

Die Spektren der hellsten Wolf-Rayet-Sterne im Sternbild Cygnus

(v. Bernd Hanisch, Lebus, Frankfurt/Oder)

Wolf-Rayet-Sterne (WR-Sterne), benannt nach den beiden französischen Astronomen C.J. Wolf (1827-1918) und G.A. Rayet (1839-1906), sind sehr leuchtkräftige und heiße Sterne mit extrem starken Sternwinden [1]. Dennoch fallen sie am Himmel nicht besonders auf und sind mit Ausnahme des in mitteleuropäischen Breiten nicht beobachtbaren Sterns γ Velorum ($1,^m74$) nicht ohne Fernrohr am nächtlichen Sternhimmel auszumachen. Will man Näheres über diese Sterne erfahren, muss das von ihnen ausgesendete Spektrum beobachtet und interpretiert werden. Darüber, welche WR-Sterne mit welchem Instrumentarium spektroskopiert wurden, welche Informationen aus diesen Spektren gewonnen werden können und was das Besondere an dieser Gruppe von Sternen ist, soll nachfolgend berichtet werden.

1. Beobachtungsprogramm und Beobachtungsmethode

Sowohl eigene Studien über die Theorie der Sternentwicklung als auch ein Vortrag auf der Jahrestagung 2004 der VdS-Fachgruppe Spektroskopie in Heppenheim zur Thematik von Sternwindphänomenen lenkten das Interesse des Autors auf die Gruppe der WR-Sterne. Mit dem Hinweis auf mehrere relativ helle WR-Sterne im Sternbild Cygnus entstand der Plan für ein kleines spektroskopisches Beobachtungsprogramm für den Sommer/Herbst 2004. Tabelle 1 gibt einen Überblick über die wichtigsten Parameter der Programmsterne. Abbildung 1 zeigt den Himmelsabschnitt, in dem diese Sterne zu finden sind.

Tabelle 1: HD-Katalognummer, WR-Bezeichnung, Koordinaten, visuelle Helligkeit, Spektralklasse und Komponentenzahl der ausgewählten Programmsterne [2]

HD	WR	RA (2000) h min s	Dec. (2000) ° ' "	m_{vis}	Spektrum	Anzahl der Komponenten
190 918	133	20 05 57	+ 35 47 18	6,70	WN 5 + O9 I	2
191 765	134	20 10 14	+ 36 10 35	8,23	WN 6	1
192 103	135	20 11 54	+ 36 11 51	8,36	WC 8	(?)
192 163	136	20 12 07	+ 38 21 18	7,65	WN 6	1
192 641	137	20 14 32	+ 36 39 40	8,15	WC 7pd + O9	2
193 077	138	20 17 00	+ 37 25 24	8,10	WN 5 + B (?)	2 (?)
193 576	139	20 19 32	+ 38 43 54	8,10	WN 5 + O 6 III	2
193 793	140	20 20 28	+ 43 51 16	7,07	WC 7pd+O 4-5	2

pd: periodic hot dust formation

Die Aufnahme der Sternspektren erfolgte mit einem Objektivprismenspektrografen. Einem Zeiss-Meniscas 180/1800 als Aufnahmeoptik war ein 5°-Objektivprisma SF 2 von 205 mm Durchmesser

(Rundprisma) vorgeschaltet. Dabei ergab sich in der Fokalebene eine Spektrenlänge von etwa 9 mm für den Wellenlängenbereich zwischen 6900 Å und 3650 Å. Durch Pendeln quer zur Dispersionsrichtung wurden die Spektren auf 0,15 -0,30 mm verbreitert. Die entsprechenden Werte für die reziproken Lineardispersionen ergaben sich in Abhängigkeit vom Spektralbereich etwa zu 500 Å/mm bei 5712 Å, 270 Å/mm bei 4600 Å und 170 Å/mm bei 3881 Å. Zur Detektion kam eine Kleinbildkamera mit der H α -empfindlichen sw-Fototemulsion ILFORD DELTA 400 PROFESSIONAL[®] zur Anwendung. Angaben zu den Aufnahmezeitpunkten sowie zu den Belichtungszeiten der in den Abbildungen 3 und 4 dargestellten Spektren sind Tabelle 2 zu entnehmen.

Tabelle 2: Aufnahme- und Belichtungszeiten der spektroskopierten WR-Sterne.

*: WR 134 und WR 135 in einem Fall auf einer Aufnahme

WR-Stern	Aufnahmedatum	Aufnahmezeit [MESZ]	Gesamtbelichtungszeit [min]
WR 133	09.09.2004	23.06-23.22	16
WR 134	05.09.2004	00.04-00.16*	12
WR 135 (oben)	08.08.2004	23.30-23.48	18
WR 135 (unten)	05.09.2004	00.04-00.16*	12
WR 136	07.08.2004	00.25-00.42	17
WR 137 (oben)	09.09.2004	23.31-23.47	16
WR 137 (unten)	09.09.2004	22.26-22.35	9
WR 138 (oben)	04.09.2004	22.29-22.37	8
WR 138 (unten)	04.09.2004	22.02-22.24	22
WR 139	04.09.2004	23.42-23.52	10
WR 140	05.09.2004	22.29-22.39	10

2. Beobachtungsergebnisse

Um eine grobe Zuordnung der Wellenlängen unbekannter Linien der WR-Sterne zu erreichen, wurde mit dem unter Punkt 1 beschriebenen Spektrografen zunächst ein Spektrum von p Cygni, einem ebenfalls sehr heißen und leuchtkräftigen Stern mit Emissionslinien, aufgenommen (siehe Abb. 2).

Anhand der bekannten Wasserstoff- und Heliumemissionen von p Cygni wurde eine Dispersionskurve entwickelt, mit Hilfe derer die Wellenlängen der unbekannt Linien der WR-Sterne in erster Näherung durch Abstandsmessung von der H α -Linie bestimmt werden konnten. Die Verifizierung der so bestimmten Wellenlängen sowie die Zuordnung der Linien zu den entsprechenden chemischen Elementen und deren Ionisierungsstufen erfolgte mit Hilfe von Vergleichsspektren aus [3].

2.1 Spektrale Merkmale der WR-Sterne

Die aufgenommenen Spektren der WR-Sterne sind nachfolgend in den Abbildungen 3 und 4 dargestellt.

Zunächst zeigen die Spektren der WR-Sterne breite Emissionslinien von Helium und mehrfach ionisiertem Stickstoff (Untergruppe der WR-N-Sterne, siehe Abb. 3) sowie des mehrfach ionisierten Kohlenstoffs (Untergruppe der WR-C-Sterne, siehe Abb. 4). Bei den WR-Sternen sind auch im sichtbaren Spektralbereich blauverschobene Absorptionslinien (p-Cygni-Profile) zu beobachten [4], jedoch sind letztere bei der verwendeten geringen Dispersion in den Abbildungen 3 und 4 nicht sichtbar. Das ebenfalls sichtbare Kontinuum ist vergleichsweise schwach ausgeprägt. Eine Eingruppierung in eine der beiden Untergruppen der WR-Sterne kann ohne Schwierigkeiten durch den Intensitätsvergleich der Linien C III/IV bei 4650 Å und der He II-Linie bei 4686 Å sowie der N III-Linie bei 4640 Å vorgenommen werden: bei WR-C-Sternen dominiert die C III/IV-Emission deutlich gegenüber der HeII-Emission. Bei den WR-N-Sternen wird stattdessen auf der kurzwelligen Seite die N III-Emission sichtbar. Bei den WR-C-Sternen fallen im Vergleich zu den WR-N-Sternen ferner die breiten Kohlenstoffemissionen bei 5698 Å bzw. 5808 Å auf, während die Emissionen von N III (4100 Å) und N IV (4057 Å) fehlen. Weitere auffällige Merkmale beider Untergruppen sind die extreme Breite der Emissionen, das offensichtliche Fehlen von Wasserstofflinien sowie das deutlichere Hervortreten der Emissionen in den Spektren der WR-Sterne ohne Begleiter (WR 134, WR 136, WR 135 ?) im Vergleich zu den Mischspektren von Stern und Begleiter (alle anderen Programmsterne).

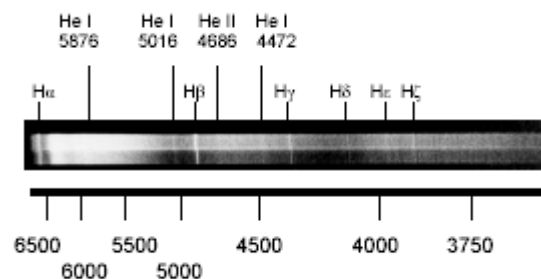


Abb. 2: Spektrum von p Cygni zur Erstellung der Dispersionskurve

2.2 Interpretation der spektralen Merkmale von WR-Sternen

Die in den Spektren der WR-Sterne sichtbaren breiten Emissionen zeugen vom Vorhandensein ausgedehnter Gashüllen, die mit sehr hoher Geschwindigkeit (bis zu 2500 km/s [1]) expandieren. Eine solche Expansionsgeschwindigkeit bedingt z.B. bei einer Wellenlänge von 4500 Å durch Dopplerverbreiterung eine Linienbreite von ca. 37 Å. Auch wenn wegen der geringen Dispersion der aufgenommenen Spektren eine genaue Bestimmung des radialen Geschwindigkeitsanteils des Sternwindes nicht möglich ist, so kann doch z.B. anhand der Breite der He II-Emission (4686 Å) bei WR 136 von ca. 30 Å eine Größenordnung von ca. 1900 km/s für die Radialgeschwindigkeit sehr grob abgeschätzt werden (Literaturwert für WR 136: 1750 km/s [2]). Eine Abschätzung der Radialgeschwindigkeiten ist prinzipiell auch mit Hilfe der bei diesen Aufnahmen nicht sichtbaren p-Cygni-Profile möglich. Hierzu ist allerdings eine exakte Wellenlängenkalisierung und vor allem eine deutlich höhere Dispersion erforderlich.

Ursache dieses sehr starken Sternwindes ist der enorme Strahlungsdruck aus dem Inneren des Sterns. Als unmittelbare Folge eines solchen Materiestroms kommt es zu einem immensen Masseverlust, der bei den WR-Sternen auf ca. 10^{-4} bis 10^{-5} Sonnenmassen pro Jahr geschätzt wird [1]. Dabei werden zunächst die äußeren, kühleren und an unverbranntem Wasserstoff reicheren Atmosphärenschichten abgeblasen. Linien des Wasserstoffs fehlen folglich nahezu vollständig. Das vorherige Abwerfen der äußeren Atmosphärenschichten durch Sternwind ermöglicht die Beobachtung von höheren Elementen wie Helium, Stickstoff und Kohlenstoff im Wind. Diese veränderte chemische Zusammensetzung wird durch die Reaktionsprodukte des Wasserstoff- bzw. Heliumbrennens hervorgerufen. Der beim Wasserstoffbrennen bei massereichen Sternen vorzugsweise ablaufende CNO-Prozess (ein über die Elemente Kohlenstoff, Stickstoff und Sauerstoff katalytisch ablaufender Verbrennungsprozess von Wasserstoff zu Helium) ist dabei offensichtlich für die bei den WN-Sternen

sichtbaren Stickstoffemissionen ursächlich. Bei den WC-Sternen hingegen blickt der spektroskopisch arbeitende Beobachter auf tiefer liegende Schichten und beobachtet das Endprodukt des Heliumbrennens (Kohlenstoff) in Gestalt der starken C-Emissionslinien [1].

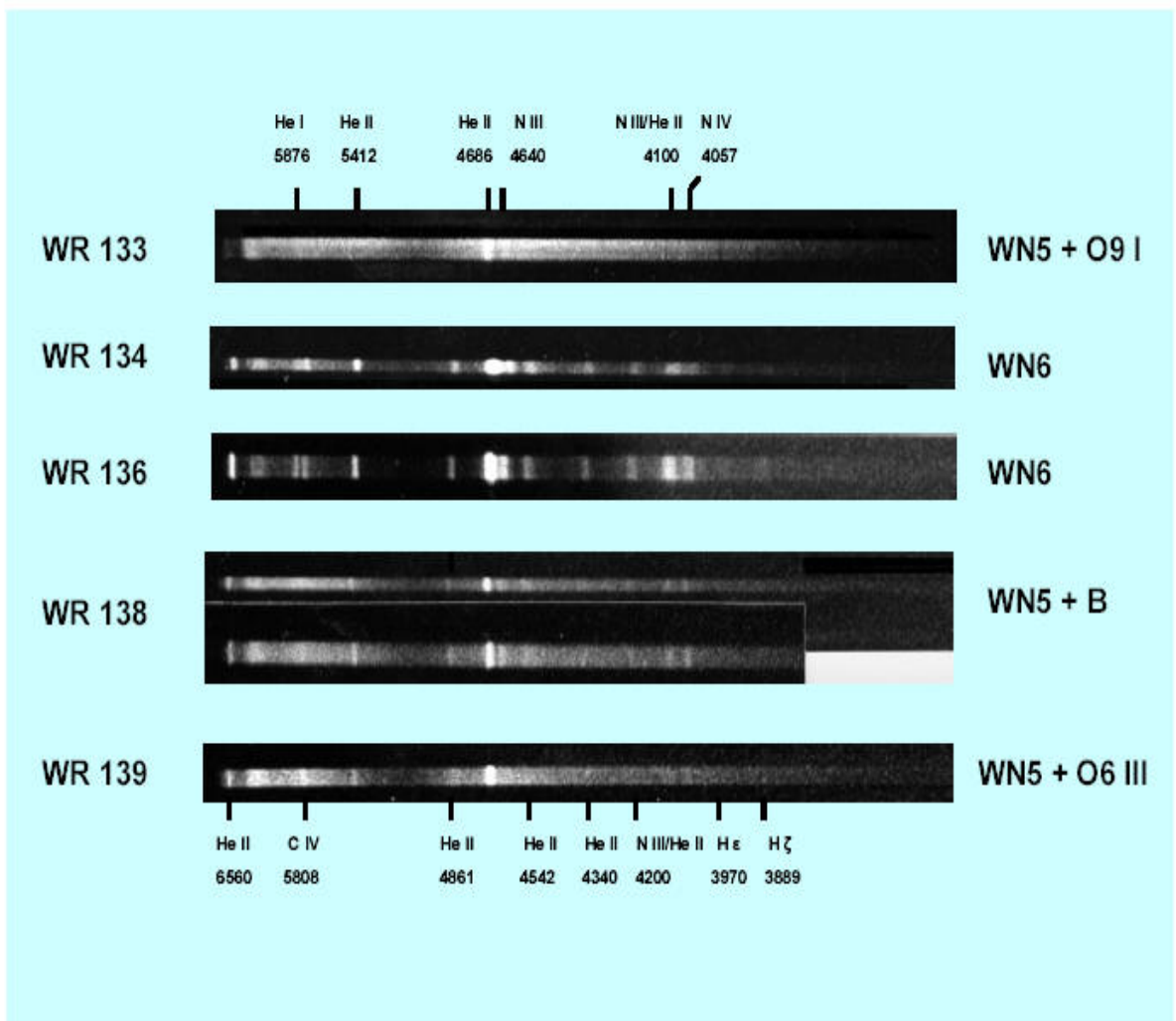


Abb. 3: Spektren der WR-N-Sterne

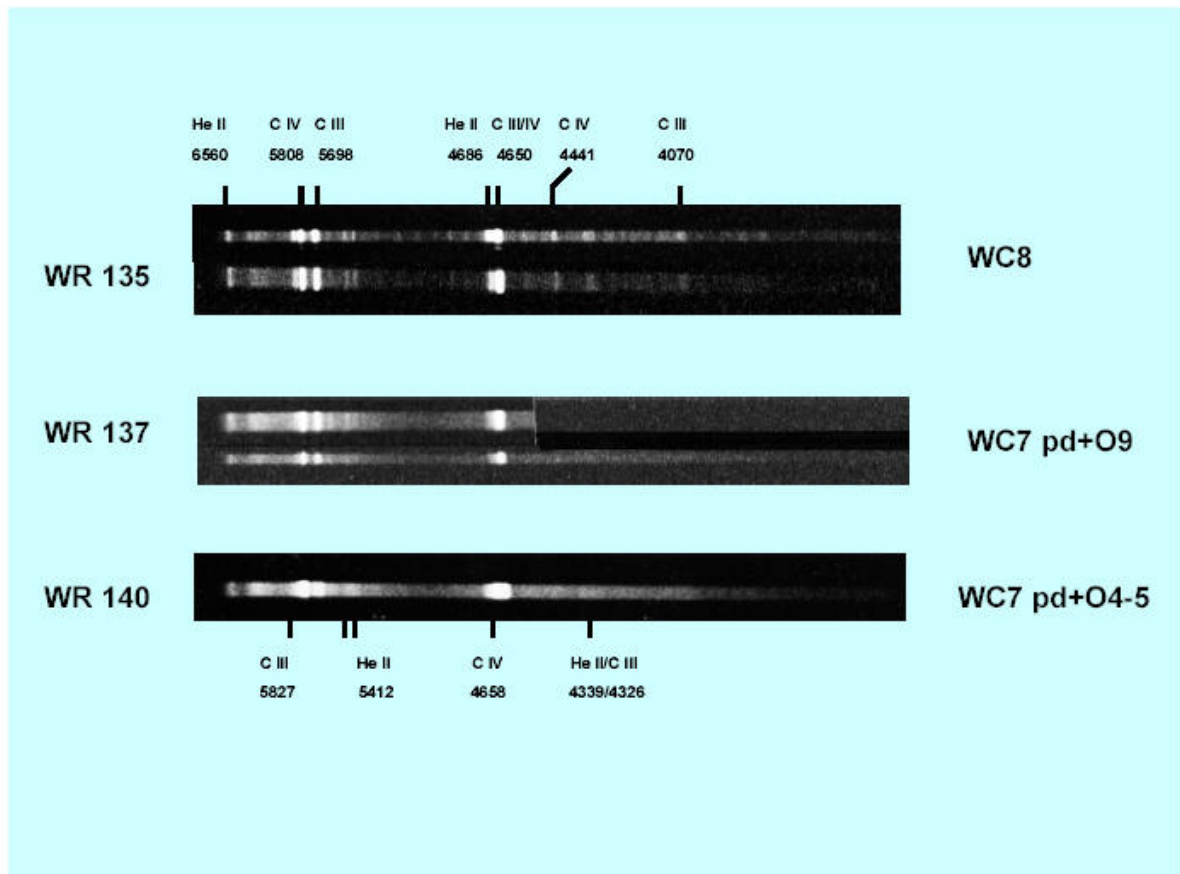


Abb. 4: Spektren der WR-C-Sterne

Diskutiert wird, dass die bereits erwähnten Untergruppen WR-N und WR-C dadurch zustande kommen, dass man Brennprodukte aus verschiedenen inneren Schichten des ursprünglichen massiven Sterns sieht. Aktuelle Evolutionsmodelle gehen davon aus, dass WN- und WC-Sterne nur verschiedene Entwicklungsstadien desselben Phänomens (fortschreitender Masseverlust) darstellen und aus O-Überriesen hervorgehen. Dabei wird der Masseverlust durch verschiedene Faktoren beeinflusst, zu denen Windstrukturen (Klumpen, Corotating Interaction Regions – CIR), Wechselwirkungen in Mehrfachsystemen sowie eventuell auch Magnetfelder gehören. Dass vorhandene Begleiter – in der Regel heiße O- oder B-Sterne – einen Einfluss auf das Erscheinungsbild der Spektren der WR-Sterne haben, wird, wie bereits erwähnt, an einer Nivellierung schwächerer Emissionen durch ein stärkeres Kontinuum deutlich.

Die Spektrallinien hoher Ionisierungsstufen (z.B. He II, C IV oder N IV) der WR-Sterne werden durch die sehr hohen Windtemperaturen (30000 – 60000 K [1]) ermöglicht. Bei niedrigeren Temperaturen würden die notwendigen Ionisierungsenergien (He II: 54,1 eV, C IV: 64,5 eV, N IV: 77,4 eV [3]) nicht erreicht werden. Im Vergleich dazu ist die für die Ionisierung eines Wasserstoffatoms erforderliche Energie von 13,59 eV relativ gering. Aus der Sicht der Sternentwicklung können WR-Sterne in zwei Kategorien eingeteilt werden:

Einerseits in relativ junge, massereiche Sterne (20-50 Sonnenmassen), zu der alle in diesem Bericht beschriebenen Programmsterne gehören. Möglicherweise sind solche Sterne wie p-Cygni, die ebenfalls große Masseverlustraten und starke Emissionslinien (allerdings neben Helium auch noch von Wasserstoff!) aufweisen, Vorläufer der Wolf-Rayet-Sterne [4]. Andererseits können auch die sehr heißen Zentralsterne planetarischer Nebel, die in der Regel deutlich geringere Massen besitzen und in die Endphase der Sternentwicklung einzuordnen sind, ein typisches WR-Spektrum zeigen.

3. Ausblick

Dieses kleine Beobachtungsprogramm zeigt, dass es auch bereits mit sehr einfachen Mitteln möglich ist, auch bei weniger hellen, aber doch sehr exotischen Sternen interessante Beobachtungen zu machen. Weiterführende Beobachtungen an WR-Sternen müssten mit deutlich höherer Dispersion zur genaueren Bestimmung der Radialgeschwindigkeiten, mit einer kalibrierten Intensitätsachse zur Messung von Linienintensitäten und mit einer kontinuierlichen Beobachtungsfolge zur Feststellung zeitlicher Veränderungen (z.B. periodischer oder nicht periodischer Staubbildungsprozesse) durchgeführt werden.

Herrn Dr. Thomas Eversberg (Mitglied der FG Spektroskopie) sei an dieser Stelle für die konstruktiven und kritischen Hinweise bei der Durchsicht des Berichtsmanuskriptes gedankt.

Literatur:

[1] Zimmermann H. Weigert A.; ABC-Lexikon der Astronomie, 8. überarbeitete Auflage, Heidelberg-Berlin-Oxford : Spektrum Akademischer Verlag, 1995, S. 525-526

[2] van der Hucht K. A.; The Seventh Catalogue of Galactic Wolf-Rayet Stars, 2001, <http://cdsweb.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR?-source=III/215>

[3] Wurm, K: Die Planetarischen Nebel, Akademie Verlag Berlin, 1951, 131 Seiten

[4] Kaler, J.B.; Sterne und ihre Spektren: astronomische Signale aus dem Licht, Heidelberg-Berlin-Oxford : Spektrum Akademischer Verlag, 1994, S. 259-265