
6.1	Spektrale Ähnlichkeit zwischen Sternen des Subtyps WN3	89
6.2	Spektrale Ähnlichkeit zwischen Sternen des Subtyps WN5	89
6.3	Spektrale Ähnlichkeit zwischen Sternen des Subtyps WN4	90
6.4	Spektrale Ähnlichkeit zwischen Sternen des Subtyps WN6	91
6.5	Spektrale Ähnlichkeit zwischen Sternen des Subtyps WN7	91
6.6	Spektrale Ähnlichkeit zwischen Sternen des Subtyps WN8	91
6.7	Spektrale Ähnlichkeit zwischen Sternen des Subtyps WN9	91

Abbildungsverzeichnis

4.1	Vergleich der Spektren zweier WN2-Sterne aus der Milchstraße und der LMC	28
4.2	Spektren von drei galaktischen (blau) und einem SMC-Stern (orange) des Spektraltyp WN3 im Vergleich mit einem WN2-Stern (rot).	31
4.3	Spektren einer Auswahl von WN3-Sternen der LMC und einem galaktischen WN3-Stern	33
4.4	Ähnliche Spektren von WN3-Sternen der Milchstraße, der LMC und der SMC	35
4.5	Spektrale Zwillinge des Subtyps WN3	36
4.6	HRD: WN3-Sterne verschiedener Galaxien (Unterscheidung nach wasserstofffreien WNE- und wasserstoffhaltigen WNL-Sternen)	37
4.7	Verteilung der WN-Subtypen nach der Klassifikation von Smith et al. (1996) für das galaktische WNE-Modellgitter. Primäres Klassifikationsmerkmal ist das Verhältnis der Äquivalentbreiten von He II $\lambda 5411 \text{ \AA}$ zu He I $\lambda 5875 \text{ \AA}$ (schwarze Konturlinien).	39
4.8	Optische Spektren einer Auswahl von Sternen der Milchstraße, der LMC und der SMC des Spektraltyp WN4	42
4.9	Vergleich der optischen Spektren eines galaktischen WN4- und WN3-Sterns	43
4.10	Vergleich der optischen Spektren zweier WN4-Sterne der LMC mit verschiedenen spektralen Merkmalen	44
4.11	Vergleich der He II-Linie zwischen drei galaktischen und zwei LMC-Sternen des Spektraltyp WN4	45
4.12	Spektrale Zwillinge des Subtyps WN4	46
4.13	HRD: WN4-Sterne verschiedener Galaxien (Unterscheidung nach wasserstofffreien WNE- und wasserstoffhaltigen WNL-Sternen)	48
4.14	Optische Spektren einer Auswahl von WN5-Sternen der Milchstraße, der LMC und der SMC	51
4.15	Optische Spektren des leuchtkräftigsten Sterns BAT 108 und des leuchtschwächsten WN5-Sterns BAT 81 der LMC	54
4.16	Vergleich der optischen Spektren verschiedener, galaktischer WN6-Sterne (WN-w und WN-s)	56
4.17	Vergleich der optischen Spektren zwischen einem galaktischen WN6-w Stern und dem WN6-Stern der SMC	57
4.18	Vergleich der optischen Spektren zwischen einem galaktischen WN6-w Stern und einem LMC WN6-Stern	58

Abbildungsverzeichnis

4.19	Vergleich der He II-Linie zwischen drei galaktischen und einem LMC-Stern des Spektraltyp WN6	59
4.20	HRD der WN6-Sterne verschiedener Galaxien (Unterscheidung des Wasserstoffgehalts: WNE-wasserstofffreie Sterne, WNL- wasserstoffhaltige Sterne)	61
4.21	Vergleich der optischen Spektren zwischen einem galaktischen WN7-w (blau) und WN7-s (rot) Stern	63
4.22	Vergleich der optischen Spektren zwischen zwei galaktischen WN7-Sternen mit verschiedenen spektralen Eigenschaften	63
4.23	Vergleich der optischen Spektren zweier Sternen des Subtyps WN7 aus der Milchstraße und aus der LMC	64
4.24	Vergleich der He II-Linie zwischen galaktischen und LMC-Sternen des Spektraltyp WN7	65
4.25	Vergleich der optischen Spektren von galaktischen und LMC WN8-Sternen	67
4.26	Vergleich der He II-Linie zwischen drei galaktischen und einem LMC-Stern des Spektraltyp WN8	68
4.27	Vergleich der optischen Spektren von galaktischen und LMC WN9-Sternen	69
4.28	Spektrale Zwillinge des Subtyps WN9	71
4.29	Optische Spektren der zwei LMC-Sterne des Spektraltyp WN10	72
4.30	Emissionslinienkomplexes im Spektrum der WN10-Sterne	73
4.31	Optische Spektren zweier LMC-Sterne des Spektraltyp WN11	74
5.1	clumpingskalierte Massenverlustraten in Abhängigkeit der Leuchtkraft der gesamten Sterne des Samples (außer der Sterne des R136-Cluster) mit jeweiliger Regressionsgerade und der von Nugis & Lamers (2002) postulierte \dot{M} - L -Zusammenhang für galaktische WNE-Sterne (Annahme $D=4$) . .	80
5.2	gemittelte und clumpingskalierte Massenverlustraten aller WN5-Sterne in Abhängigkeit der Metallizität	82
5.3	Gemittelte und clumpingskalierte Massenverlustraten aller WN-Sterne in Abhängigkeit der Metallizität	83

Literaturverzeichnis

- Azzopardi, M. & Breysacher, J. 1979, *A&A*, 75, 120
- Barlow, M. J. 1982, in *IAU Symposium*, Vol. 99, *Wolf-Rayet Stars: Observations, Physics, Evolution*, ed. C. W. H. De Loore & A. J. Willis, 149–171
- Beals, C. S. 1929, *MNRAS*, 90, 202
- Breysacher, J., Azzopardi, M., & Testor, G. 1999, *A&AS*, 137, 117
- Conti, P. S. 1979, in *IAU Symposium*, Vol. 83, *Mass Loss and Evolution of O-Type Stars*, ed. P. S. Conti & C. W. H. De Loore, 431–443
- Conti, P. S. 1982, in *IAU Symposium*, Vol. 99, *Wolf-Rayet Stars: Observations, Physics, Evolution*, ed. C. W. H. De Loore & A. J. Willis, 3–19
- Conti, P. S. 1999, *New A*, 4, 489
- Conti, P. S. & Massey, P. 1989, *ApJ*, 337, 251
- Crowther, P. A. 2000, *A&A*, 356, 191
- Crowther, P. A. 2008, in *IAU Symposium*, Vol. 250, *IAU Symposium*, ed. F. Bresolin, P. A. Crowther, & J. Puls, 47–62
- Crowther, P. A., Hillier, D. J., & Smith, L. J. 1995, *A&A*, 293, 172
- Crowther, P. A., Schnurr, O., Hirschi, R., et al. 2010, *MNRAS*, 408, 731
- Foellmi, C., Moffat, A. F. J., & Guerrero, M. A. 2003a, *MNRAS*, 338, 360
- Foellmi, C., Moffat, A. F. J., & Guerrero, M. A. 2003b, *MNRAS*, 338, 1025
- Gräfener, G. & Hamann, W.-R. 2008, *A&A*, 482, 945
- Hamann, W. & Gräfener, G. 2004, *A&A*, 427, 697
- Hamann, W., Gräfener, G., & Liermann, A. 2006, *A&A*, 457, 1015
- Hamann, W. & Koesterke, L. 1998, *A&A*, 335, 1003
- Hamann, W., Koesterke, L., & Wessolowski, U. 1995a, *A&A*, 299, 151
- Hamann, W., Koesterke, L., & Wessolowski, U. 1995b, *A&AS*, 113, 459

Literaturverzeichnis

- Hamann, W., Koesterke, L., & Wessolowski, U. 1995c, *A&AS*, 113, 459
- Hillier, D. J. 1987a, *ApJS*, 63, 965
- Hillier, D. J. 1987b, *ApJS*, 63, 947
- Hiltner, W. A. & Schild, R. E. 1966, *ApJ*, 143, 770
- Liermann, A. 2005, Diplomarbeit, Universität Potsdam
- Massey, P., Olsen, K. A. G., & Parker, J. W. 2003, *PASP*, 115, 1265
- Nota, A., Pasquali, A., Drissen, L., et al. 1996, *ApJS*, 102, 383
- Nugis, T. & Lamers, H. J. G. L. M. 2002, *A&A*, 389, 162
- Pasemann, D. 2011, Diplomarbeit, Universität Potsdam
- Pasquali, A., Nota, A., & Clampin, M. 1999, *A&A*, 343, 536
- Rühling, U. 2008, Diplomarbeit, Universität Potsdam
- Sander, A. 2010, Diplomarbeit, Universität Potsdam
- Sander, A., Hamann, W., & Todt, H. 2011, *Bulletin de la Societe Royale des Sciences de Liege*, 80, 185
- Schmutz, W., Hamann, W., & Wessolowski, U. 1989, *A&A*, 210, 236
- Smith, L. F. 1968, *MNRAS*, 138, 109
- Smith, L. F., Shara, M. M., & Moffat, A. F. J. 1996, *MNRAS*, 281, 163
- Torres-Dodgen, A. V. & Massey, P. 1988, *AJ*, 96, 1076
- Torres-Dodgen, A. V. & Massey, P. 1999, *VizieR Online Data Catalog*, 3143, 0
- Unsöld, A. & Baschek, B. 1991, *Der neue Kosmos*, 5. Auflage (Berlin, Heidelberg: Springer-Verlag)
- van der Hucht, K. A. 2001, *New A Rev.*, 45, 135
- van der Hucht, K. A. 2006, *A&A*, 458, 453
- van der Hucht, K. A., Conti, P. S., Lundstrom, I., & Stenholm, B. 1981, *Space Sci. Rev.*, 28, 227
- Vink, J. S. & de Koter, A. 2005, *A&A*, 442, 587
- Walborn, N. R. 1974, *ApJ*, 189, 269
- Weigert, A., Wendker, H., & Wisotzki, L. 2009, *Astronomie und Astrophysik; ein Grundkurs*, 5. Auflage (Weinheim: WILEY-VCH-Verlag)

Danksagung

Ich danke der gesamten Astro-Arbeitsgruppe für die Unterstützung und das sehr angenehme Arbeitsklima. Insbesondere danke ich Wolf-Rainer Hamann, dass er mir die Möglichkeit gegeben hat meine Masterarbeit in der Astrophysik anzufertigen und mir in allen Belangen immer mit Rat und Tat zur Seite stand. Außerdem danke ich Ute Rühling, für den Themenvorschlag und die Einführung in WR-Plot. Andrea Brockhaus möchte ich für ihre aufbauende Worte und für ihre Unterstützung bei den Formalien danken. Mein besonderer Dank gilt meinem Betreuer Andreas Sander, der mir während meiner gesamten Arbeitsphase mit unendlicher Geduld bei allen Problemen, egal ob fachlich oder bei Programmier-Fehlschlägen immer weitergeholfen hat und der trotz der schier nicht enden wollenden Fragen immer ein offenes Ohr für mich hatte.

Weiterhin danke ich Diana Parsemann, die für mich auch ein wichtiger Ansprechpartner war und immer für Fragen zur Verfügung stand. Ebenso möchte ich Martin Steinke für die Unterstützung bei Computerfragen danken.

Von ganzem Herzen danke ich meiner Familie, die mich während meines gesamten Studiums unglaublich unterstützt hat. Der besondere Dank gilt hierbei meinen Eltern die für mich immer eine moralische und auch finanzielle Stütze waren und dadurch mein Studium überhaupt erst ermöglicht haben. Durch eure Hilfe konnte ich den Weg gehen, den ich immer gehen wollte. Danke!

Ein unendlich großes Dankeschön gilt meinem Freund Thoralf Müller, der immer wieder ermutigende und aufmunternde Worte gefunden hat und auch in schweren Zeiten immer für mich da war und mich zusätzlich durch die liebevoll Betreuung meiner Meerschweinchen während intensiver Arbeitsphasen sehr entlastet hat. Ich danke dir vom ganzen Herzen für deine unerlässliche Unterstützung und den Rückhalt, den du mir immer wieder gibst!

An dieser Stelle möchte ich außerdem einigen Kommilitonen danken, die mir das Studium erträglicher gemacht haben und auf deren Unterstützung, sei es bei unlösbaren Übungsaufgaben oder bei privaten Problemen immer Verlass war. Ich möchte hier insbesondere Julia Zühlke, Franca Reuter, Stefanie Lemcke, Frank Pagenkopf und Nadine Konzok danken. Ich erinnere mich gerne an viele schöne Stunden mit euch, aus denen ich Kraft schöpfen konnte um die nächsten Hürden zu meistern.

Selbstständigkeitserklärung

Hiermit versichere ich, dass ich die vorliegende Masterarbeit mit dem Titel „Wolf-Rayet-Sterne in Galaxien mit unterschiedlichem Metallgehalt: Ein phänomenologischer Vergleich ihrer Spektren“ selbstständig verfasst und nur die angegebenen Quellen und Hilfsmittel verwendet habe.

Potsdam, den 29. Juni 2011

Nadine Moschner