

Dr.-Reimis-Sternwarte Bamberg
Astronomisches Institut der Friedrich-Alexander-Universität Erlangen-Nürnberg
Betreuer: Prof. Dr. Ulrich Heber

Diplomarbeit

**Heiße unterleuchtkräftige Sterne mit kühlem
Begleiter**

Viktoria Lohmann

November 2008

Inhaltsverzeichnis

1	Einleitung	4
2	Wissenschaftlicher Kenntnisstand	4
2.1	Sternentwicklung	4
2.2	Definitionen und Eigenschaften	7
2.2.1	sdBs in Doppelsternen	8
2.2.2	Entstehungsszenarien von sdBs als Doppelsternen	8
2.2.3	Entstehungsszenarien von sdBs als Einzelsternen	10
2.3	Nachweismethoden von kühlen Begleitern in der Literatur	11
2.3.1	Direkte Beobachtung der sdBs in den Doppelsternen	11
2.3.2	Optische Photometrie	12
2.3.3	Infrarot-Photometrie	16
2.3.4	Spektrale Energieverteilung	17
2.3.5	Spektroskopische Untersuchung	18
3	Sterne in dieser Arbeit	19
3.1	Daten	19
3.2	FUSE	19
3.3	IUE	21
3.3.1	IUE Satellit	21
3.3.2	IUE Daten	22
3.4	Photometrie	22
3.4.1	2MASS	22
3.5	Analyse und Technik	23
3.5.1	Extinktion	23
3.5.2	Modellatmosphären und Fitroutine	24
3.6	Natur der Begleitersterne	31
3.6.1	Schwerebeschleunigung der Begleiter	31
3.6.2	Schwerebeschleunigung der sdB Sterne	33
4	Ergebnisse	33
4.1	Effektivtemperatur	33
4.2	Vergleich mit früheren Arbeiten	38
4.2.1	Spektrale Energieverteilung	38
4.2.2	Spektroskopie	42
4.3	Natur der Begleitersterne	43
4.4	Vermeintliche Doppelsterne	49
5	Späte Sterne im Halo	51
5.1	HBB Sterne	51
5.2	Hauptreihensterne	55

	3
6 Zusammenfassung und Ausblick	57
A sdO Sterne	58
B Modellfits der sdBs ohne Begleiter	61
C Modellfits der sdBs mit Begleiter	73

1 Einleitung

In der vorliegenden Arbeit werden heiße unterleuchtkräftige Sterne des Spektraltyps B (subdwarf B, sdB) untersucht. Im Hertzsprung-Russell Diagramm befinden sie sich unterhalb der Hauptreihe auf dem sogenannten Erweiterten Horizontalast (engl. extreme horizontal branch, EHB). Sie verbrennen in ihrem Kern das Helium zu schwereren Elementen. Ihre hohe Effektivtemperatur wird auf eine sehr dünne Wasserstoffhülle zurückgeführt (etwa 0.02 Sonnenmassen). Die Masse der Subdwarf Sterne wird auf 0.3 bis 0.8 Sonnenmassen geschtzt (Han et al. 2002, 2003). Sie müssen beim Verlassen des Riesenstadiums sehr viel Masse verloren haben. Der Mechanismus dieses Massenverlustes ist eine der zentralen Fragen, die in der Entstehungstheorie beantwortet wird. Die möglichen Entstehungsszenarien werden im Kapitel 2.2 beschrieben.

In dieser Arbeit werden die spektralen Energieverteilungen der Subdwarf Sterne untersucht in der Hoffnung einen Flussüberschuss im infraroten Spektralbereich (Infrarot Exzess) festzustellen. Der IR Exzess kann als ein Indikator für einen kühlen Begleiter dienen (Ulla & Thejll 1998). Im Rahmen dieser Diplomarbeit wurden 49 sdB Sterne untersucht. Der IR Exzess wurde bei den 17 Sternen festgestellt und daraus die Effektivtemperatur und der Spektraltyp des kühlen Begleiters abgeleitet. Es wurde ein viel breiterer Spektralbereich untersucht - von 900Å bis 22030Å - als in früheren Arbeiten. Die Daten im fernultravioletten Bereich wurden mit dem FUSE Satelliten gemessen, der im Kapitel 3.2 beschrieben wird. Die Information im infraroten Bereich lieferte 2MASS, auf die ebenfalls in einem späteren Kapitel (3.4) näher eingegangen wird. Die Methoden der Analyse der spektralen Energieverteilungen werden im Kapitel 3.5 beschrieben. Die Ergebnisse werden im Kapitel 4 präsentiert und diskutiert.

2 Wissenschaftlicher Kenntnisstand

2.1 Sternentwicklung

Ein wichtiges Werkzeug zum Klassifizieren und Analysieren verschiedener Entwicklungszustände von Sternen ist das Hertzsprung-Russell-Diagramm (HRD) (Abb.1). In diesem wird die Leuchtkraft L gegen den Spektraltyp aufgetragen. Die Verteilung der Sterne im HRD ist nicht gleichmäßig, sondern die Sterne sammeln sich in den Bereichen, die einer langen Entwicklungsphase entsprechen.

Ein Stern beginnt sein Leben im HRD auf der Hauptreihe (main sequence MS). In dieser Phase wird in seinem Kern Wasserstoff zu Helium verbrannt. Wie lange der Stern auf dem MS verweilt hängt von seiner Masse ab, denn die Energieerzeugungsrate ist proportional zur Masse ($L \propto M^{3.8}$). So beträgt die Lebensdauer für die Sonne fast 10^{10} Jahre, während sich ein Stern mit $15M_{\odot}$ Sonnenmassen schon nach 10^7 Jahren zum Roten Riesen entwickelt. Die Hauptreihenphase ist das längste Stadium im Leben eines Sterns.

Wenn der Wasserstoff im Kern verbraucht ist, fängt das Wasserstoffbrennen in

einer den heliumreichen Kern umgebenden Hülle an. Die weitere Entwicklung hängt von der Sternmasse ab.

Für $0.26M_{\odot} \leq M \leq 1.5M_{\odot}$ dehnt sich die Hülle stark aus und der Stern wird zum Roten Riesen. Der Heliumkern kontrahiert und erhitzt sich. Das Elektronengas entartet und stabilisiert den Kern gegen die Gravitation. Im Gegenteil zum idealen Gas der entartete Kern kann nicht expandieren. Deswegen führt die Temperaturerhöhung nur dazu, dass die Rate der Kernreaktionen rasch anwächst und die Zündung des Heliums findet explosionsartig statt (*helium flash*). Wenn die Temperatur weiter steigt, wird die Entartung aufgehoben und der Kern fängt an sich auszudehnen. Die Energie von dem Heliumflash wird von den äußeren Schichten absorbiert, so dass der Stern nicht komplett zerstört wird. Nach diesem Heliumflash befindet sich der Stern auf dem Horizontalast (horizontal branch, HB). Wenn auch das Helium im Kern verbraucht wird, verlagert sich das Heliumbrennen wieder in eine Schale und der Stern bläht sich erneut auf. In diesem Stadium befindet er sich auf dem asymptotischen Riesenast (asymptotic giant branch, AGB) im HRD. Der expandierende Stern verliert die Oberflächenmaterie, die dann als ein Planetarischer Nebel erscheint. Der Überrest im Zentrum wird zu einem Weißen Zwerg.

Für $M \geq 1.5M_{\odot}$ verläuft das Heliumbrennen im Kern stabil. Dann bildet sich eine heliumbrennende Schale. Schließlich kann es für Sterne mit $3M_{\odot} \leq M \leq 15M_{\odot}$ zu einem "Kohlenstoffflash" kommen, der den Stern zerstören kann.

Für noch massivere Sterne mit $M \geq 15M_{\odot}$ verbrennt der Kohlenstoff ruhig zu Sauerstoff und Magnesium. Letztendlich gleicht der Stern einer Zwiebel mit mehreren Schichten, in denen Silizium, Sauerstoff, Kohlenstoff, Helium und Wasserstoff brennen. Wenn der ganze Brennstoff verbraucht ist, tritt ein instabiler Zustand ein. Denn das Aufhören des Fusionsprozess im Kern führt dazu, dass der Druck fällt und der Kern deswegen zusammenbricht. Durch die freigesetzte Energie dissoziieren Eisenkerne erst zu Helium und dieses dann zu Protonen und Neutronen. Die Dissoziation beschleunigt den Kollaps, der binnen eines Sekundenbruchteils geschieht. Die äußeren Schichten kollabieren auch. Ihre Temperatur steigt an und der restliche Brennstoff wird explosionsartig verbrannt. Das Ereignis ist als Supernova bekannt. Der restliche Kern besteht fast gänzlich aus Neutronen, die wegen der hohen Dichte entarten. Der Entartungsdruck stoppt den Kollaps. Ist die Kernmasse groß genug, entsteht ein Schwarzes Loch.

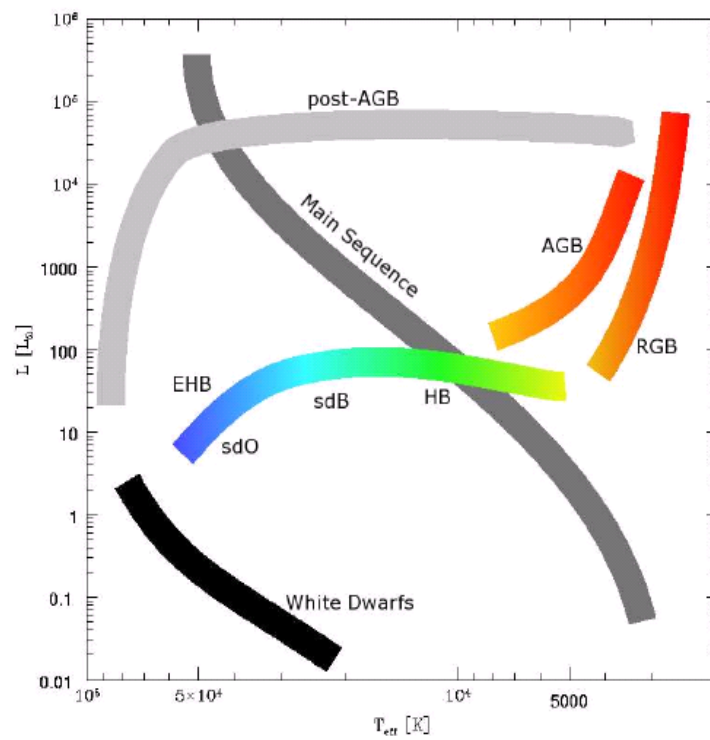


Abbildung 1: Schematisches HRD-Diagramm. Die Subdwarf Sterne liegen unterhalb der Hauptreihe. Das Bild wurde aus der Diplomarbeit von H. Hirsch (2006) übernommen.

2.2 Definitionen und Eigenschaften

Subdwarfs sind Sterne, die sich im Hertzsprung-Russel Diagramm auf dem Erweiterten Horizontalast (extreme horizontal branch, EHB) befinden. Der EHB ist eine Fortsetzung des Horizontalastes (horizontal branch, HB) zu höheren Temperaturen hin und befindet sich unterhalb der Hauptreihe. Der Name Unterzwerge erklärt sich durch diese Lage in dem HRD, da die Sterne auf der Hauptreihe schon Zwerge heißen.

Anhand ihrer Spektren unterscheidet man folgende Klassen:

Subdwarf B Sterne (sdB) besitzen einen heliumbrennenden Kern ($0.5M_{\odot}$) und eine so dünne wasserstoffreiche Hülle ($\leq 0.02M_{\odot}$), dass die Wasserstofffusion nicht aufrechterhalten werden kann (Heber 1986, Saffer et al. 1994). Deswegen entwickeln sie sich direkt zu Weißen Zwergen und gelangen nicht auf den Asymptotischen Riesenast (asymptotic giant branch, AGB) (Saffer et al. 1994). Wegen ihrer extrem dünnen Hülle erscheinen subdwarf B Sterne sehr blau. Die atmosphärischen Parameter dieser Sterne, die mittels Spektralanalyse bestimmt wurden, sind:

$20000K \leq T_{eff} \leq 40000K$, $5.0 \text{ dex} \leq \log g \leq 6.0 \text{ dex}$. Die Spektren der sdBs zeigen breite Balmerlinien. Es können auch schwache HeI-Linien auftreten, vor allem bei 4472 \AA .

Subdwarf O Sterne (sdO) haben höhere effektiven Temperaturen $T_{eff} \geq 40000K$ und den gleichen Bereich für $\log g$. Die Spektren der sdOs weisen neben den Balmerlinien auch HeII-Linien auf.

Subdwarf OB Sterne (sdOB) bilden eine Zwischenklasse, den Übergang vom B Typ zum O Typ. In ihren Spektren tritt neben den HeI-Linien auch eine schwache HeII-Linie bei 4686 \AA auf.

Wie oben beschrieben, befinden sich Sterne nach dem Verlassen des RGB auf dem Horizontalast und verbrennen im Kern Helium zu Kohlenstoff und in einer Schale Wasserstoff zu Helium. Da der Heliumflash bei einer Kernmasse von $0.5M_{\odot}$ geschieht, haben alle Horizontalast-Sterne einen Kern gleicher Masse. Die genaue Position eines Sterns auf dem Horizontalast wird durch seine Hüllenmasse bestimmt. Mit fallender Hüllenmasse wird die Oberflächentemperatur höher bis der Horizontalast auf der Helium-Hauptreihe endet. Die fehlende Hülle erlaubt uns also den Blick direkt auf den heißen Heliumkern und erklärt die hohen Temperaturen.

Um die Entstehung der EHB-Sterne zu erklären, muss man den hohen Massenverlust erklären, der die Sternmasse von ungefähr $2M_{\odot}$ auf $0.5M_{\odot}$ reduziert. Es werden zwei unterschiedliche Arten von Szenarien vorgeschlagen. Zum einen kann die Masse durch Wechselwirkung in einem Doppelstern verringert werden. Eine andere Möglichkeit wäre starke Sternwinde während der Rote Riese-Phase.

2.2.1 sdBs in Doppelsternen

Aus den verschiedenen Untersuchungen folgt, dass mehr als 50 % aller sdBs Doppelsternsysteme sind (Allard et al. 1994, Ulla&Thejll 1998, Aznar Cuadrado&Jeffery 2001). Allerdings gibt es auch Arbeiten (Stark&Wade 2006), wo dieser Anteil nur 40% in einem Sample für eine begrenzte Helligkeit beträgt. Man unterscheidet dabei zwischen Begleitern mit spektroskopischen Signaturen und unsichtbaren Begleitern. Die ersten werden aus der Kombination von optischen und infraroten (2MASS) Photometrie am besten detektiert. Der spektrale Typ dieser Begleiter kann im Bereich von F bis K liegen. Die unsichtbaren Begleiter werden durch Variationen der Radialgeschwindigkeit entdeckt. Maxted et al. (2001) fanden, dass 2/3 ihres sdB Samples aus kurzperiodischen ($P \leq 10d$) Doppelsternen besteht. Dagegen zeigen die spektroskopischen Doppelsterne keine Variationen der Radialgeschwindigkeit, was bedeutet, dass ihre Perioden von mehreren Monaten bis einigen Jahren lang sein können.

2.2.2 Entstehungsszenarien von sdBs als Doppelsternen

Um mehr Licht in die Entstehungsgeschichte der sdBs zu bringen, hat Han und seine Kollegen eine umfassende Untersuchung möglicher Szenarien gemacht. Sie haben genaue Berechnungen der Einzelstern- und Doppelsternentwicklung gemacht und eine ganze Population der Doppelsterne simuliert. Han und Kollegen haben drei mögliche Szenarien für sdBs in Doppelsternen errechnet.

- Common-Envelope (CE):
Füllt ein Roter Riese seine Roche-Fläche, kann es zu einem dynamisch instabilen Massentransfer kommen, wenn das Massenverhältnis zwischen dem Riesen und seinem Begleiter größer als 1.2 ist. Der Massenübertrag geschieht so schnell, dass der Begleiter die Materie nicht akkretieren kann. Dabei wird der Begleiter in die Hülle des Roten Riesen eingeschlossen. Die Reibung zwischen den kreisenden Sternen und der aufgeblähten Hülle führt zum Drehimpulsverlust, wodurch sich die Umlaufbahn verkleinert. Die in diesem Prozess freiwerdende Energie reicht aus, um die Hülle abzuwerfen. Wenn zu Beginn des Massentransfers der Stern sich nah genug an der Spitze des Roten Riesenastes (red giant branch, RGB) befand, kann sein restlicher Kern das Heliumbrennen noch zünden. Es entsteht also ein enges Doppelsternsystem mit einer Periode im Bereich $0.1d \leq P \leq 10d$. Die CE Phase kann entweder als erster oder als zweiter Massentransfer stattfinden. Im ersten Fall ist der Begleiter ein Hauptreihenstern (Abb. 2, rechtes Teilbild), im zweiten ein Weißer Zwerg (Abb.2, linkes Teilbild). Die Massenverteilung für sdBs hat einen scharfen Peak bei $0.46M_{\odot}$ (Abb.4) (Han et al. 2002).
- Stabiler Roche Lobe Overflow (RLOF):
Bei diesem Szenario verläuft der Massentransfer stabil (Abb.3). Das Massenverhältnis muss weniger als 1.2 – 1.5 betragen (Podsiadlowski et al. 2008). Der Massentransfer hört auf, wenn die Masse der wasserstoffreichen Hülle sich

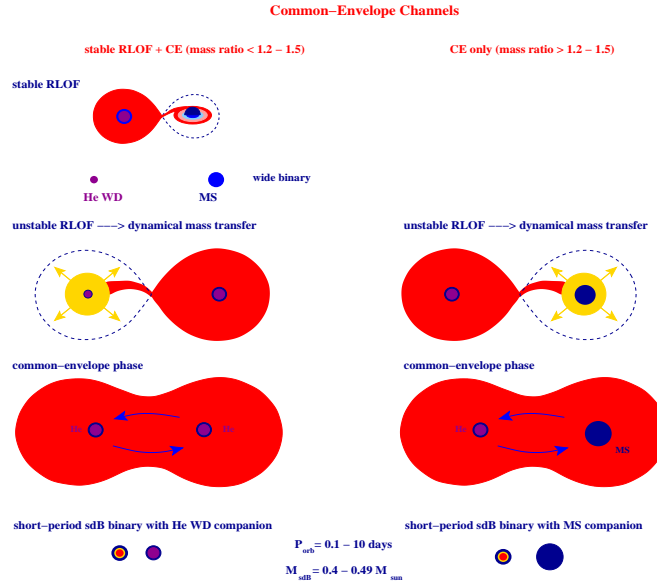


Abbildung 2: Common-Envelope Szenario für die Entstehung von sdBs. Die CE Phase kann entweder der erste Massentransfer (*rechtes Teilbild*) sein, durch den ein Doppelstern mit Hauptreihenbegleiter entsteht, oder der zweite Massentransfer (*linkes Teilbild*), in dem einer mit einem Weißen Zwerg produziert wird (Podsiadlowski et al. 2008).

genügend verringert hat und der Riese zu schrumpfen beginnt. Ist die Masse des Restkernes ausreichend hoch, erfolgt ein Heliumflash und der Stern erscheint als ein sdB in einem weiten Doppelsternsystem ($100\text{d} \leq P \leq 500\text{d}$). Der Begleiterstern kann sowohl ein Weißer Zwerg als auch ein Hauptreihenstern sein. Die Masse liegt hier im gleichen Bereich wie bei dem CE Szenario (Han et al. 2002).

- Merger-Szenario:

Das Verschmelzen von zwei heliumreichen Weißen Zwergen kann zur Entstehung eines einzelnen sdBs führen. Dabei muss die Gesamtmasse groß genug für die Zündung des Heliumbrennens sein. In diesem Falle ergibt sich eine ziemlich breite Massenverteilung $0.4 - 0.65 M_{\odot}$ (Abb.4) (Han et al. 2002). Ein Doppelsternsystem aus zwei heliumreichen Weißen Zwergen kann in einer CE Phase als zweiter Massentransfer entstehen, wenn die Masse des sdB-Vorläufers nicht ausreicht um das Helium zu zünden (Abb.2, linkes Teilbild).

In ihrer Untersuchung haben Han et al. festgestellt, dass die Effizienz verschiedener Entstehungsszenarien unterschiedlich ist. Dabei spielen die Parameterkombinationen eine wichtige Rolle. Folgenden Parameter wurden variiert: Z Metallizität, $n(1/q)$ anfängliches Massenverhältnis, q_{crit} kritisches Massenverhältnis, unterhalb dessen stabiler Massentransfer des Riesensterns zum Begleiter möglich ist, α_{CE} relativer Anteil der während der CE-Phase verlorenen potentiellen Energie des Systems, der

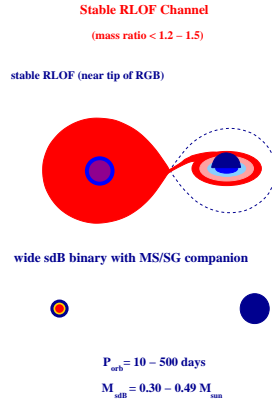


Abbildung 3: Stabiles RLOF Szenario für die Entstehung von sdBs (Podsiadlowski et al. 2008).

in den CE-Ausstoß übertragen wird, α_{th} relativer Anteil der thermischer Energie des Systems, der in den CE-Ausstoß übertragen wird.

Um ihre Parameter einzuschränken benutzten Han et al. Beobachtungen. Sie sagen eine breitere Massenverteilung der Subdwarf vorher als früher angenommen wurde, und zwar $0.3M_{\odot} \leq M \leq 0.8M_{\odot}$, die hauptsächlich durch das Merger-Szenario zu hohen Massen so verbreitert wird. Die Massenverteilung hat ein Hauptmaximum bei $0.46M_{\odot}$ (Abb.4), was sehr nahe an den kanonischen $0.5M_{\odot}$ liegt.

Die Sterne mit zusammengesetzten Spektren, die in dieser Arbeit untersucht wurden, gehören zu weiten Doppelsternsystemen, in denen die Komponenten miteinander nicht wechselwirken. Es ist bekannt, dass derartige Doppelsterne praktisch keine Radialgeschwindigkeitsvariationen zeigen (Green et al. 2008). Das würde bedeuten, dass ihre Perioden einige Jahre betragen müssten. Also müssten sie durch ein RLOF Szenario entstanden sein, wobei die von Han et al. bestimmten Perioden zu gering zu sein scheinen. Es könnte sein, dass seine Theorie nicht ganz richtig ist, denn laut Han et al. müssten diese Sterne radialgeschwindigkeitsvariabel sein.

2.2.3 Entstehungsszenarien von sdBs als Einzelsternen

Neben den sdBs in Doppelsternsystemen existieren auch sdBs als Einzelsterne. Wie oben erwähnt müssten es vermutlich fast die Hälfte aller sdBs sein. Neben der Entstehung in dem Merger-Szenario wird eine weitere Alternative vorgeschlagen:

- Befindet sich ein Riese in der Nähe der Spitze des RGB, kann er seine ganze Hülle durch stellare Winde verlieren, so dass nur der heliumreiche Kern übrig bleibt (Han et al. 2002). Wird das Helium gezündet, erscheint der Überrest als ein sdB Stern.

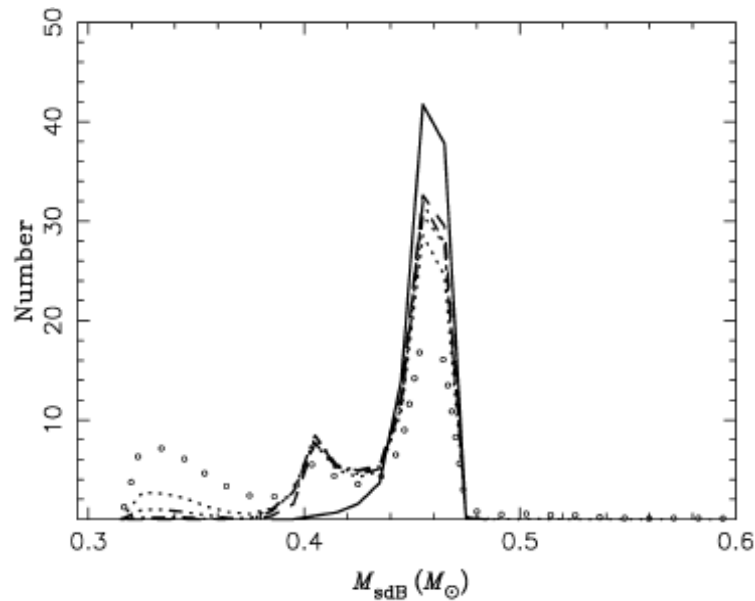


Abbildung 4: Die simulierte Massenverteilung der sdBs hat einen Hauptpeak bei $0.46M_{\odot}$ (Han et al. 2002)

2.3 Nachweismethoden von kühlen Begleitern in der Literatur

Es gibt unterschiedlichen Methoden, mit denen man Doppelsterne identifizieren kann. Zum einen untersucht man die optische Photometrie. Die Aussagekraft dieser Methode ist allerdings schwächer als wenn man den infraroten Spektralbereich hinzuzieht. Da die sdBs extrem blaue Sterne sind, erweist sich der infrarote Exzess als sehr nützlich um Hauptreihenbegleiter zu identifizieren (Reed&Stiening 2004). Eine noch sicherere Methode beschäftigt sich mit der spektralen Energieverteilung.

2.3.1 Direkte Beobachtung der sdBs in den Doppelsternen

Heber et. al 2002¹ untersuchten ein kleines Sample von sdBs in den spektroskopischen Doppelsternen. Die ausgewählte Objekte wurden mit der WFPC2 (Wide-Field Planetary Camera 2) auf dem Hubble Space Teleskop (HST) beobachtet. Die WFPC2 hat eine hohe räumliche Auflösung - 0.1 Bogensekunden. Der Erfolg war relativ gering, da die Abstände zwischen den Komponenten zu klein waren. Die obere Grenze der Abstände in nicht aufgelösten Doppelsternen wurde auf 50-180 AU abgeschätzt. H02 fanden nur einen auflösbaren Doppelstern von 19 Kandidaten. Der zweite verdächtige Stern stellte sich als Dreifach-Sternsystem heraus, nachdem dieser als radialgeschwindigkeitsvariabel festgestellt wurde.

¹im weiteren H02

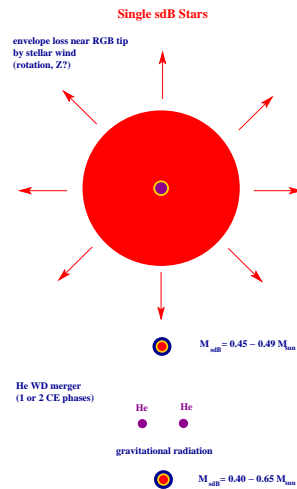


Abbildung 5: Entstehungsszenarien von sdBs als Einzelsterne. Ein mögliches Szenario ist der Verlust der äußeren Hülle durch Sternwinde (*oben*). Eine weitere Möglichkeit ist die Verschmelzung zweier heliumreicher Weißer Zwerge - sogenanntes Merger-Szenario (*unten*) (Podsiadlowski et al. 2008).

2.3.2 Optische Photometrie

Eine der ersten Arbeiten, in der Subdwarf Sterne mit Hauptreihenbegleitern entdeckt wurden, wurde von Ferguson et al. 1984 geleistet. Sie haben Sterne aus dem Palomar Green Katalog untersucht (Ferguson et al. 1984).

Anhand von Zwei-Farben-Diagrammen, wo B-V gegen U-B und V-I gegen B-V aufgetragen werden, separierten Ferguson et al. die Sterne, die sie als Doppelsterne vermuteten. Für diese Objekte wurden spektrale Energieverteilungen zusammengestellt, die aus IUE-Spektren (International Ultraviolet Explorer, s. Kapitel 3.3) im ultravioletten Bereich und aus optischer Photometrie (UBVI) bestanden. Der flache Verlauf im optischen Bereich wurde von Ferguson et. al als ein Hinweis für ein getrenntes Doppelsternsystem interpretiert.

Die Parameter der beiden Komponenten wurden mit Hilfe eines Flussverhältnis-Diagramms bestimmt. In jedem dieser Diagramme werden Flussverhältnisse für zwei unterschiedliche Wellenlängen gegeneinander aufgetragen. Alle Flüsse werden im Bereich von $\lambda = 5500\text{\AA}$ (dies entspricht dem V-Band) normiert. Das Diagramm mit den Flussverhältnissen bei $\lambda = 3400\text{\AA}$ und $\lambda = 8000\text{\AA}$ erwies eine hohe Empfindlichkeit gegenüber der Temperatur der heißen Komponente, da diese hauptsächlich im UV-Bereich beiträgt (s. Abb.5).

Stärkere Abhängigkeit von dem Spektraltyp des kühlen Begleiters zeigt dagegen eine andere Wahl von Wellenlängen, und zwar $\lambda = 4200\text{\AA}$ und $\lambda = 8000\text{\AA}$, da der rote Bereich von kühlerem Hauptreihenbegleiter dominiert wird (s. Abb.6). Als erstes wurde der Spektraltyp des Begleitersterns aus dem Diagramm in der Abbildung 7 bestimmt. Da das Diagramm wenig empfindlich gegenüber der Temperatur

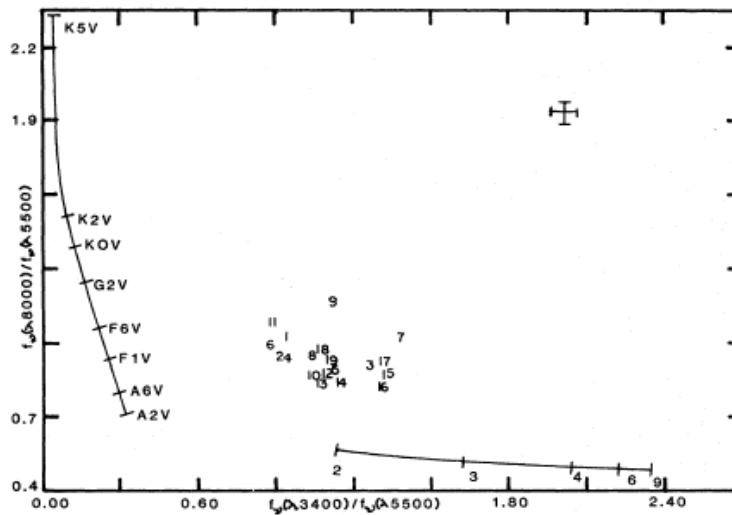


Abbildung 6: Das Flussverhältnis-Diagramm aus dem die Temperatur der Primärkomponente bestimmt wurde. Die Orte der Doppelsterne werden mit den Ziffern markiert. Die einzelnen Ziffern entlang der unteren Linie zeigen Temperatur in Einheiten von 10000 K (Ferguson et al. 1984).

des sdB Sterns ist, wurde $T_{eff} \approx 30000\text{K}$ angenommen. Der Spektraltyp des Begleiters ergibt sich aus dem Schnittpunkt der Verbindungslinie zwischen dem 30000K Punkt auf der Linie rechts mit der Lage des Doppelsterns. Die Temperatur des sdB Sterns wurde anhand des Diagramms in der Abbildung 6 bestimmt, indem man die Position des ganzen Systems mit dem gefundenen Spektraltyp des kühlen Begleiters verband. Der Schnittpunkt der Verbindungslinie mit der Linie unten rechts lieferte T_{eff} des sdB Sterns. Die Genauigkeit in diesem Falle betrug nur $\pm 5000\text{K}$.

Alle von Ferguson et al. untersuchten Doppelsternsysteme bestanden aus einem G8-K4.5 Hauptreihenstern und einem 27000 – 38000K heißen Subdwarf Stern. Ferguson et al. untersuchten etwa 700 Sterne aus dem PG Katalog. 18 Sterne identifizierten sie als weite Doppelsterne. Um den gesamten Anteil an Doppelsternen abzuschätzen, machten sie folgende Annahmen:

1. die Anzahl der kühler Begleiter wird aus der gleichen Leuchtkraftfunktion abgeleitet wie für Einzelsterne (d.h. 18 Doppelsterne betragen nur 1/20 aller Hauptreihensterne zwischen G8 und K5);
2. 100% Subdwarfs mit dem kühlen Begleiter des Spektraltyps zwischen spätem G und frühem K aus dem PG Katalog wurden entdeckt.

Mit der Berücksichtigung dieser Annahmen folgerten sie, dass etwa 50% aller Subdwarfs aus dem PG Katalog Begleiter mit späteren Spektraltypen als G8-K5 haben müssten.

Da Ferguson et al. die Doppelsterne aufgrund ihrer flachen Energieverteilung identifizierten, folgerten sie, dass ein größeren Anteil der sdBs einen Begleiter des

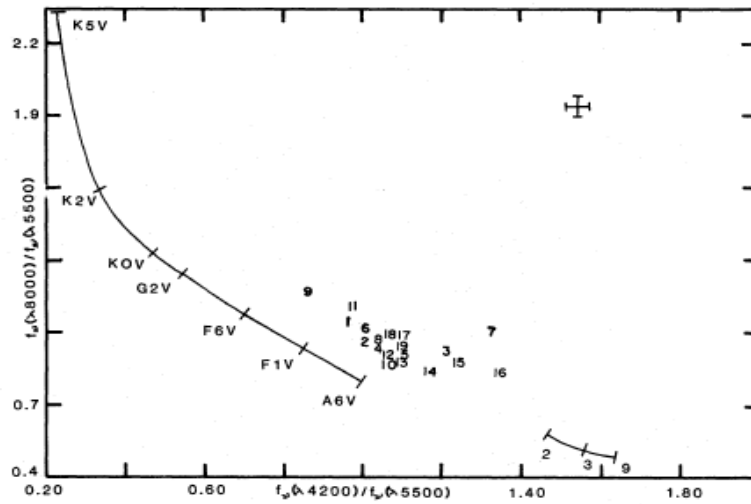


Abbildung 7: Das Flussverhältnis-Diagramm aus dem der Spektraltyp der kühlen Komponente bestimmt wurde. Die Orte der Doppelsterne werden mit den Ziffern markiert. Die einzelnen Ziffern entlang der unteren Linie zeigen Temperatur in Einheiten von 10000 K (Ferguson et al. 1984).

Spektraltyps M und K haben müsste. Derartige Begleiter beeinflussen nur sehr gering die Energieverteilung und können deswegen nicht detektiert werden.

Williams et. al (2001)² versuchen eine interessante Theorie über die Entwicklung der sdBs durch ihre Untersuchung von sdO-Sternen zu überprüfen. Man vermutet, dass kompakte sdOs ein späteres Entwicklungsstadium der EHB-Sterne sein könnten. Unter 'kompakten sdO' verstehen W01 sdOs mit $4.8 \leq \log g \leq 6.5$ und $4.5 \leq \log T_{eff} \leq 4.9$. Eine Bestätigung dieser Theorie wäre die Feststellung, dass sdOs den gleichen Anteil an Doppelsternen wie sdBs aufweisen.

In ihrer Arbeit verwenden W01 auch optische Photometrie (*BVRI*), um die Begleiter von sdOs zu finden. Anhand von Zweifarben-Diagrammen (Abb.8) und den Vergleichen mit den Farben der synthetischen Doppelsternsysteme (Abb.9) haben sie 9 Doppelsterne aus 64 sdO/OB/OC-Sternen aus dem Palomar Green Katalog identifiziert.

Im zweiten Teil ihrer Arbeit zogen W01 weitere 25 sdOs hinzu. Mit Hilfe der IR Photometrie haben sie einen Anteil an Doppelsternen unter sdOs auf 64% bis 100% abgeschätzt. W01 folgerten daraus, dass der Zusammenhang in der Entwicklung zwischen sdOs und den EHB-Sternen nicht ausgeschlossen werden kann.

²im weiteren W01

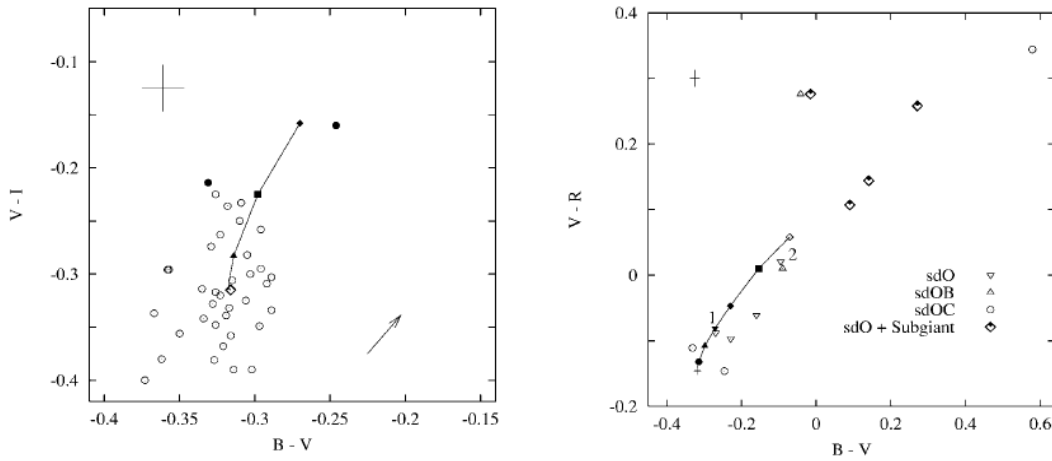


Abbildung 8: Das Zweifarben-Diagramm mit der Kurve für ein 50000K heißen sdO-Stern mit HR-Begleiter. Die Symbole auf der Linie markieren die Lage des sdO +M0V(Dreiecke), +K5V(Quadrate), +K0V (Raute) (*linkes Bild*). Im rechten Bild sind Systeme aus 35000K heißem sdO+M0 (Kreise), +K5(nach oben gerichtete Dreiecke), +K0(nach unten gerichtete Dreiecke), +G5(schwarze Raute), +G0(Quadrate), +F6(weiße Raute)) dargestellt. (Williams et al. 2001)

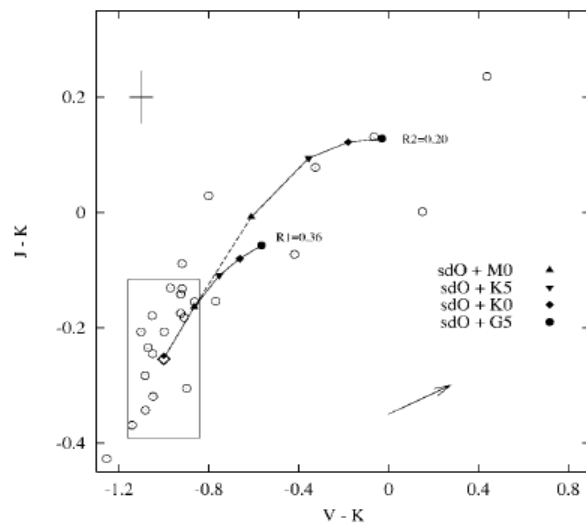


Abbildung 9: Im Diagramm sind zwei synthetische Farbenkurven dargestellt. Zur Berechnung beider Modelle wurden $T_{eff} = 50000K$, $N_{He}/N_H = 0.5$, aber unterschiedliche Radien: $R_1 = 0.36R_\odot$ und $R_2 = 0.2R_\odot$ benutzt. Der Pfeil stellt den Rötungsvektor für $E(B - V) = 0.1$ dar. (Williams et. al 2001)

2.3.3 Infrarot-Photometrie

Die Subdwarf Sterne sind extrem blau, deswegen ist die IR Photometrie vorteilhaft, um die kühlen Begleiter zu detektieren, die hauptsächlich im infraroten Spektralbereich strahlen.

In einer weiteren Arbeit von M.D.Reed & R.Stiening 2004³ wurden 2MASS Daten und Helligkeiten im B-Band mit Modellen von Kurucz (1993) verglichen, um Doppelsterne unter sdBs herauszufinden. Sie stellten fest, dass die Doppelsterne von einzelnen sdBs am besten anhand von Zweifarben-Diagrammen ($BJ - (JH)$) zu unterscheiden sind (Abb.10). RS04 haben für den ganzen Datensatz einen Doppelster-

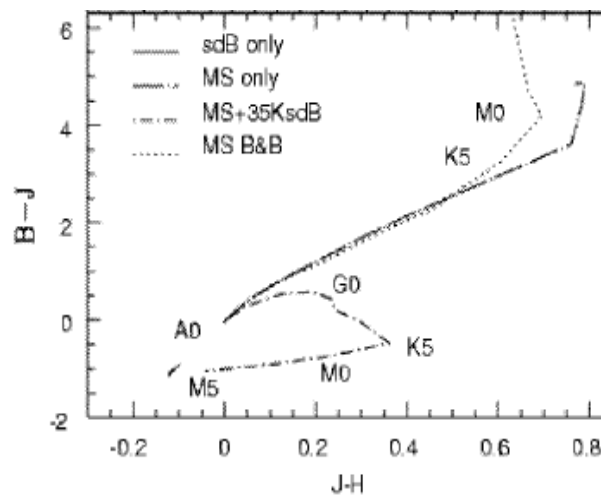


Abbildung 10: Das Zweifarben-Diagramm, das am besten zur Trennung der Doppelsterne von einzelnen sdBs geeignet ist. MS+35KsdB beschreibt Modellfarben für ein 35000K heißen sdB mit einem Begleiter im Bereich A0-M5, MS B&B steht für Spektraltypen von Bessell&Brett (1988). (M.D.Reed & R.Stiening 2004)

nanteil von $53\% \pm 6\%$ bestimmt. Es ist allerdings zu berücksichtigen, dass sdB+MS Systeme heller sind als einzelne sdBs und daher leichter zu entdecken. Deswegen wählten sie einen helligkeitsbegrenzten Datensatz und fanden für diesen den Anteil für langperiodische Doppelsterne von $20\% \pm 2\%$. Zusammen mit den Ergebnissen aus der spektroskopischen Analyse für kurzperiodische Doppelsterne kamen RS04 auf einen gesamten Doppelsternanteil von $65\%-85\%$.

Laut RS04 reicht die Kenntnis von dem Doppelsternanteil unter sdBs nicht aus, um auf das Entstehungsszenario der sdBs zu schließen. Man muss zusätzlich wissen, wie nah der Begleiterstern zum sdB ist, um seinen Einfluss auf ihn zu beurteilen.

M.A.Stark&R.A.Wade (2006)⁴ untersuchten sdBs aus dem KHD-Kataloge (*Catalogue of spectroscopically Identified Hot Subdwarfs* (Kilkenny, Heber & Drilling 1988)). Mit gleicher Methode wie RS04, nämlich anhand der 2MASS Daten und optischen Photometrie bestimmten sie einen Anteil an Doppelsternen mit zusam-

³im weiteren RS04

⁴im weiteren SW06

mengesetzten Spektren (langperiodische Doppelsterne) in einem helligkeitsbegrenzten Datensatz zu 40%, was in einem Widerspruch zu den Ergebnissen von RS04 steht.

2.3.4 Spektrale Energieverteilung

In zwei weiteren Arbeiten von Thejll et al. 1995 (im weiteren T95) und Ulla & Thejll 1998 (im weiteren UT) auf diesem Gebiet werden die spektralen Energieverteilungen untersucht, die sich aus IUE-Spektren, optischen und infraroten Photometrie (*JHK*-Bänder⁵) zusammensetzen. UT haben festgestellt, dass ein Flussüberschuß im infraroten Spektralbereich (IR Exzess) als ein Hinweis auf die Existenz eines Begleitersterns dienen kann. Um den IR Exzess zu extrahieren, wurden die Modellspektren im Bereich normiert, das von dem Begleiter unbeeinflusst blieb. Der Normierungspunkt wurde so weit wie möglich im roten Bereich gewählt. Wird der Punkt zu weit in UV-Bereich plaziert, kann dies ungünstig sein, da UV-Fluss durch die Absorption, die durch Metalle verursacht wird, unterdrückt werden kann. Der IR Exzess in *JHK*-Bänder wurde dann durch Subtraktion der normierten Modellflüsse von der beobachteten Werten berechnet. Dabei wurde eine Abweichung, die mindestens 2σ groß war, als ein Excess definiert. Der Spektraltyp des Begleiters wurde mit Hilfe der Tabellen⁶ für *J - H* und *J - K* abgeschätzt. UT benutzten die Modelle von Kurucz (1993). Durch das Anpassen der Modelle an die beobachteten Daten mit Hilfe der Methode der kleinsten Quadrate (χ^2 -Methode) wurden schließlich die T_{eff} -Werte für Subdwarf und seinen Begleiter bestimmt. Aus so gefundenen Temperaturen der Begleitersterne haben UT noch mal ihre Spektraltypen ermittelt.

Mit der Annahme, dass die Begleitersterne auf der Alter-Null-Hauptreihe (Zero

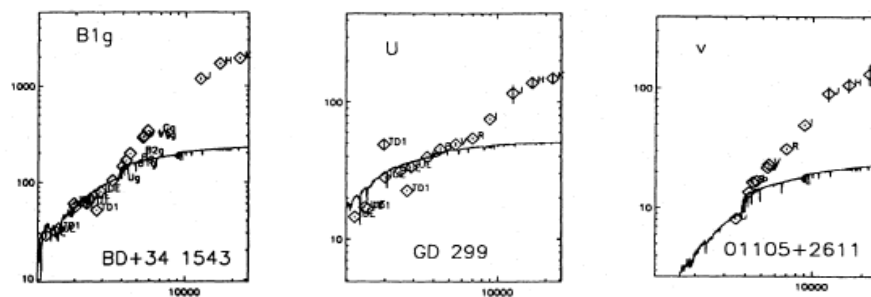


Abbildung 11: Einige Energieverteilungen aus Thejll et al. 1995. Man erkennt den deutlichen IR Exzess, der auf die Anwesenheit eines kühlen Begleiters hinweist. Auf der horizontalen Achse ist Wellenlänge in Å, auf vertikalen $\lambda^4 \times F_\lambda$ in $\text{\AA}^4 \times \text{erg}/\text{cm}^2/\text{s}/\text{\AA}$ dargestellt.

Age Mainsequenz, ZAMS) liegen, berechneten UT auch die oberen Grenzen für die Schwerebeschleunigung der heißen Komponente.

⁵J entspricht der Zentralwellenlänge 12510Å, H - 16280Å, K - 22030Å

⁶Bessel&Brett(1998)

In ihrer Arbeit haben T95 und UT 88 heiße Subdwarf Sterne untersucht. Davon wurden 28 , d. h. 44% als Doppelsterne mit Hauptreihenbegleitern identifiziert.

R.Aznar Cuadrado & C.S.Jeffery 2001⁷ analysierten in ihrer Arbeit auch spektrale Energieverteilungen, die sie aus UV Daten, optischen und infraroten Photometrie zusammensetzten. Sie passten an diese Daten wasserstoffreichen Modellatmosphären mit Hilfe der χ^2 -Methode an, um die Atmosphärenparameter der Sterne zu bestimmen. AJ01 untersuchten 34 sdBs und fanden bei 19 Sternen Anzeichen von einem Begleiter. Die meisten Begleiter wurden mit Hilfe des ($\log L$ - $\log T_{eff}$) Diagramms als Hauptreihensterne mit $4000 < T_{eff}/K < 6000$ und Massen $0.8 < M/M_{\odot} < 1.3$ identifiziert. Dabei sind einige von diesen in engen Doppelsternen, d.h. die Komponenten wechselwirken miteinander (z.B. in Form von Massentransfer). Eine andere Gruppe besteht aus getrennten (nicht wechselwirkenden) Doppelsternen. Die gleiche Methode wird auch in der vorliegenden Arbeit angewand, wobei der spektrale Bereich um die 2MASS Daten in infrarote und FUSE Daten in ferne UV Richtung ausgedehnt wurde (Abb. 21 im Kap.4.1).

2.3.5 Spektroskopische Untersuchung

Bisher wurde immer angenommen, dass die Begleiter in den Doppelsternen mit sdBs Hauptreihensterne sind. Es gibt aber auch eine Meinung, dass sie Unterriesen sein könnten. Es ist allerdings relativ unwahrscheinlich so ein Doppelsternsystem zu detektieren, weil diese Entwicklungsphase nur etwa 10% des Hauptreihenstadiums beträgt. M.A.Stark&R.A.Wade (2006) (im weiteren SW06) versuchten in ihrer Arbeit diese Annahmen zu überprüfen. Dazu untersuchten sie die Spektren, die sie an der KPNO (Kitt Peak National Observatory) mit dem 2.1 m Teleskop und dem GoldCam Spaktrographen aufgenommen haben. Die Parameter des Begleitersterns, Effektivtemperatur und Schwerebeschleunigung, schätzten sie aus der Äquivalentbreiten der Spektrallinien ab. Sie analysierten vor allem MgIb, NaID und CaII Linien. Da diese Linien sich unterschiedlich mit T_{eff} und $\log g$ verhalten, sind sie gut geeignet um den Einfluss des sdB abzuschätzen. Außerdem sind sie empfindlich gegenüber T_{eff} und M_V des Begleitersterns. Anhand dieser Linien kann man also Hauptreihenbegleiter von einem Unterriesen unterscheiden. SW06 identifizierten die meisten Begleiter als Hauptreihensterne. Sie fanden aber auch einige Unterriesen. SW06 kamen zum Schluss, dass die Spättypbegleiter in zusammengesetzten Spektren am besten als Hauptreihensterne beschrieben werden können.

R.Aznar Cuadrado&C.S.Jeffery (2002) (im weiteren AJ02) führten auch spektroskopische Analysen durch, um zu prüfen, ob die Begleiter wirklich Hauptreihensterne sind. Sie haben die Schwerebeschleunigung beider Komponenten der Doppelsternsysteme bestimmt, und zwar $\log g$ der sdBs aus den Balmerlinien und $\log g$ der kühlen Begleitern aus dem Kalzium Triplet (8498Å, 8542Å und 8662Å). Das Radiusverhältnis leiteten sie aus dem Verhältnis der Winkeldurchmesser ab. Aus dieser Information bestimmten sie das Massenverhältnis der beiden Komponenten.

⁷im weiteren AJ01

Als nächstes nahmen AJ02 $\log(L_{sdB}/L_{\odot}) = 1.40 \pm 0.13$ als eine typische Leuchtkraft der sdBs an. Mit dieser Annahme kamen sie auf die Leuchtkraft der Begleiter $0.4 \leq L_{cool}/L_{\odot} \leq 2.6$, was repräsentativ für Hauptreihensterne ist. Somit kamen sie zum gleichen Schluss wie M.A.Stark&R.A.Wade, dass die Begleiter in langperiodischen sdB Doppelsternen Hauptreihensterne sind.

3 Sterne in dieser Arbeit

3.1 Daten

In der vorliegenden Arbeit wurden die Sterne aus dem DIVA Archiv untersucht. Das DIVA Archiv enthält optischen und IUE Spektren zu den Sternen, die im Rahmen der DIVA Mission vermessen wurden. Es wurden nur die Subdwarfs des Spektraltyps B ausgewählt. Zunächst wurden die Messdaten für das Erstellen eines möglichst kompletten Spektrums jedes einzelnen Sterns gesammelt. Es wird der Spektralbereich von 900\AA bis 22030\AA abgedeckt.

Als Hauptquelle für die in DIVA Archiv fehlende Daten wurde MAST (Multimission Archive at STScI) verwendet. Aus diesem umfangreichen Archiv wurden Daten für die Fernultraviolet-, Ultraviolet-, seltener optischen Bereiche des Spektrums entnommen.

3.2 FUSE

Es gab insgesamt nur drei Satelliten, die den FUV Bereich untersuchten. Copernicus (OAO-3) war der erste Satellit. Er war vom August 1972 bis zum Februar 1981 im Betrieb und vermaß 551 Objekte. Im November 1996 wurde die ORFEUS-SPAS II Mission gestartet, die 14 Tage dauerte. Während dieser Zeit wurden hochaufgelösten Spektren im Bereich 900\AA - 1400\AA für 145 verschiedene Objekte aufgenommen.

FUSE (Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer) ist eine NASA Mission, die in Zusammenarbeit mit der Canadian Space Agency und dem Centre National d'Etudes Spatiales of France entwickelt wurde. Der FUSE Satellit ist 5.5 m lang und wiegt etwa 1300 kg. Er wurde am 24. Juni 1999 mit der Delta II Rakete von Cape Canaveral auf einen Orbit in 768 km Höhe gebracht. Der wissenschaftlichen Einsatz des FUSE-Satelliten begann im Dezember 1999 und endete im August 2007.

Mit Hilfe von FUSE wurde das Universum im fernultravioleten Bereich (905\AA – 1187\AA) des elektromagnetischen Spektrums beobachtet. Als Messinstrumente dienten vier auf einander abgestimmte optische Teleskope und Rowland Spektrographen mit 2 Detektoren (microchannel plate detector) (Abb.12). Zwei der Teleskope haben Al:LiF Beschichtung für bessere Reflektivität im Bereich 1000\AA – 1187\AA und die anderen zwei SiC Beschichtung für optimale Leistung zwischen 905\AA und 1105\AA (Moos et al. 2000).

FUSE wurde für die Beobachtung von leuchtschwachen Objekten gebaut, d.h. die

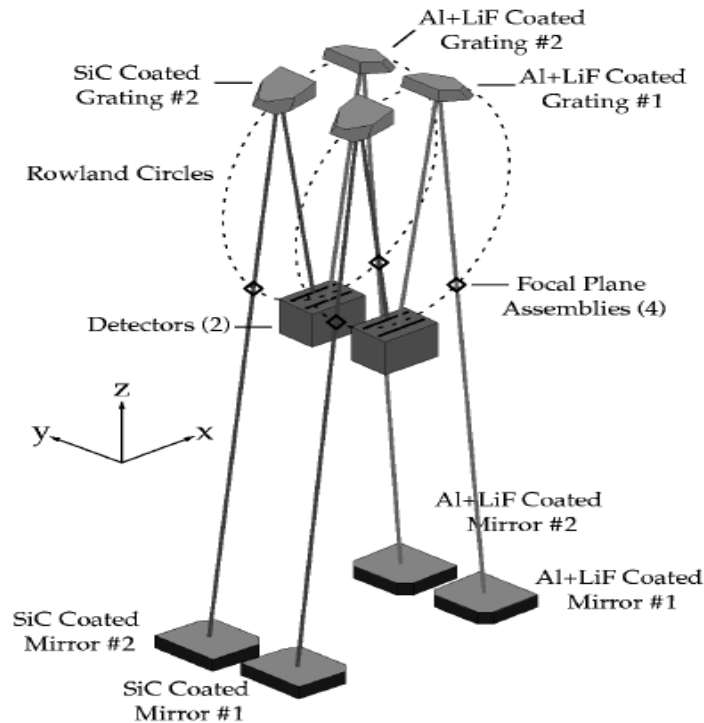


Abbildung 12: Schematische Darstellung des optischen Systems auf dem FUSE. Die Brennweite der Teleskope ist 2245mm , und der Durchmesser der Rowland Kreise ist 1652mm . (Moos et al. 2000)

Flussgrenze liegt bei $10^{-10}\text{ergs cm}^{-2}\text{ s}^{-1}\text{ \AA}^{-1}$. Die hohe Empfindlichkeit der Detektoren erlaubte keine Objekte von *Copernicus* zu beobachten. Die Geschwindigkeitsauflösung $c\Delta\lambda/\lambda$ der Spektrographen wurde durch Messung der Breite der Absorptionslinien im Spektrum von WD0439+466 bestimmt. Die obere Grenze der Auflösung beträgt für SiC-Kanal etwa 17 km/s und für LiF-Kanal 13 km/s . Während der Vorbereitungszeit wurde die Wellenlängeskala anhand der H_2 Spektren des interstellaren Mediums kalibriert. Diese ist nicht linear, da die Pixelgröße mit dem Ort variiert. Die Dispersion ist $6.2 - 6.7\text{ m\AA/pixel}$ abhängig von dem Segment. Die lokale Variation beträgt einige Prozent über den ganzen Detektor (Sahnou et al.2000). Die Detektoren haben KBr Photokatoden, die das Ansprechverhalten in FUV-Bereich optimieren und niedrige Hintergrundzählrate haben. Außerdem verringert die KBr Beschichtung die Empfindlichkeit für langwelliges Streulicht (Moos et al. 2000). In dieser Arbeit werden FUSE-Daten nur zur Überprüfung der Konsistenz benutzt.

3.3 IUE

3.3.1 IUE Satellit

Der International Ultraviolet Explorer (IUE)⁸ war das erste Weltraum-Observatorium, welches in eine Erdumlaufbahn gebracht wurde. Dieser Satellit war ein gemeinsames Projekt der ESA, der NASA und Großbritanniens. Er arbeitete von 1978 bis September 1996, 13 Jahre länger als geplant. Der IUE war das erste Weltrauminstrument, das der ganzen astronomischen Gemeinschaft weltweit zur Beobachtungszwecken zur Verfügung stand. Mit dem IUE Satelliten wurden mehr als 110000 Spektren im Bereich $1150\text{\AA} - 3350\text{\AA}$ von 11000 verschiedenen Himmelsobjekten von Kometen bis weit entfernten Quasaren aufgenommen. Der Helligkeitsbereich erstreckte sich über 10 Größenordnungen von $M_V = -4\text{mag}$ bis $M_V = 21\text{mag}$.

Der IUE Satellit erlaubte zum ersten Mal die Echtzeitbeobachtungen durchzuführen. Die aussergewöhnlich kurze Reaktionszeit von etwa einer Stunde lieferte einmalige Flexibilität für die Beobachtung plötzlich auftretender Ereignisse. Es waren auch gleichzeitige Beobachtungen mit den Instrumenten auf der Erde und im All möglich, in denen man Messdaten im weiten Bereich des elektromagnetischen Spektrums bekommen konnte. Als Aufnahmeinstrumente dienten ein $f/15$ Ritchey-Chretien Cassegrain Teleskop mit 45 cm Durchmesser und 2 Spektrographen für den UV Bereich. Die Spektren wurden mit 2 unterschiedlichen Aperturen aufgenommen: mit großer 10×20 Bogensekunden und mit kleiner 3 Bogensekunden. Man konnte auch Spektren in zwei Auflösungsmodi detektieren. Bei hoher Auflösung wurde ein zweidimensionales Echellspektrum produziert mit der Auflösung 0.2\AA . Bei niedriger Auflösung ungefähr 6\AA wurde ein lineares Spektrum erzeugt.

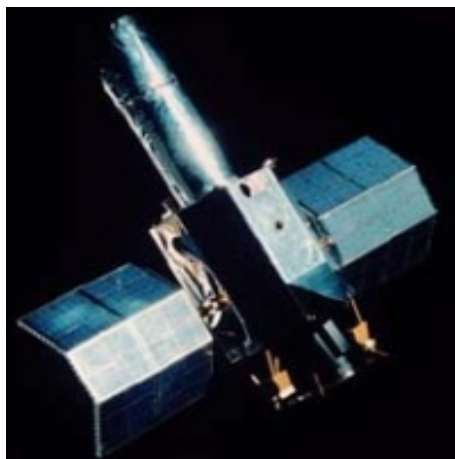


Abbildung 13: Der IUE Satellit in seiner endgültigen Konfiguration im All, mit sechs ausgefahrenen, hexagonal angebrachten, Solarpanelen.

⁸<http://sdc.laeff.inta.es/ines/Ines PCentre/iue.html>

3.3.2 IUE Daten

In dieser Arbeit wurden nur die niedrig aufgelösten Spektren verwendet, die mit großer Apertur aufgenommen wurden. Diese Daten sind gut geeignet für die Zwecke der vorliegenden Arbeit, da die Hauptinteresse in der Verteilung des Kontinuums liegt. Die einzelnen Spektrallinien werden nicht analysiert.

3.4 Photometrie

Die photometrischen Daten wurden aus der Datenbank von Roy Østensen entnommen. Er hat die Helligkeiten aus verschiedenen Publikationen zusammengetragen. Die photometrischen Helligkeiten m wurden wie folgt in Flüsse umgerechnet :

$$F_\lambda = 10^{(-\frac{m}{2.5})} \times const. \quad (1)$$

Dabei wurden die Konstanten der Tabelle aus Heber et al. (2002) entnommen.

3.4.1 2MASS

Besonders wichtig für diese Arbeit sind die Daten von 2MASS (2 Micron All Sky Survey). 2MASS⁹ ist eine Durchmusterung des ganzen Himmels im nahen Infrarot bei Wellenlängen von $1.25\mu\text{m}$ (J-Band), $1.65\mu\text{m}$ (H-Band) und $2.17\mu\text{m}$ (K-Band). Die Extinktion von dem interstellaren Medium beträgt in diesem Spektralbereich nur 10% von der im optischen Bereich¹⁰. Deswegen erlauben Beobachtungen im infraroten Bereich einen besseren Zugang zu den Objekten, die von dem interstellaren Staub verdeckt werden. 2MASS ermöglicht auch die Erforschung der Sterne, die ihr Licht hauptsächlich im infraroten Bereich ausstrahlen. Das sind zum Beispiel die Roten Riesen in anderen Galaxien oder die kühlen Begleiter von Subdwarf Sternen.

2MASS wurde an zwei besonders dafür eingerichteten 1.3m-Teleskopen durchgeführt - für den Nordhimmel am Fred-Lawrence-Whipple-Observatorium in Arizona und für den Südhimmel am Cerro Tololo Inter-American Observatorium Chile. Jedes Teleskop wurde mit einer Kamera mit 3 Kanälen für jede der drei Wellenlängen ausgerüstet. Jeder Kanal bestand aus einem HgCdTe-Detektor mit 256×256 Elementen. Die Beobachtungen begannen im Juni 1997 und endeten im Februar 2001. 2MASS ist ein gemeinsames Projekt der University of Massachusetts (UMASS) und des Infrared Processing and Analysis Centre (IPAC) am California Institute of Technology.

⁹<http://www.ipac.caltech.edu/2mass>

¹⁰<http://pegasus.phast.umass.edu/>

3.5 Analyse und Technik

3.5.1 Extinktion

Die gesammelten Daten wurden zu einer spektralen Energieverteilung zusammengefügt. Ein Flussüberschuss im infraroten Bereich kann nicht nur durch einen Begleiter des späten Spektraltypes zustande kommen, seine Ursache kann auch interstellare Extinktion sein. Also um die Suche nach kühlen Begleitern zu optimieren, soll die eventuell vorhandene Rötung zuerst aus den Daten herauskorrigiert werden. Im optischen Bereich (2740 – 10000)Å wurden die Flüsse mit Hilfe des Extinktionsgesetzes von Seaton (1979) korrigiert. Seaton et al. benutzten die Beobachtungen der OAO-2¹¹, Copernicus und TD-1 Satelliten um die interstellare Extinktionskurve durch einfache analytische Ausdrücke zu nähern, die folgendermaßen aussehen:

Bereich für x	Ausdruck für $X(x)$
$2.70 \leq x \leq 3.65$	$1.56 + 1.040x + 1.01/((x - 4.6)^2 + 0.28)$
$3.65 \leq x \leq 7.41$	$2.29 + 0.848x + 1.01/((x - 4.6)^2 + 0.28)$
$7.14 \leq x \leq 10$	$16.17 - 3.2x + 0.2975x^2$

Dabei ist $x = 1/\lambda[\mu m]$.

Das Extinktionsgesetz von Sassen et al. (2002) wurde zur Korrektur der Daten von FUSE (920 – 1200)Å herangezogen. Um die scheinbare Helligkeit m um die Extinktion A_λ zu korrigieren muss A_λ von m abgezogen werden.

$$F_\lambda = 10^{(-\frac{m-A_\lambda}{2.5})} \cdot const \quad (2)$$

A_λ wurde auf folgende Weise berechnet:

$$X(x) = d_0 + d_1x + d_2x^2 \quad (3)$$

mit $d_0 = 34.7847$, $d_1 = -7.92908$, $d_2 = 0.555443$ (Sassen et al. 2002).

Es gilt dann:

$$A_\lambda = X(x) \cdot E(B - V). \quad (4)$$

Die 2MASS-Daten wurden mit Hilfe der Werte aus der Tabelle in Savage&Mathis (1979) korrigiert. Die Farbexzesse $E(B - V)$ wurden aus NED¹² (Nasa/IPAC Extragalactic Database) mit Hilfe des Galactic Extinction Calculator berechnet. Der Extinktion Rechner benutzt die Karten von interstellarem Staub, die in Schlegel et al. 1998 beschrieben werden. Die Rötungskorrektur erfolgte mit Hilfe eines in FORTRAN geschriebenen Programms.

¹¹Orbiting Astronomical Observatory-2

¹²<http://nedwww.ipac.caltech.edu/forms/calculator.html>

3.5.2 Modellatmosphären und Fitroutine

In unserer Arbeit wird ein Modellgitter für Subdwarf Sterne verwendet, das den Bereich für T_{eff} zwischen 15000 K und 40000 K und für $\log g$ von 5.0 dex bis 6.0 dex abdeckt. Die Heliumhäufigkeit wurde auf 1% festgesetzt. Das sind überarbeitete und erweiterte Modellatmosphären von Heber (1983).

Zur Beschreibung der kühlen Begleitern wurden die Modelle für Sternatmosphären von F.Castelli¹³ benutzt. Es wurden nur Modelle mit $\log g = 4.5$ dex und Effektivtemperatur von 3500K bis 10000K ausgewählt. Als Normierungspunkt wurde H-Band (16280Å) verwendet, da der Begleiter hier relativ viel zu dem gesamten Fluss des Doppelsternsystems beiträgt.

Die Modelle für beide Sternarten wurden auf der Grundlage des Lokalen Thermodynamischen Gleichgewichtes (LTE, lokal thermodynamical equilibrium) und mit Berücksichtigung des Metalllinien-Blanketing berechnet.

Im folgenden werden einige Beispiele aufgeführt um den Einfluss der physikalischen Parameter T_{eff} , $\log g$ und der Heliumhäufigkeit auf die spektrale Energieverteilung zu veranschaulichen. Die synthetischen Energieverteilungen für verschiedene Temperaturen heben sich deutlich voneinander ab. Die Temperatur kann also durch das Anpassen der Modelle an die gemessenen Daten gut bestimmt werden. Der Einfluss beider anderer Parameter $\log g$ und der Heliumhäufigkeit ist viel weniger bemerkbar, deswegen konnten diese nicht bestimmt werden (Abb.14). Das $\log g$ wurde auf die typischen für sdB Sterne Werte 5 – 6 dex begrenzt (Abb.15)

¹³<http://wwwuser.oat.ts.astro.it/castelli/grids/gridp00k0odfnew/fp00k0tab.html>

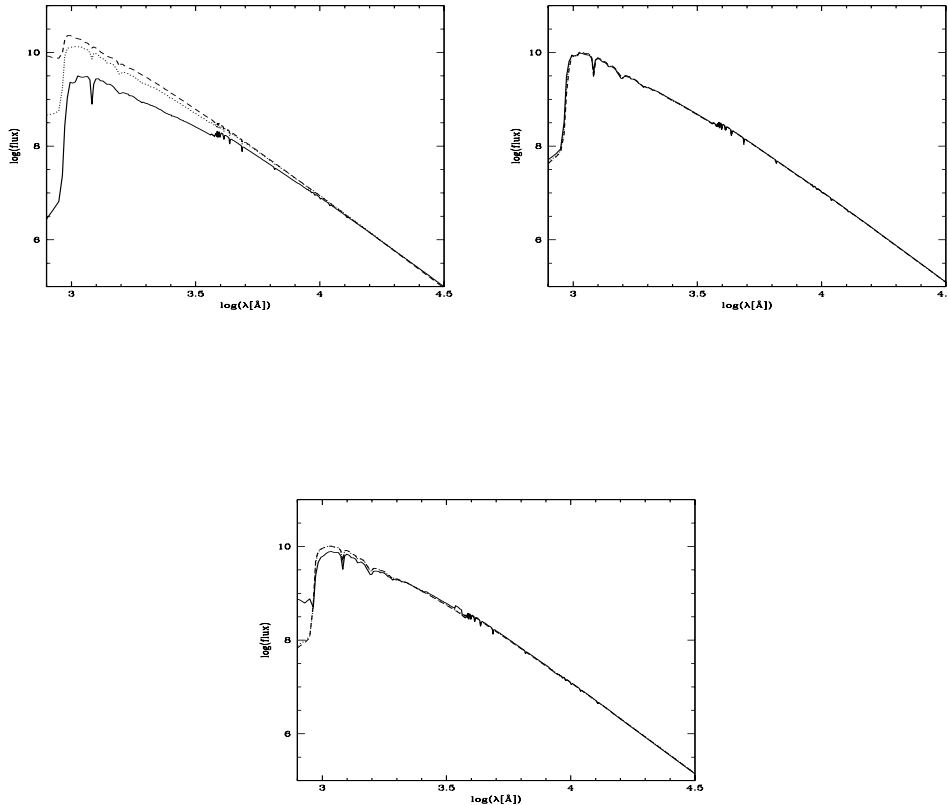


Abbildung 14: In dem linken oberen Diagramm sind synthetische Energieverteilungen für unterschiedliche T_{eff} und gleiches $\log g = 5.0$ dargestellt: 20000K - durchgezogene Linie, 30000K - gepunktete Linie, 40000K - gestrichelte Linie. Im oberen rechten Diagramm sind Modelle für unterschiedliche $\log g$ Werte: 5.0 dex - durchgezogene, 5.5 dex - gepunktete, 6.0 dex - gestrichelte Linien, aber gleiches $T_{eff} = 25000\text{K}$ dargestellt. Die Modelle fallen beinahe zusammen. Im unteren Diagramm sind Modelle für unterschiedliche Heliumhäufigkeiten, aber gleiches $\log g$ und T_{eff} dargestellt. Die Unterschiede zwischen den Modellen sind auch hier zu gering um die Heliumhäufigkeiten zu bestimmen: (solarer Wert) 10% - durchgezogene, 20% - gepunktete, 1% - gestrichelte Linien.

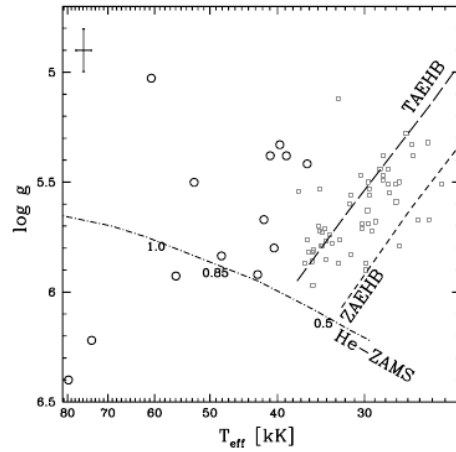


Abbildung 15: In diesem Diagramm ist die $\log g$ -Verteilung der sdBs (*weiße Quadrate*) gut erkennbar. Die typischen Werte liegen bei (5 – 6) dex. (Stroeer et al. 2007)

Die sdBs sind heiße Sterne, deswegen strahlen sie im blauen Spektralbereich die meiste Energie ab. Die Hauptreihensterne sind dagegen kühl und tragen mehr im roten Bereich zum Energiefluss bei, was man anhand der Modelle im rechten Teilbild der Abbildung 16 erkennt. Es ist also eine geeignete Methode einen kühlen Begleiterstern anhand des IR Exzess zu identifizieren.

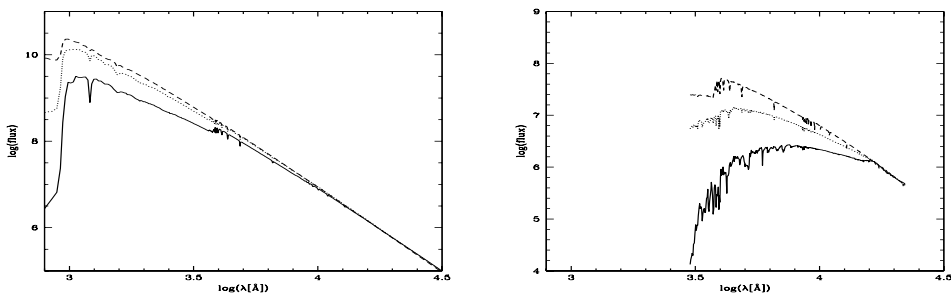


Abbildung 16: Im rechten Bild sind sdB-Modelle dargestellt, im linken die Begleiter-Modelle für unterschiedliches T_{eff} : 4000K - durchgezogene, 6000K - gepunktete, 8000K - gestrichelte Linie.

Die Sternparameter T_{eff} und $\log g$ wurden ermittelt, indem die beobachteten Flüsse F_λ mit den theoretischen Flussverteilungen gefittet wurden. Diese haben für Einzelsterne die Form:

$$\phi_\lambda = \beta F_\lambda(T_{eff}) A_\lambda \quad (5)$$

wo $F_\lambda(T_{eff})$ der absolute Fluss in $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{\AA}^{-1}$, der von der Sternoberfläche emittiert wird, β der Normierungsfaktor und A_λ der Extinktionskoeffizient ist.

Der Gesamtfluss des Doppelsternsystems setzt sich folgendermaßen zusammen:

$$\phi_\lambda^{ges} = (\beta F_\lambda^{sd} + \alpha F_\lambda^{cool}) A_\lambda \quad (6)$$

mit F_λ^{cool} dem von dem kühlen Begleiter emittierten Fluss und α dem Normierungsfaktor.

Zuerst wurde ein Modell für den heißen Stern angepasst. Das Anpassen (engl. fitting) der Modelle erfolgte in mehreren Schritten mit Hilfe eines in FORTRAN geschriebenen Programms. Als erstes wurden aus den Messdaten alle Punkte, die sich um mehr als 3σ von dem theoretischen Flussverlauf abweichen von der weiteren Analyse ausgeschlossen (engl. clipping). Im zweiten Schritt wurde die höhere Auflösung der Messdaten auf die niedrigere Auflösung der Modelle reduziert. Der Abstand zwischen den Punkten in einem Modell ist viel größer als in den gemessenen Spektren. Deswegen wurden die Messpunkte, die zwischen zwei Modellpunkten liegen, gemittelt und eine Standardabweichung σ_i zu diesem Mittelwert berechnet:

$$\sigma_i = \sqrt{\sum_i \frac{(F_{\lambda,i}^{mess} - \langle F_\lambda^{mess} \rangle)^2}{N - 1}}. \quad (7)$$

Das Anpassen erfolgte nach der Methode der kleinsten Quadrate (χ^2 -Methode):

$$\chi^2 = \sum_i \frac{(F_\lambda^{mess} - F_\lambda^{mod})_i^2}{\sigma_i^2} \quad (8)$$

mit F_λ^{mess} dem gemessenen Fluss, F_λ^{mod} dem Modellfluss, σ_i der Standardabweichung, die sich aus der Auflösungsanpassung ergab.

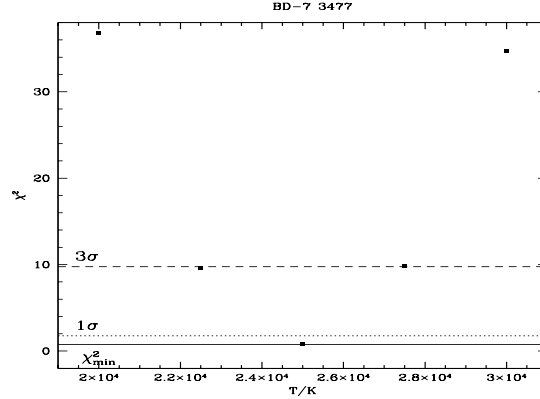


Abbildung 17: χ^2 -Verteilung für BD-7 3477. Zur Bestimmung der effektiven Temperatur und des dazugehörigen Fehlerbereiches wurde an die χ^2 -Verteilung ein quadratisches Polynom gefittet.

Um die Temperatur und den dazugehörigen Fehlerbereich zu bestimmen, wurde die χ^2 -Verteilung mit einem quadratischen Polynom interpoliert. Es wurden die Werte für 1σ - und 3σ -Bereich bestimmt. Dabei entspricht der 1σ -Bereich der Änderung in χ^2 um 1, d.h. $\chi^2 + 1$ und analog für 3σ -Bereich gilt $\chi^2 + 9$ (Abb.17). Die auf diese Weise ermittelten Parameter sind in den Tabellen 8 und 10 aufgelistet.

Die Modelle für die Begleitersterne wurden auch mittels der χ^2 -Methode ausgewählt.

Bei dem Normieren der sdB-Modelle sollen mehrere Aspekte berücksichtigt werden. Es ist sinnvoll diese im Rayleigh-Jeans-Bereich zu normieren, denn da hängt der abgestrahlte Fluss linear von der Temperatur ab:

$$B_\lambda(\lambda, T) \approx \frac{2}{\lambda} kT, \frac{hc}{\lambda kT} \ll 1 \quad (9)$$

mit h dem Planckschen Wirkungsquantum, k der Boltzmann-Konstante. Man möchte außerdem so weit wie möglich im roten Spektralbereich normieren, weil dort die Extinktion am geringsten ist. Andererseits kann der Einfluss des Begleiters da schon spürbar sein, deswegen wurde das Subdwarfmodell auf den U-Band (3600\AA) (Abb.18) oder in der Nähe von 2600\AA normiert, falls ein Exzess festgestellt wurde. Bei dem Stern HD185510 erstreckt sich der Einfluss des Begleitersterns sogar noch weiter ins UV, so dass der Normierungspunkt bei 1457\AA gesetzt werden musste (Abb.19).

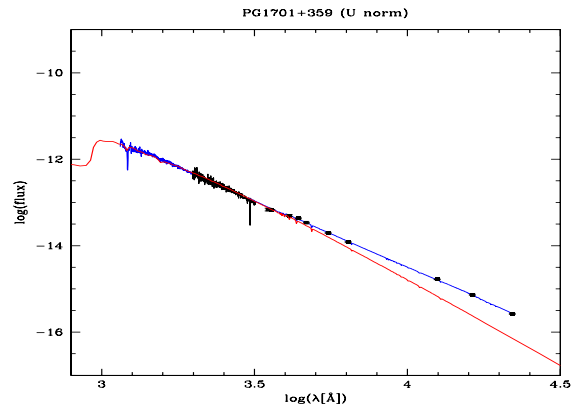


Abbildung 18: Das sdB-Modell wurde auf das U-Band normiert.

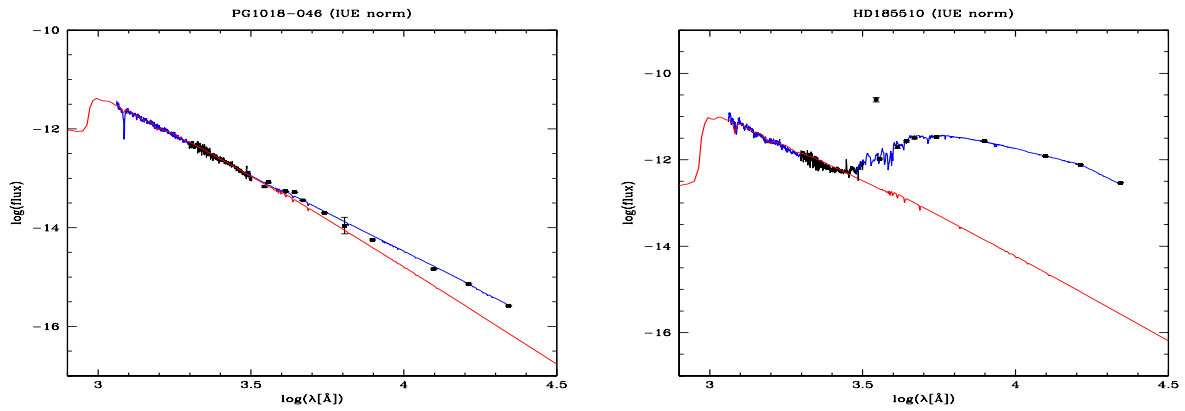


Abbildung 19: Im linken Bild liegt der Normierungspunkt weiter im UV-Bereich bei 2600Å. Im rechten Bild wurde dieser bei 1457Å gewählt.

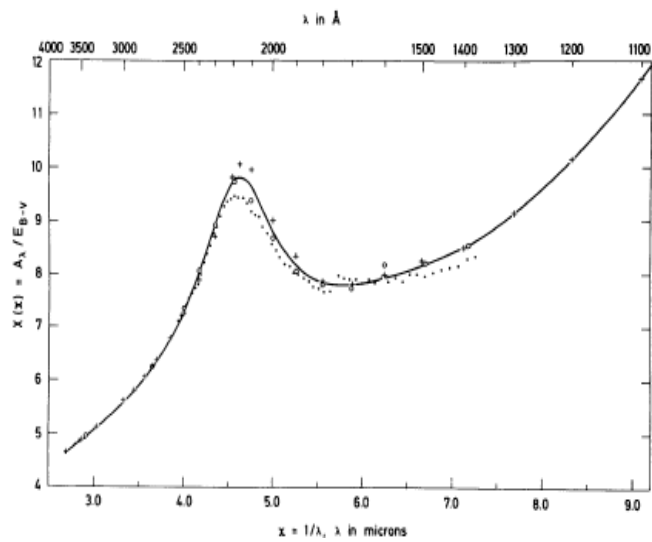


Abbildung 20: UV-Bump liegt bei 2200Å (Seaton 1979).

Es ist von Vorteil bei 2600\AA den Spektrum zu skalieren, denn der UV-Bump (Abb.20) in diesem Bereich keinen Einfluss mehr hat. Der UV-Bump liegt bei 2200\AA und wird wahrscheinlich durch Graphitteilchen verursacht. Eine genaue Erklärung für dieses Feature ist noch nicht möglich, da es noch kein konsistentes Modell für die Zusammensetzung des interstellaren Staubs gibt. Bei den ungestörten Spektren wurden B-Band (4400\AA) oder V-Band (5500\AA) zur Normierung genommen.

3.6 Natur der Begleitersterne

3.6.1 Schwerebeschleunigung der Begleiter

In diesem Kapitel versuchen wir die Natur der Begleiter herauszufinden, indem wir ihre Schwerebeschleunigung bestimmen. Die zu diesem Zweck notwendigen $\log g$ Werte der sdBs wurden aus der Literatur entnommen. Diese sind in der Tabelle 1 in der zweiten Spalte aufgelistet. Die Entfernung d wurde aus folgenden Beziehung abgeschätzt:

$$\frac{F_V^{mes}}{F_V^{mod}} = \frac{\pi R_{sd}^2}{d^2} \quad (10)$$

Dabei wurde Radius des Subdwarf Sterns aus $g_{sd} = GM_{sd}/R_{sd}^2$ mit der Annahme $M_{sd} = 0.5M_{\odot}$ berechnet. F_V^{mes} ist der gemessene Fluss im V-Band, der nur den Beitrag von dem Subdwarf Stern enthält. F_V^{mod} ist der theoretische Fluss im V Band. Der Radius des kühlen Sterns R_{cool} wurde aus der analogen Beziehung wie (9) ermittelt.

$$\frac{F_H^{mes}}{F_H^{mod}} = \frac{\pi R_{cool}^2}{d^2} \quad (11)$$

Dabei verwendete man hier die Flüsse im H Band, wo der Begleiter am meisten beiträgt. Die Masse des Begleiters wurde der Tabelle im Anhang B aus D. Gray *The observation and analysis of stellar photospheres* für die entsprechenden T_{eff} entnommen. Schließlich wurden die Schwerebeschleunigungen der Begleiter aus $g_{cool} = GM_{cool}/R_{cool}^2$ ermittelt.

Tabelle 1: In 2. und 3. Spalte sind die Literaturwerte der Einzelsterne für $\log g$ und T_{eff} aufgelistet. ^a Die $\log g$ Werte wurden aus Greenstein&Sargent (1974) entnommen. ^b Der $\log g$ Wert wurden aus Moehler et al. (1990) entnommen.

Stern	$\log g^{sdB}$ [cm.s^{-2}]	T_{eff}^{sdB} [K]	Quelle
BD-7 3477	5.6	29400 ± 700	Mortimore&Lynas-Gray (2006)
BD+25 2534	6.2	33400 ± 1000	Saffer et al. (1994)
BD+48 2721	keine Information		
CD-38 222	5.5	28200 ± 1500	Heber et al. (1984)
Feige 11	5.63	28400 ± 1000	Saffer et al. (1994)
Feige 36	5.82	29600 ± 1000	Saffer et al. (1994)
Feige 38	5.81	29800 ± 1000	Saffer et al. (1994)
Feige 48	5.51	29800 ± 300	Charpinet (2001)
Feige 65	5.6	26500 ± 1000	Saffer et al. (1994)
Feige 91	4.7 ^a	31000 ± 5000	Bergeron et al. (1984)
Feige 95	5.6 ^a	31000 ± 5000	Bergeron et al. (1984)
Feige 108	6.01	34500 ± 1000	Saffer et al. (1994)
GD 108	5.3 ^a	26800 ± 5000	Bergeron et al. (1984)
HD 171858	keine Information		
HD 188112	5.66	21500 ± 500	Heber et al. (2003)
HD 4539	5.46	27000 ± 1000	Saffer et al. (1994)
HD 205805	4.8 ^a	28200 ± 1300	Wesemael et al. (1985)
LB 1516	5.7	26300 ± 2630	Heber (1986)
PG0342+026	6.0	27900 ± 975	Aznar Cuadrado&Jeffery (2001)
PG0934+186	5.89	34260	Billeres et al. (2002)
PG1047+003	5.8	33150 ± 1000	Charpinet (2001)
PG1230+052	6.0	27975 ± 900	Aznar Cuadrado&Jeffery (2001)
PG1336-018	6.0	29825 ± 900	Aznar Cuadrado&Jeffery (2001)
PG1432+004	5.5	25500 ± 700	Aznar Cuadrado&Jeffery (2001)
PG1452+198	6.0	28025 ± 7475	Aznar Cuadrado&Jeffery (2001)
PG1519+640	5.2	27000 ± 3000	Moehler et al. (1990)
PG1538+401	keine Information		
PG1605+072	5.25	32300 ± 1000	Charpinet (2001)
PG1619+522	5.98	32300 ± 1000	Saffer et al. (1994)
PG1722+286	5.94	35800	Maxted et al. (2001)
PG1743+477	5.45	27400 ± 2000	Theissen et al. (1993)
PHL 197	sdB		Kilkenny&Müller (1989)
PHL 457	5.3	25000 ± 2500	Heber (1986)
PHL 678	4.5 ^b	25025 ± 400	Aznar Cuadrado&Jeffery (2001)
PHL 932	5.74	33644 ± 374	Lisker et al. (2005)
UVO 1032+40	5.77	31600	Maxted et al. (2001)
UVO 1758+36	5.91	32100 ± 1000	Saffer et al. (1994)

3.6.2 Schwerebeschleunigung der sdB Sterne

Man kann auf die Natur der kühlen Komponente auf einem umgekehrten Weg schließen. Wir nahmen an, die Begleiter seien die Hauptreihensterne, das bedeutet $\log g_{cool} = 4.4$, und berechneten daraus die Schwerebeschleunigung der sdB Sterne. Der Radius des Begleiters wurde aus der Beziehung $g_{cool} = GM_{cool}/R_{cool}^2$ bestimmt. Die Masse M_{cool} entnahmen wir der Tabelle aus einem Lehrbuch¹⁴, wo sie aus der T_{eff} -Spektraltyp-Masse Beziehung abgeschätzt wurde. Die Entfernung d wurde dann mit Hilfe der Gleichung (11) und der Radius des sdB Sterns R_{sd} aus der Gleichung (10) berechnet. Schließlich wurde die Schwerebeschleunigung der heißen Komponente aus $g_{sd} = GM_{sd}/R_{sd}^2$ ermittelt.

Die Ergebnisse werden in dem Kapitel 4.3 diskutiert.

4 Ergebnisse

4.1 Effektivtemperatur

In der vorliegenden Arbeit wurden die effektiven Temperaturen aus spektralen Energieverteilungen für 49 Subdwarf Sterne des Spektraltyps B bestimmt.

Die T_{eff} Werte für die Einzelsterne sind in der Tabelle 2 aufgelistet. In der zweiten Spalte sind die Werte innerhalb des 1σ -Bereichs und in der dritten innerhalb des 3σ -Bereichs angegeben. Der Farbexzess $E(B-V)$ wurde mit Hilfe des Extinktionsrechners¹⁵ ermittelt, der die Näherungen von Schlegel et al. (1998) benutzt.

Der Exzess im IR Bereich wurde bei 17 Sternen festgestellt. Die effektiven Temperaturen der sdB Sterne T_{eff}^{sd} und der kühlen Begleiter T_{eff}^{cool} in den Doppelsternsystemen beinhaltet die Tabelle 3 und die entsprechenden Literaturwerte enthält die Tabelle 4. Auch in diesem Falle wurden die Werte für 1σ - und 3σ -Bereiche berechnet. Alle diese Sterne wurden schon in früheren Arbeiten als Doppelsterne erkannt. Die Modellfits der Einzelsterne sind in dem Anhang B und der Doppelsterne im Anhang C zu finden.

Die Abbildung 21 zeigt die spektralen Energieverteilungen des sdB Sterns HD205805 als Einzelstern (oberes Teilbild) und eines Doppelsternsystems PG0749+658 (unteres Teilbild). Die Temperatur des Einzelsterns wurde zu $T_{eff} = 24650 \pm 1090\text{K}$ bestimmt. Im unteren Teilbild ist ein deutliches IR Excess zu erkennen, der einem Begleiter mit $T_{eff} = 5410 \pm 400\text{K}$ entspricht. Für die Temperatur des sdB Sterns wurde der Wert $T_{eff} = 27770 \pm 5660$ ermittelt.

¹⁴siehe Anhang B aus D. Gray *The observation and analysis of stellar photospheres*

¹⁵<http://nedwww.ipac.caltech.edu/forms/calculator.html>

Tabelle 2: In dieser Arbeit bestimmte Werte der Einzelsterne für T_{eff} . ^aDer angegebene Wert gilt für 2σ - Bereich. E(B-V) wurden mit Hilfe des Extinktionsrechners berechnet, der die Abschätzungen von Schlegel et al. 1998 benutzt.

Stern	1σ	3σ	E(B-V) [mag]
	T_{eff}^{sd} [K]	T_{eff}^{sd} [K]	
BD-7 3477	24950 ± 810	24980 ± 2490	0.034
BD+25 2534	29440 ± 1060	29510 ± 3120	0.014
BD+48 2721	22530 ± 1014	22490 ± 2960	0.07
CD-38 222	23860 ± 930	23730 ± 2400	0.013
Feige 11	25160 ± 1090	25190 ± 3290	0.023
Feige 36	25930 ± 1540	25970 ± 3850	0.013
Feige 38	25470 ± 1200	25540 ± 3400	0.047
Feige 48	27180 ± 4350	26760 ± 8800 ^a	0.021
Feige 65	25130 ± 1290	25200 ± 3700	0.02
Feige 91	34950 ± 2600	35530 ± 3600 ^a	0.015
Feige 95	27990 ± 1720	28430 ± 5330	0.036
Feige 108	26610 ± 1340	26670 ± 4220	0.04
GD 108	25360 ± 1050	25410 ± 3030	0.047
HD 171858	32220 ± 2080	32870 ± 4390 ^a	0.1
HD 188112	23330 ± 620	23000 ± 2590	0.05
HD 4539	25740 ± 1500	25760 ± 3980	0.07
HD 205805	24650 ± 1090	24710 ± 2970	0.024
LB 1516	24620 ± 1210	24670 ± 3310	0.009
PG0342+026	27240 ± 1260	27390 ± 3840	0.2
PG0856+121	21720 ± 420	26820 ± 9400	0.028
PG0934+186	34930 ± 2470	35470 ± 3440	0.028
PG1047+003	37900 ± 1000		0.043
PG1230+052	26870 ± 1360	26880 ± 910	0.02
PG1336-018	31150 ± 2170	3160 ± 6590	0.043
PG1432+004	24550 ± 1070	24840 ± 3720	0.038
PG1452+198	37500 ± 450	37480 ± 1810 ^a	0.08
PG1519+640	27930 ± 930	27880 ± 2460	0.016
PG1538+401	29590 ± 1310	29940 ± 4050	0.02
PG1605+072	33700 ± 1720		0.054
PG1619+522	31830 ± 2310	32500 ± 4630 ^a	0.021
PG1722+286	33600 ± 1210	34200 ± 2600	0.037
PG1743+477	27250 ± 800	26600 ± 3280	0.026
PHL 197	30420 ± 1500	31260 ± 5030	0.028
PHL 457	24990 ± 800	24960 ± 2390	0.03
PHL 678	19740 ± 760	19840 ± 2850	0.125
PHL 932	33500 ± 2100		0.082
UVO 1032+40	32810 ± 1450	33670 ± 3950 ^a	0.014
UVO 1758+36	31940 ± 2270	32660 ± 4660 ^a	0.044

Tabelle 3: In dieser Arbeit bestimmte Werte der Doppelsterne: T_{eff}^{sd} - Temperatur des sdB und T_{eff}^{cool} - Temperatur des Begleiters. Die Werte wurden sowohl für 1σ -, als auch für 3σ -Bereiche bestimmt. In der ersten Spalte steht die Bezeichnung des Sterns gefolgt von dem Spektraltyp des Begleiters in Klammern. Der Spektraltyp wurde anhand der Tabellen aus D.Gray (2005) bestimmt. ^aDer angegebene Wert gilt für 2σ - Bereich. ^bDer angegebene Wert ist eine untere Grenze. E(B-V) wurden mit Hilfe des Extinktionsrechners berechnet, der die Abschätzungen von Schlegel et al. 1998 benutzt.

Stern	1σ		3σ		E(B-V) [mag]
	T_{eff}^{sd} [K]	T_{eff}^{cool} [K]	T_{eff}^{sd} [K]	T_{eff}^{cool} [K]	
BD+10 2357(F8-G2)	21890 ± 370	5980 ± 170	22870 ± 2580	5970 ± 510	0.027
BD-11 162(G0-G5)	32090^b	5740 ± 140	27135^b	5740 ± 430	0.037
BD+29 3070(F2-F5)	25580 ± 4100	6520 ± 100	28600 ± 3970^a	6520 ± 285	0.053
BD+34 1543(K0-K3)	20070 ± 280	5130 ± 170	20740 ± 2320	5125 ± 360	0.0
Feige 87(F0-F2)	35310^b	7120 ± 140	29780^b	7120 ± 250	0.018
HD 185510(K2-K3)	27900 ± 2300	5000 ± 40	26290 ± 5770	5010 ± 120	0.257
PB 6107(F0-G0)	21850 ± 300	6730 ± 850		8460 ± 3690	0.033
PG0110+262(F8-K0)	22220 ± 460	5740 ± 400	22560 ± 4300	5890 ± 1300	0.067
PG0232+095(G8-K2)	23540 ± 5420	5300 ± 200		5320 ± 570	0.119
PG0749+658(G2-K2)	27770 ± 5660	5410 ± 400		5660 ± 1220	0.045
PG0900+400(G8-K3)	19980 ± 500	5190 ± 260	20350 ± 3040	5300 ± 770	0.022
PG1018+046(F5-F8)	36510 ± 6820	6420 ± 180		6400 ± 500	0.053
PG1629+081(K2-M0)	29890 ± 3650	4680 ± 480	30810 ± 7310^a		0.075
PG1701+359(F5-G2)	31160 ± 3800	6070 ± 330		6060 ± 960	0.025
PG2110+127(G2-G5)	27670 ± 2470	5730 ± 100	30450 ± 9210	5720 ± 290	0.08
PHL 1079(G8-K2)	25540 ± 2290	5260 ± 100	32060 ± 1280	5260 ± 300	0.037
TON 1281(K0-K3)	21860 ± 1060	5110 ± 200	21830 ± 2570	5110 ± 540	0.025

Tabelle 4: Literaturwerte der Doppelsterne für T_{eff} und $\log g$. ^aDer $\log g$ Wert wurde aus Green&Sargent (1974), ^b aus Moehler et al. (1990), ^c aus Theissen et al. (1993) entnommen.

Stern	$\log g^{sdB}$ (cm s^{-2})	T_{eff}^{sdB} (K)	T_{eff}^{cool} (K)	Quelle
BD+10 2357	5.9	27000	5750	Ulla&Thejll (1998)
BD-11 162	5.9	35000	5250	Ulla&Thejll (1998)
BD+29 3070	6	32850 ± 2750	8050 ± 400	Aznar Cuadrado&Jeffery (2001)
BD+34 1543	6	25000	6010	Thejll et al. (1995)
Feige 87	5.6 ^a	23500	(K4.5)	Allard et al. (1994)
HD 185510	6.5	25000	4000	Jeffery et al. (1992)
PB 6107	4.7 ^b	25000	(K4)	Allard et al. (1994)
PG0110+262	5.17	21000 ± 750	5250 ± 800	Aznar Cuadrado&Jeffery (2002)
PG0232+095	6.0	21500 ± 500	4575 ± 50	Aznar Cuadrado&Jeffery (2001)
PG0749+658	5.7	25400 ± 500	5000 ± 500	Aznar Cuadrado&Jeffery (2002)
PG0856+121	5.5	25525 ± 2345	3625 ± 1265	Aznar Cuadrado&Jeffery (2001)
PG0900+400	5.0	25000 ± 925	5150 ± 130	Aznar Cuadrado&Jeffery (2001)
PG1018+046	5.75	31000		Maxted et al. (2001)
PG1629+081	5.5	26400 ± 1150	3825 ± 575	Aznar Cuadrado&Jeffery (2001)
PG1701+359	5.75	32500 ± 1325	6000 ± 1000	Aznar Cuadrado&Jeffery (2002)
PG2110+127	5.2	26500 ± 1700	5400 ± 400	Aznar Cuadrado&Jeffery (2002)
PHL 1079	5.1 ^c	26350	4750	Ulla&Thejll (1998)
TON 1281	6.0	23275 ± 675	5250 ± 135	Aznar Cuadrado&Jeffery (2001)

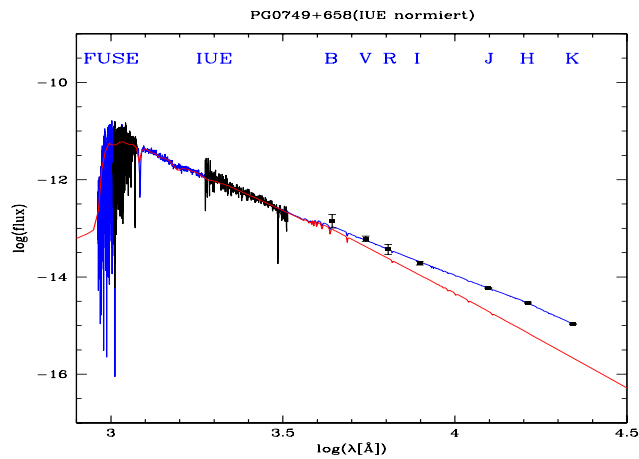
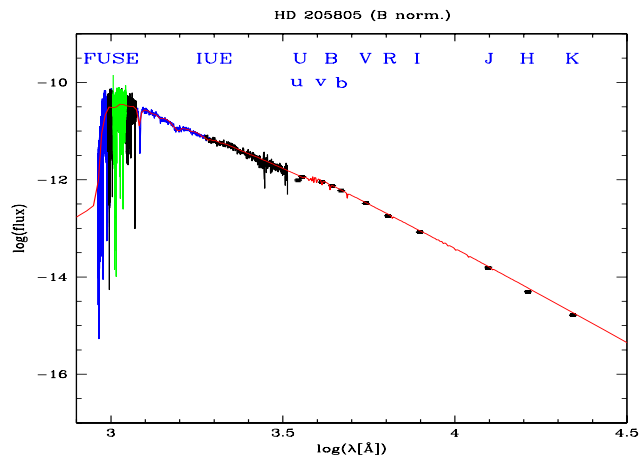


Abbildung 21: Aus FUSE Daten, IUE Daten und photometrischen Daten zusammengesetzte Spektren (*uUvBbVRIJHK* die großen Buchstaben stehen für Johnson Farben, die kleinen Buchstaben bezeichnen Strömgren Farben). Im oberen Bild ist das Spektrum des sdB ohne Begleiter, im unteren - mit Begleiter dargestellt.

4.2 Vergleich mit früheren Arbeiten

4.2.1 Spektrale Energieverteilung

Elf der untersuchten Einzelsterne wurden auch in den früheren Arbeiten mit der gleichen Methode wie in unserer Arbeit analysiert. In der Abbildung 22 werden die in unserer Arbeit bestimmte T_{eff} Werte für die sdBs als Einzelsterne mit den Literaturwerten verglichen. Die T_{eff} Werte für 5 Sterne stimmen im 1σ - und für ein Stern im 3σ -Bereich mit den Literaturwerten überein. Unser Wert für PG1452+198 (Abb.23) weicht um 34% von dem Literaturwert ab. Wir bestimmen zu hohe Temperatur. Der Grund dafür ist, dass wir höheres $E(B-V) = 0.08$ verwendeten als Aznar Cuadrado&Jeffery (2001) (im weiteren AJ01), bei denen $E(B-V) = 0.02$ ist. Auch bei PHL678 (Abb.23) weicht unser Wert um 21% von dem Wert von AJ01 ab, was auch auf unterschiedliches $E(B-V)$ zurückzuführen ist.

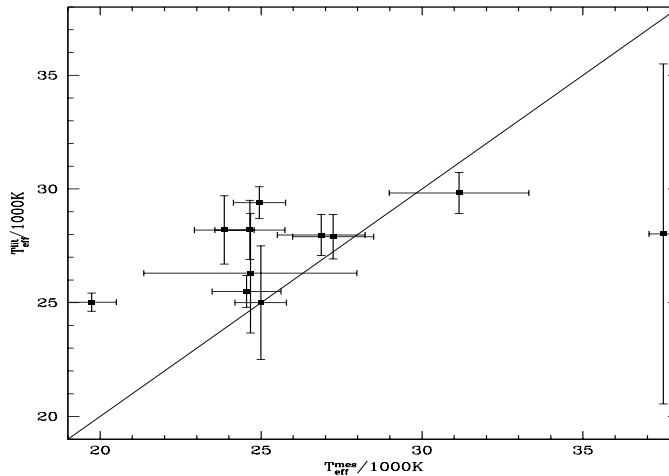


Abbildung 22: Das Bild zeigt die T_{eff} Werte der Einzelsterne, die aus spektralen Energieverteilung bestimmt wurden. Die Literaturwerte sind auf der vertikalen Achse aufgetragen, die Werte aus unserer Arbeit sind auf der horizontalen Achse dargestellt. Die eingezeichneten Fehler gehören zu 1σ -Bereich. Die Diagonale stellt perfekte Übereinstimmung zwischen T_{eff} Werten dar.

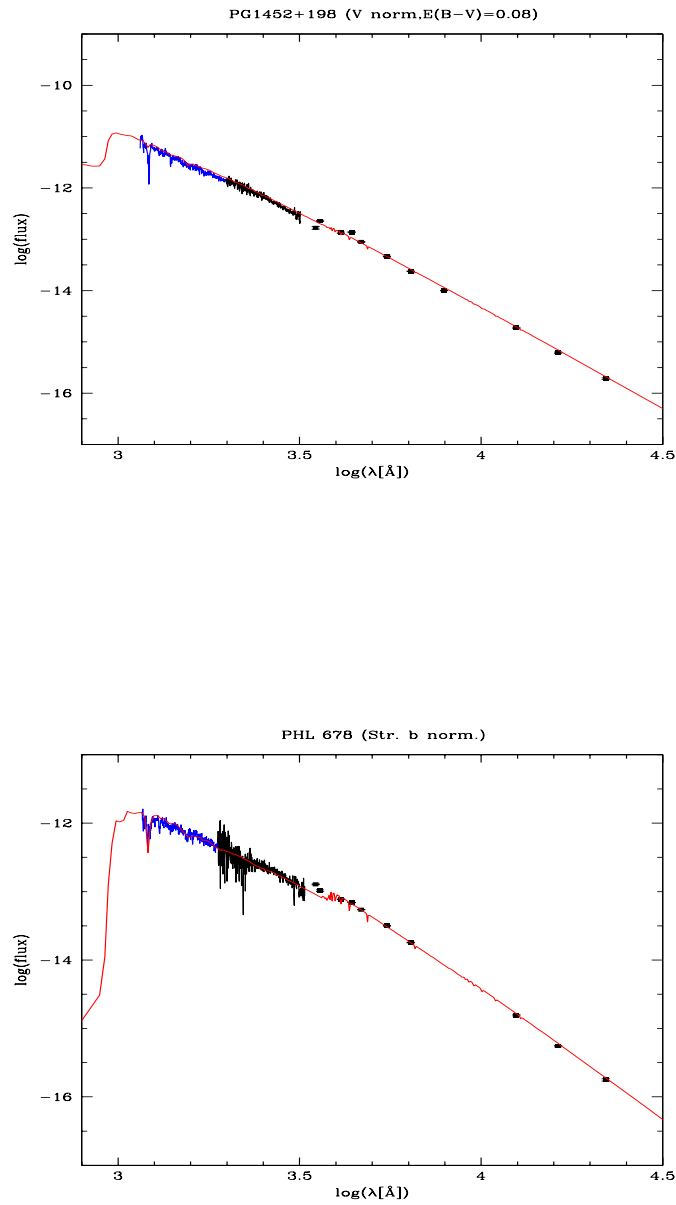


Abbildung 23: Das Bild zeigt die spektralen Energieverteilungen der Sterne PG1452+198 und PHL678, deren T_{eff} Werte ziemlich stark (34% und 21% entsprechend) von den Literaturwerten abweichen.

Das obere Teilbild der Abbildung 25 veranschaulicht den Vergleich zwischen unseren Temperaturwerten und den Werten aus der Literaturquellen für heiße Komponente aus Doppelsternsystemen. Die entsprechende Gegenüberstellung für die kühlen Begleitersterne zeigt das untere Teilbild. Eine gute Übereinstimmung zeigen im 1σ -Bereich 6 sdBs und im 3σ -Bereich 4 sdBs. Ebenfalls stimmt die Temperatur für 6 Begleitersterne mit den Literaturwerten im 1σ -Bereich und für einen Begleiter im 3σ -Bereich überein. Die Temperaturen von allen unseren sdBs liegen im Bereich $19700 \leq T_{eff}/K \leq 37500$. Der Wertebereich für die kühlen Sterne ist $4680 \leq T_{eff}/K \leq 6500$. Die Ergebnisse befinden sich in der Tabelle 3 und die dazu gehörigen Literaturwerte sind in der Tabelle 4 aufgelistet (siehe oben). Unsere Werte für meisten Begleitersterne sind höher als die Literaturwerte. Das liegt daran, dass wir höhere Werte für $E(B-V)$ als in der Literatur erhalten haben. Eine ziemlich große Abweichung ist bei BD+29 3070 (Abb.24) sowohl für den sdB Stern als auch für den kühlen Begleiter festzustellen. Die Temperatur des sdBs ist um 7270K und des kühlen Sterns um 1530K niedriger als bei AJ01. Diese Abweichung lässt sich nicht durch den um 0.053 höheren Farbindex erklären.

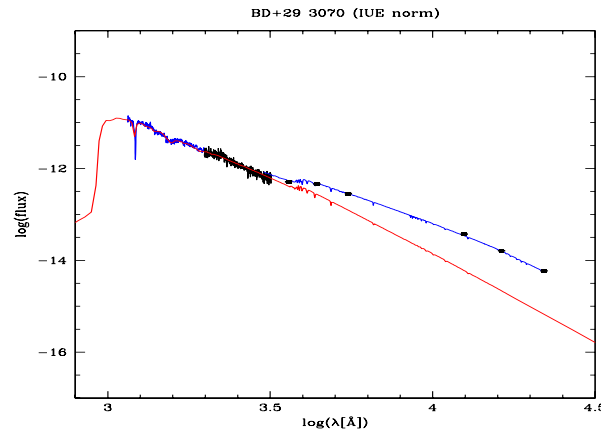


Abbildung 24: Das Bild zeigt die spektrale Energieverteilung von BD+29 3070. Die von uns bestimmten $T_{eff}^{sd} = 25580 \pm 4100$ und $T_{eff}^{cool} = 6520 \pm 100$ weisen große Abweichungen von den Literaturwerten auf.

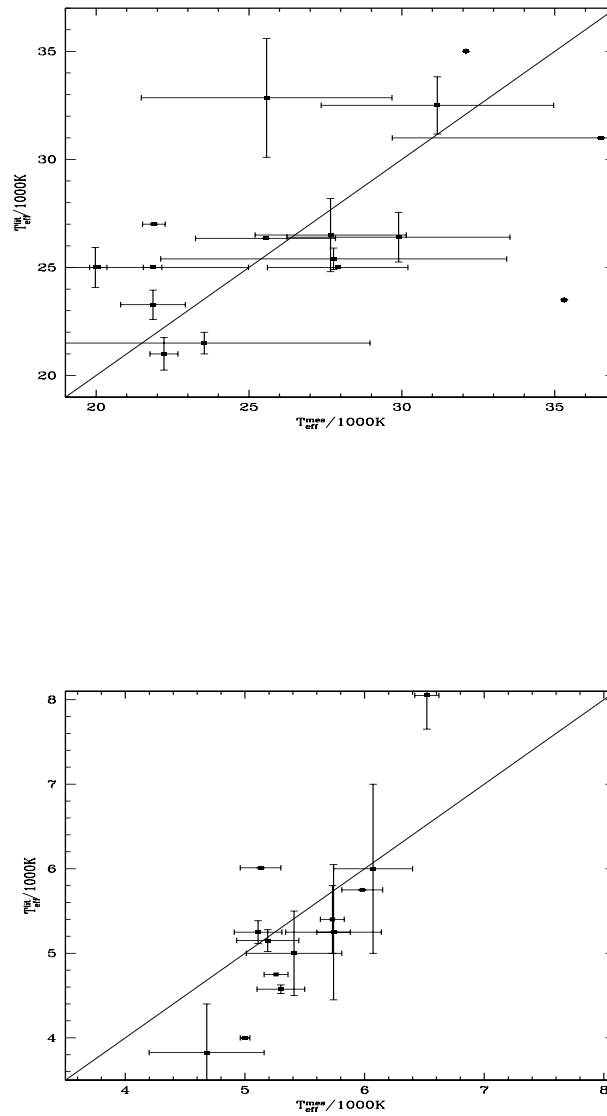


Abbildung 25: Das obere Bild zeigt die T_{eff} Werte der sdBs aus den Doppelsternen. Das untere Bild stellt T_{eff} der kühlen Begleiter dar. Die Literaturwerte sind auf der vertikalen Achse aufgetragen, die Werte aus unserer Arbeit sind auf der horizontalen Achse dargestellt. Die Werte wurden aus der spektralen Energieverteilung bestimmt. Die eingezeichneten Fehlerbalken zeigen Fehler im 1σ -Bereich. Die Diagonale stellt perfekte Übereinstimmung zwischen T_{eff} Werten dar.

4.2.2 Spektroskopie

Vergleicht man unsere Ergebnisse mit den Literaturwerten, die aus optischen Spektren mittels der Anpassung der Balmer und Helium Linien bestimmt wurden, so stellt man fest, dass bei 60% der Einzelsterne die Temperaturen im 1σ - und bei 15% im 3σ -Bereich übereinstimmen. Feige 108 (Abb.27) weist bei uns um 23% niedrigere T_{eff} als bei Saffer et al. (1994) auf. Edelman et al. (2004) beschreiben diesen Stern als ein Doppelstern mit einem unsichtbaren Begleiter mit der Masse $\approx 0.7M_{\odot}$, vermutlich einem Weißen Zwerg.

Die von uns bestimmten Temperaturen sind in den meisten Fällen niedriger als die spektroskopisch bestimmte Werte. Der Vergleich unserer Ergebnisse mit den Literaturwerten ist in der Abbildung 26 dargestellt.

Nur für einen Doppelstern (PG1018+046) gibt es ein spektroskopisch bestimmtes T_{eff}^{sd} . Dieser Wert stimmt mit unserem im Rahmen des angegebenen Fehlerbereichs überein.

Die Übereinstimmung der T_{eff} Werte, die in der Literatur spektroskopisch bestimmt wurden, mit unseren Werten liegt bei 75%. Dies ist um 20% höher als die Übereinstimmung mit den Literaturwerten, die wie in unserer Arbeit mittels der spektralen Energieverteilung ermittelt wurden.

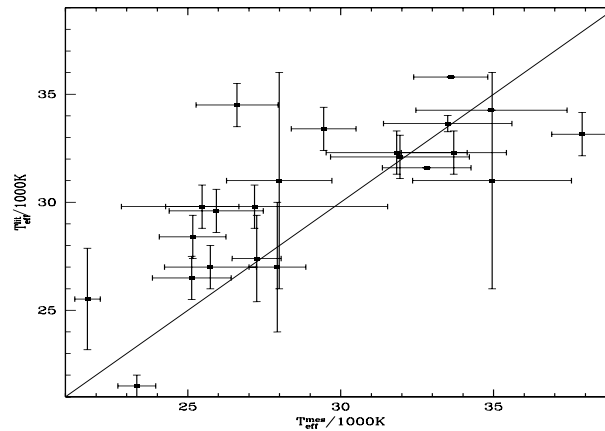


Abbildung 26: Das Bild enthält die Literaturwerte der Einzelsterne, die spektroskopisch und aus der Photometrie bestimmt wurden, im Vergleich zu den Werten aus unserer Arbeit. Die Literaturwerte sind auf der vertikalen Achse aufgetragen, die Werte aus unserer Arbeit sind auf der horizontalen Achse dargestellt. Die Diagonale stellt perfekte Übereinstimmung zwischen T_{eff} Werten dar.

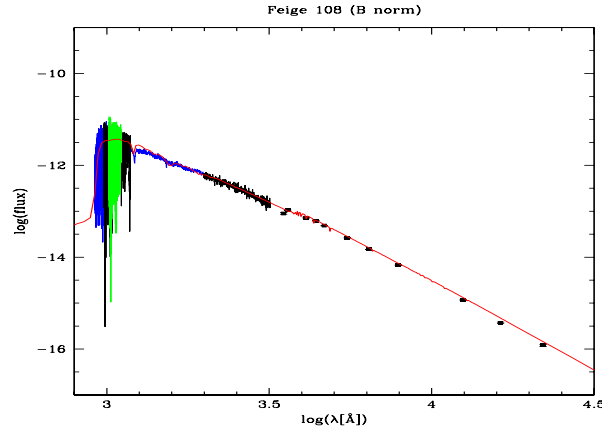


Abbildung 27: Das Bild zeigt die spektrale Energieverteilung von Feige 108. Der von uns bestimmte T_{eff} Wert weist eine hohe Abweichung (23%) von dem Literaturwert auf.

4.3 Natur der Begleitersterne

Die vorherrschende Meinung in der Literatur ist, dass die Begleiter in langperiodischen Doppelsternen Hauptreihensterne sind. Auf die Natur der Begleiter kann man anhand ihrer Schwerebeschleunigung schließen. Die typischen Werte für die Hauptreihensterne liegen im Bereich $4.0 \text{ dex} \leq \log g \leq 4.5 \text{ dex}$. Im Kapitel 3.6 wurden zwei möglichen Verfahren vorgestellt, mit denen man auf die Schwerebeschleunigung der kühlen Begleiter kommt. In der ersten Methode wurden die $\log g$ Werte der Begleiter aus den bekannten $\log g$ Werten der sdBs ermittelt. Die zweite Methode beruht dagegen auf der Annahme, dass die Begleiter auf der Hauptreihe liegen, d.h. ihr $\log g = 4.4 \text{ dex}$ ist. Daraus wurden dann die Schwerebeschleunigungen der sdB Sterne bestimmt.

In der Tabelle 5 sind die Ergebnisse des ersten Verfahrens zusammengefasst. Die Verteilung der kühlen Sterne im T_{eff} - $\log(g)$ Diagramm ist in der Abbildung 28 dargestellt.

Tabelle 5: Die Massen wurden aus der T_{eff} -Spektraltyp-Masse Beziehung abgeschätzt (aus D.Gray 2005). $\log g^{sdB}$ Werte wurden aus der Literatur entnommen.

Stern	T_{eff}^{sdB} [K]	$\log g^{sdB}$ [$cm s^{-2}$]	m_V [mag]	d [pc]	M_{cool}/M_{\odot}	R_{cool}/R_{\odot}	$\log g_{cool}$ [$cm s^{-2}$]
BD+10 2357	21890	5.9	9.07	51.3	1.16	0.37	5.4
BD-11 162	32090	5.9	11.34	207.4	1.11	0.58	5.0
BD+29 3070	25580	6.0	11.13	134.8	1.41	1.25	4.4
BD+34 1543	20070	6.0	10.41	78.5	0.81	1.53	4.0
Feige 87	35310	5.6	12.34	507.1	1.66	0.98	4.7
HD 185510	27900	6.6	12.03	111.2	0.81	8.87	2.4
PB 6107	21850	4.7	13.42	1507.6	1.56	3.67	3.5
PG0110+262	22220	5.17	13.16	788.9	1.11	1.08	4.4
PG0232+095	23540	6.0	12.86	278.3	0.90	1.81	3.9
PG0749+658	27770	5.7	12.17	332.7	0.97	1.4	4.1
PG0900+400	19980	5.5	13.44	560.5	0.90	1.18	4.2
PG1018+046	36510	5.75	13.50	741.3	1.41	1.29	4.4
PG1629+081	29890	5.5	12.62	552.6	0.65	0.62	4.7
PG1701+359	31160	5.75	13.42	624.5	1.25	0.58	5.0
PG2110+127	27670	5.2	13.15	923.8	1.11	1.46	4.2
PHL 1079	25540	5.1	13.79	1294.3	0.90	4.1	3.2
TON 1281	21860	6.0	13.51	351.6	0.81	0.96	4.4

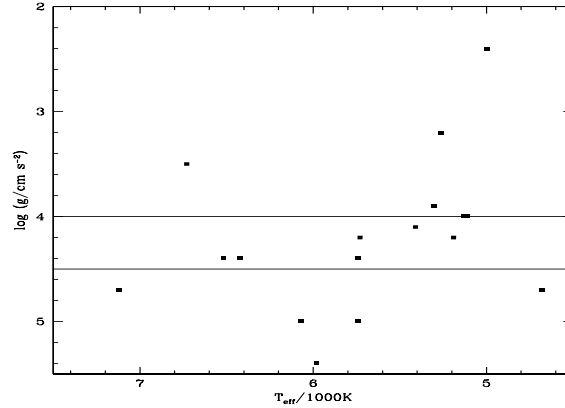


Abbildung 28: Das Bild zeigt die Verteilung der Begleitersterne im T_{eff} - $\log(g)$ Diagramm. Die Geraden grenzen den typischen $\log g$ Bereich (4.0-4.5) dex für die Hauptreihensterne ein.

Aus der Abbildung 28 ist es zu erkennen, dass nur für 47% der Sterne $4.0 \text{ dex} \leq \log g \leq 4.5 \text{ dex}$ gilt. Einer der Gründe dafür könnten die $\log g$ Werte für sdBs sein, die aus Literaturquellen entnommen wurden. Diese wurden möglicherweise ohne die Kenntnis über die Anwesenheit des kühlen Begleiters bestimmt, deshalb könnten sie unzuverlässig sein. Deswegen wurden alternativ die Schwerebeschleunigungen der sdBs durch den umgekehrten Weg bestimmt, bei dem für die Begleiter $\log g = 4.4 \text{ dex}$, wie schon oben erwähnt, angenommen wurde. Die daraus bestimmte Werte enthält die Tabelle 6 und die sich ergebende Verteilung der sdBs in der T_{eff} - $\log(g)$ Ebene ist in der Abbildung 29 dargestellt. Alle bis auf vier $\log g$ -Werte der sdBs aus den Doppelsternen liegen im typischen für die sdBs Bereich $5.0 \text{ dex} \leq \log g \leq 6.0 \text{ dex}$. Also liefert die zweite Methode bessere Ergebnisse als die erste, was eine Bestätigung der Annahme bedeutet, dass die Begleiter Hauptreihensterne sind.

Es gibt aber einige Problemfälle in beiden Methoden. HD185510 (Abb.30) ist in der Literatur (Jeffery et al. 1992) bekannt als ein weites Doppelsternsystem mit atmosphärischen Parametern für die heiße Komponente $T_{eff} = (25000 \pm 1000)\text{K}$, $\log g = (6.6 \pm 0.3) \text{ dex}$ und der Masse von ungefähr $0.3M_{\odot}$. Der Stern befindet sich vermutlich in einem Übergangsstadium zwischen einem sdB und einem heliumreichen Weißen Zwerg. Der kühle Stern ist ein Riese des Spektraltyps K0 III mit der Masse von $2.3 - 2.8M_{\odot}$. Die erste Methode in unserer Arbeit liefert $\log g_{cool} = 2.4 \text{ dex}$ und $R_{cool}/R_{\odot} = 8.87$, was mit den Literaturwerten $\log g_{cool} = (2.88 \pm 0.6) \text{ dex}$, $R_{cool}/R_{\odot} = 9.2 \pm 1.5$, gut übereinstimmt. Die zweite Methode, bei der wir die An-

nahme für $\log g_{cool} = 4.4$ dex machen, liefert zu hohen Wert für $\log g_{sd} = 8.6$. Dies könnte ein Hinweis darauf sein, dass der Begleiter tatsächlich kein Hauptreihenstern ist, sondern ein Roter Riese. PB6107 (Abb.32) und PHL1079 (Abb.31) weisen auch zu hohe Radien des Begleiters und zu niedrige $\log g_{cool}$ bei der ersten Methode. Die zweite Methode liefert zu hohen $\log g_{sd} = 6.6$ dex für PHL1079.

Sowohl der größte Teil der sdBs als Einzelsterne (87%) als auch der sdBs aus den Doppelsternen (76%) liegt im typischen für Subdwarf Sterne $\log g$ Bereich (Abb.29).

Tabelle 6: Die Masse wurde aus der T_{eff} -Spektraltyp-Masse Beziehung abgeschätzt (aus D.Gray 2005). $\log g^{cool} = 4.4$ dex

Stern	M_{cool}/M_{\odot}	R_{cool}/R_{\odot}	$\log g^{sdB}$ [cms^{-2}]	d [pc]
BD+10 2357	1.16	1.12	4.9	158.6
BD-11 162	1.11	1.10	5.4	392.3
BD+29 3070	1.41	1.24	6.0	133.3
BD+34 1543	0.81	0.94	5.9	83.1
Feige 87	1.66	1.35	5.4	697.5
HD 185510	0.81	0.94	8.6	11.51
PB 6107	1.56	1.30	5.6	536.4
PG0110+262	1.11	1.10	5.2	792.2
PG0232+095	0.90	0.99	6.5	152.7
PG0749+658	0.97	1.03	6.0	244.1
PG0900+400	0.90	0.99	5.6	469.8
PG1018+046	1.41	1.24	5.8	708.2
PG1629+081	0.65	0.84	5.4	754.4
PG1701+359	1.25	1.17	5.2	1268.9
PG2110+127	1.11	1.10	5.4	696.7
PHL 1079	0.90	0.99	6.6	313.0
TON 1281	0.81	0.94	6.0	342.5

Die Abbildung 29 zeigt die Verteilung der sdB Sterne im T_{eff} - $\log(g)$ Diagramm. 50% der sdBs als Einzelsterne und nur 11% der sdBs aus den Doppelsternen liegen auf dem EHB (Erweiterter Horizontalast). Vergleicht man die beiden Verteilungen miteinander, so erkennt man, dass bei den sdBs aus unserer Arbeit erstaunlich viele Sterne unterhalb des EHB liegen: etwa 47% der sdBs aus den Doppelsternen und 34% der sdBs als Einzelsterne. Lisker et al. (2005) untersuchten die sdBs als Einzelsterne. Der Anteil der Sterne, die unterhalb des EHB liegen, beträgt bei ihnen nur 10% und die Abweichung von dem EHB ist geringer als bei uns (Abb.30). Dieser Sachverhalt ist allerdings schwierig zu erklären.

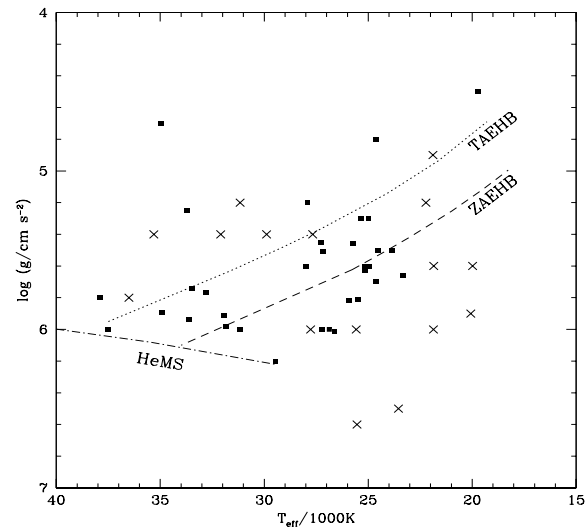


Abbildung 29: Verteilung der sdBs im $T_{\text{eff}}\text{-}\log(g)$ Diagramm. Die Kreuze stellen die sdBs aus den Doppelsternen dar und die Quadrate zeigen die sdBs als Einzelsterne. Der TAEHB (gepunktete Linie), der ZAEHB (gestrichelte Linien), der He-ZAMS (Strich-Punkt Linie) sind eingezeichnet.

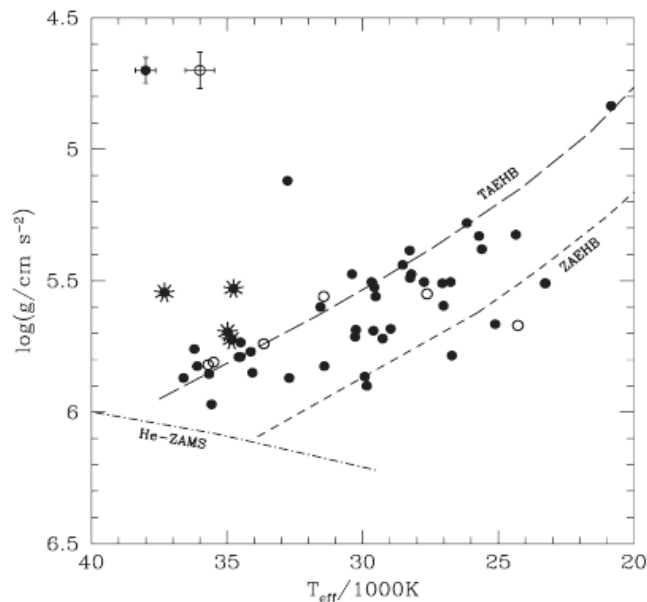


Abbildung 30: Verteilung der sdBs im $T_{\text{eff}}\text{-}\log(g)$ Diagramm aus Lisker et al. (2005). Die gefüllten Kreise markieren die gemittelten Werte, die aus zwei und mehr Messungen abgeleitet wurden. Die offenen Kreise zeigen die Werte aus einer Messung.

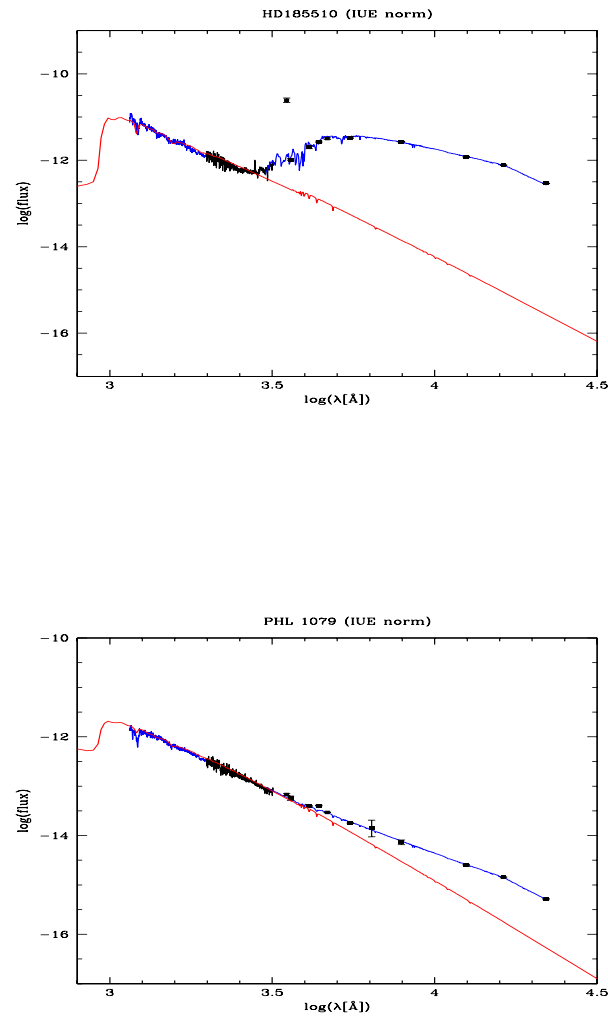


Abbildung 31: Das obere Teilbild zeigt die Energieverteilung von HD185510, der vermutlich einen Riesen als Begleiter hat. Im unteren Bild ist die Energieverteilung von PHL1079 dargestellt.

4.4 Vermeintliche Doppelsterne

Der IR-Exzess kann nicht nur durch einen kühlen Begleiter verursacht werden. Die interstellare Rötung kann auch den gleichen Effekt hervorrufen. Das scheint bei dem Stern PB6107 (Abb.32) der Fall sein. Moehler et al. 1990¹⁶ stellten bei PB6107(PG0039+049) einen wesentlich höheren Farbexzess fest als man entsprechend den Rötungskarten erwarten würde. Daraufhin suchten sie nach Spektrallinien, die auf einen kühlen Begleiter hinweisen könnten. Sie fanden aber keine. Mo90 simulierten zusätzlich ein Doppelsternsystem mit dem heißen Subdwarf und einen G-Stern. Während $(b - y)$ und $(u - b)$ ziemlich empfindlich gegenüber einem Begleiterstern sind, ist der Index $c1$ dies nicht. So müssten sich die T_{eff} -Werte, die aus diesen beiden Farbindexen hergeleitet werden um etwa 15000K unterscheiden, wenn ein Begleiter vorhanden ist. Die mittlere Abweichung der Temperaturen, die aus $(b - y)$ und $(u - b)$ einerseits und aus $c1$ andererseits bestimmt wurden, betrug aber nur 1300 K. Daraus folgerten Mo90, dass PB6107 kein Doppelstern ist.

Eine andere Meinung vertreten Allard et al. 1994¹⁷ bezüglich dieses Objektes. Sie trennten die Kandidaten für Doppelsternsysteme anhand der Flussverhältnis-Diagramme, in denen $f_{\nu}(7900\text{\AA})/f_{\nu}(5500\text{\AA})$ gegen $f_{\nu}(4400\text{\AA})/f_{\nu}(5500\text{\AA})$ aufgetragen wurden. Sie untersuchten auch die spektrale Energieverteilung im Bereich $(3500 - 7900)\text{\AA}$ von diesem Stern. Diese erwies sich viel flacher, als bei anderen Kandidaten, wo der IR Exzess eher der Rötung zugeschrieben wurde. Was die spektrale Hinweise auf einen Begleiter betrifft, behaupten Al94 eine schwache G-Band-Linie festgestellt zu haben. So folgerten sie, dass PB6107 ein System aus dem heißen Subdwarf mit $T_{eff} = 25000\text{K}$ und dem Begleiter des Spektraltyps K4 sein könnte.

In unserer Arbeit untersuchten wir eine breitere Energieverteilung $(900 - 22030)\text{\AA}$ und fanden einen deutlichen IR Exzess, der einem Begleiter mit $T_{eff} = 6730 \pm 850$ (Spektraltyp F0-G0) entsprechen würde.

PG0856+121 (Abb.32) hat nach AJ01 einen Begleiter mit $T_{eff} = 3625\text{K}$. In unserer Arbeit wurde keinen IR Exzess festgestellt.

¹⁶im weiteren Mo90

¹⁷im weiteren Al94

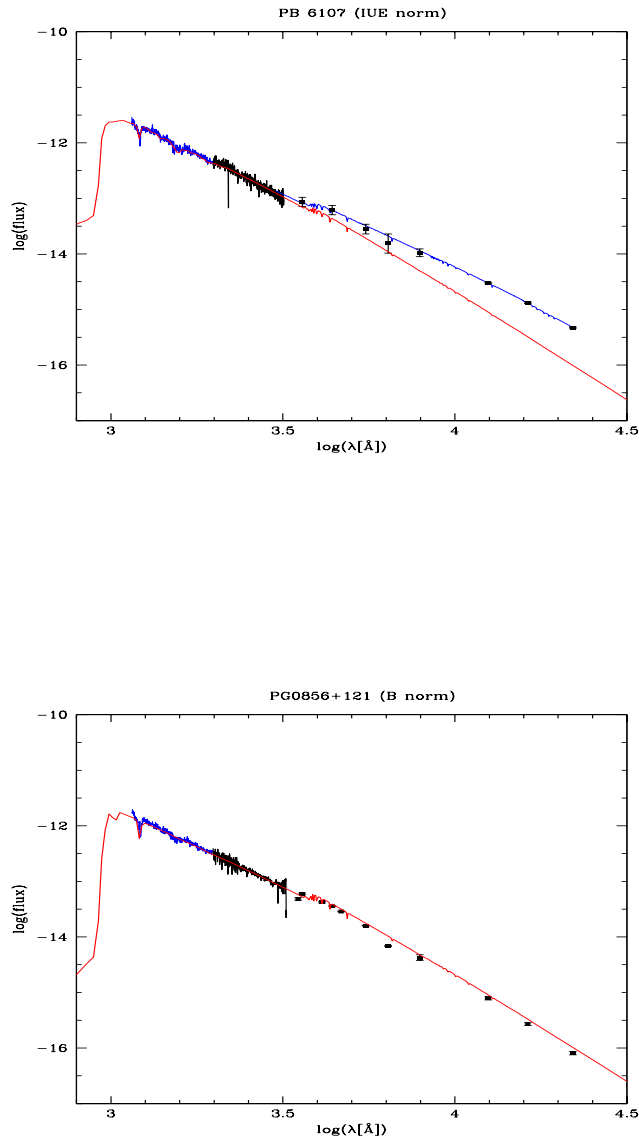


Abbildung 32: Im oberen Teilbild ist die spektrale Energieverteilung von PB6107 dargestellt. Ein deutlicher IR Exzess ist erkennbar, der einem Begleiter mit $T_{eff} = 6730 \pm 850\text{K}$ entspricht. Dieser Stern wird bei allerdings Moehler et al. (1990) als Einzelstern erwahnt. Im unteren Teilbild ist kein IR Exzess zu sehen. Der Stern PG0856+121 hat vermutlich keinen Begleiter, der leuchtkraftig genug ist, um zur Energieverteilung beizutragen. AJ01 identifizierten aber bei dem Stern einen IR Exzess, der einem Begleiter mit $T_{eff} = 3625\text{K}$ entspricht.

5 Späte Sterne im Halo

5.1 HBB Sterne

Im Rahmen dieser Arbeit wurden T_{eff} Werte für einige HBB Sterne bestimmt. Nur wenige der HBB Sterne wurden in der Literatur schon mittels der Analyse der spektralen Energieverteilung untersucht. Diese Sterne befinden sich auf dem Horizontalast. Sie verbrennen in ihrem Kern Helium und haben wasserstoffreiche Hülle. Sie haben höhere Massen als sdBs und befinden sich in der Entwicklungsphase, die dem Heliumflash auf dem Roten Riesenast folgt.

Tabelle 7: In dieser Arbeit bestimmte Werte der HBB Sterne für T_{eff} .

Stern	1σ	3σ	E(B-V)
	T_{eff} [K]	T_{eff} [K]	
PG 1451+492	18850 ± 450	18850 ± 1270	0.021
PG 2111+023	15090 ± 440	15050 ± 1310	0.068
PG 1245-042	13740 ± 460	13700 ± 1174	0.025
PG 2214+184	16050 ± 760	15940 ± 2300	0.044
PG 2351+198	13960 ± 770	13930 ± 2260	0.079

Tabelle 8: Literaturwerte der HBB Sterne für T_{eff} und $\log g$

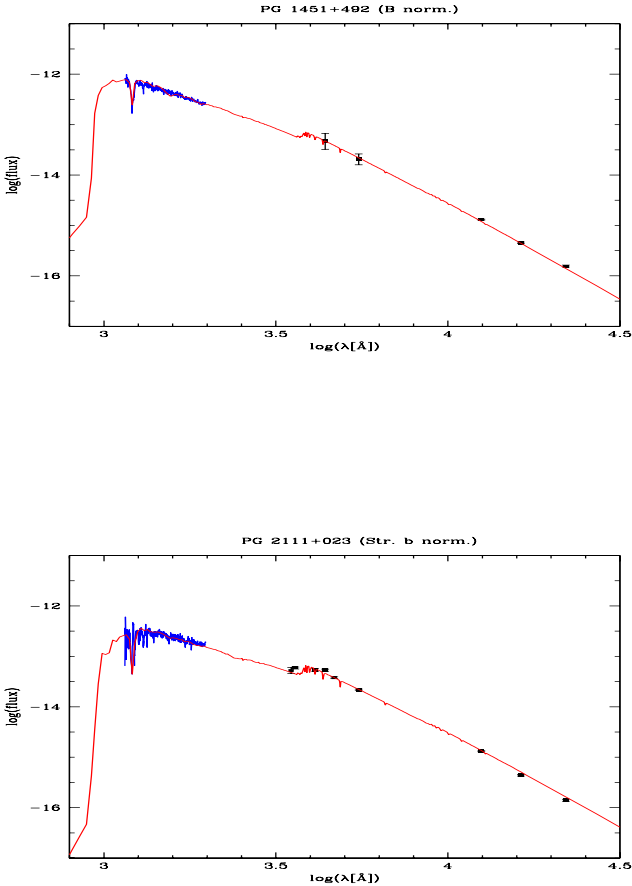
Stern	$\log g$ (cms^{-2})	T_{eff} (K)	Quelle
PG 1451+492	4.25	18825 ± 550	Schmidt et al. (1996)
PG 2111+023	4.5	16300	Saffer et al. (1997)
PG 1245-042	3.95	16400 ± 1010	Schmidt et al. (1996)
PG 2214+184	5.0	15200 ± 450	Aznar Cuadrado&Jeffery (2001)
PG 2351+198	4.0	14600 ± 600	Mooney et al. (2000)

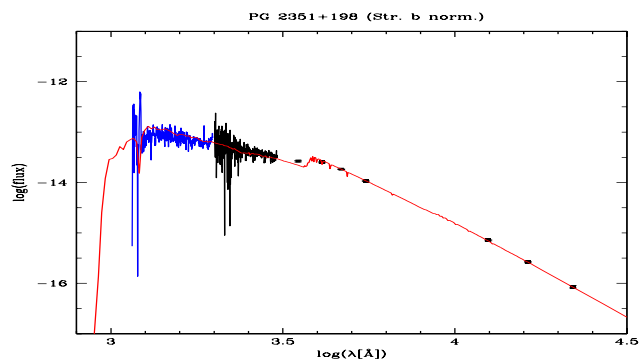
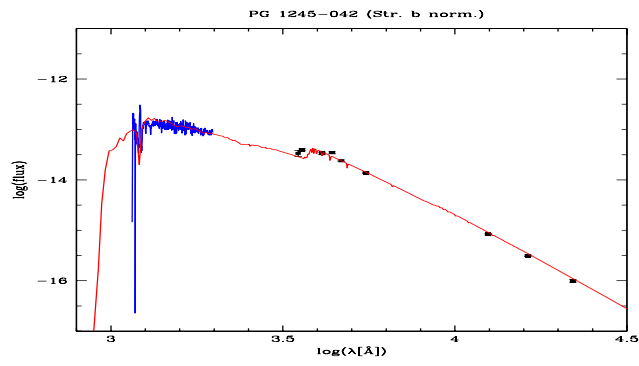
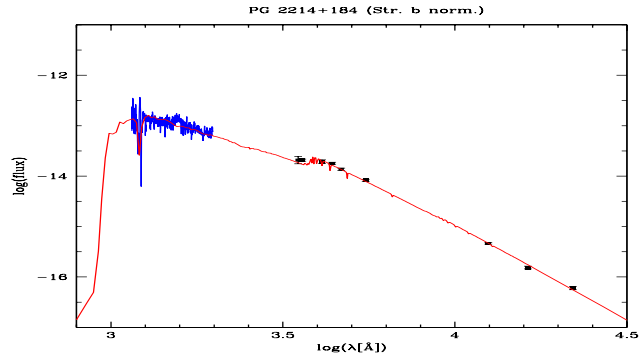
Bei keinem der HBB Sterne wurde der IR Exzess festgestellt, also hat keiner von ihnen einen Begleiter, der leuchtkräftig genug wäre, um zu der Energieverteilung beizutragen. Die Modellfits der HBB Sterne sind in der Abbildung 33 dargestellt.

Die T_{eff} Werte (Tabelle 7) für PG 1451+492, PG2214+184 und PG 2351+198 stimmen im Rahmen der angegebenen Fehler mit den Literaturwerten (Tabelle 8) überein. Die Werte für PG 1451+492 und PG 2351+198 wurden in der Literatur anhand der Strömgren Photometrie bestimmt. Die Temperatur für PG 1245+492 weist aber eine Abweichung von 2600 K von dem Wert aus Schmidt et al. (1996) auf, was durch die Anwendung der unterschiedlichen Bestimmungsmethoden verursacht sein könnte. Schmidt et al. ermittelten T_{eff} aus Strömgren Photometrie und spektroskopisch. Wir dagegen benutzten spektroskopische Energieverteilung. Die Abweichung bei PG 2111+023 hat vermutlich den gleichen Grund, da Saffer et al. (1997)

auch spektroskopische Methode benutzten. Bemerkenswert ist, dass Aznar Cuadrado&Jeffery (2001) bei PG2214+184 einen IR Exzess feststellten, während wir keine Anzeichen eines solchen fanden. Dabei untersuchten sie den Stern mit der gleichen Methode wie wir.

Abbildung 33: Modellfits der 5 HBB Sterne





5.2 Hauptreihensterne

In dieser Arbeit wurden die Effektivtemperaturen für drei blaue Hauptreihensterne aus dem Halo bestimmt. Auch diese Sterne wurden in keiner früheren Arbeiten mit Hilfe der spektralen Energieverteilung analysiert. Diese Sterne gehören zur Population I und sind 2 bis 3 kpc von der galaktischen Ebene entfernt (de Boer et al. 1988). Es ist bemerkenswert, dass diese Sterne sich im Halo befinden, wo man keine Hauptreihensterne zu erwarten sind. Die drei Sterne bewegen sich mit hohen Geschwindigkeiten. Sie sind bekannt als Runaway-Sterne. De Boer et al. 1988 haben das T_{eff} aus der Strömgren Photometrie durch den Vergleich von entröteten $[c_1]$ und $[u - b]$ Farbindices mit Modellen von Kurucz (1979) ermittelt.

Tabelle 9: In der 2. und 3. Spalte stehen in dieser Arbeit bestimmte T_{eff} Werte der HR Sterne. Die Literaturwerte aus de Boer et al. 1988 sind in der 4. Spalte aufgelistet.

Stern	E(B-V)	1σ		3σ		Literaturwerte	
		T_{eff} [K]	T_{eff} [K]	T_{eff} [K]	T_{eff} [K]	T_{eff} [K]	$\log g$ [cms^{-2}]
Feige 40	0.029	15590 ± 500	15580 ± 920	15400	15400	4.1	4.1
H.O.+23B	0.029	16290 ± 430	16270 ± 1010	16600	16600	4.0	4.0
H.O.+41B	0.020	15600 ± 620	15580 ± 1470	16400	16400	4.0	4.0

Der IR Exzess wurde bei keinem dieser Hauptreihensterne festgestellt. Die in dieser Arbeit bestimmte T_{eff} Werte (Tabelle 9) für Feige 40 und H.O.+23 stimmen im 1σ -Bereich gut mit den Literaturwerten überein. Die Übereinstimmung für H.O.+41 wird erst im 3σ -Bereich erreicht. Die möglichen Gründe dafür sind eine stärkere Abweichung des kurzwelligen IUE spektrums von dem Modell (Abb.34). Die Schwerebeschleunigung wurde auf $\log g = 4.5$ gesetzt.

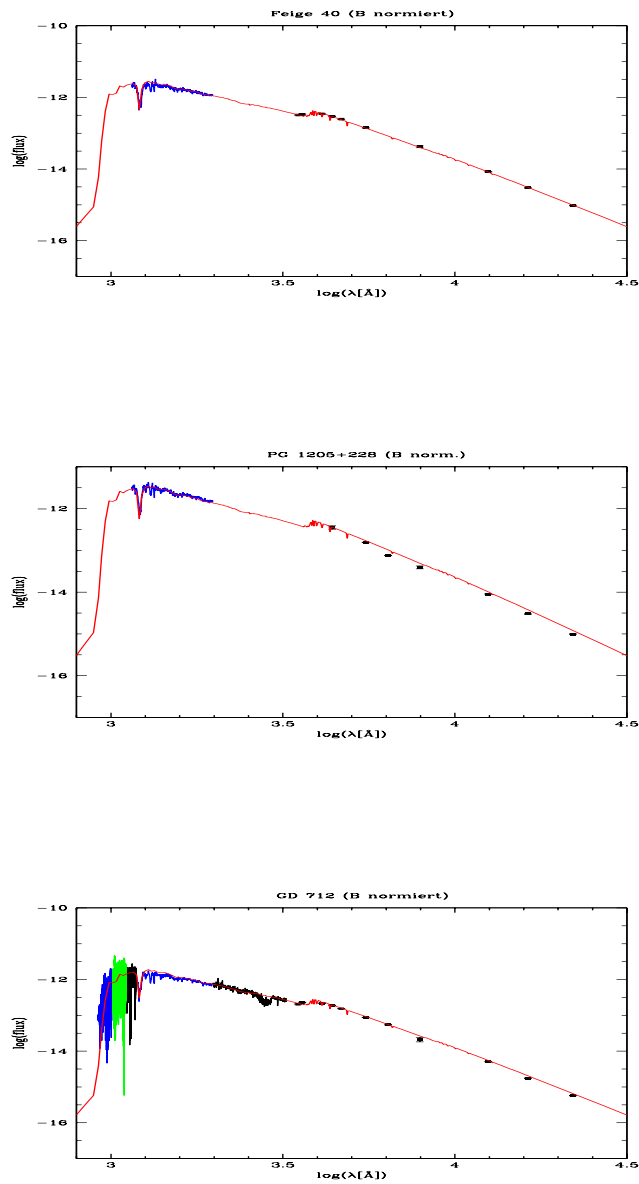


Abbildung 34: Die Modellfits der drei Hauptreihensterne. Bei allen Sternen wurden die Modelle auf das B-Band normiert. PG1205+228 = H.O.+23, GD 712 = H.O.+41

6 Zusammenfassung und Ausblick

In dieser Arbeit wurden die spektralen Energieverteilungen für mehr als 57 Sterne zusammengestellt und daraus ihre effektiven Temperaturen ermittelt. Die meisten dieser Sterne stammen aus dem DIVA Archiv. Unter den 49 sdB Sternen wurden 17 Doppelsternsysteme gefunden, die aus einem sdB und einem kühlen Begleiter (Hauptreihenstern) vom Typ F bis K, bestehen. Allerdings bei dem Stern HD185510 ist der Begleiter vermutlich ein Roter Riese, da $\log g = 2.4$ dex niedriger als für einen Hauptreihenstern ist. Jeffery et al. 1992 behaupten auch, dass die kühle Komponente von HD185510 ein Roter Riese ist.

Zur Überprüfung der Annahme, dass die kühlen Begleiter zu den Hauptreihensternen gehören, wurde die Schwerebeschleunigung untersucht. Die Schwerebeschleunigungen der Begleitersterne, die aus der $\log g$ Literaturwerten der sdBs bestimmt wurden, lagen nur für 47% der Sterne im typischen für die Hauptreihensterne Bereich $4.0 \text{ dex} \leq \log g \leq 4.5 \text{ dex}$. Die Ermittlung von $\log g$ für sdBs mit der Annahme, dass die Begleitersterne auf der Hauptreihe liegen ($\log g^{cool} = 4.4 \text{ dex}$), lieferte dagegen bessere Ergebnisse: 76% der Werte liegen im Bereich $5.0 \text{ dex} \leq \log g \leq 6.0 \text{ dex}$, der typisch für sdBs ist. Dies könnte eine Bestätigung der obigen Annahme sein.

Der Vergleich unserer Ergebnisse mit früheren Analysen der spektralen Energieverteilungen, zeigte gute Übereinstimmung für 54% der Einzelsterne, für 63% der heißen Komponente und 44% der kühlen Begleiter in Doppelsternen. Die Übereinstimmung tritt für die Einzelsterne, deren T_{eff} in Literaturquellen spektroskopisch bestimmt wurde in 75% der Fälle ein.

Das DIVA Archiv enthält einige HBB Sterne. Für fünf davon wurde die effektive Temperatur mittels der spektralen Energieverteilung bestimmt. Die meisten Ergebnisse stimmen mit den Literaturwerten gut überein. Auch für drei Hauptreihensterne sind die Ergebnisse zufriedenstellend. Also ist die Methode der Analyse der spektralen Energieverteilung nicht nur auf eine Art Sterne anwendbar, sondern es können damit verschiedene Sterntypen untersucht werden. Die Methode kann unter anderem auch als Konsistenzprüfung anderer Verfahren dienen, solcher wie zum Beispiel Analyse der Balmer Linien oder photometrische Bestimmung von T_{eff} .

Im Datenbank von Roy Østensen befinden sich Daten für optische und infrarote Photometrie (2MASS) für mehr als 2000 Subdwarf Sterne. Es fehlen allerdings die UV Daten. Aber man könnte diese aus anderen Quellen sammeln (z.B. MAST). Allein schon 2MASS enthält wertvolle Information. Wie es in dieser Arbeit gezeigt wurde, ist es möglich anhand des IR Exzess die Anwesenheit eines kühlen Begleitersterns festzustellen und seine Oberflächentemperatur abzuschätzen. Wir untersuchten nur einen kleinen Bruchteil der Sterne. Viel mehr Material wartet noch darauf analysiert zu werden.

A sdO Sterne

DIVA Archiv enthält viele sdO Sterne, die allerdings in dieser Arbeit nicht bearbeitet werden konnten, denn wir keine geeigneten Modelle für diese hatten. Unten werden einige Beispiele für sdOs aufgeführt, die wir versucht haben zu untersuchen. Da sie aber entweder eine viel höhere Temperatur haben als die obere Grenze unseres Modellgitters oder eine die gerade auf diese Grenze fällt, konnte kein zuverlässiges T_{eff} (Tabelle 10) bestimmt werden.

Tabelle 10: Effektivtemperaturen einiger sdOs

Stern	diese Arbeit	Literaturwerte	Quelle
	T_{eff} [K]	T_{eff} [K]	
Feige 110	> 40000	40000	Heber (1986)
HZ 3	> 40000	46000	Greenstein&Sargent (1974)
LB 2197	> 40000	50000	Bergeron et al. (1984)
GD 299	32000 ± 1980	$45000 - 55000$	Thejll et al. (1995)
SB 7	31740 ± 1820	55000	Heber (1986)

Abbildung 35: Die Modellfits einiger sdOs

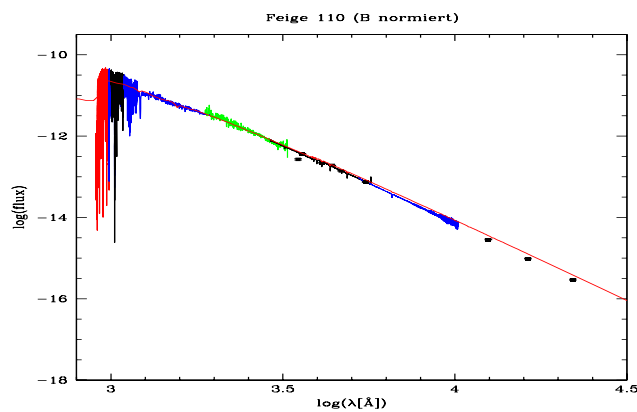


Abbildung 36: Die Modellfits einiger sdOs

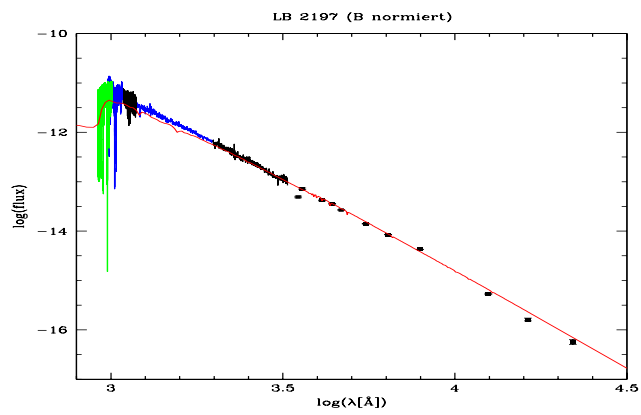
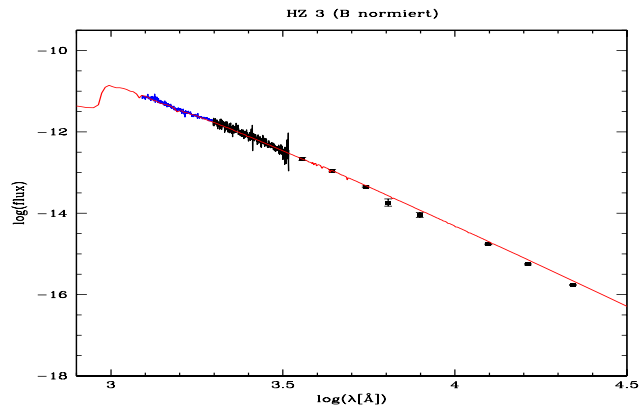
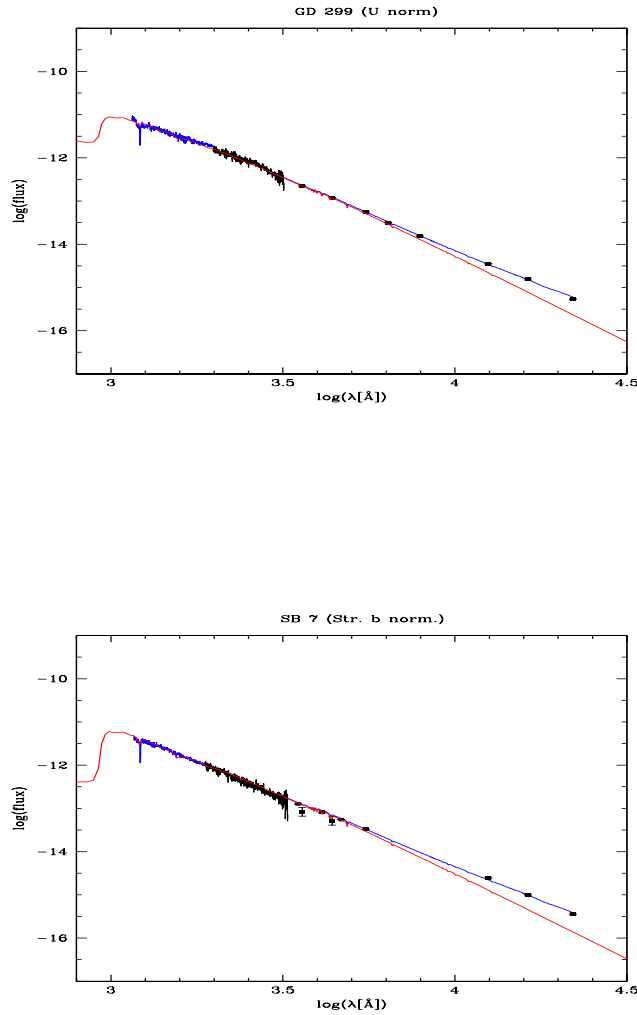


Abbildung 37: Die Modellfits einiger sdOs mit Begleiter



Die Modellfits von GD 299 und SB 7 (Abb.37) weisen einen IR Exzess auf, der einem kühlen Begleiterstern mit $T_{eff} = 4910\text{K}$ beziehungsweise $T_{eff} = 5290\text{K}$ entsprechen würde. Thejll et al. 1995 bestimmten für den kühlen Begleiter von GD 299 $T_{eff}^{cool} = 3700 - 4350\text{K}$ und Heber 1986 ermittelte $T_{eff}^{cool} \approx 7000\text{K}$ für SB 7. Unsere Werte liegen in gleicher Größenordnung, sind aber unzuverlässig, da wir keine passenden Modelle für die heißen Komponenten dieser Doppelsterne haben.

B Modellfits der sdBs ohne Begleiter

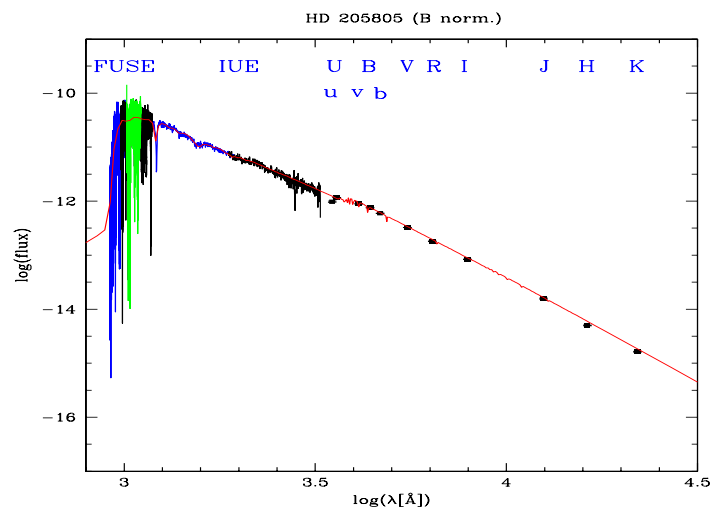
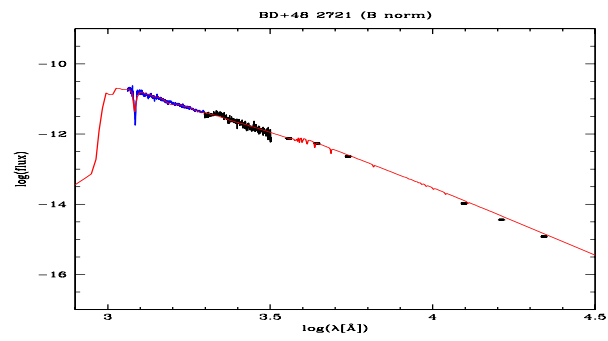
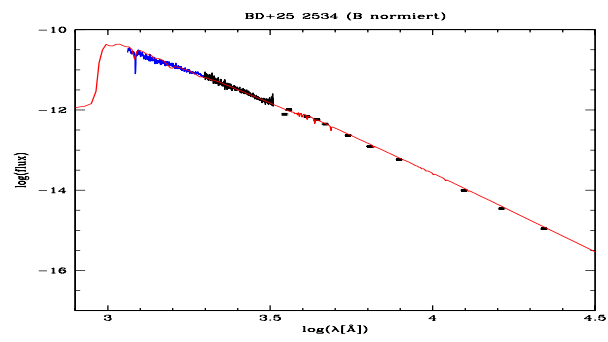
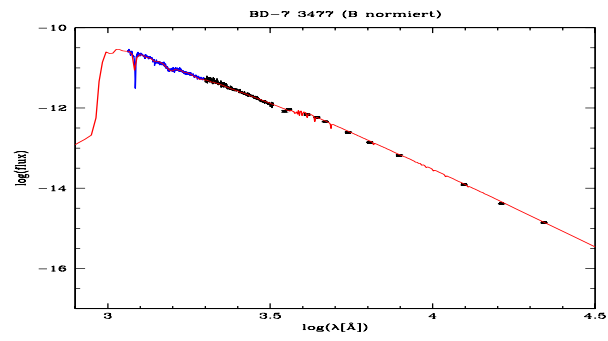
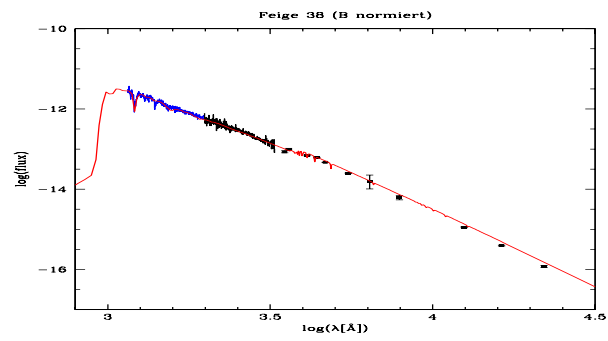
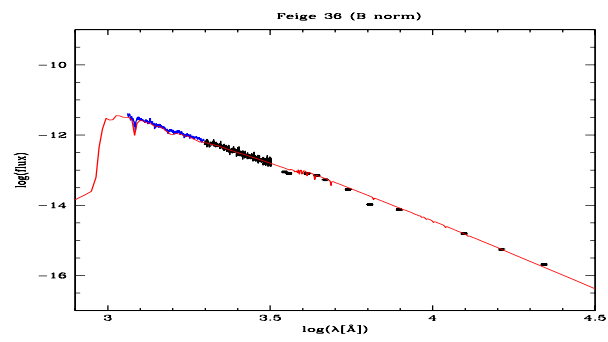
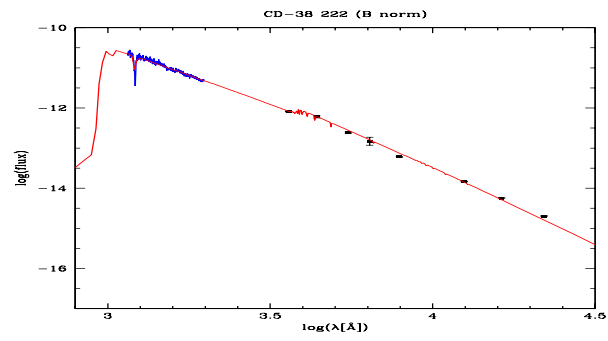
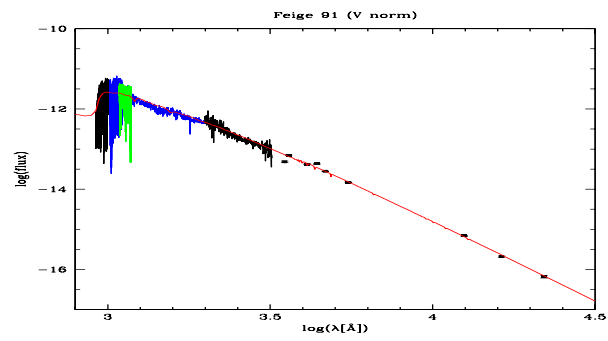
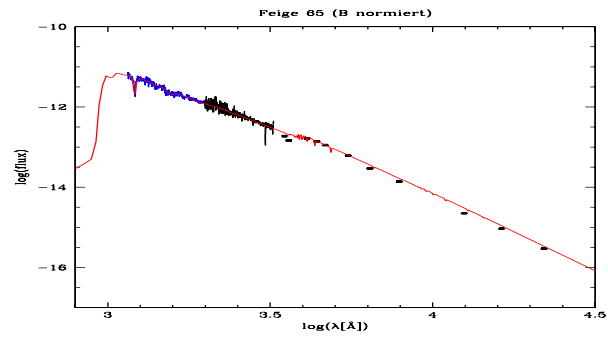
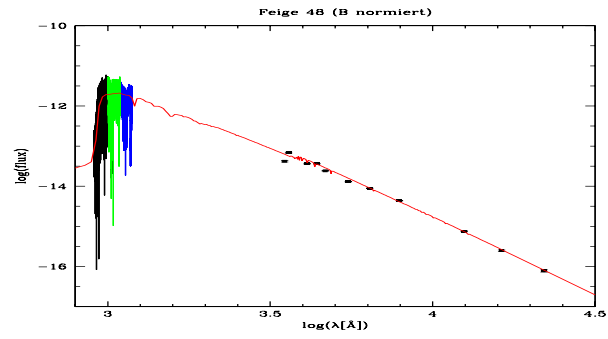
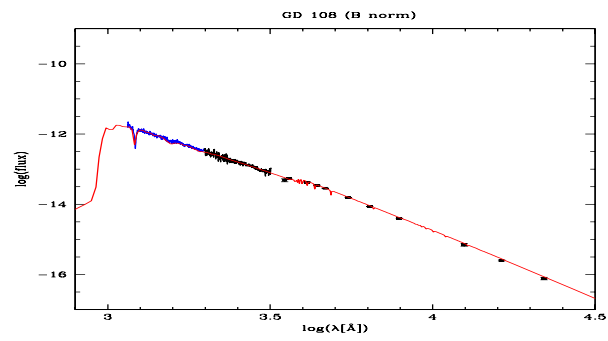
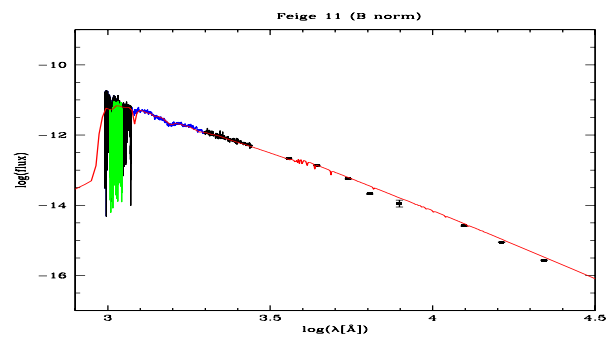
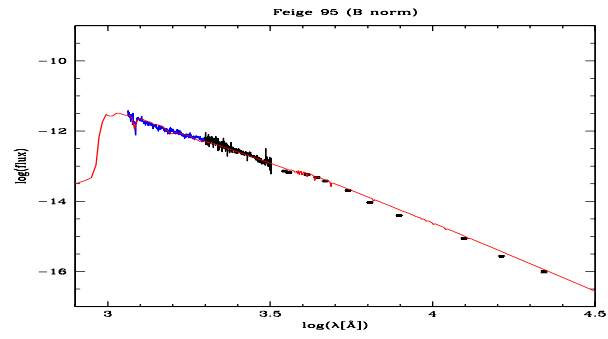


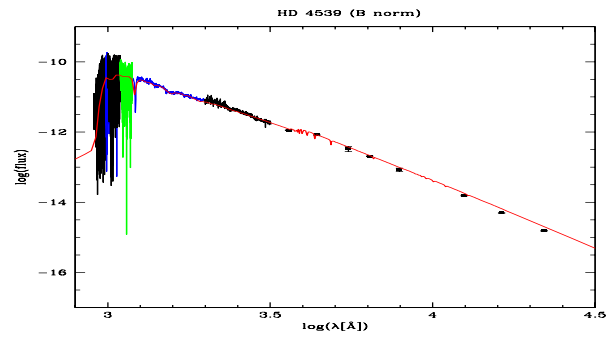
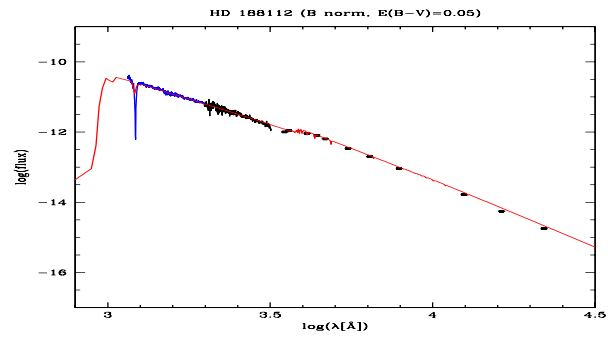
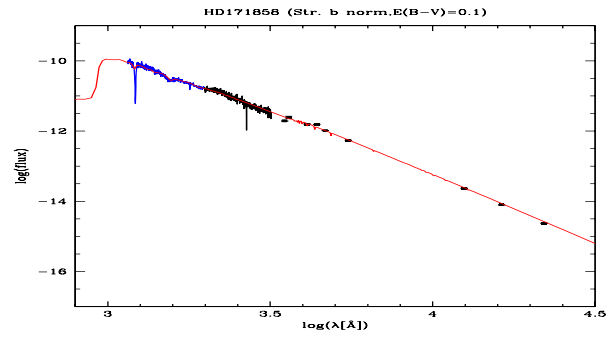
Abbildung 38: Aus FUSE Daten, IUE Daten und photometrischen Daten zusammengesetzte Spektren ($uUvBbVRIJHK$ die kleinen Buchstaben stehen für Strömgenfarben, die großen für Johnson).

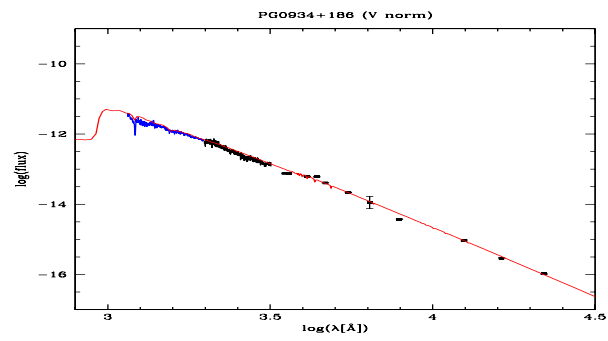
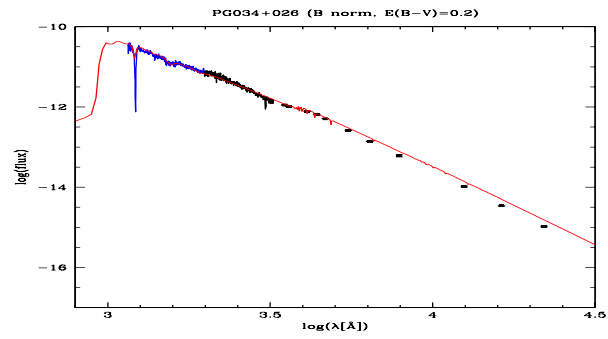
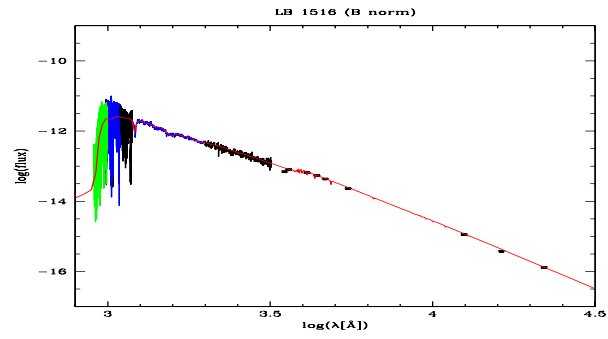


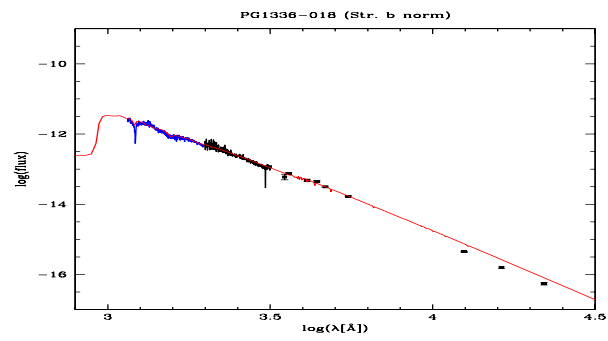
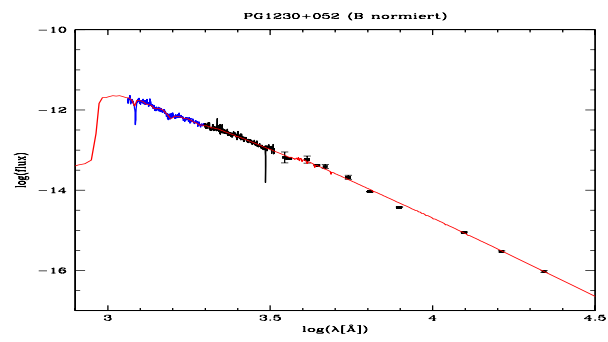
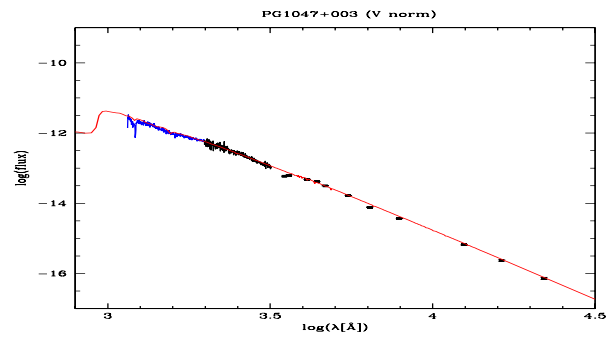


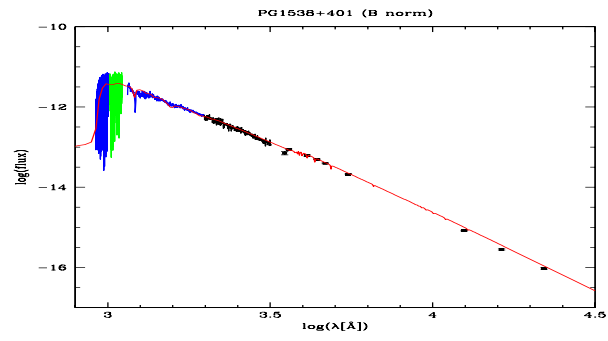
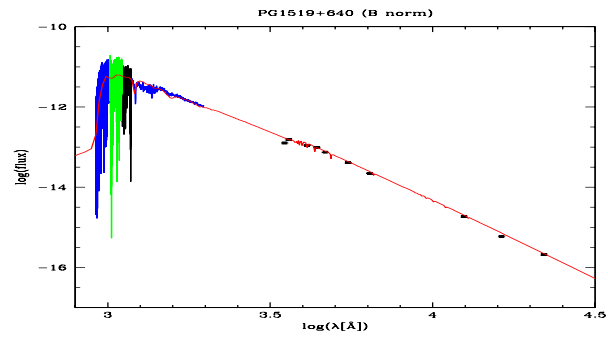
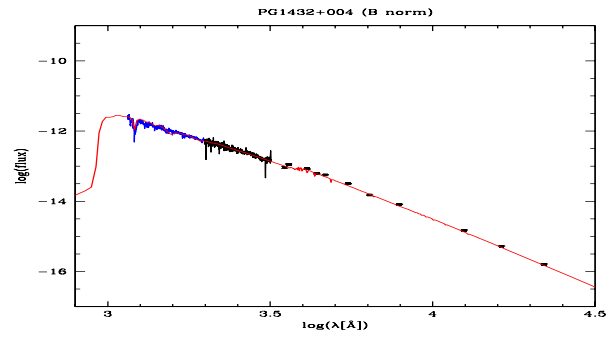


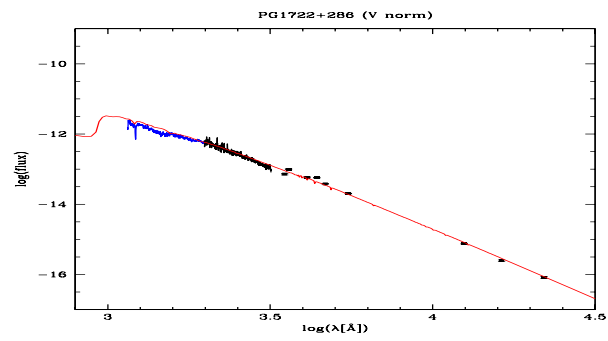
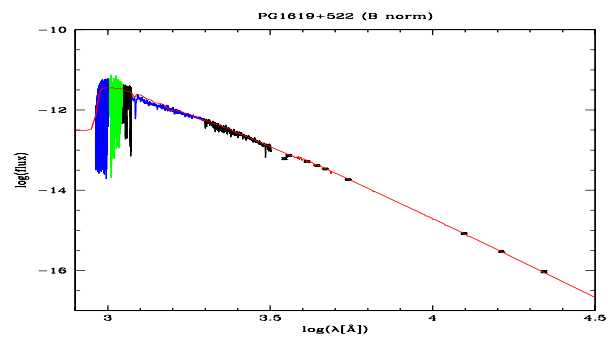
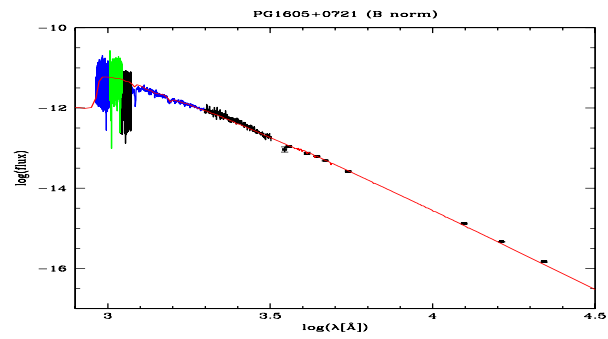


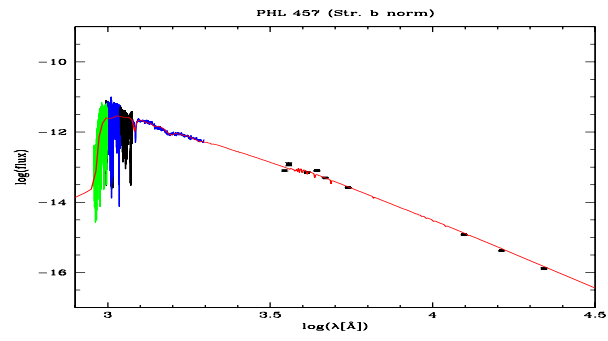
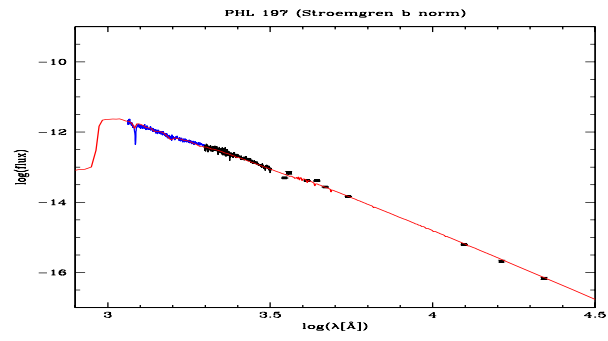
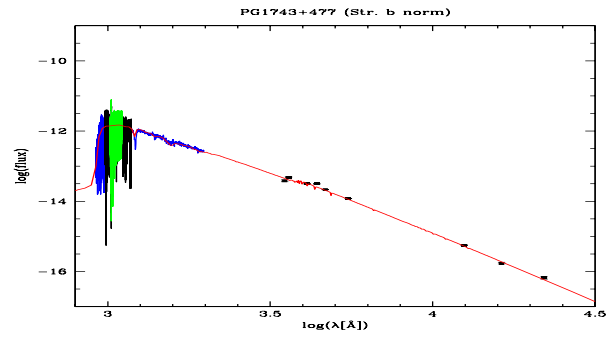


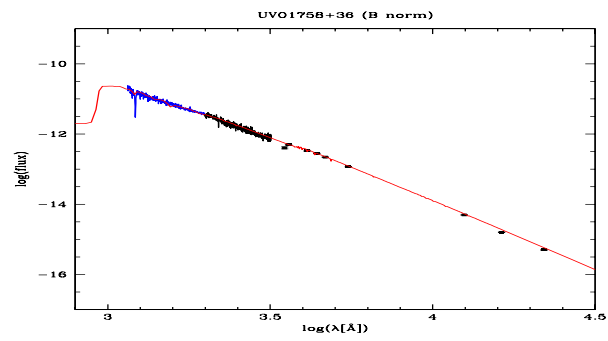
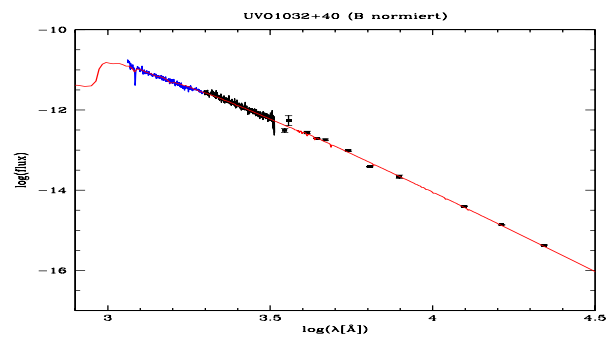
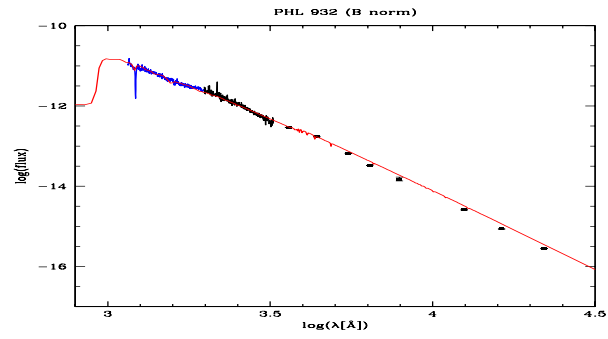












C Modellfits der sdBs mit Begleiter

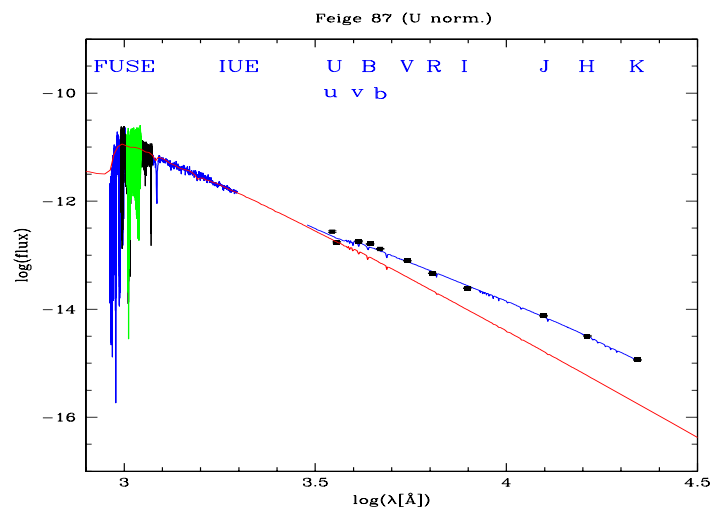
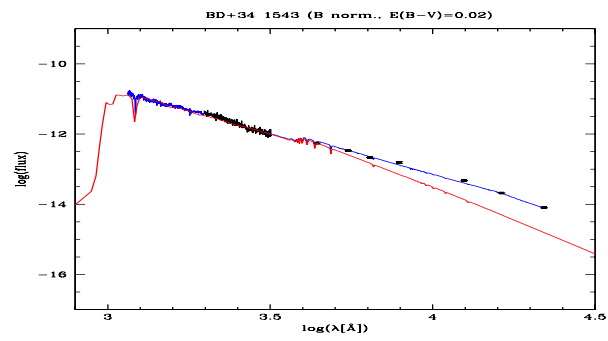
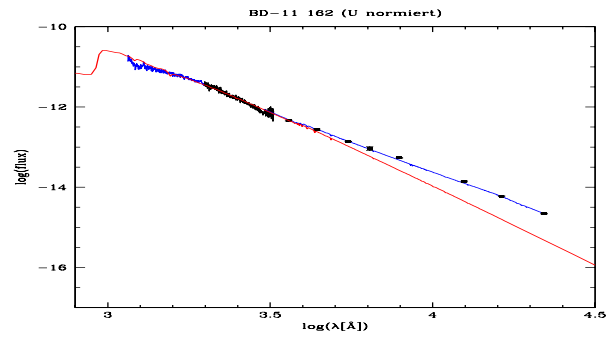
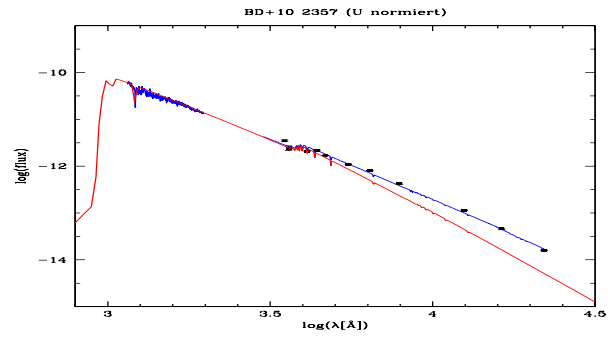
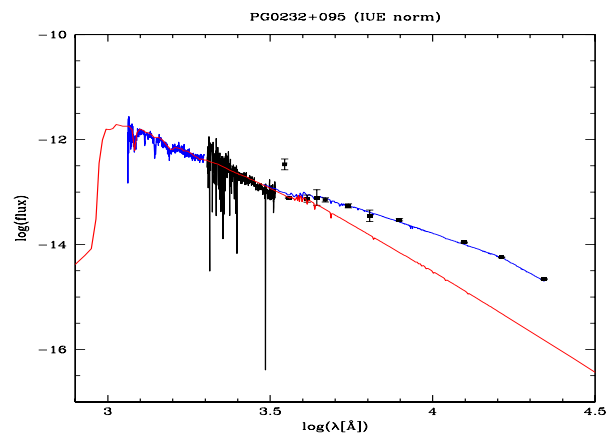
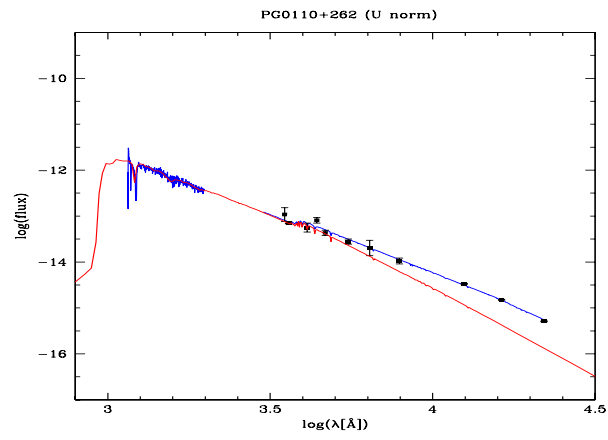
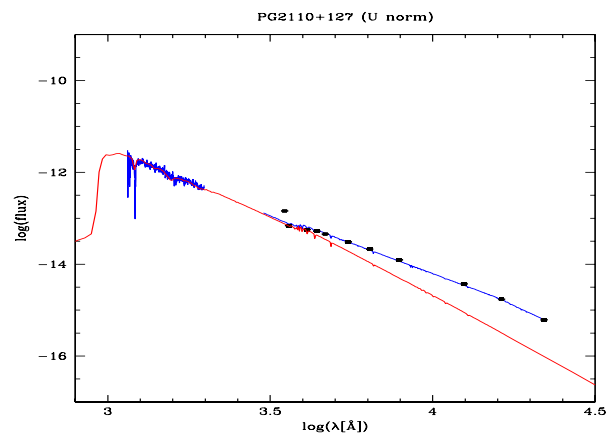
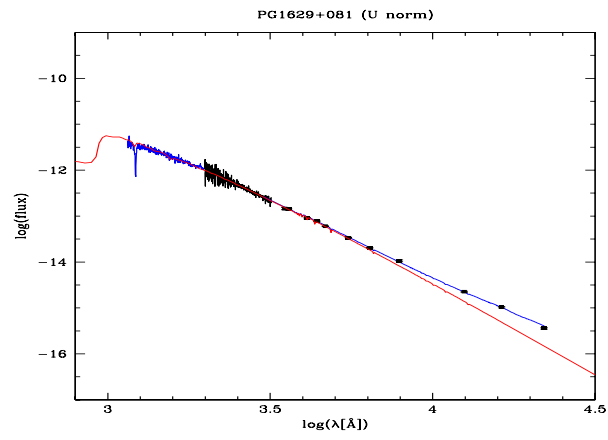
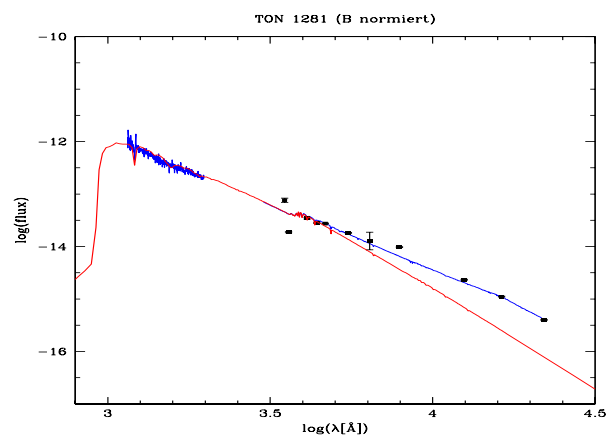
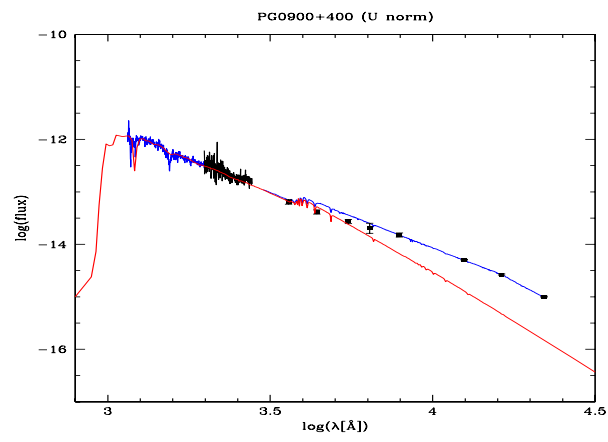


Abbildung 39: Aus IUE Daten und photometrischen Daten zusammengesetzte Spektren ($uUvBbVRIJHK$ die kleinen Buchstaben stehen für Strömgrenfarben, die großen für Johnson). Falls vorhanden werden vor den IUE Daten auch FUSE Daten dargestellt.









Literatur

- [1] Aznar Cuadrado, R. & Jeffery, C.S., 2001, *A&A*, 368, 994
- [2] Aznar Cuadrado, R. & Jeffery, C.S., 2002, *A&A*, 385, 131 – 142
- [3] F. Allard, F. Wesemael, G. Fontane, P. Bergeron, & R. Lamontagne, 1994, *AJ*, 107, 1565
- [4] P. Bergeron, G. Fontaine, P. Lacombe, F. Wesemael, D.L. Craford, A.M. Jakobsen, 1984, *AJ*, 89, 374
- [5] M. Billeres, G. Fontaine, P. Brassard, J. Liebert, 2002, *AJ*, 578, 515
- [6] K.S. de Boer, U. Heber, T. Richtler, 1988, *A&A*, 202, 113 – 116
- [7] S. Charpinet, 2001, *AN*, 322, 387
- [8] D.H. Ferguson, R.F. Green, J. Liebert, 1984, *AJ*, 287, 320 – 333
- [9] D.F. Gray, *The Observation and Analysis of Stellar Photospheres*, 2005
- [10] E.M. Green, G. Fontaine, E.A. Hyde, B.-Q. For, P. Chayer, 2008, *Hot Subdwarf Stars and Related Objects ASP Conference Series*, Vol. 392
- [11] J.L. Greenstein, A.I. Sargent, 1974, *AJS*, 28, 157
- [12] U. Heber, K. Hunger, G. Jonas, R.P. Kudritzki, 1984, *A&A*, 130, 119
- [13] U. Heber, 1986, *A&A*, **155**, 33-45
- [14] Z. Han, Ph. Podsiadlowski, P.F.L. Maxted, T.R. Marsh & N. Ivanova, 2002, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 336, 449 – 466
- [15] U. Heber, H. Edelmann, T. Lisker, R. Napiwotzki, 2003, *A&A*, 411, 477
- [16] Herbig, 1992, *Mexicana Astron. Astrof.*, 24, 187 – 191
- [17] H. Hirsch, 2006, *Heiße unterleuchtkräftige Sterne aus dem SDSS*, Diplomarbeit
- [18] Jelena H.K. Schmidt, S. Moehler, A. Theissen, K.S. de Boer, U. Heber, E.K. Grebel¹⁸
VI. Physical parameters and distances of HBB stars
- [19] C. Simon Jeffery, T. Simon & T. Lloyd Evans, 1992, *Mon. Not. R. astr. Soc.*, 258, 64 – 70
- [20] H. Karttunen, P. Kröger, H. Oja, M. Poutanen, K.J. Donner,
Fundamental astronomy, Springer, 4. ed., 2003
- [21] D. Kilkeny, S. Muller, 1989, *AAOC*, 13, 69

¹⁸wurde nie publiziert

- [22] T.Lisker,U.Heber,R.Napiwotzki,N.Christlieb,Z.Han,D.Homeier,D.Reimers, 2005,A&A,430, 223
- [23] P.F.L.Maxted,U.Heber,T.R.Marsh,R.C.North,2001,MNRAS,326, 1391
- [24] S.Moehler,U.Heber,K.S.De Boer,1990,A&A,239, 265
- [25] C.J.Mooney,W.R.J.Rolleston,F.P.Keenan,D.J.Pinfield,D.L.Dufton,A.C.Katsiyannis, 2000,A&A,357, 553
- [26] H.W.Moos,W.C.Cash,L.L.Cowie, usw.,2000,AJ,538, L1 – L6
- [27] A.N.Mortimore,A.E.Lynas-Gray,2006,BaltA.,15, 207
- [28] <http://pegasus.phast.umass.edu/>
- [29] P.Podsiadlowski,Z.Han,A.E.Lynas-Gray und D.Brown,2008, *Hot Subdwarf Stars and Related Objects ASP Conference Series*,Vol.392
- [30] M.D.Reed,R.Stiening,2004,PASP,116, 506 – 515
- [31] D.J.Sahnow,H.W.Moos,T.B.Ake,usw.,2000,AJ,538, L7 – L11
- [32] R.A.Saffer,F.P.Keenan,N.C.Hambly,P.L.Dufton,J.Liebert,1997,AJ,491, 172
- [33] A.Saffer,P.Bergeron,D.Koester,&J.Liebert,1994,AJ,432, 351
- [34] T.P.Sassen,M.Hurwitz,W.V.Dixon,S.Airieu,2002,AJ,566 : 267 – 275
- [35] A.Stroeer,U.Heber,T.Lisker,R.Napiwotzki,S.Dreizler,N.Christlieb,D.Reimers, 2007,A&A,462, 269 – 280
- [36] M.A.Stark,R.A.Wade,2006,BaltA,15, 175 – 182
- [37] P.Thejll,A.Ulla,&J.MacDonald,1995,A&A,303, 773
- [38] A.Theissen,S.Moehler,U.Heber,K.S.De Boer,1993,A&A,273, 524
- [39] A.Ulla, P.Thejll,1998,Astron. Astrphys. Suppl. Ser. 132, 1 – 12
- [40] F.Wesemael,J.B.Holberg,S.Veilleux,R.Lamontagne,G.Fontaine,1985,AJ,298, 859
- [41] T.Williams,J.T.McGraw,R.Grashuis,2001,PASP,113 : 490 – 500
- [42] T.Williams,J.T.McGraw,P.Mason,R.Grashuis,2001,PASP,113 : 944 – 953

Erklärung

Ich versichere, dass ich diese Arbeit ohne fremde Hilfe und ohne Benutzung anderer als der angegebenen Quellen geschrieben habe.

Bamberg, November 2008

.....
Viktoria Lohmann

Norbert Przybilla

Markus Firnstein

Moritz Böck

Horst Drechsel

Heiko Hirsch

Fernanda Nieva

Stephan Geier

Frau Bues

Uli Heber

DANKE

Manfred Hanke

Alexander Sadonskiy

Laura Barragan

Thomas Kupfer

Alfred Tillich

Sebastian Müller

Florian Schiller

Rosa Lohmann

Baljit Singh