Spektralanalyse von heliumarmen unterleuchtkräftigen B- und O-Sternen

Diplomarbeit
vorgelegt von

Heinz Edelmann

Dr. Remeis Sternwarte Bamberg
Astrophysikalisches Institut der
Friedrich-Alexander-Universität Erlangen–Nürnberg

April 1998

Zusammenfassung

Diese Diplomarbeit behandelt die quantitative Spektralanalyse von heißen, heliumarmen, unterleuchtkräftigen Sternen.

Heiße unterleuchtkräftige Sterne, welche auch als heiße Unterzwerge (engl. subdwarf, oder kurz sd) bezeichnet werden, stellen in der Endphase der Sternentwicklung ein wichtiges Bindeglied dar, denn sie sind die direkten Vorgänger der Weißen Zwerge geringer bis mittlerer Masse. Da ihre bisherige Entwicklungsgeschichte noch nicht vollständig verstanden ist, ist zur Überprüfung von theoretischen Sternentwicklungsrechnungen eine Bestimmung der stellaren atmosphärischen Parameter notwendig. Insbesondere ist die Unterklasse der heliumarmen subdwarf OB-Sterne bisher wenig untersucht worden.

Es wurden optische Spektren von 38 Sternen analysiert, welche in der Literatur zur Gruppe der sdOB-Sterne gerechnet wurden. Eine genaue Spektralklassifikation ergab, daß nur etwa die Hälfte (18) tatsächlich sdOB-Sterne sind. Der Rest konnte als subdwarf B-Sterne (zwei), heliumarme subdwarf O-Sterne (zehn) und als Doppelsterne (acht), welche aus einem heißen Unterzwerg und einem kühlen Begleiter bestehen, identifiziert werden.

Die Effektivtemperaturen, Oberflächenschwerebeschleunigungen und photosphärische Heliumhäufigkeiten wurden für jeden Stern aus dem Vergleich der Linienprofile aller vorkommenden Wasserstoff- und Heliumabsorptionslinien mit berechneten Modellspektren (sowohl im LTE als auch im NLTE) bestimmt. Bei den Doppelsternen versagt leider die verwendete Methode zur Bestimmung der atmosphärischen Parameter, so daß diese Sterne nicht weiter analysiert werden konnten.

Die erhaltenen Werte zeigen, daß nur geringe Unterschiede zwischen den Ergebnissen, welche mit Hilfe der LTE- oder NLTE-Modellatmosphären bestimmt wurden, bestehen.

Sechs sdOB-Sterne zeigen Unterschiede bei der Bestimmung der Effektivtemperatur aus den Linienprofilen der Balmer- oder Heliumlinien. Als mögliche Ursache für diese Diskrepanz wurden die nicht beobachteten höheren Balmerlinien bei den Spektren dieser Sterne diskutiert. Diese Vermutung konnte aber nicht bestätigt werden, da einerseits bei den Sternen, deren beobachteter Spektralbereich die höheren Balmerlinien umfaßt, kein systematischer Trend zu anderen Werten erkennbar ist und weil andererseits bei den anderen Programmsternen, bei denen auch nur die niedrigen Balmerlinien beobachtet wurden, keine Diskrepanzen bei der Temperaturbestimmung bestehen.

Bei vier untersuchten sdO-Sternen konnte kein Modellspektrum gefunden werden, welches den beobachteten Spektralverlauf richtig wiederspiegelt. Entweder werden die Balmerlinien korrekt wiedergegeben und der Verlauf der Heliumlinien nicht, oder umgekehrt. Die Ursache für dieses Problem konnte nicht geklärt werden, zumal die restlichen sdO-Sterne keine Probleme bei der Analyse bereiteten.

In der neueren Literatur existieren zwei unterschiedliche Methoden, die atmosphärischen Parameter von sdB- und sdOB-Sternen zu bestimmen, deren Ergebnisse aber nicht in Einklang

miteinander sind. Anhand von sechs Programmsternen, welche schon mit diesen Verfahrensweisen analysiert wurden, konnten die Ergebnisse der konkurrierenden Methoden verifiziert werden. Hierbei wurde festgestellt, daß eine gute Übereinstimmung mit den Ergebnissen von Saffer et al. (1994) bestehen, wohingegen große Unterschiede zu den Werten von Theissen et al. (1993) und Moehler, Heber & de Boer (1990) existieren. Als vermutliche Ursache für die Diskrepanz wird eine unzureichende Kalibration der Strömgrenfarben favorisiert, welche bei Moehler, Heber & de Boer und bei Theissen et al. zur Ermittlung der Effektivtemperatur diente.

Eine graphische Darstellung der ermittelten Effektivtemperaturen und Schwerebeschleunigungen in einem theoretischen Hertzsprung-Russell-Diagramm, erbrachte folgende Ergebnisse:

Alle sdB- und sdOB-Sterne befinden sich innerhalb eines eng begrenzten Gebietes, welches auf einer Verlängerung des Horizontalastes liegt. Sie können somit zur Gruppe der extrem blauen Horizontalaststerne gerechnet werden, welche aus einem heliumbrennenden Kern mit einer Masse von $\sim 0.5 M_{\odot}$ bestehen, der von einer sehr massearmen ($< 0.02 M_{\odot}$) wasserstoffreichen Hülle umgeben ist. Die überwiegende Mehrzahl der untersuchten sdB- und sdOB-Sterne befinden sich auf oder oberhalb der Grenze des Erlöschens des zentralen Heliumbrennens. Dies zeigt, daß sie sich schon weiterentwickelt haben müssen.

Die sdO-Sterne befinden sich hingegen schon in der Phase des Heliumschalenbrennes. Durch ihre Lage im Hertzsprung-Russell-Diagramm, nahe der Entwicklungswege von extrem blauen Horizontalaststernen, konnten die untersuchten heliumarmen sdO-Sterne als die entwicklungsgeschichtlichen Nachfolger der sdB- und sdOB-Sterne identifiziert werden.

Da bisher nur sehr wenig über die chemische Zusammensetzung von heißen, heliumarmen, unterleuchtkräftigen Sternen bekannt ist, wird anhand von zwei hochaufgelösten Spektren, noch die Elementhäufigkeit des sdB-Sterns Feige 36 untersucht.

Die ermittelten Häufigkeiten der untersuchten Elemente zeigen im Vergleich zu den solaren Werten Anomalien auf: Während einige Elemente eine deutliche Unterhäufigkeit zeigen, wird für andere eine Anreicherung gemessen. Weiterhin konnte eine Linienverschiebung von einigen Heliumabsorptionslinien festgestellt werden. Als Ursache wird eine Helium-Isotopieverschiebung zugunsten von ^{3}He favorisiert. Dies könnte bedeuten, daß die Photosphäre von Feige 36 überaus stark mit ^{3}He angereichert ist. Das Zusammenspiel von Gravitations- und Strahlungsbeschleunigung, welches mit dem Begriff *Diffusion* zusammengefaßt wird, ist vermutlich die Ursache für die festgestellten Anomalien. Im direkten Vergleich mit anderen sdB-Sternen ist Feige 36 aber nichts außergewöhnliches.

Inhaltsverzeichnis

Kapitel 1

Heiße unterleuchtkräftige Sterne: Eine Einführung

1.1 Begriffsklärung und Spektralklassifikation

In der Mitte dieses Jahrhunderts unternahmen Humason & Zwicky (1947) eine systematische Himmelsdurchmusterung (engl. survey) der nördlichen Hemisphäre nach sogenannten „faint blue stars“, blaue Sterne des Spektraltyps O und B mit geringer scheinbarer Helligkeit. Dabei entdeckten sie die unterleuchtkräftigen O und B Sterne. Diese Sterne haben, wie ihr Name schon andeutet, im Vergleich zu Hauptreihensternen gleichen Spektraltyps eine geringere Leuchtkraft, befinden sich also im Hertzsprung-Russell-Diagramm (HRD) unterhalb der Hauptreihe. Da Hauptreihensterne auch als Zwerge (engl. dwarfs) bezeichnet werden, hat sich in der Folge für den neuen Sterntyp der Begriff heißer „Unterzwerg“ (engl. subdwarf) eingebürgert. Viele weitere Surveys folgten und die Zahl der entdeckten heißen subdwarfs wuchs ständig. Bis heute kennt man weit über 1 000 Vertreter dieser Sternklasse (Kilkenny et al. 1988).

Heiße unterleuchtkräftige Sterne werden in verschiedene Spektralklassen eingeteilt. Die heutzutage gängigste Klassifikation erfolgt nach folgendem Schema:

HBB – Horizontal Branch B-Sterne: dominierende schmale Balmerlinien, schwache Absorptionslinien von He I und Mg II

sdB – subdwarf B-Sterne: dominierende breite Balmerlinien, schwache (oder keine) He I Linien

sdOB – subdwarf OB-Sterne (eingeführt von Baschek & Norris (1975) als Übergangstyp zwischen sdB und sdO): wie sdB + schwache He II 4686Å Absorptionslinie

sdO – subdwarf O-Sterne: starke He II Absorptionslinien, teilweise starke Balmerlinien welche aber überlagert sind mit der He II Bracket-Serie

Zusätzlich gibt es noch Spezialfälle, wie z.B. die He-sdB – Helium sdB-Sterne (eingeführt von Moehler et al. 1990): sdB's mit dominierenden He I Absorptionslinien oder die He-sdO – Helium sdO-Sterne: sdO's mit dominierenden He II Absorptionslinien. In Abbildung 1.1 ist für jeden Spektraltyp jeweils ein typischer Vertreter, im optischen Wellenlängenbereich zwischen 4 000Å und 5 000Å dargestellt.

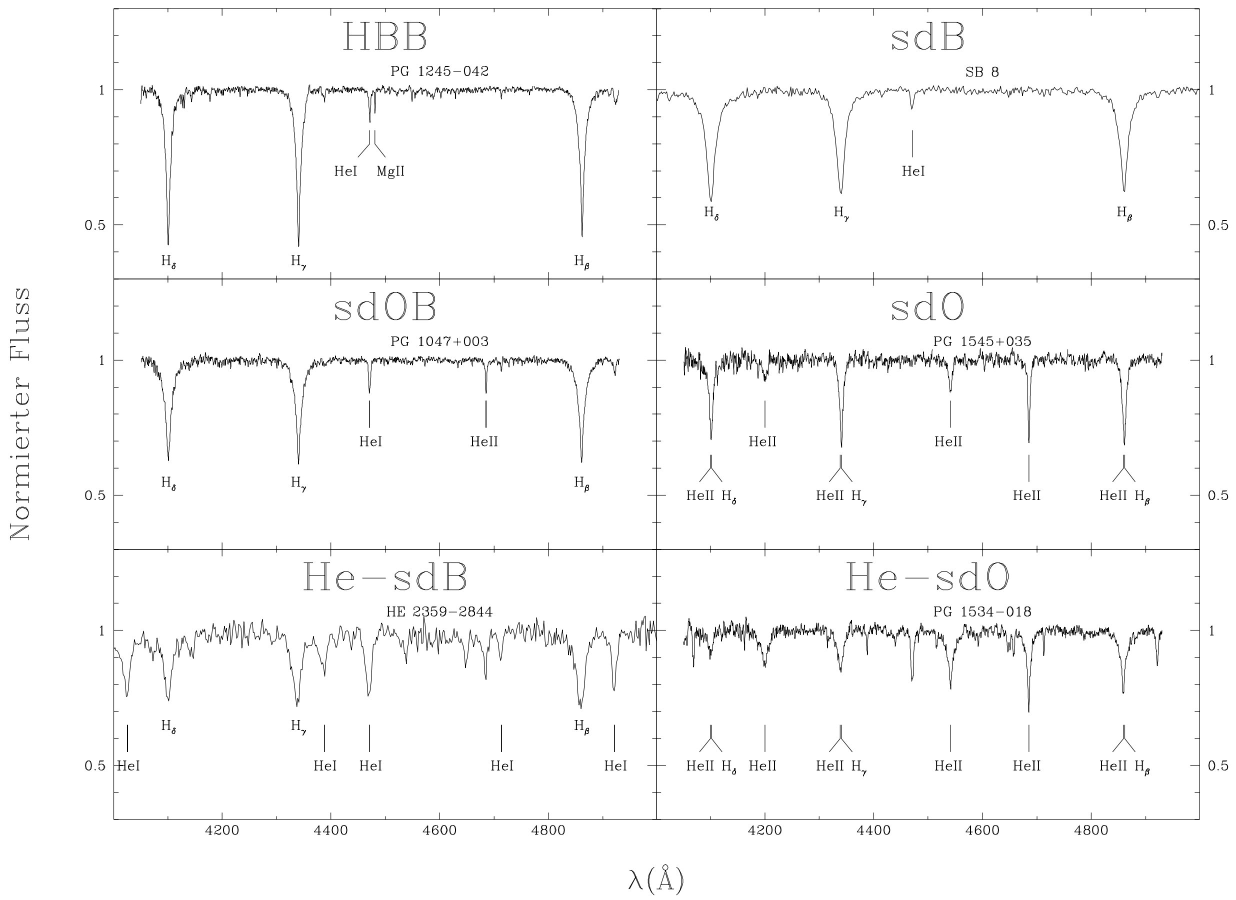


Abbildung 1.1: Typische Vertreter für jeden vorgestellten Spektraltyp. Charakteristische Absorptionslinien zur Klassifizierung sind zusätzlich angegeben.

1.2 Atmosphärische Parameter und Entwicklungszustand

Bisherige Untersuchungen haben ergeben, daß die heißen unterleuchtkräftigen Sterne in zwei spektroskopische Sequenzen unterteilt werden können: Die wasserstoffreichen HBB-, subdwarf B- und subdwarf OB-Sterne und die heliumreichen subdwarf O-Sterne.

Die HBB-, sdB- und sdOB-Sterne bevölkern im ($T_{\rm eff}$ – $\log(g)$) – Diagramm[1] einen sehr kompakten Bereich, welcher auf einer Verlängerung des Horizontalastes (engl. horizontal branch, oder kurz HB) zum Blauen hin, dem sogenannten *extended horizontal branch* (EHB)[2] liegt.

[1]Das ($T_{\rm eff} - \log(g)$) – Diagramm hat gegenüber dem HRD den Vorteil, daß die Parameter direkt aus Spektralanalysen bestimmt werden können. Im HRD ist zur Bestimmung der absoluten Leuchtkraft L noch die Kenntnis der Entfernung notwendig.

[2]Der HB wird von Sternen gebildet, die im Kern Helium und in einer Schale Wasserstoff verbrennen. Bei den Sternen auf dem EHB ist deren wasserstoffreiche Hülle zu massearm, um eine Schalenquelle auszubilden.

Die Sterne bilden dabei eine Temperatursequenz auf dem EHB, wobei die HBB Sterne die Kühlsten aus der Gruppe sind mit 15 000K $\lesssim T_{\rm eff} \lesssim$ 20 000K, gefolgt von den sdB-Sternen mit 20 000K $\lesssim T_{\rm eff} \lesssim$ 32 000K, und schließlich die sdOB-Sterne mit 32 000K $\lesssim T_{\rm eff} \lesssim$ 40 000K. Die Oberflächenschwerebeschleunigung der sdB- und sdOB-Sterne liegt bei $5.0 \lesssim \log(g/\mathrm{cm\,s^{-2}}) \lesssim 6.0$; die HBB-Sterne liegen darunter mit $\log(g/\mathrm{cm\,s^{-2}}) \lesssim 4.5$. Helium ist in den Atmosphären dieser Objekte, im Vergleich zum solaren Wert[3] deutlich abgereichert. Die Heliumhäufigkeit liegt dabei typischerweise im Bereich von $0.001 \lesssim n(\mathrm{He})/n(\mathrm{H}) \lesssim 0.01$. Die Häufigkeiten der *Metalle*[4] sind unterschiedlich. Während einige Elemente (verglichen mit den solaren Werten) eine starke Abreicherung zeigen, wird für andere Elemente eine Überhäufigkeit gemessen. Hierfür werden Diffusionsprozesse verantwortlich gemacht (siehe Kapitel 6, Feige 36: Diffusion).

Nach dem heutigen Wissensstand bestehen EHB-Sterne aus einem heliumbrennenden Kern mit einer Masse von $0.5M_\odot$, umgeben von einer dünnen wasserstoffreichen Hülle geringer Masse ($M < 0.02M_\odot$). Bislang bestehen aber immer noch Unklarheiten über ihren Ursprung. Der heute gängigste Entwicklungsweg sieht wie folgt aus: Nachdem die Sterne das Rote-Riese-Stadium durchlaufen haben, müssen die Sterne eine solch anormal hohe Massenverlustrate besitzen, daß die äußerste Region des Sterns schlichtweg verloren geht. Die verbleibende wasserstoffreiche Hülle ist zu massearm, um ein Wasserstoff-Schalenbrennen auszubilden. Das heißt, der Stern kann nach Erlöschen des zentralen Heliumbrennens nicht den Asymptotischen Riesenast hinaufwandern, sondern sollte sich ähnlich einem Heliumhauptreihenstern mit $0.5M_\odot$ entwickeln (Heber et al. 1984, Heber 1986). Entwicklungsrechnungen von Dorman et al. (1993) bestätigen diese Vermutung. Die Ursache für diesen hohen Masseverlust am oder kurz nach dem sogenannten *Heliumflash*[5] ist aber noch unverstanden, und verschiedene Szenarien werden diskutiert.

Subdwarf O-Sterne bilden dagegen eine sehr inhomogene Gruppe. Die Sterne befinden sich im ($T_{\rm eff} - \log(g)$) – Diagramm über einen sehr großen Parameterbereich verstreut. Ihre Effektivtemperaturen reichen von 40 000 K bis über 90 000 K; die Schwerebeschleunigungen liegen bei $4.0 \lesssim \log(g/\mathrm{cm\,s^{-2}}) \lesssim 6.5$. Die Heliumhäufigkeit ist deutlich höher als bei den EHB-Sternen und beträgt typischerweise $n(\mathrm{He})/n(\mathrm{H}) \gtrsim 1$. Es gibt aber auch sdO-Sterne, die, wie die EHB-Sterne, eine deutliche Unterhäufigkeit an Helium in der Atmosphäre (verglichen mit dem solaren Wert) zeigen. Desweiteren haben Spektralanalysen von Dreizler (1993), Rauch (1993), Bauer & Husfeld (1995) und Haas (1997) ergeben, daß subdwarf O-Sterne sehr große Unterschiede in den Häufigkeiten der verschiedenen Metalle zeigen, die nicht allein durch Diffusionsprozesse erklärt werden können.

Bezüglich ihres Entwicklunszustandes können die sdO-Sterne in zwei Klassen unterschieden werden: Einerseits die „kompakten“ sdO-Sterne mit hoher Schwerebeschleunigung, welche nahe dem blauen Ende des EHB liegen und zum anderen die „leuchtkräftigen“ sdO-Sterne mit niedriger Schwerebeschleunigung, die im Bereich der Zentralsterne Planetarischer Nebel (ZPN) zu finden sind. Anhand der sehr unterschiedlichen Positionen im HRD müssen also mindestens zwei unterschiedliche Entwicklungskanäle zu den sdO's führen. Dennoch ist ihre genaue Entwicklungsgeschichte und die Mechanismen, die zu den sehr unterschiedlichen chemischen Häufigkeiten in ihren Atmosphären führen, noch nicht geklärt. Auch hier werden, wie bei den EHB-Sternen, noch verschiedene Entstehungsszenarien diskutiert.

---

[3] Die solare Heliumhäufigkeit beträgt: $[n(\mathrm{He})/n(\mathrm{H})]_\odot = 0.1$.
[4] In der Astrophysik ist es üblich, alle Elemente mit höherem Atomgewicht wie Helium als Metalle zu bezeichnen.
[5] Das schlagartige Zünden des Helimkerns am Ende des Roten-Riese-Astes wird als Heliumflash bezeichnet.

Da die heißen unterleuchtkräftigen Sterne die direkten Vorgänger der Weißen Zwerge geringer bis mittlerer Masse darstellen, sind für ein besseres Verständnis der Spätphasen der Sternentwicklung, aber auch um die Vorhersagen entsprechender theoretischer Sternentwicklungsrechnungen überprüfen zu können, quantitative Analysen der heißen unterleuchtkräftigen Sterne notwendig.

Diese Arbeit soll dazu dienen, die Sternparameter von EHB- und sdO-Sternen zu bestimmen. Im speziellen sollen die atmosphärischen Parameter von subdwarf OB-Sternen ermittelt werden, welche genau im Temperatur-Übergangsbereich (32 000K $\lesssim T_{\rm eff} \lesssim$ 40 000K) zwischen den subdwarf B und subdwarf O-Sternen liegen und bisher erst wenig untersucht worden sind.

Subdwarf OB-Sterne besitzen gegenüber den sdB- und sdO-Sternen drei entscheidende Vorteile bei der Bestimmung der atmosphärischen Parameter:

- Im Gegensatz zu sdB-Sternen, deren Spektren nur He I Linien zeigen, ist bei den sdOB-Sternen zusätzlich die He II 4686Å Absorptionslinie vorhanden, so daß die Effektivtemperatur sehr genau über das He I/II Ionisationsgleichgewicht bestimmt werden kann.
- Bei sdOB-Sternen spielen *NLTE*[6]-Effekte (Verschiebung des Ionisationsgleichgewichtes, Änderung der Linienprofile), im Gegensatz zu sdO-Sternen, noch eine untergeordnete Rolle. Damit können LTE Modellatmosphären, welche in den letzten Jahren fast zur Perfektion gereift sind, zur Ermittlung der atmosphärischen Parameter herangezogen werden.
- Wie bei den subdwarf B-Sternen sind in den Spektren der sdOB-Sterne nur sehr schwache (oder keine) Metallinien vorhanden, so daß NLTE Modellatmosphären ohne Metall-*Lineblanketing*[7], welche im Gegensatz zu NLTE-Modellen mit Metall-Lineblanketing überaus einfacher zu berechnen sind, zur Analyse verwendet werden können.

Aus diesem Grund werden in dieser Arbeit bei der Analyse der sdOB-Sterne, LTE und NLTE Modellatmosphären zur Bestimmung der atmosphärischen Parameter verwendet und die erhaltenen Ergebnisse anschließend gegenübergestellt.

Im nächsten Kapitel werden zunächst die Programmsterne vorgestellt, welche in dieser Arbeit analysiert werden sollen. Das Kapitel 3 widmet sich dann der Bestimmung der atmosphärischen Parameter: Nach einer kurzen Vorstellung der verwendeten LTE und NLTE Modellatmosphären wird anschließend das Verfahren zur Bestimmung der Sternparameter aus den beobachteten Spektren näher erläutert. Danach werden dann die erhaltenen Ergebnisse ausführlich dargestellt und diskutiert. Bisher wurden jeweils zwei verschiedene Methoden zur Bestimmung der atmosphärischen Parameter von EHB- und sdO-Sternen verwendet. Leider stehen die Ergebnisse der unterschiedlichen Verfahrensweisen nicht in guter Übereinstimmung miteinander. Nachdem im Kapitel 4 diese Methoden vorgestellt und die Befunde der Diskrepanzen beschrieben wurden, können anhand von sechs Programmsternen, welche schon mit diesen Verfahrensweisen analysiert wurden, die Ergebnisse der verschiedenen Methoden verifiziert werden. Danach wird in Kapitel 5 der Entwicklungszustand der untersuchten Programmsterne diskutiert. Anhand des sdB-Sterns Feige 36 wird dann in Kapitel 6 noch auf die Metallhäufigkeit in subdwarf B-Sternen eingegangen.

[6] LTE bedeutet Lokales thermodynamisches Gleichgewicht (engl. local thermodynamic equilibrium), die Abweichung davon wird mit non-LTE oder NLTE bezeichnet.

[7] Neben den starken atomaren Resonanzlinien haben vor allem die unzähligen schwachen Linien der Metalle einen nicht vernachlässigbaren Einfluß auf die Struktur der Atmosphäre und die spektrale Flußverteilung. Diesen Einfluß vieler Spektallinien auf die Atmosphärenschichtung, bezeichnet man als Lineblanketing.

Kapitel 2

Programmsterne

2.1 Übersicht

Seit der „Pionierarbeit“ von Greenstein & Sargent (1974) zur Erforschung der unterleuchtkräftigen Sterne wurden viele weitere Beobachtungen zur Entdeckung und Analyse von subdwarf O- und B-Sternen unternommen.

Die vermutlich umfangreichste Himmels-Durchmusterung (engl. survey) ist wohl der *Palomar Green Survey of UV-Excess Stellar Objects* (PG-Survey, Green et al. 1986). Green und Mitarbeiter haben einen Großteil des nördlichen Himmels mit photografischer Photometrie nach blauen Objekten durchmustert. Hierbei beobachteten sie alle Objekte, deren B-Helligkeit ≤ 16.1 Magnituden beträgt. Zur Klassifikation der blauen Objekte wurden anschließend Spektren mit niedriger Auflösung ($\sim$ 10Å) im optischen Wellenlängenbereich aufgenommen. Um zu verhindern, daß rote (also kühle) Objekte mit in das Sample gerieten, verwendeten sie die sogenannte „UV-Excess-Methode“: Es wurden nur solche Objekte spektroskopiert, deren $(U-B)$ Farbe kleiner als -0.46 Magnituden ist. Das Hauptziel der Durchmusterung war unsprünglich die Entdeckung von Quasaren, aber die meisten der 1874 untersuchten Objekte waren blaue Sterne (40% EHB-Sterne und 13% sdO-Sterne).

Eine Himmels-Durchmusterung neueren Datums, welche immer noch im Gange ist, ist der *Hamburg-Quasar-Survey* (HS-Survey, Hagen et al. 1995). Diese Durchmusterung dient auch zur Untersuchung und Entdeckung von Quasaren in der nördlichen Hemisphäre. Im Gegensatz zum PG-Survey werden hier aber Weitwinkel-Objektivprismen Aufnahmen verwendet, welche am 80cm Schmidt Teleskop am Calar Alto Observatorium in Spanien gewonnen werden. Die erhaltenen photografischen Platten werden anschließend mit Hilfe eines Microdensitometers digitalisiert. Letztendlich erhält man somit Spektren niedriger Auflösung ($\sim$ 45Å bei H_γ) und präzise Suchkarten aller Objekte im beobachteten Bereich, deren B-Helligkeiten zwischen $13\overset{m}{.}0$ und $17\overset{m}{.}5$ liegt. Neben der Entdeckung von Quasaren fallen natürlich auch viele blaue Sterne als „Abfallprodukt“ ab.

Mit Hilfe des PG- und HS-Surveys können nur qualitative Aussagen über die Art und Anzahl der untersuchten heißen subdwarfs gemacht werden. Zur Bestimmung der Sternparameter sind aber die erhaltenen, niedrig-aufgelösten Spektren nicht ausreichend. Um quantiative Aussagen über die atmosphärischen Parameter der Sterne machen zu können, sind Spaltspektren mit höherer Auflösung und besserem Signal- zu Rauschverhältnis notwendig.

In dieser Arbeit wurden insgesamt Spektren von 38 Sternen näher untersucht, welche anhand solcher Spaltspektren als heiße, heliumarme subdwarfs klassifiziert wurden. Die Beobachtungsdaten der Spektren aller Programmsterne sind in Tabelle 2.1 aufgelistet. Alle Spektren lagen bereits fertig reduziert vor.

Zusätzlich zu den PG und HS-Sternen wurde noch der sdB-Stern *Feige 36* im Detail analysiert. Ihm ist ein eigenes Kapitel gewidmet (siehe Kapitel 6).

Tabelle 2.1: Daten der Programmsterne.

Stern	Beob. Ort und Zeit	Instrument	Auflösung in Å	Spektralbereich in Å	Bemerkung
PG 1017 + 431	CA 87	3.5m B&C	2.5	4025 – 4900	
PG 1047 + 003	ESO 91	2.2m B&C	1.9	4051 – 4930	
PG 1336 – 018	ESO 91	1.52m B&C	3.0	3757 – 4973	
PG 1343 – 102	ESO 91	1.52m B&C	3.0	3757 – 4973	2 Spektren
PG 1506 – 052	ESO 87	2.2m B&C	2.5	4035 – 4899	
PG 1511 + 624	CA 88	2.2m B&C	2.5	4093 – 4982	
PG 1543 + 629	CA 88	3.5m B&C	2.5	4093 – 4982	
PG 1545 + 035	ESO 91	2.2m B&C	1.9	4051 – 4930	
PG 1602 + 013	ESO 91	2.2m B&C	1.9	4051 – 4930	2 Spektren
PG 1610 + 519	CA 88	3.5m B&C	2.5	4093 – 4982	
PG 1618 + 563	CA 88	3.5m B&C	2.5	4093 – 4982	
PG 1640 + 645	CA 87	3.5m B&C	2.5	4035 – 4899	
PG 1647 + 253	CA 90	3.5m Twin	3.5	3880 – 5000	nur blauer Kanal
PG 1649 + 356	CA 91	3.5m Twin	3.5	3860 – 4980	nur blauer Kanal
PG 1653 + 633	CA 87	3.5m B&C	2.5	4025 – 4899	
PG 1656 + 322	CA 91	3.5m Twin	3.5	3860 – 4980	nur blauer Kanal
PG 1710 + 567	CA 87	3.5m B&C	2.5	4025 – 4899	
PG 1722 + 286	CA 89	2.2m B&C	2.5	4026 – 4906	2 Spektren
PG 2059 + 013	CA 89	2.2m B&C	2.5	4030 – 4907	2 Spektren
PG 2128 + 096	CA 92	3.5m Twin	3.5	3950 – 5070	nur blauer Kanal
PG 2317 + 046	ESO 88	1.52m B&C	3.0	4030 – 4906	
HS 0035 + 3034	CA 93	3.5m Twin	3.5/3.5	3700 – 7340	
HS 0048 + 0026	CA 92	3.5m Twin	7/8	3350 – 9370	
HS 0213 + 2329	CA 94	3.5m Twin	3.5/3.5	3700 – 7230	2 Spektren
HS 0252 + 1025	CA 94	3.5m Twin	3.5/3.5	3700 – 7230	
HS 0426 + 0735	CA 93	2.2m CAS	6.0	4030 – 6720	
HS 0546 + 8009	CA 95	3.5m Twin	3.5/3.5	3680 – 7230	
HS 0600 + 6602	CA 89	3.5m B&C	6.0	3850 – 5570	
HS 0709 + 4243	CA 95	3.5m Twin	3.5	3680 – 5440	nur blauer Kanal
HS 0753 + 2234	CA 95	3.5m Twin	3.5/3.5	3680 – 7230	
HS 0800 + 3430	CA 95	3.5m Twin	3.5	3680 – 5440	nur blauer Kanal
HS 0815 + 4243	CA 95	3.5m Twin	3.5/3.5	3670 – 7230	
HS 1831 + 6432	CA 92	3.5m Twin	7/8	3370 – 9350	
HS 2047 + 0737	CA 92	3.5m Twin	7/8	3430 – 9310	
HS 2229 + 0910	CA 90	3.5m FR	7.0	3770 – 5550	
HS 2233 + 1418	CA 90	3.5m FR	7.0	3770 – 5550	
HS 2308 + 0942	CA 92	3.5m Twin	7/8	3440 – 9330	
HS 2333 + 3927	CA 93	3.5m Twin	3.5/3.5	3700 – 7340	

2.2 Klassifikation

Anhand der Klassifikationskriterien im Einführungskapitel besteht das Sample aus zwei sdB-Sternen, 18 sdOB-Sternen und zehn sdO-Sternen. In den Spektren von acht subdwarfs findet man, bei genauerer Betrachtung, Anzeichen eines kühlen Begleiters.

Im folgenden sollen die Spektren der einzelnen Klassen vorgestellt und näher betrachtet werden.

2.2.1 sdB-Sterne

In den Spektren von PG 1343–102 und PG 1336–018 sind, außer der Balmerserie des neutralen Wasserstoffs, keine weiteren Absorptionslinien erkennbar. Die Spektren sind in Abbildung 2.1 dargestellt.

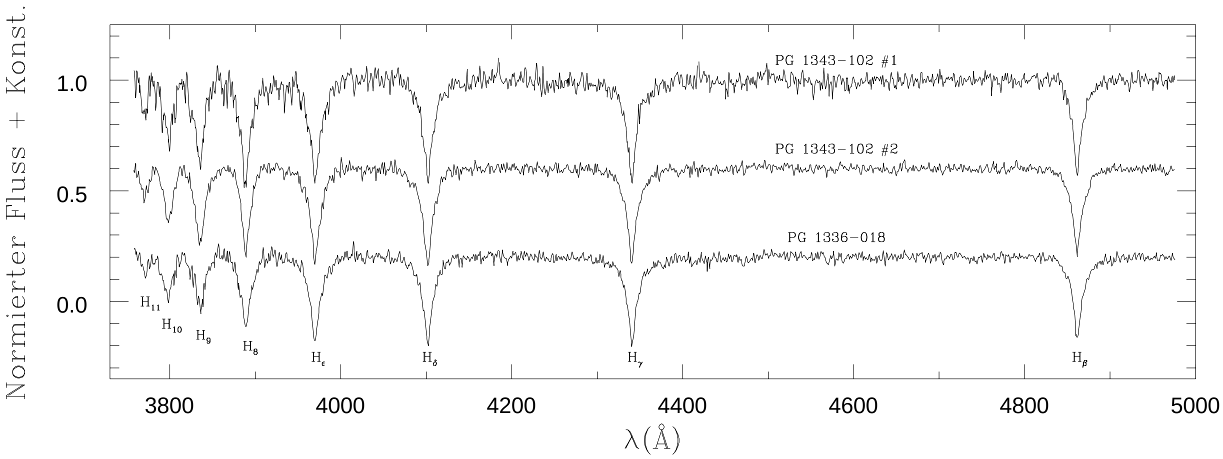


Abbildung 2.1: Spektren der subdwarf B-Sterne

2.2.2 sdOB-Sterne

In Abbildung 2.2 sind alle sdOB-Sterne, welche keinerlei Anzeichen eines kühlen Begleiters im Spektrum aufweisen, im Wellenlängenbereich zwischen 4000Å und 5000Å nach steigender Heliumhäufigkeit sortiert, dargestellt. Alle Spektren werden durch die Balmerserie des neutralen Wasserstoffs dominiert. Weiterhin sind in jedem Spektrum die He I 4471Å und He II 4686Å Absorptionslinien zu erkennen. Mit steigender Heliumhäufigkeit werden die He I 4026Å, 4388Å, 4713Å und 4922Å Linien immer deutlicher sichtbar. Da die meisten Spektren der HS-Sterne weiter ins Rote reichen, sind bei ihnen auch noch die He I 5015Å, 5875Å und 6678Å Linien zu sehen. In den Spektren von PG 1649+356, HS 0048+0026 und PG 2128+096 sind weiterhin noch die He I 4121Å und 4144Å Absorptionslinien erkennbar, was auf eine deutlich höhere Heliumhäufigkeit als bei den anderen sdOB's schließen läßt.

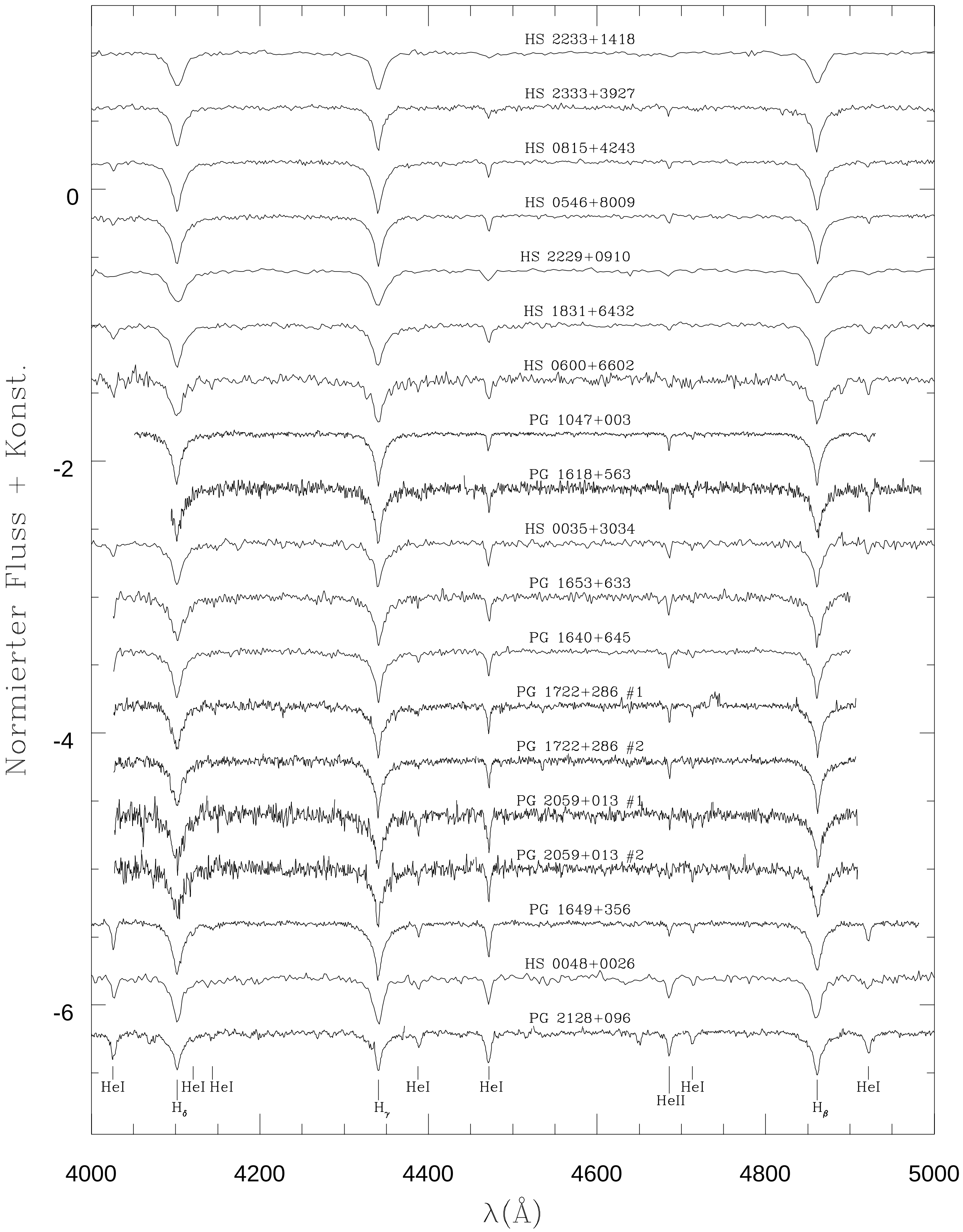


Abbildung 2.2: Spektren aller metallarmen subdwarf OB-Sterne (nach Heliumhäufigkeit sortiert) im Wellenlängenbereich zwischen 4000Å und 5000Å.

Stellare Metallinien sind in den Spektren, der überwiegenden Mehrheit der vorliegenden subdwarf OB-Sterne, nicht zu erkennen. Die Ausnahme bilden die Sterne PG 2128+096 und HS 0213+2329. Im Spektrum von PG 2128+096 sind, neben den Balmer- und Heliumlinien, sieben Linien vom zweifach ionisierten Kohlenstoff (4069Å, 4248Å, 4326Å, 4516Å, 4647Å, 4650Å, 4664Å) sichtbar, wohingegen in den beiden Spektren von HS 0213+2329, neben den Balmer- und Heliumlinien, auch Absorptionslinien von N II, O II, Mg II, S II, S III und Si III zu erkennen sind. In Abbildung 2.3 sind beide Spektren von HS 0213+2329 im Wellenlängenbereich von 4000Å bis 5000Å mit den Positionen aller leicht erkennbaren Metallinien dargestellt. Anzumerken sei hierbei, daß der Stern HS 0213+2329 anhand des sehr guten Signal- zu Rauschverhältnisses als subdwarf OB-Stern klassifiziert werden konnte. Die He II 4686Å Linie wäre in einem Spektrum mit höherem Rauschen vermutlich nicht zu erkennen gewesen. Außerdem ist dieser Stern der einzige sdOB-Stern im Sample, bei dem die He II 4686Å Linie schwächer als die benachbarte He I 4713Å Linie ist.

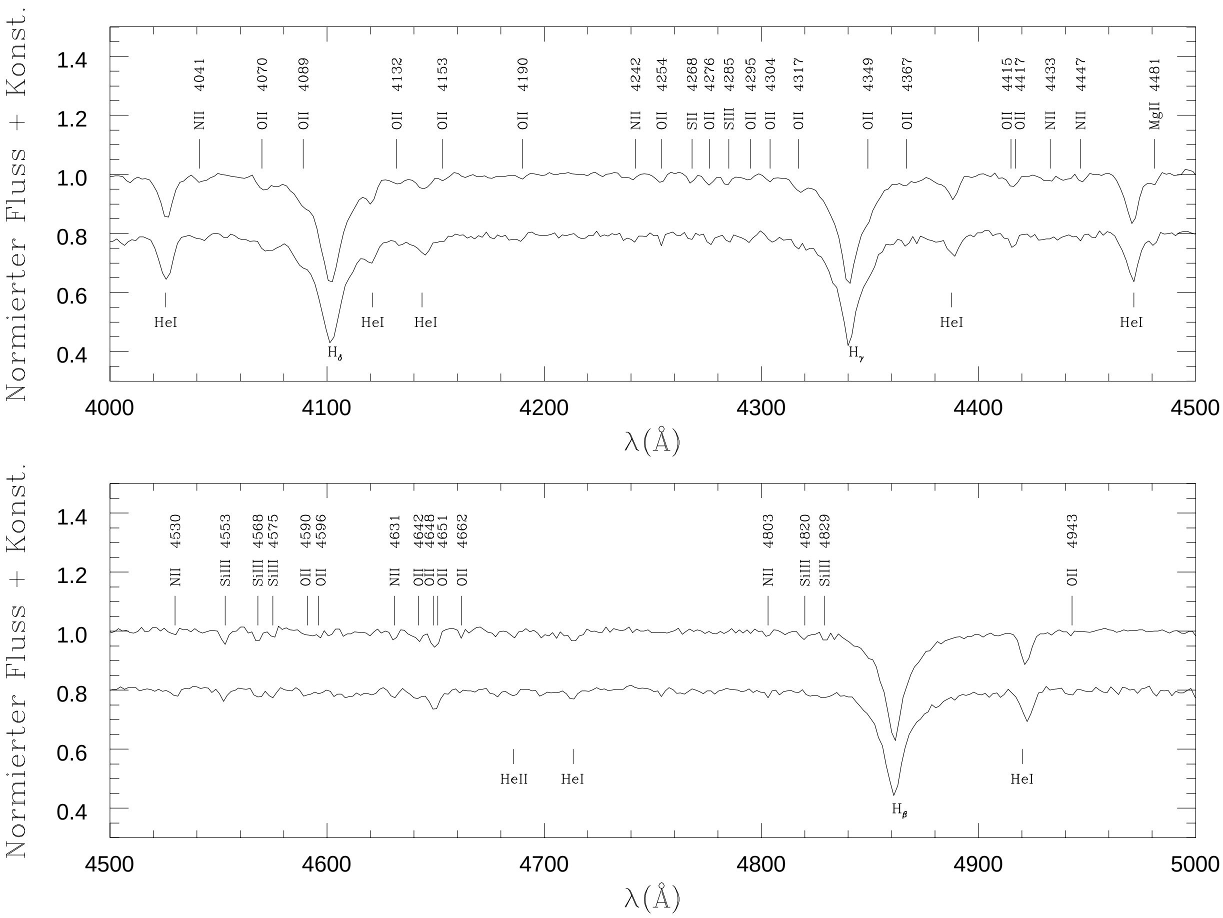


Abbildung 2.3: Beide Spektren des (relativ) metallreichen subdwarf OB-Sterns HS 0213+2329 im Wellenlängenbereich zwischen 4000Å und 4500Å (oben) und zwischen 4500Å und 5000Å (unten). Zusätzlich sind die Positionen aller leicht erkennbaren Metallinien angegeben.

2.2.3 sdO-Sterne

Da die meisten Spektren der Sterne dieser Gruppe, außer einer dominierenden Balmerserie des neutralen Wasserstoffs, nur noch eine weitere schwache bis mittelstarke Absorptionslinie zeigen, nämlich die He II 4686Å, ist die Klassifikation dieser Sterne nicht eindeutig möglich. Entweder zählt man sie anhand des Klassifikationsschemas im Einführungskapitel zur Gruppe sehr heißer sdOB-Sterne, oder zu einer Gruppe von sehr heliumarmen sdO-Sternen. Da keinerlei He I Linien zu erkennen sind, müssen diese Sterne eine höhere Effektivtemperatur besitzen als die Klasse der subdwarf OB-Sterne. Aus diesem Grund werden diese Sterne im folgenden als sdO-Sterne bezeichnet. Nur ein Stern (PG 1545+035) kann zweifelsfrei anhand seines Spektrums als subdwarf O-Stern klassifiziert werden. Bei ihm sind neben den Balmerlinien und der He II 4686Å Linie noch die He II 4200Å und 4542Å sichtbar.

In Abbildung 2.4 sind die Spektren aller sdO-Sterne, welche keinerlei Anzeichen eines kühlen Begleiters aufweisen nach steigender Heliumhäufigkeit sortiert dargestellt.

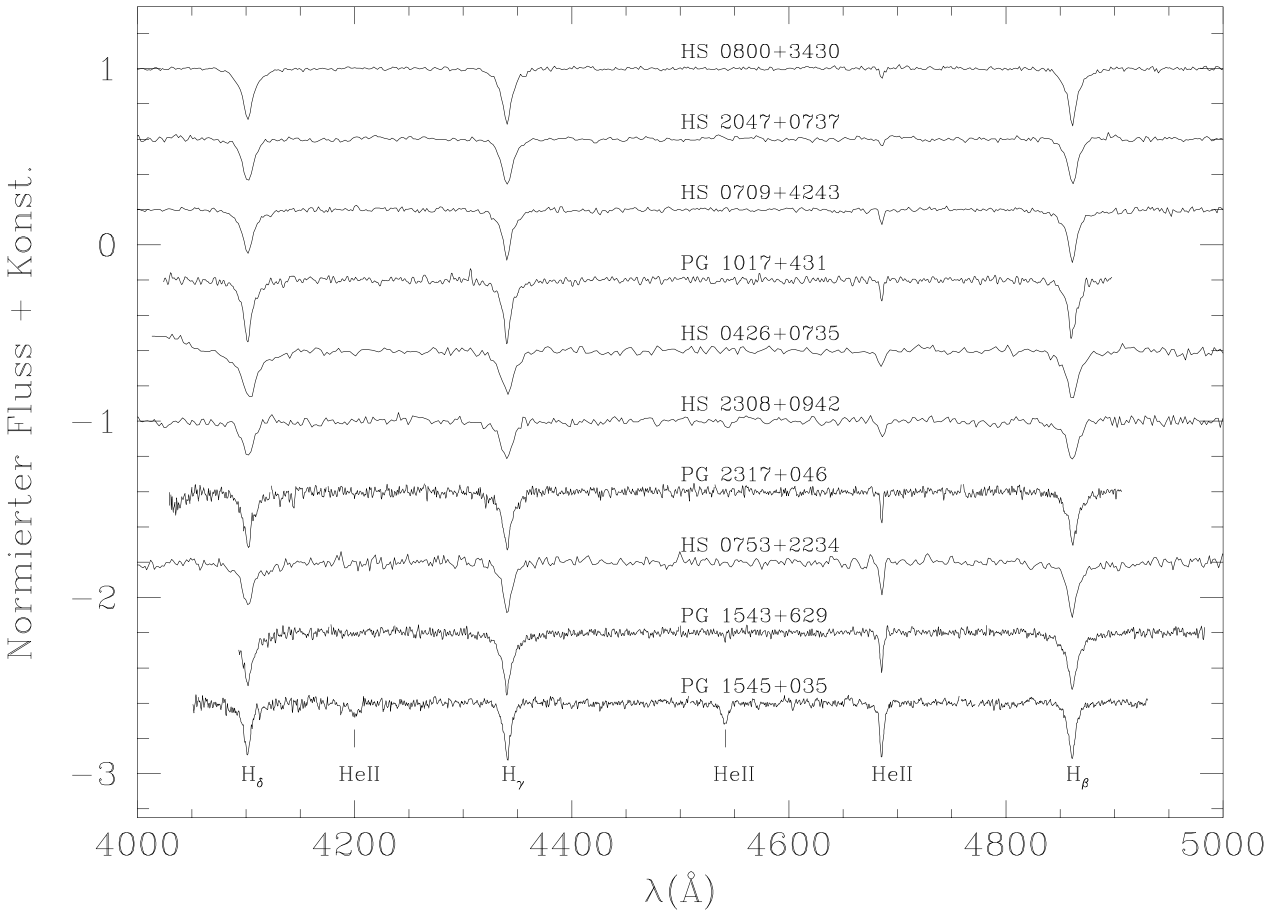


Abbildung 2.4: Spektren aller subdwarf O-Sterne (nach Heliumhäufigkeit sortiert) im Wellenlängenbereich zwischen 4000Å und 5000Å.

2.2.4 Doppelsterne

Wie schon erwähnt, ist in acht Fällen dem Spektrum des heißen subdwarfs ein Spektrum eines kühlen Begleiters überlagert. In Abbildung 2.5 sind die Spektren dieser Sterne dargestellt. Die Spektren der ersten drei Sterne (PG 1710+567, PG 1511+624 und PG 1602+013) zeigen ein deutlich ausgeprägtes G-Band, welches nur bei kühlen Sternen der Spektralklassen G und K vorkommt. Bei näherer Betrachtung (siehe Abbildung 2.6) sind weiterhin die Ca I 4227Å, Fe I 4325Å, 4383Å und Mg I 4353Å Absorptionslinien zu erkennen, welche auch nur bei G und K Sternen vorkommen. Auch bei den restlichen Spektren sind die eben genannten Linien zu erahnen. Da jeweils mindestens drei Linienpositionen dieser Metalle genau mit den Positionen der vorkommenden, stärkeren „Rauschzacken" übereinstimmen, ist die Wahrscheinlichkeit sehr hoch, daß es sich hierbei um Doppelsterne handelt.

Im Spektrum von HS 0252+1025 ist weiterhin noch das Mg I Triplett bei 5167Å, 5173Å und 5184Å und die Fe I 5270Å Linie zu erkennen, was zusammen mit den anderen Linien, ein fast untrügliches Anzeichen für einen kühlen Begleiter darstellt.

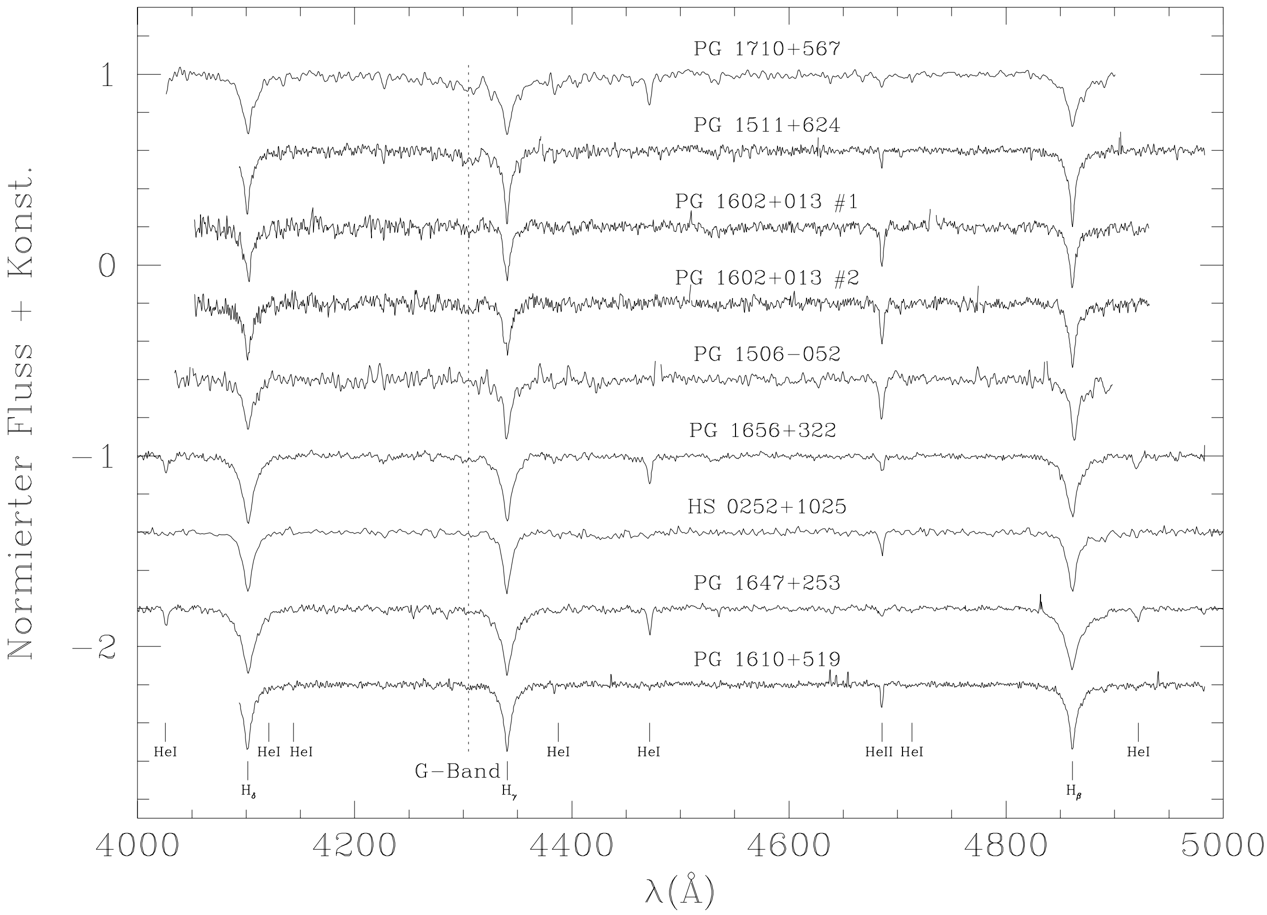


Abbildung 2.5: Spektren aller Programmsterne, welche Anzeichen eines kühlen Begleiters zeigen (sortiert nach der Stärke des G-Bandes) im Wellenlängenbereich zwischen 4000Å und 5000Å.

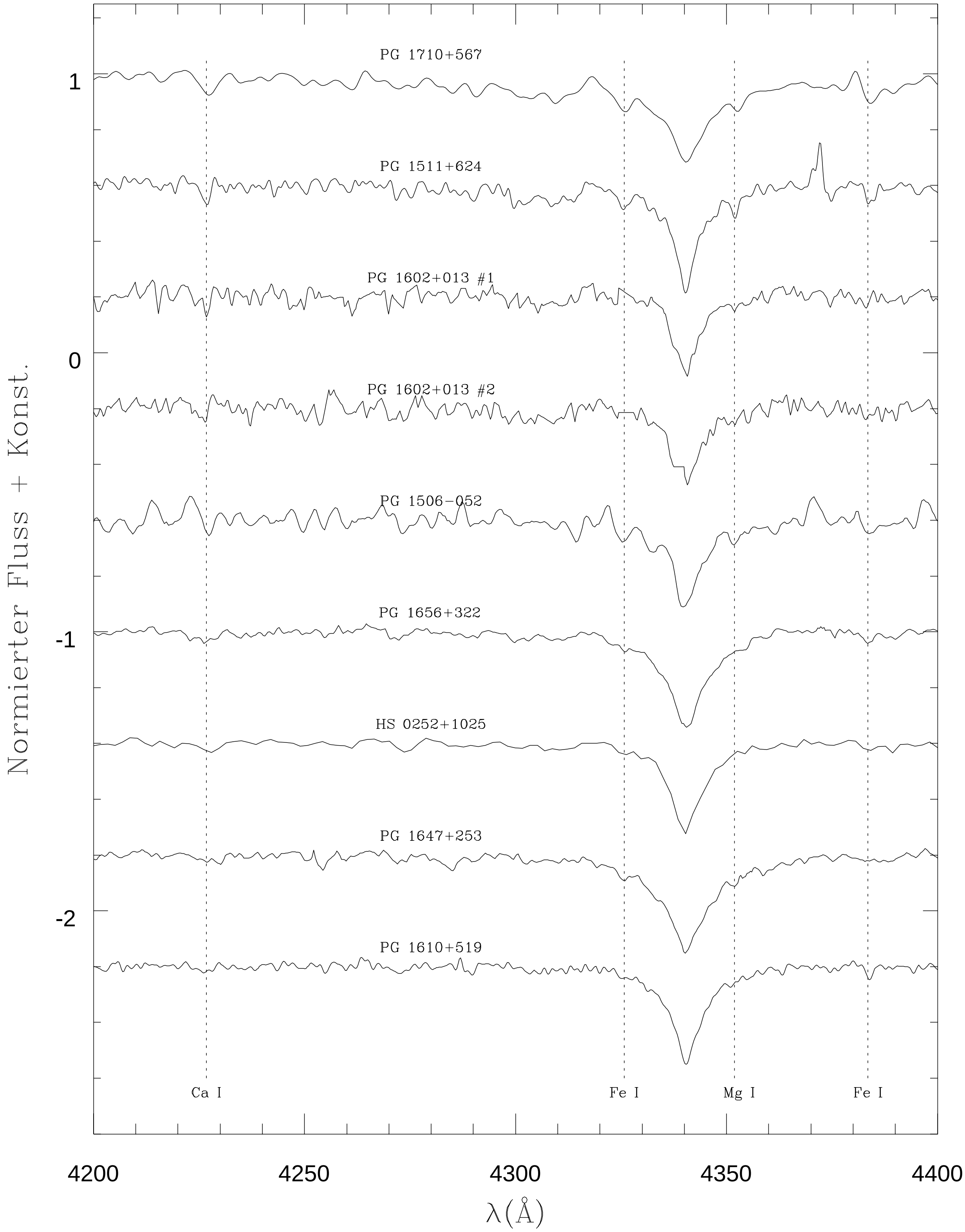


Abbildung 2.6: Spektren aller Programmsterne, welche Anzeichen eines kühlen Begleiters zeigen (Region um H_γ vergrößert dargestellt). Zusätzlich sind die Linienpositionen von Ca I 4227Å, Fe I 4325Å und 4383Å und von Mg I 4353Å angegeben.

2.3 Vergleich mit anderen Klassifikationen

In Tabelle 2.2 sind die Klassifikationen dieser Arbeit mit anderen Veröffentlichungen verglichen. Speziell wird hierbei die Klassifikation der PG-Sterne der aus der ursprünglichen Arbeit (Green et al. 1986) gegenübergestellt.

Da das Palomar Green (PG) Klassifikationsschema teilweise andere Bezeichnungen für die heißen sudbwarf-Unterklassen als in neueren Arbeiten (so wie hier) verwendet, soll im folgenden kurz auf die PG-Nomenklatur eingegangen werden, um die Bezeichnungen besser deuten zu können. Die Einteilung in verschiedene Klassen erfolgte nach folgendem Schema:

sdB breite Balmerabsorptionslinien

sdB-O sdB-Sterne mit sehr schwacher He I 4471Å

sdOA starke Balmerlinien mit He I 4471Å und oft He I 4026Å

sdOB dominiert durch He I und He II Linien; oft auch Balmerlinien vorhanden

sdOC dominiert durch He II Linien; manchmal schwache He I 4471Å und Balmerlinien welche überlagert sind mit der He II Bracket-Serie

sdOD „reine" He I Absorption; schwache oder keine H und He II Linien

sdO He II 4686Å und oft He I 4471Å vorhanden, aber zu schlechtes Signal zu Rauschverhältnis für bessere Klassifikation

sd breite Balmerabsorptionslinien, aber zu schlechtes Signal zu Rauschverhältnis für bessere Klassifikation

Anzumerken sei hier noch, daß im PG-Survey nur Spektren mit relativ niegriger Auflösung ($\sim$ 10Å) zur Verfügung standen, so daß Fehlklassifizierungen nicht auszuschließen sind. Da wegen der zu geringen Auflösung schwache Metallinien nicht vom Rauschen zu unterscheiden waren, ist es auch nicht verwunderlich, daß die Doppelsternnatur der Sterne aus diesem Sample nicht erkannt wurde. Insgesamt gesehen, besteht aber eine gute Übereinstimmung zwischen der Klassifikation von Green et al. mit der aus dieser Arbeit.

Der Vergleich mit weiteren Arbeiten, bei denen einige Sterne aus diesem Sample schon untersucht wurden, zeigt auch keine wesentlichen Unterschiede in der Klassifikation. Die Hauptunterschiede bestehen im allgemeinen nur darin, daß in führern Areiten meist nicht zwischen der Gruppe der sdB- und sdOB-Sternen unterschieden wurde. Die sdOB-Sterne wurden einfach als heiße sdB-Sterne aufgefaßt.

Desweiteren ist, wie in Kapitel 3.2.3 beschrieben, die Unterteilung der Sterne bei denen neben der Balmerserie des neutralen Wasserstoffs nur noch die He II 4686Å Linie zu erkennen ist, in die Klasse der sdOB- oder sdO-Sterne anhand der Spektren nicht eindeutig möglich. In Zukunft wäre es vielleicht sinnvoller das Klassifikationsschema von Jeffery et al. (1997) zu verwenden, welches die einzelnen Unterklassen der heißen subdwarfs nach einem komplexeren Schema einteilt. Innerhalb dieser Arbeit wird aber weiterhin nach dem heutzutage „gängigsten" Klassifikationsschema (wie im Einführungskapitel geschildert) gearbeitet.

Tabelle 2.2: Vergleich der Klassifikation aus dieser Arbeit mit früheren Arbeiten.

	Klassifikation			
Stern	hier	PG	sonst.	Referenz
PG 1017 + 431	sdO	sdB	sdOB	Möh 90
PG 1047 + 003	sdOB	sdB	sdB	Bil 97
PG 1336 − 018	sdB	sdB	sdB	Hol 92
PG 1343 − 102	sdB	sdB-O	sdB	Saf 94
PG 1506 − 052	sd Bin	sdB-O		
PG 1511 + 624	sd Bin	sdB	sd Bin	All 91, Möh 90
PG 1543 + 629	sdO	sdB		
PG 1545 + 035	sdO	sdOB		
PG 1602 + 013	sd Bin	sdOB		
PG 1610 + 519	sd Bin	sdB	sd Bin	All 91
PG 1618 + 563	sdOB	sdB		
PG 1640 + 645	sdOB	sdB		
PG 1647 + 253	sd Bin	sdB	sd Bin	All 91, The 93
PG 1649 + 356	sdOB	sd	sdOB	Weg 85
PG 1653 + 633	sdOB	sdB-O	sdOB	Möh 90
PG 1656 + 322	sd Bin	sd		
PG 1710 + 567	sd Bin	sdB		
PG 1722 + 286	sdOB	sdB	sdOB	The 93
PG 2059 + 013	sdOB	sdB	sdOB	The 93
PG 2128 + 096	sdOB	sdOA	sdOB	Saf 94
PG 2317 + 046	sdO	sdB	sdOB	Saf 94
HS 0035 + 3034	sdOB			
HS 0048 + 0026	sdOB			
HS 0213 + 2329	sdOB			
HS 0252 + 1025	sd Bin			
HS 0426 + 0735	sdO			
HS 0546 + 8009	sdOB			
HS 0600 + 6602	sdOB			
HS 0709 + 4243	sdO			
HS 0753 + 2234	sdO			
HS 0800 + 3430	sdO			
HS 0815 + 4243	sdOB		B oder sdB	Weg 86
HS 1831 + 6432	sdOB		B oder sdB	Weg 86
HS 2047 + 0737	sdO			
HS 2229 + 0910	sdOB			
HS 2233 + 1418	sdOB			
HS 2308 + 0942	sdO		sdO	Weg 87
HS 2333 + 3927	sdOB			

Referenzen: All 91: Allard et al. (1991); Bil 97: Billeres et al. (1997); Hol 92: Holmgren et al. (1992); Möh 90: Moehler et al. (1990); Saf 94: Saffer et al. (1994); The 93: Theissen et al. (1993); Weg 85: Wegner & McMahan (1985); Weg 86: Wegner & McMahan (1986); Weg 87: Wegner et al. (1987).

Kapitel 3

Bestimmung der atmosphärischen Parameter

In dieser Arbeit wurden die stellaren atmosphärischen Parameter (Effektivtemperatur, Oberflächenschwerebeschleunigung und photosphärische Heliumhäufigkeit) durch Vergleich von berechneten Modellatmosphären mit allen vorkommenden Balmer- und Heliumlinienprofilen, im beobachteten Spektrum des jeweiligen Sterns, bestimmt.

3.1 Modellatmosphären

Es wurden zwei unterschiedliche Modelle verwendet:

1. Ein Gitter von vollständig line-blanketed LTE-Modellatmosphären (Heber 1984). Die Modelle sind planparallel und chemisch homogen, bestehend aus Wasserstoff, Helium und allen Metallen (solare Häufigkeit) aufgebaut. Die Modellspektren wurden mit Hilfe eines Programmes von Lemke (1997) berechnet, welches die Atmosphärenschichtung von Heber (1984) als Ausgangsparameter verwendet. Zur Spektrumssynthese wurden die Linienprofile der Balmerserie des neutralen Wasserstoffs mit Hilfe der Stark-Verbreiterungstabellen von Lemke (1997), die He I Linien mit Hilfe der Verbreiterungstabellen von Barnard, Cooper & Smith (1974), Shamey (1969) und Griem (1974) und die He II Linienprofile mit Hilfe der Stark-Verbreiterungstabellen von Schöning & Butler (1989) berechnet. Das Metall-Lineblanketing wurde mittels des Verfahrens der sogenannten „opacity distribution function“ von Kurucz (1979) berücksichtigt. Das verwendete Gitter überdeckte folgende Bereiche:

   - $T_{\mathrm{eff}} = 25\,000\mathrm{K} \ldots 40\,000\mathrm{K}$; $\Delta T_{\mathrm{eff}} = 2\,500\mathrm{K}$
   - $\log(g/\mathrm{cm\ s^{-2}}) = 4.50 \ldots 6.50$; $\Delta \log(g/\mathrm{cm\ s^{-2}}) = 0.25$
   - $n(He)/n(H) = 0.001, 0.01, 0.03, 0.1, 0.33$

2. Ein Gitter von teilweise line-blanketed NLTE Modellatmosphären (Napiwotzki 1997). Die Modelle sind planparallel und chemisch homogen, bestehend aus Wasserstoff und Helium aufgebaut. Verwendet wurde die neueste Version des NLTE Programms von Werner (1986) welches auf dem sogenannten „Beschleunigten Lambda Iterationsverfahren“ (engl. accelerated lambda iteration, oder kurz ALI)-Verfahren von Werner & Husfeld (1985) basiert. Das verwendete Gitter überdeckte folgende Bereiche:

- $T_{\text{eff}} \geq 30\,000$K ; mit unterschiedlicher Schrittweite und T_{eff}^{max}
  meist: $T_{\text{eff}} = (\ 30, 32, 35, 37, 40, 45, 50\ )*1000$K
- $\log(g/\text{cm s}^{-2}) \geq 4.50$; mit unterschiedlicher Schrittweite und $\log(g)_{max}$
  meist: $\log(g/\text{cm s}^{-2}) = 4.50 \ldots 6.00$; $\Delta \log(g/\text{cm s}^{-2}) = 0.25$
- $n(He)/n(H) = 3 \cdot 10^{-4}$, $1 \cdot 10^{-3}$, $3 \cdot 10^{-3}$, 0.01, 0.03, 0.1, 0.3

3.2 Fit-Verfahren

Das Angleichen (engl. fit) der Modellspektren an die beobachteten Spektren geschah mit Hilfe einer modifizierten Version von Bergeron und Saffers Fit-Programm (Saffer et al. 1994), welches die atmosphärischen Parameter gleichzeitig, durch die Methode der Berechnung der kleinsten Fehlerquadrate (χ^2-Verfahren) bestimmt. Hierzu mußte zuerst der Kontinuumsfluß jedes Sterns auf eins normiert werden. Dies geschah mit Hilfe des Programmpaketes DIPSO. Der Vergleich mit dem Modellspektrum, welches schon normiert vorlag und noch mit dem Gaußprofil der jeweiligen Instrumentenauflösung gefaltet wurde, erfolgte dann nur noch mittels den jeweiligen Linienformen.

Dieses Verfahren erlaubt leider nicht die Bestimmung der atmosphärischen Parameter der heißen subdwarfs, welche in Kapitel 2.2.4 als Teil eines engen Doppelsternsystems erkannt wurden. Dadurch, daß der Flußverlauf des Binärsystems zusammengesetzt ist aus dem Fluß beider Komponenten, kann das Spektrum des dominierenden heißen subdwarfs nicht normiert werden ohne Kenntnis des Flußverlaufs des kühlen Begleiters. Zur Analyse dieser Doppelsterne sind andere Verfahren notwendig, welche aber den Umfang dieser Arbeit sprengen würden (siehe z.B. Theissen et al. 1993). Aus diesem Grund werden die Doppelsterne bei der Bestimmung der atmosphärischen Parameter im folgenden nicht weiter betrachtet.

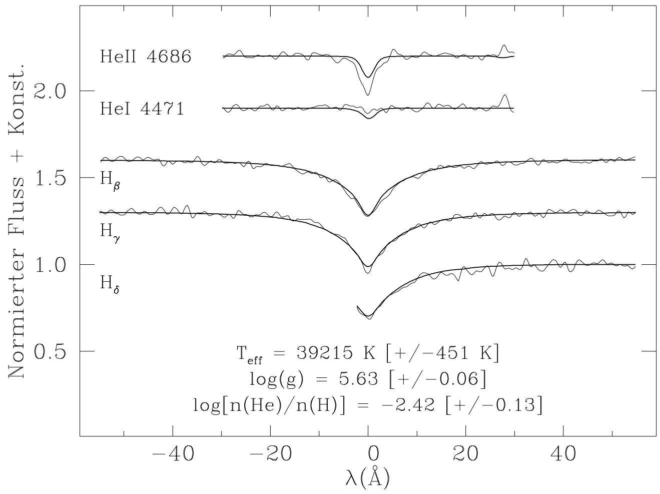


Abbildung 3.1: Erhaltener NLTE-Modellfit (dicke Linie) über alle vorkommenden Balmer- und Heliumabsorptionslinien (dünne Linie) von PG 1543+629. Die vom Programm ermittelten atmosphärischen Parameter sind unter dem Spektrum angegeben. Es ist zu erkennen, daß zwar die erhaltenen Modellparameter den Verlauf der Balmerlinien gut, aber die Heliumlinien entweder zu schwach (He II 4686Å) oder zu stark (He I 4471Å) wiedergeben.

Da bei einigen Spektren der erhaltene Fit augenscheinlich sehr schlecht ausfiel (siehe Abbildung 3.1) wurde die Bestimmung der einzelnen Parameter in mehrere Stufen eingeteilt. Anhand des Programmsterns PG 2059+013 soll diese Vorgehensweise exemplarisch ausführlich beschrieben und dargestellt werden.

Grunditeration:

1. **Fit aller Balmer- und Heliumlinien mit variabler Effektivtemperatur, Schwerebeschleunigung und Heliumhäufigkeit.**
   In Abbildung 3.2 (a) ist dieser Fit für PG 2059+013 #1[1] mit den erhaltenen Werten dargestellt.

2. **Fit aller Balmerlinien mit der aus Schritt 1 gewonnenen und festgehaltenen Heliumhäufigkeit und variabler Effektivtemperatur und Schwerebeschleunigung.**
   Da die Linien der Balmerserie des neutralen Wasserstoffs (speziell die höheren Linien: H_δ, H_ε, H_8, ...) besonders empfindlich auf eine Änderung von $\log(g)$ reagieren (Saffer et al. 1994), wurde die Schwerebeschleunigung nur aus dem Profil der Balmerlinien bestimmt. Da eine Änderung der Heliumhäufigkeit sich nur sehr schwach auf die Linienform der Balmerserie auswirkt, wird diese hier konstant gehalten. In Abbildung 3.2 (b) ist der erhaltene Fit für PG 2059+013 #1 mit der aus Schritt 1 gewonnenen und konstant gehaltenen Heliumhäufigkeit (siehe Fehler) abgebildet.

3. **Fit aller Heliumlinien mit der aus Schritt 2 gewonnenen und festgehaltenen Schwerebeschleunigung und variabler Effektivtemperatur und Heliumhäufigkeit.**
   Die Heliumhäufigkeit wurde nur aus den Heliumlinien bestimmt. Da die Heliumlinien nur sehr schwach auf eine Änderung der Schwerebeschleunigung reagieren, wurde diese beim Fit konstant gehalten. Der Wert stammte aus Schritt 2. Der erhaltene Fit für PG 2059+013 #1 ist in Abbildung 3.2 (c) abgebildet.

   Wie zu sehen ist, unterscheidet sich der erhaltene Wert für die Heliumhäufigkeit mit dem aus Schritt 1.

4. **Nochmals Fit aller Balmerlinien mit der aus Schritt 3 gewonnenen und festgehaltenen Heliumhäufigkeit. Die Effektivtemperatur und Schwerebeschleunigung sind variabel.**
   In Abbildung 3.2 (d) ist dieser Fit dargestellt. Diesesmal unterscheidet sich die erhaltene Schwerebeschleunigung von der aus Schritt 2.

5. **Die Schritte 3 und 4 werden solange durchgeführt, bis sich die damit bestimmte Heliumhäufigkeit und Schwerebeschleunigung nicht mehr ändert[2].**
   Die endgültigen Fits von PG 2059+013 #1 zur Bestimmung der Heliumhäufigkeit und Schwerebeschleunigung sind in Abbildung 3.2 (e) und (f) dargestellt.

6. **Fit aller Balmer- und Heliumlinien mit den aus Schritt 5 bestimmten und konstant gehaltenen Schwerebeschleunigung und Heliumhäufigkeit. Die Effektivtemperatur ist variabel.**

[1] Zur Analyse von PG 2059+013 standen 2 Spektren zur Verfügung.

[2] Typischerweise konvergierten die Werte bei allen Programmsternen nach drei bis fünf Wiederholungen.

Dies geschah, zur endgültigen Bestimmung der Effektivtemperatur. Denn bei den Schritten 1 bis 6 zeigte die als freier Parameter mitbestimmte Effektivtemperatur doch teilweise ziemliche Abweichungen zueinander (wie in den Abbildungen 3.2 (a) bis (f) zu sehen ist). Der erhaltene Fit für PG 2059+013 #1 ist in Abbildung 3.3 abgebildet.

Kontrollschritte:

7. **Fit jeder einzelnen Balmerlinie mit der aus Schritt 5 bestimmten und konstant gehaltenen Heliumhäufigkeit. Die Effektivtemperatur und Schwerebeschleunigung sind variabel.**
   Dies wurde gemacht, um zu sehen, ob einzelne Balmerlinien deutliche Abweichungen zu den anderen zeigen.

8. **Fit von mehreren Balmerlinien mit der aus Schritt 5 bestimmten und konstant gehaltenen Schwerebeschleunigung.**
   Da bei den Sternen im Sample unterschiedlich viele Balmerlinien beobachtet wurden und die erhaltenen Werte der einzelnen Balmerlinien aus Schritt 6 doch sehr stark streuen, wurden Mittelwerte aus mehreren Linien ($H_\beta - H_{10}$, $H_\beta - H_8$, $H_\beta - H_\delta$, $H_\delta - H_8$) gebildet.

9. **Fit jeder einzelnen Heliumlinie mit der aus Schritt 5 bestimmten und konstant gehaltenen Schwerebeschleunigung. Die Effektivtemperatur und Heliumhäufigkeit sind variabel.**
   Dies wurde nur gemacht, um wie bei Schritt 7 zu sehen, ob eine Heliumlinie eine größere Abweichung zu den anderen zeigt.

Die Ergebnisse wurden für jeden Stern graphisch dargestellt. Im Anhang A sind die Ergebnisse der LTE und NLTE-Fits von einigen Spektren abgebildet. Die dort angegebenen Fehler (wie auch die in den Abbildungen 3.1, 3.2 und 3.3) entsprechen nur dem vom Fit-Programm ermittelten statistischen Fehler. Diese Werte sind aber im Vergleich zu den überwiegenden systematischen Fehler, welche hervorgerufen werden durch die Beobachtung und Datenreduktion (Flatfield-Korrektur, relative Flußkalibration und Normierung), nur zweitrangig. Die wahren Fehler können nur abgeschätzt werden. So wird für die Effektivtemperatur jeweils, wie in den Analysen von Bergeron, Liebert & Fulbright (1995) und Bergeron, Saffer & Liebert (1992), welche den Fehler durch wiederholte Fits optischer Spektren bestimmt haben, ein Fehler von $\pm 2.5\%$ angenommen. Die Fehler für die Schwerebeschleunigung werden zu $\pm$ 0.1 dex und für die Heliumhäufigkeit zu $\pm$ 0.2 dex abgeschätzt.

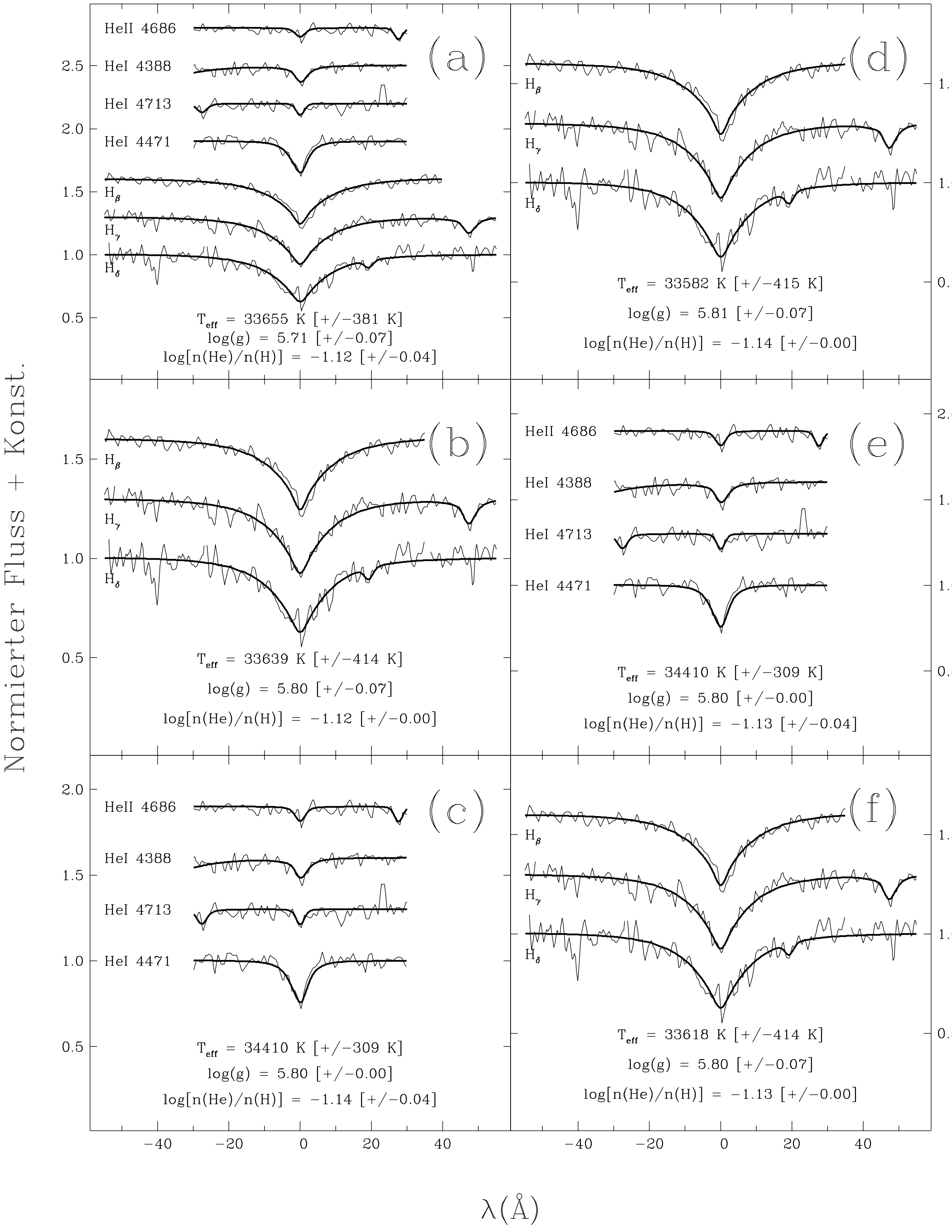


Abbildung 3.2: Erhaltene NLTE Modellfits (dicke Linien) über die vorkommenden Absorptionslinien (dünne Linien) von PG 2059+013 #1. Die vom Programm ermittelten Werte sind jeweils unter den Spektren angegeben. Für eine nähere Erläuterung: siehe Text.

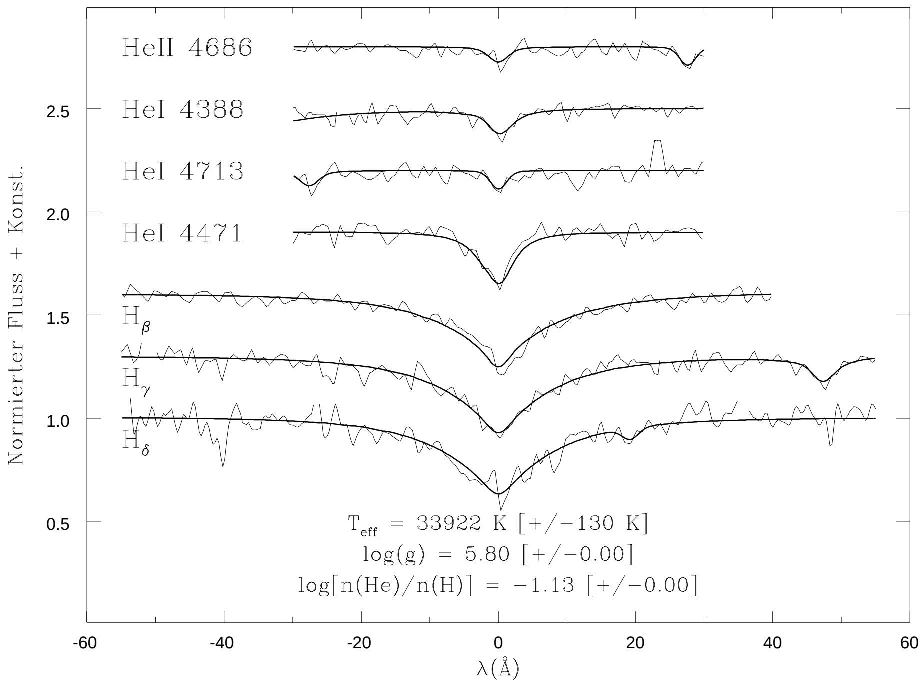


Abbildung 3.3: Erhaltener NLTE Modellfit (dicke Linie) über die vorkommenden Absorptionslinien (dünne Linie) von PG 2059+013 #1. Die vom Programm ermittelten Werte sind unter dem Spektrum angegeben. Für eine nähere Erläuterung: siehe Text.

3.3 Ergebnisse

Wie aus den Abbildungen der LTE und NLTE-Fits im Anhang A zu erkennen ist, bilden sich bei der Bestimmung der Schwerebeschleunigung aus den Balmerlinien wie auch bei der Bestimmung der Heliumhäufigkeit aus den Heliumlinien, jeweils ein Bereich in den ($T_{\rm eff} - \log(g)$) und ($T_{\rm eff} - \log[n({\rm He})/n({\rm H})]$) – Diagrammen aus, in dem (mehr oder weniger) alle erhaltenen Werte der einzelnen Linien liegen. Die Mittelwerte der Schwerebeschleunigungen und Heliumhäufigkeiten (Schritt 6 im Fitverfahren) liegen dabei so, daß bei den meisten Programmsternen die jeweils als freier Parameter mitbestimmte Effektivtemperatur übereinstimmt. Im Plot von z.B. HS 0546+8009 ist zu erkennen, daß der Fit aller Balmerlinien ($H_\beta - H_{10}$) eine Temperatur von ca. 34 000K liefert, genauso wie der Fit aller Heliumlinien.

3.3.1 Problemfälle

Bei sechs sdOB-Sternen (PG 1618+563, PG 1649+356, PG 1653+633, PG 2128+096, HS 2229 +0910, HS 2233+1418) existiert aber eine deutliche Abweichung bei der Temperaturbestimmung aus den Balmer- oder Heliumlinien, sowohl in den LTE als auch in den NLTE-Fits. Der Unterschied zwischen den Effektivtemperaturen von PG 1618+563, PG 1649+356 und PG 1653+633 beträgt jeweis $T_{\rm eff}^{\rm Balmer} - T_{\rm eff}^{\rm Helium} \approx +3\,000$K. Bei den anderen ist hingegen der erhaltene Wert aus den Heliumlinien kleiner, als der aus den Balmerlinien. Er beträgt jeweils $T_{\rm eff}^{\rm Balmer} - T_{\rm eff}^{\rm Helium} \approx -2\,500$K.

Warum unterscheidet sich bei diesen Sternen die erhaltene Effektivtemperatur aus den Balmerlinien so stark von der aus den Heliumlinien?

Kann man bei HS 2229+0910 und HS 2233+1418 die Diskrepanz noch der ziemlich schlechten spektralen Auflösung ($\sim$ 7Å) zuschreiben, sieht es bei den anderen schon ungünstiger aus, zumal sie im Vergleich zu HS 2229+0910 und HS 2233+1418 mindestens die doppelte Auflösung (siehe Tabelle 2.1) besitzen.

Es gibt aber bei allen sechs Sternen eine Gemeinsamkeit: Bei diesen Sternen wurde jeweils nur der Wellenlängenbereich von 4000Å bis 5000Å (H_β bis H_γ) beobachtet. Da bei allen Programmsternen, deren beobachteter Spektralbereich bis hinab zu H_{10} reicht, keine oder nur sehr geringe Unterschiede zwischen den Effektivtemperaturen aus den Balmer- oder Heliumlinien besteht, könnte eine mögliche Erklärung für die Abweichung bei den sechs Sternen die fehlenden höheren Balmerlinien sein, welche besonders empfindlich auf eine Änderung der Schwerebeschleunigung reagieren. Die Schwerebeschleunigung ist aber mittels der verwendeten Fit-Methode eng an eine genaue Bestimmung der Effektivtemperatur gebunden. Wie man z.B. aus den Plots von PG 1653+633 im Anhang A erkennen kann, ist aber nicht die verwendete Fit-Methode die Ursache für die oben erwähnte Diskrepanz. Der Fit über alle vorkommenden Absorptionslinien mit variabler Effektivtemperatur, Schwerebeschleunigung und Heliumhäufigkeit (Schritt 1 im Fitverfahren) liegt bei PG 1653+633 zwar sehr nahe am Mittelwert für die Balmerlinien (Fit über $H_\beta - H_\delta$) aber weit entfernt vom Mittelwert aus allen Heliumlinien.

Anders sieht es bei den Fits der Sterne aus, deren Spektrum bis hinab zu H_{10} reichen. Wie oben schon erwähnt, stimmen hier einerseits die Temperaturen aus dem simultanen Fit von $H_\beta - H_{10}$, allen Heliumlinien sowie auch vom Fit über alle vorkommenden Linien und auch von dem des Endergebnisses (Schritt 6 im Fitverfahren) meist gut überein. Die Plots von HS 0546+8009 verdeutlichen z.B. sehr schön diesen Sachverhalt. Betrachtet man dagegen nur den Fit der drei niedrigen Balmerlinien ($H_\beta - H_\delta$) von HS 0546+8009, so unterscheidet sich die daraus erhaltene Effektivtemperatur um ca. 1 000K vom Fit, bei dem auch die höheren Balmerlinien mit einbezogen wurden und damit auch um 1 000K vom Fit aller Heliumlinien. Weiterhin ist ein Unterschied von ca. 0.15 dex in der Schwerebeschleunigung vorhanden, wenn man die Fits von $H_\beta - H_\delta$ und $H_\beta - H_{10}$ vergleicht. Um zu sehen, ob dieses Verhalten auch bei den anderen untersuchten Sternen zu erkennen ist, sind in Abbildung 3.4 die erhaltenen Ergebnisse der Effektivtemperaturen und Schwerebeschleunigungen der LTE und NLTE-Fits aus $H_\beta - H_{10}$ und $H_\beta - H_\delta$ (Schritt 8 im Fitverfahren) aller Programmterne miteinander verglichen, deren Spektrum bis hinab zu H_{10} reichen. Die Ergebnisse der Fits von $H_\beta - H_{10}$ und $H_\beta - H_\delta$ stimmen zwar nicht immer sehr gut überein, aber es ist kein systematischer Trend erkennbar. Bei einigen Sternen existiert aber trotzdem eine ziemliche Unstimmigkeit zwischen den Fits. Beim sdB-Stern Feige 36 (siehe Kapitel 6 und Anhang A) beträgt der Unterschied immerhin $T_{\rm eff}^{H_\beta - H_{10}} - T_{\rm eff}^{H_\beta - H_\delta} = -2\,600$K bzw. $\log(g)_{H_\beta - H_{10}} - \log(g)_{H_\beta - H_\delta} = -0.45$dex (!) und liegt damit weit außerhalb der Fehlergrenzen von von $\Delta T_{\rm eff} = \pm 2.5\%$ und $\Delta \log(g) = 0.1$ dex. Diese deutlichen Abweichungen sind aber vermutlich der schlechten Auflösungen der betroffenen Sterne (z.B. bei Feige 36: $\sim$6Å) zuzuschreiben.

Das die Ursache für die unterschiedlichen Temperaturen aus den Fits der Balmer- oder Heliumlinien, nicht der Abwesenheit der höheren Balmerlinien zugeschrieben werden kann, unterstützt auch die Tatsache, daß bei den Sternen, deren Spektren auch nur die niedrigen Balmerlinien beinhalten, keine oder nur sehr geringe Unstimmigkeiten zwischen der Temperaturbestimmung aus den Balmer- oder Heliumlinien festzustellen ist (siehe z.B. Plots von PG 2059+013 im Anhang A).

Zur eindeutigen Klärung des Problems können somit nur Kontrollbeobachtungen der betroffenen Sterne (PG 1618+563, PG 1649+356, PG 1653+633, PG 2128+096, HS 2229+0910 und HS 2233+1418) beitragen, bei denen neben den niedrigen auch die hohen Balmerlinien spektroskopiert werden sollten.

Zur weiteren Analyse werden bei diesen sechs sdOB-Sternen die Effektivtemperaturen aus dem Endergebnis der verwendeten Fit-Methode verwendet, welche bei den Sternen zwischen den Werten aus dem Fit der Balmer- oder Heliumlinien liegt (siehe z.B. Plot von PG 1649+356 im Anhang A).

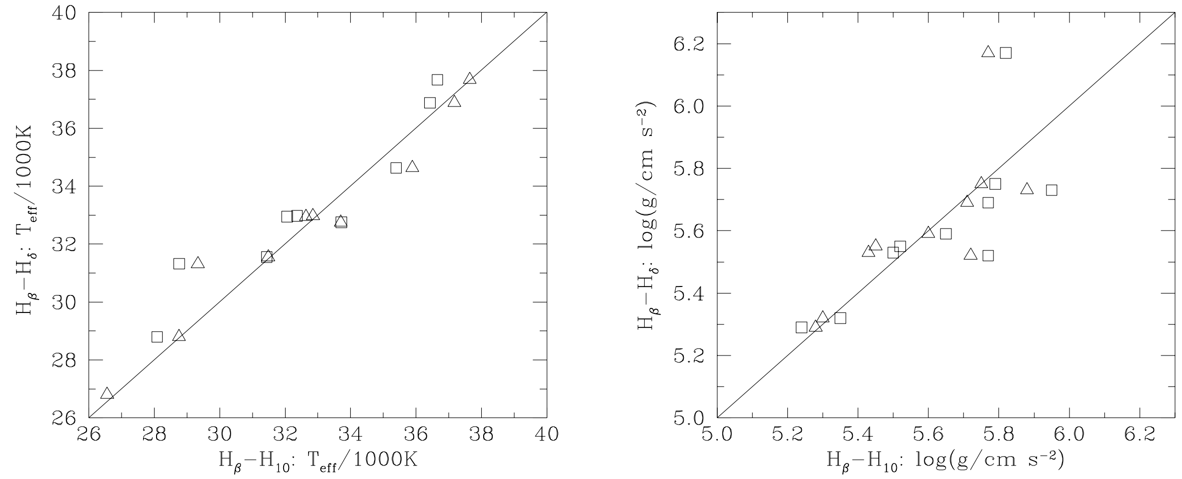


Abbildung 3.4: Vergleich der erhaltenen Effektivtemperaturen (links) und Schwerebeschleunigungen (rechts) der LTE (Dreiecke) und NLTE (Quadrate)-Fits aus $H_\beta - H_{10}$ und $H_\beta - H_\delta$ aller Programmsterne, deren beobachteter Spektralbereich alle Balmerlinien von H_β bis H_{10} einschließt.

Noch größere Probleme bereiten einige der Sterne, bei denen im Spektrum neben der Balmerserie des neutralen Wasserstoffs nur noch die He II 4686Å Absorptionslinie zu erkennen ist. Bereits bei der Klassifikation dieser Spektren in Kapitel 2 gab es schon Schwierigkeiten, diese eindeutig zuzuordnen. Zwar lassen sich die Spektren von HS 0426+0735, HS 0709+4243, HS 0800+3430, HS 2047+0737 und HS 2308+0942 sehr gut mit den verwendeten NLTE Modellatmosphären beschreiben, aber bei den restlichen (PG 1017+431, PG 1543+629, PG 2317+046 und HS 0753+2234) gibt es keinen Fit, der neben den Balmerlinien auch die He II 4686Å und die Abwesenheit der He I 4471Å gut wiedergibt. Entweder passen die Balmerlinien und die He II 4686Å und He I 4471Å nicht, oder die He II 4686Å und He I 4471Å passen, aber die Balmerlinien nicht. In Abbildung 3.5 sind z.B. die NLTE-Fits von PG 1543+629 entweder nur der Balmerlinien (bei konstanter Heliumhäufigkeit), oder nur der He II 4686Å und He I 4471Å (bei konstanter Schwerebeschleunigung) wiedergegeben[3]. Es ist zu erkennen, daß drastisch unterschiedliche Effektivtemperaturen (Unterschied ≈ 20 000K !) bei den Fits der Balmerlinien oder der He II 4686Å und He I 4471Å vom Programm ermittelt werden.

[3] Die jeweils konstant gehaltene Heliumhäufigkeit und Schwerebeschleunigung wurden zuvor mit dem im letzten Kapitel beschriebenen Fit-Verfahren (bis zu Schritt 5) ermittelt.

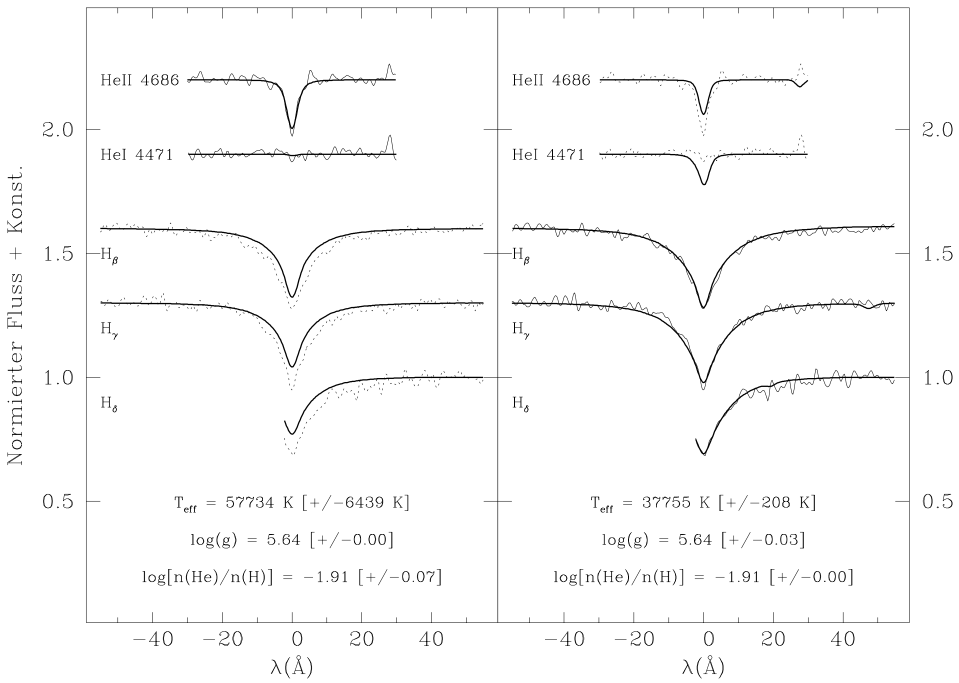


Abbildung 3.5: Erhaltene NLTE Modellfits von PG 1543+629 entweder nur der Balmerlinien bei konstanter Heliumhäufigkeit (links) oder nur der Heliumlinien bei konstanter Schwerebeschleunigung (rechts). Die vom Programm ermittelten Werte sind jeweils unter den Spektren angegeben.

Eine Erklärungsmöglichkeit wäre die Verwendung der nur teilweise blanketed (nur H und He) NLTE Modellatmosphären zur Analyse der Spektren. Wie die Arbeit von Werner (1996) zeigt, sind für wasserstoffreiche sdO-Sterne mit Effektivtemperaturen größer $\sim$ 70 000K vollständig Metall-line blanketed NLTE Modellatmosphären notwendig, um die Linienprofile der He II und speziell der Balmerabsorptionslinien richtig wiederzugeben. Leider ergaben die Fits der Heliumlinienprofile[4] der „Problemspektren", Effektivtemperaturen, die deutlich unterhalb ($\lesssim$ 60 000K) der oben erwähnten Grenze von 70 000K liegen (siehe Tabelle 3.2).

Eine andere Möglichkeit wäre eine sehr hohe Rotationsgeschwindigkeit der Sterne. Die Rotation eines Sterns beeinflußt aufgrund des Dopplereffekts das Profil einer Absorptionslinie derart, daß, je schneller der Stern rotiert, desto weniger ist der Linienkern eingesenkt und umso breiter sind die Linienflügel. Sehr schnelles Rotieren würde also die Linienprofile aller vorkommenden Absorptionslinien so verändern, daß man mit Hilfe der verwendeten Modellatmosphären, welche für eine Rotationsgeschwindigkeit von Null berechnet wurden, keinen passenden Fit finden würde. Dies müßte sich aber durch die relativ gute Auflösung (2.5Å... 3.5Å) der Spektren der „Problem-sdO's" durch eine Abflachung der Linienkerne aller erkennbaren Absorptionslinien bemerkbar machen. Da bei allen Spektern die Linienkerne aber immer relativ spitz zulaufen (siehe z.B. Abbildung 3.5, speziell He II 4686Å), kann die Rotationsgeschwindigkeit der Sterne nicht sehr hoch sein.

[4] Das Ionisationsgleichgewicht von He I/II reagiert viel empfindlicher auf eine Änderung der Effektivtemperatur als die Balmerlinienprofile des neutralen Wasserstoffs.

Noch eine Möglichkeit zur Klärung des Problems erkennt man bei der Betrachtung der Doppelsternspektren in Kapitel 2.2.4. Unter den Doppelsternen befinden sich immerhin fünf (PG 1506-052, PG 1511+624, PG 1602+013, PG 1610+516 und HS 0252+1025), die in ihrem Spektrum neben den Balmer- auch nur noch die He II 4686Å Absorptionslinie zeigen. Es besteht also die Möglichkeit, daß die sdO-Sterne mit dem „Fit-Problem“ vielleicht einen Begleiter besitzen, dessen Spektrum keine neutralen oder niedrig ionisierte Elemente aufweist, aber zum Kontinuumsverlauf des heißen subdwarfs beiträgt und somit (durch die Normierung) die Balmerlinienprofile verändert.

Da die meisten Spektren der Problem-sdO's nur einen sehr begrenzten Wellenlängenbereich überdecken, bei dem auch noch nur sehr wenige „eindeutige“ Erkennungsmerkmale eines kühlen Begleiters sich befinden können (G-Band, schwache bis sehr schwache Ca I- und Fe I-Linien), wären zur Bestätigung oder Verwerfung der Doppelsterntheorie auch Kontrollbeobachtungen der betroffenen Sterne notwendig.

Im folgenden werden die Ergebnisse nach Spektralklassen sortiert aufgelistet und diskutiert.

3.3.2 Ergebnisse: sdO-Sterne

In Tabelle 3.1 sind die erhaltenen atmosphärische Parameter der Sterne, die neben den Balmerlinien nur noch die He II 4686 Å zeigen und deren Ergebnisse gut mit den verwendeten NLTE-Modellatmosphären beschrieben werden können, sowie die des als einzig „eindeutig“ klassifizierbaren subdwarf O-Sterns PG 1545+034 aufgelistet. Die ermittelten Effektivtemperaturen lagen teilweise deutlich außerhalb des verwendeten LTE-Gitters. Da NLTE-Effekte in diesem Temperaturbereich nicht mehr zu vernachlässigen sind, wurden die Ergebnisse aus den LTE-Fits nicht weiter berücksichtigt.

Die Ergebnisse von PG 1017+431, PG 1543+629, PG 2317+046 und HS 0753+2234 konnten anhand der besprochenen Probleme nur abgeschätzt werden. In Tabelle 3.2 sind die erhaltenen Werte aufgelistet, wobei die angegebenen Effektivtemperaturen jeweils aus dem Fit der He II 4686Å und He I 4471Å bei konstant gehaltener Schwerebeschleunigung oder aus dem Fit der Balmerlinien bei konstant gehaltener Heliumhäufigkeit stammen. Auch hier wurden die Ergebnisse aus den LTE-Fits nicht berücksichtigt.

Tabelle 3.1: Erhaltene atmosphärische Parameter der subdwarf O-Sterne, deren Spektren gut mit den verwendeten NLTE-Modellatmosphären beschrieben werden können. Die angegebenen Werte sind mit folgenden Fehlern behaftet: $\Delta T_{\rm eff} = \pm 2.5\%$, $\Delta \log(g/\mathrm{cm\,s^{-2}}) = \pm 0.1$ und $\Delta \log\left(\frac{n_{\rm He}}{n_{\rm H}}\right) = \pm 0.2$.

Stern	$T_{\rm eff}$/K	$\log(g/\mathrm{cm\,s^{-2}})$	$\log\left(\frac{n_{\rm He}}{n_{\rm H}}\right)$
PG 1545 + 035	58 600	4.90	−0.7
HS 0426 + 0735	42 200	5.50	−2.3
HS 0709 + 4243	47 300	5.70	−3.0
HS 0800 + 3430	40 100	5.50	−3.0
HS 2047 + 0737	53 800	5.15	−4.0
HS 2308 + 0942	50 200	5.15	−2.1

Tabelle 3.2: Erhaltene atmosphärische Parameter der „Problem"-subdwarf O-Sterne. Die angegebenen Effektivtemperaturen stammen aus dem Fit der He II 4686Å und He I 4471Å oder aus dem der Balmerlinien. Die angegebenen Werte sind mit folgenden Fehlern behaftet: $\Delta T_{\text{eff}} = \pm 5\%$, $\Delta \log(g/\text{cm}\,\text{s}^{-2}) = \pm 0.1$ und $\Delta \log\left(\frac{n_{\text{He}}}{n_{\text{H}}}\right) = \pm 0.2$.

Stern	T_{eff}/K		$\log(g/\text{cm}\,\text{s}^{-2})$	$\log\left(\frac{n_{\text{He}}}{n_{\text{H}}}\right)$
	Helium	Balmer		
PG 1017 + 431	∼ 43 000	∼ 35 000	5.50	−2.8
PG 1543 + 629	∼ 58 000	∼ 38 000	5.60	−1.9
PG 2317 + 046	∼ 48 000	∼ 39 500	5.40	−2.6
HS 0753 + 2234	∼ 60 000	∼ 44 500	5.60	−1.8

3.3.3 Ergebnisse: sdB-Sterne

Die erhaltenen atmosphärischen Parameter der subdwarf B-Sterne sind in Tabelle 3.3 aufgelistet. Da die Ergebnisse der NLTE-Fits von PG 1343 – 102 deutlich außerhalb des verwendeten NLTE-Gitters lagen, wurden sie nicht weiter berücksichtigt.

Tabelle 3.3: Erhaltene atmosphärische Parameter der subdwarf B-Sterne. Die angegebenen Werte sind mit folgenden Fehlern behaftet: $\Delta T_{\text{eff}} = \pm 2.5\%$, $\Delta \log(g/\text{cm}\,\text{s}^{-2}) = \pm 0.1$ und $\Delta \log\left(\frac{n_{\text{He}}}{n_{\text{H}}}\right) = \pm 0.2$.

Stern	T_{eff}/K		$\log(g/\text{cm}\,\text{s}^{-2})$		$\log\left(\frac{n_{\text{He}}}{n_{\text{H}}}\right)$	
	LTE	NLTE	LTE	NLTE	LTE	NLTE
PG 1336 – 018	31 400	31500	5.65	5.60	−2.9	−3.0
PG 1343 – 102	28 200		5.35		−3.3	

3.3.4 Ergebnisse: sdOB-Sterne

In Tabelle 3.4 sind die erhaltenen atmosphärische Parameter der subdwarf OB-Sterne aufgelistet und in Abbildung 3.6 sind die erhaltenen Effektivtemperaturen und Schwerebeschleunigungen aus den LTE- und NLTE-Fits gegenübergestellt.

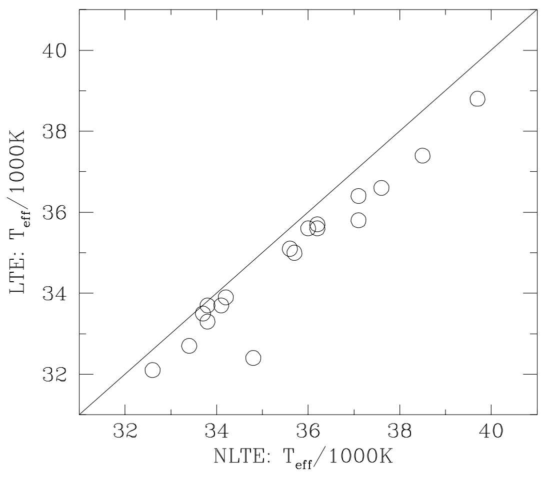
Es ist zu erkennen, daß bei Temperaturen über ∼36 000K ein systematischer Trend zu höheren Effektivtemperaturen im NLTE-Fit vorherrscht, der mit steigender Temperatur immer stärker wird. Dieses Verhalten läßt sich durch die Zunahme von NLTE-Effekten erklären und steht im Einklang mit den Ergebnissen von Napiwotzki (1997), der den Einfluß von NLTE-Effekten bei sdB- und sdOB-Sternen untersucht hat.

Aber auch unterhalb von ∼36 000K ist eine kleine aber doch wahrnehmbare systematische Abweichung zwischen den Ergebnissen aus den LTE- und NLTE-Fits vorhanden. Diese Unterschiede sind der Tatsache zuzusprechen, daß im Gegensatz zu den LTE-Modellatmosphären, die NLTE-Modelle ohne Metall-Lineblanketing berechnet wurden. Diese Differenzen sind aber im Vergleich zu den abgeschätzten Fehlern von $\Delta T_{\text{eff}} = \pm 2.5\%$ vernachlässigbar.

Bei den Schwerebeschleunigungen ist zu erkennen, daß die Werte aus den LTE-Fits einen sehr kleinen Trend zu höheren Werten zeigen. Innerhalb der abgeschätzten Fehlergrenzen von $\Delta \log(g/\text{cm}\,\text{s}^{-2}) = \pm 0.1$ stimmen aber die erhaltenen Werte überein.

Tabelle 3.4: Erhaltene atmosphärische Parameter der subdwarf OB-Sterne. Es sind jeweils die Ergebnisse aus den LTE- und NLTE-Fits gegenübergestellt. Die angegebenen Werte sind mit folgenden Fehlern behaftet: $\Delta T_{\rm eff} = \pm 2.5\%$, $\Delta \log(g/\mathrm{cm\,s^{-2}}) = \pm 0.1$ und $\Delta \log\left(\frac{n_{\rm He}}{n_{\rm H}}\right) = \pm 0.2$.

Stern	$T_{\rm eff}$/K		$\log(g/\mathrm{cm\,s^{-2}})$		$\log\left(\frac{n_{\rm He}}{n_{\rm H}}\right)$	
	LTE	NLTE	LTE	NLTE	LTE	NLTE
PG 1047 + 003	33 700	34 100	5.60	5.55	−1.7	−1.9
PG 1618 + 563	33 500	33 700	5.75	5.65	−1.5	−1.6
PG 1640 + 645	35 600	36 200	5.80	5.80	−1.3	−1.4
PG 1649 + 356	32 700	33 400	5.65	5.65	−1.2	−1.2
PG 1653 + 633	35 700	36 200	6.10	6.10	−1.4	−1.5
PG 1722 + 286	35 000	35 700	5.85	5.80	−1.6	−1.6
PG 2059 + 013	33 300	33 800	5.80	5.80	−1.3	−1.3
PG 2128 + 096	38 800	39 700	5.80	5.85	−0.8	−0.8
HS 0035 + 3034	36 400	37 100	5.80	5.75	−1.5	−1.6
HS 0048 + 0026	32 400	34 800	5.05	5.10	−0.8	−0.8
HS 0213 + 2329	32 100	32 600	5.50	5.45	−1.5	−1.5
HS 0546 + 8009	33 900	34 200	5.75	5.70	−2.0	−2.0
HS 0600 + 6602	35 600	36 000	6.30	6.20	−1.4	−1.4
HS 0815 + 4243	33 700	33 800	5.95	5.90	−2.0	−2.0
HS 1831 + 6432	35 100	35 600	5.75	5.70	−1.6	−1.6
HS 2229 + 0910	37 400	38 500	6.20	6.20	−1.8	−1.9
HS 2233 + 1418	35 800	37 100	5.60	5.60	−2.3	−2.4
HS 2333 + 3927	36 600	37 600	5.75	5.70	−2.0	−2.2



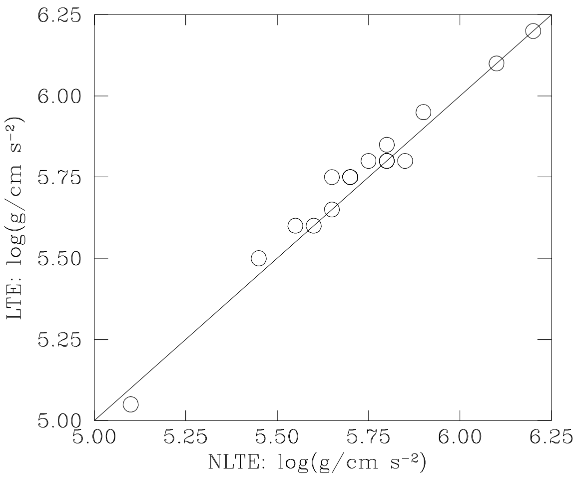


Abbildung 3.6: Vergleich der Effektivtemperaturen (links) und der Schwerebeschleunigungen (rechts) der sdOB-Sterne welche mit Hilfe der LTE- und NLTE-Modellatmosphären gewonnen wurden.

Kapitel 4

Vergleich mit anderen Analysen

4.1 Bisherige Spektralanalyseverfahren

In der neueren Literatur existieren jeweils zwei unterschiedliche Ansätze, um die atmosphärischen Parameter der EHB- oder sdO-Sterne zu bestimmen. Leider stehen die jeweiligen Ergebnisse nicht im Einklang miteinander. Da sechs Programmsterne bereits in diesen Arbeiten analysiert wurden, ist ein Vergleich der Ergebnisse mit den hier erhaltenen möglich. Zuvor sollen aber zunächst die Spektralanalyseverfahren der unterschiedlichen Gruppen bei den EHB- und sdO-Sternen und die Befunde der Diskrepanzen beschrieben werden.

4.1.1 EHB-Sterne

Bisher wurden bei den EHB-Sternen die atmosphärischen Parameter wie folgt bestimmt: Die eine Gruppe verwendete photometrische Daten und optische Spektren (4000Å...5000Å, ~2Å Auflösung) zur Analyse. Die Effektivtemperatur jedes Sterns wurde mit Hilfe des Kontinuumverlaufs im FUV oder Optischen ermittelt. Anschließend konnte die Schwerebeschleunigung bei konstant gehaltener Temperatur aus dem Linienprofil einer oder mehrerer Balmerlinien des neutralen Wasserstoffs (typischerweise H_γ) mit Hilfe von berechneten, vollständig Metall-line blanketed LTE Modellspektren durch visuellen Vergleich bestimmt werden. Zuletzt wurde dann noch die Heliumhäufigkeit mit Hilfe der Äquivalentbreite einer starken Heliumlinie (meist He I 4471Å) ermittelt. Diese Vorgehensweise wurde z.B. von Heber (1986) verwendet, der die Temperatur aus IUE (International Ultraviolet Explorer) UV Spektrophotometrie bestimmte, wie auch von Moehler, Heber & de Boer (1990, ab jetzt als MHdB bezeichnet) und Theissen et al. (1993), welche die Effektivtemperaturen mit Hilfe optischer Strömgrenphotometrie ermittelten.

Einen anderen Weg schlugen Saffer et al. (1994) ein. Sie verwendeten ausschließlich Spektren im optischen Wellenlängenbereich (3650Å...5200Å, ~6Å Auflösung) zur Analyse. Die atmosphärischen Parameter bestimmten sie mit Hilfe eines Fitprogramms, welches gleichzeitig alle beobachteten Balmer- und Heliumlinienprofile mit einem Gitter aus berechneten LTE Modellatmosphären ohne Metall-Lineblanketing verglich.

Eine direkte Vergleichsmöglichkeit zwischen den beiden unterschiedlichen Analyseverfahren ermöglichten 13 Sterne, welche sowohl von Saffer et al. als auch von MHdB untersucht wurden. Leider stehen die Ergebnisse der beiden unterschiedlichen Verfahrensweisen nicht in guter Übereinstimmung miteinander. Zwischen den erhaltenen Effektivtemperaturen und Schwerebeschleunigungen bestehen signifikante, systematische Unterschiede von $T_{\rm eff}^{\rm Saffer} - T_{\rm eff}^{\rm MHdB} \approx 2750$K und $\log(g/{\rm cm\,s^{-2}})_{\rm Saffer} - \log(g/{\rm cm\,s^{-2}})_{\rm MHdB} \approx 0.55$ dex.

Als vermutliche Ursachen für die Diskrepanzen können vier Ansatzpunkte verantwortlich gemacht werden:

1. Spektren mit unterschiedlicher Auflösung und unterschiedlicher Wellenlängenüberdeckung (weitestgehend auszuschließen),
2. unterschiedliche LTE Modelle (mit und ohne Metall-Lineblanketing),
3. unterschiedliche Fitmethoden und
4. Kalibration der Stömgrenfarben bei MHdB vielleicht fehlerhaft.

Bis heute ist noch nicht geklärt, welcher Punkt die unterschiedlichen Ergebnisse verursacht.

4.1.2 sdO-Sterne

Bei den heliumreichen sdO-Sternen wurden folgende Verfahrensweisen angewendet: Dreizler et al. (1990) bestimmten die atmosphärischen Parameter in drei Schritten: In Schritt 1 schätzten sie die Effektivtemperatur und Schwerebeschleunigung aus dem Ionisationsgleichgewicht von He I/He II Linien ab, deren Äquivalentbreiten sie aus optischen Spektren (4000Å...5000Å, ~2.5Å Auflösung) ermittelten. Im zweiten Schritt bestimmten sie die beiden Parameter genauer, indem sie visuell die Linienprofile der Heliumlinien mit teilweise blanketed (nur H und He) NLTE Modellspektren (Werner 1986) verglichen. Die Heliumhäufigkeit wurde dabei konstant auf $n(\mathrm{He})/n(\mathrm{H}) = 100$ gehalten. Im dritten Schritt wurde die Heliumhäufigkeit des Sterns durch Variation der Helium-Modellhäufigkeit und visuellen Vergleich der Modellspektren mit den Profilen der Brackett-Serie von He II, welche ja mit der Balmerserie des neuralen Wasserstoffs überlagert ist, bestimmt.

Thejll et al. (1994) verwendeten hingegen auch ein Fitprogramm, welches die Parameter mit Hilfe eines Gitters von teilweise blanketed (nur H und He) NLTE Modellatmosphären (Husfeld et al. 1989) aus optischen Spektren (3650Å...5200Å, ~6Å Auflösung) ermittelte.

Auch hier stimmen die Ergebnisse der beiden Gruppen nicht gut überein. Der Vergleich der erhaltenen Werte von fünf He-sdO's, welche von beiden Gruppen analysiert wurden, erbrachte bei der Analyse von Thejll et al. Effektivtemperaturen, die um 5 000...10 000K höher und Schwerebeschleunigungen, welche um 0.4...1.0 dex höher waren als bei der Analyse von Dreizler et al.

Hier gibt es drei Ansatzpunkte, die die unterschiedlichen Ergebnisse verursachen könnten:

1. Spektren mit unterschiedlicher Auflösung und unterschiedlicher Wellenlängenüberdeckung (weitestgehend auszuschließen),
2. unterschiedliche NLTE Modelle und
3. unterschiedliche Fitmethoden.

Auch hier ist die genaue Ursache für die Diskrepanz noch nicht gefunden.

4.2 Vergleich der Ergebnisse

Leider besteht kein Überlapp zwischen den subdwarf O-Sternen aus dieser Arbeit mit denen der bisherigen Analysen, so daß die Ergebnisse der verschiedenen Methoden von Dreizler et al. (1990) und Thejll et al. (1994) nicht verifiziert werden können.

Bei den EHB-Sternen gibt es aber sechs, die schon in den Arbeiten von Theissen et al. (1993) und Saffer et. al. (1994) analysiert wurden. Dies sind zwei sdB-Sterne: PG 1343 – 102 und Feige 36 (siehe Kapitel 6), drei sdOB-Sterne: PG 1722+286, PG 2059+013 und PG 2128+096 und ein sdO-Stern: PG 2317+046, der bei Saffer et al. als heißer sdB-Stern klassifiziert wurde (siehe Probleme bei der Klassifikation, Kapitel 2.2.3). Da Theissen et al. auch die gleiche Analysemethode wie Moehler, Heber & de Boer (1990) verwendeten, deren Ergebnisse ja ziemliche systematische Unterschiede zu denen von Saffer et al. zeigen, ist ein Vergleich der erhaltenen Werte der „konkurrierenden" Gruppen mit denen aus dieser Arbeit möglich. Leider gibt es nur einen Stern (PG 2059+013), der in beiden Analysen untersucht worden ist; die anderen sind entweder nur von Theissen et al. (PG 1722+286) oder nur von Saffer et al. (PG 1343–102, PG 2128+096, PG 2317+046 und Feige 36) untersucht worden.

In Tabelle 4.1 sind die erhaltenen Ergebnisse der sechs Programmsterne und die Werte von Theissen et al. und Saffer et al. aufgelistet und in Abbildung 4.1 graphisch miteinander verglichen.

Tabelle 4.1: Vergleich der erhaltenen atmosphärischen Parameter von sechs Programmsternen mit den Werten aus anderen Arbeiten.

Stern		hier	Theissen et al. (1993)	Saffer et al. (1994)
PG 1343–102	$T_{\mathrm{eff}}/\mathrm{K}$	28 200 ± 700		28 900 ± 1 000
	$\log(g/\mathrm{cm\,s^{-2}})$	5.35 ± 0.10		5.65 ± 0.15
	$\log\left(\frac{n_{\mathrm{He}}}{n_{\mathrm{H}}}\right)$	−3.3 ± 0.2		−3.0 ± 0.1
PG 1722+286	$T_{\mathrm{eff}}/\mathrm{K}$	35 500 ± 900	31 700 ± 1 700	
	$\log(g/\mathrm{cm\,s^{-2}})$	5.80 ± 0.10	5.40 ± 0.20	
	$\log\left(\frac{n_{\mathrm{He}}}{n_{\mathrm{H}}}\right)$	−1.6 ± 0.2	−1.7 ± 0.2	
PG 2059+013	$T_{\mathrm{eff}}/\mathrm{K}$	33 500 ± 800	26 300 ± 1 200	32 400 ± 1 000
	$\log(g/\mathrm{cm\,s^{-2}})$	5.85 ± 0.10	5.05 ± 0.20	5.80 ± 0.15
	$\log\left(\frac{n_{\mathrm{He}}}{n_{\mathrm{H}}}\right)$	−1.3 ± 0.2	−1.5 ± 0.2	−1.7 ± 0.1
PG 2128+096	$T_{\mathrm{eff}}/\mathrm{K}$	39 500 ± 1 000		39 400 ± 1 000
	$\log(g/\mathrm{cm\,s^{-2}})$	5.80 ± 0.10		5.87 ± 0.15
	$\log\left(\frac{n_{\mathrm{He}}}{n_{\mathrm{H}}}\right)$	−0.8 ± 0.2		−0.8 ± 0.1
PG 2317+046	$T_{\mathrm{eff}}/\mathrm{K}$	∼48 000		37 900 ± 1 000
	$\log(g/\mathrm{cm\,s^{-2}})$	5.40 ± 0.10		5.81 ± 0.15
	$\log\left(\frac{n_{\mathrm{He}}}{n_{\mathrm{H}}}\right)$	−2.6 ± 0.2		∼ −2.7
Feige 36	$T_{\mathrm{eff}}/\mathrm{K}$	29 000 ± 700		29 600 ± 1 000
	$\log(g/\mathrm{cm\,s^{-2}})$	5.80 ± 0.10		5.82 ± 0.15
	$\log\left(\frac{n_{\mathrm{He}}}{n_{\mathrm{H}}}\right)$	−2.0 ± 0.2		−1.9 ± 0.1

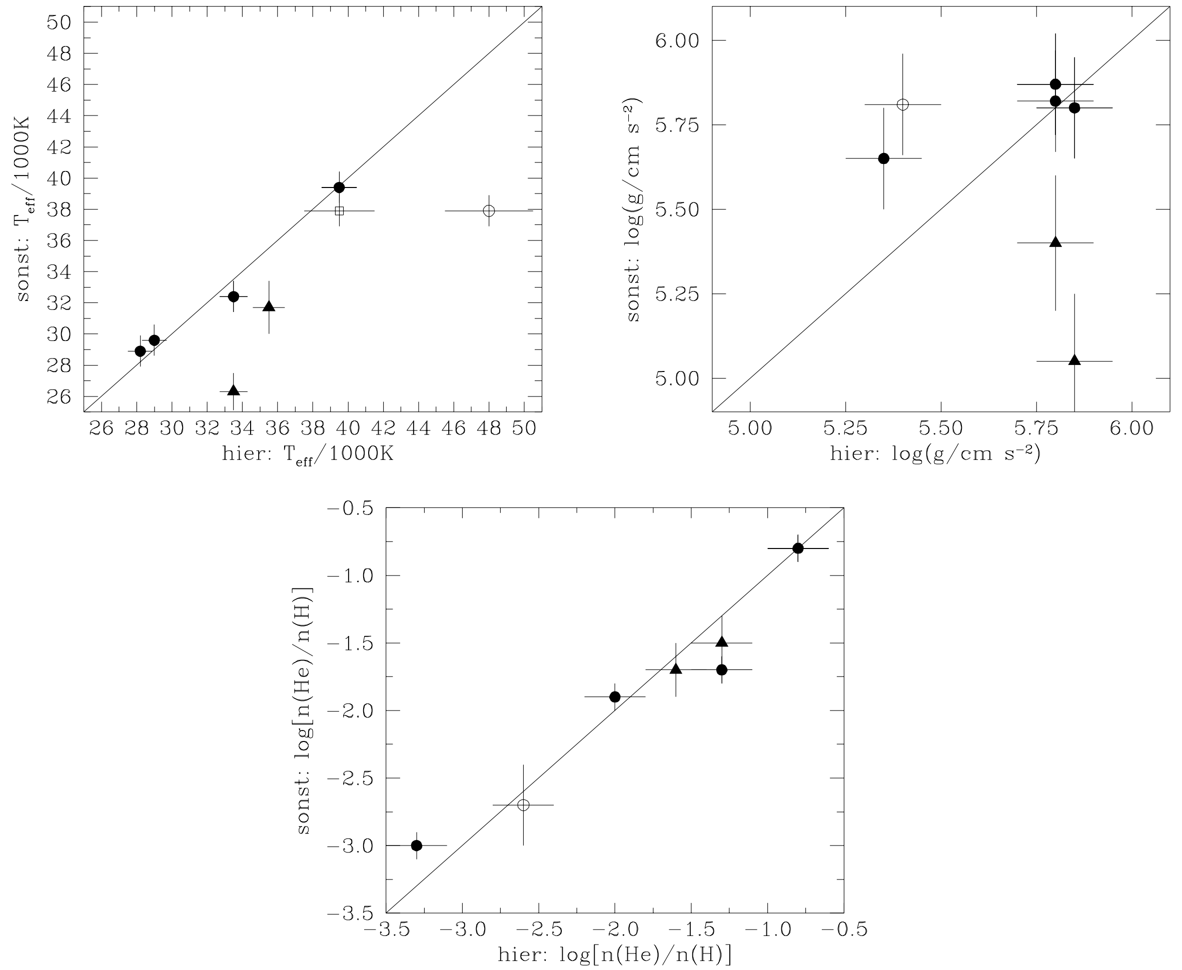


Abbildung 4.1: Vergleich der Effektivtemperaturen (links oben), der Schwerebeschleunigungen (rechts oben) und der Heliumhäufigkeiten (unten) von sechs Programmsternen mit den Werten von Theissen et al. (1993) (Dreiecke) und Saffer et al. (1994) (Kreise). Zur Erklärung der offenen Symbole: siehe Text

Wie leicht zu erkennen ist, korrespondieren die Werte von Saffer et al. meist sehr gut mit denen aus dieser Arbeit. Nur beim Stern PG 2317+046 (offene Kreise) gehen die erhaltenen Werte (speziell bei der Effektivtemperatur) sehr stark auseinander. Dies liegt darin begründet, daß PG 2317+046 (wie berichtet) Schwierigkeiten bei der Bestimmung der Sternparameter bereitete. Er ist einer der Sterne, der neben den Balmerlinien nur die He II 4686Å Linie zeigt und nicht zufriedenstellend gefittet werden konnte. Anscheinend bereitete er aber auch Saffer et al. Schwierigkeiten bei der Analyse, denn bei der Auflistung der Parameter, gaben sie bei der erhaltenen Heliumhäufigkeit von PG 2317+046 als Bemerkung an, daß der Wert unsicher sei. Scheinbar konnten sie auch keinen Fit finden, der neben den Balmerlinienprofile auch die He II 4686Å und die Abwesenheit der He I 4471Å Linie gut wiedergeben konnte.

Der angegebene Werte für die Effektivtemperatur von PG 2317+046 aus dieser Arbeit stammt aus dem Fit der He II 4686Å und He I 4471Å bei festgehaltener Schwerebeschleunigung. Da eine Temperaturbestimmung aus dem He I/II Ionisationsgleichgewicht viel genauer möglich ist als aus den Balmerlinienprofilen, wurde dieser Wert bevorzugt. Vergleicht man hingegen den Wert von Saffer et al. mit dem Ergebnis, welches aus den Balmerlinien bestimmt wurde

($T_{\rm eff}^{\rm Balmer} \approx 39\,500$K), dann ist die Übereinstimmung wieder ziemlich gut. (siehe Abbildung 4.1, Vergleich der Effektivtemperaturen: offenes Quadrat).

Vergleicht man hingegen die Werte von Theissen et al. mit denen aus dieser Arbeit, so kann man ziemlich große Unterschiede feststellen. Bei der Effektivtemperatur besteht ein Unterschied von ca. 4 000K bei PG 1722+286 und sogar ca. 7 000K bei PG 2059+013. Die Schwerebeschleunigungen unterscheiden sich um 0.4 dex bei PG 1722+286 und um 0.8 dex bei PG 2059+013. Nur die Heliumhäufigkeiten stimmen sehr gut überein.

Das Ergebnis spricht somit ziemlich eindeutig gegen die verwendete Methode von Theissen et al., und damit auch gegen die von Moehler, Heber & de Boer welche die gleiche Methode zur Bestimmung der atmosphärischen Parameter von EHB-Sternen verwendeten.

Die möglichen Ursachen für die Diskrepanzen, sind dieselben wie die bisher diskutierten:

1. Spektren mit unterschiedlicher Auflösung und unterschiedlicher Wellenlängenüberdeckung

Eindeutig auszuschließen, da die verwendeten Spektren von PG 1722+286 und PG 2059+013 aus dieser Arbeit dieselben sind, welche auch schon von Theissen et al. untersucht wurden.

2. unterschiedliche LTE Modelle

Auch auszuschließen, da bei Theissen et al. und hier jeweils LTE Modelle mit vollständigem Metall-Lineblanketing verwendet wurden.

3. unterschiedliche Fitmethoden

Weitestgehend auszuschließen, da kein eindeutiger Fehler bei der Vorgehensweise von Theissen et al. zu entdecken ist.

4. Kalibration der Strömgrenfarben vielleicht fehlerhaft

Dieser Punkt ist der Einzige, der als mögliche Ursache übrig bleibt.

Zur Bestimmung der Effektivtemperatur verwendeten Theissen et al. die Kalibration von Lester et al. (1986) für Hauptreihensterne, mit der Annahme, daß diese Kalibration auf sdB-Sterne übertragbar sei. Nach den obigen Ergebnissen scheint aber diese Annahme nicht gerechtfertigt zu sein.

Eine fehlerhafte Kalibration der Strömgrenfarben wurde auch schon von Saffer et al. (1994) zur Erklärung der unterschiedlichen Ergebnisse zu MHdB favorisiert, welche auch optische Strömgrenphotometrie und die Kalibration von Lester et al. (1986) zur Bestimmung der Effektivtemperatur benutzten.

Kapitel 5

Entwicklungszustand

Im folgenden wird der Entwicklungszustand der Programmsterne anhand des (physikalischen) Hertzsprung-Russell-Diagramms diskutiert.

Die erhaltenen Effektivtemperaturen und Schwerebeschleunigungen aller untersuchten sdB-, sdOB- und sdO-Sterne sind in einem $(T_{\rm eff} - \log(g))$ – Diagramm in Abbildung 5.1 dargestellt. Je nach Spektraltyp und Heliumhäufigkeit wurden verschiedene Symbole zur Darstellung verwendet. Zusätzlich ist der sogenannte „erweiterte Alter-Null-Horizontalast“ (engl. zero-age extended horizontal branch, ZAEHB, Caloi 1972), die Hauptreihe der Heliumsterne (engl. helium-main sequence, HeMS, Paczyński 1971) und sechs theoretische post-EHB Entwicklungswege nach Dorman et al. (1993) abgebildet. Außerdem ist das Ende des Heliumkernbrennens bei EHB-Sternen (Dorman et al. 1993) eingezeichnet.

Wie zu sehen ist, besitzen die sdOB-Sterne im Vergleich zu den sdB-Sternen eine höhere Heliumhäufigkeit. Hinsichtlich der Lage im $(T_{\rm eff} - \log(g))$ – Diagramm und der damit verbundenen Entwicklungsgeschichte ist aber kein Zusammenhang mit der Heliumhäufigkeit feststellbar. Weiterhin ist zu erkennen, daß ein sdB-Stern (Feige 36) ziemlich genau auf dem ZAEHB liegt, während die meisten anderen sdB- und sdOB-Sterne nahe den Entwicklungswegen von post-EHB-Sternen (Dorman et al. 1993) liegen, sich also vom ZAEHB fortentwickelt haben. Drei sdOB-Sterne liegen innerhalb der Fehlergrenzen auf oder unterhalb der Helium-Hauptreihe. Falls sich diese Objekte auch wie post-EHB-Sterne entwickelt haben, müssen sie eine sehr massearme ($M < 10^{-4} M_\odot$) wasserstoffreiche Hülle besitzen. Die überwiegende Mehrzahl der sdB- und sdOB-Sterne befinden sich außerdem (innerhalb der Fehlergrenzen) auf oder oberhalb der Grenze des Erlöschens des zentralen Heliumbrennens. Die These, daß sich die sdOB-Sterne noch in der Phase des Heliumkernbrennens befinden kann somit nicht vollständig unterstützt werden. Das sich fast die Hälfte ($\sim 44\%$) der untersuchten subdwarf OB-Sterne vermutlich schon in der Phase des Heliumschalenbrennens befinden, kann entweder an einem Auswahleffekt der untersuchten Sterne liegen, oder die sdOB-Sterne stellen die logische Folge der Entwicklung von subdwarf B-Sternen dar. Zur Unterstützung dieser These sind aber weitere Untersuchungen eines statistisch vollständigen Sample von subdwarf OB- und subdwarf B-Sternen nötig.

Die untersuchten heliumarmen sdO-Sterne befinden sich hingegen alle schon im Entwicklungsstadium des Helium-Schalenbrennens. Durch ihre Lage im Diagramm kann man sie zu der Gruppe der „kompakten“ sdO-Sterne zuweisen, welche nahe dem blauen Ende des EHB's liegen. Das die kompakten sdO-Sterne möglicherweise die entwicklungsgeschichtlichen Nachfolger der EHB-Sterne sind (Dreizler et al. 1990, Thejll 1996), bestätigt die Lage der analysierten sdO's welche sehr nahe an den theoretischen Entwicklungswegen von post-EHB-Sternen liegen.

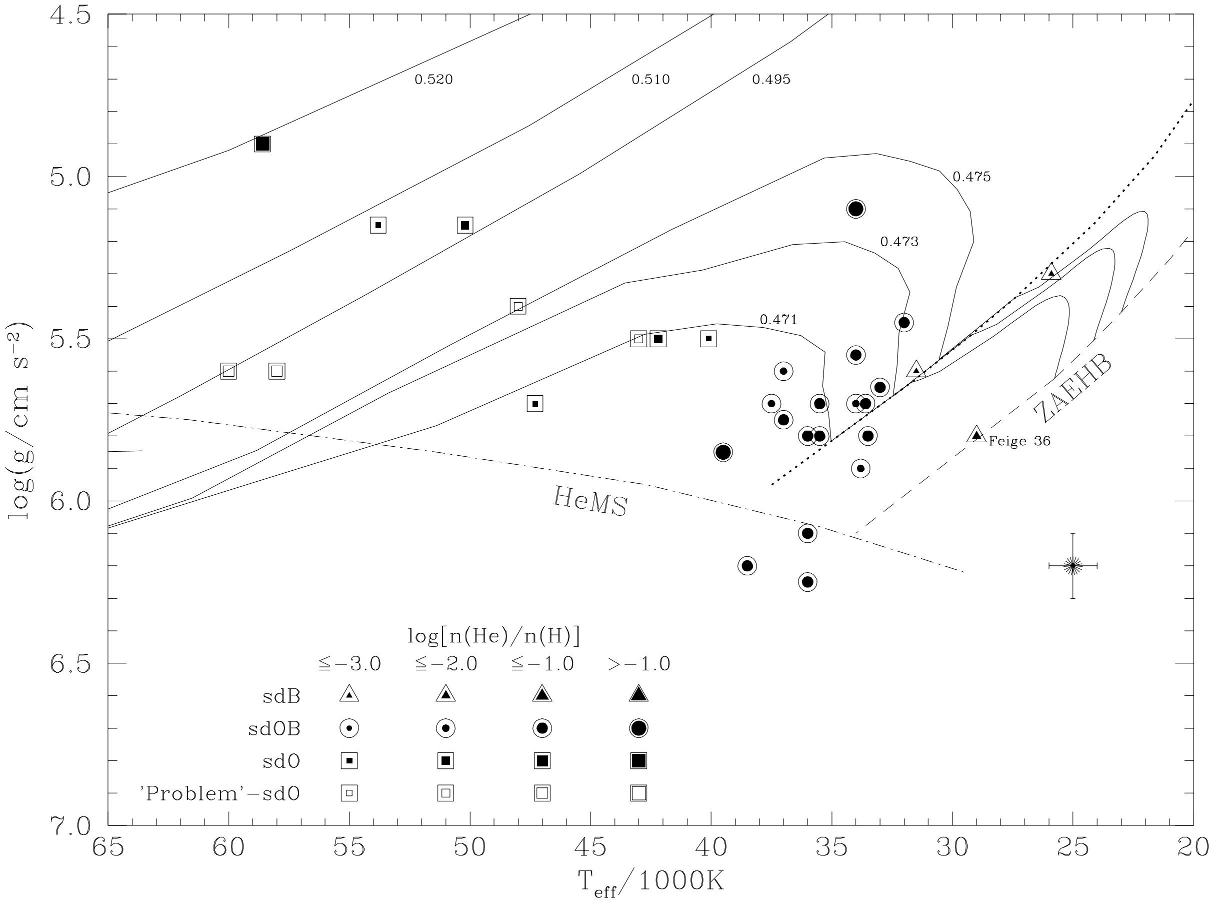


Abbildung 5.1: Position der analysierten sdB's (Dreiecke), sdO's (Quadrate) und sdOB's (Kreise) im ($T_{\rm eff} - \log(g)$) – Diagramm. Die Heliumhäufigkeit wird jeweils durch verschieden Sybole dargestellt. Zusätzlich sind sechs theoretische post-EHB Entwicklungswege nach Dorman et al. (1993) (duchgezogene Linien), für unterschiedliche stellare Kernmassen (jeweils angegeben in $M_\odot$), der ZAEHB (Caloi 1972, gestrichelte Kurve) und die HeMS (Paczyński 1971, Strich-Punkt-Linie) angegeben. Weiterhin ist das Ende des Heliumkernbrennens bei EHB-Sternen (Dorman et al 1993, gepunktete Linie) eingezeichnet.

Kapitel 6

Feige 36

Vor Kurzem wurde beim sdB-Stern *Feige 36* eine periodische Radialgeschwindigkeitsvariation entdeckt. Aus der Untersuchung von Spektren niedriger spektraler Auflösung (~ 5Å) im optischen Wellenlängenbereich, konnte eine Amplitude von $K = 134.6$ km/s und eine Periode von 8.503 Stunden bestimmt werden (Saffer & Reid, priv. Mitt.). Der Begleiter kann im Spektrum nicht nachgewiesen werden.

Feige 36 stellt somit ein seltenes, enges Doppelsternsystem aus einem heißen sdB-Stern und einem, im Spektrum unsichtbaren, kühlen Begleiter dar, sehr ähnlich dem der Prototypen HW Vir oder AA Dor.

Anhand von zwei hochaufgelösten Spektren konnte die chemische Zusammensetzung von Feige 36 untersucht werden. Der Verlauf der Analyse und die daraus erhaltenen Ergebnisse werden im folgenden dargelegt.

6.1 Datenmaterial

Zur Analyse standen insgesammt 3 Spektren zur Verfügung:

1. Ein Spektrum mit niedriger spektraler Auflösung (engl. low resolution, oder kurz: low-res), welches am Kitt Peak National Observatory (KPNO) von R. Saffer gewonnen wurde (siehe Abbildung 6.1).

2. Zwei hochaufgelöste (engl. high resolution, oder kurz: hi-res) Echelle Spektren, welche mit Hilfe des HIRES Spektrographs am Keck I Teleskop auf Hawaii von N. Reid gewonnen wurden (siehe Anhang B).

Die Daten der Spektren sind in Tabelle 6.1 aufgelistet.

Tabelle 6.1: Daten der zur Verfügung stehenden Spektren von Feige 36

Beob. Ort und Zeit	Instrument	Auflösung in Å	Spektralbereich in Å	Bemerkung
KPNO 91	2.3m B&C	6.0	3650 – 5200	
Keck I 96	10m HIRES	0.25	4280 – 6710	2 Spektren

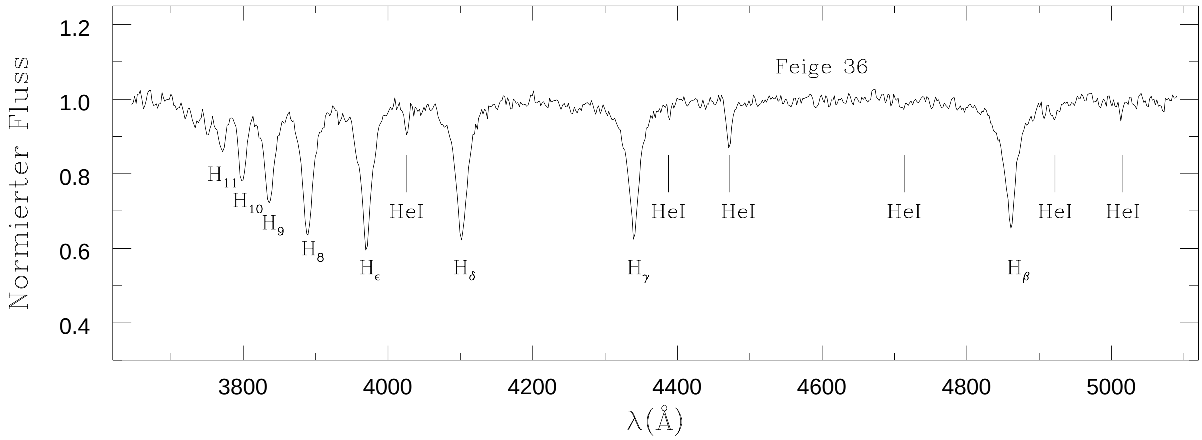


Abbildung 6.1: Low-resolution Spektrum von Feige 36.

6.2 Atmosphärische Parameter

Die Effektivtemperatur, Schwerebeschleunigung und Heliumhäufigkeit wurden (wie in Kapitel 3 beschrieben) mit Hilfe von vollständig line-blanketed LTE-Modelle sowie auch mit Hilfe von teilweise blanketed NLTE-Modellen (Napiwotzki 1997) aus den beobachteten Balmer- und He I-Linien bestimmt. In Tabelle 6.2 sind die erhaltenen Werte aufgelistet.

Tabelle 6.2: Erhaltene atmosphärische Parameter aus den einzelnen Spektren von Feige 36. Es sind jeweils die Ergebnisse aus den LTE- und NLTE-Fits gegenübergestellt. Die angegebenen Werte sind mit folgenden Fehlern behaftet: $\Delta T_{\mathrm{eff}} = \pm 2.5\%$, $\Delta \log(g/\mathrm{cm\,s^{-2}}) = \pm 0.1$ und $\Delta \log\left(\frac{n_{\mathrm{He}}}{n_{\mathrm{H}}}\right) = \pm 0.2$.

Spektrum	T_{eff}/K		$\log(g/\mathrm{cm\,s^{-2}})$		$\log\left(\frac{n_{\mathrm{He}}}{n_{\mathrm{H}}}\right)$	
	LTE	NLTE	LTE	NLTE	LTE	NLTE
low-res	28 700	29 200	5.80	5.80	−2.1	−2.2
hi-res (a)	29 200	29 900	6.00	5.95	−2.0	−2.0
hi-res (b)	28 900	30 000	5.80	5.85	−2.0	−2.0
zusammen	29 000		5.80		−2.0	

6.3 Chemische Zusammensetzung

6.3.1 Linienidentifikation und Radialgeschwindigkeitsbestimmung

Anhand der beiden hi-res Spektren konnten die Häufigkeiten aller vorkommenden Metalle bestimmt werden. Hierzu mußten zuerst alle Absorptionslinien identifiziert, d.h. Elementen zugeordnet werden. Um die Metallinien identifizieren zu können, mußten die Spektren zuerst *dopplerkorrigiert*[1] werden. Hierzu wurden zuerst die Zentralwellenlängen der drei vorkommen-

[1] Aufgrund der Bewegung des Beobachters und des beobachteten Sterns relativ zueinander, hervorgerufen durch die Erdrotation, die Bewegung der Erde um die Sonne und der Eigenbewegung des Sterns relativ zur Sonne, ist das Spektrum jedes Sterns, aufgrund des Dopplereffekts wellenlängenverschoben. Diese Verschiebung um $\Delta\lambda$ läßt sich einfach berechnen: $\Delta\lambda = \frac{v_r}{c}\lambda_{\mathrm{Labor}}$. Wobei v_r der Betrag der radialen Komponente der relativen Bewegung

den Balmerlinien bestimmt. Aus der Differenz der gemessenen Wellenlänge und der bekannten Laborwellenlänge konnte die jeweilige Dopplerverschiebung bestimmt werden. Danach wurden die Spektren auf Laborwellenlänge „verschoben“.

Anschließend wurden die Wellenlängen der stärksten vorkommenden Metallabsorptionslinien identifiziert. Dies geschah mit Hilfe einer Zusammenstellung von gemessenen Spektrallinien (*Moore Tables*[2] 1959).

Die Zuweisung der einzelnen Metallabsorptionslinien gestaltete sich nicht einfach, da durch die breiten Balmerlinien die Dopplerverschiebung nicht sehr genau bestimmt werden konnte. Nachdem aber z.B. die relativ starken Linien des Si III-Tripletts bei 4552.62Å, 4567.82Å und 4574.76Å identifiziert waren, konnte die Dopplerverschiebung genauer bestimmt werden. Danach wurden die Spektren wieder genauer an die Laborwellenängen angepaßt, u.s.w.

Nachdem alle leicht erkennbaren Absorptionslinien zugeordnet waren, konnte die Radialgeschwindigkeit exakt für jedes Spektrum bestimmt werden. Hierzu wurden für alle zugeordneten Metallinien die beobachtete Zentralwellenlänge λ_{beob} mit Hilfe eines Gaußprofils bestimmt, welches mit Hilfe des Programmpaketes MIDAS an jede Linie gefittet wurde.

Die Radialgeschwindigkeit v_r läßt sich dann einfach durch Umstellung der Dopplerformel berechnen:

$$v_r = \frac{\Delta\lambda}{\lambda_{\mathrm{Labor}}} c = \left(1 - \frac{\lambda_{\mathrm{beob}}}{\lambda_{\mathrm{Labor}}}\right) c$$

In Abbildung 6.2 ist die Radialgeschwindigkeit jeder vermessenenen Metallinie der beiden hi-res Spektren von Feige 36, in Abhängigkeit von der jeweiligen Wellenlänge, dargestellt. Es ist leicht zu erkennen, daß es in jedem Spektrum „Ausreißer“ gibt, die weit weg vom Mittelwert liegen. Dies kann einerseits daran liegen, daß die Linie nur sehr schwach zu erkennen ist, oder es sich hierbei um einen *Blend*[3] handelt.

Aus allen Radialgeschwindigkeiten der einzelnen Metallinien wurden für beide Spektren von Feige 36 folgende Mittelwerte erhalten:

$$\begin{aligned} v_r^{\mathrm{Feige36_a}} &= (-96.26 \pm 5.00)\ \mathrm{km/s} \\ v_r^{\mathrm{Feige36_b}} &= (+10.96 \pm 2.50)\ \mathrm{km/s} \end{aligned}$$

Im Anhang B sind die dopplerkorrigierten Keck-Spektren von Feige 36 und des ebenfalls am Keck I gewonnenen Flußstandardsterns BD + 33° 2641 (post-AGB Stern) zusammen mit den Positionen aller identifizierten Absorptionslinien abgebildet. Da das Spektrum von BD + 33° 2641 mit sehr hohem Signal zu Rauschverhältnis gewonnen werden konnte und fast die gleichen Metallinien wie Feige 36 zeigt, diente er als Referenzstern für die Linienidentifikation.

---

zueinander, λ_{Labor} die Laborwellenlänge und c die Vakuumlichtgeschwindigkeit ist.

[2] Die Moore Tables beinhaltet eine Liste aller bekannten Spektrallinien aller Elemente, welche nach Ionisationsstufen und Multipletts der Elemente, oder nach Wellenlängen, sortiert vorliegen.

[3] Als Blend bezeichnet man eine Überlagerung von verschiedenen Linien verschiedener (oder gleichen) Elemente(s).

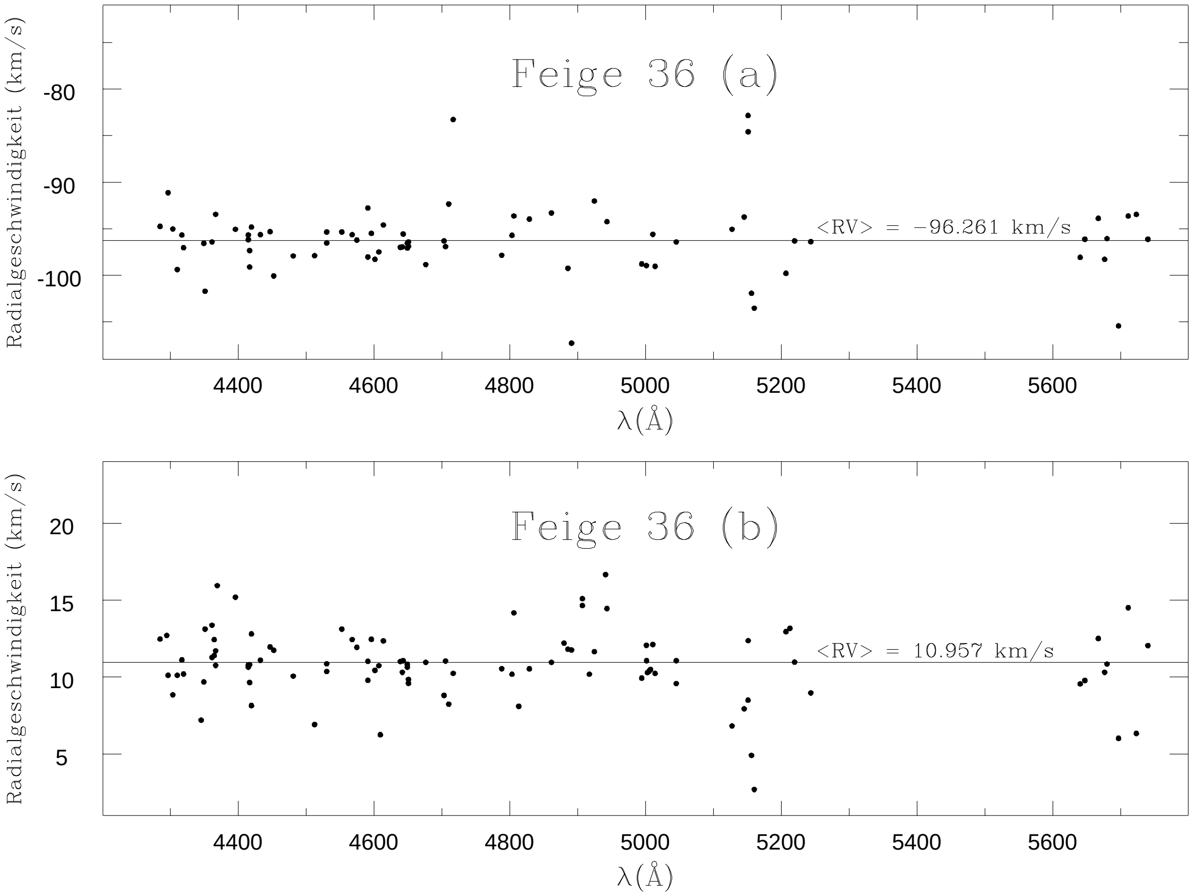


Abbildung 6.2: Radialgeschwindigkeitsbestimmung der beiden Spektren von Feige 36.

6.3.2 Isotopieverschiebung

Nach der Dopplerkorrektur der beiden hi-res Spektren von Feige 36 fiel auf, daß die He I 4921Å und 6678Å Linien noch eine Wellenlängenverschiebung zum Roten hin besaßen, wohingegen sich die He I 4471Å und 4713Å Linien genau auf der Laborwellenlänge befanden. Beim Spektrum, des ebenfalls am Keck I gewonnenen Flußstandardsterns BD+33° 2641, stimmten hingegen alle He I Linienpositionen mit den Laborwellenlängen überein.

Dieses Phänomen könnte durch eine Isotopieverschiebung erklärt werden, d.h. das Isotopenverhältnis von ^{3}He/^{4}He müßte gegenüber dem solaren Wert ($[^3\mathrm{He}/^4\mathrm{He}]_\odot = 10^{-4}$), deutlich Zugunsten von ^{3}He verschoben sein. Labormessungen von Fred et al. (1951) zeigen, daß die 6678Å und 4921Å Linien die größte Isotopieverschiebung aller He I Linien über den beobachteten Wellenlängenbereich besitzen, wohingegen für die 4471Å und 4713Å Linien im Labor nur eine sehr kleine Isotopieverschiebung gemessen werden konnte. Genau dieses Bild ist hier anzutreffen (siehe Abbildung 6.3). Dies könnte bedeuten, daß in der Photosphäre von Feige 36 ^{3}He stark angereichert ist. Im Gegensatz dazu zeigt aber die He I 5015Å Linie keine Verschiebung, obwohl die Labormessung eine vorhersagt (siehe Abbildung 6.4).

Eine weitere Kontrollmöglichkeit zur Stützung der Isotopieverschiebungshypothese, wäre die

Vermessung der He I 5875Å Linie, welche nach der Labormessung fast keine Verschiebung aufweisen dürfte. Leider befindet sich diese Linie bei Feige 36 genau in einer Lücke zwischen zwei Echelleordnungen und kann somit nicht vermessen werden. Zur zweifelsfreien Klärung ist somit eine Kontrollbeobachtung (zumindest der He I 5875Å Linie) unbedingt notwendig.

Falls nun diese Linienverschiebungen durch eine ^{3}He Isotopieaomalie hervorgerufen wird, wäre Feige 36 erst der zweite sdB-Stern (neben SB 290, Heber 1991) und der fünfte HB-Stern (Heber 1991), der eine ^{3}He Anreicherung in der Atmosphäre zeigt.

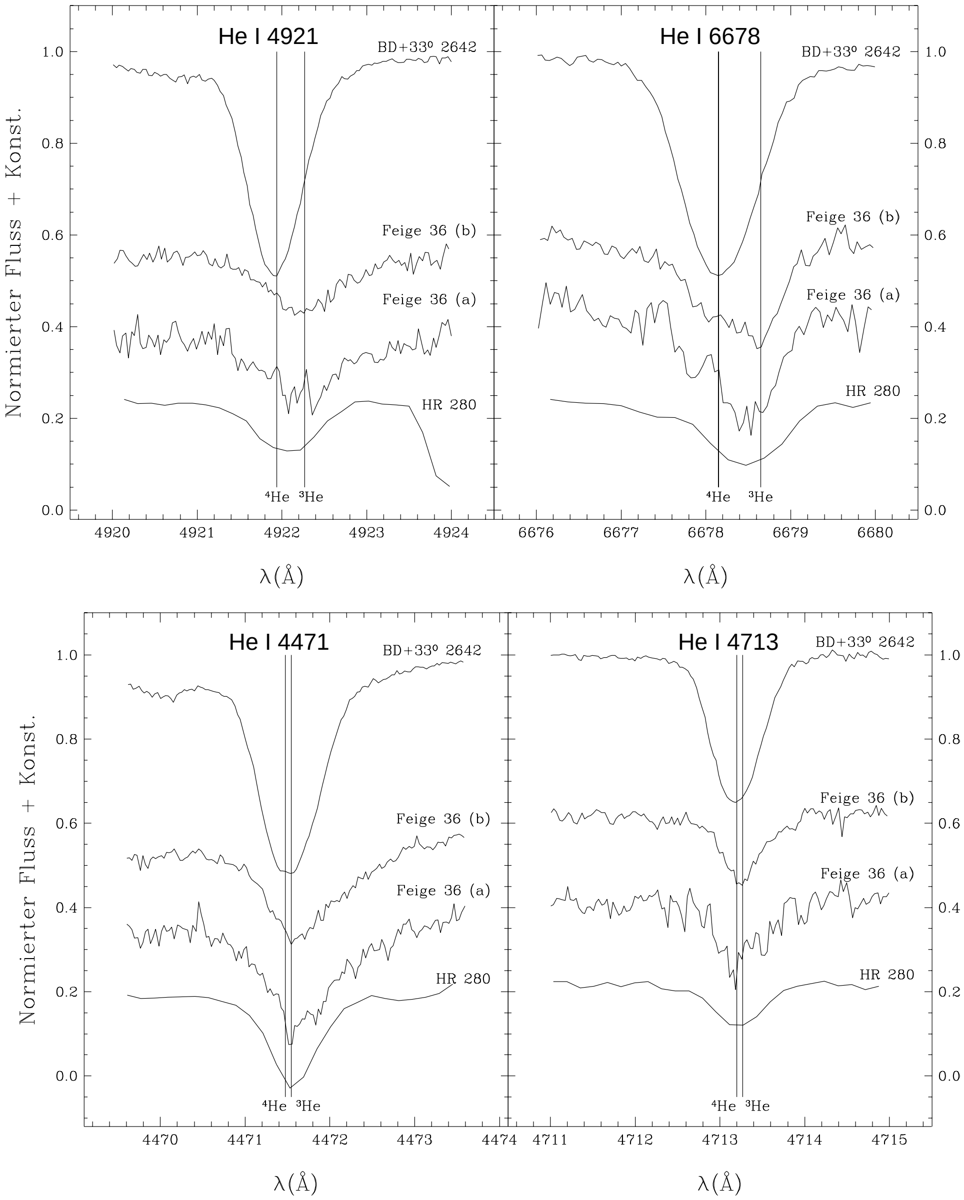


Abbildung 6.3: Beobachtete Linienprofile von 4921Å (links oben), 6678Å (rechts oben) 4471Å (links unten) und 4713Å (rechts unten) in beiden Keck Spektren von Feige 36 im Vergleich zu den Spektren des (ebenfalls am Keck gewonnenen) post-AGB Sterns BD+33° 2641 und des (am ESO-CASPEC gewonnenen) ^{3}He Sterns HR 280. Die Labor-Linienpositionen für die ^{3}He und ^{4}He Isotope sind angegeben.

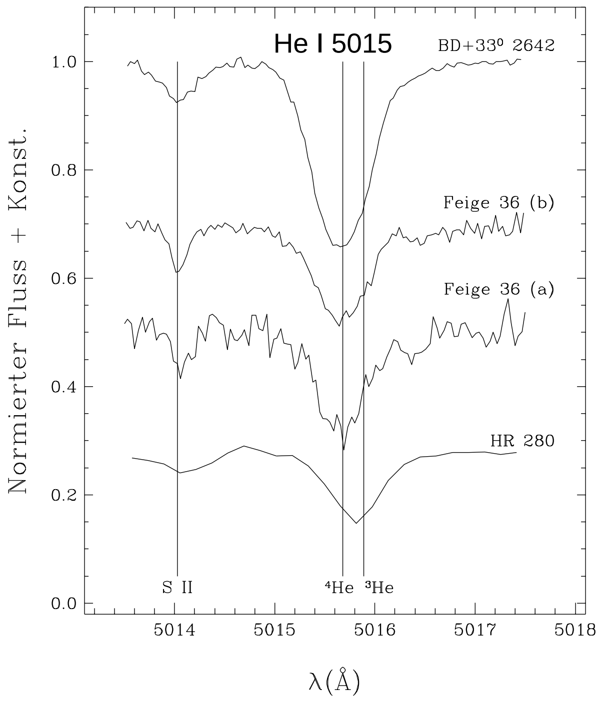


Abbildung 6.4: Beobachtetes Linienprofil von 5015Å in beiden Keck Spektren von Feige 36 im Vergleich zu den Spektren des (ebenfalls am Keck gewonnenen) post-AGB Sterns BD+33° 2641 und des (am ESO-CASPEC gewonnenen) ^{3}He Sterns HR 280. Die Labor-Linienpositionen für die ^{3}He und ^{4}He Isotope sind angegeben.

6.3.3 Messung der Äquivalentbreiten

Nachdem alle Metallinien eindeutig zugeordet waren, wurden ihre Äquivalentbreiten vermessen. Dies geschah mit Hilfe des Programmpaketes MIDAS. Hierzu wurde aber nur das zweite hi-res Spektrum von Feige 36 (Feige 36 b) verwendet, weil dieses ein höheres Signal zu Rauschverhältnis besitzt als das erste (Feige 36 a).

Da die Vermessung der Äquivalentbreite einer Linie ein sehr subjektiver Vorgang ist, wurden alle vorkommenden Linien dreimal an verschiedenen Tagen vermessen, um die Meßfehler einzuschränken. Die daraus erhaltenen, gemittelten Äquivalentbreiten sind in Anhang C aufgelistet.

6.3.4 Häufigkeitsanalyse

In den hi-res Spektren von Feige 36 konnten C III, N II, O II, Al III, Si III, S II, S III, Ar II und Fe III Linien verschiedener Multipletts und von Mg II ein Blend aus zwei Linien eines Doubletts identifiziert werden.

Durch die gemessenen Äquivalentbreiten aller Linien, konnten die Häufigkeiten der vorkommenden Metalle mit Hilfe von *Wachstumskurven*[4], welche aus line blanketed LTE Modellatmosphären-Rechnungen stammen, berechnet werden. Aus den N II und O II Linien wurde desweiteren eine Mikroturbulenz-Geschwindigkeit von $v_{\rm mic} < 5$ km/s abgeschätzt. In Anhang C sind

[4] Eine Wachstumskurve ist die Funktion der Äquivalentbreite einer Spektrallinie in Abhängigkeit von der Häufigkeit des für die Linie verantwortlichen Elements.

die somit bestimmten photosphärischen Häufigkeiten aller vermessenen Metallinien für $v_{\rm mic} = 0$ km/s aufgelistet. Die Referenzen für die gf-Werte der einzelnen Ionen sind zusätzlich angegeben. Eine Zusammenfassung und Vergleich mit den solaren Werten ist in Tabelle 6.4 wiedergegeben.

Tabelle 6.4: Photosphärische Metallhäufigkeit von Feige 36. Angegeben ist die logarithmische Häufigkeit $\log(\epsilon)$ (bezogen auf $\log[\epsilon(\mathrm{H})] = 12$). n bezeichnet die Anzahl der gemessenen Linien.

Ion	n	$\log(\epsilon)$	$\log(\epsilon_\odot)$	$\log(\epsilon/\epsilon_\odot)$
C	3	7.2 ± 0.2	8.58	-1.4 ± 0.2
N	31	7.7 ± 0.1	8.05	-0.4 ± 0.1
O	35	7.9 ± 0.2	8.93	-1.0 ± 0.2
Mg	1	~ 6.6	7.58	~ -1.0
Al	5	5.8 ± 0.1	6.47	-0.7 ± 0.1
Si	7	6.9 ± 0.2	7.55	-0.7 ± 0.2
S	14	7.5 ± 0.5	7.21	$+0.3 \pm 0.5$
Ar	11	7.1 ± 0.1	6.56	$+0.5 \pm 0.1$
Fe	6	$7.8 \pm 0.3^*$	7.48	$+0.3 \pm 0.3^*$
	8	$7.2 \pm 0.3^\dagger$	7.48	$-0.3 \pm 0.3^\dagger$

*: nur Multiplett 5
†: ohne Multiplett 5

Wie in Tabelle 6.4 zu sehen ist, ergibt sich ein Problem bei der Häufigkeitsbestimmung von Eisen. Es existiert eine deutliche Diskrepanz zwischen der Häufigkeit, welche Anhand der Linien des fünften Multipletts bestimmt wurde, zu der Häufigkeit der übrigen vorkommenden Linien anderer Multipletts. In der Literatur wurde für die Häufigkeitsbestimmung von Eisen in sdB-Sternen bisher nie Linien des 5. Multipletts verwendet, weil der zur Verfügung gestandene Wellenlängenbereich einfach nicht weit genug ins *Rote*[5] reichte (Kügler 1991).

Daß hierbei nicht notwendigerweise NLTE-Effekte als Klärung herangezogen werden können, zeigt das 113. Multipett (siehe Anhang C), dessen Linien noch weiter im Roten (5225Å$\leq \lambda \leq$ 5310Å) liegen. Deren erhaltene Häufigkeit stimmen nämlich sehr gut mit den Werten der anderen Linien aus dem vierten und 121. Multiplett überein. Dies legt den Verdacht nahe, daß die verwendeten Atomdaten des fünften Multipletts vielleicht fehlerhaft sind. In dieser Arbeit wurden die Atomdaten (speziell die gf-Werte) der einzelnen Multipletts aus verschiedenen Quellen eingesetzt (Referenzen siehe Anhang C). Die Daten für das fünfte Multiplett stammen aus der Arbeit von Kurucz (1988).

Andereseits kann es aber auch sein, daß es vielleicht irgendwelche andere Effekte gibt, welche diese Diskrepanz in der Häufigkeitsbestimmung erklären können. Dieses Problem soll und kann aber im Rahmen dieser Diplomarbeit nicht weiter vertieft werden. Zur weiteren Analyse werden deswegen nur die Linien der anderen Multipletts betrachtet, deren berechnete Häufigkeiten in relativ guter Übereinstimmung miteinander sind.

In Abbildung 6.5 ist die Differenz der Häufigkeit von Helium und aller vorkommenden Metalle von Feige 36 zu den solaren Werten dargestellt. Helium ist, wie typisch bei sdB-Sternen, im Vergleich zum solaren Wert um ca. 1 dex unterhäufig. Bei den Metallen ist zu erkennen, daß Kohlenstoff, Sauerstoff und Magnesium im Vergleich zu den solaren Werten um ca. 1 dex oder

[5] Die Absorptionslinien des 5. Multipletts von Fe III liegt im Wellenlängenbereich zwischen ca. 5060Å und 5195Å.

mehr abgereichet sind. Stickstoff, Aluminium, Silizium und Eisen sind nur gering abgereichert und Schwefel hat weitestgehend solare Häufigkeit. Argon ist sogar, im Vergleich zum solaren Wert, leicht angereichert.

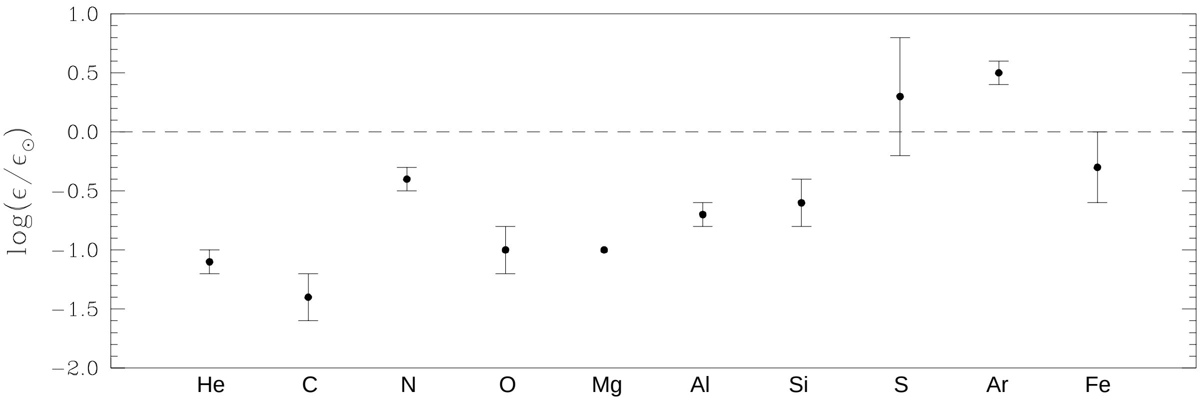


Abbildung 6.5: Differenz der erhaltenen Elementhäufigkeiten von Feige 36 zu den solaren Werten.

Im direkten Vergleich mit den Elementhäufigkeiten anderer sdB-Sterne stellt Feige 36 nichts Außergewöhnliches dar. So besitzt der sdB-Stern SB 290, welcher annähernd die gleichen atmosphärischen Parametern wie Feige 36 hat (SB 290: $T_{\rm eff} = 28\,200$K, $\log(g/\text{cm s}^{-2}) = 5.50$ (Kügler 1991); Feige 36: $T_{\rm eff} = 29\,000$K, $\log(g/\text{cm s}^{-2}) = 5.80$), auch in den Elementhäufigkeiten ziemliche Ähnlichkeiten. In Abbildung 6.6 sind die Elementhäufigkeiten von Feige 36 im Vergleich zu SB 290 dargestellt. Hierbei ist zu erkennen, daß die erhaltenen Werte sehr gut mit denen von Feige 36 korrespondieren. Fast alle erhaltenen Elementhäufigkeiten von SB 290 (Kügler 1991) sind zwar im Vergleich zu Feige 36 um ziemlich genau 0.3 dex geringer, zeigen aber ansonsten bis auf Silizium den gleichen Trend in der An- oder Abreicherung der jeweiligen Elemente (im Vergleich zu den solaren Werten). Sogar die Aluminium-, Schwefel-, Argon- und Eisenhäufigkeiten, welche bei SB 290 wegen fehlender Linien nur angeschätzt werden konnten, zeigen einen ähnlichen Verlauf. Die Ähnlichkeit der beiden Sterne macht sogar bei der ^{3}He-Isotopieanomalie keinen Halt. So wurde bei SB 290 auch eine ^{3}He-Isotopieverschiebung festgestellt (Heber 1991).

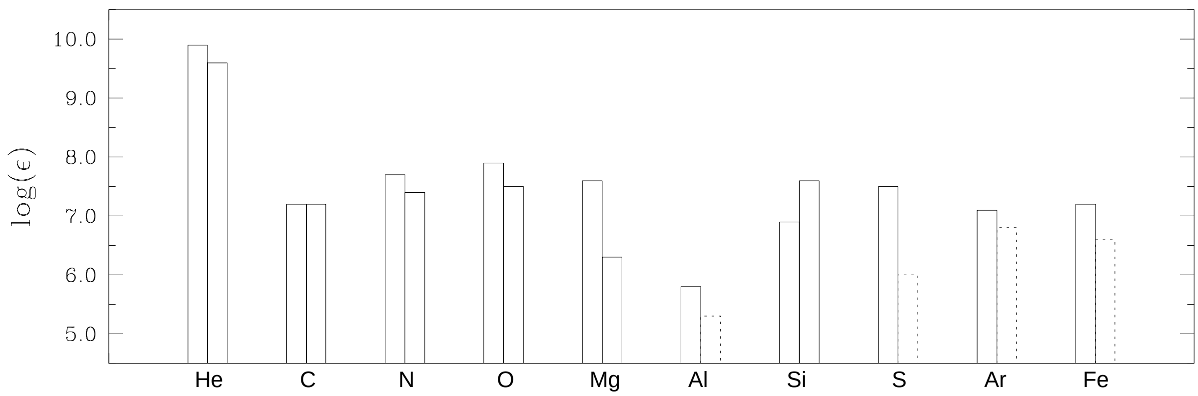


Abbildung 6.6: Vergleich der Elementhäufigkeiten von Feige 36 (jeweils linker Balken) zum sdB-Stern SB 290 (jeweils rechter Balken). Angegeben ist jeweils die logarithmische Häufigkeit $\log(\epsilon)$ (bezogen auf $\log[\epsilon(\text{H})] = 12$).

6.3.5 Diffusion

Wie sind aber diese An- und Abreicherungen der verschiedenen Elemente (im Verleich zu den solaren Werten) in Feige 36 und SB 290 zu erklären?

Für die, im Vergleich zum solaren Wert, starke Abreicherung von Helium in der Atmosphäre von sdB-Sternen, werden Diffusionsprozesse (Gravitationstrennung) verantwortlich gemacht. Hervorgerufen durch das, im Vergleich zum Wasserstoff, höhere Atomgewicht sinkt das Helium in tiefere photosphärische Schichten ab, so daß die Spektrallinien des Heliums folglich schwächer erscheinen. Dieser Mechanismus ist vermutlich auch für die vorgestellte ^{3}He-Isotopieanomalie verantwortlich. Aufgrund des höheren Atomgewichts müßte dieser Effekt bei den Metallen noch viel größer sein, doch die bisherigen Häufigkeitsanalysen von sdB-Sternen (Kügler 1991) zeigen wie hier bei Feige 36, keinen Zusammenhang zwischen der Abreicherung und dem Atomgewicht. Dies bedeutet, daß noch weitere Beschleunigungsmechanismen berücksichtigt werden müssen. So kann die Strahlungsbeschleunigung, welche eine Folge des Strahlungsdruckes ist, Atome und Ionen aus tieferen Schichten weiter an die Oberfläche befördern. Die Stärke dieser Strahlungsbeschleunigung hängt aber wesentlich von den Absorptionseigenschaften des Atoms oder Ions ab, d.h. sie wirkt nicht auf alle Elemente gleichermaßen, sondern ist von Atom zu Atom (bzw. Ion zu Ion) verschieden.

Insgesamt gesehen (so ist die heutzutage gängigste Meinung) ist das Zusammenwirken von Gravitations- und Strahlungsbeschleunigung für die „anormale“ Häufigkeitsverteilung in sdB-Sternen verantwortlich. Leider sind theoretische Modelle noch nicht in der Lage diese Vorstellung nachzuvollziehen. Zukünftige Arbeiten sind nötig um die Richtigkeit der Diffusionstheorie zu überprüfen.

Kapitel 7

Schlußbetrachtung

Die Ergebnisse dieser Diplomarbeit sind weitestgehend konsistent mit den Ergebnissen aus bisherigen Analysen. So können die sdB- und sdOB-Sterne der Gruppe der post-EHB-Sterne zugerechnet werden, während die heliumarmen sdO-Sterne als entwicklungsgeschichtliche Nachfolger der EHB-Sterne identifiziert werden konnten. Außerdem bestehen sehr gute Übereinstimmungen bei den festgestellten Elementhäufigkeiten von sdB-Sternen.

Aber es bleiben noch Fragen offen:

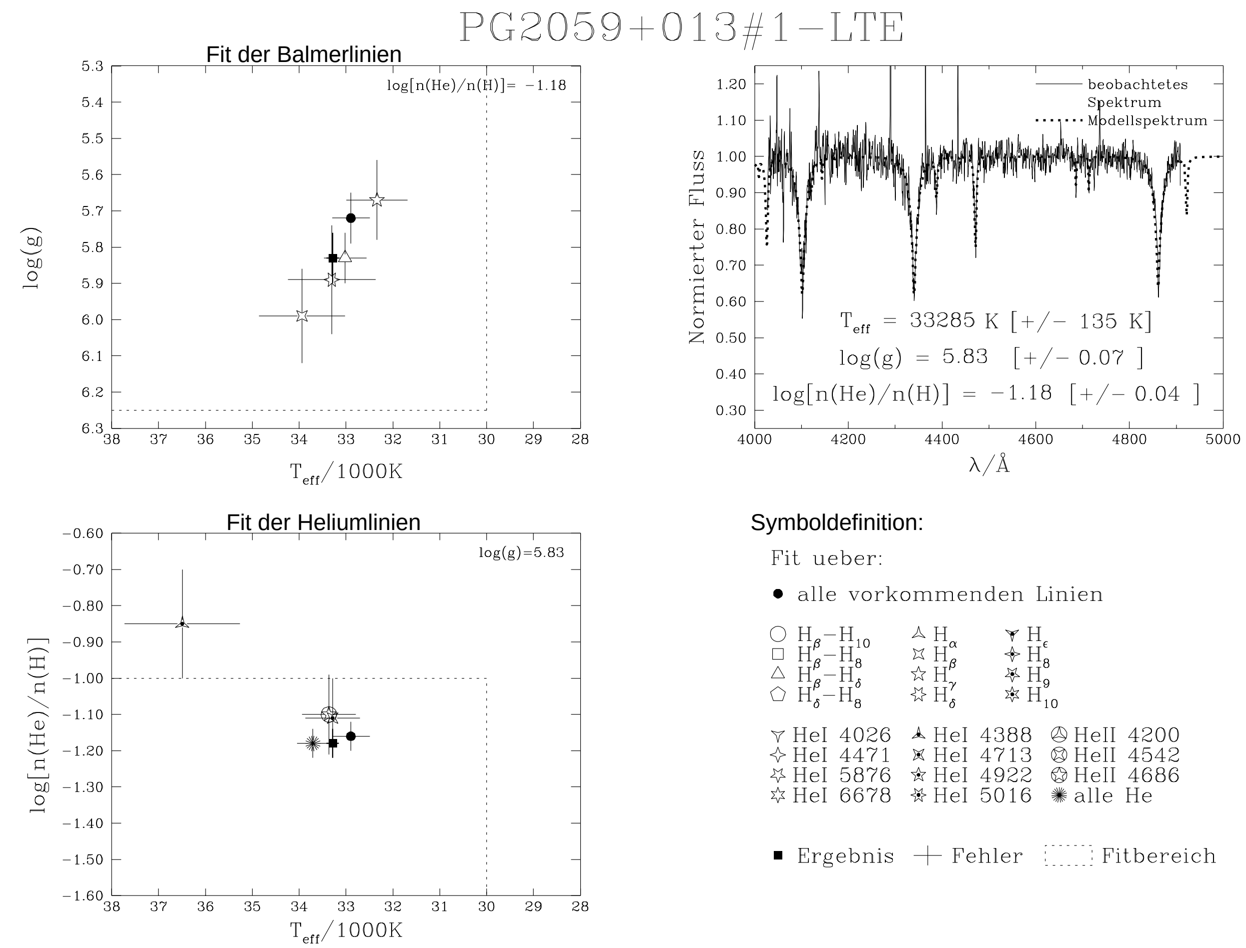
1. Warum lassen sich einige der untersuchten sdO-Sterne nicht mit den verwendeten Modellatmosphären beschreiben?
2. Wieso bestehen bei manchen der analysierten sdOB-Sterne Diskrepanzen bei der Effektivtemperaturbestimmung aus den Balmer- oder Heliumlinien?
3. Sind die festgestellten Verschiebungen der Heliumlinien von Feige 36 einer Helium-Isotopieverschiebung zugunsten von ^{3}He zuzuschreiben? Und wenn ja, existiert vielleicht bei allen sdB-Sternen eine ^{3}He Anreicherung in der Photosphäre?

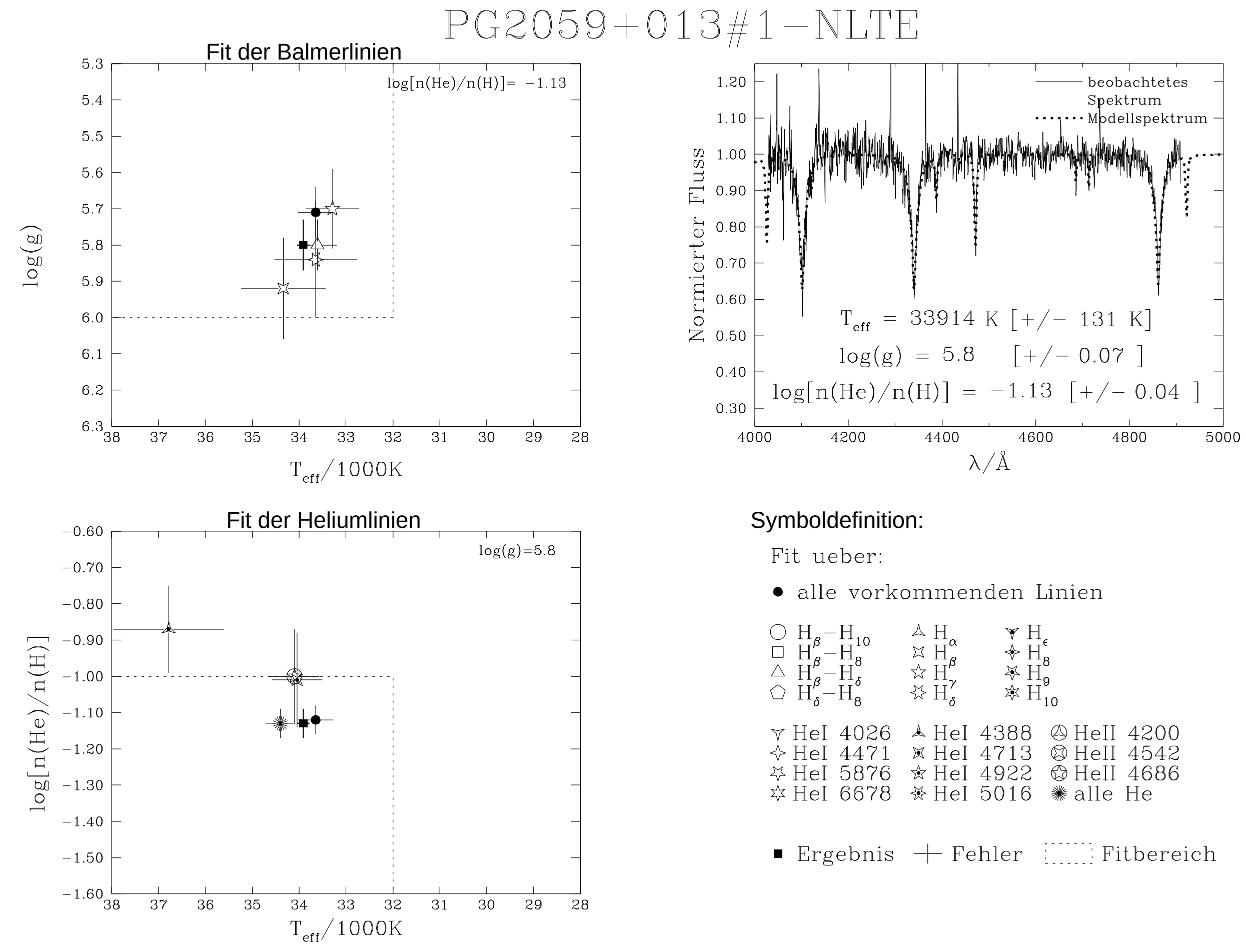
Zur Klärung dieser Fragen sind unbedingt Nachbeobachtungen der jeweiligen Sterne notwendig. Möglicherweise können dann einige der Fragen beantwortet werden. Vielleicht sind aber auch nur die Theorien zur Beschreibung der Sternatmosphären noch nicht weit genug gereift, um die bestehenden Diskrepanzen zu erklären.

Die Zukunft wird es zeigen ...

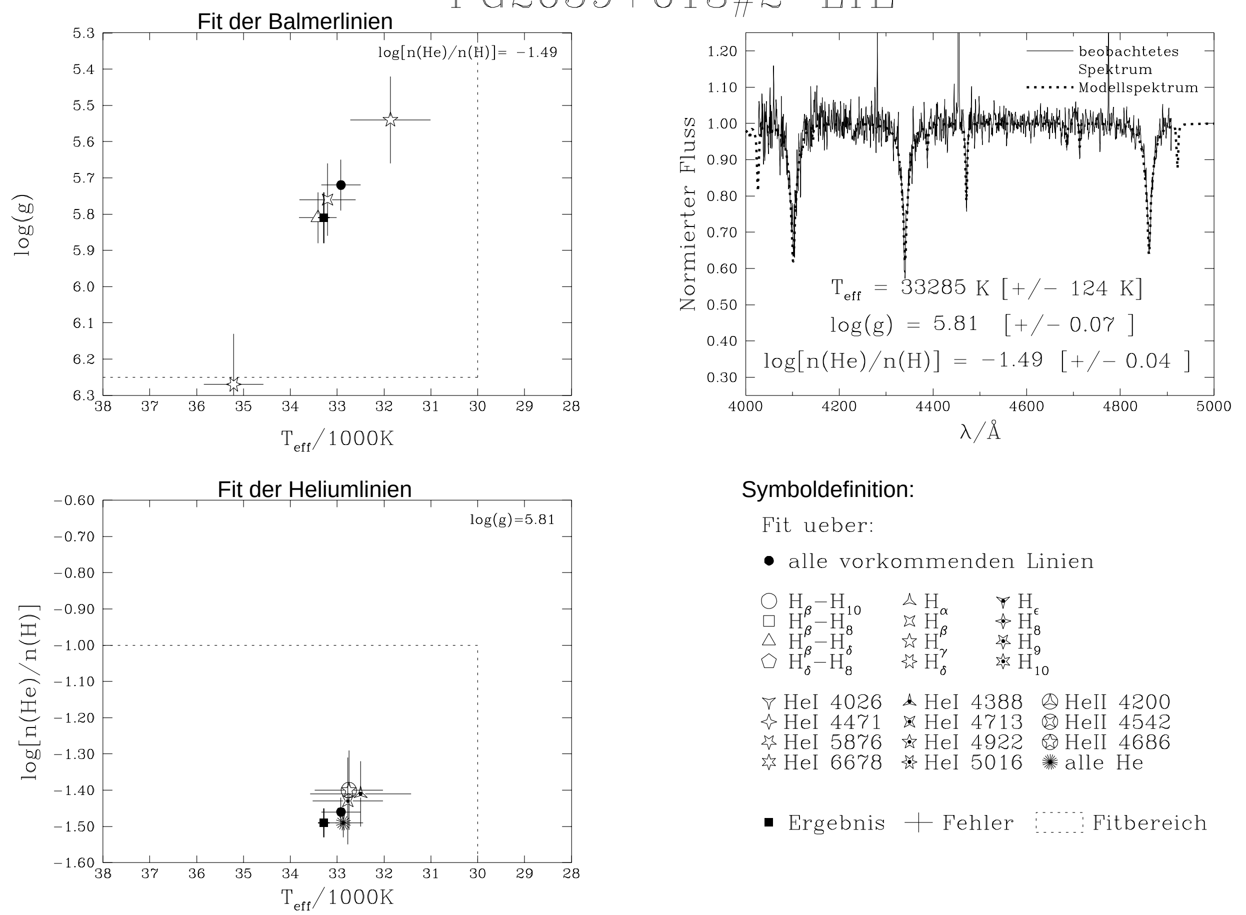
Anhang A

Graphische Darstellung der LTE und NLTE-Fits

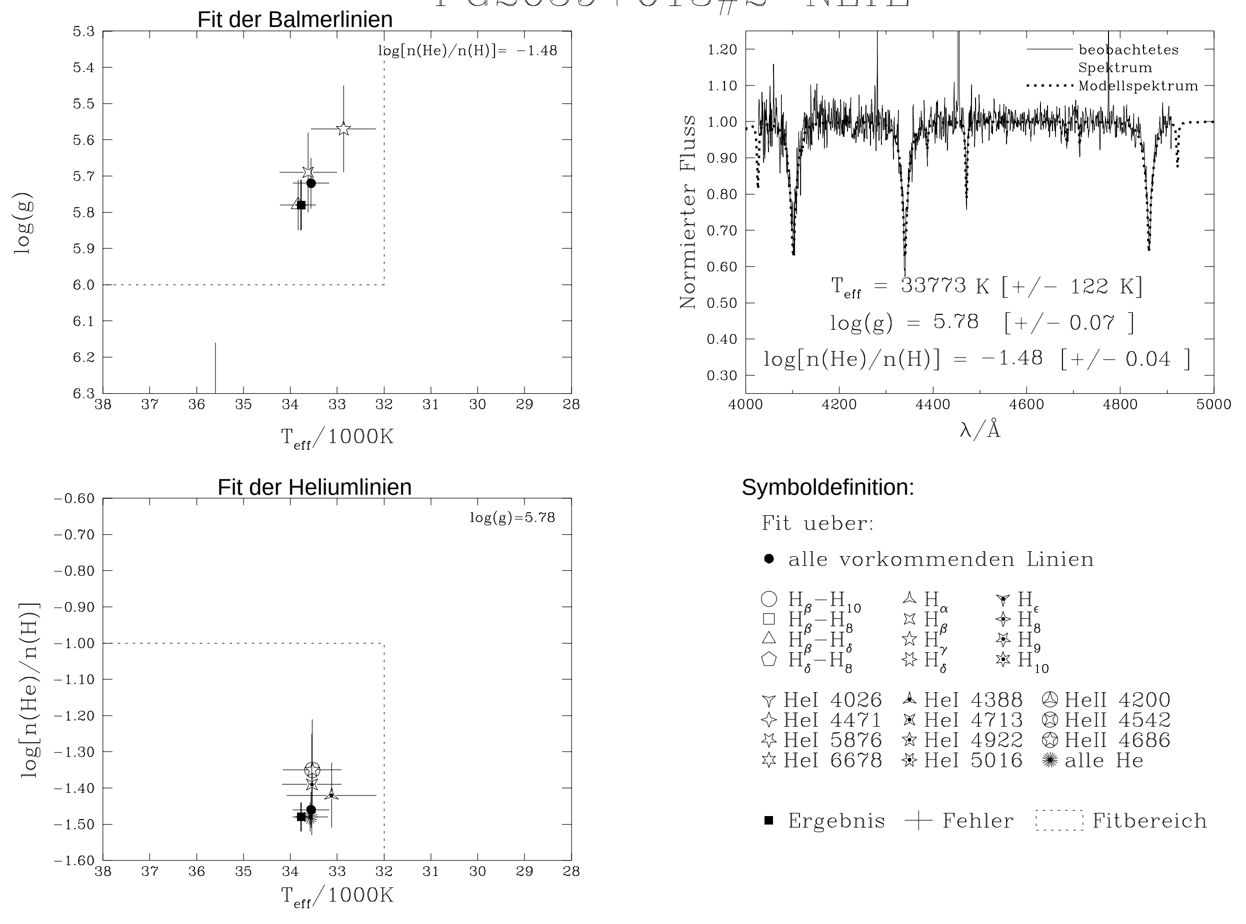

PG2059+013#1−LTE
Fit der Balmerlinien
log[n(He)/n(H)]= −1.18
log(g)
Teff/1000K
beobachtetes Spektrum
Modellspektrum
Normierter Fluss
Teff = 33285 K [+/− 135 K]
log(g) = 5.83 [+/− 0.07]
log[n(He)/n(H)] = −1.18 [+/− 0.04]
λ/Å
Fit der Heliumlinien
log(g)=5.83
log[n(He)/n(H)]
Symboldefinition:
Fit ueber:
alle vorkommenden Linien
Hβ−H10 Hα Hε
Hβ−H8 Hβ H8
Hβ−Hδ Hγ H9
Hδ−H8 Hδ H10
HeI 4026 HeI 4388 HeII 4200
HeI 4471 HeI 4713 HeII 4542
HeI 5876 HeI 4922 HeII 4686
HeI 6678 HeI 5016 alle He
Ergebnis Fehler Fitbereich


PG2059+013#1−NLTE
Fit der Balmerlinien
log[n(He)/n(H)]= −1.13
log(g)
Teff/1000K
beobachtetes Spektrum
Modellspektrum
Normierter Fluss
Teff = 33914 K [+/− 131 K]
log(g) = 5.8 [+/− 0.07]
log[n(He)/n(H)] = −1.13 [+/− 0.04]
λ/Å
Fit der Heliumlinien
log(g)=5.8
log[n(He)/n(H)]
Symboldefinition:
Fit ueber:
alle vorkommenden Linien
Hβ−H10 Hα Hε
Hβ−H8 Hβ H8
Hβ−Hδ Hγ H9
Hδ−H8 Hδ H10
HeI 4026 HeI 4388 HeII 4200
HeI 4471 HeI 4713 HeII 4542
HeI 5876 HeI 4922 HeII 4686
HeI 6678 HeI 5016 alle He
Ergebnis Fehler Fitbereich

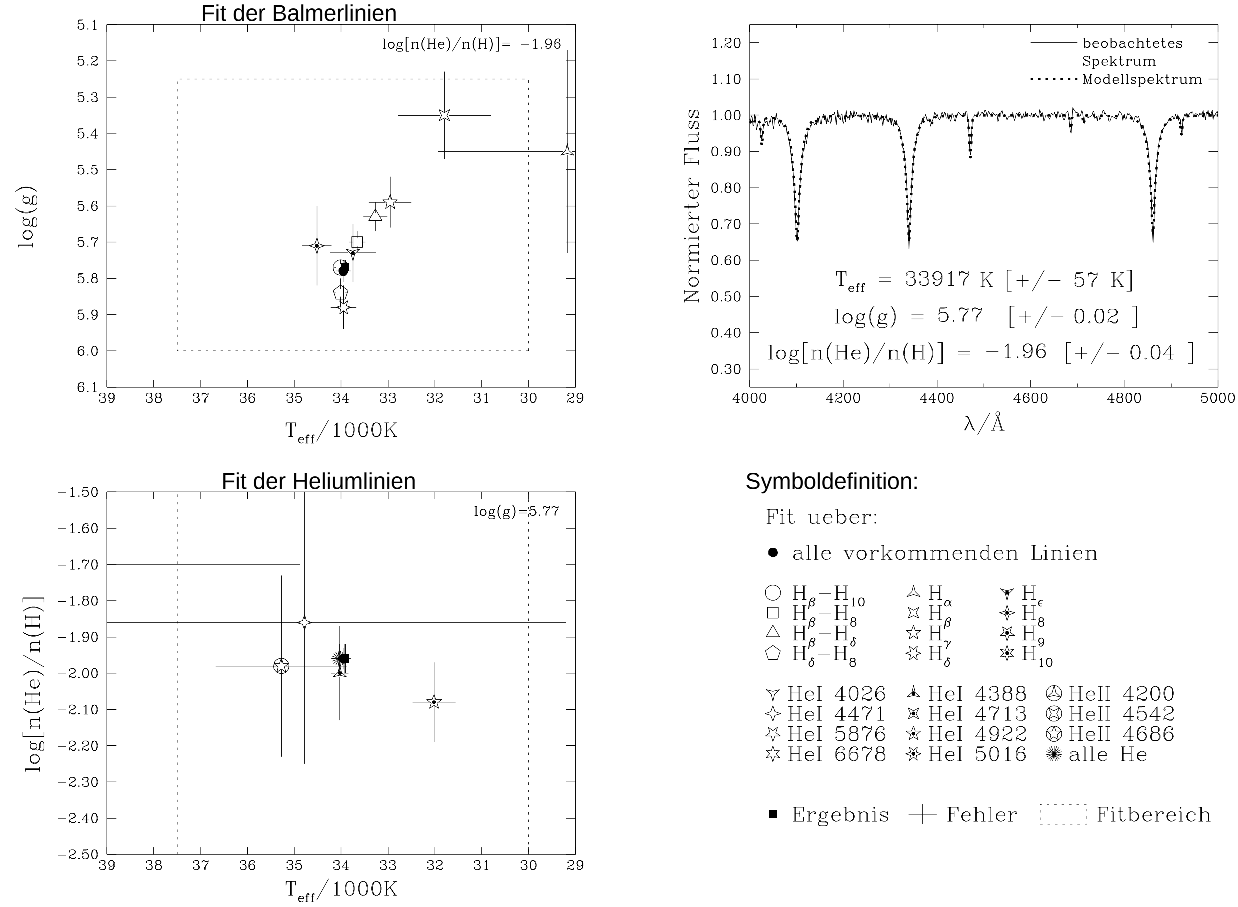
PG2059+013#2−LTE



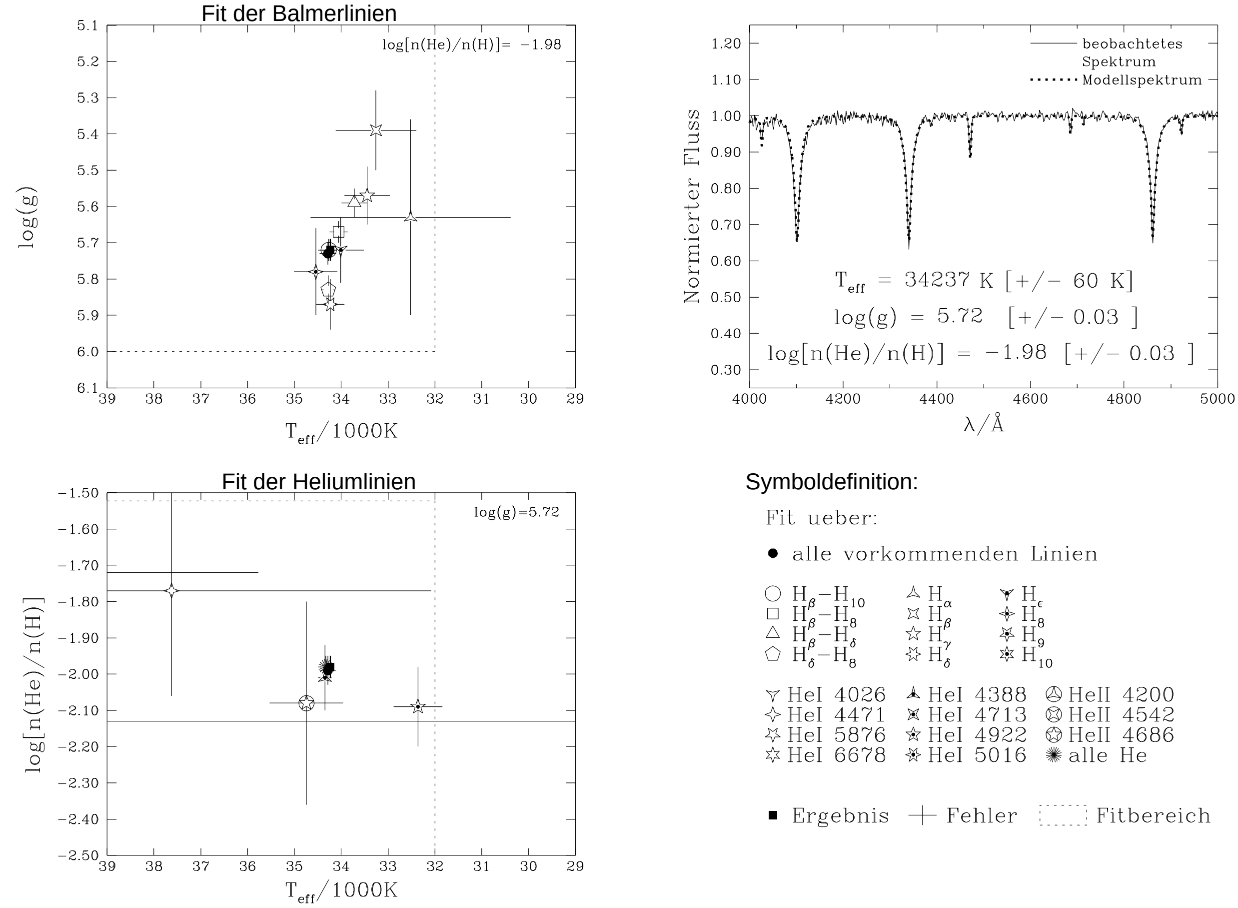
PG2059+013#2−NLTE



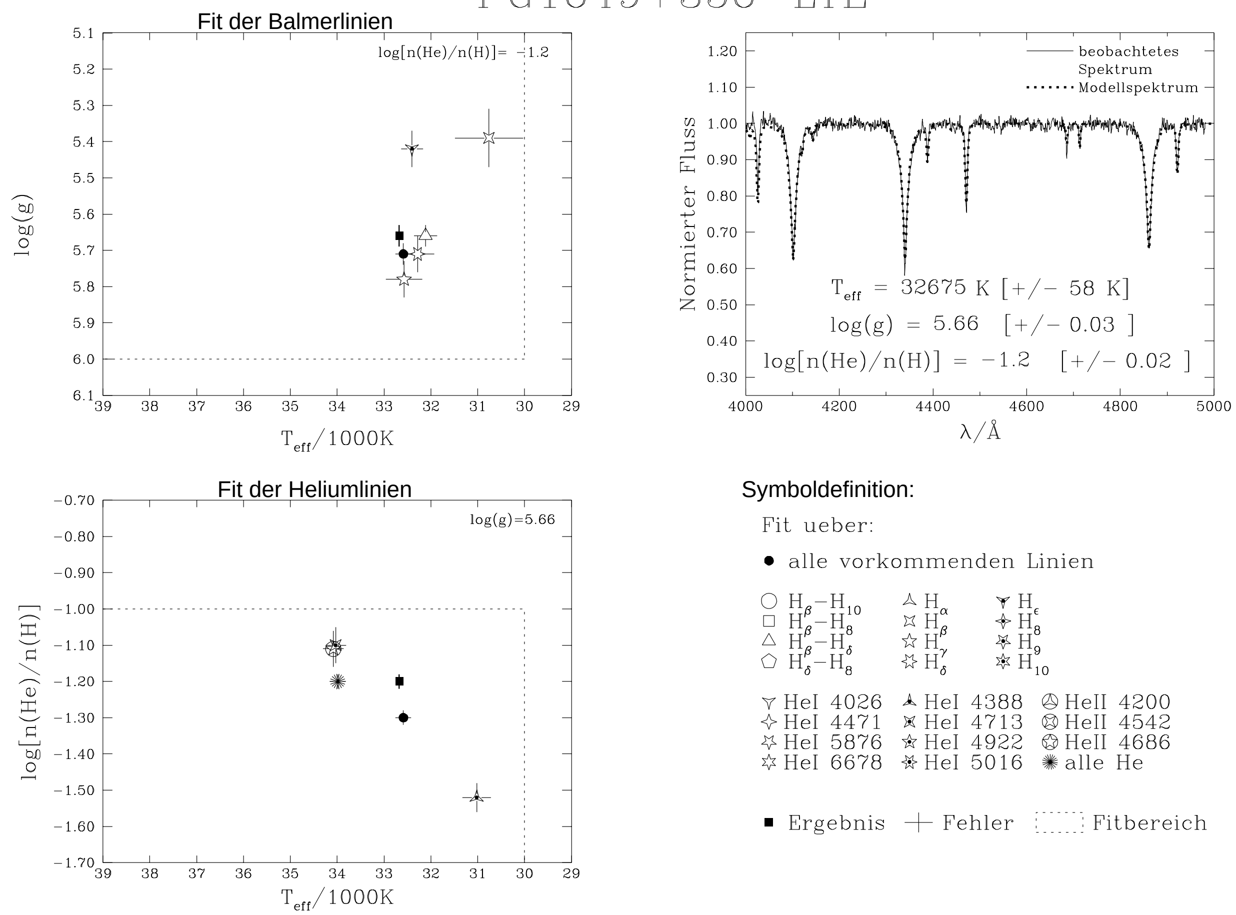
HS0546+8009−LTE



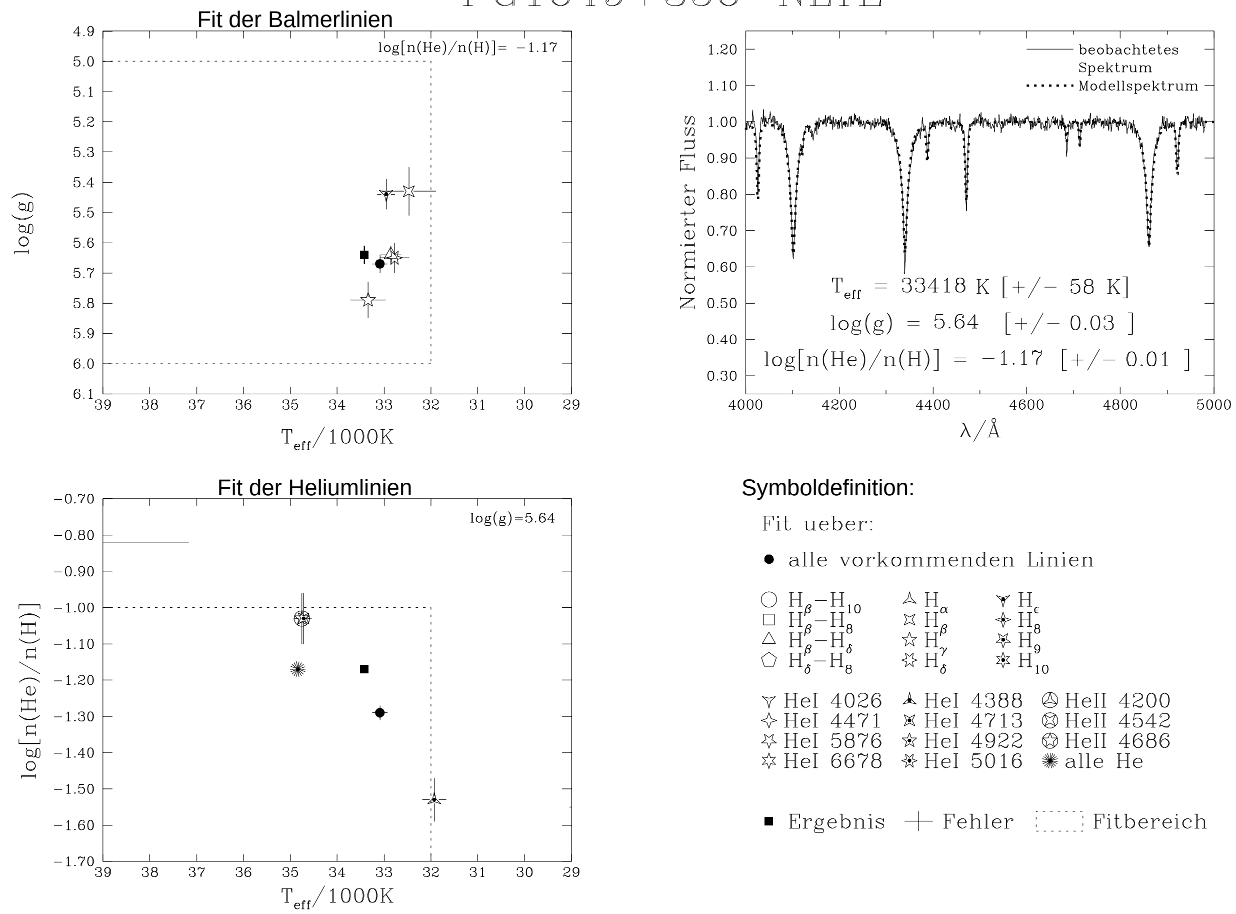
HS0546+8009−NLTE



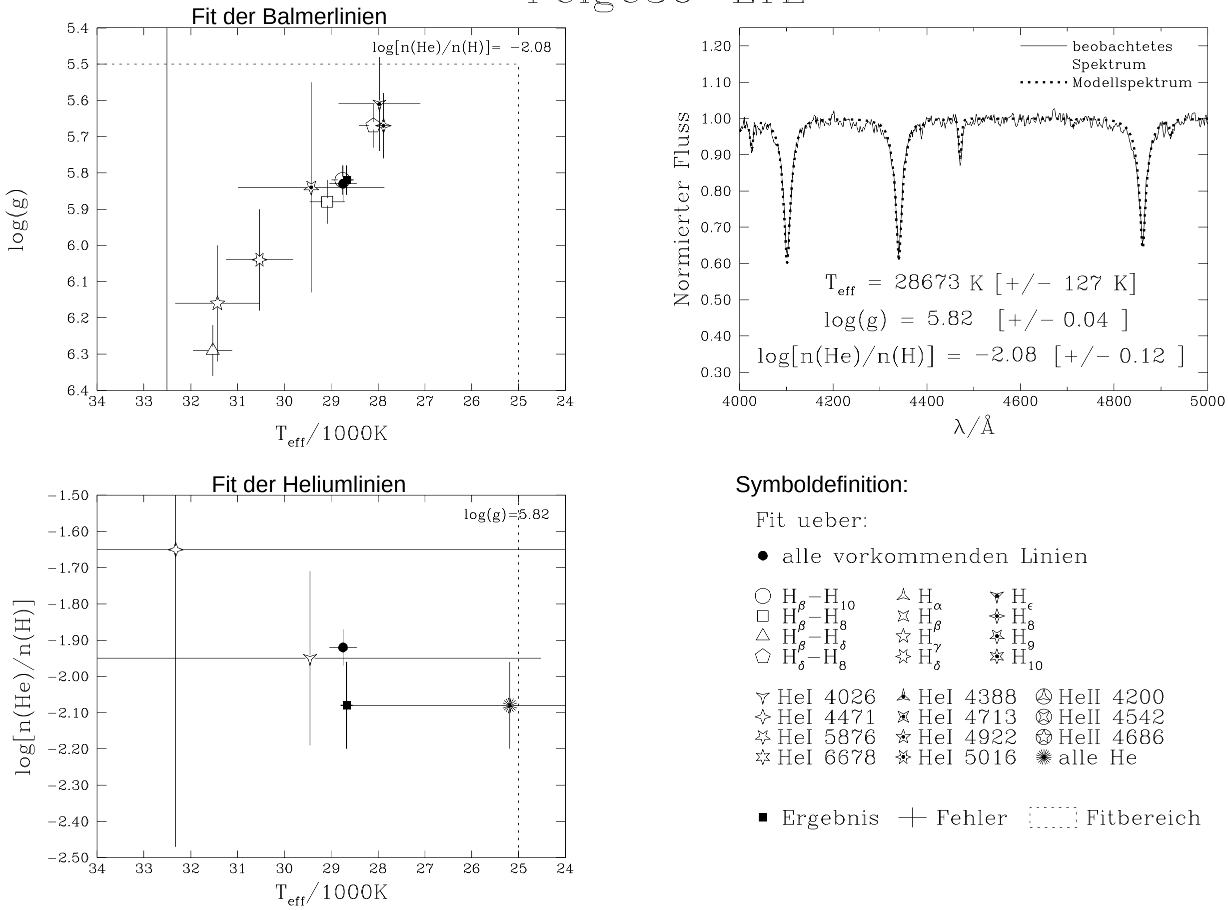
PG1649+356−LTE



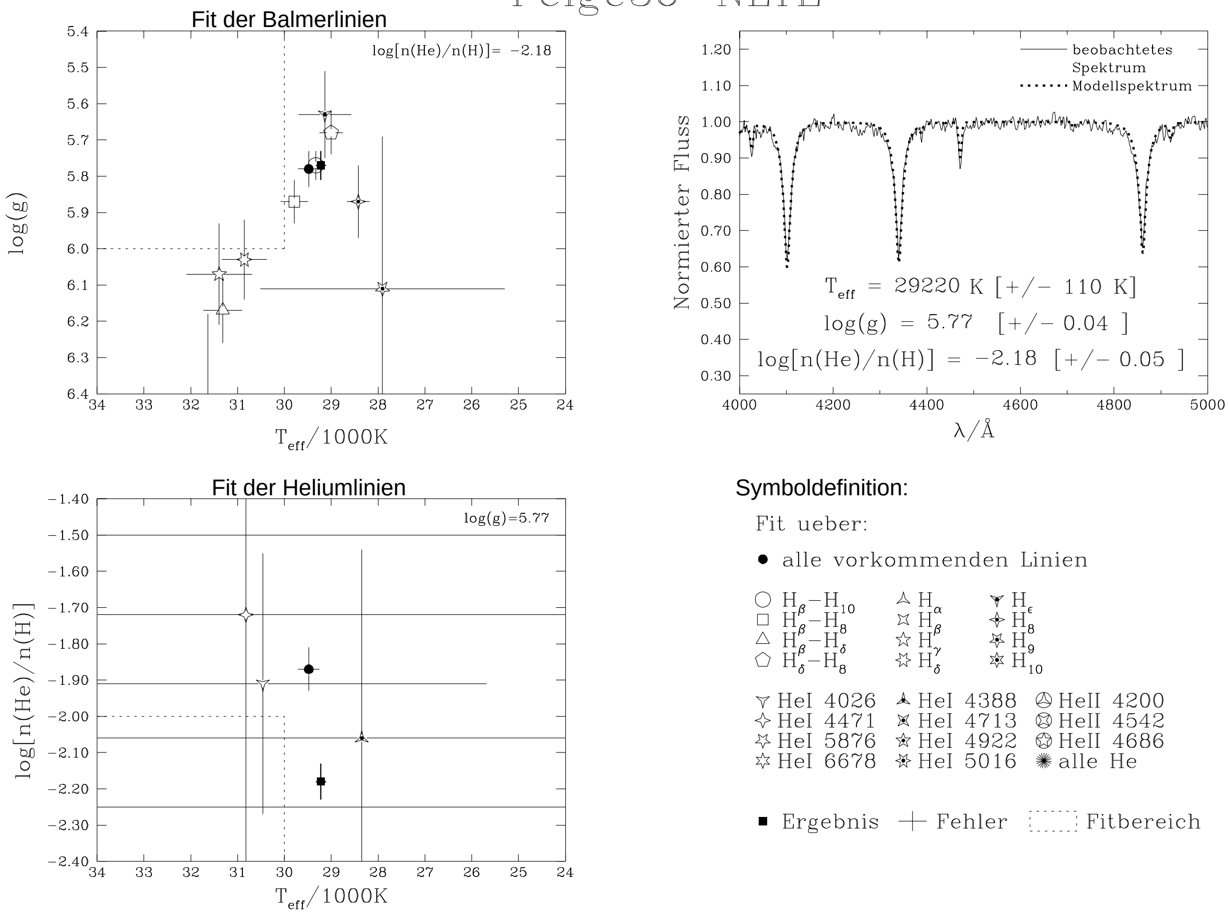
PG1649+356−NLTE



Feige36−LTE

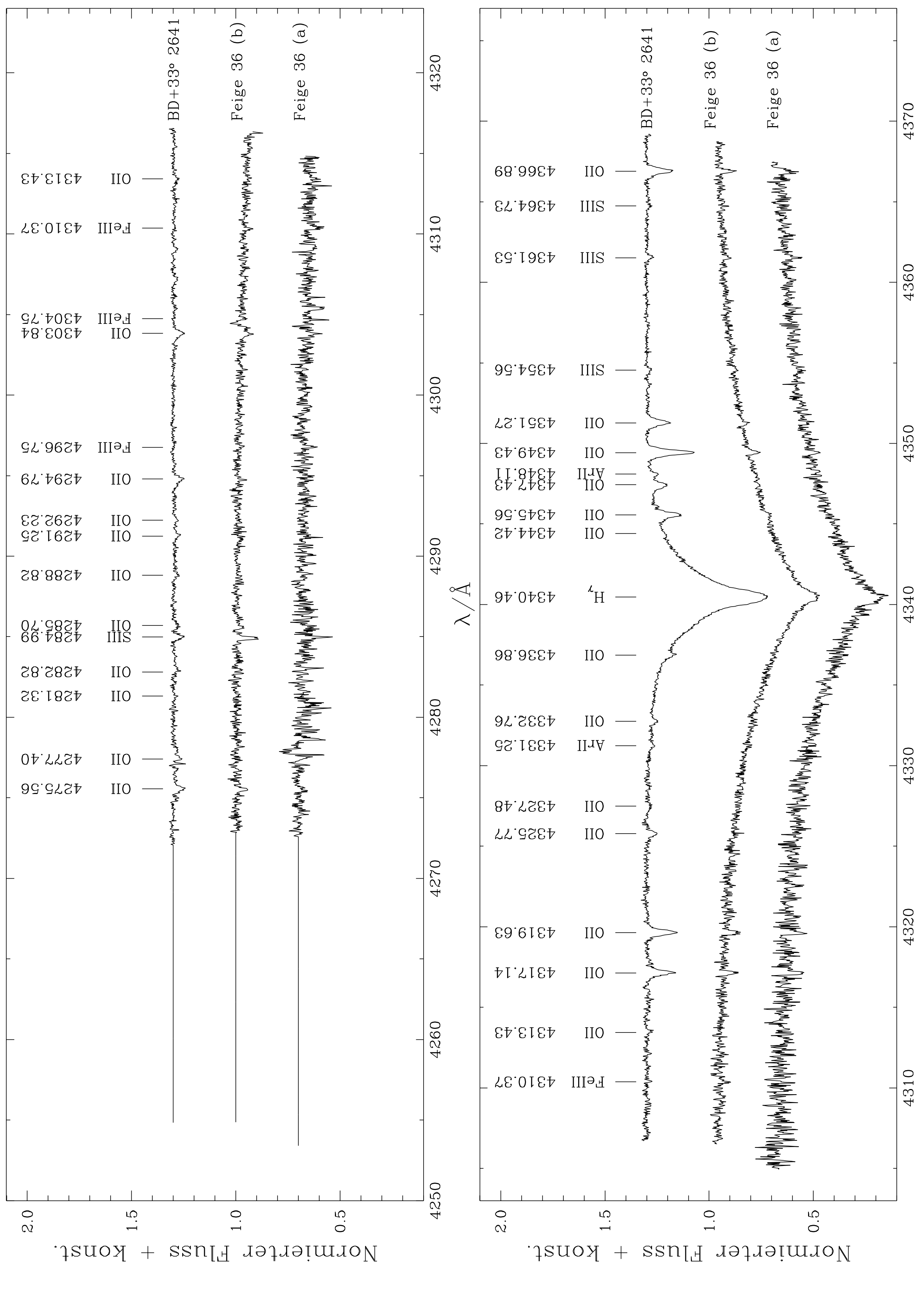


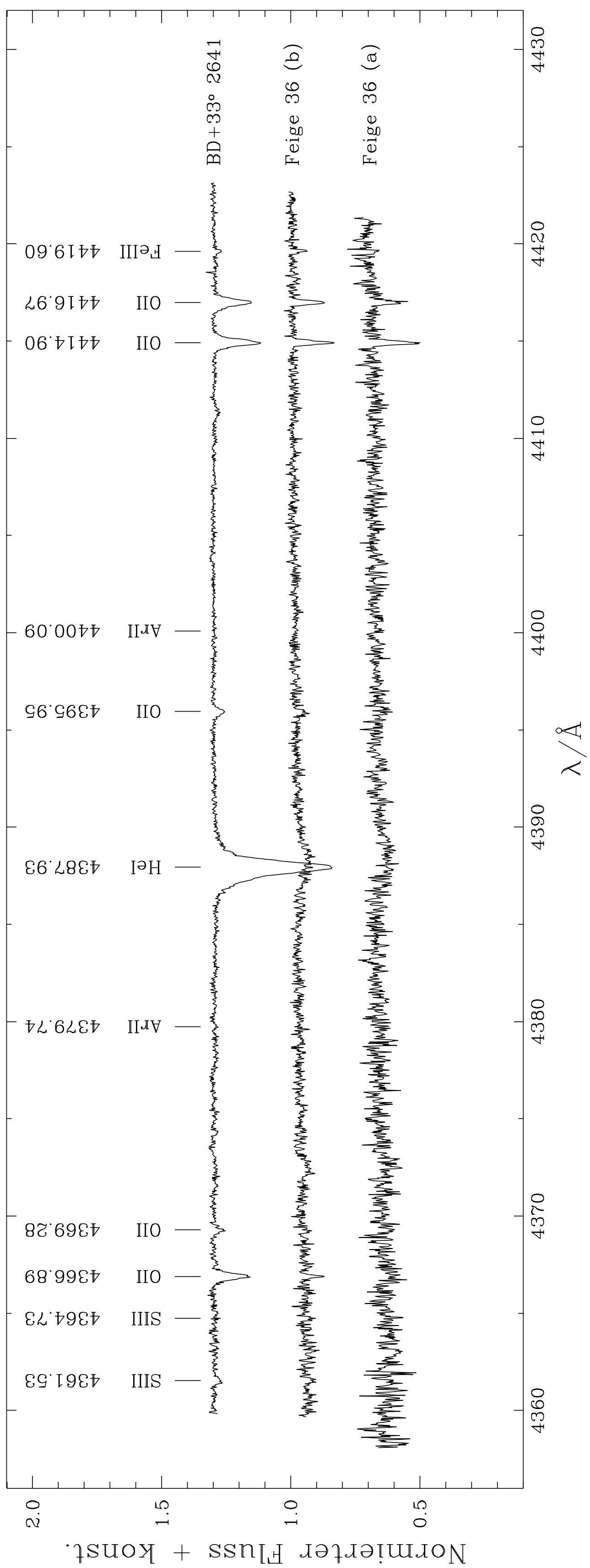
Feige36−NLTE

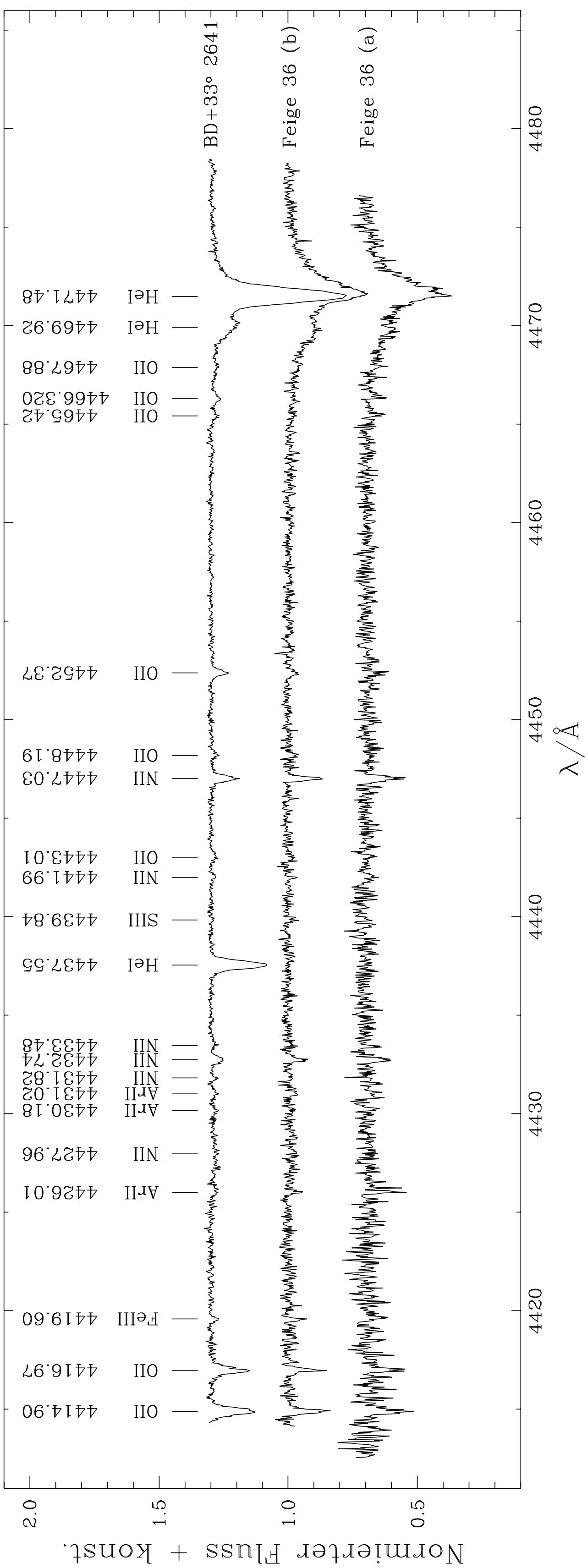


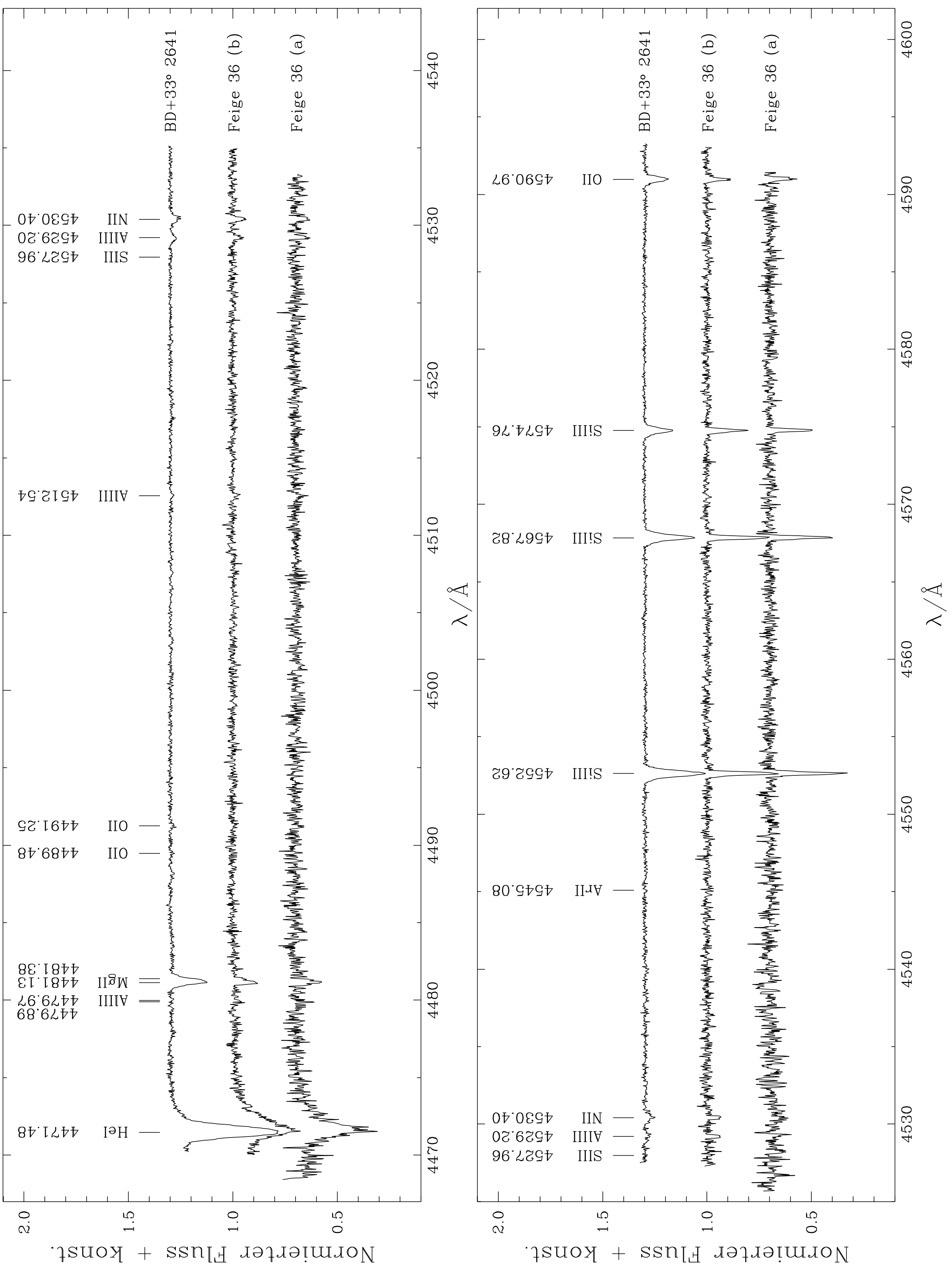
Anhang B

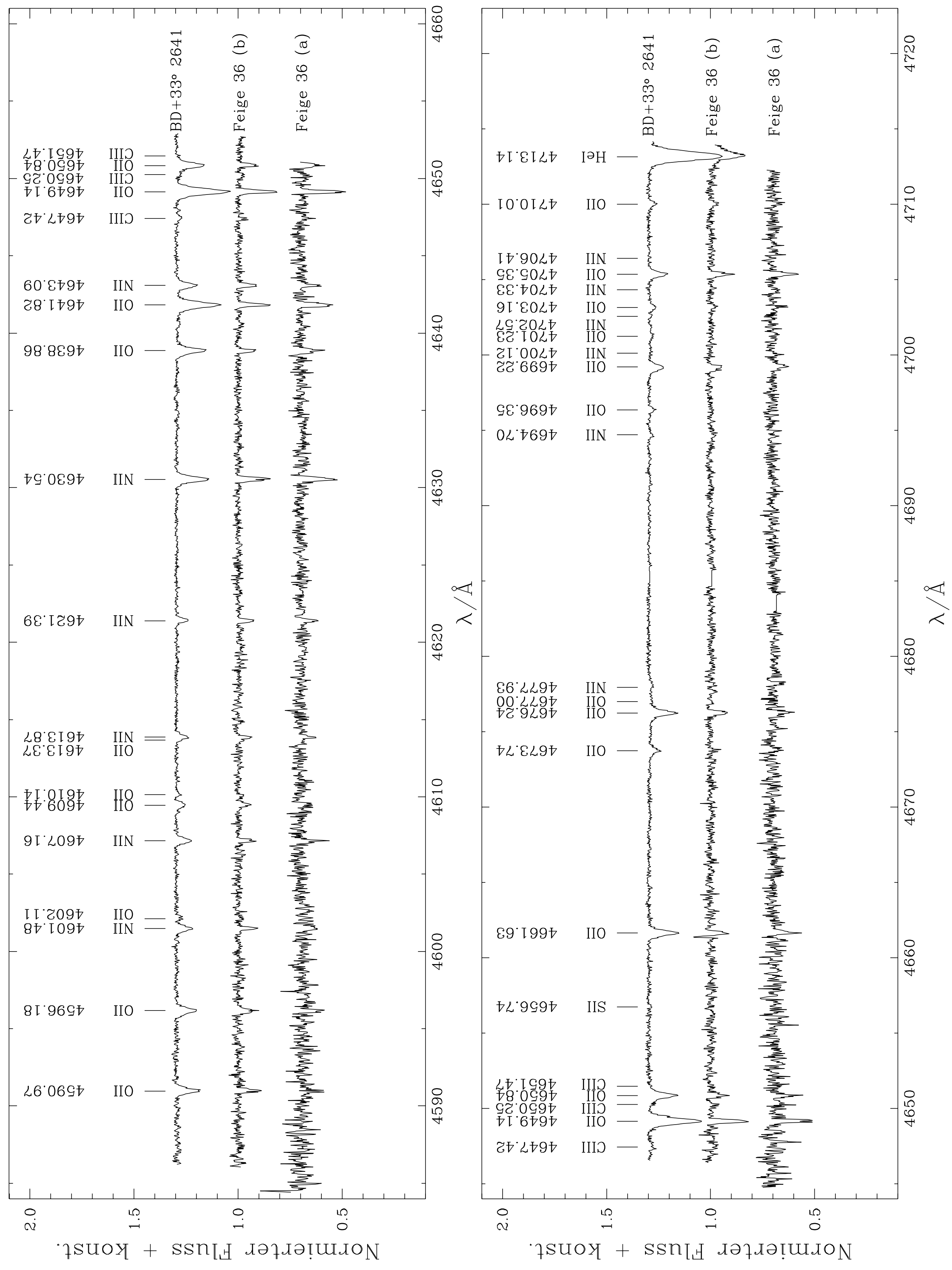
Identifikation aller Metallinien von Feige 36

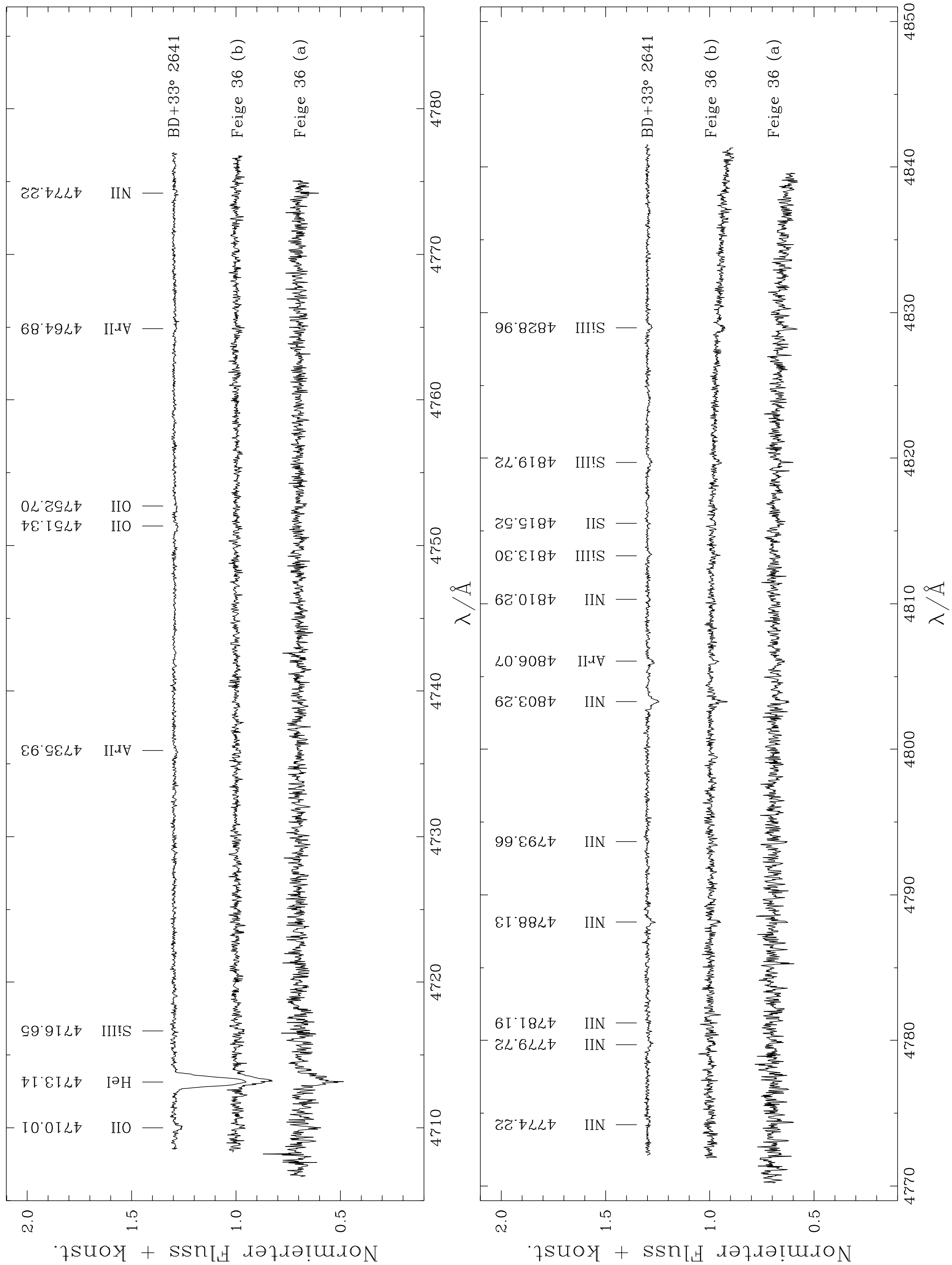

Normierter Fluss + konst.
λ/Å
BD+33° 2641
Feige 36 (b)
Feige 36 (a)
OII 4275.56
OII 4277.40
OII 4281.32
OII 4282.82
SIIII 4284.99
OII 4285.70
OII 4288.82
OII 4291.25
OII 4292.23
OII 4294.79
FeIII 4296.75
OII 4303.84
FeIII 4304.75
FeIII 4310.37
OII 4313.43
OII 4317.14
OII 4319.63
OII 4325.77
OII 4327.48
ArII 4331.25
OII 4332.76
OII 4336.86
H_γ 4340.46
OII 4344.42
OII 4345.56
OII 4347.43
ArII 4348.11
OII 4349.43
OII 4351.27
SIIII 4354.56
SIIII 4361.53
SIIII 4364.73
OII 4366.89

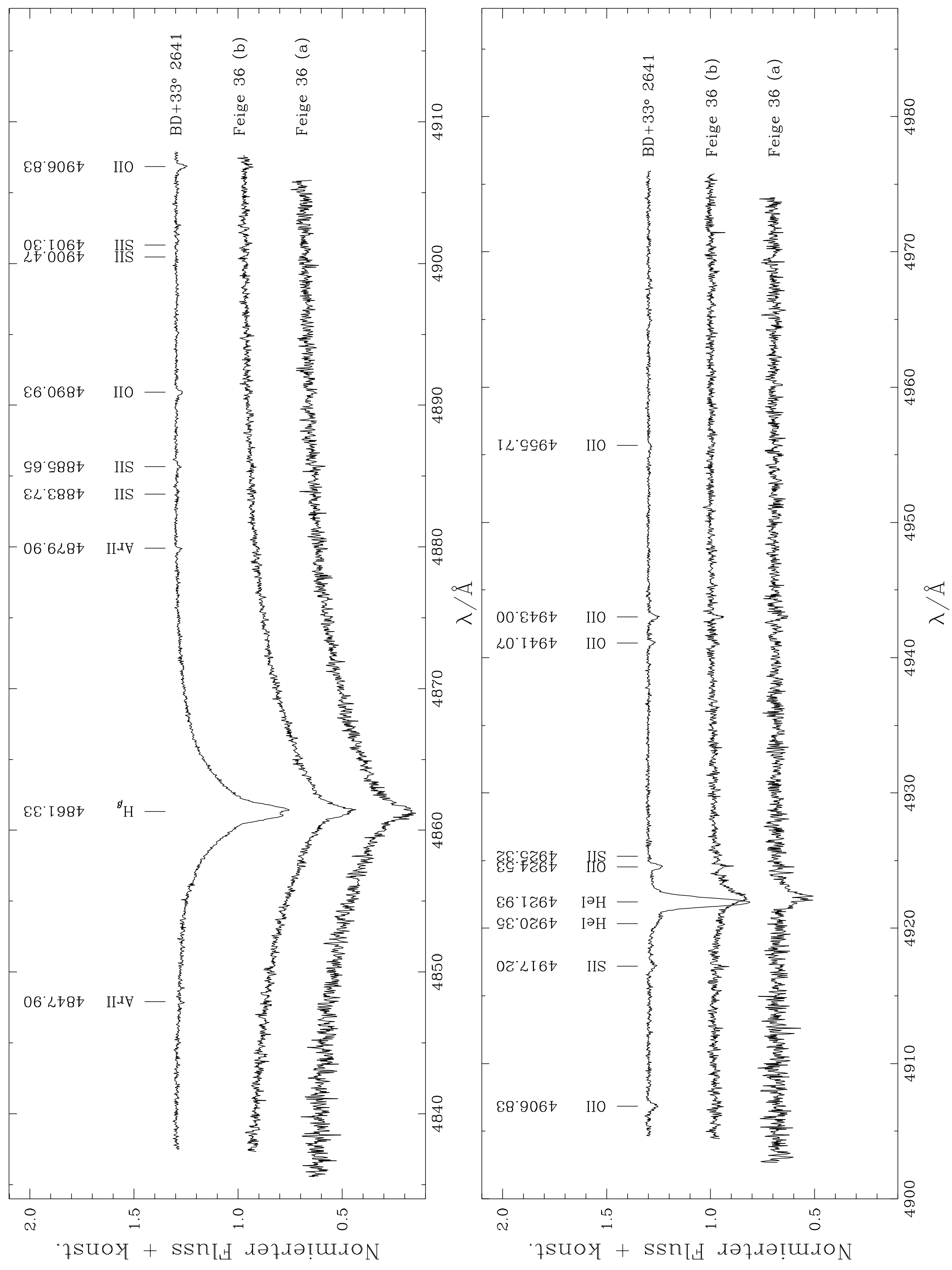

BD+33° 2641
Feige 36 (b)
Feige 36 (a)
SiIII 4361.53
SiIII 4364.73
OII 4366.89
OII 4369.28
ArII 4379.74
HeI 4387.93
OII 4395.95
ArII 4400.09
OII 4414.90
OII 4416.97
FeIII 4419.60
4360
4370
4380
4390
4400
4410
4420
4430
λ/Å
2.0
1.5
1.0
0.5
Normierter Fluss + konst.

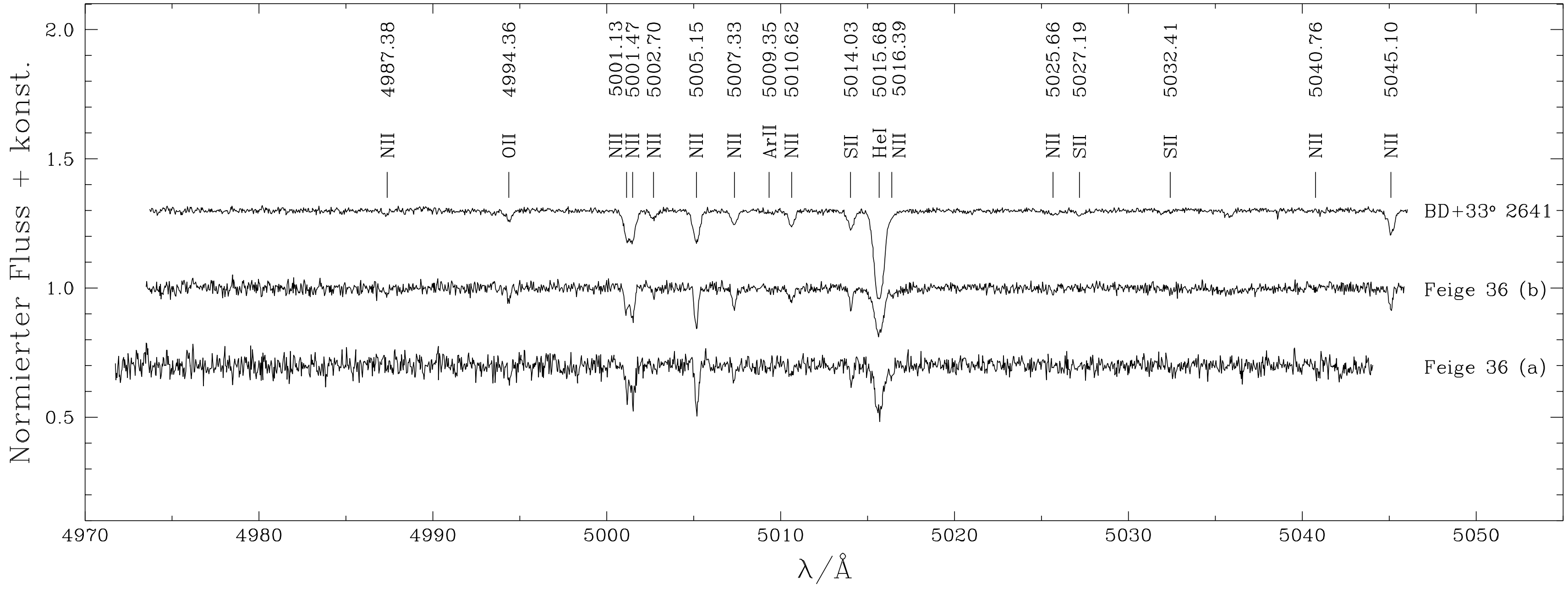

BD+33° 2641
Feige 36 (b)
Feige 36 (a)
OII 4414.90
OII 4416.97
FeIII 4419.60
ArII 4426.01
NII 4427.96
ArII 4430.18
ArII 4431.02
NII 4431.82
NII 4432.74
NII 4433.48
HeI 4437.55
SiIII 4439.84
NII 4441.99
OII 4443.01
NII 4447.03
OII 4448.19
OII 4452.37
OII 4465.42
OII 4466.320
OII 4467.88
HeI 4469.92
HeI 4471.48
4420
4430
4440
4450
4460
4470
4480
λ/Å
2.0
1.5
1.0
0.5
Normierter Fluss + konst.

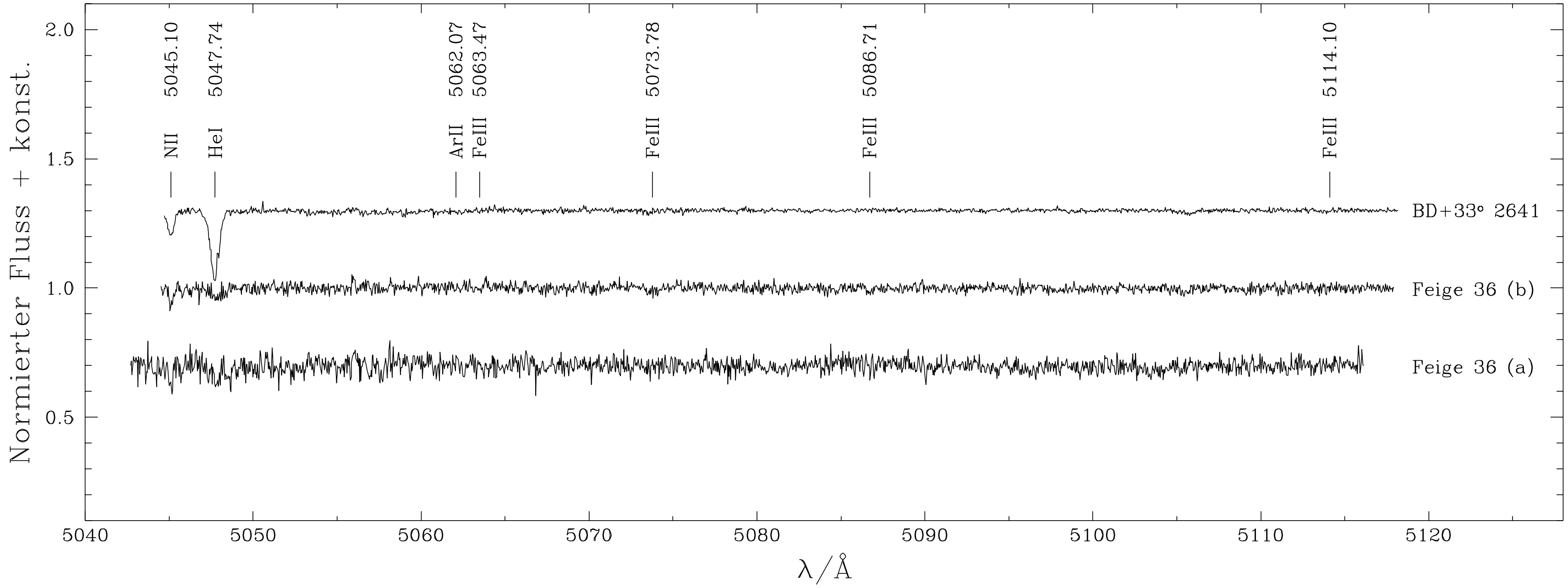

BD+33° 2641
Feige 36 (b)
Feige 36 (a)
HeI 4471.48
AlIII 4479.89 4479.97
MgII 4481.13 4481.38
OII 4489.48
OII 4491.25
AlIII 4512.54
SIII 4527.96
AlIII 4529.20
NII 4530.40
ArII 4545.08
SiIII 4552.62
SiIII 4567.82
SiIII 4574.76
OII 4590.97
λ/Å
Normierter Fluss + konst.

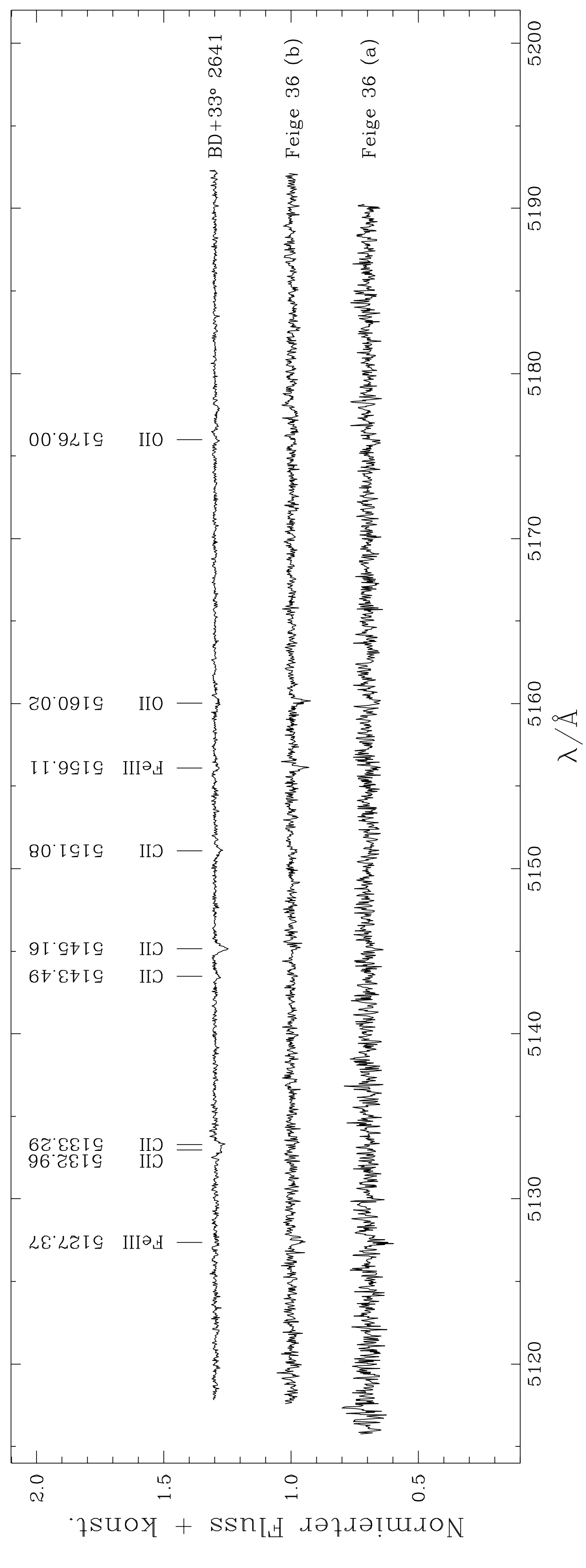

BD+33° 2641
Feige 36 (b)
Feige 36 (a)
OII 4590.97
OII 4596.18
NII 4601.48
OII 4602.11
NII 4607.16
OII 4609.44
OII 4610.14
OII 4613.37
NII 4613.87
NII 4621.39
NII 4630.54
OII 4638.86
OII 4641.82
NII 4643.09
CIII 4647.42
OII 4649.14
CIII 4650.25
OII 4650.84
CIII 4651.47
λ/Å
Normierter Fluss + konst.
BD+33° 2641
Feige 36 (b)
Feige 36 (a)
CIII 4647.42
OII 4649.14
CIII 4650.25
OII 4650.84
CIII 4651.47
SII 4656.74
OII 4661.63
OII 4673.74
OII 4676.24
OII 4677.00
NII 4677.93
NII 4694.70
OII 4696.35
OII 4699.22
NII 4700.12
OII 4701.23
NII 4702.57
OII 4703.16
NII 4704.33
OII 4705.35
NII 4706.41
OII 4710.01
HeI 4713.14
λ/Å
Normierter Fluss + konst.

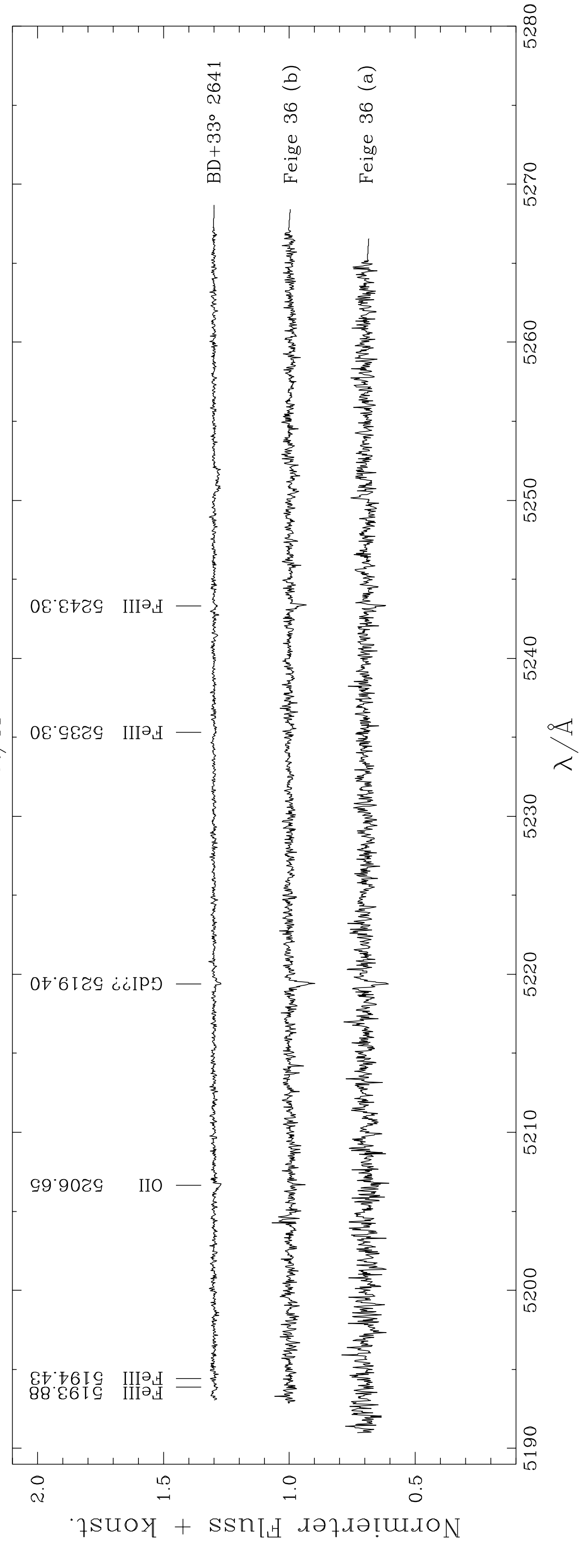

BD+33° 2641
Feige 36 (b)
Feige 36 (a)
OII 4710.01
HeI 4713.14
SiIII 4716.65
ArII 4735.93
OII 4751.34
OII 4752.70
ArII 4764.89
NII 4774.22
NII 4779.72
NII 4781.19
NII 4788.13
NII 4793.66
NII 4803.29
ArII 4806.07
NII 4810.29
SiIII 4813.30
SII 4815.52
SiIII 4819.72
SiIII 4828.96
λ/Å
Normierter Fluss + konst.

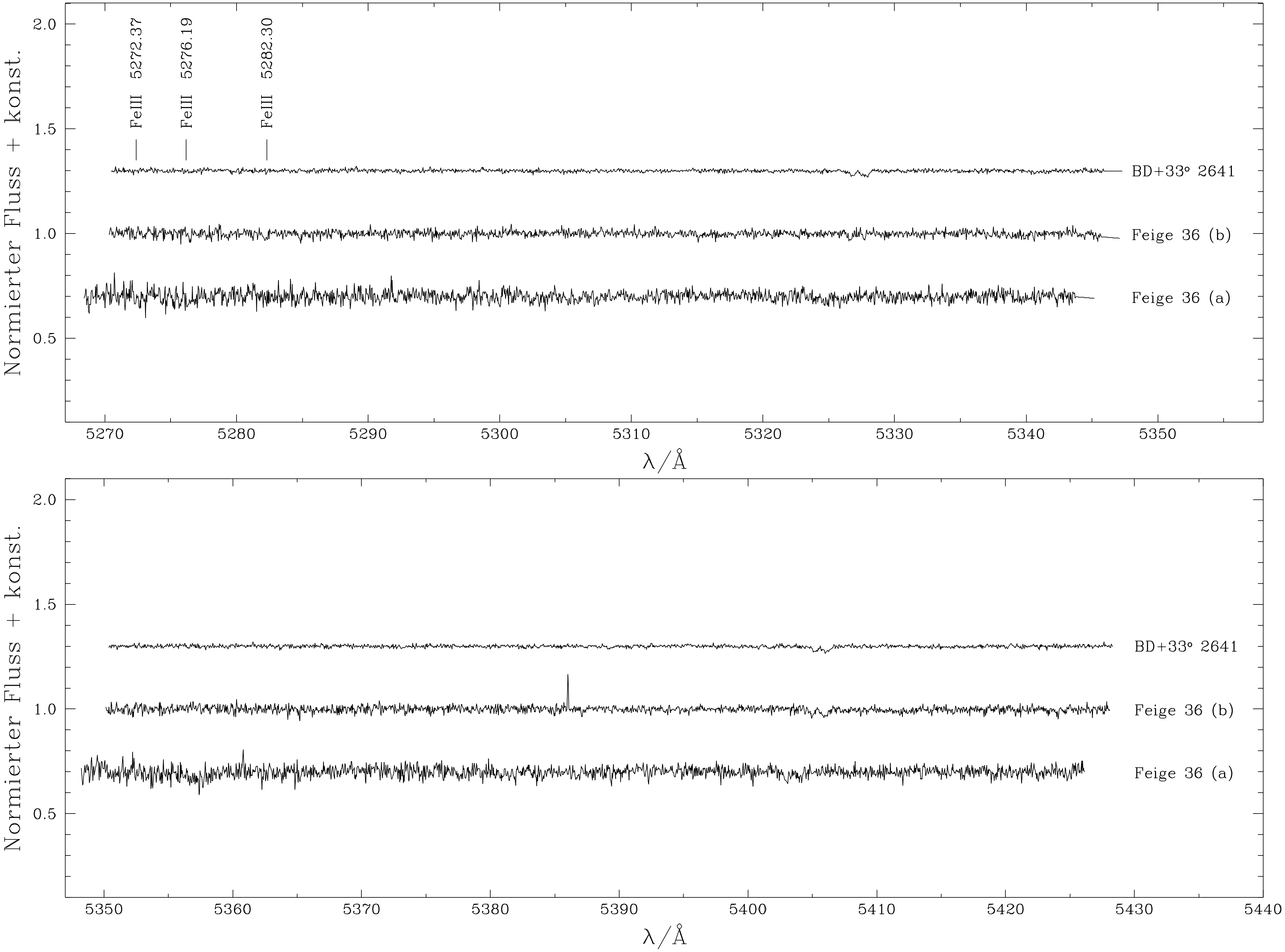

BD+33° 2641
Feige 36 (b)
Feige 36 (a)
OII 4906.83
SII 4901.30
SII 4900.47
OII 4890.93
SII 4885.65
SII 4883.73
ArII 4879.90
H_β 4861.33
ArII 4847.90
OII 4955.71
OII 4943.00
OII 4941.07
SII 4925.32
OII 4924.53
HeI 4921.93
HeI 4920.35
SII 4917.20
OII 4906.83
λ/Å
Normierter Fluss + konst.

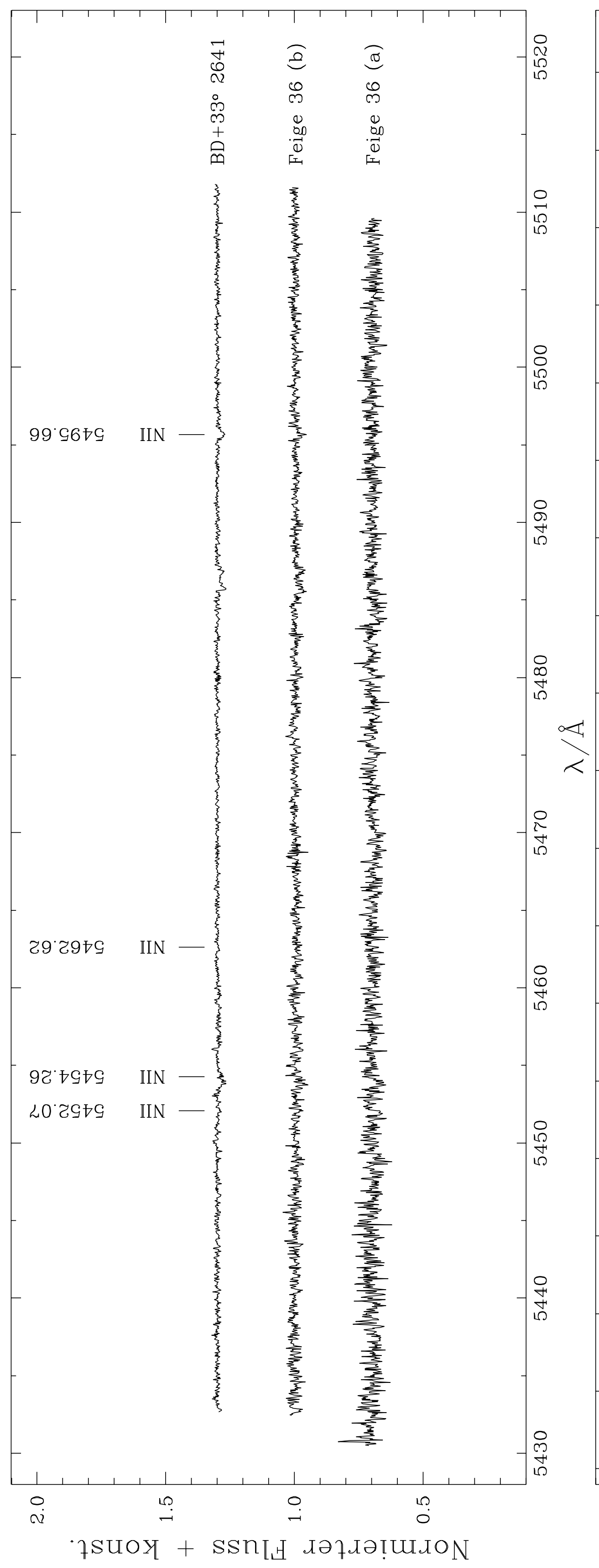

4987.38
NII
4994.36
OII
5001.13
NII
5001.47
NII
5002.70
NII
5005.15
NII
5007.33
NII
5009.35
ArII
5010.62
NII
5014.03
SII
5015.68
HeI
5016.39
NII
5025.66
NII
5027.19
SII
5032.41
SII
5040.76
NII
5045.10
NII
BD+33° 2641
Feige 36 (b)
Feige 36 (a)
Normierter Fluss + konst.
λ/Å

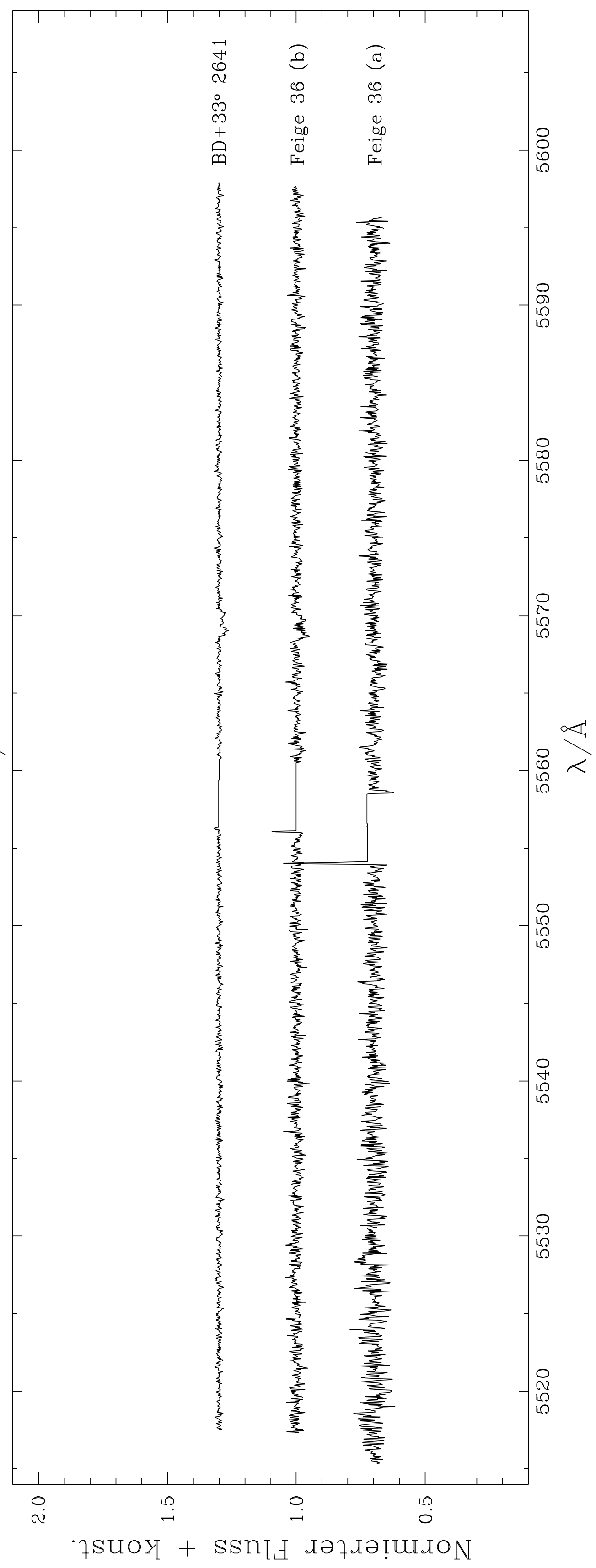

5045.10
NII
5047.74
HeI
5062.07
ArII
5063.47
FeIII
5073.78
FeIII
5086.71
FeIII
5114.10
FeIII
BD+33° 2641
Feige 36 (b)
Feige 36 (a)
Normierter Fluss + konst.
λ/Å

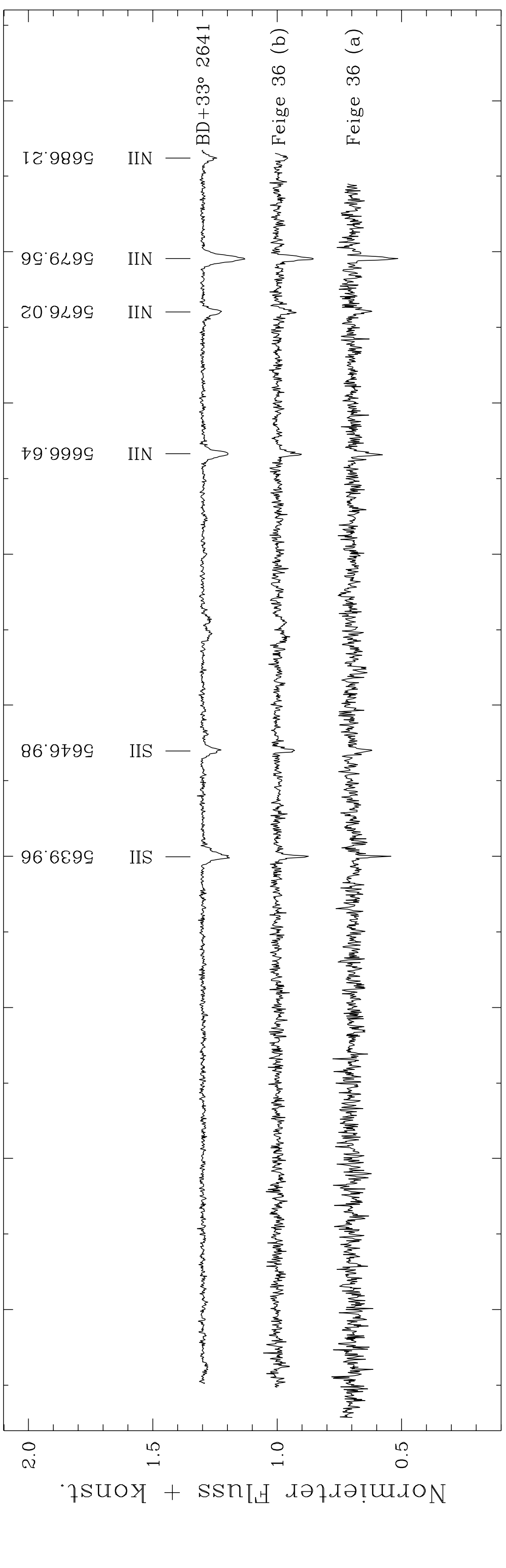

BD+33° 2641
Feige 36 (b)
Feige 36 (a)
FeIII 5127.37
CII 5132.96
CII 5133.29
CII 5143.49
CII 5145.16
CII 5151.08
FeIII 5156.11
OII 5160.02
OII 5176.00
λ/Å
Normierter Fluss + konst.

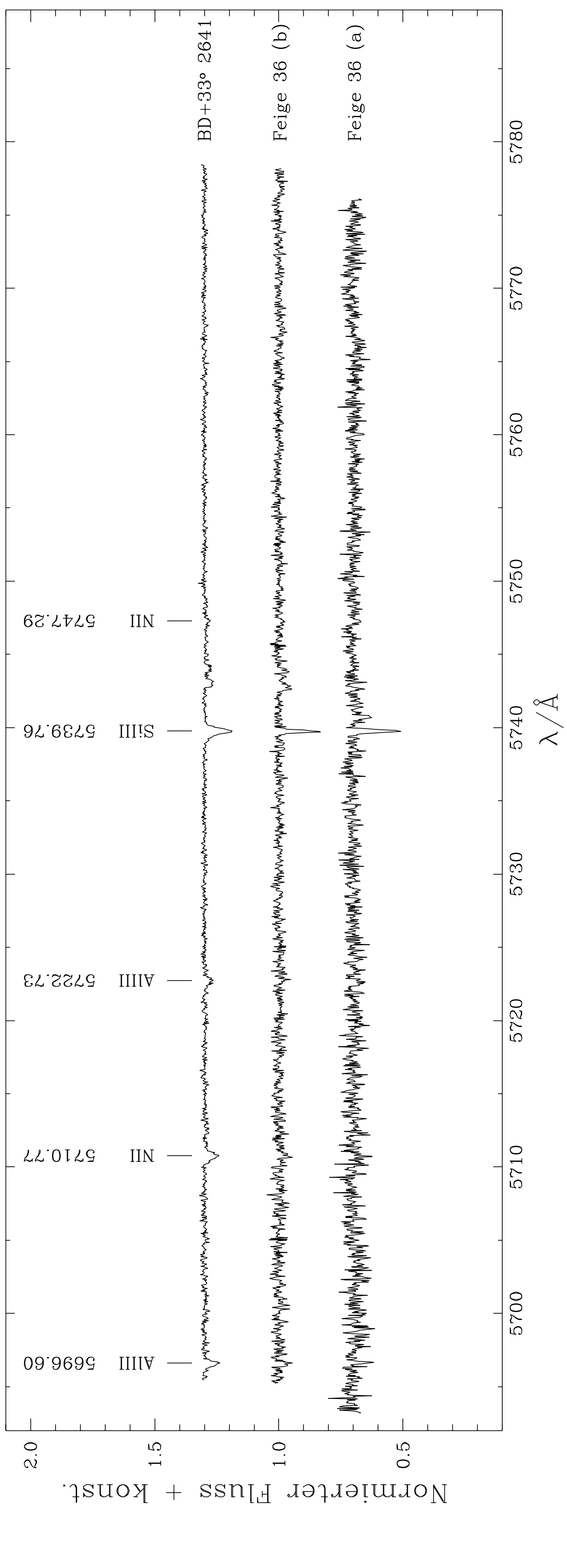

BD+33° 2641
Feige 36 (b)
Feige 36 (a)
FeIII 5193.88
FeIII 5194.43
OII 5206.65
GdI?? 5219.40
FeIII 5235.30
FeIII 5243.30
λ/Å
Normierter Fluss + konst.

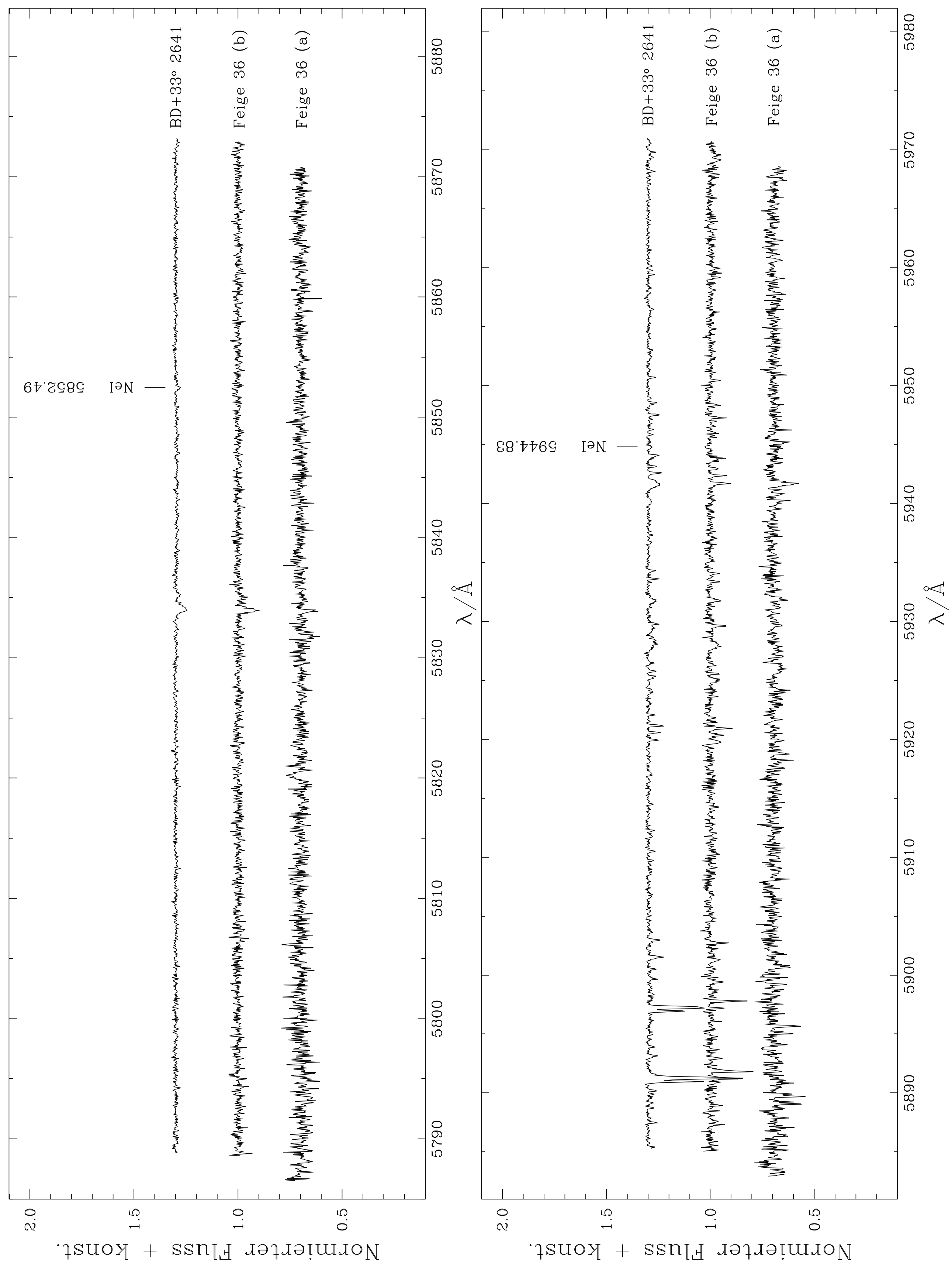

Normierter Fluss + konst.
2.0
1.5
1.0
0.5
FeIII 5272.37
FeIII 5276.19
FeIII 5282.30
BD+33° 2641
Feige 36 (b)
Feige 36 (a)
5270
5280
5290
5300
5310
5320
5330
5340
5350
λ/Å
Normierter Fluss + konst.
2.0
1.5
1.0
0.5
BD+33° 2641
Feige 36 (b)
Feige 36 (a)
5350
5360
5370
5380
5390
5400
5410
5420
5430
5440
λ/Å

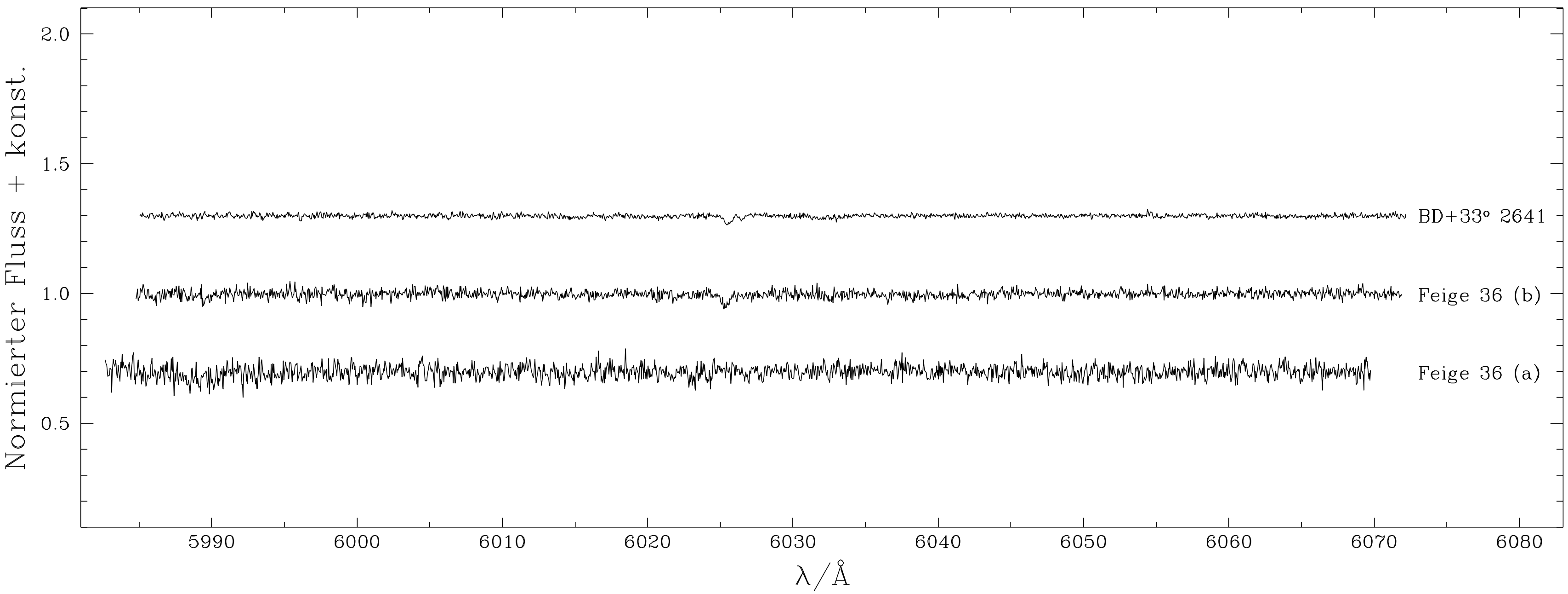

BD+33° 2641
Feige 36 (b)
Feige 36 (a)
NII 5495.66
NII 5462.62
NII 5454.26
NII 5452.07
λ/Å
Normierter Fluss + konst.

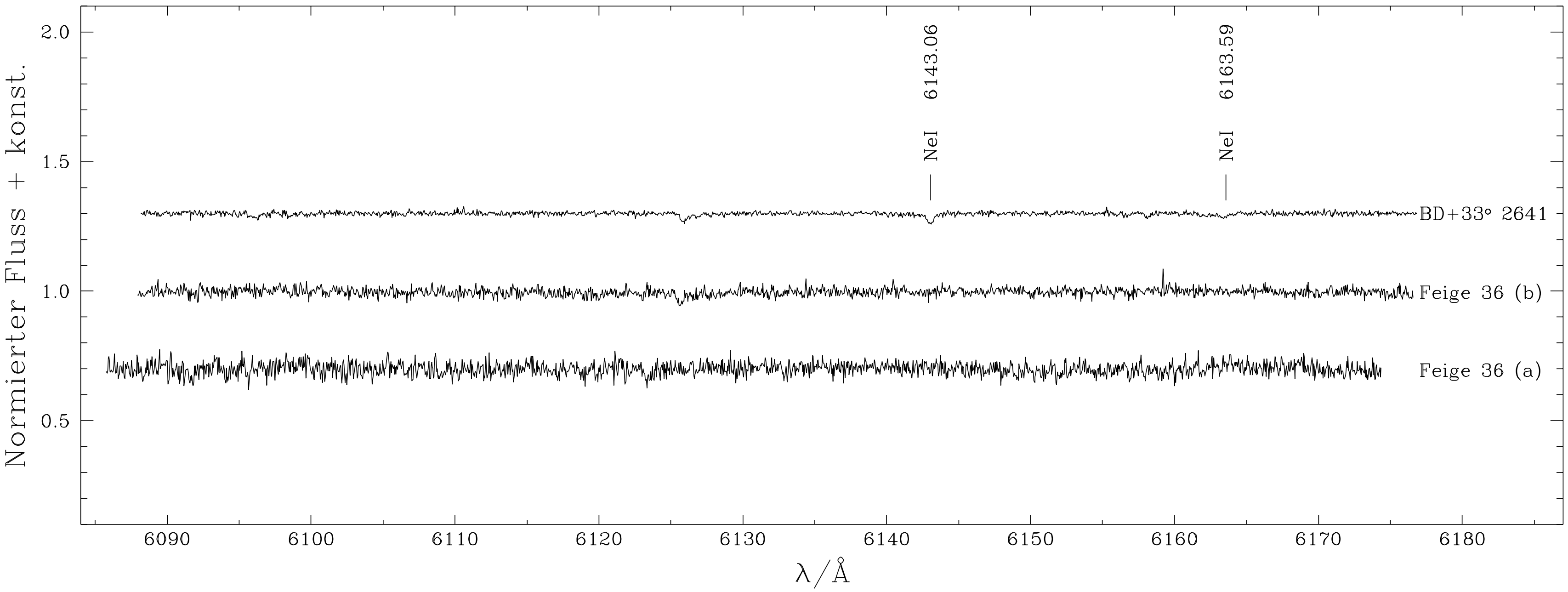

BD+33° 2641
Feige 36 (b)
Feige 36 (a)
λ/Å
Normierter Fluss + konst.

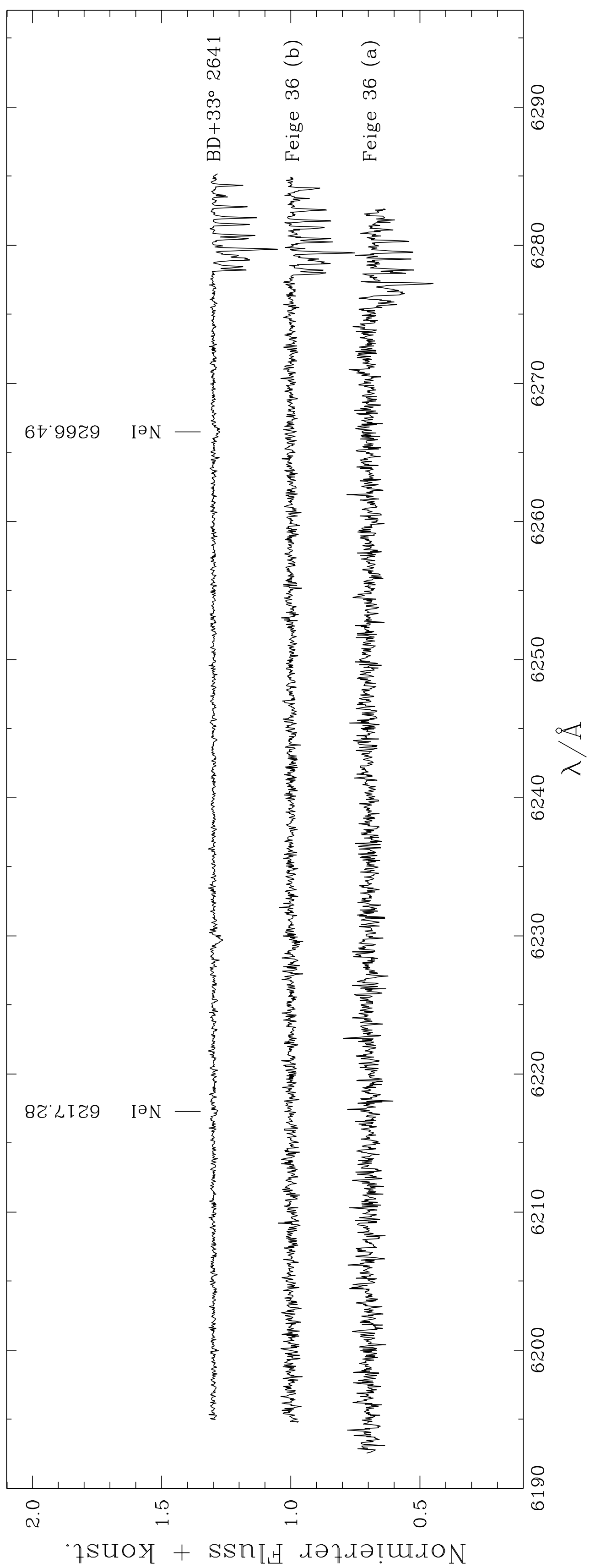

Normierter Fluss + konst.
λ/Å
BD+33° 2641
Feige 36 (b)
Feige 36 (a)
SII 5639.96
SII 5646.98
NII 5666.64
NII 5676.02
NII 5679.56
NII 5686.21

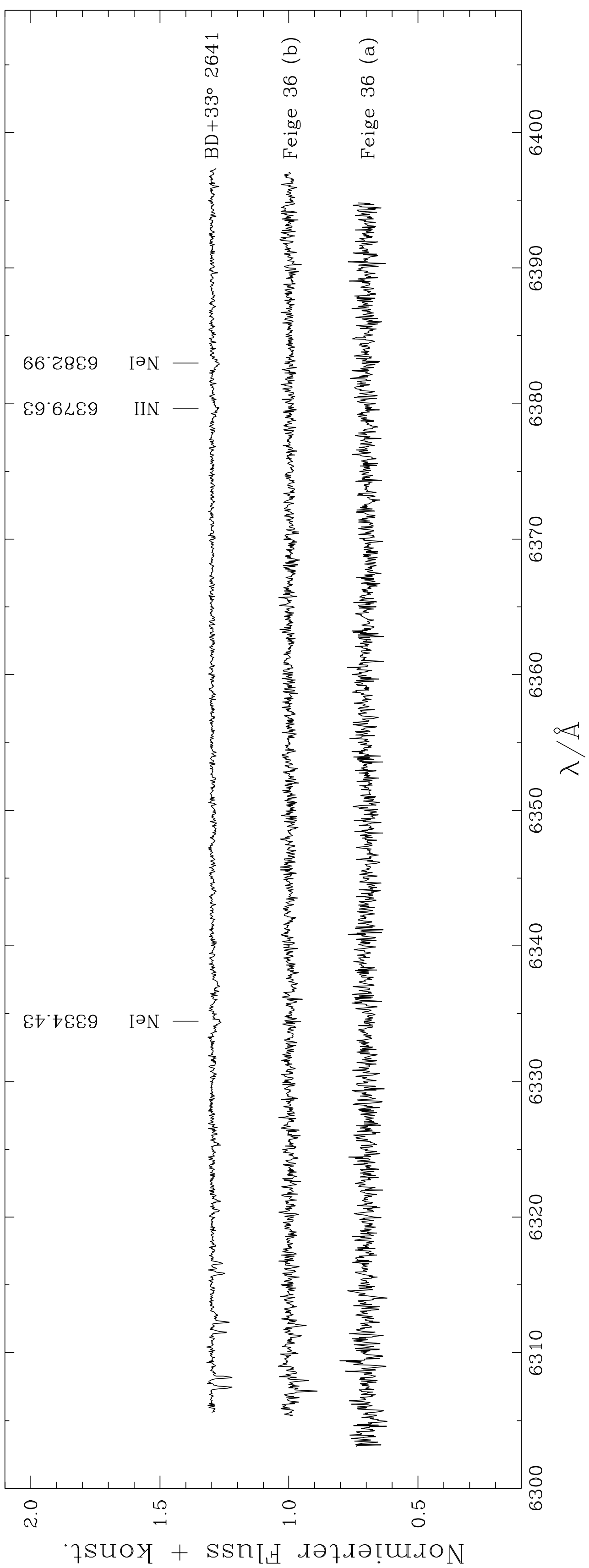

Normierter Fluss + konst.
λ/Å
BD+33° 2641
Feige 36 (b)
Feige 36 (a)
AlIII 5696.60
NII 5710.77
AlIII 5722.73
SiIII 5739.76
NII 5747.29

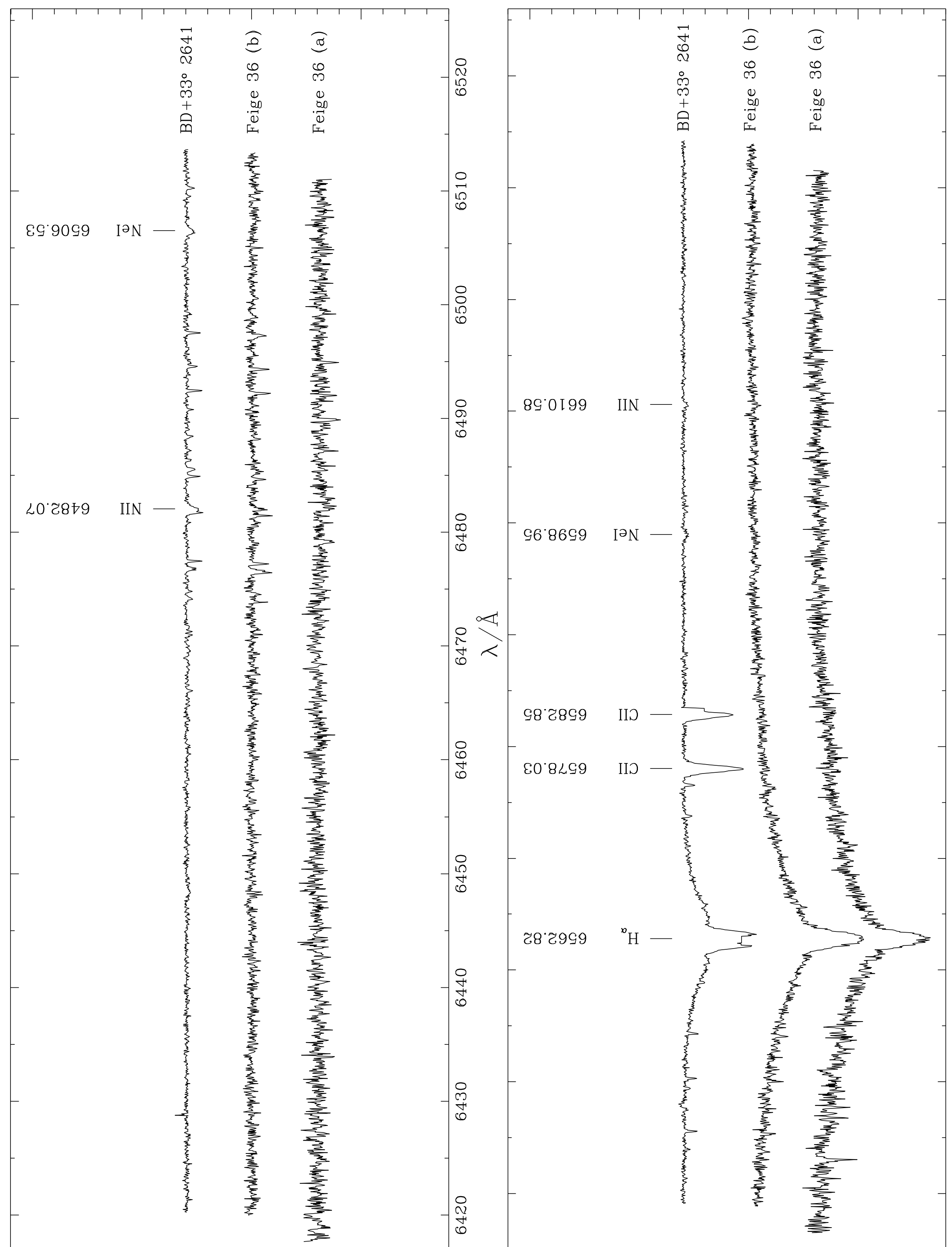

BD+33° 2641
Feige 36 (b)
Feige 36 (a)
NeI 5852.49
NeI 5944.83
λ/Å
Normierter Fluss + konst.


Normierter Fluss + konst.
λ/Å
BD+33° 2641
Feige 36 (b)
Feige 36 (a)

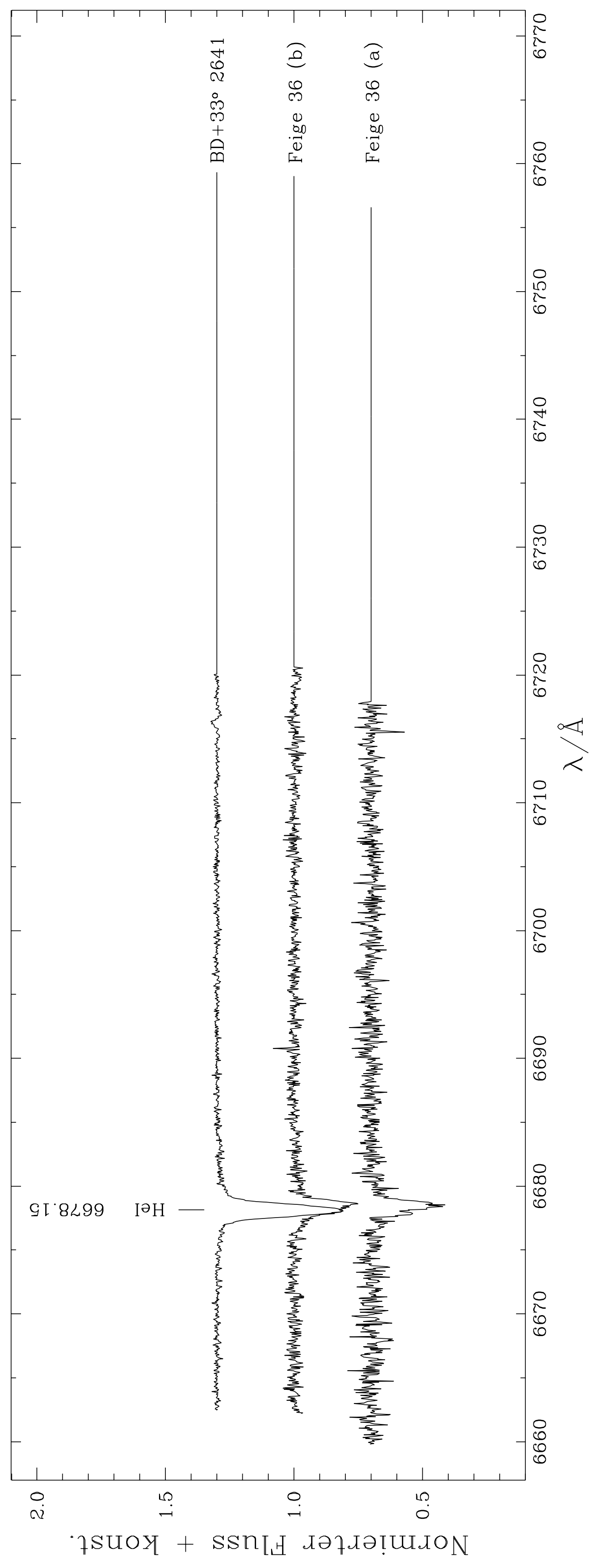

Normierter Fluss + konst.
λ/Å
NeI 6143.06
NeI 6163.59
BD+33° 2641
Feige 36 (b)
Feige 36 (a)


Normierter Fluss + konst.
λ/Å
BD+33° 2641
Feige 36 (b)
Feige 36 (a)
NeI 6217.28
NeI 6266.49


Normierter Fluss + konst.
λ/Å
BD+33° 2641
Feige 36 (b)
Feige 36 (a)
NeI 6334.43
NII 6379.63
NeI 6382.99



Normierter Fluss + konst.
2.0
1.5
1.0
0.5
λ/Å
BD+33° 2641
Feige 36 (b)
Feige 36 (a)
NII 6482.07
NeI 6506.53
6420
6430
6440
6450
6460
6470
6480
6490
6500
6510
6520
Hα 6562.82
CII 6578.03
CII 6582.85
NeI 6598.95
NII 6610.58
6540
6550
6560
6570
6580
6590
6600
6610
6620
6630
6640


BD+33° 2641
Feige 36 (b)
Feige 36 (a)
HeI 6678.15
λ/Å
Normierter Fluss + konst.
6660 6670 6680 6690 6700 6710 6720 6730 6740 6750 6760 6770
2.0 1.5 1.0 0.5

Anhang C

Photosphärische Metallhäufigkeiten von Feige 36

Ion Mult.	Ref. λ/Å	W_λ/mÅ	$\log(gf)$	$-\log(n)$	Ion Mult.	Ref. λ/Å	W_λ/mÅ	$\log(gf)$	$-\log(n)$
C III	Har 70				O II	Wie 66, Bel 94			
1	4647.42	7	0.072	5.04	1	4638.86	20	−0.307	4.16
	4650.25	8	−0.149	4.75		4641.82	34	0.083	4.22
	4651.47	4	−0.625	4.65		4649.14	46	0.342	4.22
				4.82 ± 0.20		4650.84	21	−0.331	4.11
						4661.63	20	−0.249	4.21
N II	Wie 66, Bec 89					4673.74	8	−1.080	3.89
3	5666.64	33	0.009	4.37		4676.24	29	−0.360	3.89
	5676.02	26	−0.340	4.20		4696.35	3	−1.359	4.01
	5679.56	49	0.279	4.34	2	4317.14	17	−0.355	4.08
	5710.77	17	−0.470	4.29		4319.63	19	−0.357	3.97
	5686.21	17	−0.474	4.27		4366.89	16	−0.320	4.19
4	5002.70	8	−1.086	4.11	5	4414.90	39	0.210	4.19
	5010.62	17	−0.611	4.23		4416.97	31	−0.041	4.09
	5045.09	20	−0.389	4.35		4452.37	14	−0.757	3.85
5	4601.48	18	−0.385	4.44	15	4596.18	27	0.196	3.94
	4607.16	20	−0.483	4.30	25	4699.22	26	0.270	3.91
	4630.54	38	0.093	4.47		4705.35	30	0.519	4.10
	4643.09	21	−0.385	4.36	26	4369.28	7	−0.403	3.89
15	4447.03	30	0.238	4.39	28	4890.93	5	−0.381	3.89
19	5005.15	39	0.612	4.47		4906.83	7	−0.107	4.12
	5016.39	5	−0.450	4.48		4924.53	20	0.076	3.83
	5025.66	5	−0.438	4.48	32	5206.65	4	−0.260	4.19
20	4779.72	6	−0.577	4.31	33	4941.07	12	−0.010	3.95
	4781.19	2	−1.038	4.41		4943.00	18	0.276	4.05
	4788.13	10	−0.388	4.24		4955.71	6	−0.541	3.80
	4803.29	19	−0.135	4.17	35	4443.01	10	−0.082	3.71
24	4987.38	7	−0.630	4.11		4448.19	9	0.045	3.89
	5007.33	19	0.161	4.41	54	4281.32	5	0.013	4.10
29	5452.07	5	−0.741	4.11		4288.82	3	−0.020	4.32
	5495.66	13	−0.171	4.15		4294.79	5	0.380	4.40
31	6610.56	16	0.433	4.37		4303.84	9	0.660	4.34
55	4427.96	5	−0.165	4.29		4275.56	14	0.766	4.36
	4431.82	5	−0.165	4.29		4277.40	7	0.215	4.12
	4432.74	18	0.583	4.44	93	4609.44	15	0.709	4.12
	4433.48	5	−0.040	4.41	94	4465.42	5	0.344	4.07
59	4530.40	19	0.671	4.49					4.06 ± 0.17
61	4694.70	5	0.111	4.48					
				4.33 ± 0.12					

Ion Mult.	Ref. λ/Å	W_λ/mÅ	$\log(gf)$	$-\log(n)$
Mg II	Wie 66			
4	4481.13	34	0.568	5.42
	4481.33		0.732	
				5.42
Al III	Kod 70, OPD 93			
2	5696.60	16	0.230	6.22
	5722.73	9	−0.070	6.21
3	4512.54	12	0.405	5.80
	4528.91	17	−0.294	6.34
	4529.20		0.660	
8	4479.89	16	0.894	6.30
	4479.97		1.021	
				6.25 ± 0.06
Si III	Har 70, Bec 90			
2	4552.62	87	0.283	4.95
	4567.82	72	0.061	4.91
	4574.76	46	−0.416	4.82
9	4813.30	13	0.702	5.21
	4819.72	13	0.814	5.30
	4828.96	17	0.924	5.22
51	4716.65	15	0.491	5.08
				5.07 ± 0.18
S II	Wie 66, Wie 69			
7	5032.41	4	0.176	5.19
9	4815.52	7	−0.050	4.67
14	5639.96	30	0.334	4.12
	5646.98	21	0.114	4.16
15	4885.65	6	−0.740	3.90
	4917.20	10	−0.400	4.10
	5014.03	20	0.033	4.18
46	4901.30	4	−0.460	4.00
				4.29 ± 0.43
S III	Wie 69, Har 70			
4	4284.99	28	−0.046	5.00
	4361.53	8	−0.724	4.95
7	4354.56	8	−1.611	3.95
	4364.73	7	−0.710	5.12
	4439.84	9	−1.520	4.28
	4527.96	3	−1.640	4.72
				4.66 ± 0.47

Ion Mult.	Ref. λ/Å	W_λ/mÅ	$\log(gf)$	$-\log(n)$
Ar II	Wie 66			
1	4400.09	2	−0.719	4.82
6	4735.93	5	−0.108	5.04
	4735.93	10	0.215	5.00
	4847.90	2	−0.222	4.94
	5062.07	3	−0.470	4.82
7	4331.25	3	−0.200	4.71
	4426.01	9	0.170	5.01
	4430.18	6	−0.200	4.82
14	4879.90	6	0.220	4.96
15	4545.08	3	−0.290	4.95
	4764.89	5	−0.110	4.90
				4.91 ± 0.10
Fe III	Kur 88, Ekb 93			
4	4419.596	11	−2.335	4.51
5	5063.421	10	−2.950	3.85
	5073.903	16	−2.557	3.98
	5086.701	11	−2.590	4.14
	5127.387	13	−2.218	4.62
	5127.631		−2.564	
	5156.111	17	−2.018	4.45
	5156.226		−3.314	
	5193.909	5	−2.852	4.23
113	5243.300	19	0.405	4.64
	5272.369	6	−0.421	4.51
	5276.186	11	−7.667	4.60
	5276.476		−0.001	
	5282.297	11	0.108	4.69
121	4296.750	6	−2.081	5.11
	4304.748	5	0.377	5.22
	4304.748		−0.699	
	4304.767		1.027	
	4310.337	9	0.189	5.03
	4310.355		−1.072	
	4310.355		1.156	
				4.21 ± 0.26*
				4.79 ± 0.28†
				*: nur Mult. 5
				†: ohne Mult. 5

Referenzen: Bec 89: Becker & Butler (1989); Bec 90: Becker & Butler (1990); Bel 94: Bell et al. (1994); Ekb 93: Ekberg (1993); Har 70: Hardorp & Scholz (1970); Kod 70: Kodaira & Scholz (1970); Kur 88: Kurucz (1988); OPD 93: The Opacity Project Database: Cunto et al. (1993); Wie 66: Wiese, Smith & Glennon (1966); Wie 69: Wiese, Smith & Miles (1969).

Literaturverzeichnis

Allard F., Wesemael F., Fontaine G., Bergeron P., Lamontagne R., 1991, AJ **197**, 1565

Barnard A.J., Cooper J., Smith E.W., 1974, JQSRT **14**, 1025

Baschek B., Norris J., 1975, ApJ **199**, 694

Bauer F., Husfeld D., 1995, A&A **300**, 481

Becker S.R., Butler K., 1989, A&A **209**, 244

Becker S.R., Butler K., 1990, A&A **235**, 326

Bell K.L., Hibbert A., Stanford R.P., McLaughlin B. M., 1994, Phys. Scr., **50**, 343

Bergeron P., Saffer R.A., Liebert J., 1992, ApJ **394**, 228

Bergeron P., Liebert J., Fulbright M.S., 1995, ApJ **444**, 810

Billeres M., Fontaine G., Brassard P., Charpinet S., Liebert J., Saffer R.A., Vauclair G., 1997, ApJ **487**, L81

Bixler J.V., Bowyer S., Laget M., 1991, A&A **250**, 370

de Boer K.S., Schmidt J.H.K., Heber U., 1995, A&A **303**, 95

Caloi V., 1972, A&A **20**, 357

Caloi V., 1989, A&A **221**, 27

Cunto W., Mendoza C., Ochsenbein F., Zeippen C.J., 1993, A&A **275**, L5

Dorman B., Rood R.T., O'Connell R.W., 1993, ApJ **419**, 596

Dreizler S., Heber U., Werner K., Moehler S., de Boer K.S., 1990, A&A **235**, 234

Ekberg J.O., 1993, A&AS **101**, 1

Ferguson D.H., Green R.F., Liebert J., 1984, ApJ **287**, 320

Fred M., Tomkins F.S., Brody J.K., Hamermesh M., 1951, Phys. Rev. **32**, 406

Green R.F., Schmidt M., Liebert J., 1986, ApJS **61**, 305

Greenstein J.L., Sargent A.I., 1974, ApJS **28**, 157

Griem H.R., 1974, Spectral line broadening by plasmas, Pure and Applied Physics, Academic Press, New York

Groth H.G., Kudritzki R.P., Heber U., 1985, A&A **152**, 107

Haas S., Doktorarbeit, 1997, Friedrich-Alexander-Universität Erlangen-Nürnberg

Hagen H.J., Groote D., Engels D., Reimers D., 1995, A&AS **111**, 195

Hardorp J., Scholz M., 1970 ApJS **19**, 193

Heber U., Hunger K., Jonas G., Kudritzki R.P., 1984, A&A **130**, 119

Heber U., 1986, A&A **155**, 33

Heber U., Kudritzki R.P., Caloi V., Castellani V., Danziger J., Gilmozzi R., 1986, A&A **162**, 171

Heber U., 1991, IAU Symposium **145**, 363

Holmgren D.E., McCausland R.J.H., Dufton P.L., Keenan F.P., Kilkenny D., 1992, MNRAS **258**, 521

Humason M.L., Zwicky F., 1947, ApJ **105**, 85

Husfeld D., Butler K., Heber U., Drilling J.S., 1989, A&A **222**, 150

Jeffery C.S., Drilling J.S.,Harrison P.M., Heber U., Moehler S., 1997, A&AS **125**, 501

Kilkenny D., Heber U., Drilling J.S., 1988, SAAO Circular **12**, 1

Kodaira K., Scholz M., 1970, A&A **6**, 93

Kügler L., 1991, Diplomarbeit, Christian-Albrechts-Universität Kiel

Kurucz R.L., 1979, ApJS **40**, 1

Kurucz R.L., 1988, Trans. IAU, XXB, M. McNally, ed., Dordrecht: Kluwer, 168-172.

Lemke M., 1997, A&AS **122**, 285

Lester J.B., Gray R.O., Kurucz R.L., 1986, ApJS **61**, 509

Mengel J.G., Norris J., Gross P.G., 1976, ApJ **204**, 488

Moehler S., Richtler T., de Boer K.S., Dettmar R.J., Heber U., 1990, A&AS **86**, 53

Moehler S., Heber U., de Boer K.S., 1990, A&A **239**, 265

Moore C.E., 1959, A Multiplett Table of Astrophysical Interest, Revised Edition, NBS Tech. Note 36, Washington D.C.

Napiwotzki R., 1997, A&A **322**, 256

Paczyński B., 1971, Acta Astron. **21**, 1

Saffer R.A., Bergeron P., Köster D., Liebert J., 1994, ApJ **432**, 351

Shamey, 1969, unpublished PhD thesis

Schöning T., Butler K., 1989, A&AS **78**, 51

Theissen A., Moehler S., Heber U., de Boer K.S., 1993, A&A **273**, 524

Thejll P., Bauer F., Saffer R., Liebert J., Kunze D., Shipman H.L., 1994, ApJ **433**, 819

Thejll P., 1996, in Jeffery C.S., Heber U., eds., ASP Conf. Ser. Vol. 96, Hydrogen Deficient Stars, Astron. Soc. Pac., San Francisco, p. 245

Wegner G., McMahan R.K., 1985, AJ **90**, 1511

Wegner G., McMahan R.K., 1986, AJ **91**, 139

Wegner G., McMahan R.K., Boley F.I., 1987, AJ **94**, 1271

Werner K., Husfeld D., 1985, A&A **148**, 417

Werner K., 1986, A&A **161**, 177

Werner K., 1996, ApJ **457**, L39

Wesemael F., Winget D.E., Cabot W., van Horn H.M., Fontaine G., 1982, ApJ **254**, 221

Wiese W.L., Smith M.W., Glennon B.M., 1966, Atomic Transition Probabilities. National Bureau of Standards, Washington

Wiese W.L., Smith M.W., Miles B.M., 1969, Atomic Transition Probabilities. National Bureau of Standards, Washington

Danksagung

Zuerst möchte ich Herrn Prof. Dr. Ulrich Heber für die Themenstellung, die wissenschaftliche Betreuung meiner Arbeit, die ständige Diskussionsbereitschaft, die Beschaffung finanzieller Mittel und die Durchsicht des Manuskripts danken.

Mein Dank geht auch an alle anderen Mitarbeiter der Dr. Remeis Sternwarte Bamberg, insbesondere an

> Herrn Dr. Ralf Napiwotzki und Frau Dr. Sabine Möhler, die mir bei allen fachlichen Problemen weitergeholfen haben,
>
> Herrn Dr. Michael Lemke und Herrn Prof. Dr. Horst Drechsel welche mir bei allen Computerproblemen mit Rat und Tat zur Seite gestanden sind,
>
> Frau Prof. Dr. Irmela Bues für ihr reges Interesse am Fortgang der Arbeit,
>
> Herrn Dr. Stefan Haas für seine ständige Diskussionsbereitschaft.

Desweitern möchte ich mich bedanken bei

> Frau Dr. Susanne Och, für das Zustandekommen einer Fahrgemeinschaft nach Bamberg während der ersten Hälfte meiner Diplomarbeit,
>
> Herrn Markus Ramspeck, für die Fahrgemeinschaft während des letzten Drittels meiner Diplomarbeit und für die ausführlichen Gespräche und Diskussionen während der Fahrt,
>
> all meinen Freunden und Bekannten, für die gemeinsamen Unternehmungen wie Kinobesuche, Essengehen, Plauderstunden, u.s.w. und die moralische Unterstützung während der „Tiefpunkte“ meines Studiums.

Ganz besonderer Dank gilt meinen Eltern, ohne deren Geduld und finanzieller Unterstützung mein Physikstudium und damit auch diese Diplomarbeit nicht möglich gewesen wäre.

Letztendlich möchte ich mich noch bei all denen bedanken, die in irgendeiner Art am Zustandekommen dieser Arbeit mitgeholfen haben und die ich vergessen habe zu erwähnen.

Erklärung

Hiermit erkläre ich, daß ich die hier vorliegende Arbeit selbständig angefertigt und nur die angegebenen Hilfsmittel verwendet habe.

....

Heinz Edelmann

Bamberg, 17. April 1998