

Fakultät für Physik und Astronomie
Ruprecht-Karls-Universität Heidelberg

Diplomarbeit
im Studiengang Physik

vorgelegt von
Sascha Tubbesing
aus Ostercappeln

1998

Spektroskopische Variationen des Be-Sterns 28 Cygni

Die Diplomarbeit wurde von Sascha Tubbesing ausgeführt an der
Landessternwarte Heidelberg
unter der Betreuung von
Herrn Prof. Dr. Bernhard Wolf

Zusammenfassung

Der Be-Stern 28 Cygni wurde mit dem hochauflösenden Echelle-Spektrographen HEROS am 72-cm Waltz-Reflektor der Landessternwarte Heidelberg beobachtet. Über einen Zeitraum von 98 Nächten wurden 106 Spektren im roten und 104 Spektren im blauen Kanal des Spektrographen in einem Gesamtwellenlängenbereich von 3450 – 8600 Å mit einer Auflösung von $\lambda/\Delta\lambda = 20000$ aufgenommen. Nach der Reduktion der Daten wurde der Stern auf spektroskopische Variationen hin untersucht. 28 Cygni befand sich während der Beobachtungen in einer stabilen Be-Phase, Linienemissions-Ausbrüche wurden nicht gefunden. Neben Linienprofilvariationen (lpv) wurden schnelle V/R-Variationen beobachtet. Eine detaillierte Zeitserienanalyse der lpv wurde durchgeführt, um mögliche periodische Variationen zu prüfen. Es zeigt sich, daß die lpv von 28 Cygni einer kohärenten Periode von $\mathcal{P}_1 = 0.6468 \pm 0.0004$ Tagen folgen. Die Variationen werden als nichtradiale Pulsationen des Sterns mit der Mode $l = 2$ interpretiert. Eine Korrelation zwischen den mittleren Äquivalentbreiten einzelner Linien und deren mittleren Blauverschiebung wurde aufgezeigt. Für Linien, die nicht von der Emission der zirkumstellaren Scheibe beeinflusst werden, gilt: Stärkere Linien zeigen eine größere Blauverschiebung.

Abstract

Spectroscopic Variations of the Be star 28 Cygni

The Be star 28 Cygni was observed with the high-resolution echelle spectrograph HEROS at the 72-cm Waltz-Telescope of the Landessternwarte Heidelberg. In 98 nights 106 spectra in the red and 104 spectra in the blue channel of the spectrograph were obtained with a total wavelength range of 3450 – 8600 Å and a spectral resolution of $\lambda/\Delta\lambda = 20000$. After the reduction of the data the star was investigated for spectroscopic variations. 28 Cygni was found to be in a stable Be phase, no line emission outbursts were found. Lineprofile variations and fast V/R variations were detected. A detailed timeseries analysis was carried out to search for periodic variability. It is found that the lineprofile variations of 28 Cygni follow one coherent period of $\mathcal{P}_1 = 0.6468 \pm 0.0004$ day. Variations are interpreted as nonradial pulsations of the star with a mode of $l = 2$. A correlation between the average equivalent widths of single lines and their average blueshifts was detected. For lines which are not influenced by the emission of the circumstellar disk, stronger lines are showing a greater blueshift.

“In one sense, every star is more or less peculiar; which features and phenomena are to be considered as normal, and which are to be singled out as peculiar, must depend on the state of our knowledge and on the taste of the individual investigator.”

Otto Struve, 1951

Inhaltsverzeichnis

1	Einführung	1
1.1	Echellespektroskopie	1
1.1.1	HEROS	2
1.2	Be-Sterne	3
1.2.1	Allgemeines	3
1.2.2	Das Scheibenmodell	7
1.2.3	Sternwinde der Be-Sterne	8
1.2.4	Linienprofilvariationen	9
1.2.5	Nichtradiale Pulsationen	9
1.2.6	Be-Szenario	10
1.3	28 Cygni	11
2	Datenaufnahme und Reduktion	13
2.1	Beobachtungen	13
2.1.1	Allgemeines	13
2.1.2	Beobachtungsprotokoll	13
2.2	Reduktion	17
3	Datenanalyse	21
3.1	Gesamtspektrum	21
3.2	Spektroskopische Variationen	24
3.2.1	Linienprofilvariationen	24
3.2.2	Schnelle V/R-Variationen	25
3.3	Zeitreihenanalyse	25
3.3.1	Eindimensionale Analyse	31

3.3.2	Dynamische Spektren	32
3.3.3	Zweidimensionale Analyse	42
3.4	Interpretation der Variationen	42
3.4.1	Korrelationen	47
4	Diskussion und Ausblick	51
A	Spektralatlas von 28 Cygni	55
B	Daten	65
B.1	Radialgeschwindigkeiten	65
B.2	Radialgeschwindigkeiten gefaltet mit \mathcal{P}_1	69
B.3	Daten aller vermessenen Linien	73
	Literaturverzeichnis	78
	Danksagung	80

Kapitel 1

Einführung

Seit der Entdeckung des ersten Be-Sterns durch A. Secchi im Jahre 1866 (siehe Abbildung 1.1) ist die Datenmenge über diese Gruppe von Sternen enorm angewachsen. Doch noch immer gibt es viele offene Fragen. So ist es bis heute nicht gelungen, das Be-Phänomen schlüssig in die Theorie der Sternentwicklung einzugliedern. Auch ist die Ursache für die Entstehung der Gashülle um solche Sterne, von der die Linienemission im Spektrum der Be-Sterne stammt, noch nicht geklärt.

Im Rahmen dieser Diplomarbeit wurden die spektroskopischen Variationen des Be-Sterns 28 Cygni untersucht. Dazu wurden zunächst Spektren des Sterns mit dem Echelle-Spektrographen HEROS an der Landessternwarte Heidelberg aufgenommen. Nach der Reduktion der Daten wurden die Spektren auf Linienprofilvariationen hin untersucht sowie eine detaillierte Zeitserienanalyse durchgeführt.

Zunächst sollen einige Grundlagen erläutert werden.

1.1 Echellespektroskopie

In der Echellespektroskopie wird als dispersierendes Element ein sogenanntes Echellegitter benutzt (Hauptdispersion). Ein Echellegitter ist ein Beugungsgitter mit großem Linienabstand (30-300 Linien/mm), das unter einem hohen Einfallswinkel und bei sehr hohen Interferenzordnungen eingesetzt wird. Anders als bei einem klassischen Spektrographen, bei dem eine oder mehrere Ordnungen, die sich teilweise überlappen können, auf einem schmalen Streifen abgebildet werden, gibt es beim Echellespektrographen ein weiteres dispersierendes Element (Gitter oder Prisma), welches die sich überlappenden Ordnungen senkrecht zur Hauptdispersionsrichtung auseinanderzieht (Querdispersion). Das einfallende Licht wird so nach einzelnen Ordnungen getrennt auf dem Detektor abgebildet (Abbildung 1.2).

In der jüngeren Vergangenheit kam es zur Entwicklung der fasergekoppelten Spektrographen. Bei dieser Bauart wird dem Spektrographen das Licht vom

Teleskop über eine Glasfaser zugeführt. Das ermöglicht es, den Spektrographen entkoppelt vom Teleskop thermisch und mechanisch stabil in einem getrennten Raum aufzustellen. Dadurch können mechanische Durchbiegungseffekte und Temperaturschwankungen extrem gering gehalten werden und man erhält ein zeitlich und räumlich stabiles Spektrum auf dem Detektor.

Trotz der unvermeidlichen Effizienzverluste bei der Ein- und Auskopplung sowie der Transmission, bietet die Übertragung des Sternlichtes durch eine Glasfaser einige entscheidende Vorteile:

- Durch die Vielfach-Totalreflexion des Lichts innerhalb der Faser geht die Information über die Intensitätsverteilung bei der Einkopplung des Lichts verloren („scrambled light“). Dadurch ist der Eintrittsspalt des Spektrographen (der Faserausgang) homogen ausgeleuchtet, womit sich Nachführfehler des Teleskops nur als eine Verringerung des auf dem Detektor empfangenen Signals bemerkbar machen und nicht wie bei konventionellen Spektrographen als Verschiebung der Spektrallinien. Damit kann eine hohe Genauigkeit in der Wellenlänge erreicht werden.
- Da auch die Spektren der zur Kalibration notwendigen Vergleichslichtquellen über die Glasfaser eingekoppelt werden, kann eine präzise Korrektur der Empfindlichkeitsvariationen des CCD¹-Detektors durch eine Weißlichtaufnahme („flatfield“) und eine präzise Wellenlängenkalibration mittels einer Vergleichslichtquelle vorgenommen werden.

1.1.1 HEROS

HEROS² (Kaufer 1996) ist ein an der Landessternwarte Heidelberg aus dem Vorgänger FLASH³ (Mandel 1988a, 1988b) entwickelter und gebauter fasergekoppelter Echellespektrograph.

HEROS besteht aus einer leichtgewichtigen Teleskopeinheit (Abbildung 1.3) und dem eigentlichen Spektrographen (Abbildung 1.4), der mit der Teleskopeinheit über ein Glasfaserkabel verbunden ist und so im Teleskopgebäude an einer mechanisch stabilen Stelle aufgebaut werden kann.

Die Teleskopeinheit enthält neben dem Fernsehleitsystem auch die zu Kalibrationsaufnahmen nötige Thorium-Argon-Lampe, sowie eine Halogen-Glühlampe für die Flatfieldaufnahme. Die Glasfaser hat einen Kerndurchmesser von 100 μm . Zusammen mit den anderen Komponenten wird damit ein Auflösungsvermögen von $\mathcal{R} = \lambda/\Delta\lambda = 20\,000$ über den gesamten Wellenlängenbereich von 3 450 Å bis 8 600 Å erreicht.

Durch einen dichroitischen Strahlteiler wird das Licht hinter dem Echelle-Gitter bei etwa 5 700 Å in einen blauen (3 450 bis 5 600 Å) und einen roten Kanal (5 800

¹engl.: charge-coupled device

²Heidelberg Extended Range Optical Spektrograph

³Fiber-Linked Astronomical Spektrograph of Heidelberg

bis 8 600 Å) geteilt. Die Spektren werden im roten bzw. blauen Kanal auf einem 1 152 × 770 respektive 2 000 × 800 Pixel großen CCD-Chip abgebildet (Pixelgröße 22 bzw. 15 µm).

1.2 Be-Sterne

Im Jahre 1866 entdeckte Angelo Secchi im Rahmen seiner systematischen Durchmusterung der Spektren von über 500 Sternen erstmals einen Stern (γ Cas) mit Emissionslinien (Abbildung 1.1).

Schreiben des Herrn Prof. Secchi, Dir. der Sternwarte des Collegio Romano, an den Herausgeber.

Dans ma dernière je vous annonçais la grande facilité d'observer les spectres stellaires avec la nouvelle construction de spectroscopie que j'ai réussi à combiner. Bientôt j'espère de pouvoir vous envoyer une liste des objets examinés, mais pour le moment je ne pourrais différer davantage à vous signaler une particularité curieuse de l'étoile γ Cassiopée, unique jusqu'à présent. Celle-ci est que pendant que la grande majorité des étoiles blanches montre la raie f très-nette et large, et comme α Lyre, Sirius etc., γ Cassiopée a à sa place une ligne lumineuse très-belle et bien plus brillante que tout le reste du spectre. La place de cette raie est, autant que j'en ai pu prendre des mesures, exactement coïncidente avec celle de f , et on peut très-bien en faire la comparaison avec l'étoile voisine β Cassiopée. La mesure je l'ai prise en plaçant une pointe de repère dans le chercheur et couvrant la raie dans la grande lunette avec la pointe micrométrique du spectroscopie: si les deux lunettes sont portées de l'étoile γ à l'étoile β et placées de la même manière sur l'une et sur l'autre on

trouve que la position de la raie luisante de la première correspond à la raie obscure de la seconde. J'espère pouvoir faire ces mesures d'une manière plus exacte encore. En comparant ainsi l'étoile β Pégase on trouve que la f tombe sur une région noire des bandes que cette étoile présente. Du reste la bande luisante que montre γ Cassiopée, n'est pas unique, il y en a plusieurs autres, mais assez plus petites, et je ne les ai pas mesurées. Cette étoile présente donc un spectre inverse de celui du type ordinaire des étoiles blanches.

Pour vous donner une idée pratique de l'effet de cette bande je vous dirai que cette ligne brille sur le reste du spectre comme le groupe du magnésium brille sur le fond lumineux du spectre lorsqu'on brûle ce métal.

Dans une autre lettre les détails des autres étoiles. — M. Respighi a vérifié ces résultats et a même vu avec sa lunette de 5 pouces seulement plusieurs beaux spectres avec l'usage de ma combinaison.

Rome, 1866 Août 23.

A. Secchi.

Abbildung 1.1: Schreiben von A. Secchi aus den Astronomischen Nachrichten von 1866.

Sterne dieses Typs mit Emissionslinien in ihren Spektren werden seit der ersten Generalversammlung der IAU⁴ im Jahre 1922 in Rom als Emissionsliniensterne vom Spektraltyp B oder kurz als „klassische“ Be-Sterne bezeichnet.

Nicht nur weil einige der hellsten Sterne am Himmel Be-Sterne sind, sondern auch aufgrund der Vielzahl ihrer Besonderheiten waren und sind sie Gegenstand der Diskussion (siehe z.B. Slettebak 1976, Jaschek & Groth 1982, Underhill & Doazan 1982, Slettebak & Snow 1987, Balona et al. 1994).

1.2.1 Allgemeines

Als klassische Be-Sterne bezeichnet man heute Sterne des Spektraltyps B der Leuchtkraftklassen III, IV oder V im MK⁵-System, also Sterne auf oder nahe der Hauptreihe, die Emission in einer Wasserstofflinie der Balmer-Serie zeigen oder gezeigt haben.

Diese Definition der Be-Sterne impliziert schon eines ihrer hervorstechendsten Merkmale: die Variabilität. So variiert die Stärke der Emission beim indivi-

⁴Internationale Astronomische Union

⁵nach Morgan, Keenan und Kellman, 1943

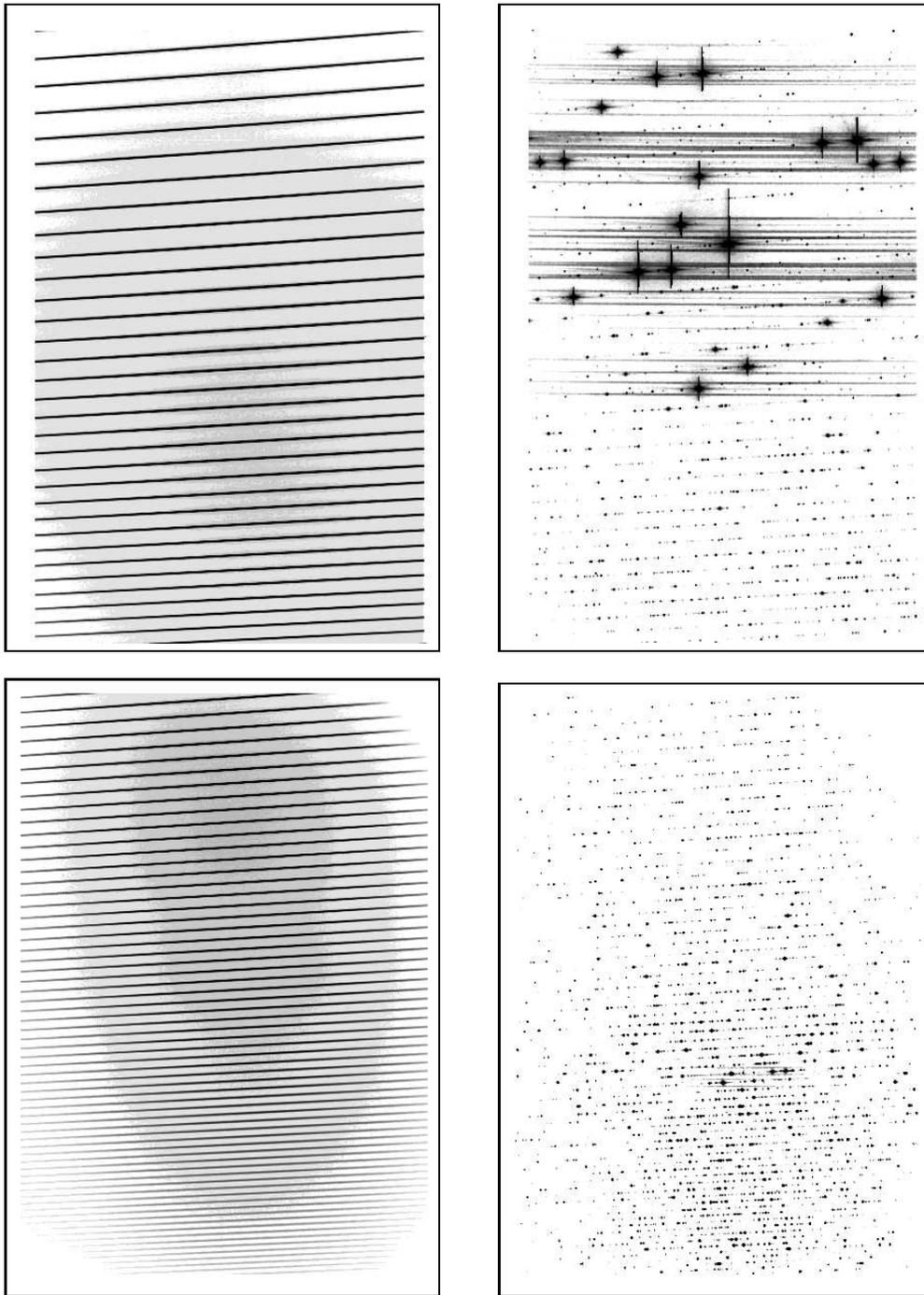


Abbildung 1.2: Links: Flatfieldaufnahme mit HEROS. Das Echellespektrum des roten Kanals ist oben, das des blauen Kanals darunter dargestellt. Rechts: Wie links, nur ist eine Thorium–Argon–Vergleichslichtaufnahme gezeigt. Die zahlreichen Emissionslinien bekannter Wellenlänge werden zur Wellenlängenkalibration (siehe Abschnitt 2.2) der Spektren benutzt (aus Kaufer 1996).

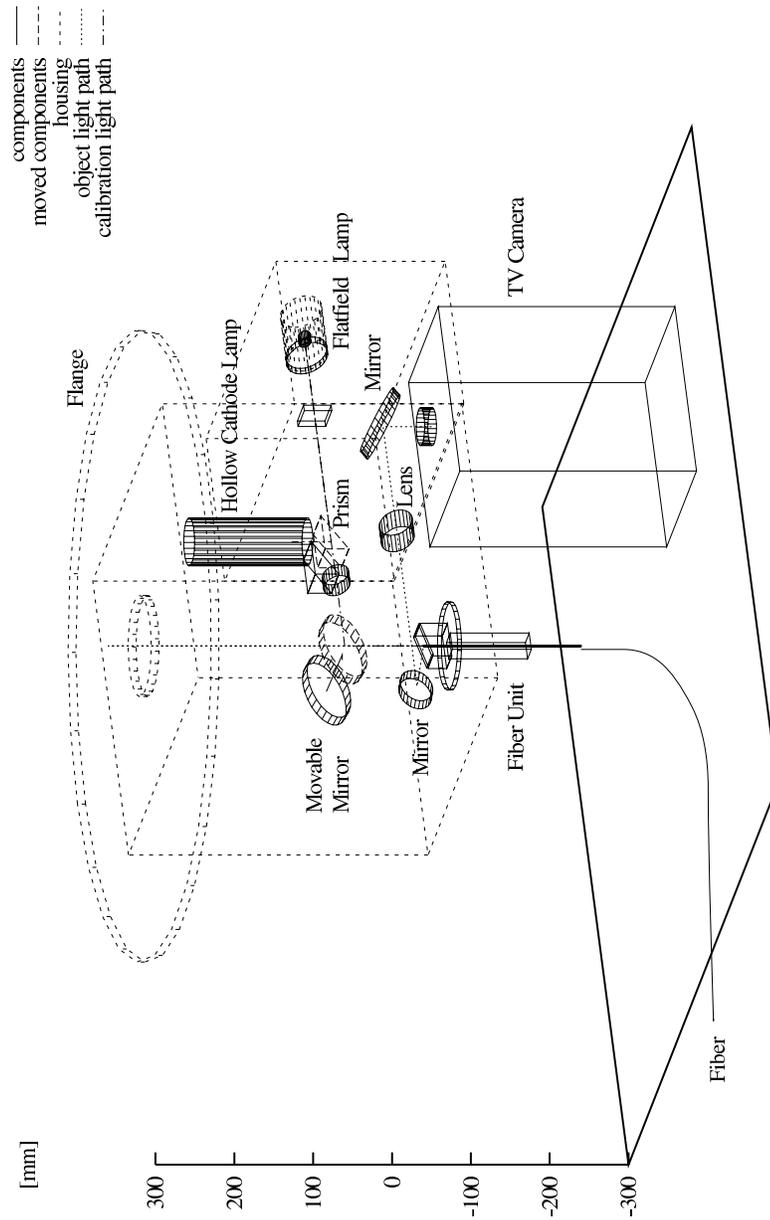


Abbildung 1.3: Die Teleskopeinheit von HEROS. Durch ihr niedriges Gewicht von ca. 30kg kann sie auch an Teleskope der Submeter-Klasse angeflanscht werden (aus Käufer 1996).

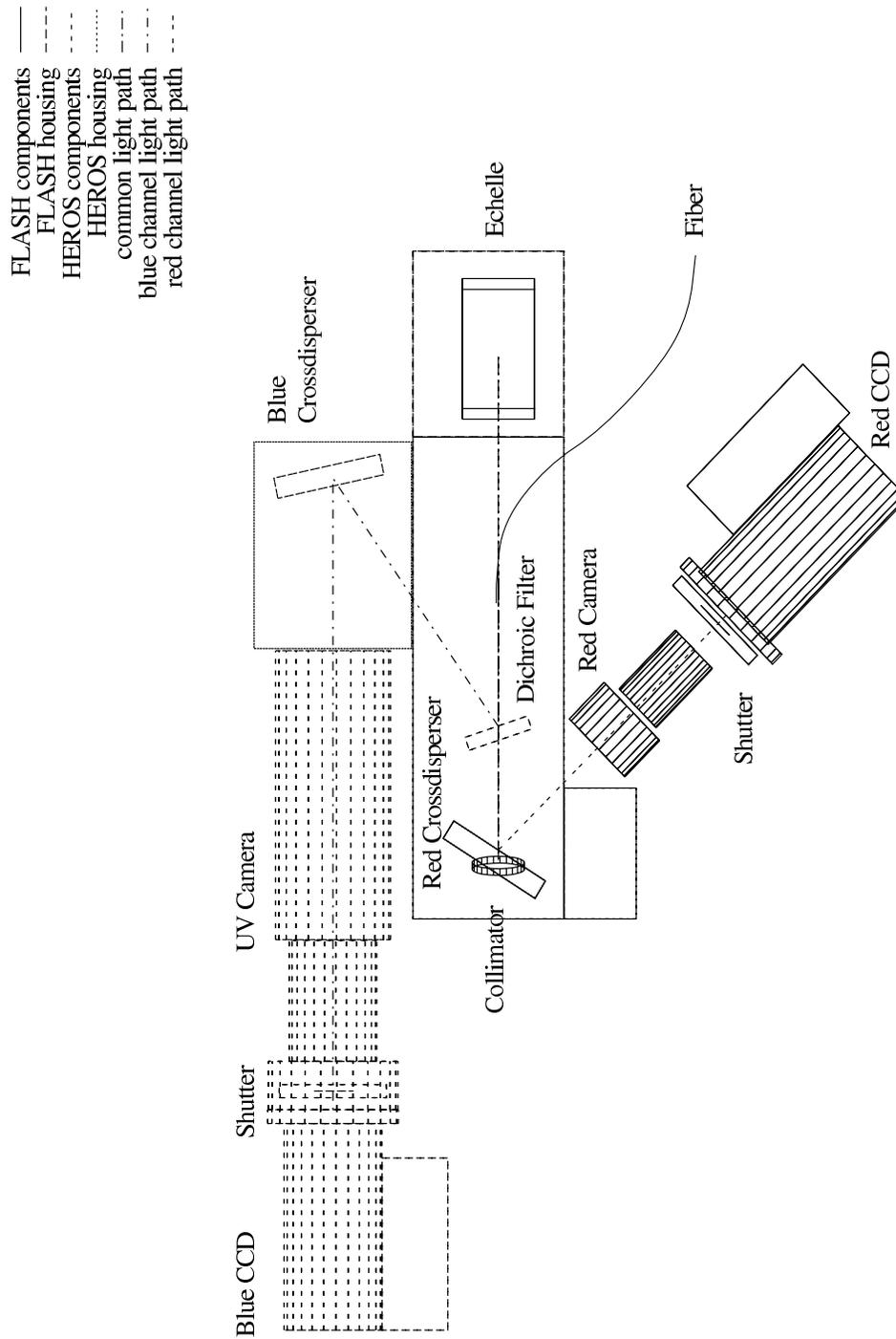


Abbildung 1.4: Der HEROS-Spektrograph im Schema (aus Kaufer 1996).

duellen Stern auf Zeitskalen von Jahren oder Jahrzehnten. Auch die photometrischen Helligkeiten zeigen bei den meisten Be-Sternen Schwankungen von einigen zehntel Magnituden auf den gleichen Zeitskalen. Neben diesen Langzeitvariationen zeigen Be-Sterne auch schnelle Variationen auf Zeitskalen von einigen Stunden bis hin zu wenigen Tagen, sowohl in ihrer Helligkeit als auch in ihren Spektren. Zudem treten bei vielen Be-Sternen auch Variationen auf Zeitskalen von Wochen auf.

Außer in ihrer Variabilität unterscheiden sich die klassischen Be-Sterne noch in einigen weiteren Punkten von den „normalen“ B-Sternen mit reinen Absorptionslinien:

- Be-Sterne rotieren im Mittel deutlich schneller als „normale“ B-Sterne.
- Ihre Strahlung ist teilweise polarisiert.
- Sie zeigen zusätzlich zum Sternwind hoher Geschwindigkeit eine zweite, deutlich dichtere Windkomponente, deren Stärke und Geschwindigkeit zeitlich veränderlich ist.

1.2.2 Das Scheibenmodell

Die stärkste Emission ist in Be-Sternen meist in der $H\alpha$ -Linie zu finden. Emissionslinien deuten auf das Vorhandensein einer ausgedehnten kühleren Gashülle um den Stern hin. Der zentrale Stern regt das Gas zum Leuchten an, so daß die Hülle in den Spektrallinien der Atome und Ionen heller strahlt als der Stern. Die Formen der Emissionslinien hängen zum einen von der Kinematik der Hülle (Dopplereffekt), zum anderen von den Entweichwahrscheinlichkeiten der Linienphotonen ab. Be-Sterne zeigen eine Vielzahl von unterschiedlichen Emissionslinienprofilen, die sich aber grob in drei Gruppen einordnen lassen (siehe dazu Abbildung 1.5).

Diese drei Profiltypen lassen sich durch ein einfaches von Otto Struve (1931) entwickeltes Modell qualitativ erklären (Abbildung 1.5): Das System aus schnell rotierendem, abgeplattetem Stern und einer rotierenden ausgedehnten Gashülle, die ihre größte Ausdehnung in der Äquatorebene des Sterns erreicht, wird unter verschiedenen Inklinationswinkeln i gesehen. Durch die Selbstabsorption in der Gashülle sind dann auch die unterschiedlich starken zentralen Einsenkungen in den Emissionslinien zu erklären.

Auch den Entstehungsmechanismus der Gashülle versuchte Struve (1931) zu erklären. Er nahm an, daß Be-Sterne mit „überkritischer“ Äquatorialgeschwindigkeit rotieren, so daß durch die am Äquator auftretenden Fliehkräfte Material von der Sternoberfläche bis in große Höhen ausgeschleudert werden könnte. Slettebak (1966) zeigte aber, daß Be-Sterne zwar mit hoher, doch deutlich unter kritischer Geschwindigkeit rotieren.

In den letzten zehn Jahren konnte mit interferometrischen Methoden die Geometrie der zirkumstellaren Hülle als scheibenartig beobachtet werden (Stee et al.

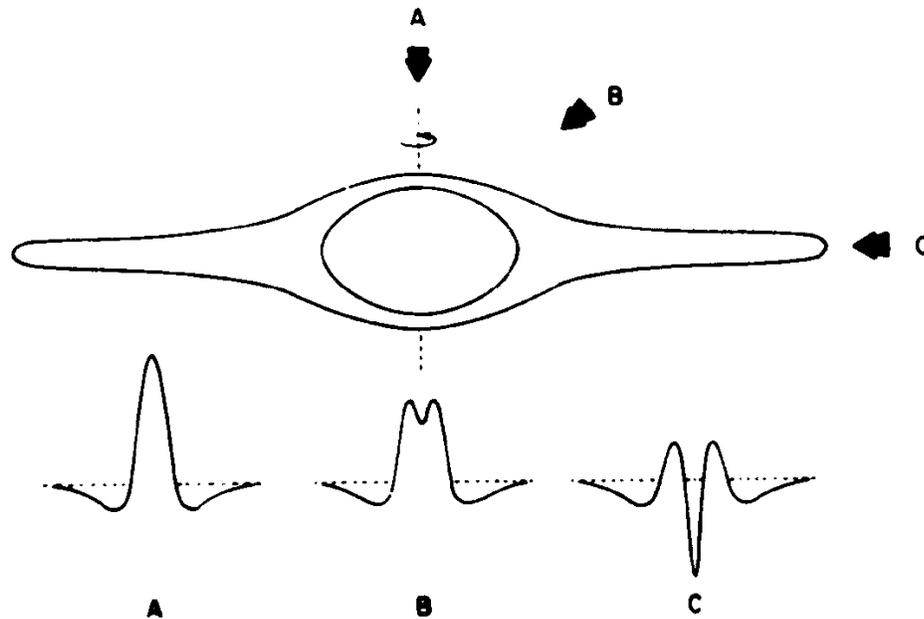


Abbildung 1.5: Schemazeichnung des Scheibenmodells von Struve (aus Slettebak 1979). Die verschiedenen Emissionsprofile lassen sich qualitativ erklären, wenn man annimmt, daß man das System aus rotations-abgeplattetem Stern und rotierender Gashülle unter verschiedenen Inklinationen i sieht. Bei einem Winkel von $i = 0^\circ$ („pole-on“) sieht der Beobachter das Einfachgipfel-Profil A, welches durch die Emission der Gashülle entsteht. Bei einem Winkel von $i = 90^\circ$ („edge-on“) beobachtet man Profil C. Die tiefe Absorption im Zentrum der Linie entsteht dabei durch Absorption des Sternlichts in der Gashülle. Für intermediäre Winkel wird Profil B beobachtet. Hier entsteht die zentrale Absorption sowohl durch kinematische Effekte als auch durch Selbstabsorption.

1995, Quirrenbach et al. 1997). Allerdings gibt es von theoretischer Seite immer noch keine Erklärung für deren Entstehung (siehe unten).

1.2.3 Sternwinde der Be-Sterne

Starke, durch Strahlungsdruck getriebene Sternwinde treten vor allem bei Überriesen mit Emissionslinienspektren vom Typ P Cygni oder bei Wolf-Rayet-Sternen auf. Im optischen Spektralbereich sind sie am sogenannten P Cygni-Profil zu erkennen. Be-Sterne zeigen im optischen (bis auf wenige Ausnahmen) keine solchen Hinweise auf einen Sternwind. Erst mit der Beobachtung im UV-Bereich durch den IUE⁶-Satelliten konnte auch bei Be-Sternen ein starker Sternwind anhand von P Cygni-Profilen nachgewiesen werden.

Bjorkman & Casinelli (1993) zeigten, daß dieser Wind bei Be-Sternen zur Bildung einer Scheibe beitragen kann. Allerdings ergaben andere Rechnungen (Owocki et al. 1996), daß in erster Ordnung unberücksichtigte Effekte die Bil-

⁶International Ultraviolet Explorer

dung einer äquatorialen Scheibe verhindern oder eine vorhandene Scheibe auflösen können.

1.2.4 Linienprofilvariationen

Neben den langfristigen Variationen zeigen Be-Sterne auch Variationen auf kurzen Zeitskalen von einigen Stunden bis wenigen Tagen. Im optischen Spektralbereich machen sich diese Variationen vorwiegend als Linienprofilvariationen (*lpv*) der photosphärischen Absorptionslinien bemerkbar. Auch die Linien, in denen sich die Emission der Hülle bemerkbar macht, zeigen *lpv*. Oft werden auch Variationen des V/R-Verhältnisses in diesen Linien beobachtet (V/R-Verhältnis: das Verhältnis der Intensitäten der Peaks von Doppelgipfel-Profilen; Intensität des Peaks bei niedrigerer Wellenlänge = V(iolett), Intensität des Peaks bei höherer Wellenlänge = R(ot)).

Bei den Variationen auf Zeitskalen von Wochen sind besonders die *line emission outbursts* (engl.: Linienemissions-Ausbrüche) zu erwähnen. Diese Ausbrüche scheinen Anzeichen für einen Massentransfer vom Stern zur Hülle zu sein (siehe dazu z.B. Rivinius et al. 1998a).

Neuere Modelle versuchen die *lpv* durch nichtradiale Pulsation (NRP) zu erklären. Diese NRP kann beispielsweise auch über *line emission outbursts* zur Entstehung der Gashülle beitragen.

Als zur NRP konkurrierender Erklärungsversuch sei noch das Modell der *star spots* (engl.: Sternflecke) bzw. mitrotierenden aktiven Gebiete erwähnt. Dabei werden Gebiete niedrigerer oder höherer Temperatur (als die der restlichen Sternatmosphäre) auf oder nahe der Sternoberfläche angenommen, welche mit dem Stern mitrotieren. Allein anhand der beobachteten *lpv* kann aber nicht zwischen NRP-Modell und *star spot*-Modell unterschieden werden.

1.2.5 Nichtradiale Pulsationen

Als nichtradiale Pulsationen bezeichnet man die Eigenmodeschwingungen des Sterns, die sich nicht homogen über die gesamte Sternatmosphäre verhalten, sondern deren Form der Störung sich (für langsam rotierende Sterne) als Kugelflächenfunktion $Y_l^m(\theta, \phi)$ darstellt. Dabei ist

$$Y_l^m(\theta, \phi) \equiv P_l^{|m|}(\cos \theta) e^{im\phi}$$

mit dem Legendre-Polynom

$$P_l^{|m|}(x) \equiv \frac{(-1)^m}{2^l l!} (1-x^2)^{m/2} \frac{d^{l+m}}{dx^{l+m}} (x^2-1)^l$$

wobei l den Grad und $m = -l, \dots, +l$ die azimutale Ordnung der Mode angibt. Das Vorzeichen von m legt zudem den „Drehsinn“ der Pulsation fest:

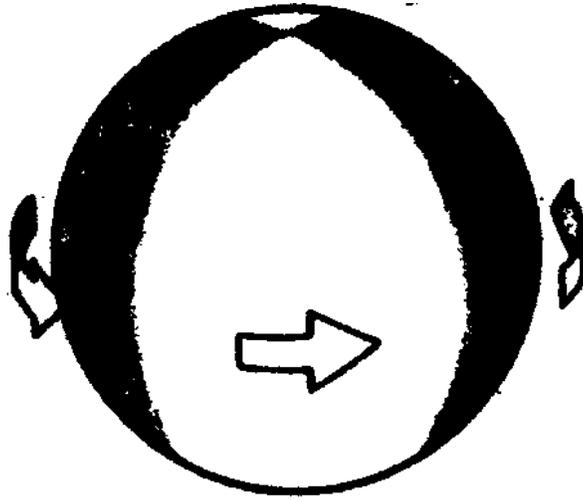


Abbildung 1.6: Illustration einer NRP mit $l = 2$ und $|m| = 2$ (aus Unno et al. 1979). Je nachdem ob $m = 2$ oder $m = -2$ ist, rotiert das Muster gegen bzw. mit der Rotation des Sterns.

$m = 0$ axialsymmetrische Welle, kein Drehsinn festzulegen

$m < 0$ mit dem Drehsinn des Sterns rotierende Welle

$m > 0$ gegen den Drehsinn des Sterns rotierende Welle

Anhand der Rückstellkraft der Schwingung unterscheidet man p-Moden (Rückstellkraft = Gasdruck) und g-Moden (Rückstellkraft = Gravitation). Generell sind Oszillationen von p-Moden hochfrequenter als die der g-Moden. Die Schwingungen beider Moden äußern sich als lpv , wobei periodische Variationen der Linienbreite verbunden mit Asymmetrien der Linien auf eine niedrige, und sogenannte *moving bumps* (kleinere Absorptionsdellen, die durch die Linien wandern) auf eine hohe Ordnung in l hinweisen. Bei ausreichend hoher Auflösung können beide Erscheinungen in Be-Sternen beobachtet werden (für eine detailliertere Beschreibung der NRP siehe z.B. Unno et al. 1979, Schrijvers et al. 1997).

1.2.6 Be-Szenario

Mit der Annahme, daß die Eigenschaften von Be-Sternen von ihrer hohen Rotationsgeschwindigkeit in Zusammenarbeit mit NRP geprägt werden, schlägt Osaki (1998) folgendes Szenario vor:

1. Die noch instabilen mitrotierenden NRP-Moden geringer Frequenz und niedriger Ordnung in l beginnen anzuwachsen.
2. Die NRP-Wellen transportieren Drehimpuls zur Sternoberfläche. Das „Brechen“ der Wellen führt zu Massenverlust von der Oberfläche \Rightarrow Die Scheibe bildet sich, Beginn der Be-Phase.

3. Aufgrund von Energieverlust der NRP (z.B. durch Massenverlust an die Scheibe) wird die NRP-Welle gedämpft (*wave leakage*).
4. Auflösung der Scheibe aufgrund von fehlendem Energie- und Drehimpulstransport von den NRP-Wellen, Ende der Be-Phase.
5. Neuer Zyklus.

Für dieses Szenario lassen sich einige Anhaltspunkte finden: So berichten z.B. Rivinius et al. (1998b) von einer Koinzidenz zwischen erhöhtem Massenverlust, beobachtet als *line emission outbursts* und der maximalen Schwebungsamplitude mehrerer Perioden der photosphärischen NRP bei dem Stern μ Cen; Townsend (1997) zeigte in einer theoretischen Arbeit einen eventuellen Zusammenhang zwischen *wave leakage* und einer bei einigen Be-Sternen beobachteten Asymmetrie im Phasenverlauf der *lpv* auf.

1.3 28 Cygni

28 Cygni ist ein typischer Vertreter der Klasse der Be-Sterne (siehe auch Tabelle 1.1). Aufgrund seiner relativ großen mittleren scheinbaren Helligkeit in V von 4.93^m gibt es von 28 Cygni eine recht umfangreiche Anzahl von Beobachtungen. So war laut Slettebak (1982) der Stern von 1953 bis 1959 in einer „B-Stern“-Phase und von 1961 bis 1975 in einer „Be-Phase“. In späteren Beobachtungen ab 1979 bis heute wurde $H\alpha$ stets in Emission gesehen.

Tabelle 1.1: Daten von 28 Cygni

Bezeichnungen	28 Cygni HD 191610 BD 36°3907 HR 7708 V 1624 Cyg
Koordinaten (2000.0)	$\alpha = 20^h09^m25^s.509$ $\delta = +36^\circ50'21''.93$
Spektralklasse	B3 IVe ^a
Rotationsgeschwindigkeit $v \sin i$	320 km s^{-1} ^a
scheinbare Helligkeit (V)	$4.83 - 5.05 \text{ mag}$ ^b
Entfernung von der Sonne	$264 \pm 37 \text{ pc}$ ^c
absolute Helligkeit M_V	-2.17 mag ^d
Effektivtemperatur	$20\,000 \text{ K}$ ^e

^a vgl. Slettebak 1982

^b vgl. Percy et al. 1997

^c vgl. Perryman et al. 1997

^d vgl. Fabregat & Reglero 1990

^e vgl. Theodossiou & Danezis 1991

Die photometrischen Helligkeitsvariationen von 28 Cygni wurden erstmals von Gies & Percy (1977) entdeckt, als sie ihn als Vergleichssterne für relative Photometrie benutzten. In einer genaueren Analyse der photometrischen Variationen fanden Spear et al. (1981) eine Periode von $\mathcal{P} = 0.70 \pm 0.04$ Tagen in den Daten. Peters & Penrod (1988) berichteten von Linienprofilvariationen der He I $\lambda 6678$ Linie mit einer Periode von $\mathcal{P}_1 = 0.68 \pm 0.02$ Tagen und einer weiteren Periode von $\mathcal{P}_2 = 0.13 \pm 0.07$ Tagen. In einer Reihe von späteren Veröffentlichungen (siehe z.B. Pavlovski & Ružić 1990, Hahula & Gies 1991, Bossi et al. 1993, Hahula 1993, Percy et al. 1997, Pavlovski et al. 1997) wurde von periodischen und multiperiodischen Variationen sowohl in den photometrischen als auch den spektroskopischen Daten berichtet. Hahula (1993) interpretierte die Variationen von 28 Cygni als NRP mit $l = -m = 2$.

Ziel der Arbeit war es, die genauen Perioden und die zugrundeliegenden physikalischen Mechanismen durch möglichst lange spektroskopische Beobachtungen zu reanalysieren.

Kapitel 2

Datenaufnahme und Reduktion

2.1 Beobachtungen

Im Zeitraum vom 28. Juli bis zum 3. November 1997 wurden in insgesamt 37 Nächten mit dem Echellespektrographen HEROS am Waltz-Reflektor der Landessternwarte 104 Spektren des Be-Sterns 28 Cygni im blauen Kanal und 106 Spektren im roten Kanal (vgl. Kapitel 1.1.1) aufgenommen.

2.1.1 Allgemeines

Der Waltz-Reflektor (Baujahr 1906) wird im Nasmyth-Fokus bei einer Gesamtbrennweite von 14 m betrieben. Das einfallende Licht wird zunächst vom parabolischen Hauptspiegel (Durchmesser: 72 cm, Brennweite: 282 cm) auf den hyperbolischen Fangspiegel reflektiert, bevor es vom Nasmyth-Umlenkspiegel aus dem Teleskop herausgelenkt wird. Im Nasmyth-Fokus ist die Teleskopeinheit von HEROS angebracht, die über eine Glasfaser mit dem eigentlichen Instrument verbunden ist (vgl. Kapitel 1.1.1).

Das Teleskop ist mit einer Fernsehleinrichtung versehen, die es ermöglicht, Sterne bis zur Größe 9.5 mag auf dem Kontrollmonitor (Größe des Gesichtsfeldes: $4^\circ \times 3^\circ$) zu erkennen.

Während jeder Beobachtungsnacht wurden abwechselnd mit den Sternspektren auch die zur Reduktion notwendigen Flatfield- und Thorium-Argon-Aufnahmen gemacht (siehe Kapitel 2.2).

2.1.2 Beobachtungsprotokoll

Tabelle 2.1 zeigt das Beobachtungsprotokoll, der für diese Arbeit benutzten Spektren. Die Kürzel in der letzten Spalte stehen für die jeweiligen Beobach-

ter (AJK: A.J. Korn, AK: A. Kaufer, AM: A. Malina, DS: D. Schäfer, JS: J. Schweickhardt, ST: S. Tubbesing, TR: Th. Rivinius).

Durch die klimatischen Bedingungen in Heidelberg kam es in einigen Nächten zu kleineren Störungen in der Datenaufnahme. So war z.B. am 04.08.1997 aufgrund hoher Luftfeuchtigkeit das blaue CCD von HEROS (siehe 1.1.1) beschlagen, so daß nur die im roten Kanal aufgenommenen Spektren verwendet werden konnten. Dies war auch der Fall am 17.10.1997. Am 25.09.1997 gab es ein Problem mit der Auslese-Elektronik des roten CCD, was dazu führte, daß sich ein Spektrum nicht korrekt reduzieren ließ.

Die Belichtungszeiten für die einzelnen Spektren liegen zwischen 40 und 60 Minuten. Damit wurden durchschnittlich Signal-zu-Rausch-Verhältnisse (S/N^1) von $\simeq 80$ im blauen (bei $\sim 4\,000\text{ \AA}$) und $\simeq 130$ im roten (bei $\sim 6\,700\text{ \AA}$) Spektralbereich erreicht. Eine Darstellung des erreichten S/N befindet sich in Abbildung 2.1.

Tabelle 2.1: Beobachtungsprotokoll für alle Spektren von 28 Cygni, aufgenommen mit HEROS am Waltz-Reflektor der Landessternwarte (MJD = JD - 2400000.5).

Aufnahmedatum	MJD	blauer Kanal	roter Kanal	Beobachter
28.07.1997	50657.87	✓	✓	TR
29.07.1997	50658.86	✓	✓	TR
29.07.1997	50658.89	✓	✓	TR
29.07.1997	50658.93	✓	✓	TR
29.07.1997	50658.97	✓	✓	TR
30.07.1997	50659.02	✓	✓	TR
04.08.1997	50664.88	—	✓	TR
04.08.1997	50664.91	—	✓	TR
11.08.1997	50671.83	✓	✓	TR
11.08.1997	50671.86	✓	✓	TR
11.08.1997	50671.89	✓	✓	TR
11.08.1997	50671.92	✓	✓	TR
11.08.1997	50671.95	✓	✓	TR
11.08.1997	50671.98	✓	✓	TR
12.08.1997	50672.02	✓	✓	TR
12.08.1997	50672.05	✓	✓	TR
12.08.1997	50672.83	✓	✓	TR
12.08.1997	50672.86	✓	✓	TR
12.08.1997	50672.89	✓	✓	TR
12.08.1997	50672.93	✓	✓	TR
12.08.1997	50672.96	✓	✓	TR
12.08.1997	50672.99	✓	✓	TR
13.08.1997	50673.02	✓	✓	TR
15.08.1997	50675.87	✓	✓	AK
<i>weiter auf der nächsten Seite</i>				

¹engl.: Signal to Noise

Aufnahmedatum	MJD	blauer Kanal	roter Kanal	Beobachter
15.08.1997	50675.90	✓	✓	AK
15.08.1997	50675.93	✓	✓	AK
15.08.1997	50675.96	✓	✓	AK
15.08.1997	50675.99	✓	✓	AK
16.08.1997	50676.02	✓	✓	AK
16.08.1997	50676.06	✓	✓	AK
18.08.1997	50678.82	✓	✓	TR
18.08.1997	50678.85	✓	✓	TR
18.08.1997	50678.88	✓	✓	TR
18.08.1997	50678.91	✓	✓	TR
18.08.1997	50678.94	✓	✓	TR
18.08.1997	50678.97	✓	✓	TR
19.08.1997	50679.00	✓	✓	TR
19.08.1997	50679.03	✓	✓	TR
19.08.1997	50679.06	✓	✓	TR
19.08.1997	50679.82	✓	✓	TR
19.08.1997	50679.88	✓	✓	TR
21.08.1997	50681.86	✓	✓	DS/JS
22.08.1997	50682.06	✓	✓	DS/JS
22.08.1997	50682.10	✓	✓	DS/JS
25.08.1997	50685.84	✓	✓	DS
25.08.1997	50685.98	✓	✓	DS
29.08.1997	50689.91	✓	✓	JS
08.09.1997	50699.92	✓	✓	DS/JS
10.09.1997	50701.83	✓	✓	DS
10.09.1997	50701.95	✓	✓	DS
11.09.1997	50702.04	✓	✓	DS
11.09.1997	50702.82	✓	✓	ST
11.09.1997	50702.96	✓	✓	ST
11.09.1997	50702.99	✓	✓	ST
13.09.1997	50704.85	✓	✓	JS
13.09.1997	50704.97	✓	✓	JS
14.09.1997	50705.06	✓	✓	JS
14.09.1997	50705.82	✓	✓	ST
14.09.1997	50705.95	✓	✓	ST
15.09.1997	50706.04	✓	✓	ST
16.09.1997	50707.80	✓	✓	DS
16.09.1997	50707.93	✓	✓	DS
17.09.1997	50708.02	✓	✓	DS
17.09.1997	50708.81	✓	✓	ST
17.09.1997	50708.95	✓	✓	ST
18.09.1997	50709.04	✓	✓	ST
<i>weiter auf der nächsten Seite</i>				

Aufnahmedatum	MJD	blauer Kanal	roter Kanal	Beobachter
18.09.1997	50709.90	✓	✓	JS
21.09.1997	50712.83	✓	✓	AJK
21.09.1997	50712.97	✓	✓	AJK
22.09.1997	50713.01	✓	✓	AJK
22.09.1997	50713.78	✓	✓	JS/DS
22.09.1997	50713.91	✓	✓	JS/DS
22.09.1997	50713.99	✓	✓	JS/DS
23.09.1997	50714.79	✓	✓	ST
23.09.1997	50714.92	✓	✓	ST
24.09.1997	50715.01	✓	✓	ST
24.09.1997	50715.78	✓	✓	DS
24.09.1997	50715.90	✓	✓	DS
24.09.1997	50715.99	✓	✓	DS
25.09.1997	50716.77	✓	✓	DS
25.09.1997	50716.90	✓	✓	DS
25.09.1997	50716.99	✓	—	DS
26.09.1997	50717.77	✓	✓	JS
26.09.1997	50717.90	✓	✓	JS
26.09.1997	50717.99	✓	✓	JS
27.09.1997	50718.78	✓	✓	DS
27.09.1997	50718.90	✓	✓	DS
27.09.1997	50718.99	✓	✓	DS
03.10.1997	50724.81	✓	✓	AJK/AM
03.10.1997	50724.96	✓	✓	AJK/AM
05.10.1997	50726.79	✓	✓	ST
05.10.1997	50726.93	✓	✓	ST
06.10.1997	50727.78	✓	✓	ST
17.10.1997	50738.74	—	✓	JS
28.10.1997	50749.82	✓	✓	AM
29.10.1997	50750.74	✓	✓	ST
29.10.1997	50750.88	✓	✓	ST
30.10.1997	50751.72	✓	✓	DS
30.10.1997	50751.88	✓	✓	DS
31.10.1997	50752.72	✓	✓	DS
31.10.1997	50752.90	✓	✓	DS
01.11.1997	50753.73	✓	✓	ST
01.11.1997	50753.89	✓	✓	ST
02.11.1997	50754.73	✓	✓	JS
02.11.1997	50754.92	✓	✓	JS
03.11.1997	50755.71	✓	✓	DS
03.11.1997	50755.87	✓	✓	DS

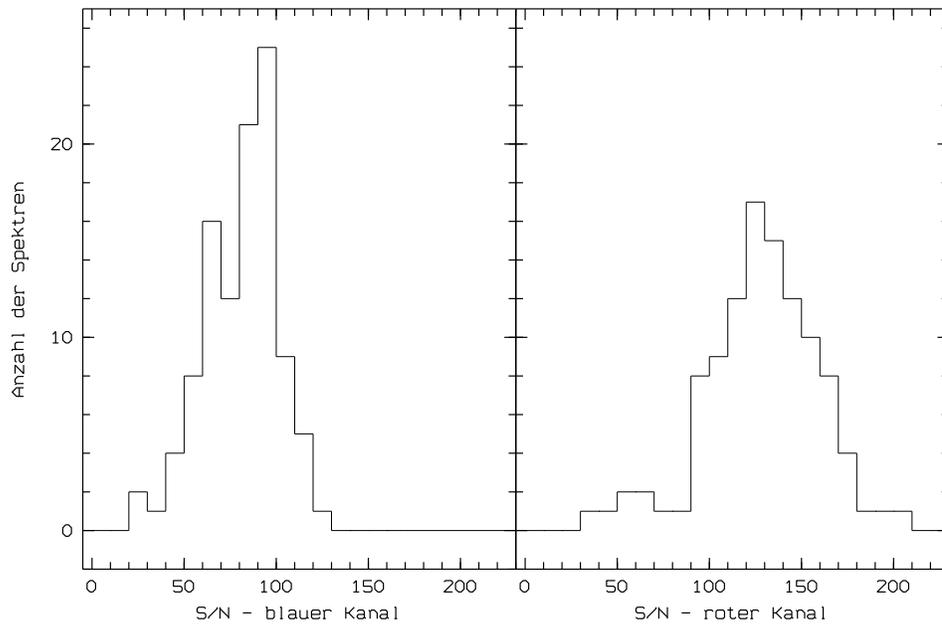


Abbildung 2.1: S/N der Spektren (links) bei $\sim 4000 \text{ \AA}$ und (rechts) bei $\sim 6700 \text{ \AA}$.

2.2 Reduktion

Zur Reduktion sämtlicher Spektren wurde das modifizierte Echelle Programm-paket (Stahl et al. 1993) des MIDAS²-Bildverarbeitungssystems der ESO³ in der Version 96NOV verwendet. Die in diesem Paket enthaltene Reduktionssoftware, ergänzt durch an der Landessternwarte entwickelte Programme, war Grundlage für die Auswertung der gesammelten Daten.

Die Reduktion der HEROS-Spektren erfolgt für den roten und blauen Kanal völlig unabhängig voneinander und für jede Beobachtungsnacht separat. Nachfolgend wird kurz auf die wichtigsten Schritte der Reduktion eingegangen:

- Mittelung der Thorium-Argon- und Flatfeldaufnahmen

Während der Beobachtungsnacht wird jede Objektaufnahme zwischen zwei Thorium-Argon-Aufnahmen zur Wellenlängenkalibration eingebettet. Durch die Mittelung dieser beiden Aufnahmen kann an den Objektspektren eine Korrektur erster Ordnung der während der Belichtung aufgetretenen Verschiebungen in Dispersionsrichtung vorgenommen werden.

Um insbesondere im blauen Bereich des Spektrums ein ausreichend hohes S/N-Verhältnis zu erreichen, werden alle Flatfeldaufnahmen einer Nacht gemittelt. So vermeidet man eine unnötige Erhöhung des Rauschanteils bei der späteren Flatfeldkorrektur.

²Munich Image Data Analysis System

³European Southern Observatory

- Abziehen des Streulicht hintergrundes

Echellespektren besitzen einen recht hohen Streulichtanteil von einigen Prozent, der sich jedoch zwischen den einzelnen Ordnungen gut bestimmen läßt. Durch Modellierung mittels einer zweidimensionalen Splinefunktion wird der flächige Verlauf des Streulicht hintergrundes sowohl von den Objektspektren als auch von den Flatfeldaufnahmen bestimmt und dann subtrahiert.

- Extraktion der Spektren

Jede einzelne Ordnung wird nun in Querdispersionsrichtung über eine vorgegebene „Spalt“-breite aufaddiert (extrahiert). Um dabei nichtsignifikante Werte, i.a. sogenannte „cosmics“ (Treffer durch Teilchen der kosmischen Höhenstrahlung) zu eliminieren, wird aus dem Signalverlauf in Dispersionsrichtung ein statistisches Modell für die jeweilige Umgebung erstellt. Werte gestörter Pixel werden dann durch die vom Modell vorhergesagten Werte ersetzt (*optimal extraction*).

Das extrahierte Spektrum liegt dann in Form eines zweidimensionalen Bildes vor, bei dem jeder Zeile einer Ordnung entspricht (*pixel-order-frame*).

- „Flatfeldern“ der extrahierten Spektren

Um die unterschiedliche Empfindlichkeit der einzelnen Pixel des CCDs und den Empfindlichkeitsverlauf des Spektrographen über den gesamten Verlauf der Spektren zu normieren, muß nun durch die gemittelte Flatfeldaufnahme dividiert werden. Dabei können die Pixel-zu-Pixel Variationen nur statistisch korrigiert werden, da bereits bei der Extraktion der Spektren über mehrere Pixel gemittelt wird. Diese statistische Korrektur ist hier allerdings ausreichend, da die Eigenschaften der CCD-Chips in dieser Hinsicht hervorragend sind.

- Wellenlängenkalibration

Für die Wellenlängenkalibration werden aus dem extrahierten Thorium-Argon-Spektrum durch eine automatische Identifikation von etwa 1000 Linien die Dispersionskoeffizienten bestimmt. Da einer der Modellparameter dabei die Ordnungsnummer ist, wird der Fit „global“ und ist somit stabiler für Ordnungen mit geringer Anzahl verfügbarer Kalibrationslinien.

- „Rebinnen“ der extrahierten Spektren und Korrektur auf das heliozentrische Bezugssystem

Bei der Echellespektroskopie ist der Zusammenhang zwischen Pixelnummer und Wellenlänge stark nichtlinear und durch die oben bestimmten Dispersionskoeffizienten gegeben. Die einzelnen Ordnungen werden deshalb pixelweise kalibriert, interpoliert und dann auf ein äquidistantes Gitter (mit einer Schrittweite von 0.1 \AA) übertragen. Die Korrektur auf das heliozentrische Bezugssystem wurde in die Kalibration integriert, da mit

jedem „Rebinnen“ (also dem Interpolieren und anschließendem Übertragen) Auflösung verloren geht. Da darauf geachtet wurde, daß die Startwellenlänge eines Spektrums ein ganzzahliges Vielfaches der Schrittweite ist, können die Spektren einer Zeitserie direkt pixelweise verglichen werden.

- Normierung der Spektren auf das stellare Kontinuum

Nun werden die Sternspektren auf einen Kontinuumswert von 1 normiert, indem an die Kontinuumsbereiche der einzelnen *pixel-order-frames* 2-dimensionale Splinefunktionen gefittet werden, durch welche die Spektren dividiert werden.

- Zusammenfügen der Ordnungen

Die einzelnen Ordnungen können nun zu einem eindimensionalen Spektrum zusammengesetzt werden. Dabei überlappen aufeinanderfolgende Ordnungen an den Enden und werden gewichtet aufaddiert. Durch das nicht völlig perfekte Flatfielden bleiben auf dem Sternspektrum niederfrequente Wellen (sogenannte ripples), die aber aufgrund ihrer maximalen Amplitude von 1% relativ zum umgebenden Kontinuum keiner weiteren Korrektur bedürfen.

Kapitel 3

Datenanalyse

Alle Analysen wurden auf den Workstations der Landessternwarte durchgeführt. Die nötige Software stand mit dem MIDAS-Paket der ESO in der Version 96NOV zur Verfügung. Ergänzend wurden, vor allem zur Zeitserienanalyse, einige Routinen aus dem Programmpaket von A. Kaufer (1996) benutzt.

3.1 Gesamtspektrum

Das komplette, zeitlich gemittelte Spektrum von 28 Cyg ist in Anhang A dargestellt. Das Spektrum wird dominiert von den Wasserstofflinien der Balmerreihe ($H\alpha$, $H\beta$, $H\gamma$, ...) und den Linien des neutralen Helium ($He I$). Im roten Spektralbereich fällt sofort die starke Emission der $H\alpha$ -Linie mit einer zentralen Absorptionskomponente auf. Auch in $H\beta$ ist die für Be-Sterne typische Emission (der zirkumstellaren Hülle) deutlich zu sehen. Über den weiteren Verlauf der Balmer-Serie wird die Emission immer schwächer. Außer in der Balmer-Serie ist die Emission auch als auffälliges Doppelgipfel-Profil in der Paschen-Serie sowie in den Linien des einfach ionisierten Eisen ($Fe II \lambda 4583$, $Fe II \lambda 5169$, $Fe II \lambda 5316$) und des neutralen Sauerstoff ($O I \lambda 7771$, $O I \lambda 7774$, $O I \lambda 8446$) zu sehen. Auch in den Linien $Fe II \lambda 5018$, $Si II \lambda 5462$, $Si II \lambda 6347$ und $He I \lambda 6678$ ist die Emission der Hülle zu beobachten, wobei allerdings die Siliziumlinie bei 5462 \AA auf einem bei der Reduktion entstandenen ripple liegt und die Eisenlinie bei 5018 \AA mit der Heliumlinie bei 5015 \AA zusammenfällt. Zwei weitere Metalle sind anhand ihrer schwachen Absorptionslinien auszumachen. Die Linie des einfach ionisierten Kohlenstoff ($C II \lambda 4267$) sowie des einfach ionisierten Magnesium ($Mg II \lambda 4481$).

Weitere Absorptionslinien sind nicht dem Stern zuzuordnen:

- Die Linien von 5880 \AA bis 6000 \AA sind bis auf die beiden Natrium-Linien ($Na I$) des interstellaren Medium (bei $\lambda 5896$ und $\lambda 5890$) Absorptionslinien des Wasserdampfs in der Erdatmosphäre.
- Die beiden scharfen Absorptionslinien bei 3934 \AA bzw. 3968 \AA stammen vom einfach ionisierten Kalzium ($Ca II$) des interstellaren Mediums.

- Bei 6275 \AA sind atmosphärische O_2 -Absorptionen sichtbar, sowie auch bei 6865 \AA und 7600 \AA .
- Im Bereich von 6450 \AA bis 6600 \AA sowie von 6930 \AA bis 7430 \AA und ab 7860 \AA erkennt man atmosphärische H_2O -Absorptionen.
- Die unter anderem durch Fullerene verursachten diffusen interstellaren Bänder (DIB) sind im Spektrum von 28 Cygni nicht eindeutig auszumachen.
- Das absorptionsartige Merkmal bei 5800 \AA ist auf einen instrumentell bedingten Effekt zurückzuführen.

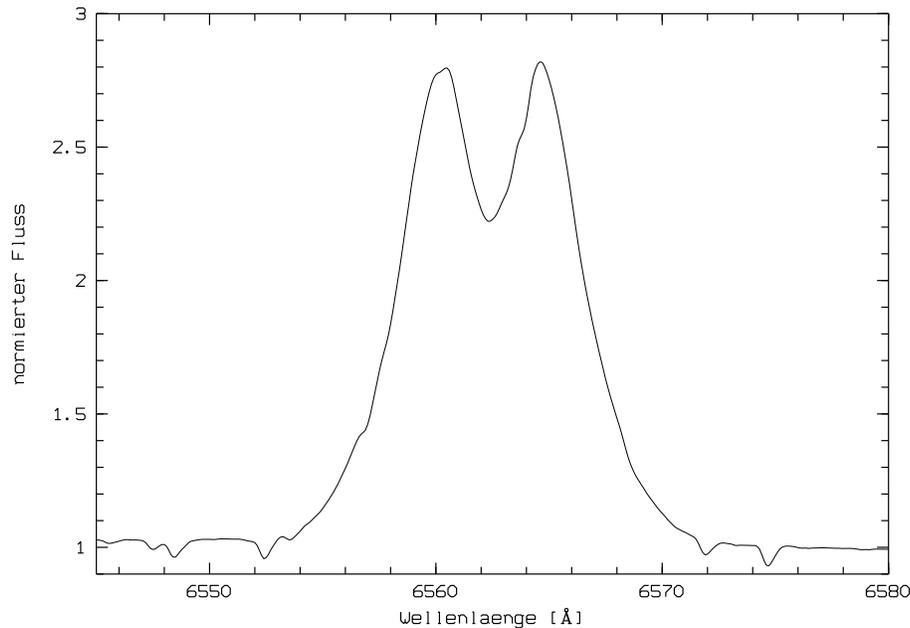


Abbildung 3.1: Zeitlich gemittelttes $\text{H}\alpha$ -Profil von 28 Cygni. Das Doppelgipfelprofil deutet nach Abb. 1.5 auf einen intermediären Inklinationwinkel i hin.

Anhand der Form des $\text{H}\alpha$ -Profils (Abbildung 3.1) läßt sich bereits eine Abschätzung des Inklinationwinkels, unter dem das System gesehen wird, angeben. Nach dem Scheibenmodell von Struve (Kapitel 1.2.2) deutet das Doppelgipfelprofil auf einen intermediären Winkel hin, so daß

$$80^\circ \gtrsim i \gtrsim 50^\circ.$$

Daraus ergibt sich mit dem beobachteten $v \sin i = 320 \text{ km s}^{-1}$ aus Tabelle 1.1 eine Abschätzung der Rotationsgeschwindigkeit zu

$$325 \text{ km s}^{-1} \lesssim v \lesssim 420 \text{ km s}^{-1}.$$

Zur Abschätzung der kritischen Rotationsgeschwindigkeit v_{krit} , bei der am Äquator des Sterns die Fliehkraft die Gravitation überwiegt und es zu Massenausfluß

kommt, sind zunächst einige Berechnungen der Sternparameter von 28 Cygni notwendig.

Mit der absoluten Helligkeit $M_V = -2.17$ aus Tabelle 1.1 sowie der bolometrischen Korrektur $B.C. = -2.16$ (für $T_{\text{eff}} = 20\,000\text{ K}$, aus: Lang 1992) ergibt sich die vorläufige absolute bolometrische Helligkeit zu

$$M_{\text{bol,e}} = M_V + B.C. = -4.33.$$

Für Be-Sterne bedarf es noch einer Korrektur, da sie durch die Emission der Scheibe heller erscheinen (siehe z.B. Fabregat & Torrejón 1998), so daß sich für 28 Cygni eine absolute bolometrische Helligkeit von

$$M_{\text{bol}} = M_{\text{bol,e}} - 0.3 = -4.03$$

ergibt. Mit weiteren Rechnungen erhält man aus

$$\log L/L_{\odot} = -0.4(M_{\text{bol}} - 4.77)$$

die Leuchtkraft zu

$$L = 3.3 \cdot 10^3 L_{\odot}.$$

Weiter ergibt sich mit einer Effektivtemperatur $T_{\text{eff}} = 20\,000\text{ K}$ (Tabelle 1.1) aus

$$\log R/R_{\odot} = 0.5 \log L/L_{\odot} - 2 \log T_{\text{eff}} + 2 \log(5\,770)$$

der Radius zu

$$R = 4.8 R_{\odot}$$

sowie mit der Schwerebeschleunigung $g = 10\,000\text{ cm s}^{-2}$ (Theodossiou & Danezis 1991) die Masse zu

$$M = (R/R_{\odot})^2 \frac{g}{2.74 \cdot 10^4 \text{ cm s}^{-2}} = 8.4 M_{\odot}.$$

Damit läßt sich nun die kritische Rotationsgeschwindigkeit bestimmen:

$$v_{\text{krit}} = 436.7 \text{ km s}^{-1} \sqrt{\frac{M/M_{\odot}}{R/R_{\odot}}} = 578 \text{ km s}^{-1}.$$

Für den abgeschätzten Winkelbereich von i ergibt sich damit für 28 Cygni ein Geschwindigkeitsbereich für v zu

$$0.56 v_{\text{krit}} \lesssim v \lesssim 0.73 v_{\text{krit}}.$$

Zur Abschätzung des Durchmessers der um 28 Cygni ausgebildeten Scheibe wird die *peak separation* (der Abstand der beiden Gipfel in der Emission) der drei Eisenlinien bei $4\,583\text{ \AA}$, $5\,169\text{ \AA}$ und $5\,316\text{ \AA}$ herangezogen. Diese Linien eignen sich gegenüber den Wasserstofflinien besonders für diese Abschätzung,

da sie als optisch dünne Linien von der reinen Kinematik der emittierenden Materie bestimmt werden (siehe z.B. Hanuschik 1987). Aus den Messungen am zeitlich gemittelten Spektrum ergibt sich für die drei Linien ein Mittelwert für die *peak separation* von

$$\Delta v_{\text{peak}} \approx 313 \text{ km s}^{-1}.$$

Unter der Annahme einer Rotation der Scheibe mit Erhaltung des Drehimpulses ergibt sich mit (nach Rivinius et al. 1998a)

$$\Delta v_{\text{peak}} = 2v \sin i (R_{\text{peak}}/R_{\star})^{-1}$$

ein Scheibenradius von

$$R_{\text{peak}} \approx 2 R_{\star}.$$

Die alternative Abschätzung des Durchmessers über Keplerrotation, für die neuere Ergebnisse (siehe z.B. Hanuschik 1996, Hummel & Hanuschik 1998 und Okazaki 1998) sprechen, ergibt mit (nach Rivinius et al. 1998a)

$$\Delta v_{\text{peak}} = 2v_{\text{krit}} \sin i (R_{\text{peak}}/R_{\star})^{-\frac{1}{2}}$$

und $v_{\text{krit}} = 578 \text{ km s}^{-1}$ einen winkelabhängigen Scheibendurchmesser von:

i	$R_{\text{peak}}/R_{\star}$
50°	8
60°	10
70°	12
80°	13

3.2 Spektroskopische Variationen

3.2.1 Linienprofilvariationen

Bei der Untersuchung der Spektren fällt auf, daß die Linienprofile der einzelnen stellaren Spektrallinien zeitlich variabel sind. In Abbildung 3.2 ist eine Zeitserie von 15 Spektren dargestellt, die innerhalb von zwei Nächten aufgenommen wurden. Man erkennt deutlich *lpv* in den beiden He I-Linien. Die Form der Linie ändert sich dabei auf Zeitskalen von Stunden derart, daß das Linienzentrum sich verschiebt und die Flügel abwechselnd auf der blauen (kurzwelliger) und roten (langwelliger) Seite steiler bzw. flacher werden.

Diese Art der *lpv* ist in allen He I-Linien deutlich zu beobachten. Im Gegensatz dazu zeigen die Wasserstofflinien der Balmerreihe geringere Anzeichen von *lpv* (siehe Abbildung 3.3). Die gleiche Art der Variation wie bei den Helium-Linien ist, wenn auch weniger deutlich, sowohl für die Kohlenstoff-, die Magnesium- als auch für eine Siliziumlinie (C II $\lambda 4267$, Mg II $\lambda 4481$, Si II $\lambda 6347$) zu beobachten.

In Linien, die überwiegend Emission zeigen, sind die *lpv* deutlich schwächer. So sind in $H\alpha$ sowie den $O\text{I}$ - und FeII -Linien als auch in der Paschen-Serie keine Variationen der oben erwähnten Art zu erkennen.

Die beobachtete Form der *lpv* deutet nach dem NRP-Modell auf Moden niedriger Ordnung in l hin. Anzeichen von NRP-Moden hoher Ordnung, wie z.B. *moving bumps* wurden nicht gefunden. Das S/N-Verhältnis der meisten Spektren ist für deren Nachweis allerdings nicht ausreichend hoch.

3.2.2 Schnelle V/R-Variationen

Alle Linien mit Doppelgipfelprofil zeigen mehr oder weniger deutliche Variationen des V/R-Verhältnisses. In Abbildung 3.4 ist die V/R-Variation für einige Linien dargestellt. Die Zeitskala dieser Variation liegt wie die der *lpv* im Bereich von einigen Stunden. Die wechselseitigen Intensitätsschwankungen im Doppelgipfelprofil der $H\alpha$ -Linie können durch Veränderungen der Emissionsstärke in der zirkumstellaren Gashülle plausibel erklärt werden. Auch die Variationen in der Eisenlinie können auf diese Art interpretiert werden, da das Profil optisch dünner Linien rein von der Kinematik bestimmt wird (siehe z.B. Hanuschik 1987). Für die $H\beta$ -Linie kann dieser Schluß nicht ohne weiteres gezogen werden, da die Emission in dieser Linie weitaus schwächer ist und die beobachteten Variationen auch durch die *lpv* verursacht werden könnten. Besonders interessant ist das Verhalten der Heliumlinie bei 6678 Å. Sie zeigt neben starken *lpv* auch V/R-Variationen der Emission in den Linienflügeln. Dabei deutet die Position der Emissionskomponenten gerade außerhalb der Absorptionslinie auf einen Ursprung in der Gashülle sehr dicht an der Sternphotosphäre hin.

3.3 Zeitserienanalyse

Der erste Schritt zur Analyse der Variation der einzelnen Linien ist die Vermessung der Zentralwellenlänge der jeweiligen Linie. Dabei wurde für jedes Spektrum der Zeitserie für fast alle Linien, bei denen es möglich war, eine Gaußfunktion mit der interaktiven MIDAS-Routine CENTER/GAUSS an die zentrale Absorption angepasst.

Die jeweils gemessene Zentralwellenlänge wird zusammen mit dem Aufnahme-datum des Spektrums in einer Tabelle abgelegt, in der die Daten weiterverarbeitet werden können. Aus den gemessenen Zentralwellenlängen λ_m wird dann nach

$$v_{\text{rad}} = \frac{\lambda_m - \lambda_0}{\lambda_0} \cdot c$$

mit λ_0 gleich der Laborwellenlänge und c der Lichtgeschwindigkeit im Vakuum, die Radialgeschwindigkeit v_{rad} der gemessenen Zentralwellenlänge relativ zur Laborwellenlänge bestimmt. Man erhält also für relativ zur Ruhewellenlänge

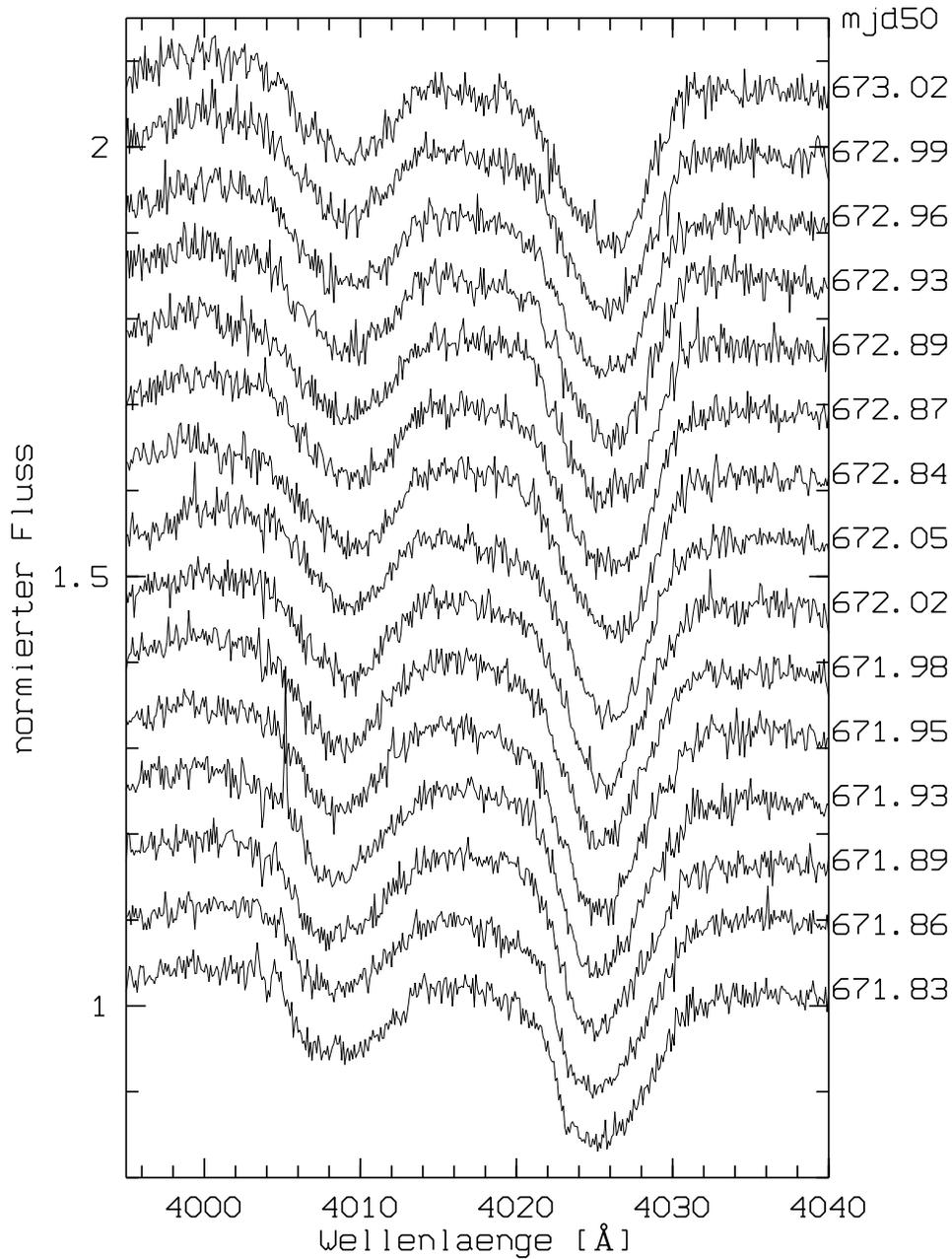


Abbildung 3.2: Linienprofilvariation der beiden He I-Linien bei 4009 und 4026 Å. Dargestellt ist eine Zeitserie von Spektren, die innerhalb von zwei Nächten aufgenommen wurden (der Wechsel der Nächte ist am Sprung im Julianischen Datum zwischen MJD50672.05 und MJD50672.84 zu erkennen). Deutlich zu sehen sind die Variationen der Linienzentren und der Linienfügel auf Zeitskalen von Stunden.

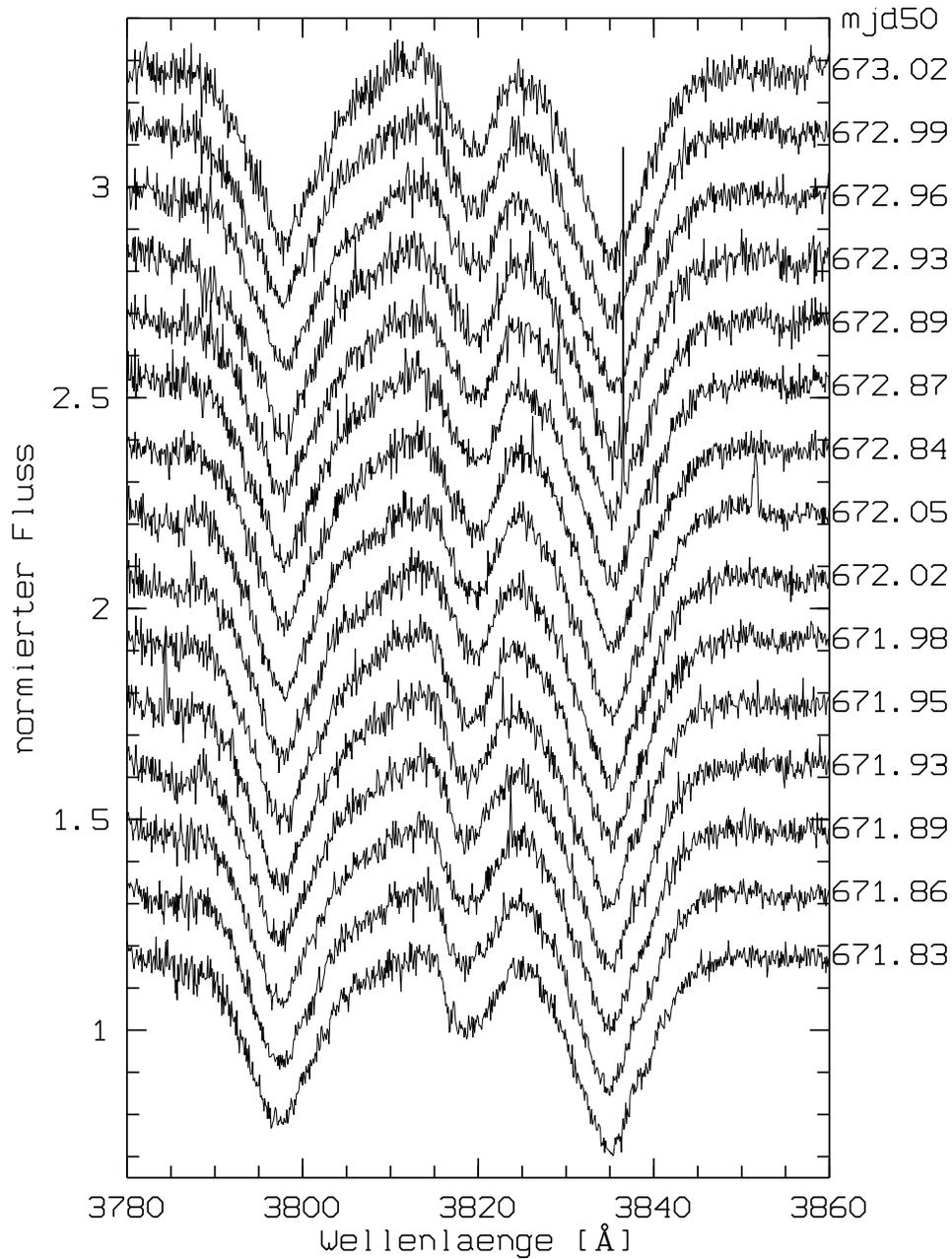


Abbildung 3.3: Die gleiche Zeitserie wie in Abb.3.2, aber im Bereich von 3780 bis 3860 Å. Die He I-Linie bei 3820 Å zeigt deutlich *lpu*. Die Linien H9 und H8 der Balmerreihe zeigen dagegen nur schwache Anzeichen von Variabilität.

blauverschobene Linien negative und für rotverschobene Linien positive Radialgeschwindigkeiten. Die erhaltenen Variationen der Radialgeschwindigkeiten sind zudem ein grobes Maß für die Stärke der lpv in den einzelnen Linien. Allerdings muß dabei beachtet werden, daß mit abnehmender Intensität der Linie die Bestimmung der Zentralwellenlänge zunehmend ungenauer wird. Damit wird die maximale Variation der Zentralwellenlänge in Radialgeschwindigkeit

$$\Delta v_{\text{rad}} = |v_{\text{rad,min}} - v_{\text{rad,max}}|$$

für schwächere Linien tendenziell größer als für stärkere Linien. Der aus der Bestimmung der Zentralwellenlänge durch die Anpassung der Gaußfunktion resultierende Fehler für eine einzelne Meßung liegt bei ca. 15 km s^{-1} für alle Wellenlängen. In Tabelle 3.1 sind die Ergebnisse zusammengefaßt, und in den Abbildungen B.1, B.2 und B.3 sind die gemessenen Werte für v_{rad} dargestellt.

Zur genaueren Analyse der gefundenen Variationen, insbesondere der lpv , ist die Zeitserienanalyse ein probates Mittel. Die hier verwendete von Kaufer (1996) entwickelte Methode soll an dieser Stelle kurz erläutert werden.

Zur Detektion etwaiger sinusförmiger Signale in den vorhandenen Datensätzen ist es notwendig, eine Fourieranalyse durchzuführen. Da es sich bei astronomischen Aufnahmereihen aber im allgemeinen um nicht äquidistante Datensätze handelt, kann keine Fouriertansformation im klassischen Sinne durchgeführt werden. In diesem Fall wird das Powerspektrum durch eine Fouriertransformation nach Deeming (1975) berechnet. Für die in diesem Powerspektrum gefundenen Frequenzen lassen sich allerdings keine Signifikanzlevel angeben. Um festzustellen mit welcher Wahrscheinlichkeit die gefundenen Frequenzen tatsächlich im Datensatz enthalten sind, benötigt man daher zusätzlich zu den Powerspektren noch Periodogramme (nach Scargle 1982). Mit der zugehörigen Lomb–Scargle-Statistik (Lomb 1976, Scargle 1982) ist man nun in der Lage, Signifikanzlevel für die gefundenen Frequenzen anzugeben. Die im Periodogramm als signifikant gefundenen Frequenzen werden nun im Powerspektrum gemessen, da dort die erreichbare Genauigkeit größer ist.

Die iterative Detektion der einzelnen in der Zeitserie enthaltenen Frequenzen erfolgt durch das sogenannte „cleaning“:

1. Normierung der Zeitserie durch Subtraktion der Mittelwerte.
2. Berechnung des Signifikanzlevels aus der Lomb–Scargle-Statistik.
3. Clean-Schleife, Iteration i :
 - (a) Berechnung des Powerspektrums.
 - (b) Berechnung des Periodogramms und Vergleich mit dem Signifikanzlevel. Liegt keine Linie über dem Signifikanzlevel \Rightarrow 4.
 - (c) Die Frequenz der stärksten signifikanten Linie im Periodogramm wird im Powerspektrum bestimmt.

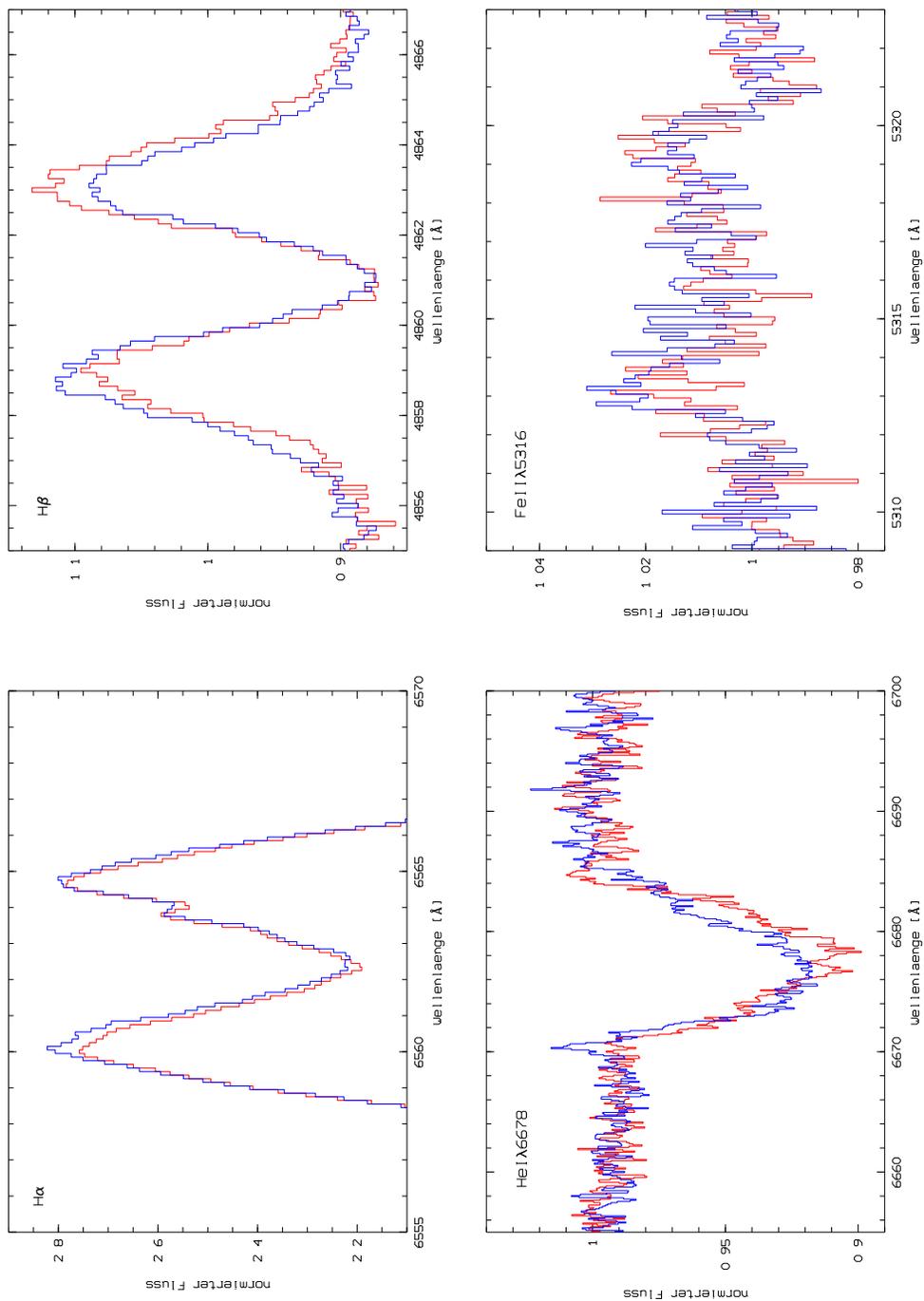


Abbildung 3.4: Schnelle V/R-Variationen. Dargestellt sind für jede Linie jeweils zwei Spektren mit deutlich unterschiedlichem V/R-Verhältnis. Für $H\alpha$ und $H\beta$ sind nur die innersten Bereiche der Linie dargestellt. Die Zeitunterschiede zwischen den jeweiligen Aufnahmen betragen für $H\alpha$ ca. 3, für $H\beta$ ca. 24, für die Heliumlinie ca. 26 und für die Eisenlinie ca. 25 Stunden.

- (d) Anpassung einer Sinus-Kosinus-Funktion mit der gefundenen Frequenz an die Zeitserie \Rightarrow genaue Frequenz, Amplitude und Phase.
- (e) Berechnung der Residuen von Zeitserie und angepasster Sinus-Kosinus-Funktion („cleaning“).
- (f) Berechnung des Powerspektrums der Residuen.
- (g) Nächste Iteration: $i = i + 1$

4. Keine signifikanten Frequenzen/Perioden mehr \Rightarrow Ende.

Berechnet man das Powerspektrum bzw. das Periodogramm, wenn die Intensitäten aller Meßpunkte des Datensatzes auf eins gesetzt werden, so erhält man die sogenannte Fensterfunktion, die damit alle Frequenzen enthält, die auf Grund des zeitlichen „samplings“ der Daten auftreten. Jedes periodische Signal erscheint daher im Powerspektrum als mit der Fensterfunktion gefaltete Linie. Beim „cleaning“ verschwinden mit der „gecleanten“ Frequenz daher auch alle „Alias“-Frequenzen, die auf Grund dieser Faltung im Powerspektrum vorhanden sind.

Es sei noch angemerkt, daß hier im Gegensatz zum verbreiteten CLEAN-Algorithmus die gefundenen Perioden nicht im Frequenzraum, sondern an den Daten selbst, also im Zeitraum, angepasst und von diesen subtrahiert werden. Diese beiden Methoden sind äquivalent, wie Schwarz (1978) mathematisch gezeigt hat.

3.3.1 Eindimensionale Analyse

Um eine mögliche periodische Variation in den Spektren zu finden, wurde zunächst anhand der erhaltenen Radialgeschwindigkeiten eine Frequenzanalyse wie oben beschrieben für jede vermessene Linie auf der jeweiligen eindimensionalen Zeitserie durchgeführt. Dabei wurde in jeder ausgemessenen Linie eine periodische Variation mit einer Frequenz von $\mathcal{F}_1 = 1.546 \pm 0.001$ Zyklen pro Tag (c/d) gefunden, was einer Periode von $\mathcal{P}_1 = 0.6468 \pm 0.0004$ d entspricht. Zwei weitere Frequenzen wurden in je mindestens drei Linien gefunden: $\mathcal{F}_2 = 1.599 \pm 0.001$ c/d und $\mathcal{F}_3 = 1.380 \pm 0.001$ c/d den Perioden $\mathcal{P}_2 = 0.6254 \pm 0.0004$ d respektive $\mathcal{P}_3 = 0.7248 \pm 0.0005$ d entsprechend.

In einem weiteren Schritt wurden für jedes beobachtete Spektrum aus den Radialgeschwindigkeiten von acht der Heliumlinien mittlere Geschwindigkeiten berechnet, um mittels einer erneuten Frequenzanalyse auf dieser Zeitserie mögliche individuelle Eigenschaften der einzelnen Linien zu unterdrücken. Unberücksichtigt blieben dabei die Heliumlinien bei $4\,121 \text{ \AA}$ wegen ihrer Nähe zur $H\delta$ -Linie, bei $5\,875 \text{ \AA}$ und $7\,065 \text{ \AA}$ wegen der Störungen durch tellurische Absorptionen und bei $6\,678 \text{ \AA}$ wegen der Störung durch die Emissionskomponente in den Linienflügeln. Das Ergebnis der Frequenzanalyse ist in Form von Periodogrammen in Abbildung 3.5 dargestellt. Es ergaben sich mehrere Frequenzen, wovon die beiden stärksten die schon gefundenen Perioden \mathcal{P}_1 und \mathcal{P}_2 darstellen. Die dritte Periode wurde bei dieser Analyse nicht mehr ermittelt.

Um weitere Aussagen über das periodische Verhalten in den einzelnen Linien machen zu können, wurden die Daten nun mit der erhaltenen Periode \mathcal{P}_1 gefaltet (Abbildung 3.6). Mit dem MIDAS-Befehl FIT/TABLE wurde dann an die Phase- v_{rad} -Daten eine Funktion $F(x)$ der Form

$$F(x) = A \sin(\phi + cx) + v_\gamma x$$

angefittet, x ist hierbei die Phase. Da die Daten bereits mit der bekannten Periode gefaltet sind, wurde der Parameter c auf 2π festgelegt. Die so für jede vermessene Spektrallinie erhaltenen Größen sind:

- A : Die Amplitude der Sinuskurve
- ϕ : Die Phasenverschiebung in Bezug auf die Epoche MJD = 0
- v_γ : Offset der Sinuskurve („Ruhe“-Geschwindigkeit der Linie)

Die Ergebnisse sind in Tabelle 3.1 zusammengefasst.

Auffällig ist das Verhalten innerhalb der Balmerreihe. Hier nimmt mit zunehmender Stärke der Emission die Amplitude A ab, d.h. der Einfluß der lpv auf die Lage des Linienzentrums nimmt ab. Hingegen ist hier v_γ in der gleichen Größenordnung. Anders die weiteren Absorptionslinien: Während v_γ stark variiert, bleibt hier A in der gleichen Größenordnung. Die besonders negativen Werte in v_γ für C II $\lambda 4267$ und Mg II $\lambda 4481$ sind auf die geringe Intensität der Linien und damit auf die größere Unsicherheit in der Bestimmung des Linienzentrums zurückzuführen. Bei Mg II $\lambda 4481$ kommt noch die Lage knapp innerhalb des Linienflügels der Linie He I $\lambda 4471$ als weiterer Faktor hinzu.

3.3.2 Dynamische Spektren

Um die entdeckten Perioden in den Originaldaten zu visualisieren, wurden die Daten in Form von dynamischen Spektren (mit Programmen von Kaufer 1996) dargestellt (Abbildungen 3.7 und 3.8). Dabei wird die Intensität farbkodiert. Die Zuordnung der Farben zu den Intensitäten ist aus den Diagrammen (Geschwindigkeit - normierter Fluß) ersichtlich, die über den dynamischen Spektren gezeigt sind. Für diese Diagramme wurde jeweils das zeitlich gemittelte Spektrum des entsprechenden Wellenlängenbereiches gewählt. Die dynamischen Spektren selbst zeigen alle aufgenommenen Spektren in 25 Phasenbins eingeordnet. Zur Verdeutlichung des periodischen Verhaltens werden jeweils zwei volle Zyklen gezeigt.

In allen Linien ist sehr deutlich die Periodizität der lpv zu erkennen. Die Variation des Linienzentrums sowie die Veränderungen im Linienprofil folgen der gleichen Periode. Bis auf H α sind in allen Wasserstofflinien der Balmerreihe die Auswirkungen der lpv klar zu erkennen. Auch die angesprochene V/R-Variation in H β und H α ist in den dynamischen Spektren sichtbar, wobei sich in H β die Intensitätsschwankungen mit der gleichen Periodizität verhalten wie die lpv . Daher ist anzunehmen, daß die beobachteten V/R-Variation in dieser Linie ursächlich auf die lpv der unterliegenden Absorption zurückzuführen sind. Im Gegensatz dazu folgen die Intensitätsvariationen in H α nicht eindeutig einer Periode.

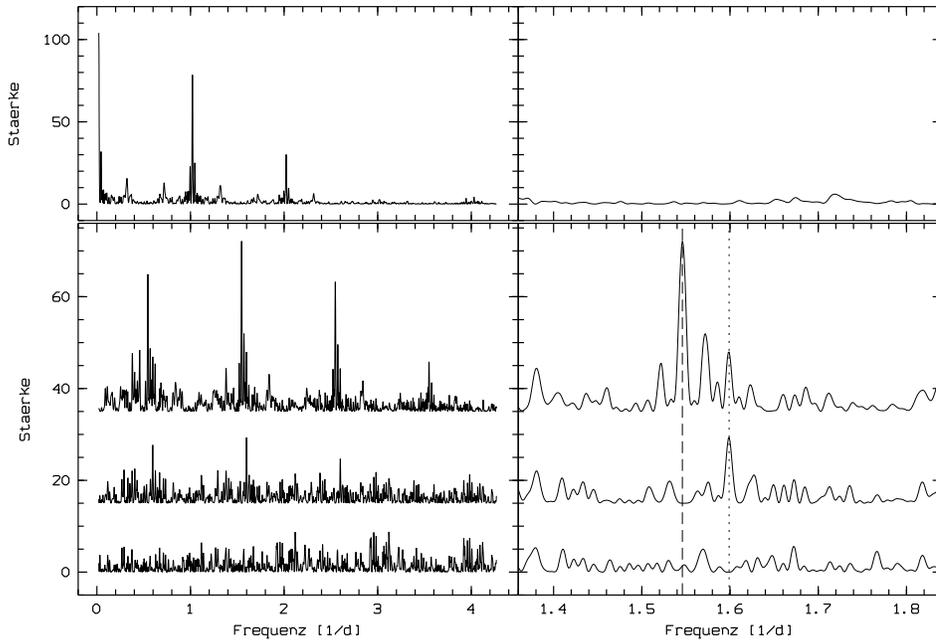


Abbildung 3.5: Periodogramme der Frequenzanalyse der gemittelten Radialgeschwindigkeiten der Heliumlinien. In der oberen Reihe ist die Fensterfunktion dargestellt. Sie stellt das Frequenzspektrum allein aufgrund der Aufnahmedaten der Spektren dar. Eine in den Daten selbst enthaltene periodische Variation wäre nur schwer oder gar nicht zu erkennen, hätte sie eine der Frequenzen der Fensterfunktion. In der unteren Reihe ist links das ganze Periodogramm über den untersuchten Frequenzbereich gezeigt. Rechts ist der Bereich mit den gefundenen Frequenzen vergrößert dargestellt. Die Lage von \mathcal{F}_1 ist mit der gestrichelten Linie, die von \mathcal{F}_2 mit der gepunkteten Linie markiert. Das ursprüngliche Periodogramm ist über den geleanen Spektren geplottet.

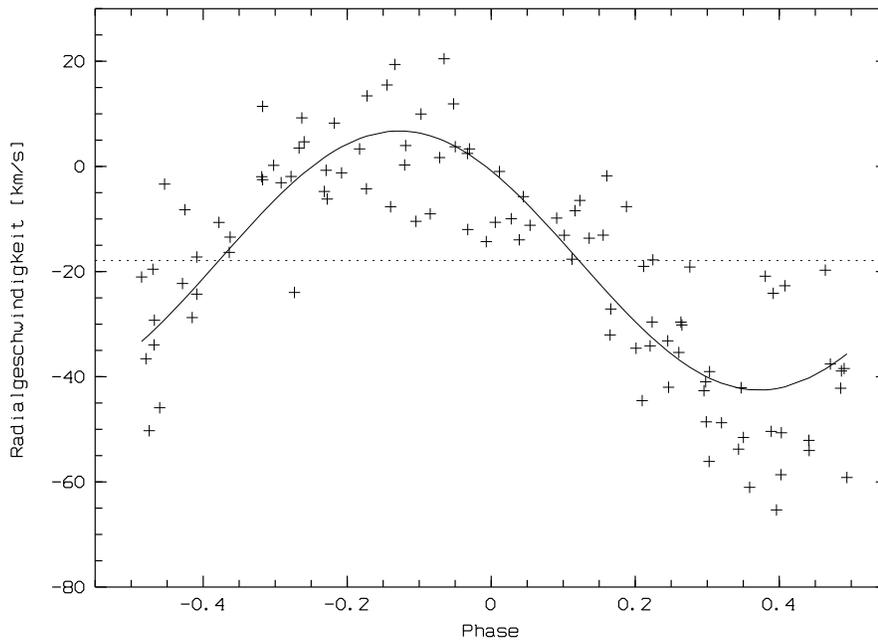


Abbildung 3.6: Die Mittelwerte der Radialgeschwindigkeiten von acht He I-Linien gefaltet mit der Periode \mathcal{P}_1 (Epoche MJD=0). Neben den Meßwerten ist auch die gefittete Sinuskurve sowie der Offset v_γ dargestellt.

Tabelle 3.1: Auflistung der untersuchten Linien. Die Spalten lpv und V/R zeigen in selbsterklärenden Symbolen die Stärke der beobachteten Variationen. In der Spalte Δv_{rad} ist die Variation der gemessenen Radialgeschwindigkeiten für die jeweilige Linie angegeben. In den Spalten A , ϕ und v_γ sind die oben erläuterten Größen aus dem Sinusfit für die Periode \mathcal{P}_1 dargestellt. Die angegebenen Fehler ergeben sich formal aus den Sinusfits und sind im Besonderen für die im Text diskutierten Linien C II $\lambda 4267$ und Mg II $\lambda 4481$ unterschätzt, da die intrinsischen Fehler der v_{rad} -Messung nicht berücksichtigt werden.

Linie	lpv	V/R	$\Delta v_{\text{rad}}/\text{km s}^{-1}$	\mathcal{P}_1		
				$A/\text{km s}^{-1}$	ϕ	$v_\gamma/\text{km s}^{-1}$
H9	(✓)	—	60	15.7 ± 1.3	2.35 ± 0.08	-18.1 ± 0.9
H8	(✓)	—	55	15.5 ± 1.1	2.39 ± 0.07	-19.5 ± 0.8
H ϵ	(✓)	—	74	14.0 ± 1.4	2.37 ± 0.10	-25.8 ± 1.0
H δ	(✓)	—	38	10.0 ± 0.7	2.37 ± 0.07	-19.0 ± 0.5
H γ	(✓)	✓	23	5.7 ± 0.5	2.41 ± 0.08	-19.5 ± 0.3
H β	(✓)	✓	14	2.1 ± 0.3	2.16 ± 0.16	-20.2 ± 0.2
H α	—	✓	12	1.1 ± 0.4	2.41 ± 0.34	-18.6 ± 0.3
He I $\lambda 3819$	(✓)	—	101	24.6 ± 2.0	2.28 ± 0.08	-19.7 ± 1.4
He I $\lambda 3926$	(✓)	—	—	—	—	—
He I $\lambda 4009$	✓	—	108	21.2 ± 2.3	2.22 ± 0.11	-2.1 ± 1.6
He I $\lambda 4026$	✓✓	—	89	27.2 ± 1.7	2.46 ± 0.06	-35.2 ± 1.2
He I $\lambda 4121$	(✓)	—	148	24.8 ± 3.4	2.44 ± 0.14	-25.2 ± 2.4
He I $\lambda 4143$	✓	—	109	27.6 ± 1.9	2.42 ± 0.07	-24.6 ± 1.4
He I $\lambda 4387$	✓✓	—	119	26.4 ± 1.7	2.34 ± 0.07	-13.1 ± 1.2
He I $\lambda 4471$	✓✓	—	104	26.3 ± 1.8	2.44 ± 0.07	-36.2 ± 1.3
He I $\lambda 4713$	(✓)	—	147	20.5 ± 3.4	2.22 ± 0.17	8.9 ± 2.4
He I $\lambda 4921$	✓	—	119	23.4 ± 1.8	2.52 ± 0.08	-20.1 ± 1.3
He I $\lambda 5047$	(✓)	—	—	—	—	—
He I $\lambda 5875$	(✓)	—	86	15.5 ± 1.8	2.62 ± 0.12	-13.3 ± 1.3
He I $\lambda 6678$	✓	✓	122	20.1 ± 2.4	2.62 ± 0.12	-29.3 ± 1.7
He I $\lambda 7065$	(✓)	—	88	16.9 ± 2.0	2.90 ± 0.12	-26.4 ± 1.4
C II $\lambda 4267$	(✓)	—	165	28.6 ± 6.5	2.22 ± 0.25	-49.4 ± 4.9
O I $\lambda 7774$	—	(✓)	—	—	—	—
O I $\lambda 8446$	—	✓	—	—	—	—
Mg II $\lambda 4481$	(✓)	—	169	29.6 ± 3.4	2.53 ± 0.12	-55.6 ± 2.4
Si II $\lambda 5462$	—	—	—	—	—	—
Si II $\lambda 6347$	(✓)	(✓)	—	—	—	—
Fe II $\lambda 4583$	—	(✓)	—	—	—	—
Fe II $\lambda 5169$	—	✓	—	—	—	—
Fe II $\lambda 5316$	—	✓	—	—	—	—

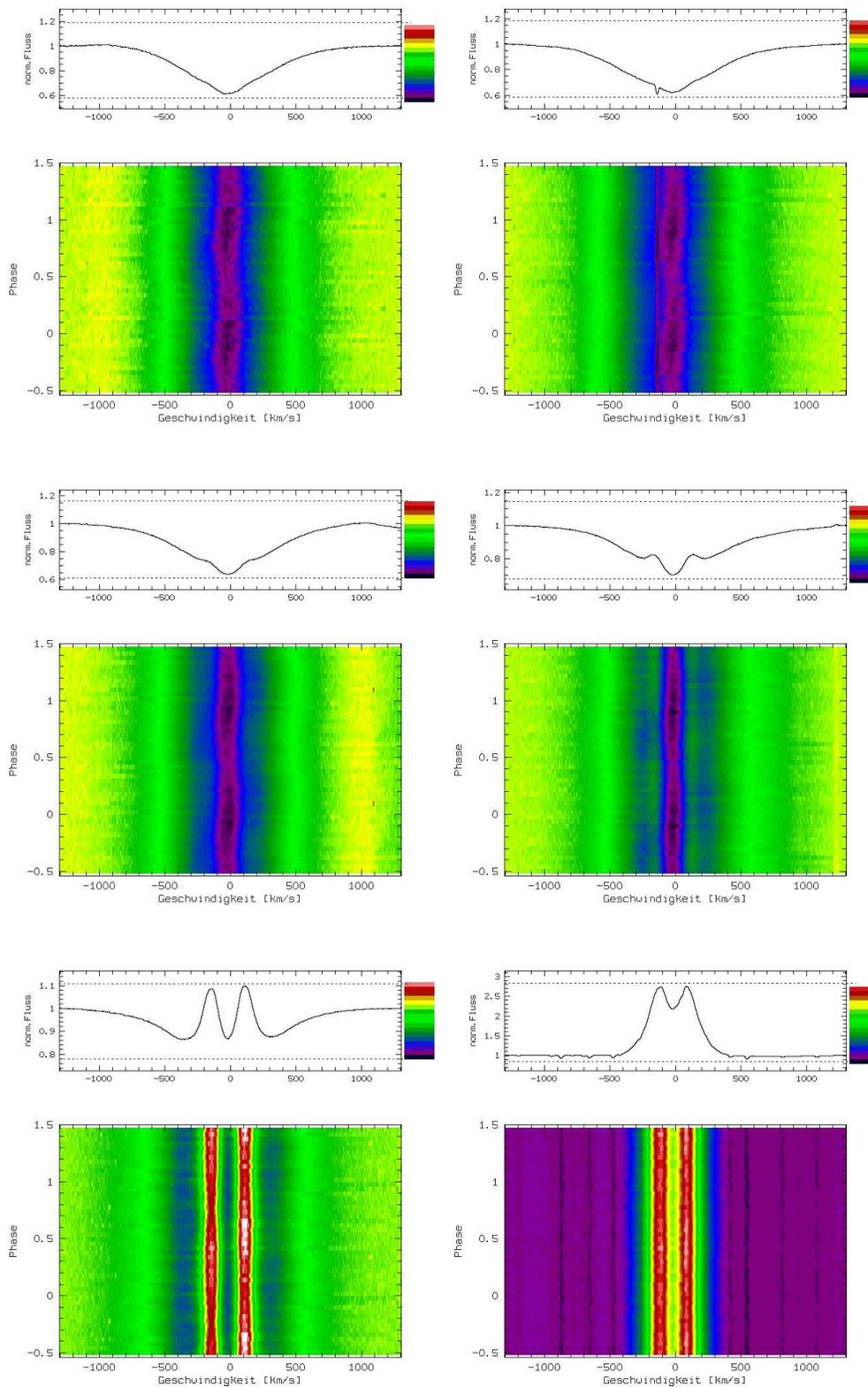


Abbildung 3.7: Dynamische Spektren der Balmerserie. Alle Spektren wurden in 25 Phasenbins (der Periode \mathcal{P}_1) einsortiert, gezeigt sind zwei volle Zyklen. Die Intensitäten sind farbkodiert, die Kodierung ist jeweils im Diagramm über den dynamischen Spektren anhand des zeitlich gemittelten Spektrums angegeben. Von oben links nach unten rechts: H8, H ϵ , H δ , H γ , H β , H α

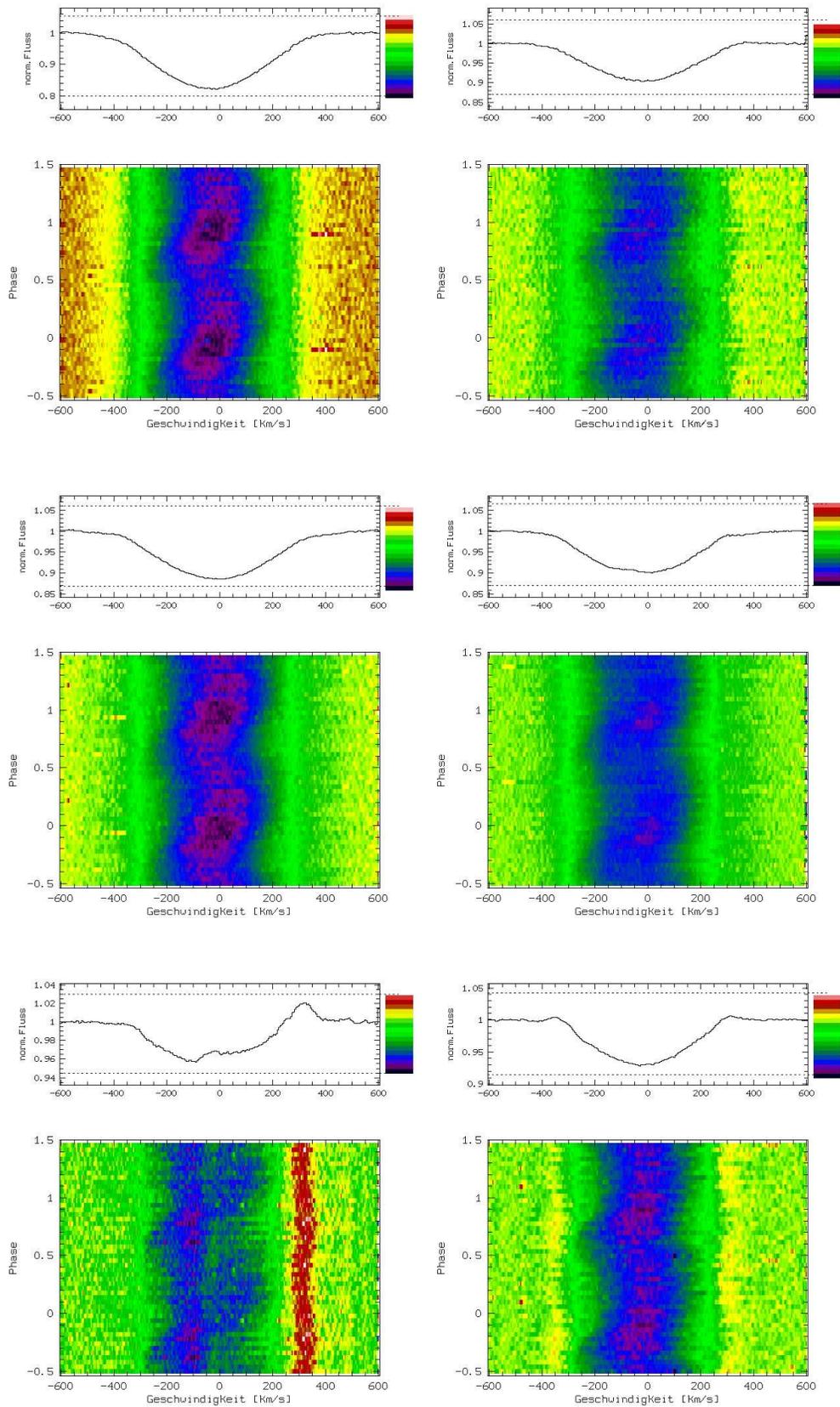


Abbildung 3.8: Dynamische Spektren einiger He I-Linien. Von oben rechts nach unten links: He I λ 4026, He I λ 4143, He I λ 4387, He I λ 4921, He I λ 5015 (überlagert mit Fe II λ 5018), He I λ 6678.

Auch in der Heliumlinie bei $6\,678\text{ \AA}$ ist die V/R-Variation der Emissionskomponente deutlich zu erkennen (Abbildung 3.8, unten rechts). Anders als in den Wasserstofflinien ist die Emission in dieser Linie jedoch gerade außerhalb von $\pm v \sin i$. Die periodische Variation in diesem Teil der Linie kann daher nicht vom gleichen Mechanismus hervorgerufen werden wie die lpv in der Absorptionskomponente.

Die beobachtete Emission in der Heliumlinie bei $5\,015\text{ \AA}$ wird durch Überlagerung mit der Linie $\text{Fe II } \lambda 5018$ hervorgerufen.

In den Abbildungen 3.9 und 3.10 sind einige dynamische Spektren der Residuen der aufgenommenen Spektren nach Abzug des zeitlich gemittelten Spektrums zu sehen. Wiederum sind alle Spektren in 25 Phasenbins einsortiert und es sind zwei volle Zyklen gezeigt. Man erkennt sehr schön den Verlauf der eigentlichen Variationen. Die Variabilität liegt bei allen Linien mit Ausnahme der Heliumlinie bei $6\,678\text{ \AA}$ im Geschwindigkeitsbereich von ca. $\pm v \sin i$. Das beobachtete Muster ist für alle Linien auffallend ähnlich. Eine Ausnahme bildet wiederum die Heliumlinie bei $6\,678\text{ \AA}$. Am roten Rand der Linie ist deutlich die Variation der Emissionskomponente zu sehen. Da sich die Variationen in der Emission im Violetten und Roten gegenphasig verhalten, erscheint die violette Komponente als „Verlängerung“ des lpv -Musters. Anders verhält es sich mit der Emission der Eisenlinie bei $5\,018\text{ \AA}$ auf der roten Seite der Heliumlinie bei $5\,015\text{ \AA}$. Im Residuenspektrum ist keine Variation der Emission auszumachen.

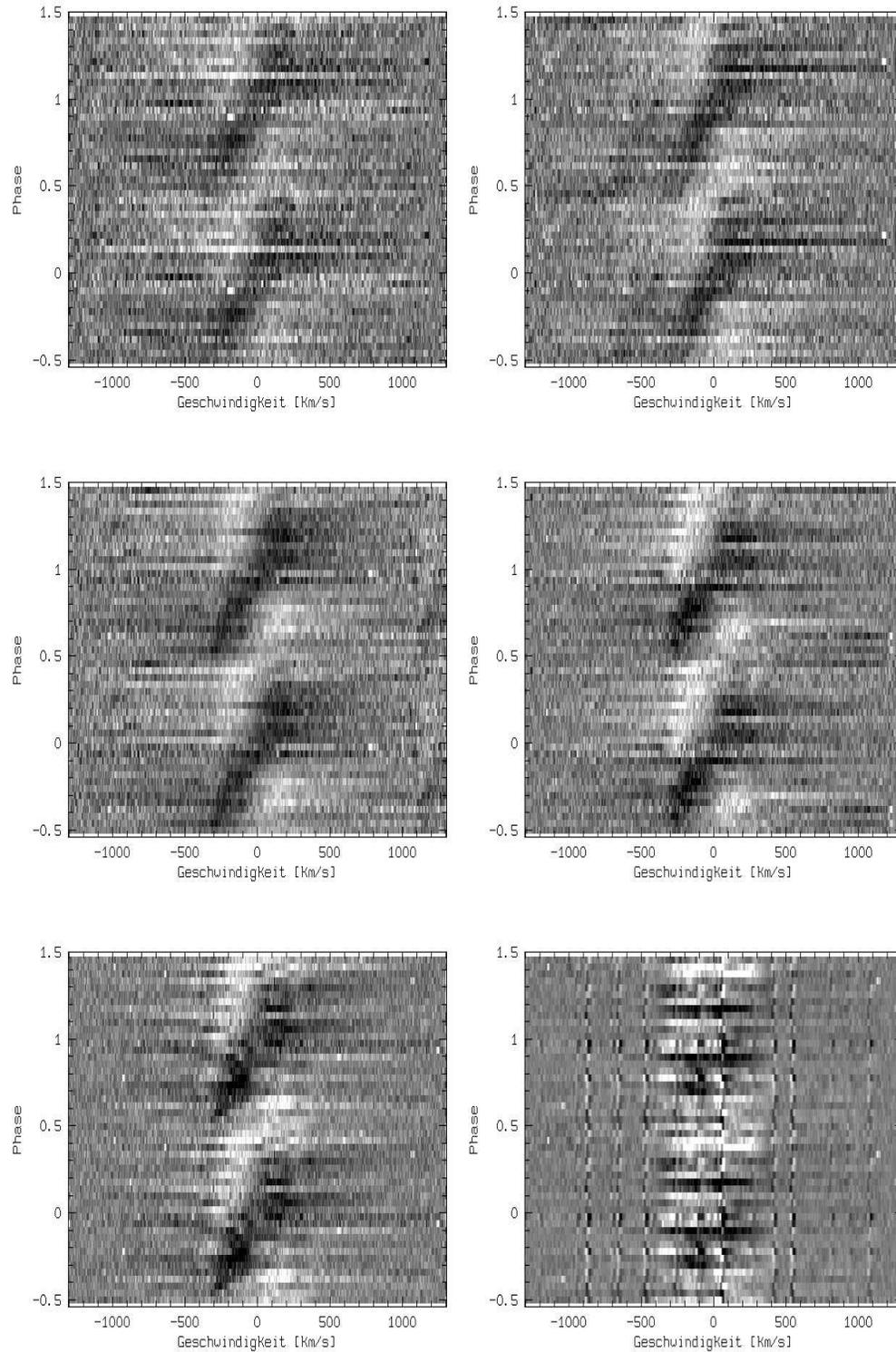


Abbildung 3.9: Dynamische Spektren der Residuen der Balmerserie. Von oben links nach unten rechts: H9, H ϵ , H δ , H γ , H β , H α

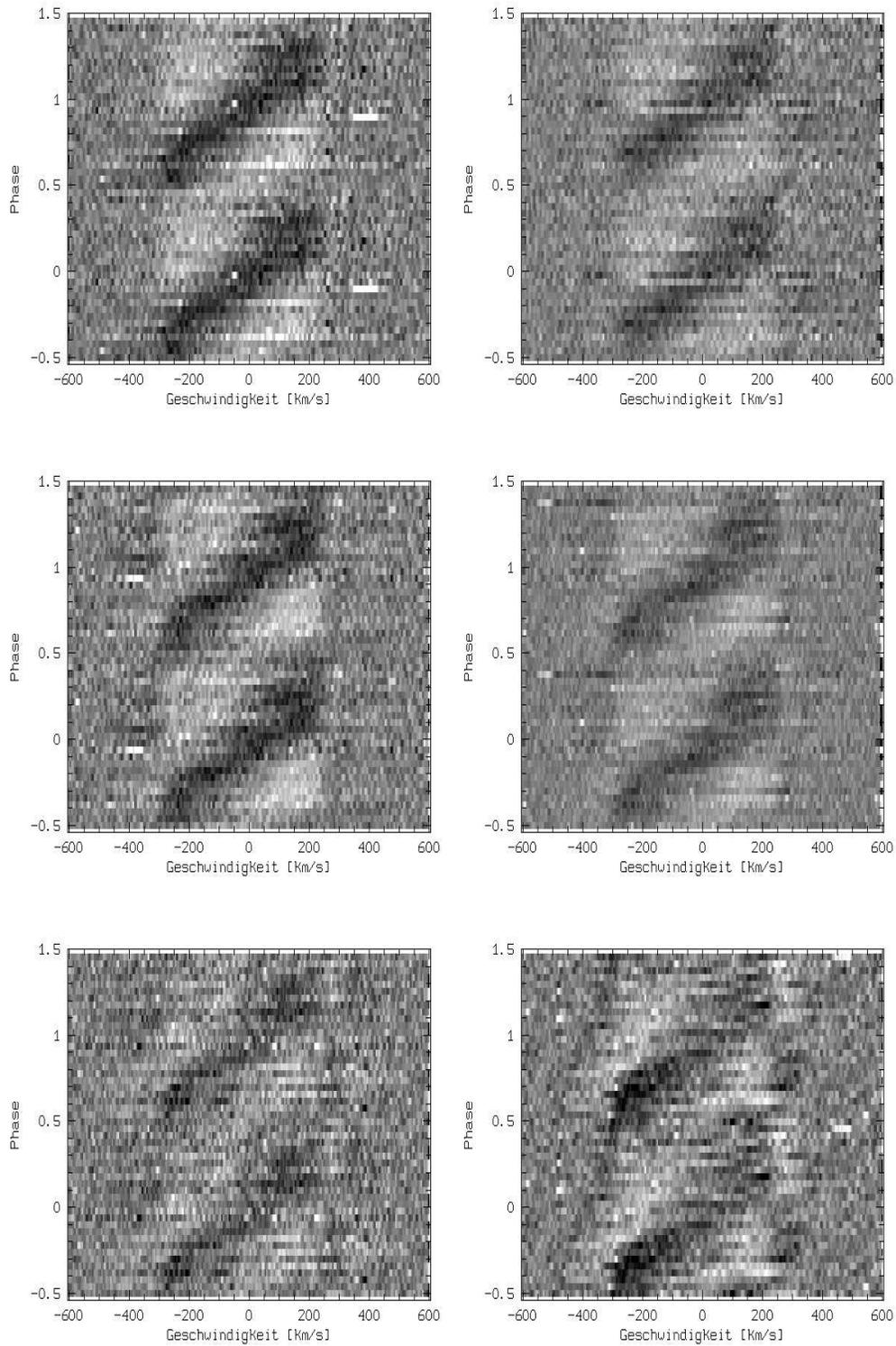


Abbildung 3.10: Residuen einiger He I-Linien. Von oben links nach unten rechts: He I $\lambda 4026$, He I $\lambda 4143$, He I $\lambda 4387$, He I $\lambda 4921$, He I $\lambda 5015$ (überlagert mit Fe II $\lambda 5018$), He I $\lambda 6678$.

3.3.3 Zweidimensionale Analyse

Um zusätzlich zu den Perioden auch deren Stärke und Phasenverlauf über die gesamte Breite der Linie zu erhalten, wurde eine zweidimensionale Zeitserienanalyse durchgeführt. Dabei werden die Spektren im angegebenen Geschwindigkeitsbereich um die Linien in 5 km s^{-1} große Bins eingeteilt. Die Intensitäten in den einzelnen Bins werden gemittelt und in Tabellen abgelegt. Auf diese Tabellen wird dann der oben beschriebene Algorithmus zur eindimensionalen Analyse angewandt. Die für jedes Geschwindigkeitsbin erhaltenen Periodogramme und Powerspektren werden dann zweidimensional dargestellt, wobei die Intensität der gefundenen Frequenzen farbkodiert wiedergegeben wird. Zunächst wird die Analyse für einen größeren Frequenzbereich durchgeführt (Abbildung 3.11), um dann in einem weiteren Schritt den Bereich auf die gefundenen Frequenzen einzuengen, so daß man einen genaueren Verlauf für die Stärke- und Phasenverteilung erhält. In den Abbildungen 3.12 und 3.13 sind die erhaltenen Periodogramme einiger Linien mit der Phasen- und Stärkeverteilung für die Frequenz $\mathcal{F}_1 = 1.546 \text{ c/d}$ dargestellt. Der Signifikanzlevel für das Cleaning wurde wie in der eindimensionalen Analyse eingestellt, so daß alle gefundenen Frequenzen mit einer Wahrscheinlichkeit von 99.5% in den Daten enthalten sind. Außer \mathcal{F}_1 wurden mit dieser Methode keine weiteren signifikanten Frequenzen entdeckt. Die Farbkodierung der Periodogramme wurde so gewählt, daß alle Werte, die oberhalb des eingestellten Signifikanzlevels liegen, in Graustufen erscheinen und weiß dargestellt werden, wenn sie mit einer Wahrscheinlichkeit von 99.9999% in den Daten vorhanden sind.

Für alle untersuchten Absorptionslinien konnte die mit der eindimensionalen Analyse gefundene Frequenz \mathcal{F}_1 bestätigt werden. Außer in $\text{H}\alpha$ wurde sie in keiner der reinen Emissionslinien gefunden. Die Stärkeverteilung über den Bereich der einzelnen Linie hat für alle Linien ein mehr oder weniger deutliches Doppelgipfelprofil. Der Phasenverlauf der Variation ist für alle Linien auffallend ähnlich, allerdings unterscheidet sich der Verlauf in den Linien der Balmerreihe von den anderen Linien derart, daß der ansonsten steile Verlauf für positive Geschwindigkeiten zunehmend flacher wird.

Auch hier nimmt die Heliumlinie bei 6678 \AA eine Sonderstellung ein. In der Stärkeverteilung dieser Linie deutet sich ein drittes Maximum bei ca. 300 km s^{-1} an. Gleichzeitig ist ein deutlicher Sprung von ca. 0.5 im Phasenverlauf an dieser Stelle zu erkennen.

3.4 Interpretation der Variationen

Das deutliche Erscheinungsbild der Periode \mathcal{P}_1 in der Variation der Radialgeschwindigkeiten der vermessenen Linien sowie in den dynamischen Spektren läßt auf eine fundamentale Beeinflussung der Sternatmosphäre schließen. Wie eingangs erwähnt, lassen sich anhand der beobachteten lpv die konkurrierenden Modelle, NRP oder *star spot*, nicht unterscheiden. Eine Möglichkeit das

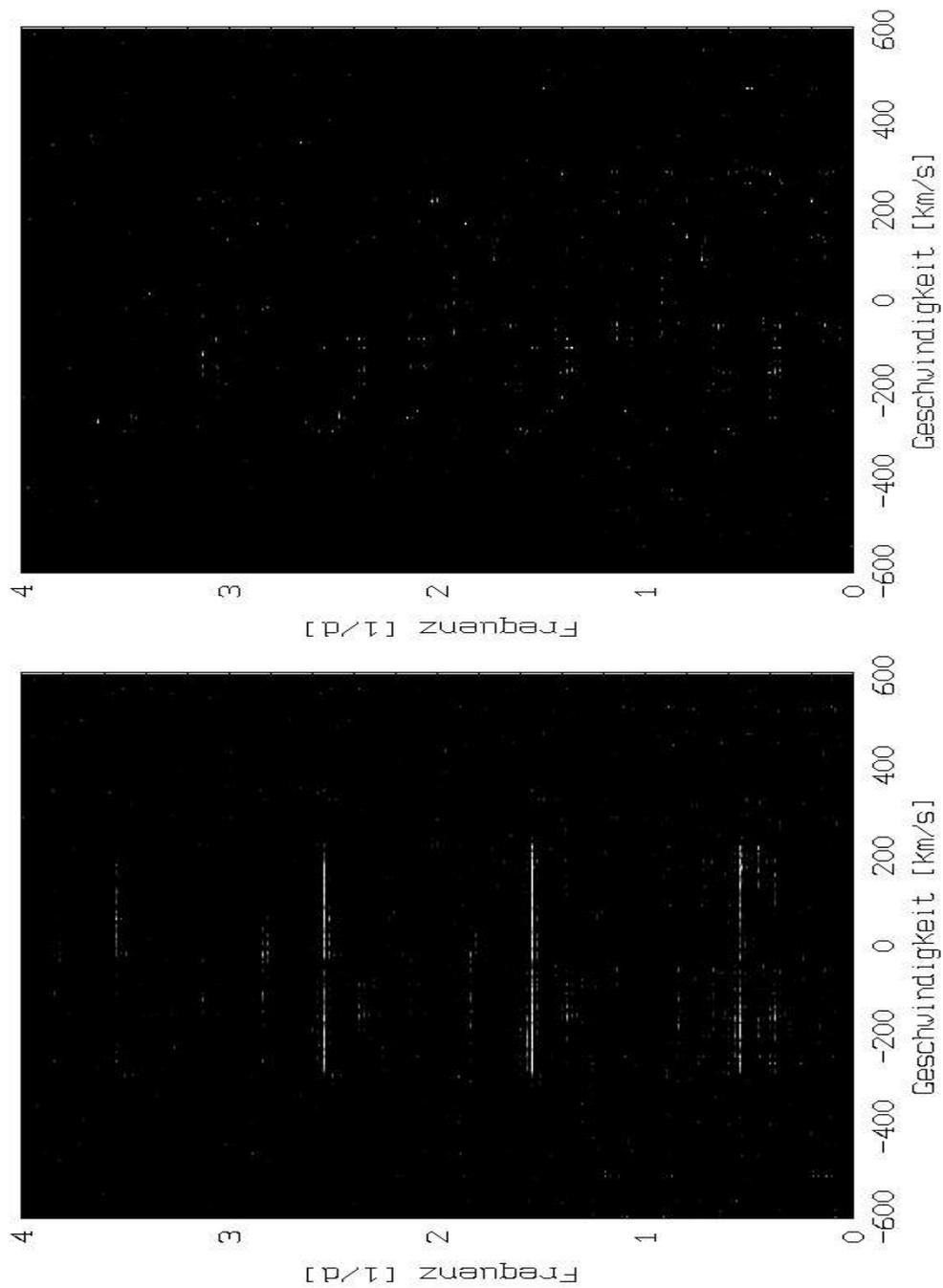


Abbildung 3.11: Periodogramme der Linie He I $\lambda 4026$ im Frequenzbereich von 0 c/d bis 4 c/d. Die Farbkodierung wurde so gewählt, daß alle Werte über einem Signifikanzlevel von 3σ in Graustufen dargestellt sind. Ab einem Level von 7σ erscheinen die Werte weiß. Deutlich ist die stärkste Frequenz $\mathcal{F}_1 = 1.546$ c/d zu erkennen (unteres Bild). Nach dem Cleaning (oberes Bild) sind auch alle Alias-Frequenzen verschwunden und es ist nur noch Rauschen zu sehen.

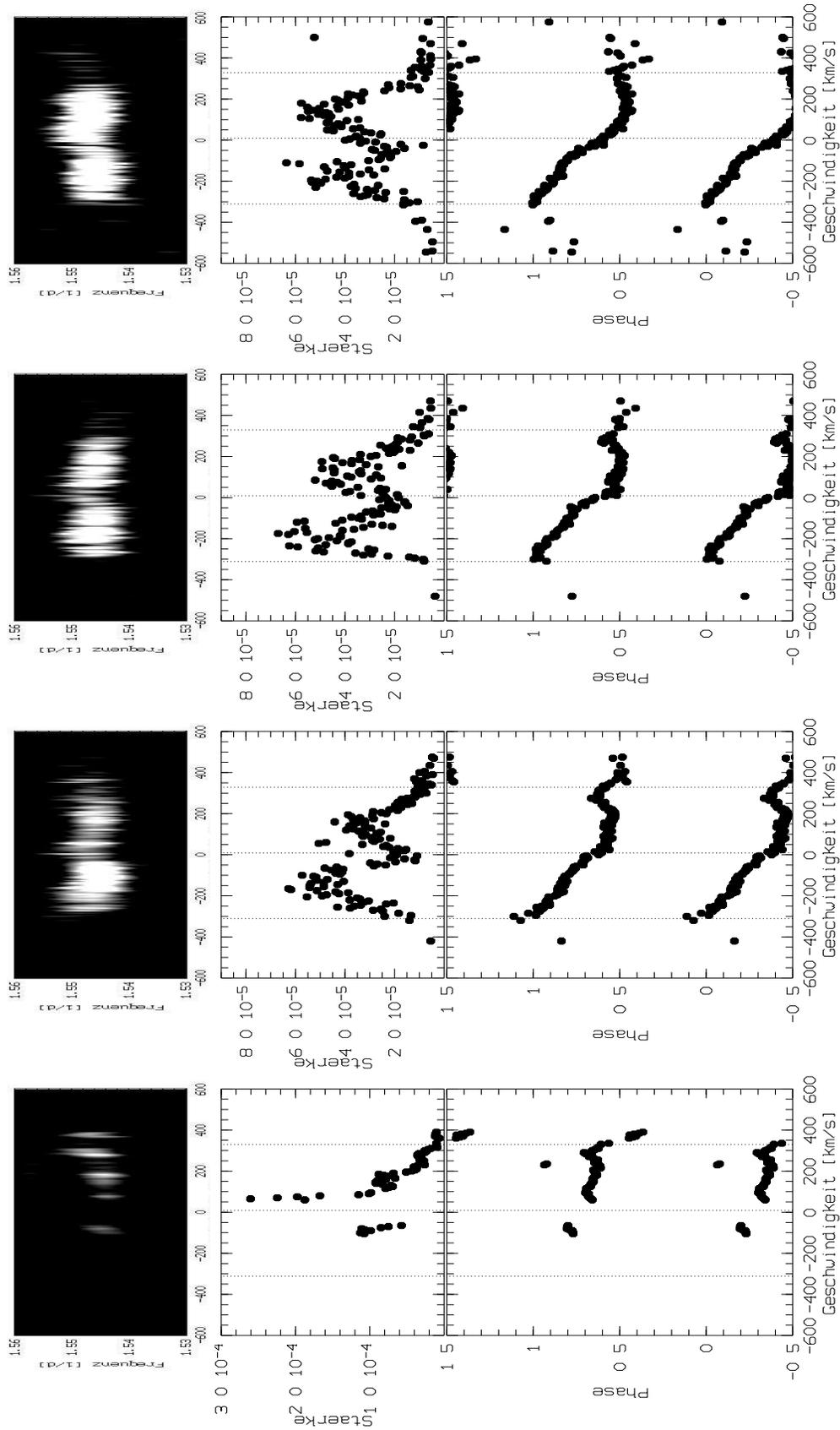


Abbildung 3.12: Zweidimensionale Analyse im Bereich von \mathcal{F}_1 für einige Linien der Balmerreihe. Von oben nach unten: H δ , H γ , H β , H α . Dargestellt sind unter den Periodogrammen der Stärke- sowie der Phasenverlauf. Die punktierten Linien kennzeichnen die Systemgeschwindigkeit $v_{\text{sys},*}$ (Kapitel 3.4.1) sowie $v_{\text{sys},*} \pm v \sin i$.

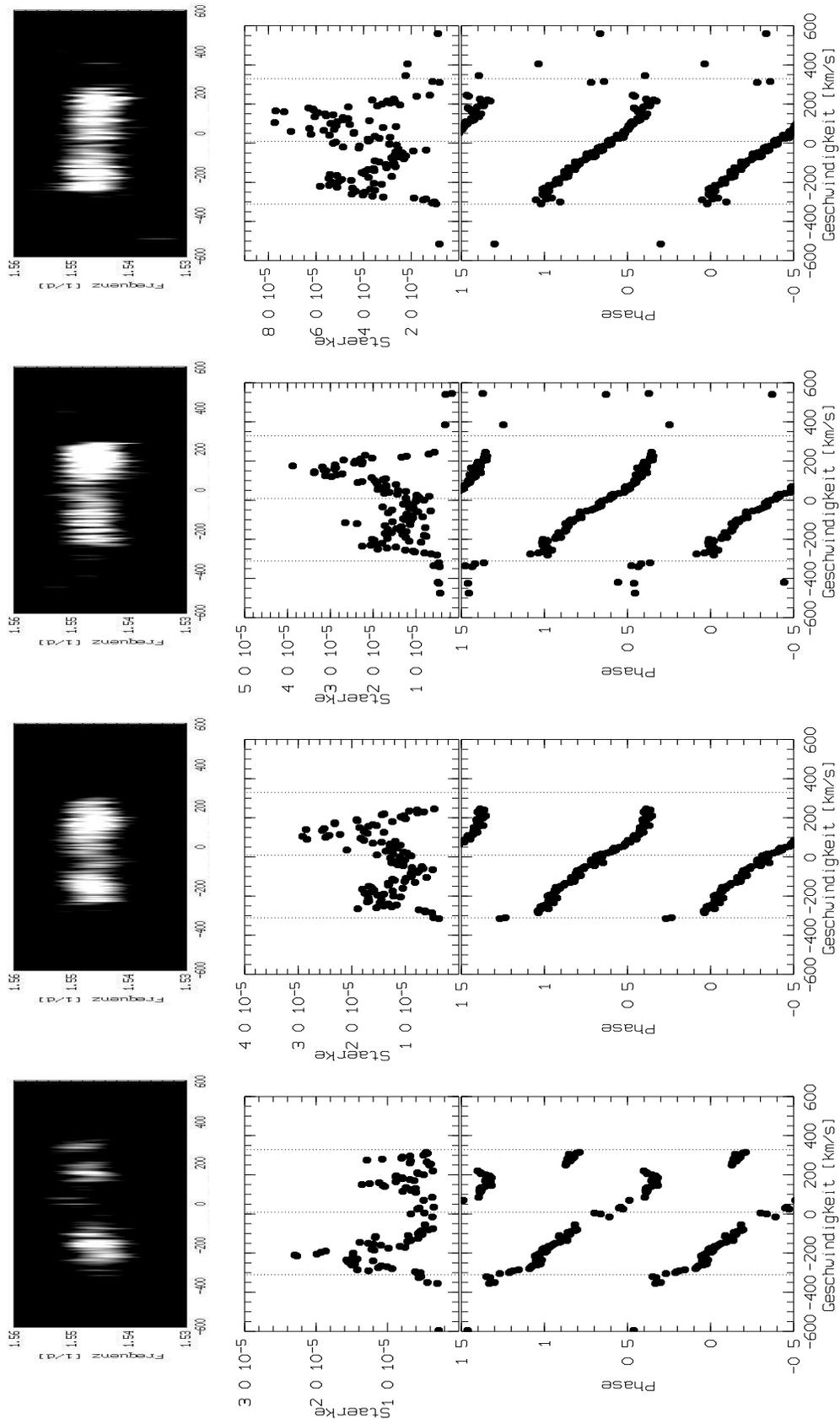


Abbildung 3.13: Zweidimensionale Analyse im Bereich von \mathcal{F}_1 für einige Heliumlinien. Von oben nach unten: He I $\lambda 4026$, He I $\lambda 4387$, He I $\lambda 4921$, He I $\lambda 6678$. Dargestellt sind unter den Periodogrammen der Stärke- sowie der Phasenverlauf. Die punktierten Linien kennzeichnen die Systemgeschwindigkeit $v_{\text{sys},*}$ (Kapitel 3.4.1) sowie $v_{\text{sys},*} \pm v \sin i$.

star spot-Modell hier ausschließen zu können, ist ein Vergleich der Rotationsgeschwindigkeit des mitrotierenden Gebiets und des beobachteten $v \sin i$.

Aus Monte-Carlo Rechnungen für NRP bei rotierenden Sternen konnten Telting & Schrijvers (1997) einen Zusammenhang zwischen der Ordnung l der Pulsation und der Phasendifferenz der Phasen am blauen und am roten Ende des in der zweidimensionalen Analyse erhaltenen Phasenverlaufs $\Delta\Psi$ aufzeigen. Danach läßt sich l aus $\Delta\Psi$ mit

$$l \approx 0.10 + 1.09|\Delta\Psi|/\pi$$

abschätzen. Für 28 Cygni ergibt sich aus dem beobachteten Phasenverlauf $\Delta\Psi \approx 1.6$, womit man rein rechnerisch $l \approx 1.8$ erhält. Da l nur positive ganzzahlige Werte annehmen kann, liegt also für 28 Cygni die Annahme $l = 2$ nahe. Dieser Wert für l wurde auch bereits von Hahula (1993) ermittelt. Für eine Ordnung l in diesem Größenbereich spricht auch das beobachtete Muster in der Variation (Abbildungen 3.9 und 3.10). Zu keinem Zeitpunkt sind mehr als drei Komponenten gleichzeitig im Spektrum zu sehen und für einige Zeiten sogar nur zwei.

Als Alternative zur NRP könnte das beobachtete Muster auch durch mindestens zwei symmetrisch angeordnete mitrotierende *star spots* erzeugt werden. Das würde bedeuten, daß die beobachtete Periode von $\mathcal{P}_1 = 0.6468$ d der halben Rotationsperiode \mathcal{P}_{rot} des Sterns entspräche, also

$$\mathcal{P}_{\text{rot}} = 2\mathcal{P}_1 = 1.2936 \text{ d.}$$

Aus der Abschätzung des Sternradius von 28 Cygni in Kapitel 3.1 zu $R = 4.8 R_{\odot}$ ergibt sich mit (nach Kaufer 1996)

$$\mathcal{P}_{\text{rot}} = 50.61 \text{ d} \frac{R/R_{\odot}}{v_{\text{rot}}}$$

die Rotationsgeschwindigkeit für dieses Szenario zu

$$v_{\text{rot}} = 188 \text{ km s}^{-1}.$$

Diese Geschwindigkeit ist damit deutlich niedriger als die beobachtete Mindestgeschwindigkeit von $v \sin i = 320 \text{ km s}^{-1}$, womit das Szenario der *star spots* für 28 Cygni unwahrscheinlich ist.

Die beobachtete Asymmetrie im Phasenverlauf der Variation in den Linien der Balmerreihe könnte durch den Prozeß der *wave leakage* erklärt werden. Hierbei verliert die NRP-Welle Energie, z.B. durch Massentransfer in die Scheibe. Dadurch entsteht eine Phasenverschiebung zwischen den durch die NRP hervorgerufenen Störungen in Temperatur und Radialgeschwindigkeit, was wiederum eine Asymmetrie der *lpv* in der Wellenlänge zur Folge hat (Townsend 1997). Diese Beobachtung harmoniert auch mit dem Szenario von Osaki (Kapitel 1.2.6), in dem die *wave leakage* während der Be-Phase auftritt.

Zur Erklärung der auffälligen Eigenschaften der Heliumlinie bei 6678 \AA kann folgende Vorstellung beitragen: Durch die NRP-Welle wird das Material in der den

Stern umgebenden Hülle bei jedem Durchlauf eines Wellenberges einer erhöhten Temperatur ausgesetzt. Dies führt dann zu Emission der Hülle selbst. In dieses Bild fügt sich gut die Variation der Emission in dieser Linie mit der gleichen Periode wie die lpv , zu sehen sowohl in den dynamischen Spektren (Abbildungen 3.8 und 3.10, jeweils unten rechts) als auch als dritter Peak in der Stärkeverteilung der Variation (Abbildung 3.13 unten).

3.4.1 Korrelationen

Bei einer näheren Untersuchung des in Kapitel 3.3.1 bereits angesprochenen unterschiedlichen Verhaltens der Linien der Balmerreihe und der Linien des neutralen Heliums in Bezug auf die ermittelten Werte für v_γ und A ergeben sich einige Zusammenhänge. In Abbildung 3.14 ist die Amplitude A der Variation des Linienzentrums gegen die „Ruhe“-Geschwindigkeit v_γ der jeweiligen Linie aufgetragen. Für die Heliumlinien ohne Emissionsanteil (gefüllte Kreise) ist deutlich ein Trend zu erkennen: weiter blauverschobene Linien zeigen eine größere Amplitude in der Variation (es ist zu beachten, daß für Linien des Helium-Triplett-Zustands eine verbotene Komponente den Linienschwerpunkt zum Blauen hin verschieben kann. Aufgrund der großen Rotationsverbreiterung der Heliumlinien von 28 Cygni ist dieser Effekt hier sicher nur gering. Zudem folgen Singlett- und Triplettlinien auch separat dem gefundenen Trend). Dagegen gibt es bei den Wasserstofflinien (Dreiecke) keine großen Unterschiede in der Blauverschiebung, dafür mit zunehmender Emission in den Linien abnehmende Amplituden¹(siehe auch Tabelle 3.1).

Obwohl die physikalischen Ursachen für dieses Verhalten unklar sind, kann folgender Erklärungsansatz zum Verständnis beitragen: die zentrale Absorption in den von Emission beeinflussten Kernen der Wasserstofflinien entsteht überwiegend durch Selbstabsorption in der Scheibe; daher spiegeln die gemessenen Geschwindigkeiten v_γ im wesentlichen die projizierte Radialgeschwindigkeit der Scheibe von $v_{\text{sys,disk}} \approx -20 \text{ km s}^{-1}$ wieder. Der Einfluß der NRP macht sich dagegen in den reinen Absorptionslinien des Heliums stärker bemerkbar. In diesen Linien sieht man also Effekte der gestörten Atmosphäre des Sterns. In dieses Bild passen auch die Heliumlinien, die neben der Absorption auch Anzeichen von Emission der Hülle zeigen (leere Kreise). Sie liegen im Diagramm in einem Übergangsbereich zwischen den von der Scheibe und den von der NRP beeinflussten Linien, da in ihnen beide Effekte zum Wirken kommen.

Einen weiteren Zusammenhang scheint es zwischen der Stärke der Linie und deren „Ruhe“-Geschwindigkeit zu geben (Abbildung 3.15): je größer die Äquivalentbreite der Linie, desto größer die Blauverschiebung. Dies trifft allerdings nur für die Linien des neutralen Helium zu, die Wasserstofflinien zeigen hingegen keinen derartigen Zusammenhang. Zu beachten ist hier, daß die Werte für die Äquivalentbreiten der Heliumlinien mit Emissionsanteil (leere Kreise) aufgrund eben

¹Auch die mittleren Radialgeschwindigkeiten einiger weiterer Wasserstofflinien, für die keine eingehendere Untersuchung vorgenommen wurde (siehe Tabelle B.1), fügen sich gut in dieses Bild.

dieser Emission systematisch zu klein gemessen werden. Da stärkere Linien also auch stärker von der NRP beeinflusst werden, kann der Wert von $v_\gamma \approx 9 \text{ km s}^{-1}$ für die schwächste Linie ($\text{He I } \lambda 4713$) daher als Abschätzung für die Systemgeschwindigkeit von 28 Cygni dienen. Das ergibt mit der Abschätzung der projizierten Radialgeschwindigkeit der Scheibe von $v_{\text{sys,disk}} \approx -20 \text{ km s}^{-1}$ eine Ausdehnungsgeschwindigkeit der Scheibe von $v_{\text{exp}} \approx 30 \text{ km s}^{-1}$.

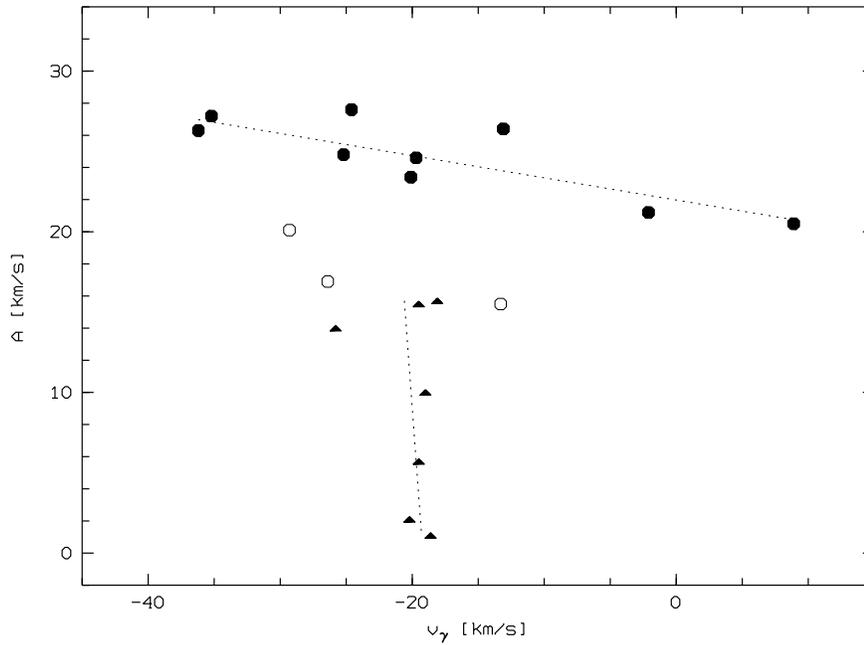


Abbildung 3.14: Aufgetragen ist die Amplitude A der Variation gegen die „Ruhe“-Geschwindigkeit der Linie. Dabei repräsentieren die Dreiecke die Linien der Balmerserie, die gefüllten Kreise Heliumlinien ohne Emissionsanteil und die leeren Kreise Heliumlinien mit Emissionsanteil ($\text{He I } \lambda 5875$, $\text{He I } \lambda 6678$ und $\text{He I } \lambda 7065$). Zur Verdeutlichung der Trends in den Daten wurden an die Meßpunkte gefittete Geraden punktiert mit eingezeichnet.

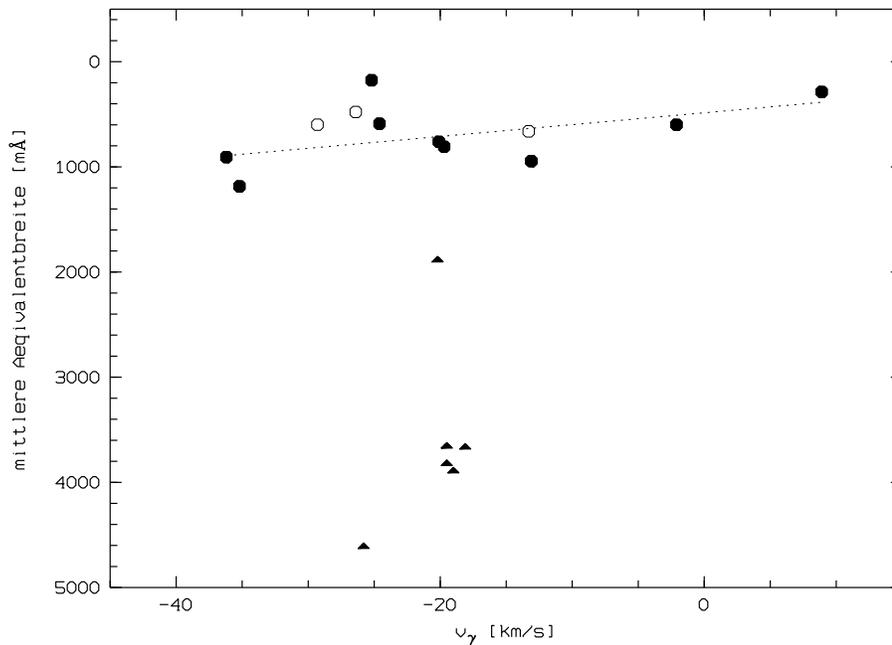


Abbildung 3.15: Aufgetragen ist die mittlere Äquivalentbreite der Linie gegen die „Ruhe“-Geschwindigkeit (gemäß der allgemeinen Konvention werden Absorptionslinien positive Äquivalentbreiten zugeordnet). Symbole wie in Abbildung 3.14. Zur Verdeutlichung des Trends in den Helium-Daten wurden eine an die Meßpunkte gefittete Gerade punktiert mit eingezeichnet.

Kapitel 4

Diskussion und Ausblick

In dieser Diplomarbeit wurden die spektroskopischen Variationen des Be-Sterns 28 Cygni detailliert untersucht.

Dabei zeigte sich, daß der Stern sich momentan in einer stabilen Be-Phase mit einer ausgeprägten Scheibe von größenordnungsmäßig etwa 10 Sternradien befindet: Bis auf schnelle V/R-Variationen geringer Amplitude wurden in den rein kinematischen, von der Gasscheibe stammenden Emissionslinien keine auffälligen Veränderungen beobachtet. Eine Variation der *peak separation* in diesen Linien sowie Linienemissions-Ausbrüche, wie sie z.B. für μ Cen von Rivinius et al. (1998a) gefunden wurden, konnten nicht beobachtet werden.

Während in den von der Emission der Scheibe dominierten Linien nur geringe Anzeichen von Variabilität zu sehen sind, zeigen die atmosphärischen Linien des Sterns ausgeprägte Linienprofilvariationen. So wurden für alle Linien Variationen des Linienzentrums und Asymmetrien in den Linienflügeln beobachtet. Eine eindimensionale Zeitserienanalyse der Radialgeschwindigkeiten der Linienzentren erbrachte drei unterschiedlich signifikante Perioden. In der Reihenfolge ihrer Stärke sind dies:

$$\begin{aligned}\mathcal{P}_1 &= 0.6468 \pm 0.0004 \text{ d} \\ \mathcal{P}_2 &= 0.6254 \pm 0.0004 \text{ d} \\ \mathcal{P}_3 &= 0.7248 \pm 0.0005 \text{ d}\end{aligned}$$

Die Periode \mathcal{P}_1 wurde dabei in allen untersuchten Linien nachgewiesen. Die beiden anderen Perioden nur in einigen der Linien.

Bei einer zweidimensionalen Zeitserienanalyse der Spektren wurden für die Periode \mathcal{P}_1 die Stärkeverteilungen und die Phasenverläufe der Variationen in den einzelnen Linien erhalten. Die beiden weiteren Perioden konnten nicht mehr nachgewiesen werden. Das kann damit begründet werden, daß in die eindimensionale Analyse nur die Radialgeschwindigkeiten der Linienzentren eingegangen sind, und somit die Variationen, welche über die ganze Linienbreite zu sehen

sind, in einem einzigen Wert gemittelt werden. In der zweidimensionalen Analyse werden die Linien in einzelne Bereiche unterteilt in denen nach den Variationen gesucht wird. So kann also die eindimensionale Analyse ein empfindlicheres Mittel sein, das globale Verhalten der Linie zu bestimmen.

Aufgrund der deutlichen periodischen Variationen, dem Muster der Variation in den Linien und der erhaltenen Phaseninformation für die gefundene Periode konnte aufgezeigt werden, daß der erzeugende Mechanismus plausibel als nicht-radiale Pulsation der Ordnung $l = 2$ gedeutet werden kann. Zusammen mit der vorsichtigen Interpretation der beobachteten Asymmetrie im Phasenverlauf der Variationen als Anzeichen für *wave leakage*, harmonisiert dieses Ergebnis gut mit dem von Osaki (1998) vorgeschlagenem Szenario. Die beobachteten schnellen V/R-Variationen in der Emission gerade außerhalb der Linienflügel der Linie HeI $\lambda 6678$ fügen sich ebenfalls gut in dieses Bild, wenn man davon ausgeht, daß die Emission ihren Ursprung von der Scheibe in der Nähe der Photosphäre des zentralen Sterns nimmt. So könnte diese Emission von der NRP-Welle in der Atmosphäre angeregt werden.

Ein auffälliger aber physikalisch unklarer Zusammenhang zeigt sich zwischen den mittleren Äquivalentbreiten und der mittleren Blauverschiebung der einzelnen Linien. Während es für die Linien des neutralen Heliums, die keinen Emissionsanteil aufweisen einen Trend für stärkere Linien zu größerer Blauverschiebung gibt, verhalten sich die Linien der Balmer Serie, deren Kernbereich durch Selbstabsorption in der Scheibe beeinflusst wird, homogen in ihrer Blauverschiebung. Zwischen der Amplitude der Variation und der mittleren Blauverschiebung gibt es ein ähnliches Verhalten der beiden Liniengruppen. Wieder zeigt sich ein Trend für die Heliumlinien, von größerer Blauverschiebung zu größeren Amplituden. Die Linien der Balmer Serie zeigen dagegen keinen eindeutigen Trend. Die atmosphärischen Heliumlinien werden von den Auswirkungen der NRP beeinflusst, die Linien der Balmer Serie dagegen von der Emission der Scheibe. Mit einer groben Abschätzung ergibt sich so für die Ausdehnungsgeschwindigkeit der zirkumstellaren Gasscheibe relativ zum zentralen Stern $v_{\text{exp}} \approx 30 \text{ km s}^{-1}$.

Laut Rivinius (1998c) gibt es auch bei μ Cen Anzeichen für eine ähnliche Korrelation zwischen Äquivalentbreiten und Blauverschiebungen der Linien. Weitere Untersuchung in dieser Richtung für eine größere Anzahl von Be-Sterne könnten darüber Aufschluß geben, ob dieses Verhalten typisch für Be-Sterne ist und welche möglichen physikalischen Zusammenhänge mit der NRP bestehen.

Ausblick

28 Cygni eignet sich aufgrund seiner mittleren scheinbaren visuellen Helligkeit von 4.93^m sehr gut für ausgedehnte spektroskopische Untersuchungen. Da der Stern momentan ein relativ stabiles Verhalten in Bezug auf die ihn umgebende Scheibe zeigt, ist er ein gutes Objekt um die Be-Phase von Be-Sternen detailliert zu untersuchen.

Die Anzeichen für eine eventuelle Multiperiodizität von 28 Cygni müssen anhand weiteren Daten bewertet werden. Dazu werden im Sommer 1998 in einem

Zeitraum von 60 Nächten weitere Spektren am 1.23-m-Teleskop des Calar Alto Observatoriums mit HEROS aufgenommen, um so die Perioden \mathcal{P}_2 und \mathcal{P}_3 bestätigen oder zurückweisen zu können.

Eine Modellierung der nichtradialen Pulsationen von 28 Cygni kann zum tieferen Verständnis beitragen. Erste Versuche in diese Richtung wurden bereits mit dem von Townsend (1997) entwickelten Programm unternommen und zeigen vielversprechende Ergebnisse (Abbildung 4.1). Tiefere Analysen in dieser Richtung werden Gegenstand einer weiteren Diplomarbeit sein.

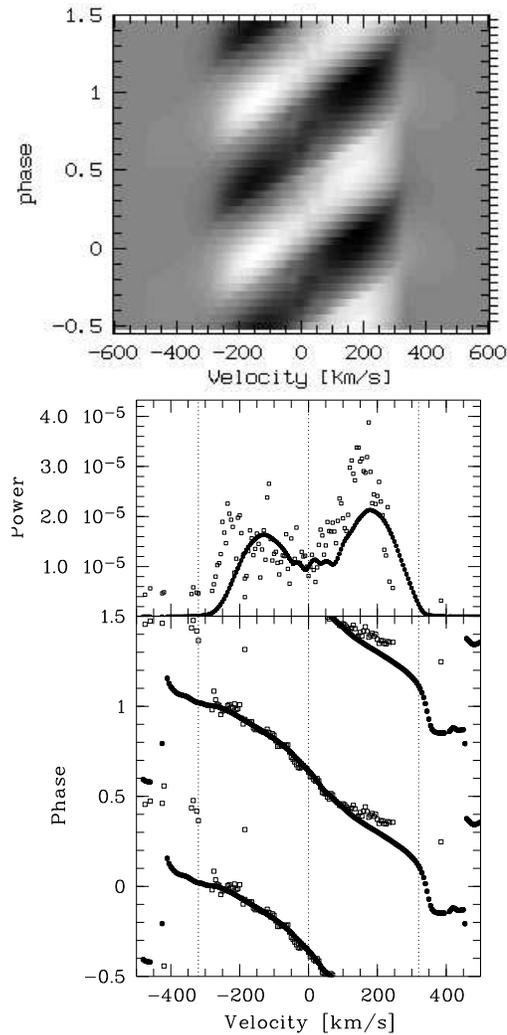


Abbildung 4.1: Ein erster Modellierungsversuch der NRP von 28 Cygni. Dargestellt ist oben: Das Muster der Variation (zu vergleichen mit Abb. 3.10, Mitte links), unten: die Stärkeverteilung und der Phasenverlauf einer NRP mit $l = -m = 2$ und einer Periode von 0.6468 d für die Linie He I $\lambda 4386$ (gefüllte Kreise: Modell, leere Quadrate: Werte der Zeitserienanalyse aus dieser Arbeit).

Anhang A

Spektralatlas von 28 Cygni

Auf den folgenden Seiten ist das zeitlich gemittelte Gesamtspektrum von 28 Cygni dargestellt. Die Auflösung beträgt im gesamten Bereich $\lambda/\Delta\lambda = 20\,000$. Die wichtigsten Linien sind gekennzeichnet. Erläuterungen siehe Kapitel 3.1.

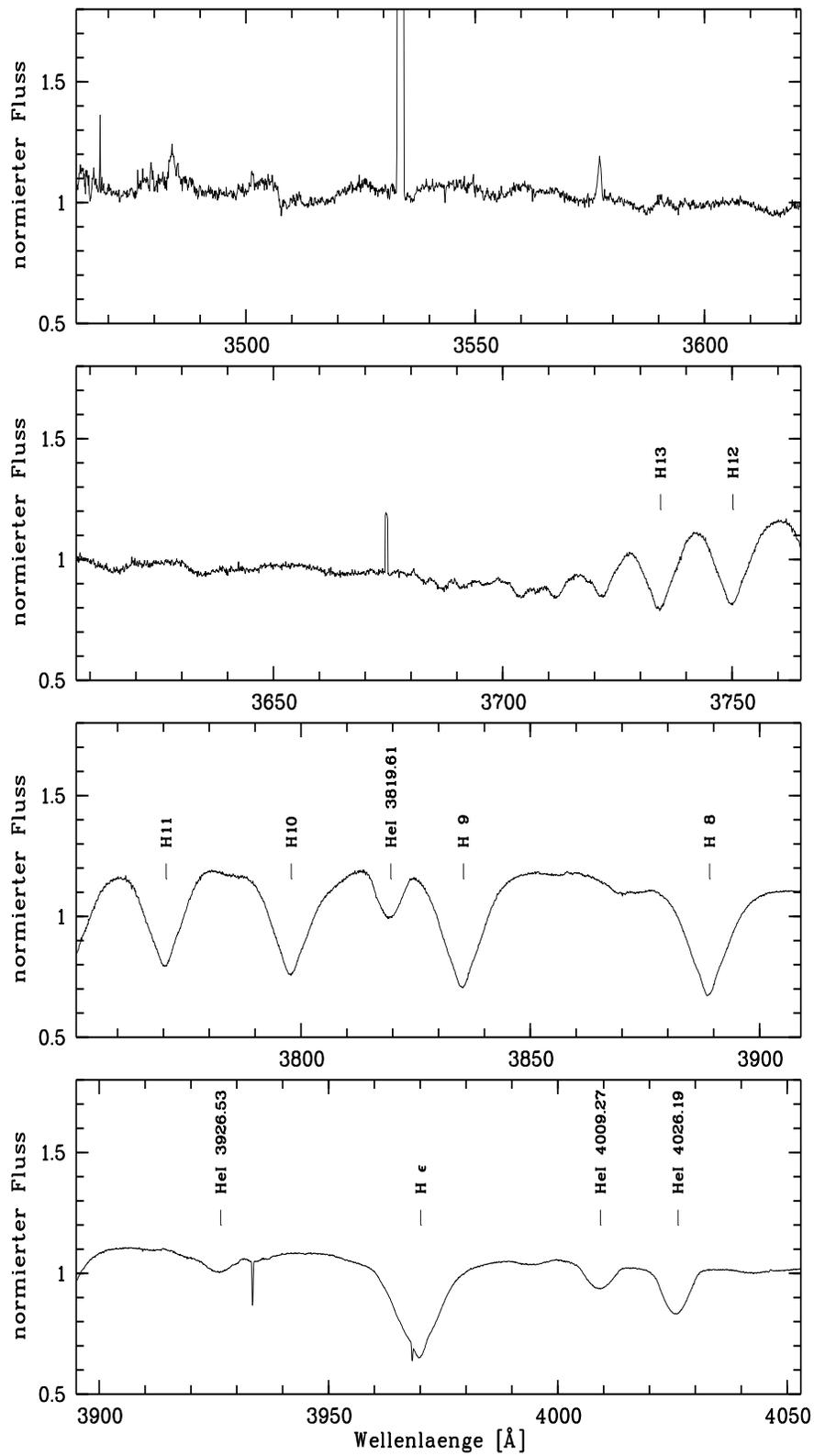


Abbildung A.1: Spektrum von 28 Cygni im Bereich von 3470 Å bis 4050 Å.

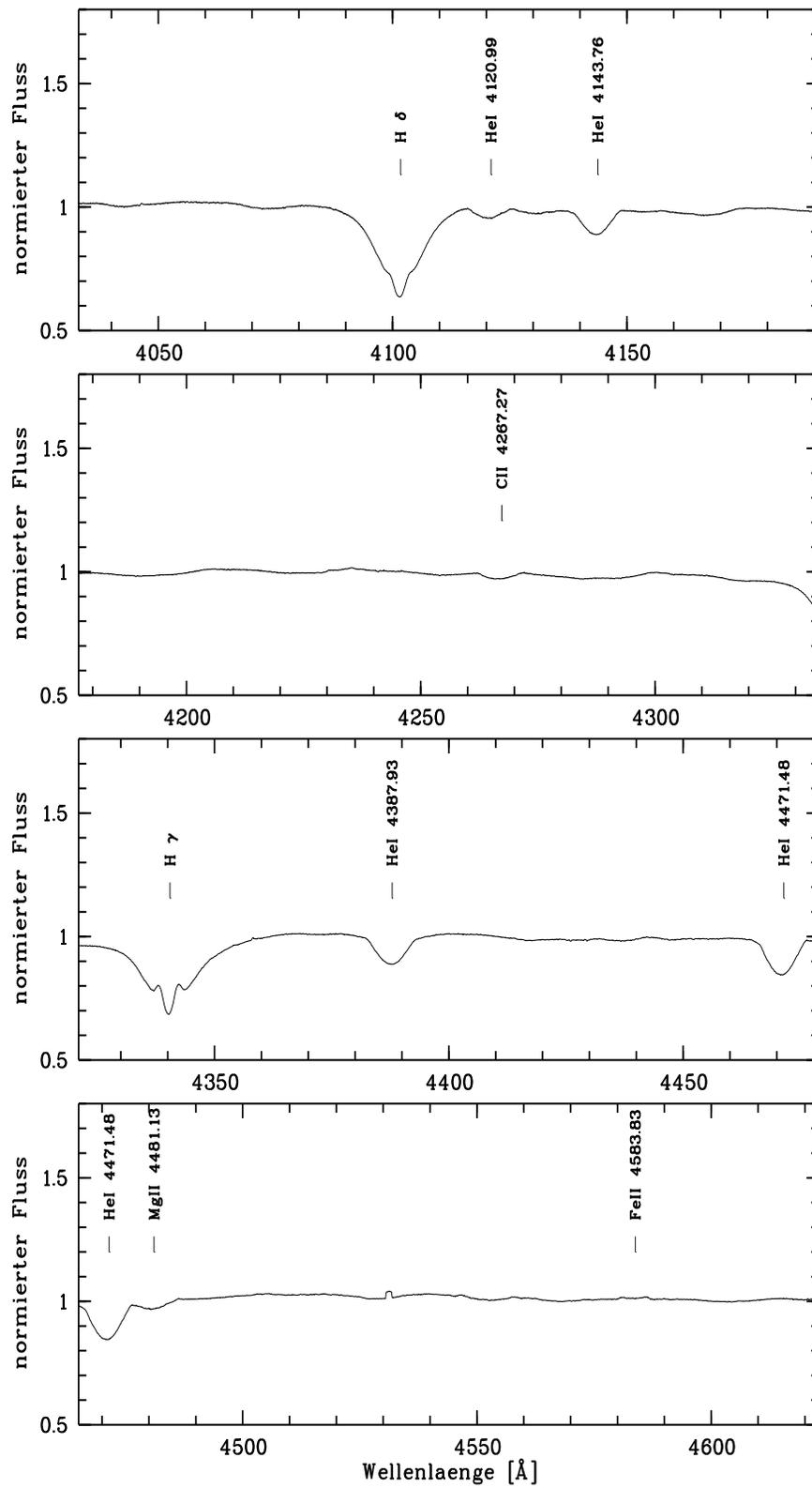


Abbildung A.2: Spektrum von 28 Cygni im Bereich von 4040 Å bis 4620 Å.

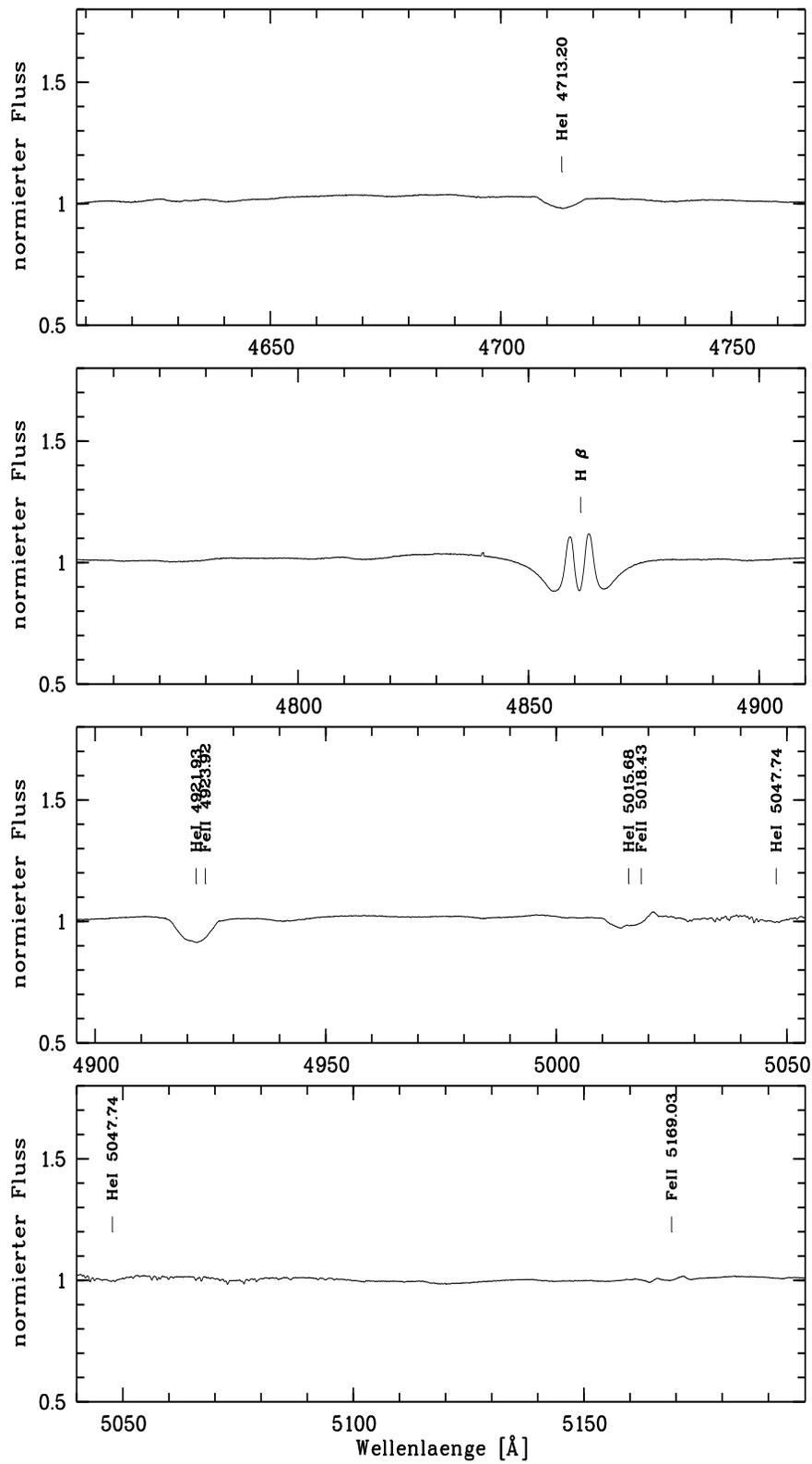


Abbildung A.3: Spektrum von 28 Cygni im Bereich von 4610 Å bis 5190 Å.

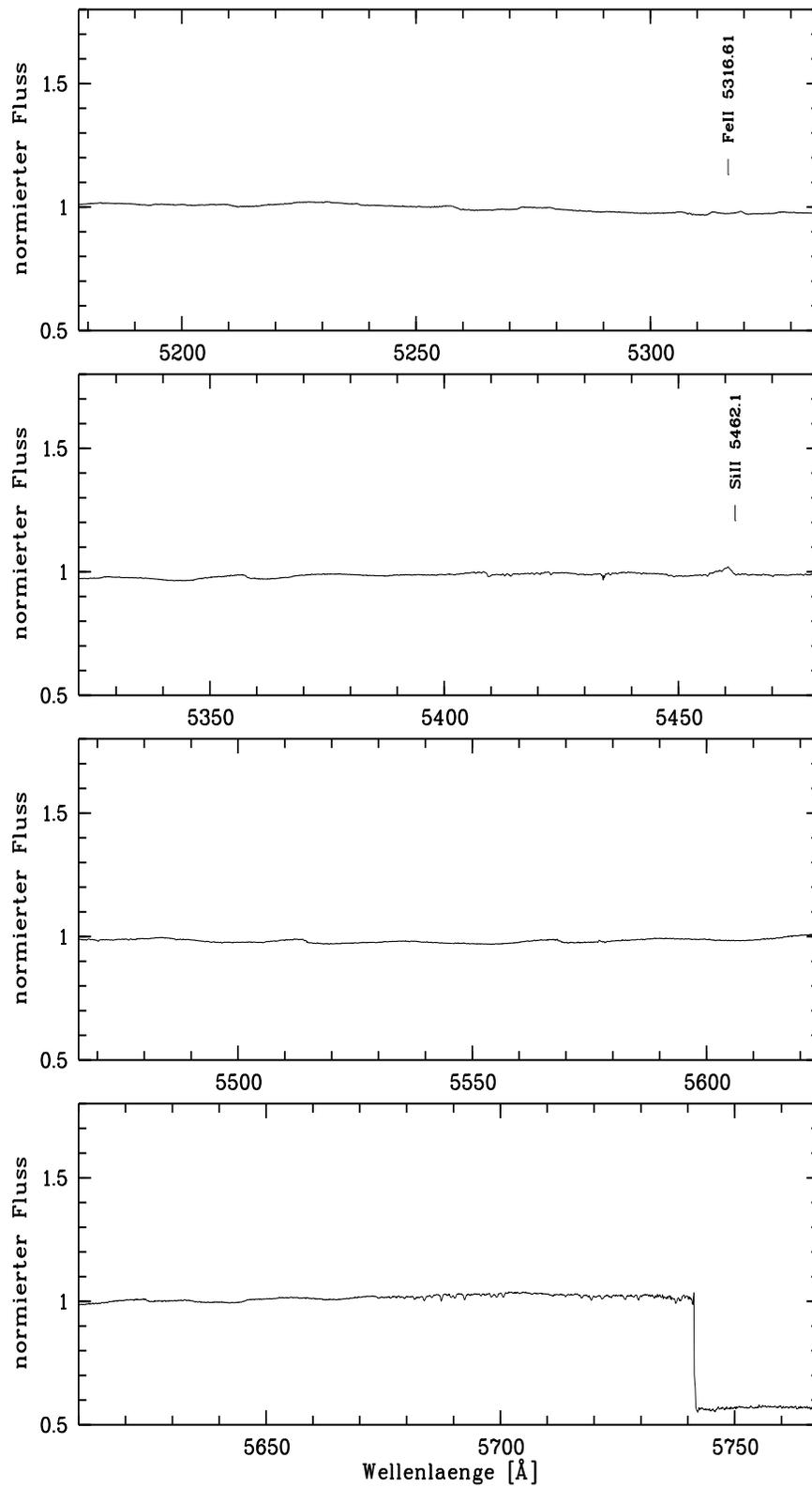


Abbildung A.4: Spektrum von 28 Cygni im Bereich von 5180 Å bis 5760 Å.

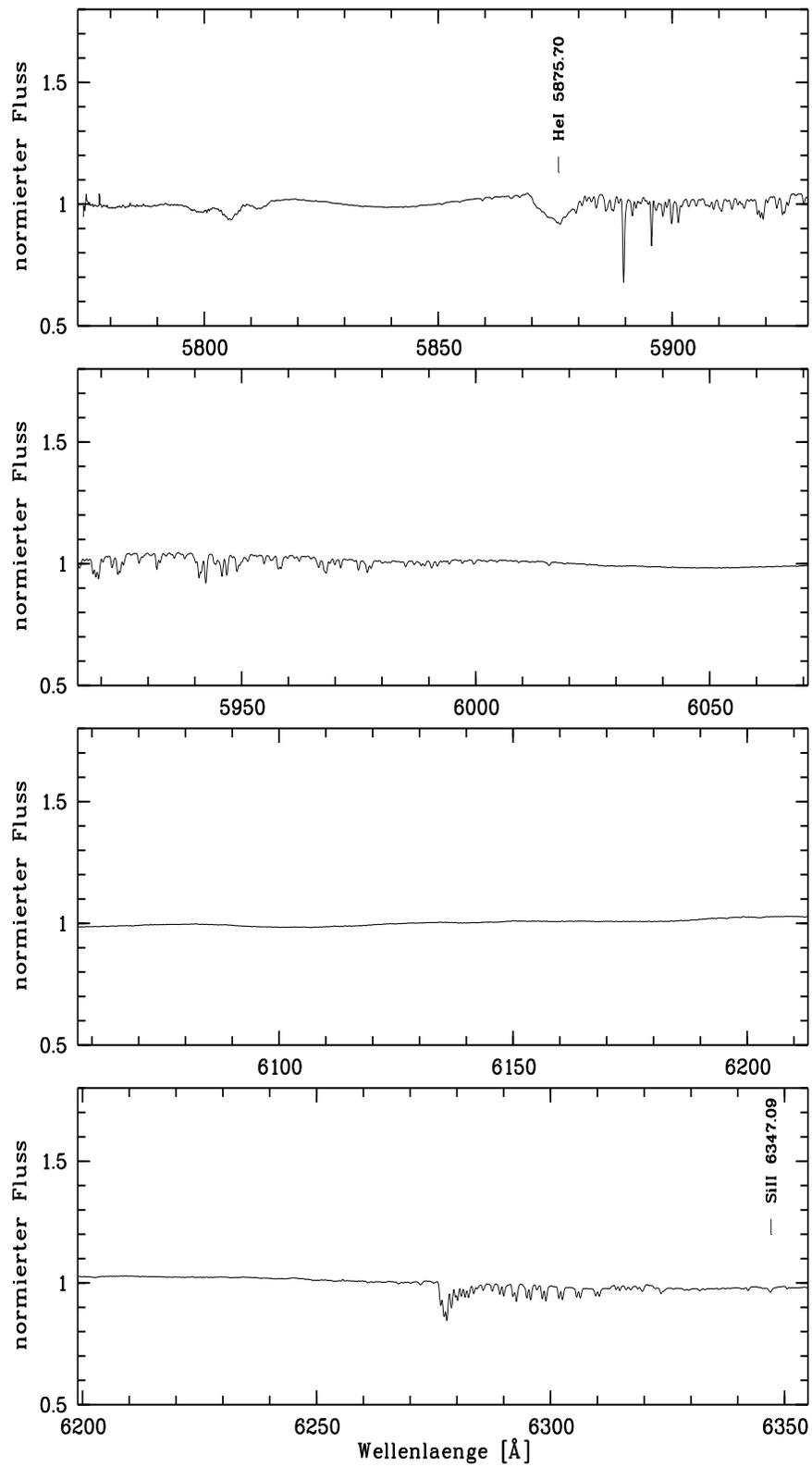


Abbildung A.5: Spektrum von 28 Cygni im Bereich von 5780 Å bis 6350 Å.

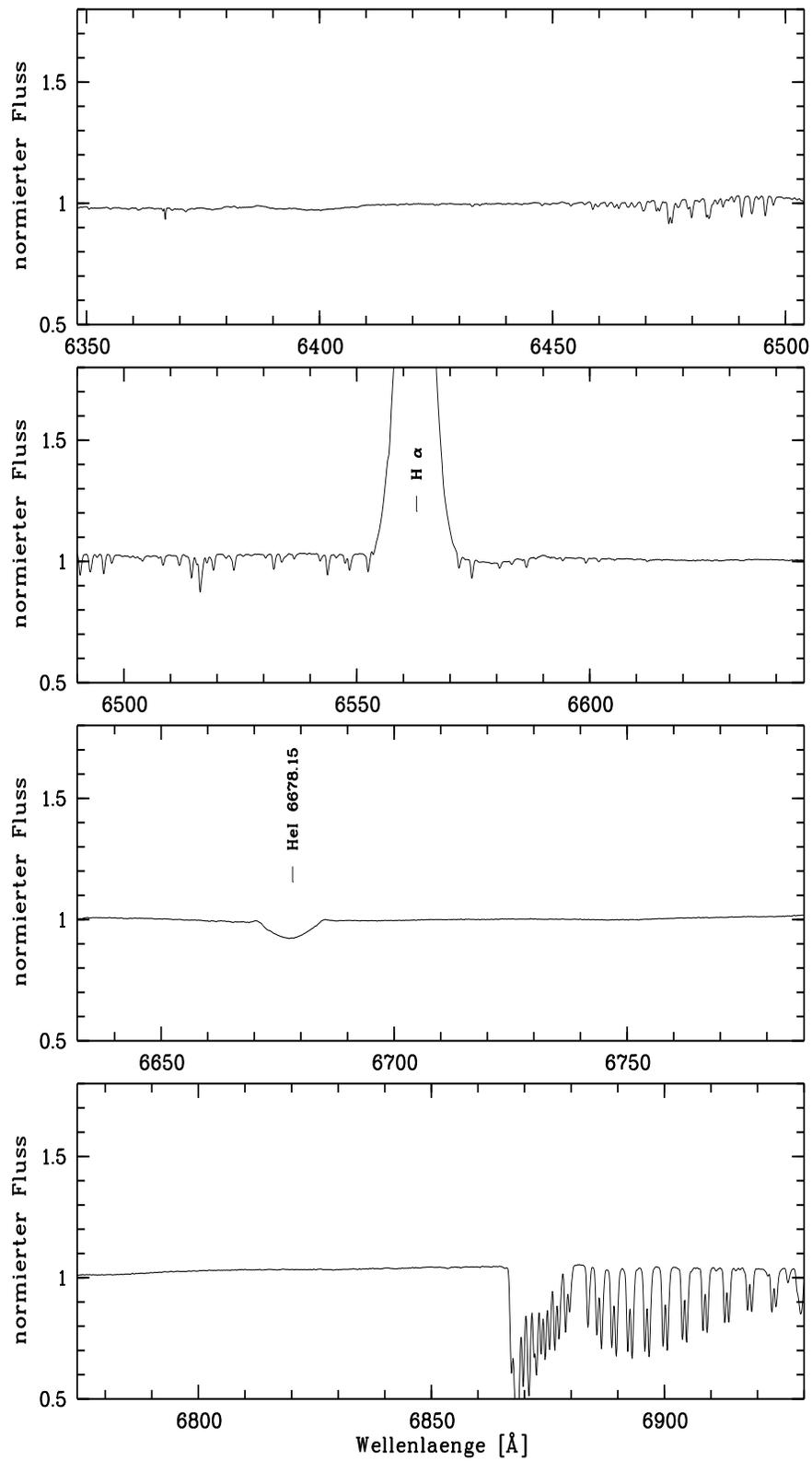


Abbildung A.6: Spektrum von 28 Cygni im Bereich von 6350 Å bis 6920 Å.

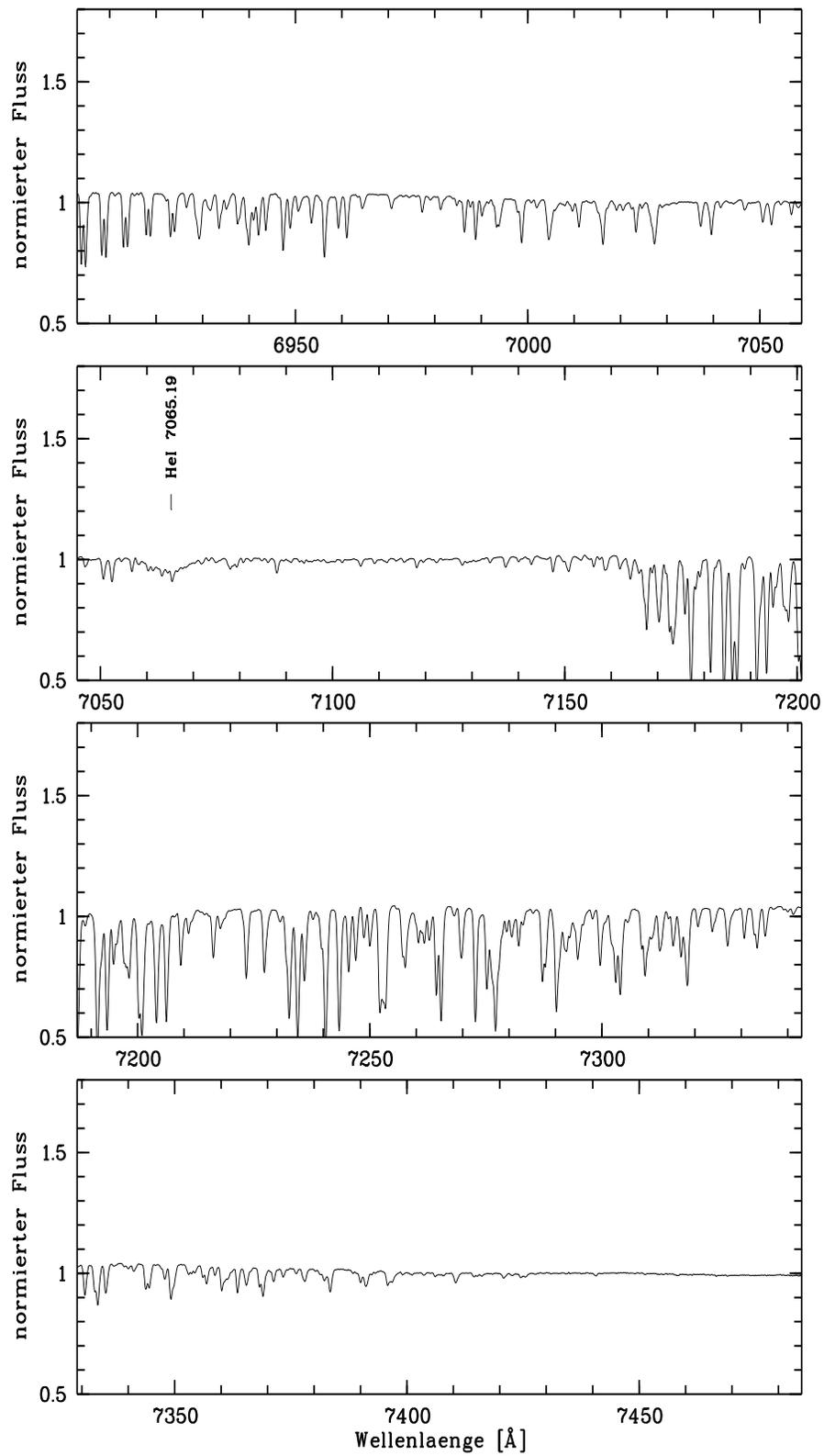


Abbildung A.7: Spektrum von 28 Cygni im Bereich von 6910 Å bis 7480 Å.

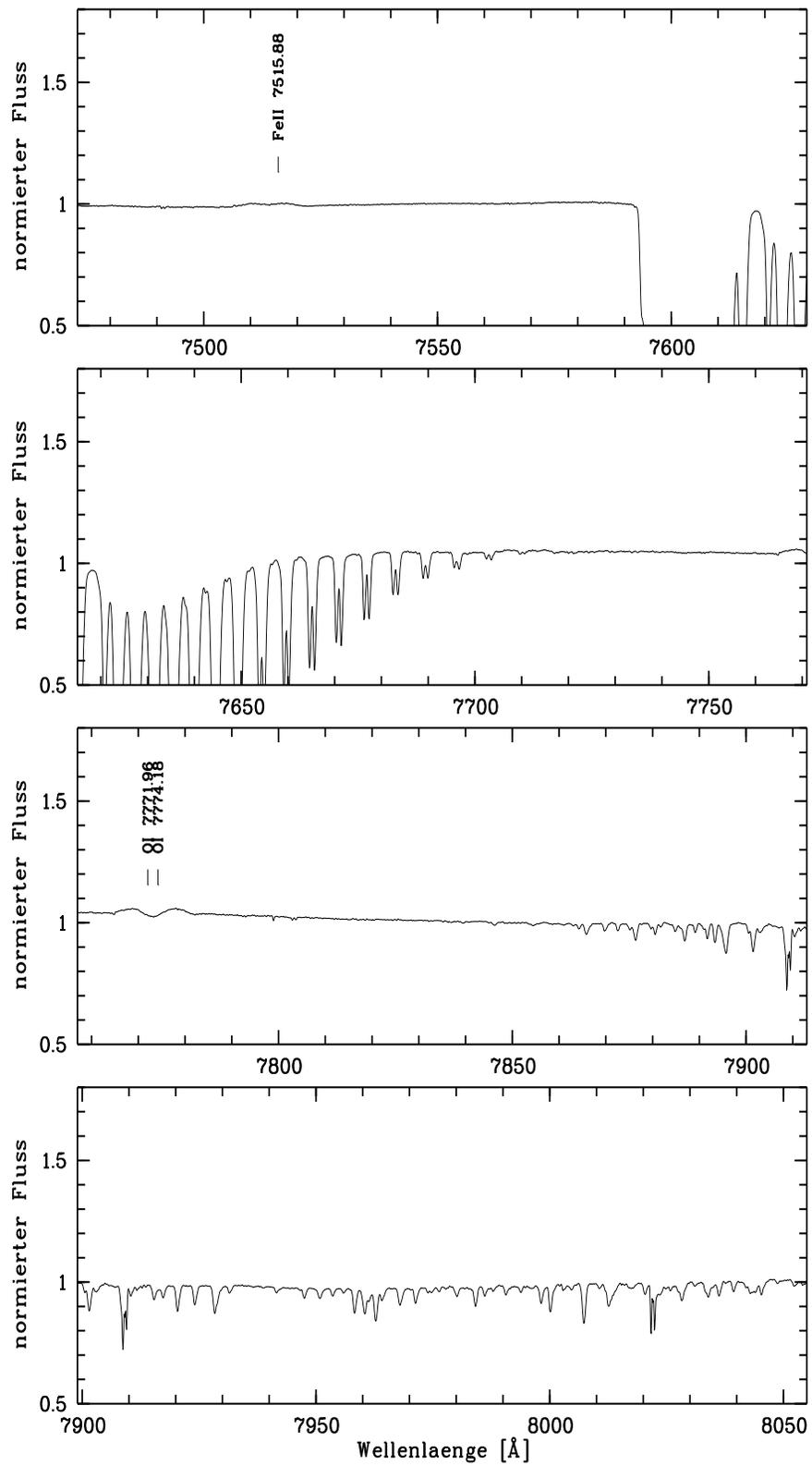


Abbildung A.8: Spektrum von 28 Cygni im Bereich von 7480 Å bis 8050 Å.

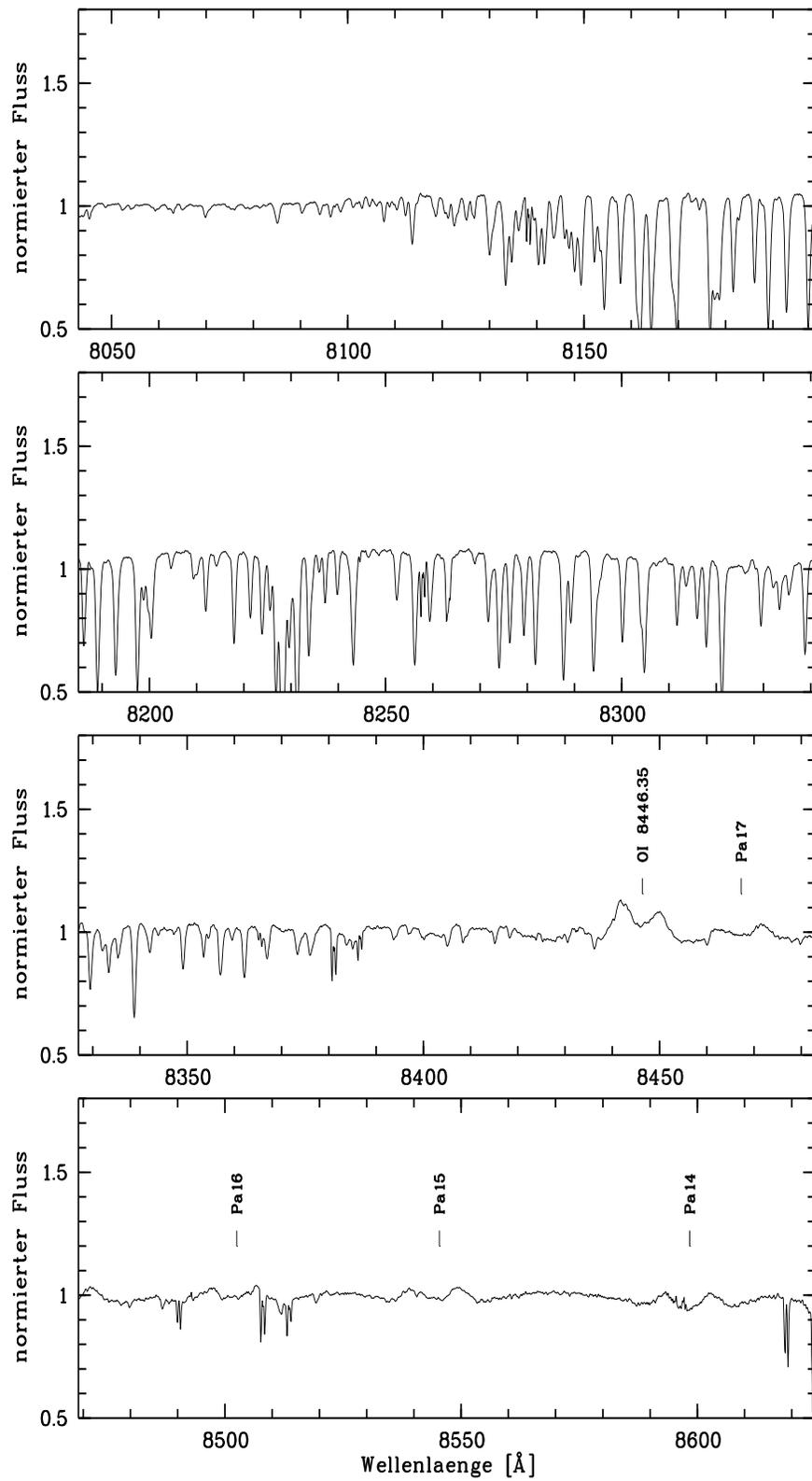


Abbildung A.9: Spektrum von 28 Cygni im Bereich von 8050 Å bis 8620 Å.

Anhang B

Daten

B.1 Radialgeschwindigkeiten

Auf den folgenden Seiten sind die Radialgeschwindigkeiten der Linienzentren für jede vermessene Linie dargestellt. Der Fehler der Einzelmessung beträgt ca. 15 km s^{-1} .

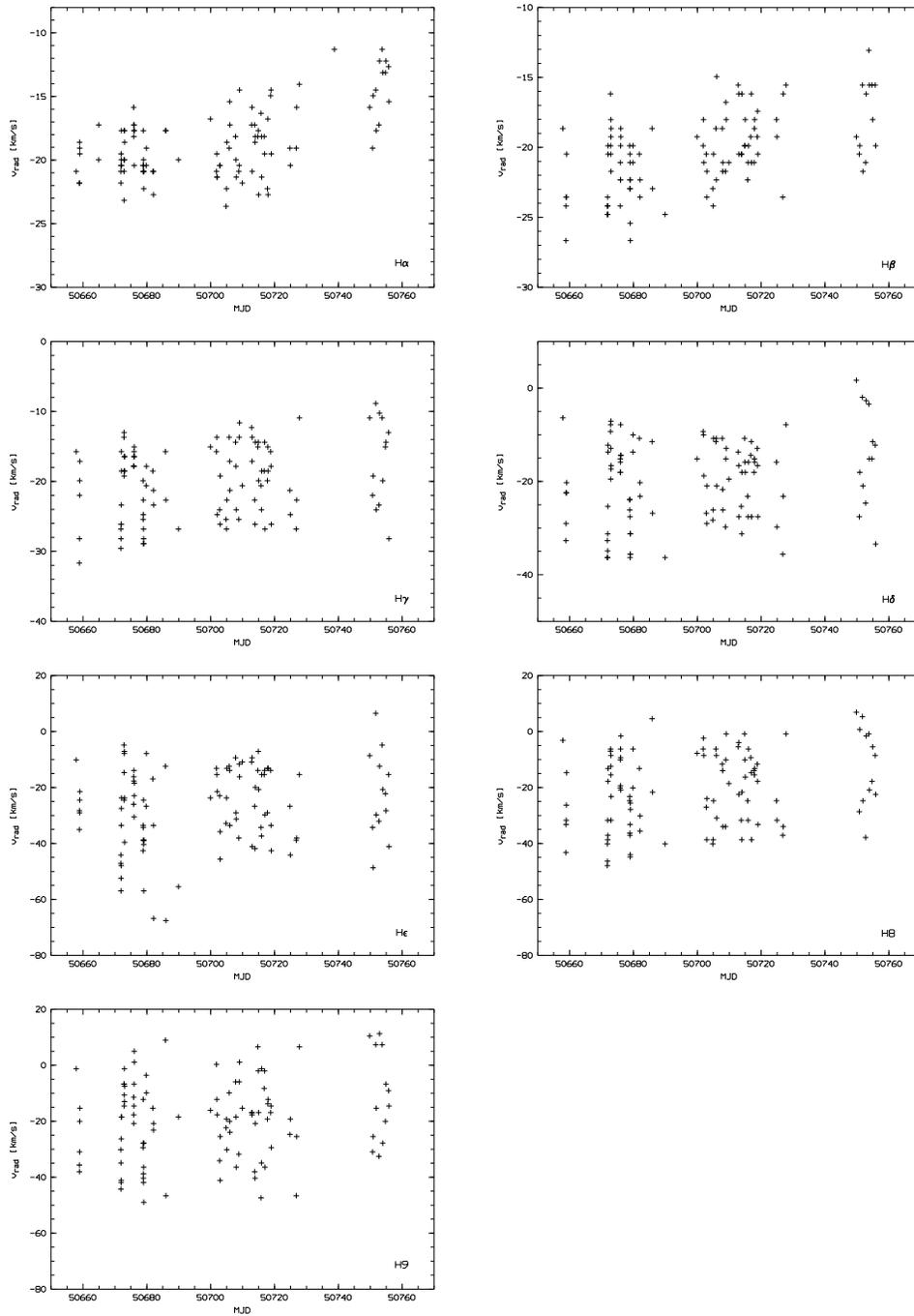


Abbildung B.1: Die erhaltenen Radialgeschwindigkeiten aufgetragen gegen das Aufnahme datum für jede ausgemessene Wasserstofflinie.

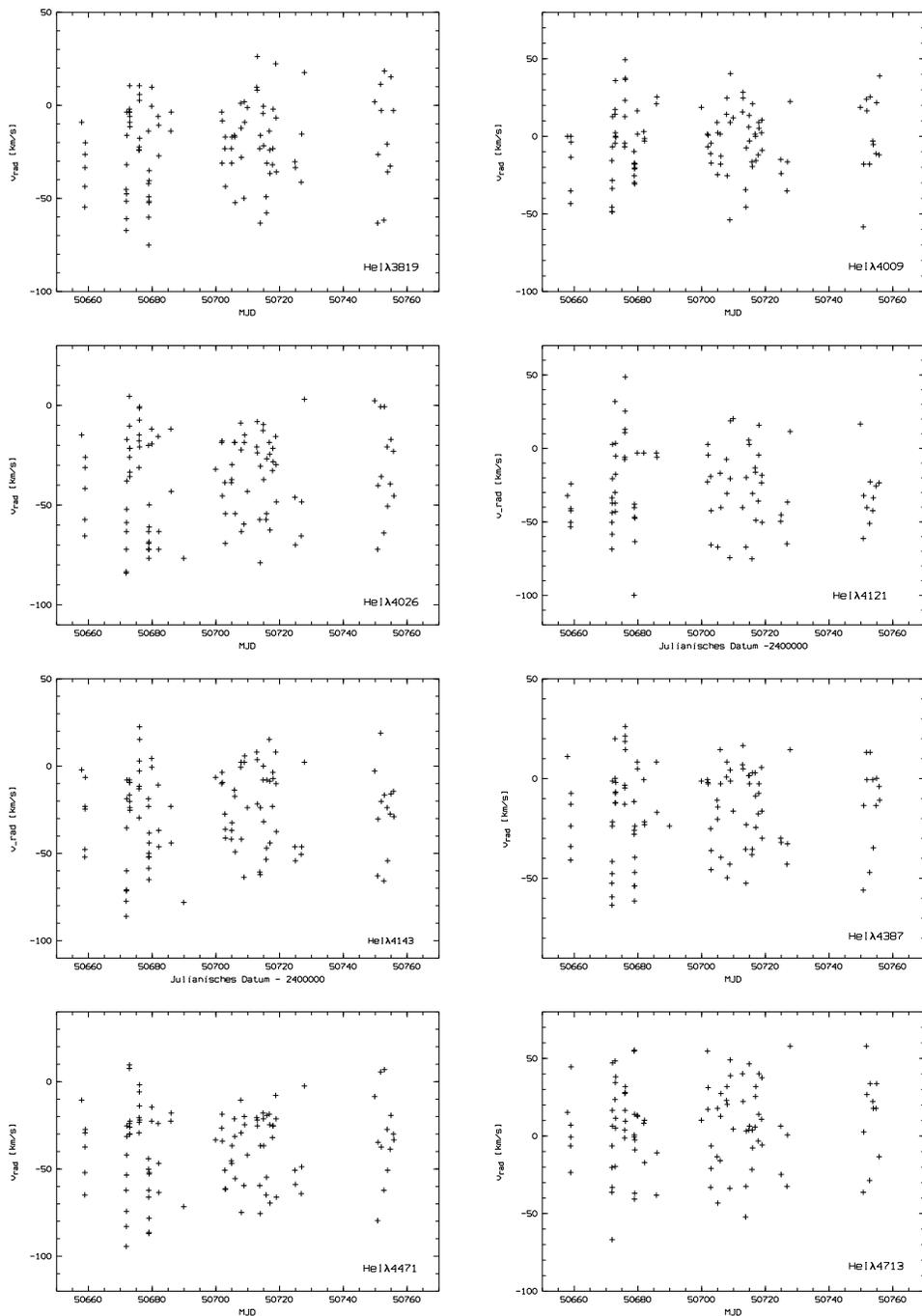


Abbildung B.2: Die erhaltenen Radialgeschwindigkeiten aufgetragen gegen das Aufnahme datum für verschiedene ausgemessene Heliumlinien.

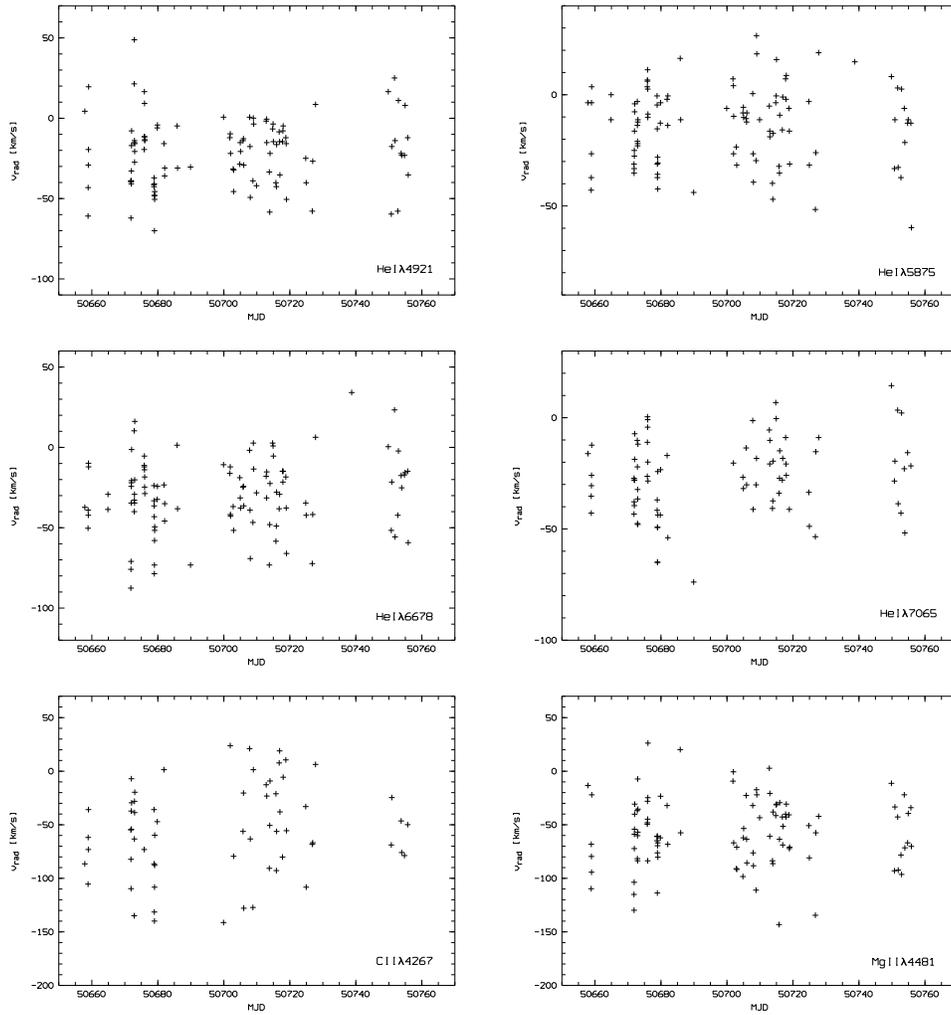


Abbildung B.3: Die erhaltenen Radialgeschwindigkeiten aufgetragen gegen das Aufnahme­datum für verschiedene ausgemessene Heliumlinien sowie für die Kohlenstoff- und die Magnesiumlinie.

B.2 Radialgeschwindigkeiten gefaltet mit \mathcal{P}_1

Auf den folgenden Seiten sind die Radialgeschwindigkeiten der Linienzentren für jede vermessene Linie gefaltet mit der Periode $\mathcal{P}_1 = 0.6468$ d dargestellt (Epoche MJD=0). Der Fehler der Einzelmessung beträgt ca. 15 km s^{-1} . Zusätzlich sind die jeweils angefittete Sinusfunktion und der Offset v_γ (siehe Kapitel 3.3.1) mit dargestellt.

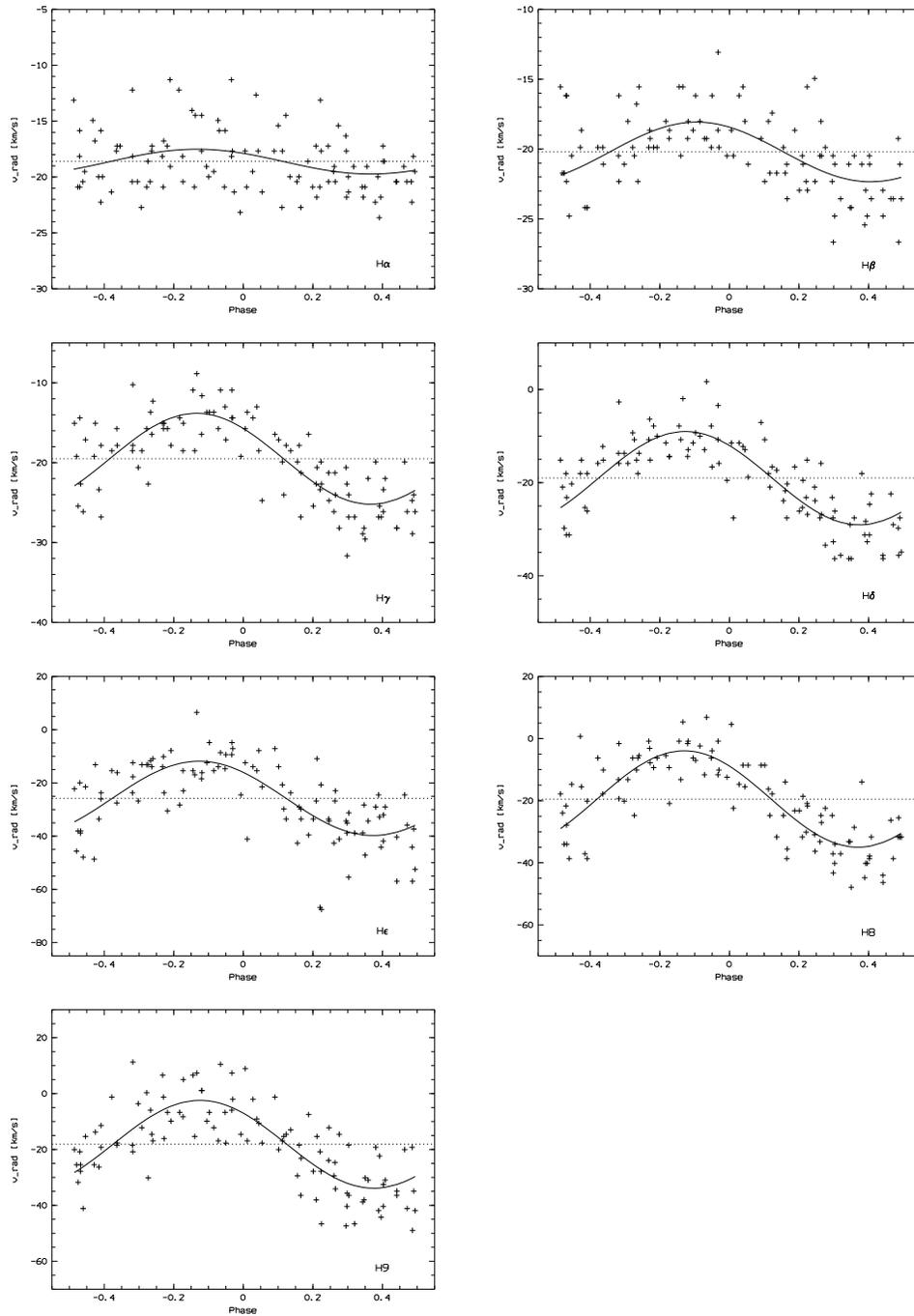


Abbildung B.4: Die erhaltenen Radialgeschwindigkeiten gefaltet mit der Periode \mathcal{P}_1 für jede ausgemessene Wasserstofflinie.

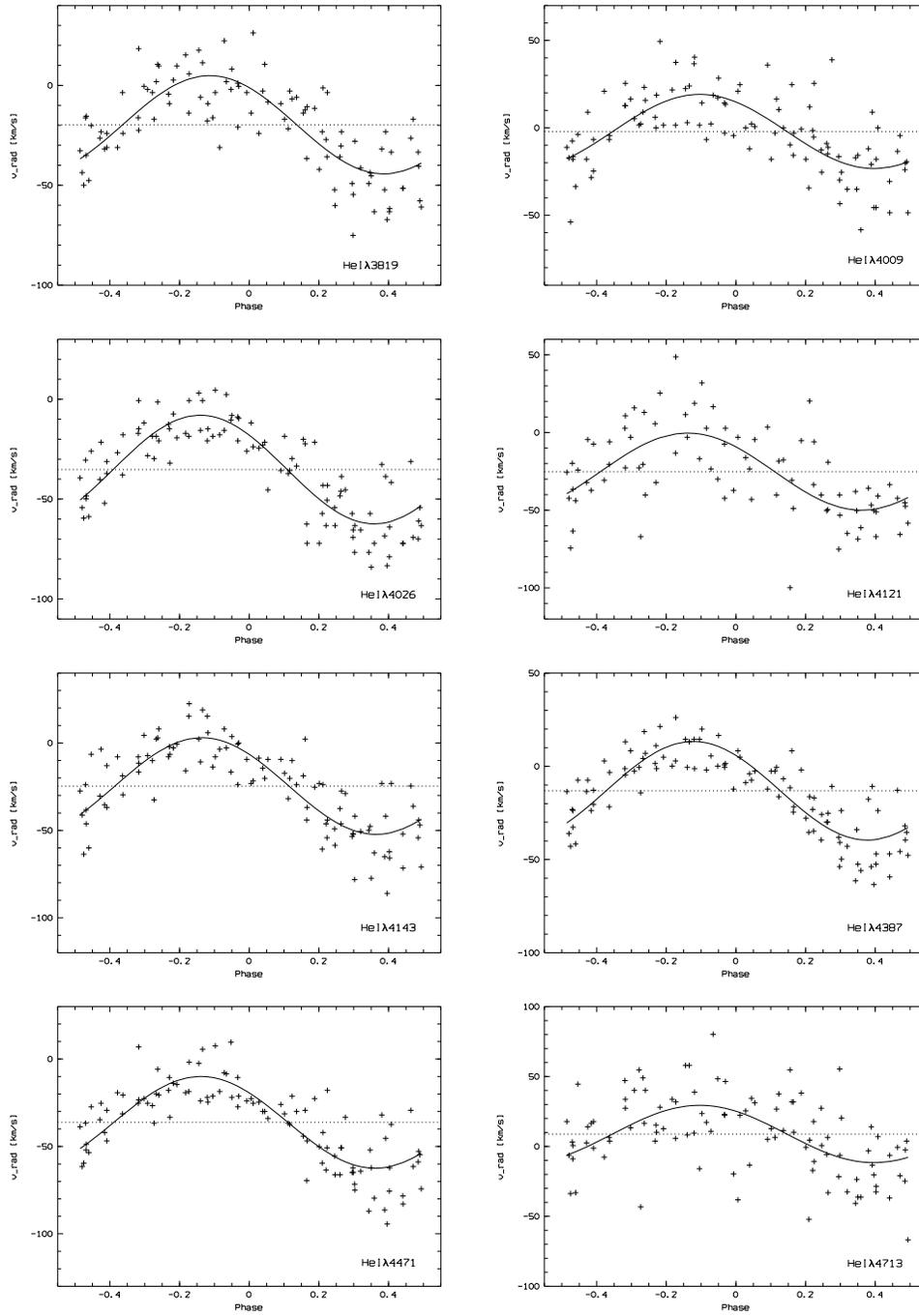


Abbildung B.5: Die erhaltenen Radialgeschwindigkeiten gefaltet mit der Periode \mathcal{P}_1 für verschiedene ausgemessene Heliumlinien.

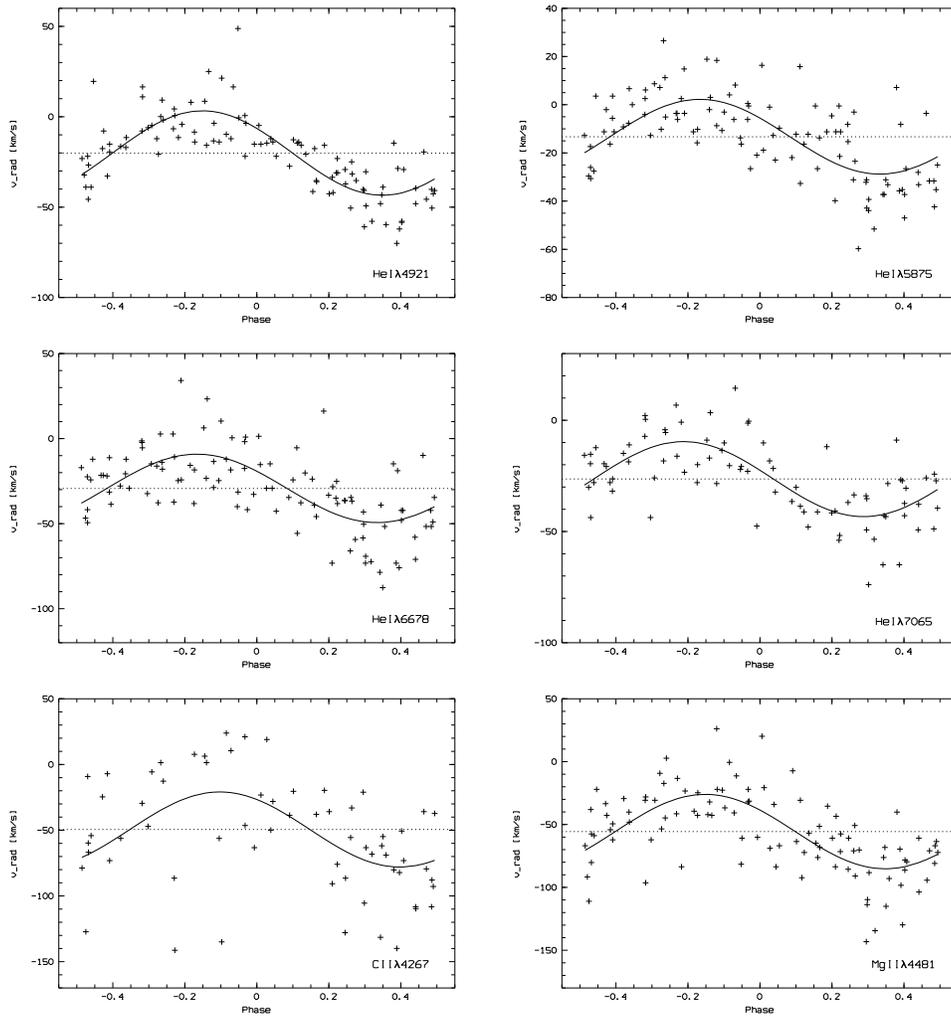


Abbildung B.6: Die erhaltenen Radialgeschwindigkeiten gefaltet mit der Periode \mathcal{P}_1 für verschiedene ausgemessene Heliumlinien sowie für die Kohlenstoff- und die Magnesiumlinie.

B.3 Daten aller vermessenen Linien

Tabelle B.1: Auflistung der untersuchten Linien. In den Spalten A , ϕ und v_γ sind die Größen aus dem Sinusfit für die Periode \mathcal{P}_1 dargestellt. Die angegebenen Fehler in der Spalte \mathcal{P}_1 ergeben sich formal aus den Sinusfits und sind im Besonderen für die im Text diskutierten Linien C II $\lambda 4267$ und Mg II $\lambda 4481$ unterschätzt, da die intrinsischen Fehler der v_{rad} -Messung nicht berücksichtigt werden. Die Spalten v_{rad} und W_λ (Äquivalentbreite) enthalten die Daten aus Messungen am zeitlich gemittelten Spektrum.

Linie	\mathcal{P}_1			$v_{\text{rad}}/\text{km s}^{-1}$	$W_\lambda/\text{km s}^{-1}$
	$A/\text{km s}^{-1}$	ϕ	$v_\gamma/\text{km s}^{-1}$		
H13	—	—	—	-20.1 ± 1.6	1543 ± 154
H12	—	—	—	-17.1 ± 1.5	2010 ± 201
H11	—	—	—	-26.4 ± 1.3	2590 ± 259
H10	—	—	—	-15.6 ± 1.3	3291 ± 329
H9	15.7 ± 1.3	2.35 ± 0.08	-18.1 ± 0.9	-19.3 ± 0.9	3657 ± 366
H8	15.5 ± 1.1	2.39 ± 0.07	-19.5 ± 0.8	-20.4 ± 1.0	3813 ± 381
H ϵ	14.0 ± 1.4	2.37 ± 0.10	-25.8 ± 1.0	-23.3 ± 1.1	4602 ± 460
H δ	10.0 ± 0.7	2.37 ± 0.07	-19.0 ± 0.5	-19.1 ± 1.2	3883 ± 388
H γ	5.7 ± 0.5	2.41 ± 0.08	-19.5 ± 0.3	-20.1 ± 1.8	3684 ± 368
H β	2.1 ± 0.3	2.16 ± 0.16	-20.2 ± 0.2	-20.0 ± 1.6	1877 ± 188
H α	1.1 ± 0.4	2.41 ± 0.34	-18.6 ± 0.3	-15.4 ± 1.0	-15153 ± 1515
Pa17	—	—	—	-26.8 ± 9.4	—
Pa16	—	—	—	-18.0 ± 4.2	—
Pa15	—	—	—	-18.0 ± 4.6	451 ± 45
Pa14	—	—	—	-12.4 ± 3.1	855 ± 86
He I $\lambda 3819$	24.6 ± 2.0	2.28 ± 0.08	-19.7 ± 1.4	-23.7 ± 1.5	808 ± 81
He I $\lambda 4009$	21.2 ± 2.3	2.22 ± 0.11	-2.1 ± 1.6	2.2 ± 2.9	599 ± 60
He I $\lambda 4026$	27.2 ± 1.7	2.46 ± 0.06	-35.2 ± 1.2	-35.6 ± 1.6	1185 ± 119
He I $\lambda 4121$	24.8 ± 3.4	2.44 ± 0.14	-25.2 ± 2.4	-23.0 ± 6.9	176 ± 18
He I $\lambda 4143$	27.6 ± 1.9	2.42 ± 0.07	-24.6 ± 1.4	-27.4 ± 2.8	589 ± 59
He I $\lambda 4387$	26.4 ± 1.7	2.34 ± 0.07	-13.1 ± 1.2	-13.1 ± 2.4	945 ± 95
He I $\lambda 4471$	26.3 ± 1.8	2.44 ± 0.07	-36.2 ± 1.3	-37.1 ± 1.8	907 ± 91
He I $\lambda 4713$	20.5 ± 3.4	2.22 ± 0.17	8.9 ± 2.4	12.1 ± 5.8	287 ± 29
He I $\lambda 4921$	23.4 ± 1.8	2.52 ± 0.08	-20.1 ± 1.3	-19.6 ± 2.5	761 ± 76
He I $\lambda 5875$	15.5 ± 1.8	2.62 ± 0.12	-13.3 ± 1.3	-8.9 ± 2.3	662 ± 66
He I $\lambda 6678$	20.1 ± 2.4	2.62 ± 0.12	-29.3 ± 1.7	-29.4 ± 3.0	599 ± 60
He I $\lambda 7065$	16.9 ± 2.0	2.90 ± 0.12	-26.4 ± 1.4	-28.7 ± 3.8	478 ± 48
C II $\lambda 4267$	28.6 ± 6.5	2.22 ± 0.25	-49.4 ± 4.9	-47.2 ± 10.1	126 ± 13
Mg II $\lambda 4481$	29.6 ± 3.4	2.53 ± 0.12	-55.6 ± 2.4	-72.6 ± 9.4	85 ± 9

Literaturverzeichnis

- Balona L.A., Henrichs H.F., le Contel J.M. (eds.), 1994, *Pulsation, Rotation and Mass Loss in Early-Type Stars*, IAU Symp. No. 162, Dordrecht, Kluwer
- Bjorkman J.E., Cassinelli J.P., 1993, ApJ 409, 429
- Bossi M., Guerrero G., Zanin F., 1993, A&A 269, 343
- Deeming T.J., 1975, A&AS 36, 137
- Fabregat J., Reglero V., 1990, MNRAS 247, 407
- Fabregat J., Torrejón J.M., 1998, A&A 332, 643
- Gies D.R., Percy J.R., 1977, AJ 82, 166
- Hahula M.E., Gies D.R., 1991, BAAS 23, 1379
- Hahula M.E., 1993, BAAS 25, 1475
- Hummel W., Hanuschik R.W., 1997, Herbsttagung der AG, Poster Nr.30, Innsbruck
- Hanuschik R.W., 1987, A&A 173, 299
- Hanuschik R.W., 1996, A&A 308, 170
- Jaschek M., Groth H.-G. (eds.), 1982, *Be stars*, IAU Coll. No. 98, Dordrecht, D. Reidel
- Kaufer A., 1996, Dissertation, Landessternwarte Königstuhl, Universität Heidelberg
- Lang K.R., 1992, *Astrophysical Data: Planets and Stars*, New York, Springer-Verlag New York
- Lomb N.R., 1976, Ap&SS 39, 447
- Mandel H., 1988a, Dissertation, Landessternwarte Königstuhl, Universität Heidelberg

- Mandel H., 1988b, *High Resolution Spectroscopy with a fiber-linked Echelle Spectrograph*, in: Cayrel de Strobel G., Sipte M. (eds.), IAU Symp. 132, Kluwer, p.9
- Morgan W.W., Keenan P.C., Kellman E., 1943, *An Atlas of Stellar Spectra*, Chicago, Univ. Chicago Press
- Okazaki A.T., 1998, IAU Coll. No. 169, Poster Nr.22, Heidelberg
- Osaki Y., 1998, in: Wolf B., Fullerton A., Stahl O. (eds.), IAU Coll. No. 169, Springer, in Vorbereitung
- Owocki S.P., Cranmer S.R., Gayley K.G., 1996, ApJ 472, L115
- Pavlovski K., Ružić Z., 1990, A&A 236, 393
- Pavlovski K., Harmanec P., Bozic H., Koubsky P., Hadrava P., Kriz S., Ružić Z., Štefl S., 1997, A&AS 125, 75
- Percy J.R., Harlow J., Hayhoe K.A.W., Ivans I.I., Lister M., Plume R., Rosebery T., Thompson S., Yeung D., 1997, PASP 109, 1215
- Perryman M.A.C., Lindegren L., Kovalevsky J., Hog E., Bastian U., Bernacca P.L., Creze M., Donati F., Grenon M., Grewing M., van Leeuwen F., van der Marel H., Mignard F., Murray C.A., le Poole R.S., Schrijver H., Turon C., Arenou F., Froeschle M., Petersen C.S., 1997, A&A 323, L49
- Peters G.J., Penrod G.D., 1988, ESA SP-281 vol. 2, 117
- Quirrenbach A., Bjorkman K.S., Bjorkman J.E., Hummel C.A., Buscher D.F., Armstrong J.T., Mozurkewich D., Elias N.M. II, Babler B.L., 1997, ApJ 479, 477
- Rivinius Th., Baade D., Štefl S., Stahl O., Wolf B., Kaufer A., 1998a, A&A 333, 125
- Rivinius Th., Baade D., Štefl S., Stahl O., Wolf B., Kaufer A., 1998b, Be Star Newsletter 33,15
- Rivinius Th., 1998c, private Mitteilung
- Scargle J.H., 1982, ApJ 263, 835
- Schrijvers C., Telting H., Aerts C., Ruymaekers E., Henrichs H.F., 1997, A&AS 121, 343
- Schwarz U.J., 1978, A&A 65, 345
- Secchi A., 1866, AN 68, 63
- Slettebak A., 1966, ApJ 145, 126

- Slettebak A. (ed.), 1976, *Be and shell stars*, IAU Symp. No. 70, Dordrecht, D. Reidel
- Slettebak A., 1979, SSR 23, 541
- Slettebak A., 1982, ApJS 50, 55
- Slettebak A., Snow T.P. (eds.), 1987, *Physics of Be stars*, IAU Coll. No. 92, Cambridge, Cambridge University Press
- Spear G.G., Mills J., Snedden S.A., 1981, PASP 93, 460
- Stahl O., Mandel H., Wolf B., Gäng Th., Kaufer A., Kneer R., Szeifert Th., Zhao F., 1993, A&AS 99, 167
- Stee P., de Araújo F.X., Vakili F., Mourard D., Arnold L., Bonneau D., Morand F., Tallon-Bosc I., 1995, A&A 294, 135
- Struve O., 1931, ApJ 73, 94
- Telting J.H., Schrijvers C., 1997, A&A 317,723
- Theodossiou E., Danezis E., 1991, AP&SS 183, 91
- Townsend R.H.D., 1997, Dissertation, University College London
- Underhill A., Doazan V., 1982, *B stars with and without emission lines*, CNRS/NASA Monograph Series on Nonthermal Phenomena in Stellar Atmospheres, NASA SP-456
- Unno W., Osaki Y., Ando H., Shibahashi H., 1979, *Nonradial Oscillations of Stars*, Tokyo, University of Tokyo Press

Abkürzungen

A&A	Astronomy and Astrophysics
A&AS	Astronomy and Astrophysics Supplement Series
AG	Astronomische Gesellschaft
AN	Astronomische Nachrichten
AJ	Astronomical Journal
Ap&SS	Astrophysics and Space Science
ApJ	Astrophysical Journal
ApJS	Astrophysical Journal Supplement Series
BAAS	Bulletin of the American Astronomical Society
ed./eds.	Herausgeber
MNRAS	Monthly Notices of the Royal Astronomical Society
PASP	Publications of the Astronomical Society of the Pacific
SSR	Space Science Reviews

Danksagung

An dieser Stelle möchte ich mich bei all denen herzlich bedanken, ohne die diese Arbeit nicht möglich gewesen, nicht so gelungen, nicht mit so wenigen Fehlern behaftet, nicht mit so vielen Spektren ausgestattet und nicht mit dem nötigen Elan vorangetrieben worden **wäre**.

Im einzelnen gilt mein Dank:

Herrn Prof. Wolf für die Möglichkeit, diese Diplomarbeit durchführen zu können, seine Betreuung und die angenehme Atmosphäre in seiner Arbeitsgruppe;

Herrn Prof. Appenzeller für die Erstellung des zweiten Gutachtens und seinen offenen Führungsstil, so daß die Landessternwarte ist, was sie ist;

Thomas „Rivi“ Rivinius für seine Betreuung und ein offenes Ohr auch vor der dritten Tasse Morgenkaffee;

Andreas Kaufer für die vielen Analyseprogramme, die Zeit und Geduld sich mit meinen Fragen zu befassen und die gute Mitfahrgelegenheit;

Otmar Stahl, ohne den die EDV total zusammenbrechen würde;

Dominik Schäfer für die Reduktion der Spektren und StarTrek;

den Beobachtern für die Schaffung der Grundlage dieser Arbeit;

Andreas Korn für die gute Gemeinschaft in unserem „Büro“;

Allen Mitarbeitern der Sternwarte und insbesondere der HotStarGroup für das tolle Arbeitsklima und die ständige Hilfsbereitschaft;

den Korrekturlesern, sie mögen es mir verzeihen, wenn ich nicht jeden beim Namen nenne;

Urs Wiesemann, ohne den das Studium weitaus langweiliger gewesen wäre;

Katrin für alles;

meiner Familie für die Möglichkeit, mein Leben so zu gestalten, wie ich es getan habe;

und schließlich

Allen, die diese Arbeit gelesen haben, lesen und lesen werden, genau dafür.

Erklärung:

Ich versichere, daß ich diese Arbeit selbständig verfaßt und keine als die angegebenen Quellen und Hilfsmittel benutzt habe.

Heidelberg, den 11. August 1998

.....
(Sascha Tubbesing)