

Zulassungsarbeit

zur wissenschaftlichen Prüfung für das

**Lehramt an Gymnasien
im Studiengang Physik**

Heiße Subdwarf Sterne im US-Survey Eine Analyse

vorgelegt am **26. März 2024**

von **Maximilian Halenke**

an der
Dr. Karl Remeis-Sternwarte
Astronomisches Institut
Friedrich-Alexander-Universität Erlangen-Nürnberg

betreut von **Prof. Dr. Ulrich Heber**



Friedrich-Alexander-Universität
Naturwissenschaftliche Fakultät



Dr. Karl Remeis-
Sternwarte Bamberg

Vorwort

Für die Datenanalyse in dieser Arbeit kam die Programmiersprache Python zum Einsatz. Um die Programmierung in diesem Kontext zu vereinfachen und effizienter zu gestalten, wurde zudem das KI-Modell *ChatGPT-4* von OpenAI genutzt. Dieses Tool erlaubte es, Python-Funktionen nahtlos in die Datenanalyse zu integrieren und half dabei, Fehler in den Auswertungen schneller zu identifizieren und zu beheben.

Abbildungen, die aus anderen Werken entnommen sind, sind durch eine Quellenangabe am Ende der Abbildungsbeschreibung gekennzeichnet.

Bei geschlechtsbezogenen Formen wird die Schreibweise mit Binnen-I angewandt (z.B. SchülerInnen). Somit soll zwischen der traditionellen bipolaren Geschlechteraufteilung auch Raum für alle Menschen sein, die sich keiner der beiden Seiten zugehörig sehen. Der Gleichstellung aller Geschlechter soll auf diese Art und Weise auch in dieser Zulassungsarbeit Ausdruck verliehen werden.

Inhaltsverzeichnis

Abbildungsverzeichnis	iv
Tabellenverzeichnis	v
0 Einleitung	1
I Einführung	3
1 Heiße Subdwarf Sterne	4
1.1 Forschungskontext	4
1.2 Eigenschaften und Klassifikation von heißen Subdwarf Sternen	8
1.2.1 Atmosphärische Parameter	8
1.2.2 Klassifikation heißer Subdwarf Sterne	10
1.2.3 Stellare Parameter	11
1.3 Entstehung heißer Subdwarf Sterne	12
1.3.1 Entstehung heißer Subdwarf Sterne in Doppelsternsystemen	12
1.3.2 Entstehung isolierter heißer Subdwarf Sterne	14
2 Der US-Survey	17
2.1 Kapteyns Plan der ausgewählten Gebiete	17
2.2 Eigenschaften des US-Surveys	18
2.3 Relevanz des US-Surveys	20
3 Beobachtungsprogramme	21
3.1 Die Gaia-Mission	21
3.1.1 Die Parallaxe	22
3.1.2 Bedeutung der Gaia-Mission	22
3.2 Spektroskopie	23
3.3 Photometrie	24
4 Motivation	25
II Methodik	27
5 Katalogabgleiche	28
5.1 Gaia basierte Kataloge	28
5.2 Genutzte Kataloge	29
5.3 Verarbeitung der Kataloge	32
5.3.1 ADQL-Abfragen	33
5.3.2 Probleme der Katalogabgleiche	33
5.4 Negativabgleich	34
5.4.1 Beschränkung der untersuchten Felder	35
5.4.2 Das erweiterte Sample	35
6 Spektrale Energieverteilungen	37
6.1 Möglichkeiten und Grenzen von SED-Fits	37

6.2	Entstehung von SED-Fits	38
6.2.1	Modellgitter	39
6.2.2	Die Fit-Parameter	40
6.3	Gaia als Verbindungsglied von atmosphärischen Parametern zu Radius und Leuchtkraft	41
7	Spektroskopie	42
7.1	Abgeleitete Parameter	42
7.1.1	Effektivtemperatur	42
7.1.2	Schwerebeschleunigung	43
7.1.3	Elementhäufigkeiten	43
7.1.4	Bewegungsinformationen	43
7.2	Iteration der spektralen Energieverteilung mit spektroskopischen Daten	44
III	Ergebnisse	45
8	Heiße Subdwarf Sterne im US-Survey	46
8.1	Das hsd-Sample	46
8.1.1	Blaue Sterne im US-Survey	46
8.1.2	Blaue Sterne in den Negativabgleichen	48
8.1.3	Auswahl des Samples	49
8.2	SED-Fits	50
8.2.1	Startwerte und Anpassungen während des Fitprozesses	50
8.2.2	Effektivtemperaturen des hsd-Samples	52
8.2.3	Kontamination mit Weißen Zwergen	54
8.2.4	Identifizierung von visuellen Doppelsternsystemen	54
8.3	Spektroskopie	56
8.3.1	Effektivtemperatur und Schwerebeschleunigung	57
8.3.2	Heliumhäufigkeit	61
8.4	Iteration der SED-Fits und stellare Parameter	62
8.4.1	Hertzsprung-Russell- und Temperatur-Radius-Diagramm	62
8.4.2	Parameterverteilungen des Samples	65
9	GALEX J083323.3+430824 - Ein Hauptreihen-Runaway Stern?	67
10	Resümee und Ausblick	69
10.1	Resümee	69
10.2	Ausblick	70
Anhang		71
A.1	Das hsd-Sample	73
A.2	Weißer Zwerg-Kandidaten	78
A.3	Ergebnisse der spektroskopischen Untersuchungen	80
A.4	Ton 143 - ein magnetischer Subdwarf	82
A.5	Verfügbarkeit von guten Parallaxenmessungen	85
A.6	Atmosphärische und stellare Parameter des hsd-Samples	86
Literatur		97

Abbildungsverzeichnis

1.1	Schematische Darstellung eines Hertzsprung-Russell-Diagramms	5
1.2	Kanonische Sternentwicklung im Hertzsprung-Russell-Diagramm	6
1.3	Farben-Helligkeits-Diagramm von M5	7
1.4	Kiel-Diagramm mehrerer Subdwarf Samples und Verteilung der zugehörigen Heliumhäufigkeiten	9
1.5	Heliumhäufigkeiten von Subdwarf Sternen der Spektralklasse B	10
1.6	Beispielhafte Spektren von heißen Subdwarf Sternen	11
1.7	Entstehungskanäle von heißen Subdwarf Sternen in Doppelsternsystemen	13
1.8	Schematische Darstellung des White-Dwarf-Merger-Szenarios	15
2.1	Kapteyns „Selected Areas“	17
2.2	Objekte des US-Surveys	18
2.3	Zweifarbendiagramm des Feldes SA57	19
3.1	Schematische Darstellung der Parallaxenbestimmung	22
3.2	Gaias Hertzsprung-Russell-Diagramm	23
5.1	Entstehung von Katalogen anhand der Gaia-Daten	29
5.2	Vorgehen zur Identifizierung von Objekten	32
5.3	Problem der mehrfachen Identifikation	34
5.4	Begrenzung der US-Survey Felder	36
6.1	Filter-Funktionen für mehrere Himmelsdurchmusterungen	38
8.1	Hertzsprung-Russell-Diagramm der Sterne im US-Survey	47
8.2	Vergleich der identifizierten Objekte in SA57	48
8.3	Hertzsprung-Russell-Diagramm der Sterne im Negativabgleich	49
8.4	Wahl der Startparameter für die SED-Fits	51
8.5	Durch SED ermittelte Effektivtemperaturen	52
8.6	Beispielhafte SED-Fits	53
8.7	Beispielhafte SED-Fits von Doppelsternsystemen und Effektivtemperaturen der Begleitsterne	55
8.8	Beispielhaftes Spektrum von Ton 140	57
8.9	Kiel-Diagramm der untersuchten Sterne	58
8.10	Fehleranalyse der durch Spektroskopie bestimmten Parameter	60
8.11	Relative Heliumhäufigkeiten des hsd-Samples	61
8.12	Hertzsprung-Russell- und Radius-Leuchtkraft Diagramm	63
8.13	Massenverteilung des untersuchten Samples	64
8.14	Histogramme der bestimmten stellaren Parameter und der Effektivtemperatur	65
A.1	Spektrum des Sterns Ton 143	83
A.2	Absorptionslinien von Ton 143 gefittet unter Berücksichtigung des linearen Zeemann-Effekts	84
A.3	Parallaxenfehler in Abhängigkeit der scheinbaren Helligkeit	85

Tabellenverzeichnis

5.1	Genutzte Kataloge	31
5.2	Begrenzungen der US-Felder	36
6.1	Genutzte Modellgitter	40
8.1	Anzahl der durch die Katalogabgleiche identifizierten Objekte	50
9.1	Ergebnisse der spektroskopischen Fits von GALEX J083323.3+430824	67
9.2	Iterierte SED-Fit Parameter von GALEX J083323.3+430824	68
A.1	Das hsd-Sample	73
A.2	Weißer Zwerge im hsd-Sample	78
A.3	Ergebnisse der spektroskopischen Untersuchungen	80
A.4	SED-Fit Parameter von Ton 143	82
A.5	Iterierte SED-Fit Parameter von Ton 143	84
A.6	Ergebnisse der iterierten SED-Fits	86

Einleitung

Der Weltraum. Unendliche Weiten.

Mit diesen Worten beginnt das kultige Intro der Science-Fiction-Serie *Star Trek*, die seit Generationen Zuschauer fasziniert und inspiriert. Diese einfache und doch eindrucksvolle Phrase fängt die Neugier und das stetige Streben der Menschheit ein, das Unbekannte zu erforschen. Bereits seit der Antike und vermutlich schon lange davor blicken Menschen in den Nachthimmel, getrieben von der Frage nach ihrem Platz im Kosmos. Die Entdeckungsreisen, die sich damals noch über Meere erstreckten, haben sich längst in die Tiefen des Alls verlagert. Seit Beginn der modernen Astrophysik haben sich die Horizonte stetig erweitert. Während zunächst das Sonnensystem im Mittelpunkt stand, hat es der technologische Fortschritt ermöglicht, immer tiefer in das Universum zu blicken – die Forschung stets angetrieben von der Faszination des Unbekannten.

Diese Faszination spiegelt sich nicht nur in der Geschichte der Menschheit wider, sondern findet sich auch in der aktuellen Bildungsforschung. Jüngste Untersuchungen von Bitzenbauer und Ubben (2022) legen nahe, dass SchülerInnen ein überdurchschnittlich großes Interesse am Thema Weltall zeigen. Dabei stellen sich Fragen wie: „Was ist ein Stern?“ oder „Warum leuchten Sterne?“ Fragen, die sich auch AstrophysikerInnen stellten und die heute beantwortet werden können. Doch auch die moderne Forschung steht einigen Fragen gegenüber, die noch auf Antworten warten.

Eine dieser offenen Fragen dreht sich rund um die Entstehung von heißen Unterzwerge. Dabei handelt es sich um Sterne mit geringer Masse und Ausdehnung, aber so hohen Oberflächentemperaturen, wie sie sonst nur die heißesten Sterne haben. Diese und noch andere Eigenschaften machen sie zu Exoten unter den Sternen (Geier 2015). Um ihre Entstehung und besonderen Eigenschaften zu erklären, wurden mehrere Vorschläge gemacht. Doch bislang bleibt offen, welche Theorie zutrifft oder ob möglicherweise alle einen Teil der Wahrheit enthalten.

Der technische Fortschritt spielt auch bei der Entschlüsselung der Geheimnisse der Unterzwerge eine entscheidende Rolle. Dank umfangreichen Datensätzen der Gaia-Mission und der Digitalisierung zahlreicher Himmelsdurchmusterungen durch CCD-Kameras steht AstronomInnen heute eine beispiellose Datenbasis zur Verfügung. Diese ermöglicht es, die charakteristischen Eigenschaften dieser außergewöhnlichen Sterne für große Stichproben zu bestimmen und zu analysieren. Somit eröffnen sich neue Wege, um die Entstehungsmechanismen heißer Unterzwerge zu erforschen und zu verstehen, ein Vorhaben, zu dem auch diese Arbeit beitragen soll.

In dieser Arbeit wird entsprechend eine Stichprobe von heißen Unterzwerge mithilfe mehrerer Methoden untersucht, um Erkenntnisse über ihre Eigenschaften zu gewinnen. Diese Ergebnisse sollen dazu beitragen, bestehende Modelle zur Entstehung von heißen Unterzwerge zu prüfen und weiterzuentwickeln. Bevor jedoch auf die spezifischen Untersuchungen diskutiert werden, wird zunächst die Struktur und Gliederung dieser Arbeit vorgestellt.

Teil I dieser Arbeit legt wichtige Grundsteine für die nachfolgenden Untersuchungen. In Kapitel 1 werden sowohl Eigenschaften als auch verschiedene Entstehungsmodelle heißer Unterzwerge diskutiert sowie eine Einordnung in den Forschungskontext vorgenommen. Die Stichprobe für diese Arbeit beruht auf einer alten Himmelsdurchmusterung, dem US-Survey, der in Kapitel 2 vorgestellt wird. Da die Auswertungen der Daten auf verschiedenen Beobachtungsprogrammen fußen, werden in Kapitel 3 die für diese Arbeit wichtigen Programme und ihre Relevanz für die Untersuchungen vorgestellt. Um den ersten Teil abzuschließen, werden in Kapitel 4 die Motivation und Ziele dieser Arbeit erläutert.

In Teil II werden die genutzten Methoden erläutert. Kapitel 5 befasst sich zunächst mit der Auswahl einer Stichprobe unter Einsatz verschiedener Kataloge, um eine repräsentative Gruppe von heißen Unterzwerge für die Analyse zu isolieren. Die Nutzung von Daten aus photometrischen

Himmelsdurchmusterungen ermöglicht es, spektrale Energieverteilungen von Sternen zu untersuchen. Die dabei angewendeten Techniken werden in Kapitel 6 diskutiert. Darüber hinaus wurden zahlreiche Spektren von heißen Unterzweigen analysiert. Die Methoden, anhand derer aus diesen Spektren Informationen über die Eigenschaften der Sterne abgeleitet werden können, werden in Kapitel 7 dargelegt.

Abschließend befasst sich Teil III dieser Arbeit mit den Resultaten der Analysen. Kapitel 8 stellt die Ergebnisse vor und ordnet diese auch vor dem Hintergrund vorhandener Erkenntnisse und der Modelle der Entstehung ein. Im Rahmen der Analysen wurde ein Stern entdeckt, bei dem es sich zwar nicht um einen heißen Unterzweig handelt, der aufgrund seiner besonderen Eigenschaften jedoch in Kapitel 9 gesondert vorgestellt wird. Abschließend werden in Kapitel 10 die wichtigsten Erkenntnisse zusammengefasst und ein Ausblick auf die zukünftige Erforschung von heißen Unterzweigen gegeben.

Teil I

Einführung

KAPITEL 1

Heiße Subdwarf Sterne

Unterzwerg, oder in englischsprachiger Literatur auch Subdwarfs¹ (sd), befinden sich im Hertzsprung-Russell-Diagramm² links der Hauptreihe und reichen von den Spektralklassen F bis K³.

Die klassischen Subdwarf Sterne der Spektralklassen F bis K rücken in dieser Arbeit in den Hintergrund. Stattdessen werden heiße Subdwarf Sterne (hsd-Sterne) der Spektralklassen O bis B (sdO/B) untersucht, also Sterne, die Oberflächentemperaturen von 20000 Kelvin und aufwärts aufweisen und damit im blauen und weißen Licht leuchten. Ein Großteil der sdB-Sterne verbrennen Helium in ihrem Kern und finden sich im Hertzsprung-Russell-Diagramm (siehe Abbildung 1.1) zwischen der Hauptreihe und der Weißen-Zwerg-Sequenz am blauen Ende des Horizontalastes, dem sogenannten extremen Horizontalast (EHB – extreme horizontal branch; Greenstein und Sargent 1974; Heber 1986). Im Gegensatz zu gewöhnlichen Horizontalaststernen weisen sie nur eine dünne Wasserstoffhülle von weniger als 0.01 Sonnenmassen (M_{\odot})⁴ auf. Dies genügt nicht, um Wasserstoffschalenbrennen zu unterhalten. Folglich handelt es sich bei heißen Subdwarf Sternen um die Kerne von Roten Riesen, die in ihrem Kern das Heliumbrennen starten konnten, aber einen Großteil ihrer Hülle verloren haben (Heber 2016).

In diesem Überblickskapitel über heiße Subdwarf Sterne wird zunächst der Forschungskontext dargelegt (1.1). Anschließend werden charakteristische Eigenschaften dieser Sterne genauer erläutert und ein Klassifikationsschema eingeführt (1.2), bevor abschließend die Entstehung von heißen Subdwarf Sternen diskutiert wird (1.3).

1.1 Forschungskontext

Die ersten Entdeckungen von hsd-Sternen wurden bei den Auswertungen des „Humason und Zwickey photometric survey“ des galaktischen Nordpols und der Hyaden Region in den 1950er-Jahren gemacht. In den folgenden Jahren bis hinein in die 80er-Jahre hielt sich die Zahl der bekannten Objekte weiter in Grenzen. Erst durch den „Palomar-Green-Survey“ und andere Beobachtungsprogramme stieg die Zahl zunehmend an (ebd.). In der jüngsten Vergangenheit hat sich die Anzahl der spektroskopisch identifizierten Subdwarfs durch große spektroskopische Beobachtungsprogramme wie SDSS (Kepler et al. 2019) und LAMOST (Luo et al. 2021) nochmals deutlich erhöht und umfasst mittlerweile über 6500 Objekte (Culpan et al. 2022a; Geier 2020a).

Um eine der zentralen Fragen bei der Erforschung von hsd-Sternen besser verstehen zu können, wird an dieser Stelle zunächst die kanonische Entwicklung von Sternen diskutiert.

Hauptreihe. Alle Sterne verbringen den Großteil ihrer Lebenszeit auf der Hauptreihe (MS – Main Sequence) und fusionieren dort in ihrem Kern Wasserstoff zu Helium. Die Dauer ihrer Lebenszeit auf der Hauptreihe hängt dabei stark von ihrer Masse ab und variiert von Megajahren hin

¹Da sich Subdwarf in der Literatur als Eigenname etabliert hat und der Begriff Unterzwerg kaum gebräuchlich ist, wird in dieser Arbeit fortan der Begriff Subdwarf als eingedeutschte Bezeichnung für Unterzwerg genutzt.

²In einem Hertzsprung-Russell-Diagramm werden Leuchtkraft und Temperatur gegeneinander aufgetragen. Um mehr Raum für andere Argumente zu schaffen, wird auf die Konzeption dieses Diagramms nicht weiter eingegangen. Eine gute Erklärung bieten aber beispielsweise Karttunen et al. (2017).

³Spektralklassen der Harvard-Klassifikation. Ein Überblick der Spektralklassen und ihrer Bedeutung wird an dieser Stelle zugunsten anderer Ausführungen vernachlässigt und kann beispielsweise Karttunen et al. (ebd.) entnommen werden.

⁴Ähnliche Abkürzungen, wie L_{\odot} oder R_{\odot} , verweisen auf andere Eigenschaften der Sonne, wie ihre Leuchtkraft und ihren Radius.

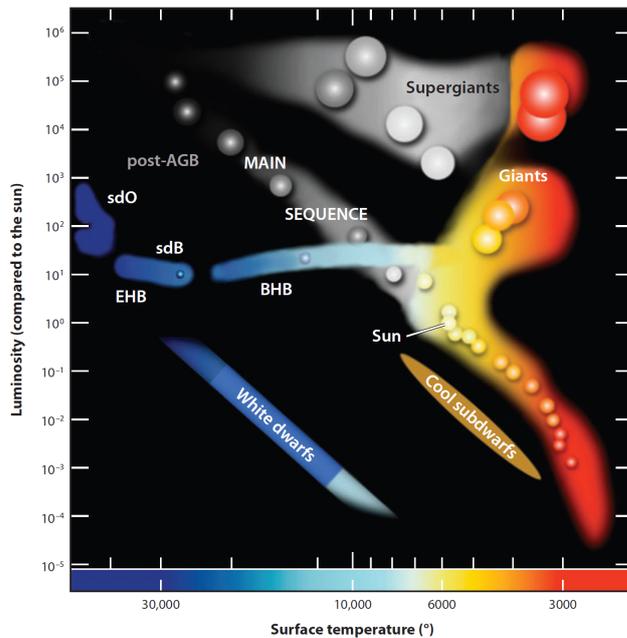


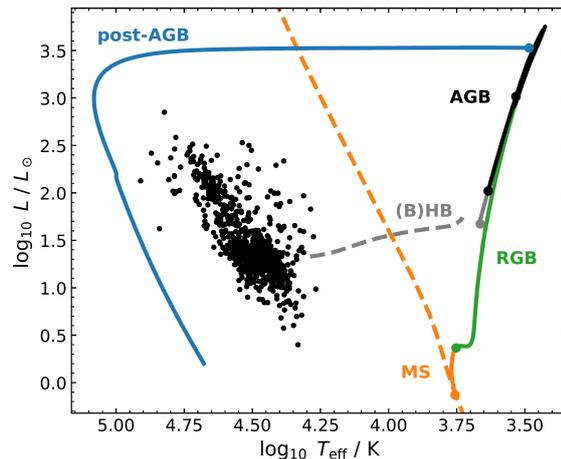
Abbildung 1.1. Schematische Darstellung eines Hertzsprung-Russell-Diagramms. Aufgetragen werden Leuchtkräfte gegen Oberflächentemperaturen. Hervorgehoben werden die Position von heißen Subdwarf Sternen der Spektralklassen O und B (sdB und sdO) und die Position des extremen Horizontalast (EHB), welcher links unterhalb der Hauptreihe und oberhalb der Weißen-Zwerg-Sequenz verortet werden kann. Zwischen EHB und dem blauen Horizontalast (BHB) besteht eine Lücke. Die Position von Sternen, welche sich aus dem post-asymptotischen Riesenast (post-AGB) entwickelt haben, sind für eine bessere Vergleichbarkeit eingetragen. Zusätzlich hervorzuheben ist die klare Trennung zwischen heißen und kalten Subdwarf Sternen, welche außer der Namensverwandtschaft keine Gemeinsamkeiten aufweisen (Heber 2009).

zu Gigajahren. Die Hauptreihe verläuft als Diagonale durch das Hertzsprung-Russell-Diagramm. Der Stern befindet sich in dieser Phase in einem hydrostatischen Gleichgewicht: Der nach außen gerichtete Gasdruck und die nach innen gerichtete Gravitation heben sich auf (Unsöld und Baschek 2015).

Roter Riesenast. Die Entwicklung auf der Hauptreihe endet, sobald der Wasserstoff im Kern nicht mehr ausreicht, um die Fusion aufrechtzuerhalten und sich ein Heliumkern gebildet hat. Die Fusion von Wasserstoff zu Helium verlagert sich dabei in eine den Kern umgebende Schale. Je mehr Wasserstoff in der Entwicklung auf der Hauptreihe zu Helium fusioniert wurde, desto weiter wandert die entstehende wasserstoffbrennende Schale dabei nach außen. Bei sonnenähnlichen Sternen mit Massen $M \lesssim 2M_{\odot}$ verdichtet sich der Heliumkern als Resultat des Schalenbrennens immer weiter, während sich die Hülle unterdessen ausdehnt und der Radius des Sterns kontinuierlich zunimmt. Infolgedessen wird die Hülle des Sterns konvektiv und die Oberflächentemperatur nimmt ab. Der Stern wandert im Hertzsprung-Russell-Diagramm nach rechts oben von der Hauptreihe auf den Roten Riesenast (RGB – red giant branch) ab und wird zum Roten Riesen. Die Hülle des Sterns weist im Verlauf dieser Phase eine abnehmende Dichte auf, während die des Kerns kontinuierlich zunimmt. Die Dichte im Kern steigt dabei so lange an, bis das Elektronengas entartet und sich der Kern erneut in einem Gleichgewicht befindet, da das Pauli-Prinzip keine weitere Verdichtung mehr zulässt. Der Druck im Inneren des entarteten Kerns ($P_{\text{ent}} \approx p^{5/3}$) hängt nicht mehr von der Temperatur ab, was zur Folge hat, dass sich dieser nicht ausdehnen kann. Dieser Prozess lässt die Temperatur im Kern rapide auf bis 10^8K ansteigen, was ausreicht, um Helium im Kern des Sterns zu entzünden. Es kommt zum sogenannten Helium-Flash (Karttunen et al. 2017).

Horizontalast. Mit dem Einsetzen des Heliumbrennens im Kern stellt sich ein neues Gleichgewicht ein, bei dem Helium im Kern und Wasserstoff in einer den Kern umgebenden Schale verbrannt wird. Das Elektronengas im Kern ist nicht mehr entartet und der Kern kann sich erneut ausdehnen, während die äußere Hülle wieder schrumpft. Der Stern entwickelt sich hin zum Horizontalast (HB – horizontal branch). Die genaue Position auf dem HB hängt dabei von der Oberflächentemperatur des Sterns und damit der Dicke seiner Hülle ab (ebd.). Unsere Sonne wird den Horizontalast bei einer Temperatur von etwa 4800K erreichen. Einige HB-Sterne haben auch dünnere Hüllen und können Oberflächentemperaturen von bis zu 20000K erreichen. Diese blauen Horizontalaststerne (BHB – blue horizontal branch) finden sich oft in Kugelsternhaufen und es wird vermutet, dass sie in alten Sternpopulationen entstehen. BHB-Sterne weisen eine dünne Hülle auf, weshalb angenommen wird, dass ihre Vorläufer Sterne mit Massen zwischen 0.8 und $0.9M_{\odot}$ sind. Diese Sterne verbrennen einen Großteil ihrer Hülle, während sie den RGB aufsteigen,

Abbildung 1.2. Kanonische Entwicklung eines sonnenähnlichen Sterns in einem Hertzsprung-Russell-Diagramm. Die verschiedenen Entwicklungsstadien sind beschriftet. MS - Hauptreihe (orange), RGB - Roter Riesenast (grün), (B)HB - (blauer) Horizontalast (grau), AGB - Asymptotischer Riesenast (schwarz), sowie der post-AGB (blau), die Entwicklung nach dem AGB hin zur Weißen-Zwerg-Sequenz. Heiße Subdwarf Sterne sind in Schwarz eingetragen. Man beachte, dass die hsd-Sterne nicht durch die kanonische Entwicklung abgedeckt sind (Dorsch 2023).



bis ihr Kern die für den Helium-Flash erforderliche Masse erreicht (Dorsch 2023).

Asymptotischer Riesenast. Nach etwa 100 Millionen Jahren ist schließlich auch das Helium im Kern erschöpft, und die meisten Sterne unterhalten die Helium- und Wasserstofffusion in Schalen, die den Kern umgeben. Der Stern entwickelt sich erneut zu niedrigeren Temperaturen und höheren Leuchtkräften, ähnlich der Entwicklung auf dem RGB. Diese Phase wird deshalb auch Asymptotischer Riesenast (AGB – asymptotic giant branch) genannt. AGB-Sterne mit geringen Massen erreichen keine ausreichend hohen Temperaturen, um Kohlenstoff zu verbrennen. Infolge dehnen sie sich so lange aus, bis sie schließlich ihre Hülle verlieren. Übrig bleibt ein Weißer Zwerg, also der heiße Kern des Sterns, in dem jedoch keine Fusion mehr stattfindet. In der Konsequenz beginnt der Stern, sich entlang der Weißen-Zwerg-Sequenz abzukühlen (Dorsch 2023; Karttunen et al. 2017).

In Abbildung 1.2 ist die eben beschriebene Entwicklung in einem Hertzsprung-Russell-Diagramm dargestellt. Zusätzlich ist mit schwarzen Punkten die Position von hsd-Sternen eingetragen. Mit einer Effektivtemperatur von über 20000 Kelvin nehmen sie in diesem Diagramm eine Position ein, die durch die kanonische Sternentwicklung nicht erklärt werden kann. Auch zeigt sich in zahlreichen Analysen, dass der EHB deutlich vom (B)HB getrennt ist, es sich also nicht um Horizontalaststerne im kanonischen Sinn handeln kann (Newell und Graham 1976; Newell 1973). Letztlich haben aufgrund dieser Beobachtungen bereits Baschek und Norris (1975) vermutet, dass hsd-Sterne einen Großteil ihrer Hülle durch die Interaktion in Doppelsternsystemen verlieren. Diese Vermutung hat sich über die Jahre hinweg zunehmend erhärtet, da sich ein großer Teil der heißen Subdwarf Sterne in engen Doppelsternsystemen befindet (Copperwheat et al. 2011; Maxted et al. 2001; Napiwotzki et al. 2004). Bis heute haben sich mehrere Modelle etabliert, die die Lücke in der kanonischen Sternentwicklung schließen sollen. In Abschnitt 1.3 werden diese weiterführend diskutiert, dennoch ist die Entstehung von hsd-Sternen bislang nicht umfassend verstanden. Zudem stellt die Trennung von hsd- und BHB-Sternen im Hertzsprung-Russell-Diagramm ein Rätsel dar. Die Untersuchungen in dieser Arbeit sollen ebenfalls zur Lösung dieses Problems beitragen.

Unabhängig von den Besonderheiten, die diese Sterne mit sich bringen, spielen sie aber auch in weiteren Teilen der Astrophysik eine wichtige Rolle. Einige Beispiele hierfür werden im Folgenden, angelehnt an Dorsch (2023) und Heber (2016), dargelegt, aber im weiteren Verlauf der Arbeit nicht weiter diskutiert.

Kugelsternhaufen. Kugelsternhaufen sind Sternpopulationen, die durchschnittlich ein Alter von 10-12 Gigajahren aufweisen (Unsöld und Baschek 2015). In solch alten Sternpopulationen ist vorwiegend mit kühlen Hauptreihensternen und Sternen auf dem Roten Riesenast zu rechnen, da sich diese am langsamsten entwickeln. Die Untersuchung von Kugelsternhaufen, wie beispielsweise M5, wurde dabei hauptsächlich mit Farben-Helligkeits-Diagrammen durchgeführt (siehe Abbildung 1.3). Da alle Sterne des Kugelsternhaufens ungefähr gleich weit von der Sonne entfernt sind, entspricht dieses Diagramm dann einem Hertzsprung-Russell-Diagramm. Wie für einen Kugelsternhaufen erwartet, finden sich in M5 vor allem rote Sterne. Hervorzuheben ist jedoch auch eine Ansammlung von blauen Sternen, die den Erwartungen an eine alte Sternpopulation nicht gerecht

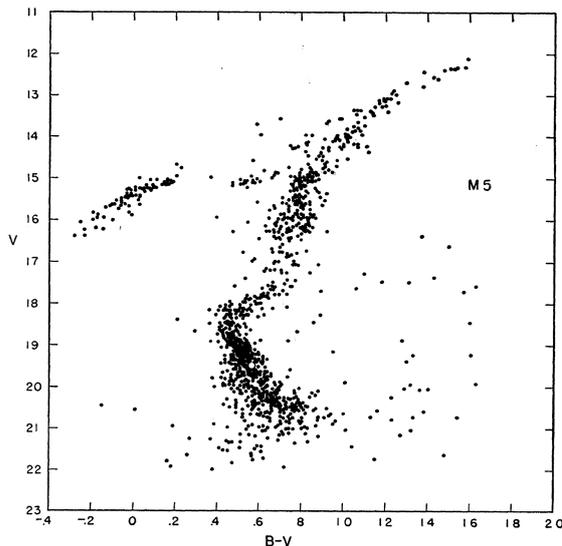


Abbildung 1.3. Farben-Helligkeits-Diagramm des Kugelsternhaufens M5. Wie für eine alte Sternpopulation erwartet, knickt die Hauptreihe auf den Roten Riesenast ab und die meisten Sterne finden sich dort. Dennoch sind einige blaue Sterne erkennbar. Aufgrund ihrer kurzen Lebenszeit sind solche Sterne in diesen Populationen jedoch eigentlich nicht zu erwarten. Eine Erklärung können hsd-Sterne liefern (Arp 1962).

werden, denn blaue und damit heiße Sterne weisen eine deutlich kürzere Lebenszeit auf, als die Kugelsternhaufen alt sind. O’Connell (1999) entdeckte ein ähnliches Phänomen für elliptische Galaxien⁵. Eine Erklärung für das Auftreten dieser blauen Sterne könnten jedoch hsd- und BHB-Sterne bieten, die sich potenziell aus Roten Riesen entwickeln. Jedoch ist die Entstehung von hsd-Sternen in Kugelsternhaufen nicht geklärt und Bestandteil aktueller Forschung (Heber 2016). Kugelsternhaufen sind darüber hinaus relevant, da die Bestimmung ihrer Entfernung bereits früh möglich war und so auch Analysen der absoluten Helligkeit von Sternen möglich wurden.

Thermonukleare Supernovae. Thermonukleare Supernovae des Typen Ia (SNe Ia) stellen wichtige Standardkerzen in der Astronomie dar und sind das Ergebnis der Explosion eines Weißen Zwergs in einem engen Doppelsternsystem⁶. Viele sdB-Sterne haben als Begleiter in engen Doppelsternsystemen nicht sichtbare Weiße Zwerge (wd), weshalb vermutet wird, dass sie als Vorläufer der SNe Ia infrage kommen (ebd.). In jüngsten Forschungen wird von insgesamt drei bekannten wd+sdB Doppelsternsystemen berichtet, die sich als SNe Ia Vorläufer qualifizieren. Damit stellt diese Art der Doppelsternsysteme die mit den meisten beobachteten Vorläuferkandidaten dar (Pelioli et al. 2021b). Weiterführende Hinweise finden sich bei der Suche nach Produkten solcher SNe Ia. Bei einer thermonuklearen Supernova besteht die Möglichkeit, dass der Subdwarf Begleiter die Explosion des Weißen Zwergs überlebt und mit hohen Geschwindigkeiten von $v > 700 \text{ km s}^{-1}$ ausgeworfen wird (Wang und Han 2009). Der von Hirsch et al. (2005) entdeckte sdO-Stern US 708 erfüllt diese erwarteten Eigenschaften und stellt damit ein weiteres Indiz dar, dass es sich bei wd+hsd Doppelsternsystemen tatsächlich um einen Entstehungskanal von SNe Ia handelt (Geier et al. 2013). Gleichwohl handelt es sich dabei weiterhin um Theorien, die Teil aktueller Forschung und nicht abschließend geklärt sind.

Interstellares Medium. Da es sich bei hsd-Sternen aufgrund ihrer hohen Temperatur um Objekte handelt, die im UV-Bereich besonders leuchtkräftig sind, werden sie als UV-Quellen genutzt, um das interstellare Medium in Entfernungen bis zu 1kpc genauer zu untersuchen (Bluhm et al. 1999; Heber 2016). Zudem können sie genutzt werden, um die Entfernung und chemische Zusammensetzung von interstellaren Hochgeschwindigkeitswolken zu untersuchen (Heber 2016).

Es wird deutlich, dass hsd-Sterne in einer Vielzahl astrophysikalischer Fragestellungen relevant werden und ihre Untersuchung für ein besseres Verständnis relevant ist. Vor allem die Frage nach ihrer Entstehung bedarf weiterhin an Forschung. Um hsd-Sterne besser zu verstehen, wird im Zuge dieser Arbeit eine Stichprobe hinsichtlich ihrer atmosphärischen und stellaren Eigenschaften untersucht. Hierzu ist es wichtig, einen Überblick über die vielseitigen Eigenschaften dieser Sterne zu gewinnen, der im folgenden Abschnitt gegeben wird.

⁵Elliptische Galaxien sind Galaxien mit einem Alter von mehr als 10 Gigajahren (Unsöld und Baschek 2015).

⁶Die genauen Mechanismen einer SNe Ia werden nicht weiter diskutiert, einen guten Überblick über dieses Thema bieten jedoch Liu et al. (2023).

1.2 Eigenschaften und Klassifikation von heißen Subdwarf Sternen

Heiße Subdwarf Sterne stellen eine sehr heterogene Gruppe von Sternen dar, die sich in ihren Merkmalsausprägungen zum Teil stark unterscheiden können. Bereits bei den atmosphärischen Parametern wie der Effektivtemperatur, der Schwerebeschleunigung und der Heliumhäufigkeit decken hsd-Sterne einen weiten Parameterbereich ab. Diese atmosphärischen Parameter können durch die Beobachtung und Analyse von Sternspektren abgeleitet werden. Im ersten Teil dieses Abschnitts (1.2.1) werden diese Parameter hinsichtlich ihrer Ausprägungen und bekannter Muster diskutiert. Die Gruppe der hsd-Sterne wurde in den bisherigen Ausführungen lediglich in sdB- und sdO-Sterne aufgeteilt. Aufgrund der vielfältigen Merkmalsausprägungen ist eine feinere Unterteilung der Klassen hinsichtlich verschiedener Eigenschaften jedoch sinnvoll und wird anschließend erläutert (1.2.2). Durch die Gaia-Mission wurden in den letzten Jahren für sehr viele Sterne auch Entfernungsinformationen verfügbar, die es endlich auch ermöglichten, stellare Parameter wie Radius, Leuchtkraft und Masse der Sterne abzuleiten. Die Ableitung von stellaren Parametern anhand der Entfernungsdaten wird auch in dieser Arbeit vollzogen⁷. Im letzten Abschnitt (1.2.3) werden deshalb aus einer theoretischen Sicht die Erwartungen an diese Parameter zusammengefasst, um später ermittelte Werte besser einordnen zu können.

1.2.1 Atmosphärische Parameter

Die Analyse von Spektren wird bereits seit längerer Zeit praktiziert. Da die Spektren von den Oberflächeneigenschaften des Sterns geprägt werden, können sie Aufschluss über Eigenschaften wie die Oberflächentemperatur (auch Effektivtemperatur T_{eff}), die Schwerebeschleunigung⁸ $\log g$, aber auch die Heliumhäufigkeit $\log n(\text{He})/n(\text{He})$ in der Atmosphäre des Sterns geben⁹. Auch zahlreiche hsd-Sterne wurden bereits auf diese Weise untersucht und die Ergebnisse dieser Forschungen werden nun vorgestellt.

Effektivtemperatur und Schwerebeschleunigung. Bereits in älteren Spektralanalysen von hsd-Sternen zeichnet sich ab, dass sich ihre Effektivtemperaturen in einem Bereich von $20000\text{K} \leq T_{\text{eff}} \leq 75000\text{K}$ bewegen, während sich die Schwerebeschleunigungen über einen Bereich von $5.0 \leq \log g \leq 6.3$ erstrecken (Greenstein und Sargent 1974; Heber 1986). Diese Beobachtungen wurden in den folgenden Jahren zunehmend bestätigt. Die Ergebnisse vier verschiedener Beobachtungsprogramme sind in Abbildung 1.4 (oben) dargestellt. Effektivtemperaturen und Schwerebeschleunigungen werden in der Regel in einem sogenannten Kiel-Diagramm betrachtet, in dem die Schwerebeschleunigung gegen die Temperatur aufgetragen wird. Die Ergebnisse entsprechen den frühen Beobachtungen und die hsd-Sterne verteilen sich über einen Temperaturbereich von $22000\text{K} \leq T_{\text{eff}} \leq 60000\text{K}$, während sich die Schwerebeschleunigungen von Werten um die 5.0 bis zu 6.4 erstrecken (Heber 2016). Auch jüngste Untersuchungen des hsd-Samples von Culpan et al. (2022a) bestärken dieses Bild. Es zeigt sich jedoch, dass hsd-Sterne mit $T_{\text{eff}} \geq 50000\text{K}$ eher selten sind. Zudem wird der Bereich der abgedeckten Schwerebeschleunigungen weiter gefasst und liegt zwischen $4.5 \leq \log g \leq 6.5$ (Dorsch 2023). Alle Beobachtungen weisen jedoch einen gemeinsamen Trend auf, der auch in Abbildung 1.4 vor allem für die kühleren sdB-Sterne mit Temperaturen zwischen 22000 und 35000 Kelvin sichtbar wird. Mit steigender Effektivtemperatur steigt auch die Schwerebeschleunigung an. Diese Beobachtung kann auch physikalisch begründet werden. Die Masse M und die Leuchtkraft L eines Sterns sind definiert durch:

$$M = \frac{gR^2}{G} \quad L = 4\pi R^2 \sigma T_{\text{eff}}^4.$$

Gleichsetzen und auflösen nach dem Quadrat des Radius liefert dann:

$$R^2 = \frac{GM}{g} = \frac{L}{4\pi\sigma T_{\text{eff}}^4} \quad \Rightarrow \quad g \propto T_{\text{eff}}^4.$$

⁷Die Ableitung von stellaren Parametern mithilfe der Parallaxe wird in Kapitel 6.3 erläutert.

⁸Die Schwerebeschleunigung wird logarithmisch und in cgs-Einheiten, also in g cm^{-2} angegeben. Ebenso wird die Heliumhäufigkeit logarithmisch angegeben.

⁹Wie sich diese Parameter aus den Spektren ableiten lassen, wird in Abschnitt 7 beschrieben.

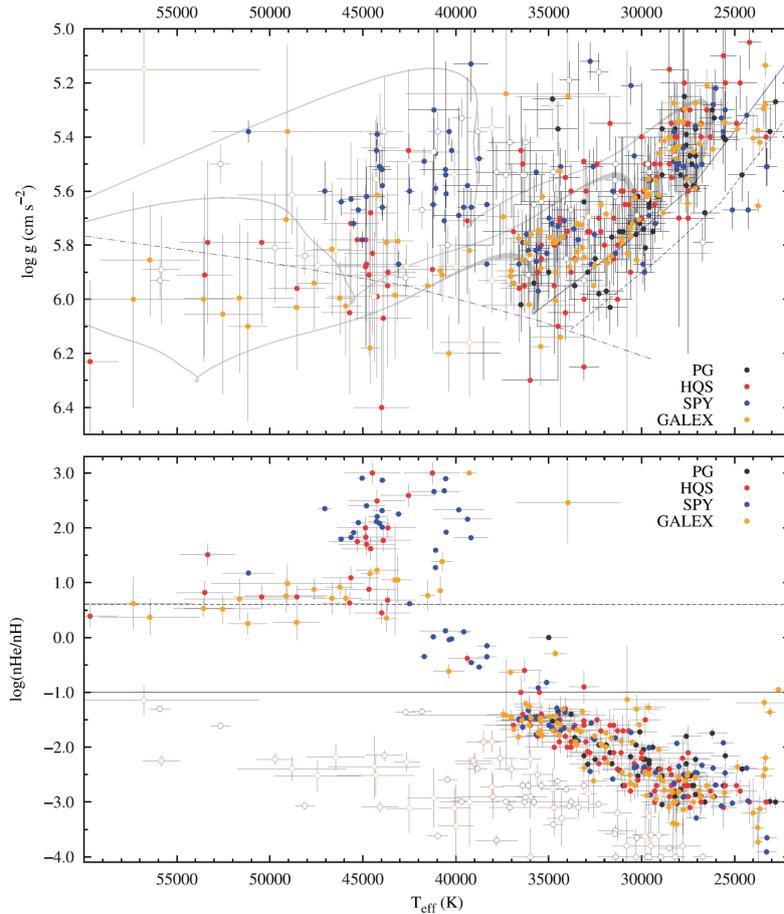


Abbildung 1.4. Verteilungen von heißen Subdwarf Sternen in der $T_{\text{eff}} - \log g$ -Ebene (oben). Zusätzlich sind gestrichelt der EHB sowie Entwicklungspfade für verschiedene Kernmassen eingetragen. Darunter sind die korrespondierenden relativen Heliumhäufigkeiten gegen die Effektivtemperatur (unten) aufgetragen. Als durchgezogene Linie ist die solare Heliumhäufigkeit markiert. Die eingetragenen Objekte stammen aus dem Palomar Green Survey (PG - schwarz; Green et al. 1986), dem Hamburg Quasar Survey (HQS - rot; Hagen et al. 1995), dem ESO supernovae type Ia progenitor survey (SPY - blau; Napiwotzki et al. 2001) und vom Galaxy Evolution Explorer (GALEX - gelb; Heber 2016; Németh et al. 2012).

Es existiert also eine Proportionalität zwischen der Schwerebeschleunigung g und der vierten Potenz der Effektivtemperatur T_{eff}^4 , welche den beobachteten Trend erklärt.

Heliumhäufigkeit. Eine weitere charakteristische Eigenschaft der Atmosphären von hsd-Sternen stellt die Heliumhäufigkeit dar. In Abbildung 1.4 (unten) sind Heliumhäufigkeiten der eben bereits diskutierten Sterne gegen die Effektivtemperatur aufgetragen. Die Heliumhäufigkeiten der hsd-Sterne bewegen sich dabei in einem Bereich von $-4.0 \leq \log n(\text{He})/n(\text{He}) \leq 3.0$. Die heißen sdO-Sterne weisen tendenziell mehr Helium in ihrer Atmosphäre auf als ihre kühleren Verwandten (Heber 1992, 2016) – ein Trend, der in allen Samples in Abbildung 1.4 deutlich wird. Greenstein et al. (1967) führen das auf atmosphärische Diffusionsprozesse zurück, die jedoch nicht weiter diskutiert werden sollen. Schränkt man den betrachteten Bereich auf die kühleren sdB-Sterne ein, zeichnet sich bereits ein ähnliches Bild ab. Mit steigender Effektivtemperatur steigt auch die Heliumhäufigkeit des Sterns an, ein Phänomen, das von Edlmann (2003) untersucht wurde. Edlmann et al. (2003) berichten davon, dass sich die hsd-Sterne in zwei Sequenzen aufteilen, die in Abbildung 1.5 dargestellt sind. Dabei folgt ein kleiner Teil der Sterne einem Trend, der eine deutlich geringere Heliumhäufigkeit aufweist als der Großteil des Samples. Dieser Trend wird ebenfalls in Abbildung 1.4 deutlich. Bei aktuellen Untersuchungen von Dorsch (2023) findet sich dieser allgemeine Trend der ansteigenden Heliumhäufigkeit ebenfalls, die Unterscheidung in zwei getrennte Sequenzen ist jedoch nicht mehr offensichtlich möglich. Während die sdB-Sterne diesem klaren Trend folgen, findet sich bei sdO-Sternen eine starke Variabilität der

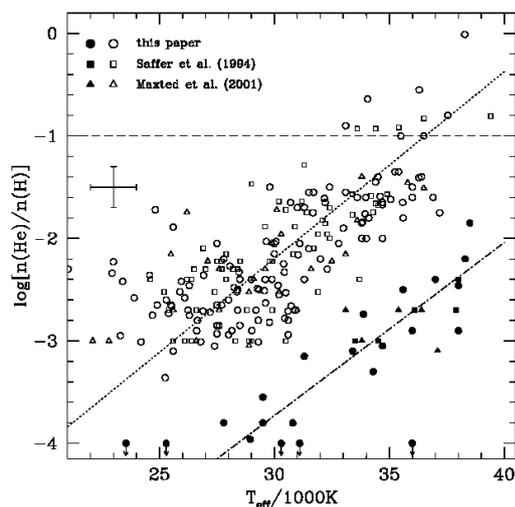


Abbildung 1.5. Heliumhäufigkeiten verschiedener Samples heißer Subdwarf Sterne aufgetragen gegen die Effektivtemperatur. Gut zu erkennen ist der Trend der zunehmenden Heliumhäufigkeit bei steigender Effektivtemperatur. Dieser Trend kann in zwei Gruppen unterteilt werden; ein kleiner Teil der Sterne folgt dabei einem Trend mit deutlich geringeren Heliumhäufigkeiten als die übrigen Sterne (Edelmann et al. 2003).

Heliumhäufigkeiten. Auch wenn sich bei einem Großteil dieser Sterne Heliumhäufigkeiten von $\log n(\text{He})/n(\text{H}) \geq +0.6$ finden, zeichnet sich ein Teil dieser Sterne auch durch niedrigere, den sdB-Sternen entsprechenden Häufigkeiten aus. Die hohen Heliumhäufigkeiten können durch Entstehungsszenarien erklärt werden, bei denen die verbleibende Wasserstoffhülle in tiefere Schichten des Sterns transportiert und verbrannt wird. Als Resultat ist in der Atmosphäre kaum noch Wasserstoff zu finden und Helium dominiert diese. Bei sdO-Sternen mit geringen Heliumhäufigkeiten wird vermutet, dass es sich um spätere Entwicklungsstadien von sdB-Sternen handelt, welche das Helium in ihrem Kern vollständig verbrannt und sich im Zuge des Schalenbrennens hin zu höheren Effektivtemperaturen entwickelt haben (Heber 2016).

Um in dieser Vielfalt an Merkmalsausprägungen die Möglichkeit einer klaren Bezeichnung der einzelnen Gruppen zu schaffen, wird nun eine Klassifikation von heißen Subdwarf Sternen vorgestellt.

1.2.2 Klassifikation heißer Subdwarf Sterne

Die Klassifikation von Sternen wird anhand ihrer Spektren durchgeführt, welche in den Atmosphärenschichten entstehen. In den Spektren der sdB/O-Sterne treten vor allem Absorptionslinien des Wasserstoffs, insbesondere der Balmer Serie, auf. Zusätzlich zu diesen Absorptionslinien können in einigen Subdwarf Sternen auch Absorptionslinien des neutralen (HeI) und ionisierten Heliums (HeII) beobachtet werden (Heber 1992). Um eine Klassifikation der heißen Subdwarf Sterne zu ermöglichen, hat sich das folgende Schema etabliert, bei dem auf ebendiese Charakteristika in den Spektren zurückgegriffen wird¹⁰ (Heber 2009).

- **sdB-Sterne:** Charakterisiert durch eine starke Balmer Serie des Wasserstoffs mit schwach ausgeprägten Linien des neutralen Heliums (HeI).
- **He-sdO-Sterne:** Kaum oder nicht ausgeprägte Balmer Serie. Das Spektrum wird von HeI und HeII Linien dominiert.
- **sdO-Sterne:** Starke Ausprägung der Wasserstoff- und HeII-Linien, HeI-Linien sind im Gegensatz dazu kaum oder gar nicht ausgeprägt.
- **sdOB-Sterne:** Breite Wasserstofflinien mit schwach ausgeprägten HeI- und HeII-Linien.
- **He-sdB-Sterne:** Charakterisiert von starken HeI Linien und einer dominanten Balmer Serie.

¹⁰In der Literatur finden sich weitere Schemata zur Klassifizierung von Subdwarf Sternen. Beispielsweise haben Drilling et al. (2013) eine Erweiterung der MK Klassifikation vorgeschlagen. Für diese Arbeit genügt jedoch die vorgestellte Unterteilung.

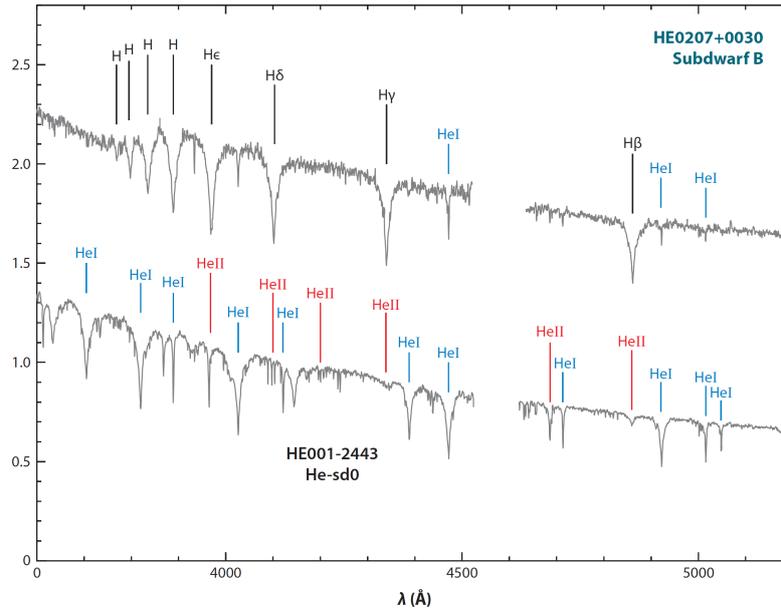


Abbildung 1.6. Intensitätsverläufe eines typischen sdB (unten) und eines He-sdO Sterns (oben) aus dem ESO Supernova Ia Progenitor Survey aufgetragen über die Wellenlänge. Die Spektrallinien des Wasserstoffs (H), des neutralen Heliums (HeI) und des ionisierten Heliums (HeII) sind hervorgehoben (Heber 2009).

Häufig werden im Rahmen dieser Klassifikation die Klassen sdB und sdOB zusammengefasst. Bei He-sdB-Sternen handelt es sich um seltene Sterne, weshalb diese Klasse häufig nicht explizit genannt wird (Heber 2016). Beispielhaft sind in Abbildung 1.6 die Spektren eines sdB und eines He-sdO dargestellt. Während das Spektrum des sdB-Sterns vor allem von der Balmerreihe des Wasserstoffs geprägt ist, ist diese beim He-sdO nicht zu erkennen. Dafür ist das Spektrum des He-sdO, wie in der Klassifikation beschrieben, von den Linien des neutralen und ionisierten Heliums (HeI und HeII) dominiert. Die vollkommen unterschiedlichen Spektren der beiden Sterne machen die Vielseitigkeit der hsd-Sterne erneut deutlich.

Alle der vorgestellten Eigenschaften können und werden auch in dieser Arbeit mithilfe von Sternspektren analysiert und vor dem Hintergrund dieser Erläuterungen bewertet. Aktuelle Errungenschaften der Astronomie, allen voran der Gaia-Mission, ermöglichen seit wenigen Jahren auch die Ableitung von stellaren Parametern. Im letzten Teil dieses Abschnitts wird deshalb ein Ausblick auf die stellaren Eigenschaften von hsd-Sternen gegeben.

1.2.3 Stellare Parameter

Bis vor wenigen Jahren wurden stellare Eigenschaften wie Radius, Masse und Leuchtkraft von hsd-Sternen weitestgehend von Modellen vorhergesagt und konnten nur für wenige Sterne bestimmt werden. Der zentrale Parameter in diesen Vorhersagen ist die Masse der Sterne. Dorman und Rood (1993) sagten für hsd-Sterne Massen zwischen $0.41M_{\odot} - 0.52M_{\odot}$ vorher, während aktuellere Modelle von Han et al. (2003) diesen Bereich mit $0.3M_{\odot} - 0.8M_{\odot}$ weiter fassen. Fontaine et al. (2012) vergleichen die Massen von 22 sdB-Sternen mit den Modellen und finden, dass sich 86% der Sterne im von Dorman und Rood vorhergesagten Bereich wiederfanden. Über die Jahre hinweg hat sich eine kanonische Masse für hsd-Sterne von $0.47M_{\odot}$ etabliert. Aus den Modellen und den Beziehungen von Radius, Masse und Leuchtkraft lassen sich dann ebenfalls typische Werte für Radien und Leuchtkräfte bestimmen. Die Radien von hsd-Sternen bewegen sich dabei typischerweise in einem Bereich von $0.1R_{\odot} - 0.2R_{\odot}$, während die Leuchtkräfte von $10L_{\odot}$ bis $100L_{\odot}$ variieren können.

Die Ableitung von stellaren Parametern war zuvor nur für vereinzelte Sterne möglich, wurde aber dank der Gaia-Mission und ihrer Entfernungsinformation in den letzten Jahren für eine große Anzahl an Sternen durchführbar. Diese Parameter können vor allem dabei helfen, vorhandene Modelle der Entstehung von hsd-Sternen zu überprüfen und zu verfeinern. Die Modelle, die durch

die Untersuchung dieser Eigenschaften überprüft werden sollen, werden im nächsten Abschnitt vorgestellt.

1.3 Entstehung heißer Subdwarf Sterne

Heiße Subdwarf Sterne finden sich im Hertzsprung-Russell-Diagramm am heißen Ende des Horizontalastes (HB), dem sogenannten extremen Horizontalast (Heber 1986). Sterne des Horizontalasts befinden sich, wie in Abschnitt 1.1 beschrieben, in ihrer Entwicklung in der dem Roten Riesenast folgenden Stufe. Das Heliumbrennen hat in ihrem Kern eingesetzt und die Verteilung auf dem HB kann durch unterschiedliche Hüllenmassen erklärt werden. Je dünner die Hülle des Sterns dabei ist, desto heißer ist er an seiner Oberfläche. Verliert er die Hülle vollständig, landet er schließlich auf der sogenannten Heliumhauptreihe (HeMS). Die Position von hsd-Sternen auf dem EHB lässt jedoch auf so dünne Hüllen schließen ($M_{\text{Hülle}} \leq 0.01M_{\odot}$), dass ihr Auftreten durch die kanonische Entwicklung eines Hauptreihensterns nicht erklärt werden kann. Dabei liegt das Problem darin, dass es für einen einzelnen Roten Riesen keine offensichtliche Möglichkeit gibt, einen so großen Teil seiner Hülle zu verlieren. Auf ebendieses Problem stießen bereits Baschek und Norris (1975) und erklärten, dass der einzig ihnen bekannte Weg für einen Roten Riesen, seine Hülle fast vollständig zu verlieren, in der Interaktion in einem Doppelsternsystem bestünde.

In darauffolgenden Untersuchungen hat sich gezeigt, dass ein großer Anteil der hsd-Sterne eine Variabilität ihrer Radialgeschwindigkeit aufweist. Das weist darauf hin, dass sich die beobachteten Sterne in einem, wenn auch nicht direkt sichtbaren, Doppelsternsystem befinden. So stellten Maxted et al. (2001) für etwa zwei Drittel ihrer untersuchten sdB-Sterne fest, dass sich diese in Doppelsternsystemen befinden. Neuere Untersuchungen schätzen den Anteil der Doppelsterne in einem ähnlichen Bereich zwischen 40 und 50 % ein (Aubrey und Napiwotzki 2023; Copperwheat et al. 2011; Napiwotzki et al. 2004).

Infolge dieser Beobachtungen haben sich Modelle für Entstehungskanäle von hsd-Sternen in Doppelsternsystemen entwickelt, die im folgenden Abschnitt 1.3.1 dargelegt werden. Allerdings konnten trotz intensiver Suche für die meisten heliumreichen sdO-Sterne sowie den verbleibenden Anteil der sdB-Sterne keine Hinweise für einen Begleiter gefunden werden. Deshalb werden im Anschluss noch Entwicklungskanäle für die Entstehung von isolierten hsd-Sternen dargelegt (1.3.2).

1.3.1 Entstehung heißer Subdwarf Sterne in Doppelsternsystemen

In der Literatur werden hauptsächlich drei Kanäle für die Entstehung von hsd-Sternen angeführt: Das Common-Envelope-Szenario (Paczynski 1976), das Roche-Lobe-Overflow-Szenario sowie das White-Dwarf-Merger-Szenario (Webbink 1984). Erstere produzieren auch wieder Doppelsternsysteme, während das White-Dwarf-Merger-Szenario einen einzelnen hsd-Stern hervorbringt, weshalb das Merger-Szenario nicht in diesem, sondern in Abschnitt 1.3.2 diskutiert wird.

Common-Envelope-Szenario. Der Ausgangspunkt des Common-Envelope-Szenarios (CE-Szenario) ist ein Doppelsternsystem, bestehend aus zwei Hauptreihensternen unterschiedlicher Masse. Der massereichere Stern beginnt seine Entwicklung entlang des RGB früher und dehnt sich aus. Sind sich die Sterne dabei nahe genug, erreicht die Ausdehnung die sogenannte Roche-Grenze¹¹, was zu einem Massentransfer vom massereicheren Stern zu seinem leichteren Begleiter führt. Ist die Rate, mit der die Masse transferiert wird, zu hoch, ist der Begleiter nicht in der Lage, die zuströmende Materie vollständig zu akkretieren. Es kommt zur Bildung einer gemeinsamen Hülle, die beide Sterne umschließt, dem sogenannten Common-Envelope. Die beiden Sterne umkreisen sich innerhalb der entstandenen Hülle und erfahren dadurch Reibungskräfte. Zwangsweise geben die Sterne Energie an die umgebende Hülle ab, wodurch sich in der Konsequenz ihre Umlaufzeit

¹¹Die Entwicklung eines Doppelsterns und die dahinterstehende Theorie wird an dieser Stelle zugunsten anderer Ausführungen ausgelassen. Ein guter Überblick über dieses Thema findet sich aber in Eggleton (2006).

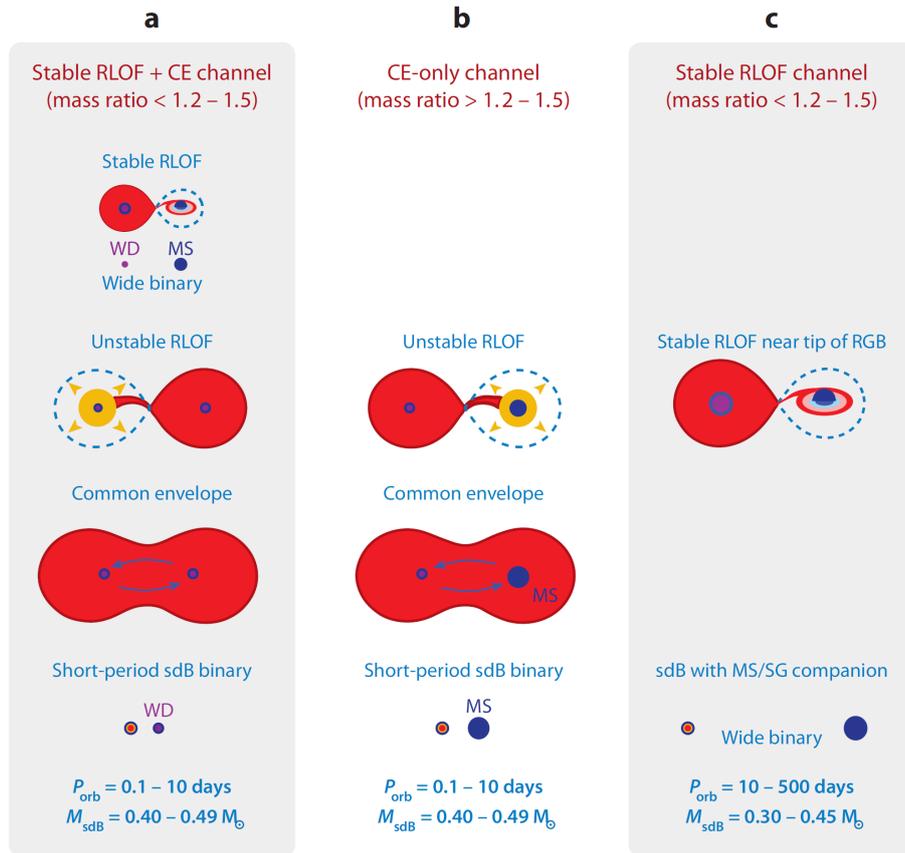


Abbildung 1.7. Evolutionskanäle für hsd-Sterne in Doppelsternsystemen. Die jeweiligen Entwicklungsverläufe sind von oben nach unten dargestellt. (a) Bei geringen Massenverhältnissen kommt es zu zwei Phasen des Massentransfers. Der erste stellt einen stabilen Roche-Lobe-Overflow (RLOF) dar, während der zweite den Auswurf eines Common-Envelope (CE) zur Folge hat. Das resultierende System besteht aus einem sdB und einem Weißen Zwerg mit kurzen Umlaufperioden. (b) Für große Massenverhältnisse kommt es direkt zu einer CE-Phase. Als Ergebnis wird ein sdB und ein Hauptreihenstern produziert. (c) Für niedrige Masseverhältnisse kann auch in einem ersten stabilen RLOF ein sdB mit einem Hauptreihenbegleiter in einem weiten Doppelsternsystem entstehen (Heber 2009).

verringert und sie sich einander annähern. Wurde genug Energie auf die Hülle übertragen, ist diese nicht länger an das System gebunden und wird ausgeworfen. Für die Bildung eines sdB-Sterns muss dieser Prozess gegen Ende der Entwicklung auf dem RGB stattfinden. Nur unter diesen Umständen wird das Helium im Kern des Roten Riesen entzündet, was schließlich einen heliumbrennenden hsd-Stern hervorbringen kann¹². Eine schematische Abbildung des CE-Szenarios kann Abbildung 1.7b entnommen werden. Da die Common-Envelope-Phase nur von kurzer Dauer ist, erhält sich der Begleiter und das resultierende System besteht aus einem sdB und einem Hauptreihenstern, die sich in Übereinstimmung von Beobachtungen (Schaffenroth et al. 2022) mit einer Periode von 0.1 bis 10 Tagen umkreisen (Han et al. 2002; Heber 2009, 2016; Podsiadlowski et al. 2008).

Roche-Lobe-Overflow-Szenario. Genau wie beim CE-Szenario ist auch im Roche-Lobe-Overflow-Szenario¹³ (RLOF-Szenario, siehe Abbildung 1.7c) der Ausgangspunkt ein Doppelsternsystem aus zwei Hauptreihensternen. Der Unterschied besteht darin, dass sich der Massentransfer mit einer Rate vollzieht, die es dem leichteren Begleiter ermöglicht, die übertragene Masse vollständig zu akkretieren. Der Rote Riese verliert in diesem Prozess seine Hülle und wird zu einem sdB, der von einem Stern der Spektralklasse F/G/K begleitet wird. Da die Sterne nicht wie im CE-Szenario Energie abgeben, ist das Resultat ein weites Doppelsternsystem mit Perioden zwischen 10 und

¹²Kommt es früher zur Common-Envelope-Phase, wird der Heliumkern des Roten Riesen nicht entzündet, übrig bleibt ein Weißer Zwerg. Ist dessen Masse kleiner als $M < 0.3M_{\odot}$ spricht man auch von einem ELM-wd (ELM - extremely low-mass).

¹³Roche lobe engl. für Roche Grenze.

500 Tagen (Han et al. 2003, 2002; Podsiadlowski et al. 2008). Untersuchungen solcher Systeme zeigten jedoch, dass diese Perioden zwischen 400 und 1500 Tagen aufweisen (Vos et al. 2019), was nicht zu den von Han et al. (2003, 2002) gemachten Vorhersagen passte. In Folge passte Chen et al. (2013) diese Modelle an und berücksichtigte zusätzliche Mechanismen. Die dadurch vorhergesagten Perioden bewegen sich in einem Bereich um die 1200 Tage und sind damit konsistent mit den Beobachtungen (Heber 2016).

Die Entwicklung solcher Systeme ist zu diesem Zeitpunkt jedoch noch nicht am Ende angelangt. Ist der Heliumkern des sdB erschöpft (ein leichter Weißer Zwerg ist entstanden) und steigt der Hauptreihenbegleiter den Roten Riesenast auf, kommt es erneut zu einem Massentransfer. Der Weiße Zwerg kann die Masse nicht vollständig akkretieren und es entsteht ein Common-Envelope. Die CE-Phase ist dabei analog zu der im CE-Szenario und es kommt schließlich zur Abstoßung der gemeinsamen Hülle (siehe Abbildung 1.7a). Das Resultat dieses Prozesses ist ein enges Doppelsternsystem aus einem Weißen Zwerg und einem sdB mit Perioden zwischen 0.1 und 10 Tagen (Dorsch 2023; Heber 2016). Diese Vorhersagen finden sich in guter Übereinstimmung mit den Beobachtungen von Schaffneroth et al. (2022), die für sdB-Sterne mit Weißen-Zwerg-Begleitern Perioden zwischen 0.3 und 12 Tagen beobachteten.

Welchen der Entwicklungskanäle ein Doppelsternsystem letztlich durchläuft, hängt dabei vom Massenverhältnis $q := M_{\text{donor}}/M_{\text{accretor}}$ der beiden Sterne ab (Podsiadlowski et al. 2008). Ein hohes Massenverhältnis $q > 1.2 - 1.5$ führt dabei zu einem instabilen RLOF und damit in das CE-Szenario, während Massenverhältnisse $q < 1.2 - 1.5$ zu einem stabilen RLOF und damit in das RLOF-Szenario führen (Heber 2016). All diese Szenarien beschreiben die Entstehung von sdB-Sternen.

Die Entstehung von He-sdO-Sternen, aber auch von einzelnen sdB-Sternen, kann durch diese Theorien jedoch nicht erklärt werden. Der folgende Abschnitt widmet sich deshalb Entstehungsmodellen, die diese Systeme erklären sollen.

1.3.2 Entstehung isolierter heißer Subdwarf Sterne

Für die meisten He-sdO-Sterne sowie für zahlreiche heliumarme sdB/O-Sterne konnten trotz intensiver Suchen keine Begleiter gefunden werden (Napiwotzki 2008; Napiwotzki et al. 2004). Für die Entstehung solcher Systeme wurde die Verschmelzung zweier Weißer Zwerge, das White-Dwarf-Merger-Szenario vorgeschlagen (Webbink 1984), aber auch das Hot-Flasher-Szenario wird immer wieder genannt. Beide werden im Folgenden vorgestellt.

White-Dwarf-Merger-Szenario. Ausgangspunkt dieses Entstehungskanaals sind zwei heliumreiche Weiße Zwerge (wd) mit unterschiedlichen Massen in einem Bereich von 0.25 bis $0.4M_{\odot}$ in einem Doppelsternsystem. Die Emission von Gravitationswellen sorgt dafür, dass sich der Abstand zwischen diesen beiden Sternen verringert, bis der größere¹⁴ der beiden Sterne schließlich seine Roche-Grenzen ausfüllt (Zhang und Jeffery 2012). Zhang und Jeffery (ebd.) beschreiben für die Verschmelzung zweier Weißer Zwerge folgende Szenarien:

- **Slow-Merger:** Nachdem der größere wd seine Roche-Grenze ausfüllt, wird seine gesamte Masse innerhalb weniger Minuten auf den kleineren wd übertragen und bildet eine Scheibe. Die Materie bleibt bei diesem Prozess kalt und kann schließlich akkretiert werden. Dabei wird Drehmoment an die Scheibe abgegeben.
- **Fast-Merger:** In diesem Szenario bildet sich keine Scheibe, stattdessen fällt die gesamte Masse des masseärmeren wd auf die Oberfläche des Begleiters. Die Materie wird dabei auf bis zu $10^8 K$ aufgeheizt, wodurch sich eine heiße Korona bildet.
- **Composite-Merger:** Beim Composite-Merger Szenario werden beide Prozesse berücksichtigt. Mehr als die Hälfte des größeren wd wird schnell akkretiert und bildet eine heiße Ko-

¹⁴Aufgrund der Entartung der Elektronen im Weißen Zwerg ist das im Fall von Weißen Zwergen der Stern mit der geringeren Masse.

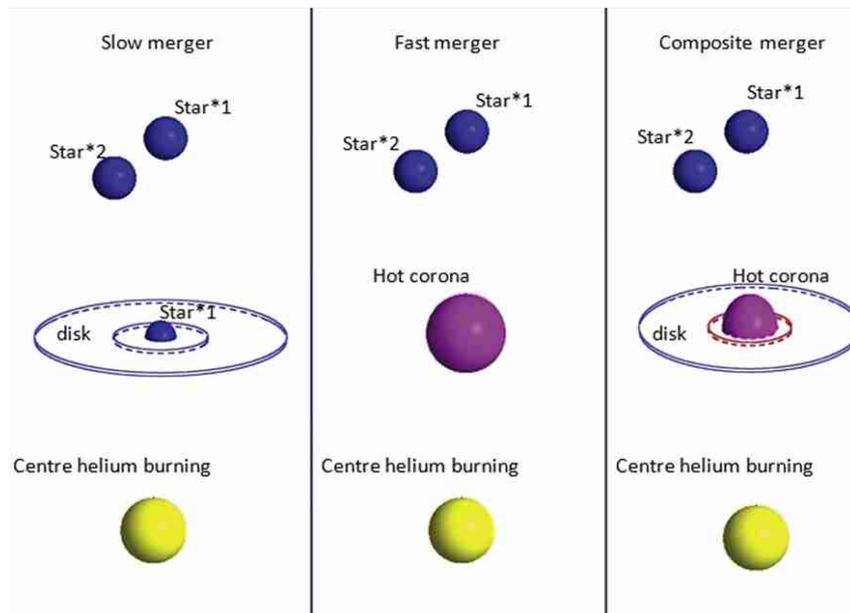


Abbildung 1.8. Schematische Darstellung der drei möglichen Szenarien, in denen sich zwei Weiße Zwerge vereinen. Diese Szenarien können die Entstehung von hsd-Sternen erklären (Heber 2016).

rona analog dem Fast-Merger-Prozess. Das verbleibende Material bildet analog dem Slow-Merger Prozess eine kalte Scheibe, die anschließend in die heiße Korona akkretiert wird.

Die nach diesem Prozess verbleibenden Objekte entwickeln sich alle hin zur Heliumhauptreihe und durchlaufen dabei die Bereiche, in denen sich heliumreiche hsd-Sterne im Kiel-Diagramm finden. Die maximale Masse des so produzierten He-sdO beträgt $0.8M_{\odot}$.

Nicht nur die Vereinigung zweier He-wd, sondern auch die eines He-wd mit einem CO-wd kann einen He-sdO erzeugen (Werner et al. 2022). Zudem beschreiben Zhang et al. (2017), dass die Verschmelzung eines He-wd mit einem Hauptreihenstern auch sdB-Sterne hervorbringen kann. Dieser Kanal kann damit wohl auch für einen Teil der sdB-Sterne ohne Begleiter verantwortlich gemacht werden.

Die bisher beschriebenen Entstehungsszenarien sind die weithin etablierten. Darüber hinaus wurde das Hot-Flasher-Szenario vorgeschlagen, welches die Entstehung von hsd-Sternen auch ohne die Notwendigkeit eines Doppelsternsystems erklären soll. Vor allem der Verlust der Wasserstoffhülle stellt in diesem Modell jedoch ein Problem dar und ist bislang nicht verstanden. Da dieses Modell jedoch die einzige Konkurrenz zu den eben vorgestellten ist, wird dieses ebenfalls erläutert.

Hot-Flasher-Szenario. Wie in Abschnitt 1.1 beschrieben, entzündet sich das Helium im Kern von Sternen mit geringer Masse an der Spitze des RGB. Verliert der Stern während dieser Entwicklung ausreichend Masse, so besteht die Möglichkeit, dass er entsprechend der Weißen-Zwerg-Sequenz abkühlt und sich während dieses Prozesses Helium im Kern entzündet (Castellani und Castellani 1993). D’Cruz et al. (1996) fanden, dass sich diese „Hot-Flasher“ genannten Sterne schließlich hin zur Heliumhauptreihe am heißen Ende des EHB entwickeln, eben da, wo auch hsd-Sterne zu finden sind. Das Ergebnis dieses Hot-Flasher hängt dabei davon ab, zu welchem Zeitpunkt der Entwicklung sich das Helium entzündet. Lanz et al. (2004) beschreiben die folgenden Szenarien:

- **Early-Hot-Flasher:** Entzündet sich das Helium kurz nach dem Verlassen des RGB noch in der Entwicklung bei gleichbleibender Helligkeit, so entsteht ein sdB-Stern mit der typischen Wasserstoffhülle.
- **Late-Hot-Flasher (shallow-mixing):** Entzündet sich das Helium erst zu einem späteren Zeitpunkt, ist die wasserstoffbrennende Schale sehr dünn und stellt keine Barriere für die

vom He-Flash hervorgerufenen Konvektionszonen mehr dar. In diesem Fall kommt es zum „shallow-mixing“, die Wasserstoffhülle mischt sich mit den äußeren Schichten des Kerns, aber verschwindet nicht vollständig. Der resultierende Stern ist an der Oberfläche mit Helium angereichert und entspricht sdOB-Sternen.

- **Late-Hot-Flasher (deep-mixing):** Verbrennt die Wasserstoffhülle in den Konvektionszonen des He-Flashs vollständig, kommt es zum „deep-mixing“, was beim entstehenden Stern eine Anreicherung von Helium, Kohlenstoff und Stickstoff zur Folge hat. Diese Anreicherung kann ebenfalls bei vielen He-sdO beobachtet werden.

Das Hot-Flasher Szenario kann also eine Reihe der beobachteten einzelnen hsd-Sterne erklären, jedoch ist bisher kein Mechanismus bekannt, der den Massenverlust an der Spitze des RGB, wie er für dieses Modell benötigt wird, erklären kann. Angesichts dessen wird für die Entstehung von einzelnen hsd-Sternen in der Regel das White-Dwarf-Merger-Szenario angeführt.

Wie sich in diesen Ausführungen abgezeichnet hat, besteht das größte Problem der Beschreibung der Entstehung von hsd-Sternen im Massenverlust an der Spitze des RGB. Die Modelle wählen verschiedene Ansätze, diesen Prozess zu erklären und treffen vor allem Vorhersagen, welche Produkte aus den jeweiligen Kanälen zu erwarten sind. Um ein besseres Verständnis der zugrundeliegenden Prozesse zu erlangen, wird es nötig, die Theorie mit Beobachtungen zu konfrontieren. Nur so können Lücken in den Modellen geschlossen oder die Beschreibung der zugrunde liegenden Prozesse verfeinert werden. Eine Hauptaufgabe in der Erforschung von hsd-Sternen liegt also darin, diese Sterne möglichst umfangreich zu untersuchen, um den Modellen Grenzen aufzuerlegen, innerhalb derer sie funktionieren müssen.

Dabei stellt sich zudem die Frage, welche der Entstehungsmodelle in welchem Umfang zur hsd-Population beitragen. Es wird aktuell vermutet, dass alle Modelle, die auf der Interaktion in einem Doppelsternsystem basieren, zur Population beisteuern und womöglich weitere, bislang unbekannte Mechanismen existieren. Hierfür ist vor allem interessant, wie viele Sterne in Doppelsternsystemen mit einem Hauptreihenstern, einem Weißen Zwerg oder auch als einzelner Stern vorkommen.

Alle Eigenschaften, die für ein besseres Verständnis der Entstehungsmechanismen von hsd-Sternen relevant sind, wurden in diesem Kapitel vorgestellt. Neben den atmosphärischen und stellaren Parametern der entstandenen hsd-Sterne ist auch das Wissen über mögliche Begleitsterne aus den eben genannten Gründen von Bedeutung. Im Verlauf dieser Arbeit sollen diese Eigenschaften deshalb für eine Stichprobe von hsd-Sternen bestimmt werden, um so zur Erforschung von hsd-Sternen in einem größeren Kontext beizutragen. Als Basis für diese Untersuchungen dient eine alte Himmelsdurchmusterung aus den 1980er-Jahren, deren wichtigsten Eigenschaften im folgenden Kapitel vorgestellt werden.

KAPITEL 2

Der US-Survey

Der US-Survey konzentriert sich auf die Erfassung leuchtschwacher blauer Objekte und setzt damit die Tradition früherer Himmelsdurchmusterungen fort, wie die von Humason und Zwicky (1947), bei der die ersten hsd-Sterne entdeckt wurden. Diese Verbindung legt nahe, dass auch der US-Survey zahlreiche dieser Objekte erfasst, was ihn zu einer wertvollen Datengrundlage für die vorliegenden Untersuchungen macht. Der Survey erstreckt sich über sieben Himmelsregionen, die sich über verschiedene galaktische Breiten verteilen und auf Überlegungen des niederländischen Astronomen J. C. Kapteyn zurückgehen. Der einleitende Abschnitt dieses Kapitels befasst sich deshalb mit Kapteyns Konzept sowie den spezifischen Regionen, die durch den US-Survey abgedeckt werden (2.1). Im Folgenden werden zentrale Charakteristika des Surveys erläutert (2.2). Abgeschlossen wird das Kapitel dann mit einem Ausblick, weshalb die Untersuchung des US-Surveys auch für die zukünftige Erforschung von hsd-Sternen wesentlich sein könnte (2.3).

2.1 Kapteyns Plan der ausgewählten Gebiete

Der niederländische Astronom J. C. Kapteyn (1851–1922) widmete sein Lebenswerk der Erforschung der Struktur unserer Galaxie, der Milchstraße. Über ein Jahrzehnt hinweg sammelte Kapteyn selbst Entfernungsdaten für Sterne bis zu einer Helligkeit der fünften Größe und trug zudem alle zu seiner Zeit verfügbaren Informationen zusammen, um dieses Ziel zu erreichen. Diese Arbeit machte ihm jedoch die Unmöglichkeit deutlich, eine vollständige Untersuchung aller Sterne der Milchstraße zu realisieren. Dennoch gab Kapteyn sein Ziel nicht auf, sondern entwickelte eine systematische Methode, die es ermöglichen sollte, in deutlich kürzeren Zeiträumen repräsentative Daten für die gesamte Galaxie zu erfassen. Dieses Vorhaben wurde als „Plan of Selected Areas“, der Plan der ausgewählten Gebiete, bekannt (Lynds 1963).

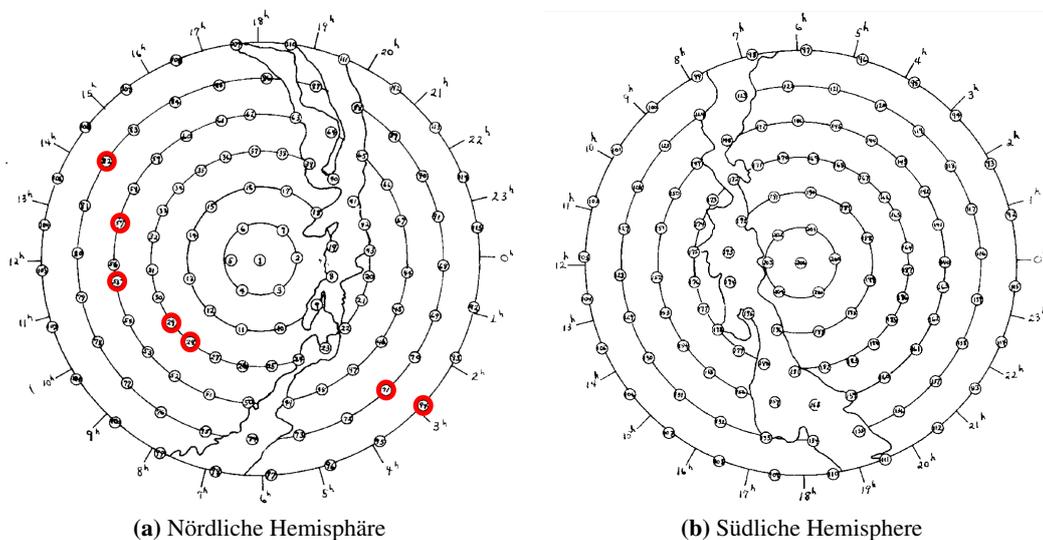


Abbildung 2.1. Die von J. C. Kapteyn gewählten *Selected Areas* der nördlichen und südlichen Hemisphäre. Das unregelmäßige Band stellt die Milchstraße dar. Zusätzlich werden die Gebiete des US-Surveys in Rot hervorgehoben (adaptiert Lynds 1963).

Kapteyns Plan konzentrierte sich auf die Untersuchung von insgesamt 206 ausgewählten Gebieten, die systematisch über den gesamten Himmel verteilt waren. Abbildung 2.1 zeigt die Gebiete sowohl für die nördliche als auch die südliche Hemisphäre. In der Regel sind diese Felder auf Sterne der achten oder neunten Größe zentriert und gleichmäßig über Parallelen der Deklination 15° verteilt. Ziel dieses Vorgehens war es, durch die Fokussierung auf diese begrenzten Felder ein umfassendes und repräsentatives Bild für die Verteilung von Sternen in der gesamten Milchstraße zu erlangen (Lynds 1963).

Kapteyns visionärer Plan inspirierte internationale Zusammenarbeit, sodass bereits in den ersten beiden Jahrzehnten nach der Veröffentlichung des Plans große Fortschritte verzeichnet werden konnten. Noch vor seinem Tod im Jahr 1922 konnte Kapteyn einen ersten Versuch veröffentlichen, der die Struktur der Milchstraße basierend auf diesen Untersuchungen beschreiben sollte (Kapteyn 1922). Aber auch über seinen Tod hinaus wurden die ausgewählten Gebiete immer wieder für Untersuchungen des Himmels herangezogen (Lynds 1963).

Auch die Grundlage für diese Arbeit, der US-Survey, basiert auf sieben der von Kapteyn ausgewählten Gebiete, auch wenn der Fokus nicht länger auf der Erforschung der Struktur unserer Galaxie, sondern der Erfassung von blauen Sternen lag. Die Auswahl dieser Gebiete bietet den Vorteil, dass es sich um bereits intensiv untersuchte Bereiche des Himmels handelt, für die umfangreiche Daten und Forschungsergebnisse vorliegen. Die im US-Survey einbezogenen Felder sind in Abbildung 2.1 durch rote Markierungen hervorgehoben. Sie sind grob entlang eines großen Kreises durch den galaktischen Nordpol angeordnet und liegen in hohen galaktischen Breiten, sowohl oberhalb als auch unterhalb von $\pm 30^\circ$. Der große Abstand zur galaktischen Scheibe garantiert dabei, dass kaum interstellares Medium zwischen uns und den erfassten Sternen liegt, was einen besonders tiefen Blick in den Himmel ermöglicht und einen zentralen Punkt für die Besonderheit des US-Surveys darstellt.

Diese Besonderheit wird, neben anderen Eigenschaften des US-Surveys, im folgenden Abschnitt umfassender thematisiert.

2.2 Eigenschaften des US-Surveys

Wie bereits deutlich gemacht, handelt es sich beim US-Survey um eine Himmelsdurchmusterung, die vorrangig das Ziel verfolgte, leuchtschwache blaue Objekte in hohen galaktischen Breiten zu erfassen. In mehreren Veröffentlichungen werden letztlich insgesamt 3987 Objekte in sieben Feldern verschiedener galaktischer Breite katalogisiert (Huang und Usher 1984; Usher 1981; Usher et al. 1982; Usher und Mitchell 1982, 1990; Usher et al. 1988). Die dabei erfassten Sterne sind in Abbildung 2.2 dargestellt und erstrecken sich vom galaktischen Nordpol bis in südliche galaktische Breiten. Die Auswahl der Sterne beruht dabei auf ihrer Farbe, ihrer Helligkeit und ihrer Morphologie (Mitchell und Usher 2004).

Zielsetzung und Entstehung des US-Surveys. Das gesetzte Ziel des US-Surveys war die Zusammenstellung von vollständigen Stichproben heißer blauer Sterne und Quasare, um eine Grundlage für Populationsstudien zu schaffen (ebd.). Zu diesem Zweck wurden die von Kapteyn defi-

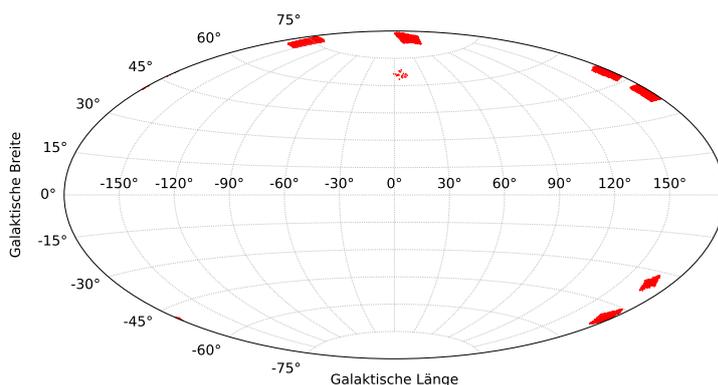


Abbildung 2.2. Die im US-Survey erfassten Objekte in einem galaktischen Koordinatensystem.

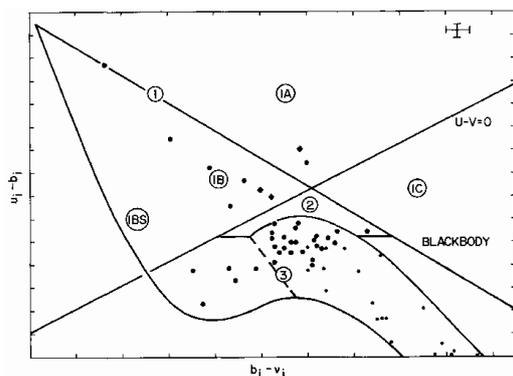


Abbildung 2.3. Zweifarbendiagramm ausgewählter Objekte des US-Surveys aus dem Feld SA57 (Usher 1981).

nierten Gebiete SA28, SA29, SA55, SA57, SA71, SA82 und SA94 (SA - Selected Area) mithilfe von Dreifarben-Aufnahmen, die mit dem Palomar-1.2m-Schmidt-Teleskop aufgenommen wurden, untersucht. Die Grenzen der untersuchten Gebiete werden dabei nicht im engeren Sinne durch Kapteyns Felder gesetzt, sondern vielmehr durch die Plattenmaße, die den gesamten Untersuchungsbereich schließlich auf etwa 200 Quadratgrad des Himmels begrenzen. Die Aufnahmen entstanden dabei unter Verwendung drei verschiedener Farbfilter (UG-1, Wr-12, Wr47 + Wg2), welche den ultravioletten, den sichtbaren und den blauen Spektralbereich abdeckten (Usher 1981). Diese drei Bereiche werden auch unter den Bezeichnungen U, V und B geführt. Auf der Basis dieser Aufnahmen konnten die Helligkeiten der Objekte unter den einzelnen Filtern erfasst und potenzielle Kandidaten für leuchtschwache blaue Sterne identifiziert werden. Das In-Beziehung-Setzen der gemessenen Helligkeiten ermöglicht die Auswertung der Farben U-V und B-V und damit die Darstellung in einem Zweifarbendiagramm.

Abbildung 2.3 zeigt exemplarisch ein solches Zweifarbendiagramm für das Feld SA57. Dieses Diagramm ermöglicht die Einteilung der Sterne in vordefinierte Klassen. Die Einzelheiten dieses Auswahlprozesses sind jedoch nicht relevant für diese Arbeit und werden deshalb nicht weiterführend diskutiert¹. Die Bedeutung solcher Zweifarbendiagramme für den Rahmen dieser Arbeit ist jedoch nicht zu unterschätzen. Oftmals boten sie die einzige Möglichkeit, Sterne zu untersuchen, da für Farben-Helligkeits-Diagramme oder gar echte Hertzsprung-Russell-Diagramme Entfernungsinformationen nötig sind, die damals für die meisten Sterne nicht vorhanden waren. Durch die Fortschritte in den letzten Jahren, die Missionen wie Gaia zu verdanken sind und in Kapitel 3 näher thematisiert werden, hat sich die Situation jedoch signifikant gewandelt. Diese Tatsache macht die erneute Untersuchung von bekannten Stichproben, wie sie der US-Survey liefert, besonders interessant.

Einschränkungen des US-Surveys. Der US-Survey stößt aufgrund technischer Limitationen an gewisse Grenzen. Insbesondere in den Randbereichen der Photoplatten ist die Auswahl von Sternen aufgrund optischer Effekte des verwendeten Teleskops schwierig. Hinzu kommt, dass die Sternkandidaten visuell ausgewählt wurden, was Raum für Fehler und damit Ungenauigkeiten offen lässt. Diese Probleme und die damit verbundenen Unsicherheiten bei der Objektauswahl werden detailliert in der Arbeit von Mitchell und Usher (2004) diskutiert. Auch die im Rahmen des Surveys ermittelten Koordinaten weisen häufig Ungenauigkeiten auf, ein Aspekt, der in den Analysen dieser Arbeit berücksichtigt werden muss². Ein weiteres Problem, welches die Objektauswahl einschränkt, ist ihre Helligkeit. Hier leistete der US-Survey jedoch Pionierarbeit. Mitchell und Usher (ebd.) gehen davon aus, dass der US-Survey die relevanten Objekte bis zu einer Helligkeit von etwa 18.5mag vollständig erfasst. Vereinzelt werden sogar Objekte mit einer Helligkeit von zwanzigster Größe erfasst. Ein so tiefer Blick in die Galaxie war in ähnlichen Himmelsdurchmusterungen, wie dem für die Erforschung von hsd-Sternen zentrale Palomar-Green-Survey (Green et al. 1986), bisher unerreicht. Die Bedeutung dieser besonderen Eigenschaft für die vorliegende Arbeit wird deshalb im nächsten Abschnitt näher erläutert.

¹Die Kriterien werden ausführlich in Usher (1981) und Mitchell und Usher (2004) erläutert.

²Für eine genauere Erläuterung siehe Abschnitt 5.3.

2.3 Relevanz des US-Surveys

Der US-Survey hebt sich, wie eben erwähnt, durch die Erfassung von Objekten bis zu einer Helligkeit von 18.5mag markant von vergleichbaren Surveys seiner Zeit ab, was die Untersuchung von weit entfernten und entsprechend lichtschwächeren Objekten ermöglicht. Diese Fähigkeit erlaubt es, in dieser Arbeit eine signifikante Anzahl von hsd-Sternen zu analysieren, die weit über das hinausgehen, was beispielsweise im Palomar-Green-Survey untersucht wurde.

Blickt man in die Zukunft, werden spektroskopische Surveys wie 4MOST³ neue Horizonte für die Forschung eröffnen, indem sie weitaus dunklere Sterne als bisherige Beobachtungsprogramme erfassen können. Insbesondere werden zahlreiche hsd-Sterne im Helligkeitsbereich von 16mag bis 18mag erwartet, einem Bereich, der bisher kaum umfassend untersucht wurde. Im Geiste von Kapteyns Ansatz, repräsentative Stichproben zu sammeln, konzentriert sich diese Arbeit also darauf, hsd-Sterne im US-Survey zu erforschen. Da dieser einen ähnlichen Helligkeitsbereich wie 4MOST abdeckt, bieten diese Analysen einen Ausblick, welche Möglichkeiten dieses und ähnliche zukünftige Projekte für die Vertiefung des Verständnisses von hsd-Sternen bereithalten.

Zur Umsetzung dieser Analysen wurde im Zuge dieser Arbeit auf Daten von diversen Beobachtungsprogrammen zurückgegriffen. Die wichtigsten werden im folgenden Kapitel vorgestellt.

³<https://www.4most.eu/cms/home/>

KAPITEL 3

Beobachtungsprogramme

Die Astronomie griff für die Untersuchung von Sternen lange Zeit auf Zweifarbendiagramme und einzelne Spektren zurück. Besonders wertvoll für die Sternanalyse ist jedoch die Platzierung im Hertzsprung-Russell-Diagramm. Diese kann jedoch nur mit dem Wissen über die absolute Helligkeit der Objekte ermittelt werden, eine Information, die ihrerseits auf Entfernungsdaten beruht. Obwohl die Entfernungsbestimmung für einzelne Sterne auch früher möglich war, markiert die Gaia-Mission einen Wendepunkt durch die Bereitstellung von Distanzinformationen für über eine Milliarde Sterne. Diese frei zugänglichen Daten ermöglichen erstmals die Erstellung von Farben-Helligkeits-Diagrammen für umfangreiche Stichproben. Zusätzlich bieten spektroskopische Surveys wie SDSS und LAMOST sowie die Digitalisierung photometrischer Beobachtungsprogramme eine reiche Datenquelle, die die Analysemöglichkeiten deutlich ausweiten.

Diese Arbeit nutzt die Vielfalt dieser Datenressourcen, weshalb dieses Kapitel zunächst die signifikante Rolle der Gaia-Mission hervorhebt (3.1). Anschließend werden spektroskopische (3.2) und photometrische Himmelsdurchmusterungen (3.3) vorgestellt, die ebenfalls für die Untersuchungen herangezogen wurden.

3.1 Die Gaia-Mission

Die *Gaia*-Mission ist ein ambitioniertes Projekt der Europäischen Weltraumorganisation (ESA) und gilt als direkter Nachfolger der HIPPARCOS-Mission, die bereits in den 1980er- und 1990er-Jahren einen wichtigen Grundstein für die Himmelskartierung legte. Als Nachfolger wurde Gaia mit dem Ziel ins Leben gerufen, eine noch nie dagewesene Kartierung der Sterne unserer Galaxie, der Milchstraße, zu ermöglichen. Am 19. Dezember 2013 startete der Gaia-Satellit und erreichte einige Wochen später seinen geplanten Orbit nahe dem zweiten Lagrange-Punkt L_2 , ein Punkt, der aufgrund der speziellen Gravitationsverhältnisse einen stabilen Punkt relativ zur Erde und Sonne bietet.

Das ursprüngliche Ziel der Mission, die Sammlung von Positionen, Parallaxen, Photometrie und Eigenbewegungen von über einer Milliarde Sterne mit einer zuvor unerreichten Präzision, wurde mit der zweiten Datenveröffentlichung Gaia DR2 (Gaia Collaboration et al. 2018) nicht nur erreicht, sondern sogar übertroffen. Diese Veröffentlichung enthielt frei zugängliche Daten zu 1.3 Milliarden Sternen und ermöglichte ForscherInnen einen Einblick in die Struktur und Dynamik unserer Galaxie. Die Mission, die ursprünglich bis Juli 2019 geplant war, wurde aufgrund anhaltender Leistungsfähigkeit des Satelliten und des Wertes langfristiger Beobachtungen verlängert. Mit der Verlängerung der Mission bis voraussichtlich ins Jahr 2025 werden wohl zahlreiche weitere Sterne untersucht und die Präzision der vorhandenen Daten kann weiter erhöht werden.

In den letzten Jahren markierte die Gaia-Mission einen weiteren bedeutenden Meilenstein mit der Veröffentlichung einer in zwei Teile geteilten dritten Datenveröffentlichung. Im Dezember 2020 wurde Gaia EDR3 (Gaia Collaboration et al. 2021) herausgegeben, der umfangreiche astro- und photometrische Daten zur Verfügung stellte. Die verbleibenden Daten wurden schließlich im Juni 2022 im Zuge des Gaia DR3 veröffentlicht. Gaia DR3 (Gaia Collaboration et al. 2023) enthält dabei Positionen, Helligkeiten und Farben für 1.8 Milliarden Sterne und Parallaxen und Eigenbewegungen für fast 1.5 Milliarden Sterne. Für die Zwecke dieser Arbeit wird speziell auf die astrometrischen Daten des Gaia EDR3 zurückgegriffen, insbesondere die Parallaxe.

Was genau die Parallaxe aussagt, wird im Folgenden erläutert.

3.1.1 Die Parallaxe

Die Beobachtung eines Objekts aus verschiedenen Blickrichtungen führt dazu, dass sich aus Sicht des Beobachters die Position des Objektes vor dem Hintergrund ändert. Diese Veränderung der Blickrichtung wird in der Astronomie als *Parallaxe* bezeichnet und stellt ein grundlegendes Werkzeug zur Entfernungsbestimmung von Sternen dar.

Die *jährliche trigonometrische Parallaxe* ist ein Maß für die scheinbare Bewegung eines Sterns am Nachthimmel aus der Perspektive eines Beobachters auf der Erde, verursacht durch die jährliche Umlaufbewegung der Erde um die Sonne. Der Parallaxenwinkel ϖ (siehe Abbildung 3.1) muss dabei mindestens über einen Zeitraum von einem halben Jahr gemessen werden, wobei längere Beobachtungszeiträume zu präziseren Ergebnissen führen.

Durch grundlegende Trigonometrie und die Anwendung der Kleinwinkelnäherung kann die Entfernung d in Lichtjahren eines Objekts von der Parallaxe ϖ wie folgt abgeleitet werden:

$$\varpi \approx \tan \varpi = \frac{1\text{AU}}{d} \iff d \approx \frac{1\text{AU}}{\varpi}, \quad (3.1)$$

wobei $1\text{AU} \approx 150 \cdot 10^9 \text{m}$ (Astronomische Einheit) die mittlere Entfernung zwischen Erde und Sonne darstellt. Die Einheit der Entfernung der Astronomie (abgekürzt pc, von Parallaxensekunde), wird durch das Inverse der Parallaxe in Bogensekunden definiert. Ein Parsec entspricht dabei etwa einer Entfernung von 3.26 Lichtjahren.

3.1.2 Bedeutung der Gaia-Mission

Neben den Parallaxen erfasst der Gaia-Satellit auch die scheinbaren Helligkeiten aller beobachteten Sterne. Durch die Kombination dieser Messung mit Entfernungsdaten lässt sich die absolute Helligkeit der Sterne bestimmen. Obwohl Gaia direkt keine Temperaturen misst, bietet die Farbe der Sterne, die Gaia ebenfalls erfasst, einen Anhaltspunkt für ihre Temperatur. Das in Abbildung 3.2 dargestellte Hertzsprung-Russell-Diagramm nutzt die absolute Helligkeit als Maßstab für die Leuchtkraft und die Farbe als Indikator für die Temperatur des Sterns.

Das Diagramm bietet einen umfassenden Einblick in die verschiedenen Sternpopulationen. Wie erwartet, findet sich ein Großteil der Sterne auf der Hauptreihe, die nahtlos in den Roten Riesenast übergeht. Ein bedeutender Unterschied zur Vorgängermission HIPPARCOS ist, dass Gaia auch eine große Anzahl an Weißen Zwergen erfasst. Zusätzlich finden sich am oberen Ende der Hauptreihe zahlreiche blaue Sterne. Eingeschlossen zwischen den blauen Sternen und den Weißen Zwergen findet sich die kleine, aber für diese Arbeit bedeutsame Gruppe der hsd-Sterne. Im Vergleich zu den anderen Sternpopulationen erscheint die kleine Anzahl an hsd-Sternen fast unscheinbar, doch gerade ihre Seltenheit macht sie zu einem interessanten Forschungsgegenstand.

Hierbei wird die wohl bedeutendste Errungenschaft der Gaia-Mission deutlich, denn zum ersten Mal ist es möglich, über eine Milliarde Sterne anhand ihrer Position im Hertzsprung-Russell-Diagramm spezifischen Sternpopulationen zuzuordnen. Diesen Vorteil machten sich seit den Datenveröffentlichungen zahlreiche Projekte zunutze. In den vergangenen Jahren sind umfangreiche Kataloge für diverse Sternpopulationen wie Weiße Zwerge, Quasare, aber auch hsd-Sterne, beruhend auf Gaia-Daten, entstanden. Forschungsarbeiten müssen nicht länger auf die zeitaufwendige

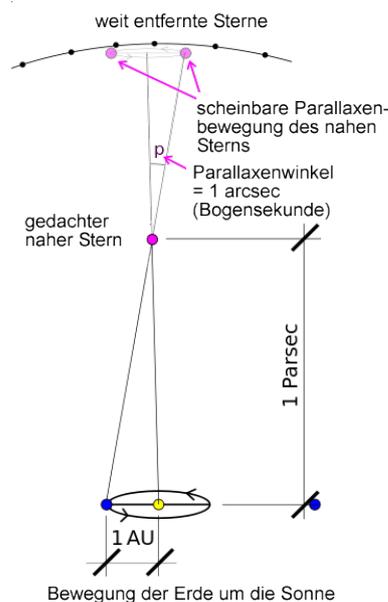


Abbildung 3.1. Schematische Darstellung der Definition des Parallaxenwinkels ϖ , in der Abbildung bezeichnet als p (entnommen aus <https://commons.wikimedia.org/w/index.php?curid=24717421>).

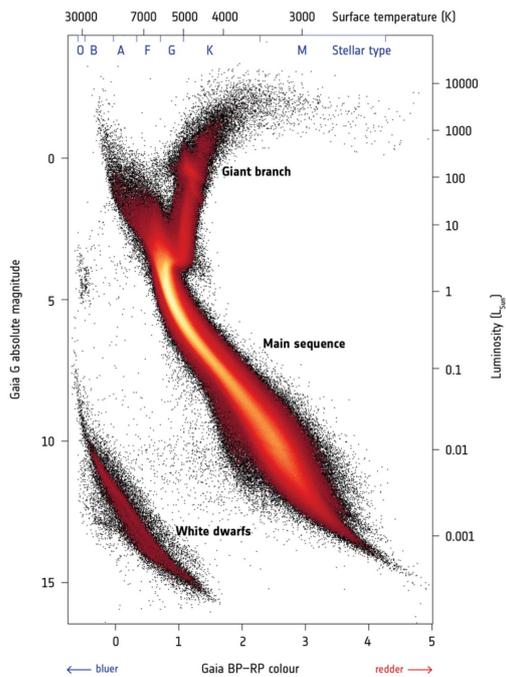


Abbildung 3.2. Hertzsprung-Russell-Diagramm der Sterne aus dem Gaia DR2. Aufgetragen wird die absolute Helligkeit als Indikator für die Leuchtkraft gegen die Farbe der Objekte, welche als Indikator für die Temperatur dient. Die großen Sternpopulationen auf der Hauptreihe, dem Roten Riesenast und der Weißen-Zwerg-Sequenz stehen im Kontrast zu den wenigen Objekten, die sich im Bereich des extremen und blauen Horizontalasts finden (entnommen aus <https://sci.esa.int/s/wKdy4dW>).

Einzelbewertung von Sternen zur Stichprobensammlung zurückgreifen, sondern können direkt auf die durch Gaia bereitgestellten Daten oder die daraus resultierenden Kataloge zugreifen. In der vorliegenden Arbeit soll diese Methode ebenfalls effektiv genutzt werden, um eine Stichprobe von hsd-Sternen für die Untersuchungen zu erstellen¹.

Damit ermöglicht Gaia die Synthese von umfangreichen Stichproben, die anschließend weiter untersucht werden können. In dieser Arbeit wird das auf Helligkeits- und Farbinformationen basierende Hertzsprung-Russell-Diagramm durch die Ermittlung von Effektivtemperaturen und Leuchtkräften verfeinert. Dies geschieht unter anderem durch die Einbeziehung von spektroskopischen Daten. Die für diese Analysen herangezogenen spektroskopischen und photometrischen Himmelsdurchmusterungen werden im Folgenden vorgestellt.

3.2 Spektroskopie

Für die Untersuchung von Sternen und anderen stellaren Objekten benötigen AstronomInnen verschiedene Instrumente, die es ermöglichen, auch die dunkelsten Objekte am Himmel sichtbar zu machen. Eine große Rolle spielen dabei optische Teleskope, deren Standorte jedoch einige wichtige Bedingungen erfüllen müssen, um gute Ergebnisse zu erzielen. Um leuchtschwache Objekte beobachten zu können, ist es wichtig, möglichst dunkle Standorte, weit entfernt von hellen Lichtquellen, zu wählen. Zudem sollten die Standorte stabile, trockene und klare Wetterbedingungen aufweisen, um atmosphärische Störungen, wie die tellurische Absorption oder auch das Seeing² zu reduzieren (Karttunen et al. 2017). Auch wenn es nur wenige Orte gibt, die optimale Bedingungen für Beobachtungen mit solchen Teleskopen aufweisen, konnten einige gefunden werden, an denen letztlich auch Observatorien errichtet wurden. Zwei dieser Teleskope werden auch im Zuge dieser Arbeit genutzt und an dieser Stelle genauer vorgestellt. Das Large Sky Area Multi-Object Fiber Spectroscopic Telescope (LAMOST) auf der National Observatory Xinglong Station in Hebei, China und das für den Sloan Digital Sky Survey (SDSS) konstruierte 2.5 Meter Teleskop am Apache Point Observatory in New Mexico, USA.

LAMOST. Das Large Sky Area Multi-Object Fiber Spectroscopic Telescope (LAMOST) befindet sich am Xinglong-Observatorium in der Provinz Hebei in China und wurde 2008 erbaut. Das

¹Mehr zu den genutzten Katalogen findet sich in Kapitel 5.

²Seeing bezeichnet atmosphärische Turbulenzen, die sich durch Flackern der Sterne bemerkbar machen. Dieser Effekt kann in klaren Nächten auch mit dem bloßen Auge beobachtet werden.

Teleskop besteht aus einem vier Meter großen Primärspiegel und ist mit einer Schmidt-Kamera kombiniert, was es für die Beobachtung von Spektren besonders geeignet macht. Besonders ist dabei, dass der Aufbau die gleichzeitige Aufnahme von bis zu 4000 Spektren auf einmal ermöglicht und so eine große Zahl an Himmelsobjekten untersucht werden kann (Cui et al. 2012).

SDSS. Der Sloan Digital Sky Survey (SDSS) ist ein Projekt, welches eine umfangreiche Himmelsdurchmusterung anstrebt und seit seinem Beginn in den späten 1990er-Jahren große Mengen an Daten sammelt. Der SDSS nutzt ein speziell konstruiertes Teleskop, welches es ermöglicht, Objekte bis zu zwanzigster Größe und dunkler zu erfassen. Anhand dieser Daten werden Objekte für weiterführende spektroskopische Untersuchungen ausgewählt. Eines der ursprünglichen Ziele des SDSS war die Vermessung der Rotverschiebung von Galaxien. Hierfür verfügt das Teleskop über ein spektroskopisches System, das die gleichzeitige Aufnahme von mehr als 600 Himmelsobjekten auf einmal zulässt, ein sogenannter Multifiber-Spektrograph. Die im Zuge des SDSS gesammelten Daten werden regelmäßig veröffentlicht und sind für die Öffentlichkeit frei zugänglich. Blaue Sterne, wie die in dieser Arbeit untersuchten hsd-Sterne, erscheinen in den photometrischen Daten fast identisch zu Galaxien, weshalb diese auch häufig für spektroskopische Analysen ausgewählt werden und wurden. In Folge beinhalten die veröffentlichten Daten häufig auch Spektren von hsd-Sternen und stellen ein Füllhorn an Daten für deren Untersuchung dar. In dieser Arbeit werden Spektren aus dem SDSS DR17 genutzt³.

Die Betrachtung von Spektren stellt eine altbewährte Methode dar. Eine Neuerung resultiert aber zusätzlich auf der breiten Verfügbarkeit von photometrischen Daten, die im Folgenden diskutiert wird.

3.3 Photometrie

Photometrische Untersuchungen, wie auch der US-Survey eine ist, waren früher meist auf eigene Messungen mit spezifischen Farbfiltern angewiesen, aus denen dann Zweifarbendiagramme erstellt wurden. Diese Diagramme dienten dann der Klassifizierung der Sterne. Die Digitalisierung vieler Himmelsdurchmusterungen hat in den vergangenen Jahren jedoch neue Möglichkeiten eröffnet. Die Analysen sind nicht länger auf Zweifarbendiagramme begrenzt, sondern ermöglichen durch das Zusammentragen aller verfügbaren Daten die Rekonstruktion ganzer Energieverteilungen. Auch diese Arbeit macht sich die breite Verfügbarkeit von photometrischen Daten zunutze und greift neben Daten von Gaia und SDSS auch auf zahlreiche andere Himmelsdurchmusterungen zurück, deren Auflistung an dieser Stelle jedoch zu weit führen würde⁴. Deutlich zu machen ist jedoch, dass dieser Fundus an Daten Möglichkeiten eröffnet, die weit über die bloße Klassifizierung von Sternen hinausgehen. Welche das konkret sind, wird in Teil II dieser Arbeit genauer erläutert.

Nachdem die Grundlagen über hsd-Sterne, den US-Survey und die genutzten Beobachtungsprogramme dargelegt wurden, stellt sich nun die Frage nach dem Ziel dieser Arbeit. In den vorangegangenen Abschnitten wurde an einigen Stellen bereits auf die Möglichkeiten der Analysen in dieser Arbeit hingewiesen. Im abschließenden Kapitel vom ersten Teil dieser Arbeit sollen nun die Kernpunkte und die Motivation hinter dieser Arbeit zusammengefasst werden, mit dem Ziel, einen Überblick über die angestrebten Forschungsziele zu geben.

³Informationen von https://www.sdss3.org/instruments/boss_spectrograph.php

⁴Eine Liste der genutzten photometrischen Himmelsdurchmusterungen findet sich in Anhang B von Culpan et al. (2024).

KAPITEL 4

Motivation

Die Entdeckung von hsd-Sternen in den 1950er-Jahren beschränkte sich zunächst auf eine überschaubare Anzahl von Objekten. Erst nach und nach wurden zunehmend Objekte entdeckt. Durch umfangreiche Beobachtungsprogramme wie SDSS und LAMOST beläuft sich die Zahl der bekannten Objekte mittlerweile auf rund 6500, eine Zahl, die gegenüber der Masse an anderen Sternen verschwindend gering erscheint. Auch die umfangreichen Untersuchungen der Gaia-Mission haben gezeigt, dass hsd-Sterne eher eine Rarität darstellen. Besonders interessant ist jedoch die Tatsache, dass das Auftreten und die Eigenschaften dieser Sterne durch das kanonische Bild der Sternentwicklung nicht erklärt werden können. So stellte sich bereits kurz nach der Entdeckung von hsd-Sternen die Frage nach ihrer Entstehung.

Mit dieser Frage beschäftigten sich bereits früh theoretische Physiker, was schließlich zu den in Kapitel 1 vorgestellten Entstehungsmodellen führte. Es ist wahrscheinlich, dass alle vorgestellten Szenarien zur Entstehung von hsd-Sternen beitragen und womöglich noch weitere unbekanntere Entstehungskanäle existieren. Ein umfassendes Verständnis dieser Mechanismen kann jedoch nur erreicht werden, wenn die beobachteten Eigenschaften von hsd-Sternen mit den Vorhersagen in den Modellen verglichen werden können. Alle Modelle treffen Vorhersagen über zahlreiche Eigenschaften wie die Verteilung der Effektivtemperaturen und Schwerebeschleunigungen sowie das Auftreten verschiedener Radien, Leuchtkräfte und Massen. Zudem implizieren Entstehungsmechanismen wie das Roche-Lobe-Overflow- oder das Common-Envelope-Szenario, das Vorkommen von hsd-Sternen in Doppelsternsystemen und machen ebenfalls Vorhersagen zu den Eigenschaften dieser Systeme. Für umfassende Vergleiche stellte die geringe Anzahl bekannter hsd-Sterne jedoch lange Zeit ein Hindernis dar, eine Situation, die sich erst in jüngster Vergangenheit verändert hat. Die Gaia-Mission ermöglichte, wie bereits erwähnt, erstmals die Identifizierung von umfangreichen Stichproben und machte durch ihre Parallaxenmessungen Entfernungsinformationen für tausende hsd-Sterne verfügbar. Zudem machen aktuelle Himmelsdurchmusterungen photometrische, spektroskopische und auch astrometrische Daten für Millionen von Sternen zugänglich.

Diese Arbeit verfolgt das Ziel, die zahlreichen vorhandenen Daten zu nutzen, um zum einen sowohl stellare als auch atmosphärische Parameter von hsd-Sternen zu bestimmen und zum anderen, um Doppelsternsysteme und insbesondere die Eigenschaften der Begleiter zu untersuchen. Die Ergebnisse dieser Analysen sollen dazu beitragen, eine umfangreiche Datenbasis zu schaffen, die mit den Vorhersagen der Modelle verglichen werden kann, um das Verständnis der Population heißer Subdwarf Sterne und ihrer Entstehung weiter voranzutreiben.

Zusätzlich bietet der US-Survey, der den Analysen zugrunde liegt, einen besonders tiefen Blick in die Galaxie. Dabei werden Sterne ähnlicher Helligkeit erfasst, wie sie auch zukünftige spektroskopische Himmelsdurchmusterungen wie 4MOST untersuchen werden. Mit dieser Arbeit soll also auch ein erster Ausblick gegeben werden, was von solchen zukünftigen Projekten, die ähnlich tief wie der US-Survey schauen, für die Erforschung von hsd-Sternen zu erwarten ist.

Teil II

Methodik

Im zweiten Teil dieser Arbeit wird der Fokus auf die Darstellung der angewandten Methoden gelegt, um ein besseres Verständnis der durchgeführten Untersuchungen zu ermöglichen. Das Sample des US-Surveys wurde durch den Abgleich mit existierenden Katalogen für hsd-Sterne, potenzielle Kandidaten, Weiße Zwerge, Sterne des blauen Horizontalast sowie Quasare vorbereitet. Dies ermöglicht eine fundierte Auswahl der zu analysierenden Objekte. Die Methodik und die Kriterien für diese Vorselektion werden ausführlich in Kapitel 5 erörtert.

Nach der Auswahl der zu untersuchenden Objekte wurden diese mithilfe von umfangreichen photometrischen Daten aus zahlreichen Himmelsdurchmusterungen analysiert. Ziel dieser Analysen ist es, die spektralen Energieverteilungen (SED) der einzelnen Objekte zu modellieren und zu untersuchen. Die SED-Fits ermöglichen die Ermittlung der Effektivtemperatur, des Winkeldurchmessers und der Rötung des Objekts. In Kombination mit Parallaxenmessungen von Gaia bieten sie aber auch Einblicke in stellare Parameter wie den Radius, die Leuchtkraft und die Masse der Sterne. Zudem können so auch mögliche Begleiter identifiziert werden. Durch diese Herangehensweise können Informationen auch über Sterne gesammelt werden, für die keine spektroskopischen Untersuchungen möglich sind. Das Vorgehen und grundlegende Informationen zur Modellierung der SEDs werden in Kapitel 6 dargelegt.

Ein weiterer Schritt in den vorgenommenen Analysen stellt die Nutzung spektraler Informationen von großen spektroskopischen Himmelsdurchmusterungen wie LAMOST und SDSS dar. Diese Daten ermöglichen es, die zuvor erstellten SED-Fits zu verfeinern und zu iterieren, da diese Analyse auch die Ermittlung von Parametern wie der Heliumhäufigkeit oder der Schwerebeschleunigung zulassen, welche durch SEDs nur schwer abgeleitet werden können. Die Integration dieser spektralen Informationen verbessert die abgeleiteten stellaren Parameter und erlaubt es, die Ergebnisse auf Konsistenz zu prüfen. Die hierzu genutzten Methoden werden in Kapitel 7 erläutert.

Die Ergebnisse dieser breit gefächerten Untersuchungen werden in Teil III dieser Arbeit präsentiert. Dort werden die gewonnenen Erkenntnisse zusammengefasst und diskutiert. Dieser integrative Ansatz, der sowohl photometrische als auch spektroskopische Daten nutzt, ermöglicht eine tiefgreifende Analyse der Eigenschaften und Natur der untersuchten hsd-Sterne, um diese mit den Entstehungsmodellen vergleichen zu können.

KAPITEL 5

Katalogabgleiche

Der erste Schritt der gemachten Untersuchungen zielt darauf ab, aus den Daten des US-Surveys ein Sample von hsd-Sternen zu extrahieren, um die Grundlage für tiefere Analysen dieser Sterne in den folgenden Arbeitsschritten zu legen. Dafür wurden die Objekte aus dem US-Survey mit verschiedenen spezialisierten Sternkatalogen abgeglichen. Da es sich dabei nicht im klassischen Sinn um Kataloge handelt, die identifizierte Objekte beinhalten, sondern um Gaia-basierte Kataloge, werden die Besonderheiten dieser zunächst in Abschnitt 5.1 thematisiert, bevor deren Inhalt und Relevanz für die Untersuchungen in Abschnitt 5.2 vorgestellt werden. Abschnitt 5.3 erläutert die praktische Durchführung dieses Abgleichs und behandelt dabei aufgetretene Herausforderungen. Es stellte sich heraus, dass der US-Survey nicht alle bekannten hsd-Sterne der untersuchten Felder umfasst. Um diesem Umstand zu begegnen und ein möglichst vollständiges Sample zu gewährleisten, wird im abschließenden Abschnitt 5.4 eine angepasste Methode vorgestellt.

5.1 Gaia-basierte Kataloge

Bereits im ersten Teil dieser Arbeit wurde die Bedeutung der Gaia-Mission betont. Insbesondere für die Auswahl einer Stichprobe erweisen sich diese Daten jedoch als nützlich. Wie im einleitenden Text angedeutet, wird die Stichprobe, die in dieser Arbeit untersucht wird, anhand von Katalogen verschiedener blauer Sterne ausgewählt, die auf den Daten von Gaia beruhen. Auch vor der Veröffentlichung dieser Daten waren bereits Kataloge verfügbar, die aber vom Inhalt kaum mit den hier genutzten vergleichbar sind. Die expliziten Unterschiede sollen an dieser Stelle erläutert werden.

Frühere Kataloge dienten in der Regel als Sammlungen bekannter Forschungsergebnisse. Durch umfassende Literaturrecherchen wurden Informationen über die gewünschten Objekte gesammelt und in gemeinsamen Katalogen zusammengefasst. Die Vielfalt der Datenquellen führte jedoch oft zu Herausforderungen, da die klassifizierten Objekte sowohl aus umfangreichen Untersuchungen stammen als auch auf einer einmaligen Sichtung eines Spektrums beruhen konnten. Diese Diversität erschwerte die Erstellung von Katalogen mit einheitlichen Anforderungsniveaus erheblich. Aufgrund der manuellen Datensuche waren diese Kataloge häufig unvollständig, was ihren Nutzen weiter einschränkte.

Durch die Verfügbarkeit des Farben-Helligkeits-Diagramms von Gaia eröffnete sich jedoch eine neue Möglichkeit, umfangreiche Kataloge für verschiedene Objekte zu erstellen, ohne auf Untersuchungen anderer angewiesen zu sein. Anhand ihrer Position im Farben-Helligkeits-Diagramm lassen sich die Sterne kategorisieren, einen Ansatz, den nach der Veröffentlichung der Gaia-Daten viele Projekte genutzt haben. Anhand definierter Auswahlkriterien werden die Objekte zusammengestellt und in einen Katalog aufgenommen. Abbildung 5.1 zeigt etwa die aus dem Farben-Helligkeits-Diagramm ausgewählten hsd-Sterne von Culpan et al. (2022a).

So entstandene Kataloge basieren auf einheitlichen Daten und sind nicht auf zusätzliche Informationen angewiesen. Im Gegensatz zu älteren Katalogen, die hauptsächlich spektroskopisch identifizierte Objekte auflisteten, bilden die Gaia-basierten Kataloge Zusammenstellungen potenzieller Kandidaten, da keine spektroskopische Identifizierung vorgenommen wird. Die genutzten Auswahlkriterien spielen eine zentrale Rolle. Je sorgfältiger diese Kriterien gewählt sind, desto besser erfasst der Katalog die gewünschten Objekte. Letztlich lässt sich aber nicht vermeiden, dass auch Objekte enthalten sind, die eigentlich nicht erfasst werden sollen. Die mögliche Kon-

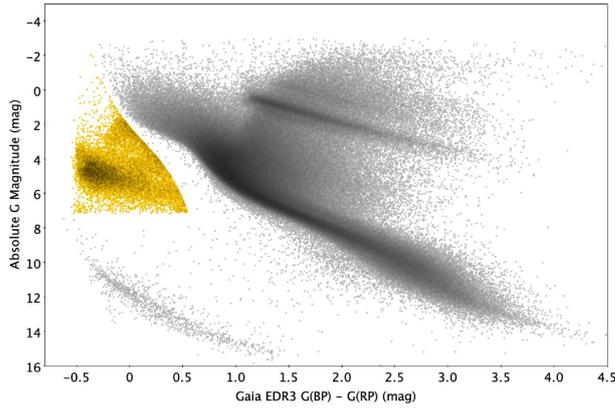


Abbildung 5.1. Die von Culpan et al. (2022a) anhand mehrerer Kriterien katalogisierten hsd-Sterne aus dem Gaia EDR3.

tamination der Kataloge durch andere Sterne muss deshalb im Blick behalten und auch in den Untersuchungen dieser Arbeit berücksichtigt werden.

Auch wenn die Kataloge nur Kandidaten auflisten, ermöglichen sie unkompliziert die Isolation eines Samples für Untersuchungen, wie sie in dieser Arbeit gemacht werden. Mit welchen Katalogen die Stichprobe für diese Arbeit erstellt wurde, wird im folgenden Abschnitt erläutert.

5.2 Genutzte Kataloge

Um ein spezifisches Sample von hsd-Sternen für weiterführende Untersuchungen zusammenzustellen, wurden die Daten des US-Surveys mit mehreren spezialisierten Katalogen abgeglichen. Diese Kataloge umfassten neben bereits bekannten hsd-Sternen und hsd-Kandidaten auch verschiedene Arten blauer Objekte, darunter blaue Horizontalaststerne, Weiße Zwerge, Extrem Leichte Weiße Zwerge und Quasare. Diese gezielte Auswahl an Katalogen wird im Folgenden vorgestellt und ermöglicht eine Auswahl der hsd-Sterne innerhalb des US-Surveys, indem ein breites Spektrum blauer Sterne berücksichtigt wird. In Tabelle 5.1 findet sich zudem eine Übersicht über alle verwendeten Kataloge.

Heiße Subdwarf Sterne. Da hsd-Sterne das primäre Ziel dieser Arbeit darstellen, wurden für diese Objekte sowohl Gaia basierte Kataloge als auch klassische Kataloge mit Zusammenstellungen bereits identifizierter hsd-Sterne genutzt. In den vergangenen Jahren wurden mehrere entsprechende Kataloge für hsd-Sterne verfügbar. Die Arbeiten von Culpan et al. (2022a) und Geier (2020a) bieten umfassende Listen bekannter hsd-Sterne, während weitere Kataloge von Culpan et al. (2022a) und Geier et al. (2019), basierend auf Gaia, Kandidaten für hsd-Sterne beinhalten. Die Kataloge von Culpan et al. sind dabei als eine aktualisierte Version der Kataloge von Geier zu verstehen. Sie beinhalten atmosphärische Parameter von über 1500 hsd-Sternen, basierend auf allen LAMOST-Datenveröffentlichungen. Während sich die Kataloge von Geier (2020a) und Geier et al. (2019) auf Daten aus Gaia DR2 stützen, nutzen Culpan et al. bereits aktuellere und zudem präzisere Daten aus Gaia EDR3, die auch im Rahmen dieser Arbeit herangezogen werden.

Diese Kataloge wurden aus den Daten der Gaia-Mission anhand mehrerer spezifischer Auswahlkriterien erstellt. Diese Kriterien nutzen vornehmlich die Position der hsd-Sterne im Hertzsprung-Russell-Diagramm auf dem extremen Horizontalast (EHB) und selektieren diese anhand ihrer Helligkeit und Farbe. Die Gaia-Daten beinhalten dabei Messungen der scheinbaren Helligkeit von Objekten. Diese stellen jedoch noch keinen eindeutigen Indikator für deren absolute Helligkeit dar, weshalb zusätzlich Informationen über ihre Entfernung nötig werden, um diese abzuleiten. Dies ist entweder über die Parallaxe oder auch mithilfe der Eigenbewegungen möglich. Mithilfe der Parallaxe kann die absolute Helligkeit M_G aus der scheinbaren Helligkeit m_G und der Parallaxe ϖ , wie folgt berechnet werden:

$$M_G = m_G + 5 \cdot (\log \varpi + 1) \quad (5.1)$$

Um verlässliche Ergebnisse der absoluten Helligkeit zu ermöglichen, wird zusätzlich ein Qualitätskriterium für die Parallaxe eingeführt, welche die so getroffene Auswahl auf Sterne beschränkt, die Parallaxenfehler von weniger als 20% aufweisen. Sind für die Objekte schließlich absolute Helligkeiten und Farbinformationen verfügbar, so kann eine erste Auswahl getroffen werden. Darüber hinaus werden noch weitere Kriterien angeführt, um etwa die Auswahl von Hauptreihensternen zu vermeiden. Da Parallaxenmessungen mit kleinen Fehlern nur für nahegelegene Sterne möglich sind, stellt das Qualitätskriterium der Parallaxe eine Einschränkung dar. 90% der so ausgewählten Sterne finden sich in einem Abstand von weniger als 3kpc zur Sonne. Um zu gewährleisten, dass auch hsd-Sterne in größeren Entfernungen im Katalog enthalten sind, wird für Sterne mit größeren Parallaxenfehlern anstatt der absoluten Helligkeit die reduzierte Eigenbewegung H_G herangezogen. Anhand der Eigenbewegung μ und der scheinbaren Helligkeit m_G lässt sich diese wie folgt berechnen:

$$H_G = m_G + 5 \cdot (\log \mu + 1). \quad (5.2)$$

So wird erneut eine Auswahl anhand von Farben und der reduzierten Eigenbewegung als Stellvertreter für die absolute Helligkeit ermöglicht. Auch bei diesem Auswahlverfahren werden zusätzliche Auswahlkriterien angeführt, um zu vermeiden, dass der Katalog durch Weiße Zwerge oder Hauptreihensterne kontaminiert wird. Durch Anwendung dieser Auswahlkriterien konnten insgesamt 13123 Sterne basierend auf ihrer Parallaxe und zusätzliche 48462 Sterne aufgrund ihrer reduzierten Eigenbewegung in den Katalog aufgenommen werden. Die zusätzlichen Auswahlkriterien, die die Kontaminationen des Katalogs mit anderen Sternen verhindern sollen, werden ausführlich in Culpan et al. (2022a) dargelegt und an dieser Stelle nicht weiter diskutiert.

Letztlich sind auf diese Art und Weise umfangreiche Kataloge entstanden, die die Identifikation von hsd-Sternen im US-Survey ermöglichen.

Blaue Horizontalaststerne. Blaue Horizontalaststerne (BHB-Sterne) repräsentieren späte Entwicklungsphasen von leichten Hauptreihensternen mit Massen zwischen $0.8M_\odot$ und $2.3M_\odot$ und befinden sich im HRD im blauen Teil des Horizontalasts (Culpan et al. 2021a). Aber auch für ein besseres Verständnis der Entstehung von hsd-Sternen sind sie von Bedeutung. Wie im ersten Teil dieser Arbeit erklärt wurde, liegen BHB- und hsd-Sterne benachbart im HRD, jedoch lässt sich bei der Untersuchung der Sterne erkennen, dass sich zwischen diesen beiden Sternen eine klar erkennbare Lücke ausbildet. Diese Lücke kann von den vorhandenen Theorien bisher nicht erklärt werden und die Ermittlung von Parametern für sowohl BHB- als auch hsd-Sterne kann dabei helfen, ein Verständnis ebener Lücke aufzubauen. Aufgrund ihrer Nähe zu hsd-Sternen im HRD ist zu erwarten, dass die eben vorgestellten hsd-Kataloge auch BHB-Sterne enthalten. Für die Identifizierung von BHB-Sternen im US-Survey wird deshalb der Katalog von Culpan et al. (ebd.) herangezogen. Schlussendlich kann anhand dieser Daten eingeschätzt werden, wie groß der Anteil der BHB-Sterne im finalen hsd-Sample ausfällt. Das ermöglicht es sicherzustellen, dass die Stichprobe vorrangig hsd-Sterne beinhaltet, aber auch BHB-Sterne in die Untersuchungen einbezogen werden. Die spezifischen Kriterien für die Erstellung des zugrunde liegenden Katalogs sind in der Arbeit von Culpan et al. (ebd.) dargelegt und werden hier nicht weiter ausgeführt, beruhen aber auf den gleichen Methoden wie eben für die hsd-Sterne vorgestellt.

Weiße Zwerge. Die meisten Sterne enden als Weiße Zwerge. Vor allem das Auswahlkriterium von hsd-Sternen anhand der reduzierten Eigenbewegung ist anfällig für Kontaminationen durch diese Sterne (Culpan et al. 2022a). Auch wenn im Rahmen der hsd-Kataloge Vorkehrungen getroffen wurden, um diese Kontaminationen zu minimieren, kann sie nicht ausgeschlossen werden. Ebendarum wurden mithilfe des von Gentile Fusillo et al. (2021a) vorgestellten Katalogs auch Weiße Zwerge im US-Survey identifiziert. Auch dieser Katalog basiert auf Daten von Gaia EDR3 und wurde anhand von spezifischen Auswahlkriterien erstellt, die der Veröffentlichung von Gentile Fusillo et al. (ebd.) entnommen werden können. Auch wenn Weiße Zwerge in dieser Arbeit nicht untersucht werden sollen, hilft die Identifizierung bei einer ersten Einschätzung der Kontamination des hsd-Samples.

Tabelle 5.1. Auflistung der Kataloge die zur Identifikation der Objekte im US-Survey genutzt wurden. Es wurden Kataloge für heiße Subdwarf Sterne, für (ELM) Weiße Zwerge, für BHB-Sterne sowie für Quasare herangezogen. In der zweiten Spalte ist der Name des jeweiligen Katalogs in der VizieR-Datenbank aufgelistet und in der dritten Spalte die jeweiligen Quellen.

Katalogisierte Objekte	VizieR-Name	Quelle
US-Survey	II/115A/catalog	Warnock und Usher (2007)
Bekannte hsd-Sterne	J/A+A/635/A40/sdcatdr2 J/A+A/662/A40/knownhsd	Geier (2020b) Culpan et al. (2022b)
Hsd-Kandidaten	J/A+A/621/A38/catalog J/A+A/662/A40/hotsd	Geier et al. (2018) Culpan et al. (2022b)
BHB-Sterne	J/A+A/654/A107	Culpan et al. (2021b)
Weiße Zwerge	J/MNRAS/508/3877/maincat	Gentile Fusillo et al. (2021b)
ELM Weiße Zwerge	J/MNRAS/475/2480/table2	Pelisoli et al. (2021a)
Quasare	VII/294/catalog I/356/qsocand J/A+A/668/A99	Flesch (2023) Gaia Collaboration (2022) Hughes et al. (2022a)

Extrem Leichte Weiße Zwerge. Extrem Leichte Weiße Zwerge (ELMs) sind Sterne, welche ähnlich wie hsd-Sterne aus Doppelsternsystemen entstehen. Bisher sind weniger als 100 ELMs bekannt, weshalb potenziell neue Entdeckungen von Interesse wären. ELMs weisen zu hsd-Sternen ähnliche Schwerebeschleunigungen, aber niedrigere Temperaturen auf. Es handelt sich also um Objekte, die ebenfalls in hsd-Katalogen enthalten sein können, weshalb zusätzlich ein Katalog mit ELMs von Pelisoli et al. (2018) herangezogen wird.

Quasare. Wie in Kapitel 2 beschrieben, zielen Himmelsdurchmusterungen wie der US-Survey für leuchtschwache blaue Objekte vorrangig auf Quasare ab. Quasare sind die aktiven Kerne von Galaxien, die am Himmel wie punktförmige Lichtquellen erscheinen. Die Bezeichnung Quasar ist eine Abkürzung für Quasi Stellare Radioquelle. Da jedoch eine Vielzahl von Quasaren bekannt ist, die keine Radioemissionen aufweisen, wird weithin auch die Bezeichnung Quasi Stellares Objekt (QSO) genutzt (Karttunen et al. 2017; Unsöld und Baschek 2015). Quasare spielen in dieser Arbeit keinerlei Rolle und werden daher auf Basis der Kataloge von Flesch (2023), Gaia Collaboration (2022) und Hughes et al. (2022b) von den Analysen ausgeschlossen. Wie alle vorangegangenen Kataloge beruhen auch diese auf Gaia-Daten und enthalten nur Kandidaten. Die Objekte in diesen Katalogen sind entsprechend mit Wahrscheinlichkeiten versehen, die angeben, wie hoch die Chance ist, dass es sich tatsächlich um einen Quasar handelt. Diese Wahrscheinlichkeiten reichen von unter 1% bis zu 100%. Es wird dadurch deutlich, dass durch das Aussortieren von Quasaren anhand dieser Kataloge auch Objekte aussortiert werden, die womöglich für die Analysen dieser Arbeit interessant sind.

Die genutzten und in Tabelle 5.1 genannten Kataloge sind über die *VizieR*-Datenbank¹ (Ochsenbein et al. 2000) zugänglich und ermöglichen die detaillierte Identifizierung verschiedener Arten blauer Sterne, insbesondere der relevanten hsd-Sterne, innerhalb des US-Surveys. Diese Kataloge bilden damit die Grundlage, um ein Sample an Sternen für die Untersuchungen dieser Arbeit zusammenzustellen und hsd-Sterne in den vom US-Survey erfassten Sternfeldern möglichst vollständig zu erfassen. Im folgenden Abschnitt werden die Methoden und Vorgehensweisen dieser Identifizierung näher erläutert, um ein Verständnis der angewendeten Techniken und der resultierenden Ergebnisse zu vermitteln.

¹<https://vizier.cds.unistra.fr/viz-bin/VizieR>

5.3 Verarbeitung der Kataloge

Um die Objekte im US-Survey mit den Daten in den verschiedenen Katalogen abzugleichen, wurde die *TOPCAT*-Software (Tool for OPERations on Catalogues And TAbels) genutzt. Dabei handelt es sich um eine graphischen Computeranwendung zur Sichtung, Bearbeitung und Analyse großer Tabellen (Taylor 2005). Der Katalog des US-Surveys wird hierbei mithilfe der Software auf Übereinstimmungen mit den übrigen Katalogen überprüft. Übereinstimmende Objekte werden dabei basierend auf ihren Koordinaten identifiziert. Das Programm sucht innerhalb eines vorgegebenen Suchradius um die Koordinaten des US-Surveys nach Objekten in den Katalogen (siehe Abbildung 5.2a). Wird eine solche Übereinstimmung gefunden, so gilt das Objekt aus dem US-Survey als identifiziert und wird in einer neuen Tabelle gespeichert.

Um einen Suchradius für die Katalogabgleiche festzulegen, wurde eine erste Untersuchung vorangestellt. Im Zuge dieser wurden die Objekte des US-Surveys mit der Gaia-Datenbank abgeglichen, ohne den Suchradius zu begrenzen, um herauszufinden, wie groß dieser sein müsste, damit für alle Objekte eine Übereinstimmung gefunden wird. Abbildung 5.2b zeigt ein Histogramm, in dem der Abstand in Bogensekunden aufgetragen ist, in welchem die beste Übereinstimmung für die Objekte des US-Surveys gefunden wurde. Innerhalb eines Suchradius von 70 Bogensekunden wurde für alle Objekte eine Übereinstimmung gefunden. Die Notwendigkeit eines solch hohen Suchradius ist auf die Ungenauigkeiten der US-Survey-Koordinaten zurückzuführen. In den Analysen wäre ein Suchradius von 70 Bogensekunden nicht praktikabel, da er Probleme, wie sie in Abschnitt 5.3.2 beschrieben werden, verschärfen würde. Das Histogramm macht aber auch deutlich, dass ein Großteil der Objekte bereits bei kleineren Suchradien identifiziert wird. Dementsprechend wurde dieser auf 10 Bogensekunden festgelegt. Eine Identifizierung ist so für 97.2% der Objekte im US-Survey möglich und auch wenn die übrigen 2.8% nicht weiter untersucht werden, stellt dies einen Mittelweg dar, bei dem möglichst viele Objekte ohne große Probleme untersucht werden können.

Die Abgleiche können mithilfe der *TOPCAT*-Software auf zwei Arten durchgeführt werden. Zum einen bietet das Programm eine graphische Oberfläche zum Abgleich von Katalogen, zum anderen die Möglichkeit, Abgleiche mithilfe der Astronomical Data Query Language (ADQL) über das Table Access Protocol (TAP) durchzuführen. Während die untersuchten Kataloge für die Nutzung der graphischen Oberfläche lokal gespeichert werden müssen, ermöglicht die Nutzung des TAP einen direkten Zugriff auf die Kataloge über die VizieR-Datenbank, ohne diese

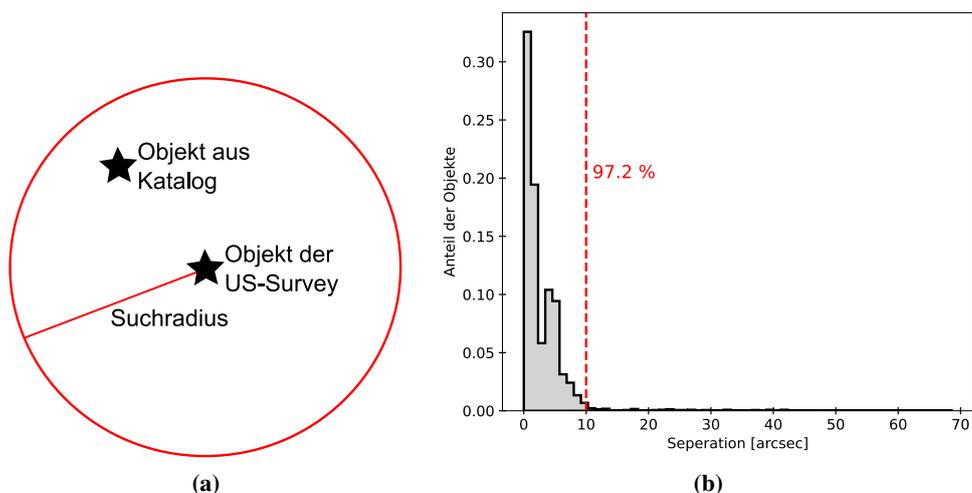


Abbildung 5.2. (a) Schematische Darstellung des Vorgehens, mit dem zwei Objekte in den Katalogen miteinander identifiziert werden. Das Programm sucht in einem festgelegten Suchradius um die Koordinaten des Objekts im US-Survey nach Einträgen in den diversen Katalogen. Befindet sich ein Objekt innerhalb dieses Suchradius, gilt das Objekt als identifiziert. (b) Histogramm, in dem die Entfernung von US-Survey Objekten zu ihrer besten Übereinstimmung in den Gaia-Daten in Bogensekunden dargestellt wird. Anhand dieses Histogramms wurde der Suchradius für die Katalogabgleiche auf 10 Bogensekunden festgelegt.

speichern zu müssen. Dies ist gerade für große Kataloge wie beispielsweise die Quasar Kataloge von Nutzen, weshalb in dieser Arbeit TAP und ADQL-Abfragen genutzt wurden, um die Kataloge gegeneinander abzugleichen. Wie dies mithilfe einer ADQL-Abfrage möglich ist, wird im folgenden Abschnitt erläutert.

5.3.1 ADQL-Abfragen

Für den Abgleich der Kataloge aus Abschnitt 5.2 mit dem US-Survey wurde eine lokal gespeicherte Version des Katalogs des US-Surveys (Warnock und Usher 2007) verwendet, während die übrigen Kataloge mithilfe des TAP über die VizieR-Datenbank abgerufen wurden. Die Abfrage mithilfe von ADQL wird im Folgenden anhand eines kurzen Beispiels erläutert. Hierfür wird die ADQL-Abfrage

```
SELECT b.Name, b.GaiaEDR3, a.US, a."_RA_icrs", a."_DE_icrs"
FROM   TAP_UPLOAD.US_Survey AS a
JOIN   "J/A+A/662/A40/knownhsd" AS b ON 1=CONTAINS (
POINT  ('ICRS', a."_RA_icrs", a."_DE_icrs"),
CIRCLE ('ICRS', b.RA_ICRS, b.DE_ICRS, 10./3600.))
```

herangezogen. Zunächst werden die Zeilen

```
FROM   TAP_UPLOAD.US_Survey AS a
JOIN   "J/A+A/662/A40/knownhsd" AS b ON 1=CONTAINS (
```

betrachtet. Hier werden die Kataloge, die gegeneinander abgeglichen werden sollen, an das Programm übergeben. Dabei sorgt TAP_UPLOAD.US_Survey dafür, dass der lokal gespeicherte Katalog des US-Surveys für die Abfrage verfügbar ist, während "J/A+A/662/A40/knownhsd" den Katalog für heiße Subdwarf Sterne aus der VizieR-Datenbank abrufen. In den folgenden beiden Zeilen wird dann die Bedingung ausgewählt, mit der die Objekte in den Katalogen abgeglichen werden sollen.

```
POINT  ('ICRS', a."_RA_icrs", a."_DE_icrs"),
CIRCLE ('ICRS', b.RA_ICRS, b.DE_ICRS, 10./3600.)
```

entspricht dabei genau der Bedingung, die in Abbildung 5.2a dargestellt ist. Es wird im Katalog für hsd-Sterne in einem Suchradius von 10 Bogensekunden um die im Katalog der US-Survey gelisteten Koordinaten nach Objekten gesucht. Ist diese Bedingung erfüllt, wird die gefundene Übereinstimmung in einer neuen Tabelle gespeichert. Hierfür können in der ersten Zeile der genutzten ADQL-Abfrage

```
SELECT b.Name, b.GaiaEDR3, a.US, a."_RA_icrs", a."_DE_icrs"
```

Einträge der beiden Kataloge gewählt werden, die in der neuen Tabelle beinhaltet sein sollen. Das genutzte Beispiel speichert in der neuen Tabelle den Namen und die Gaia-ID der Übereinstimmung aus dem hsd-Katalog sowie die US-Nummer und die Koordinaten des ursprünglichen Objekts aus dem Katalog des US-Surveys. Mithilfe der Gaia-ID ist dann eine eindeutige Identifikation des Objektes möglich. Da alle genutzten Kataloge aber über weitaus genauere Koordinaten als die des US-Surveys verfügen, wurden in den neu erzeugten Tabellen nicht nur die Koordinaten des US-Surveys, sondern auch diese genaueren Koordinaten gespeichert. Dies ermöglicht es, bei späteren Abfragen bessere Ergebnisse zu erzielen.

Bei den Katalogabgleichen mithilfe von ADQL-Abfragen können jedoch auch Probleme auftreten. Diese werden im folgenden Abschnitt dargestellt.

5.3.2 Probleme der Katalogabgleiche

Während der Katalogabgleiche traten vornehmlich zwei Arten von Problemen auf. Zum einen finden sich für einige Objekte Übereinstimmungen in mehreren Katalogen. Da das Vorgehen so

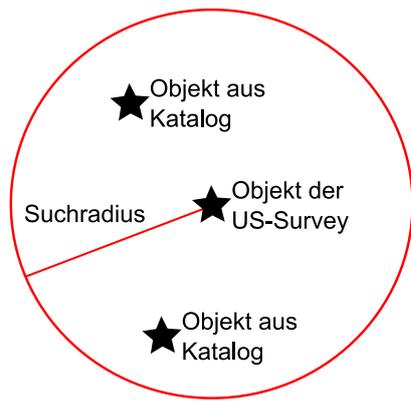


Abbildung 5.3. Schematische Darstellung einer Situation, in der ein Objekt des US-Surveys mit mehreren Objekten aus einem abgeglichenen Katalog identifiziert wird.

gewählt wurde, dass ein Stern, einmal identifiziert, für weitere Katalogabgleiche nicht länger herangezogen wird, musste eine Reihenfolge der Katalogabgleiche erarbeitet werden, welche ein möglichst vollständiges Sample an hsd-Sternen ermöglicht. Darüber hinaus besteht die Möglichkeit, dass beim Abgleich ein Objekt des US-Surveys innerhalb der Kataloge mit mehreren Objekten übereinstimmt. Beide Probleme werden im Folgenden diskutiert.

Auftreten in mehreren Katalogen. Zunächst wurden bei den Katalogabgleichen in einem ersten Schritt alle Quasare aussortiert. Im Laufe der Analysen hat sich jedoch gezeigt, dass einige Objekte, die beispielsweise in den hsd-Katalogen gelistet werden, ebenfalls in den Quasar-Katalogen enthalten sind. Dies führte dazu, dass möglicherweise interessante Objekte im erarbeiteten hsd-Sample nicht länger enthalten sind. Um dem zu begegnen, wurde eine Reihenfolge festgelegt, in der die Katalogabgleiche durchgeführt wurden. Zuerst wurde immer ein Abgleich mit den Katalogen für bekannte hsd-Sterne und anschließend für mögliche hsd-Kandidaten durchgeführt. Identifizierte Objekte wurden dann für weitere Katalogabgleiche nicht weiter berücksichtigt. Anschließend wurden die verbleibenden Objekte mit den Katalogen für BHB-Sterne und Weiße Zwerge abgeglichen, bevor zuletzt mithilfe der Kataloge Quasare aussortiert wurden. Dieses Vorgehen stellt sicher, dass ein möglichst vollständiges Sample an hsd-Sternen generiert wird.

Mehrere Übereinstimmungen innerhalb eines Katalogs. Im Zuge der Katalogabgleiche kam es zu einigen Situationen, in denen ein Objekt des US-Surveys mit mehreren Objekten innerhalb eines Katalogs identifiziert wurde. Diese Situation entsteht, wenn der Katalog mehrere Objekte innerhalb des Suchradius um die US-Objekte beinhaltet. In Abbildung 5.3 ist eine schematische Darstellung einer solchen Situation aufgezeigt. Beide Objekte werden dann mit dem US-Objekt identifiziert und anschließend in der neuen Tabelle gespeichert. Eine automatisierte Lösung für dieses Problem wurde im Zuge dieser Arbeit nicht entwickelt und betroffene Objekte wurden manuell erneut zugeordnet.

Über den Verlauf der Analysen zeichnete sich zudem ab, dass der US-Survey nicht alle bekannten hsd-Sterne in den untersuchten Gebieten beinhaltet. Dies ist aufgrund der Auswahlkriterien und der technischen Einschränkungen, denen der US-Survey bei seiner Entstehung gegenüberstand, wenig überraschend. Auch wenn der US-Survey die Grundlage für die Analysen in dieser Arbeit bildet, ist das vorrangige Ziel eine umfassende und möglichst vollständige Analyse von hsd-Sternen in den ausgewählten Gebieten dieser Himmelsdurchmusterung. Im folgenden Abschnitt wird deshalb ein Vorgehen vorgestellt, mit dessen Hilfe ein möglichst vollständiges Sample an hsd-Sternen ermöglicht wurde.

5.4 Negativabgleich

Um ein möglichst vollständiges Sample von hsd-Sternen in den Feldern zu ermöglichen, wurde auf Daten von Gaia EDR3 zurückgegriffen. Hierfür wurden anhand der Gaia-Daten Listen aller Sterne erstellt, welche innerhalb der US-Survey-Felder liegen und von dieser nicht aufgelistet werden. Dieses Vorgehen wird in den folgenden Ausführungen mit dem Begriff *Negativabgleich* beschrieben. Die blauen Sterne in diesen Listen wurden mithilfe des in den vorangegangenen Abschnitten

beschriebenen Vorgehens kategorisiert. Für die Erstellung der verwendeten Listen musste eine Begrenzung der US-Survey-Felder vorgenommen werden. Wie diese Begrenzung vorgenommen wurde, wird im folgenden Abschnitt diskutiert.

5.4.1 Beschränkung der untersuchten Felder

Der US-Survey untersucht die von Kapteyn ausgewählten Gebiete SA28, SA29, SA55, SA57, SA71, SA82 und SA94. Auch wenn Mitchell und Usher (2004) Koordinaten für das Zentrum der untersuchten Felder angeben, werden die genauen Abmessungen der untersuchten Felder nicht aufgeführt. Um jedoch den Negativabgleich der Felder zu ermöglichen, ist eine Begrenzung dieser zwingend nötig. In Abbildung 5.4 ist das hierbei genutzte Vorgehen beispielhaft für das Feld SA57 dargestellt. Von den Sternen, die im jeweiligen Feld vom US-Survey erfasst werden, wurden die äußersten Sterne ermittelt und dann als Begrenzung der Felder festgelegt. Die ermittelten und für die weiteren Analysen genutzten Begrenzungen werden in Tabelle 5.2 aufgeführt.

Es ist jedoch anzumerken, dass die so definierten Felder keine einheitliche Größe aufweisen. Wie in Kapitel 2 beschrieben, wurden die Objekte im US-Survey manuell von Fotoplatten ausgewählt. Gerade in den Randbereichen dieser Platten kommen Abbildungsfehler zum Tragen, was die Auswahl von Sternen erschwerte. Infolgedessen sind die Begrenzungen von der Qualität der Randbereiche in den jeweiligen Aufnahmen abhängig. Da diese für jede Fotoplatte variiert, findet sich auch eine Diskrepanz in den Flächen der durch die Randsterne begrenzten Felder zwischen 19deg^2 und 58deg^2 . Insgesamt wird durch die so begrenzten Felder eine Fläche von knapp 290 Quadratgrad erfasst.

5.4.2 Das erweiterte Sample

Durch den Negativabgleich von Objekten in den US-Survey-Feldern, welche durch diese nicht erfasst wurden, wurden den ursprünglich 3987 Sternen des US-Surveys über 800000 weitere Sterne hinzugefügt, die mittels der beschriebenen Katalogabgleiche kategorisiert wurden. Alle entstandenen Tabellen wurden zusätzlich sowohl mit photometrischen als auch astrometrischen Daten aus Gaia EDR3 ergänzt, um erste Analysen der Sterne anhand ihrer Farbe und Helligkeit vorzunehmen. Die Ergebnisse dieser Analysen werden in Teil III dieser Arbeit diskutiert.

Im Ergebnis ermöglicht die Integration vom US-Survey und dem Negativabgleich in die Analyse die Synthese eines weitreichenden, möglichst vollständigen und damit auch repräsentativen Samples von hsd-Sternen innerhalb der Felder des US-Surveys. Die in den folgenden Abschnitten beschriebenen Untersuchungen wurden letzten Endes für alle Sterne durchgeführt, die entweder als bekannter hsd-Stern oder als ein Kandidat für einen solchen identifiziert wurden.

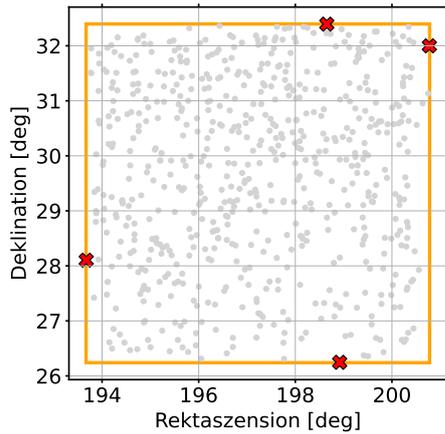


Abbildung 5.4. Darstellung aller Objekte des US-Surveys im Feld SA57 (grau) anhand ihrer Koordinaten. Die jeweils äußersten erfassten Sterne sind als Kreuze (rot) markiert und definieren die Begrenzung des Feldes, welche durch ein Rechteck (orange) markiert ist. Die Begrenzung ermöglicht es mithilfe von ADQL-Abfragen nach weiteren Objekten innerhalb dieser Gebiete zu suchen.

Tabelle 5.2. Liste der gewählten Sterne zur Begrenzung der Felder im US-Survey für den Negativabgleich. Zusätzlich zu den Feldern und den jeweils ausgewählten Sternen zur Begrenzung sind sowohl die Rektaszension als auch die Deklination angegeben, die die daraus resultierenden Felder begrenzen. In der letzten Spalte ist zudem die Fläche angegeben, welche das resultierende Feld umfasst.

US-Feld	Begrenzender Sterne [US-ID]	Begrenzende Rektaszension [deg]	Begrenzende Deklination [deg]	Fläche [deg ²]
SA28	1185	127.92105		
	2363	137.05149		
	1316		41.43332	
	1618		47.79821	58.11
SA29	635	142.08929		
	1184	150.85045		
	642		41.422896	
	691		47.42303	52.57
SA55	2364	171.10492		
	3101	178.3122		
	3003		26.65119	
	2700		32.67179	43.39
SA57	1	193.67235		
	634	200.77408		
	476		26.24708	
	461		32.39416	43.65
SA71	3679	46.72784		
	3965	52.28537		
	3958		12.15265	
	3831		18.00238	32.51
SA82	3966	212.79823		
	3987	217.37172		
	3966		12.73854	
	3985		17.00321	19.50
SA94	3102	40.98582		
	3678	47.01446		
	3676		-2.45724	
	3383		3.55931	36.27

KAPITEL 6

Spektrale Energieverteilungen

Die spektrale Energieverteilung (SED – Spectral Energy Distribution) eines Sterns ist ein fundamentales Konzept der Astrophysik, das die von einem Objekt emittierte Energie als Funktion der Wellenlänge oder Frequenz beschreibt. Im Fokus steht dabei nicht direkt die Energie, sondern die beobachtete spektrale Flussdichte F_λ , die in Abhängigkeit der Wellenlänge gemessen wird.

Die Einführung und Weiterentwicklung moderner CCD-Kameras haben umfangreiche Himmelsdurchmusterungen ermöglicht, die Spektralbereiche vom Ultravioletten (UV) bis zum Infraroten (IR) abdecken. Diese technologischen Fortschritte ermöglichen es, sich von der traditionellen Betrachtung der Zweifarbendiagramme zu entfernen und stattdessen ganze Energieverteilungen zu untersuchen. Die breite Verfügbarkeit dieser Daten hat die Rekonstruktion von SEDs anhand photometrischer Daten erheblich erleichtert, wodurch sich Wege zur Untersuchung der Zusammensetzung, Temperatur und anderer kritischer Merkmale von Sternen eröffnet haben. Im Zuge dieser Arbeit wird die von Heber et al. (2018) vorgestellte Methode genutzt, um heiße Subdwarf Sterne in den Gebieten des US-Surveys zu untersuchen. In diesem Kapitel werden zunächst das Potenzial (6.1) und die Methodik (6.2) von SED-Untersuchungen erörtert. Abschließend wird vorgestellt, wie mithilfe der astrometrischen Informationen von Gaia die Ableitung von stellaren Parametern aus der SED möglich wird (6.3).

6.1 Möglichkeiten und Grenzen von SED-Fits

Die Anpassung von modellierten SEDs an beobachtete Photometrie ist ein leistungsfähiges Werkzeug, das zur Bestimmung verschiedener Sternparameter wie der Effektivtemperatur T_{eff} oder auch des Winkeldurchmessers Θ am Himmel genutzt werden kann. Diese Parameter spielen eine entscheidende Rolle bei der Entschlüsselung der physikalischen Eigenschaften eines Sterns. Bevor jedoch die spezifische Rolle der einzelnen Parameter bei der Entstehung der SED-Fits diskutiert wird, ist es wichtig, sich über Möglichkeiten und Grenzen von SED-Fits klar zu werden.

Das emittierte Strahlungsmaximum eines Sterns ist direkt von dessen Temperatur abhängig. Mit zunehmender Temperatur verschiebt sich das Strahlungsmaximum vom infraroten (IR) in den ultravioletten (UV) Bereich. Während der IR- und der nahe UV-Bereich durch zahlreiche Himmelsdurchmusterungen gut erfasst werden, bleibt der ferne und extreme UV-Bereich oft unterrepräsentiert. Dies stellt insbesondere bei der Untersuchung heißer Sterne, die einen bedeutenden Anteil ihres Strahlungsflusses im fernen UV-Bereich emittieren, eine Herausforderung dar. Die unzureichende Erfassung dieses Spektralbereichs führt zu Unsicherheiten bei der Abschätzung der Effektivtemperaturen solcher Sterne. Im Gegensatz dazu emittieren Sterne des Spektraltyps F/G/K hauptsächlich im nahen UV- und IR-Bereich, was die Temperaturbestimmung für diese Sterne erleichtert. Mangelnde Photometrie kann gleichwohl auch bei kühlen Sternen zu Problemen führen und die Temperaturbestimmung erschweren. Zusammenfassend lässt sich jedoch sagen, dass die Bestimmung der Effektivtemperaturen heißer Sterne mit zunehmenden Ungenauigkeiten behaftet ist.

Trotz dieser Einschränkungen bieten SED-Fits, insbesondere wenn UV- und IR-Bereich durch Photometrie abgedeckt sind, vielfältige Möglichkeiten. So ermöglichen sie unter anderem die Identifizierung von Doppelsternsystemen, die aus einem heißen und einem deutlich kühleren Stern bestehen. In solchen Fällen bilden sich in der SED zwei Maxima aus, die beide Komponenten klar unterscheiden lassen. Dies gilt insbesondere für hsd-Sterne, die einen Begleiter der Spektralklasse F/G/K aufweisen. Kühlere Begleiter, wie Weiße Zwerge oder M-Klasse-Sterne, können durch die

SED normalerweise nicht identifiziert werden, da der hsd-Stern in allen Spektralbereichen deutlich heller als sein Begleiter ist. Die Identifizierung von Begleitsternen liefert wichtige Hinweise, inwiefern das Common-Envelope- und das Roche-Lobe-Overflow-Szenario zur Entstehung von hsd-Sternen beitragen. Insbesondere die Beschreibung von Temperatur und stellaren Parametern der Begleitsterne stellt für die theoretischen Modelle eine Herausforderung dar. Die durch die SED abgeleiteten Parameter dieser Begleitsterne bieten daher wertvolle Einblicke und liefern Anhaltspunkte, die es ermöglichen, bestehende Modelle weiterzuentwickeln.

Um mit SED-Fits verlässliche Informationen zu generieren, ist also eine gute Abdeckung aller Spektralbereiche mit Photometrie nötig. Ist dies allerdings gewährleistet, so handelt es sich um ein nützliches Analysewerkzeug.

6.2 Entstehung von SED-Fits

Die Modellierung und Anpassung von spektralen Energieverteilungen an beobachtete Daten basiert in dieser Arbeit auf den von Heber et al. (2018) vorgestellten Methoden. Im folgenden Abschnitt wird die Entstehung eines SED-Fits genauer erläutert.

Um die spektrale Energieverteilung eines Sterns zu modellieren, erfolgt der Vergleich von tatsächlichen photometrischen Daten mit synthetisch generierten Daten. Zuerst werden photometrische Daten des zu untersuchenden Objekts, basierend auf dessen Koordinaten, aus verschiedenen Katalogen zusammengestellt. Die meisten Daten sind über die VizieR-Datenbank zugänglich und können mithilfe des Table Access Protocol (TAP) und ADQL-Abfragen automatisiert abgerufen werden. Für eine möglichst genaue Modellierung wird eine breite Abdeckung des Spektralbereichs von UV bis IR angestrebt, um die Genauigkeit der SED-Fits zu maximieren. Ein Überblick über die photometrischen Himmelsdurchmusterungen, die hierfür herangezogen werden, findet sich in Anhang B von Culpan et al. (2024).

Die so erhaltenen photometrischen Helligkeiten sollen nun mit modellierten Helligkeiten verglichen werden. Um diese synthetischen Helligkeiten zu berechnen, müssen jedoch die komplexen Umstände, unter denen die photometrischen Messungen gemacht wurden, berücksichtigt werden. Hierfür ist es nötig, die vollständigen Filter-Funktionen der photometrischen Messungen zu kennen. Diese Funktionen werden in der Regel als Photonen-Filter-Funktionen $r_p(\lambda)$ oder auch als Energie-Filter-Funktionen $r_E(\lambda) = \lambda r_p(\lambda)$ angegeben. Einige der wichtigsten Filter-Funktionen für verschiedene Filter werden in Abbildung 6.1 dargestellt. Anhand eines modellierten Spektrums

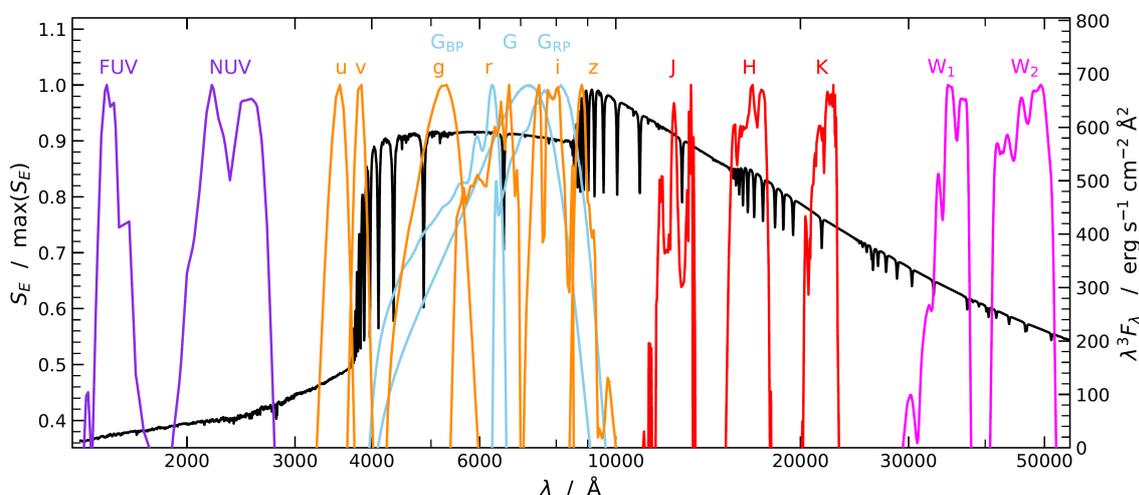


Abbildung 6.1. Energie-Filter-Funktionen $r_E(\lambda)$ für GALEX (violett), SkyMapper (orange), Gaia (hellblau), 2MASS (rot) und die ersten beiden WISE Filter (magenta). In Schwarz ist das flusskalibrierte Referenzspektrum von Vega dargestellt (Dorsch 2023).

können dann synthetische Helligkeiten mit der Formel

$$mag_x^{\text{syn}} = -2.5 \log \left(\frac{\int_0^\infty r_P(\lambda) f(\lambda) \lambda d\lambda}{\int_0^\infty r_P(\lambda) f^{\text{ref}}(\lambda) \lambda d\lambda} \right) + mag_x^{\text{ref}} \quad (6.1)$$

bestimmt werden. Dabei beschreibt $f(\lambda)$ den Fluss des Sterns auf der Erde, $f^{\text{ref}}(\lambda)$ den Fluss eines Sterns, der als Referenz herangezogen wird (normalerweise Vega), $r_P(\lambda)$ die Filter-Funktion des jeweiligen Filters und mag_x^{ref} wird genutzt, um einen Nullpunkt des genutzten Filters mithilfe des Referenzsterns zu definieren. Der Fluss auf der Erde $f(\lambda)$ kann mit dem Winkeldurchmesser Θ und dem modellierten Fluss an der Oberfläche des Sterns $F(\lambda)$ wie folgt berechnet werden:

$$f(\lambda) = \frac{\Theta^2 F(\lambda)}{4}. \quad (6.2)$$

Zusätzlich muss auch die interstellare Extinktion berücksichtigt werden. Hierfür wird der modellierte Fluss mit dem Faktor $10^{-0.4A(\lambda)}$ multipliziert. Die Extinktion $A(\lambda)$ von Licht einer gewissen Wellenlänge λ ist als Funktion des Farb-Exzess $E(44 - 55)$ und dem Extinktionsparameter $R(55) = A(55)/E(44 - 55)$ gegeben (Fitzpatrick et al. 2019). Dabei wird in den hier durchgeführten Fits der Extinktionsparameter zu $R(55) = 3.02$ festgelegt. Der endgültige Ausdruck zur Berechnung einer modellierten Helligkeit lautet dann:

$$mag_x^{\text{syn}} = -2.5 \log \left(\frac{\Theta^2 \int_0^\infty r_P(\lambda) 10^{-0.4A(\lambda)} F(\lambda) \lambda d\lambda}{4 \int_0^\infty r_P(\lambda) f^{\text{ref}}(\lambda) \lambda d\lambda} \right) + mag_x^{\text{ref}}. \quad (6.3)$$

Auf diese Weise können mithilfe eines modellierten Spektrums Helligkeiten berechnet werden, die anschließend mit gemessenen photometrischen Daten verglichen werden. Mit der Methode der kleinsten Quadrate werden dann durch Veränderungen des modellierten Spektrums die Unterschiede zwischen den tatsächlichen und den berechneten synthetischen Helligkeiten minimiert. Diese Berechnungen sind in ein mithilfe des *Interactive Spectral Interpretations System* (ISIS) erstellten automatisierten Programms integriert, welches von Dr. Andreas Irrgang erstellt wurde.

Zur Erzeugung der für die Berechnungen herangezogenen Spektren werden Modellgitter herangezogen, die im Folgenden aufgelistet werden.

6.2.1 Modellgitter

Für die Modellierungen der SEDs wurden mehrere Modellgitter verwendet, welche die Atmosphäre der Sterne modellieren und so synthetische Spektren erzeugen, die für den Fit genutzt werden. Die Modellgitter erfassen dabei verschiedene Eigenschaften von sdB- hin zu BHB-Sternen. Zusätzlich werden Modellgitter verwendet, die die Parameterbereiche von Hauptreihensternen abdecken und so den Fit von Doppelsternsystemen ermöglichen. In Tabelle 6.1 werden die verwendeten Modellgitter mit den jeweils abgedeckten Parameterbereichen aufgelistet.

Alle SED-Fits wurden standardmäßig als ein Doppelsternsystem, bestehend aus einem hsd-Stern und einem F/G/K-Stern, durchgeführt. Hierbei wurde der Hauptreihenbegleiter mit dem Modellgitter `Phoenix_late_type_stars` gefittet und der hsd-Stern mit einem der darüber aufgelisteten Modellgitter. So kann gewährleistet werden, dass potenzielle Begleiter nicht übersehen werden.

Um die spektrale Energieverteilung an die photometrischen Daten anzupassen, können die synthetischen Spektren innerhalb des jeweiligen Modellgitters mithilfe mehrerer Parameter angepasst werden. Die konkreten Parameter, die im Zuge dieser Anpassung berücksichtigt werden, werden im folgenden Abschnitt kurz diskutiert.

Tabelle 6.1. Für die SED-Fits genutzte Modellgitter, gemeinsam mit den von ihnen abgedeckten Parameterbereichen.

Name	T_{eff} (K)	$\log g$ (cgs)	$\log n(\text{He})$
sdB	15000 – 55000	4.6 – 6.6	-5.05 – -0.041
He_sdO_Z0.00	25000 – 55000	4.0 – 6.0	-1.05 – -0.001
hot_sdO_Z0.00	51000 – 75000	5.2 – 6.6	-5.05 – -0.041
B_V_III_late	10000 – 19000	3.0 – 4.6	-1.25 – -0.85
ELM	9000 – 20000	3.8 – 7.0	-5.05 – -0.300
SYNTHE	3800 – 11000	1.2 – 5.2	-1.00
ELM_BHB ^a	9000 – 20000	2.8 – 7.0	-5.05 – 0.300
Phoenix_late_type_stars ^b	2300 – 15000	2.0 – 5.0	-1.05

Anmerkung. (a) Dieses Modellgitter wurde erst zu einem späten Zeitpunkt der Arbeit verfügbar, weshalb es nur für wenige Sterne herangezogen wurde. Die meisten Objekte, die nicht von den Parameterbereichen der hsd-Gitter abgedeckt werden, wurden deshalb mit einem der andern Gitter für kühlere Sterne modelliert. (b) Alle Objekte wurden stets als Doppelsterne modelliert. Hierbei wurde jeweils eines der darüber gelisteten Modellgitter mit diesem Gitter gemeinsam gefittet.

6.2.2 Die Fit-Parameter

Die modellierte SED wird durch die folgenden sechs Fit-Parameter beschrieben.

- Winkeldurchmesser Θ
- Effektivtemperatur T_{eff}
- Schwerebeschleunigung $\log g$
- Heliumhäufigkeit $\log n(\text{He})/n(\text{H})$
- Metallizität z
- Interstellarer Rötungsparameter $E(44 - 55)$

Die Effektivtemperatur bestimmt dabei die Position des Strahlungsmaximums des synthetischen Spektrums, während der Winkeldurchmesser eine Verschiebung der gesamten SED nach oben oder unten bewirken kann. Beide Parameter können also recht gut abgeleitet werden. Es ist anzumerken, dass die Schwerebeschleunigung, die Heliumhäufigkeit sowie die Metallizität aus den durchgeführten Fits nicht verlässlich bestimmt werden können. In der Regel wurden sie auf Werte fixiert, die entweder aus bereits vorhandenen Untersuchungen in der Literatur verfügbar waren, oder aber manuell auf einen bestimmten Wert festgelegt. Die Schwerebeschleunigung wurde dabei für Sterne mit einer gefitteten Effektivtemperatur unter 20000K auf 4.5 festgelegt und für Werte darüber auf 5.5¹. Für den Wert der Heliumhäufigkeit wurde die solare Heliumhäufigkeit von -1 gewählt. Analog wurde die Metallizität ebenfalls zum solaren Wert 0 gewählt.

Wie bereits beschrieben, wurden alle SEDs als Doppelsterne gefittet. Hierfür kommen zu den bereits genannten Parametern für den Begleiter die folgenden Parameter hinzu:

- Oberflächenverhältnis $A_{\text{eff}}^C/A_{\text{eff}}^{\text{hsd}}$
- Effektivtemperatur T_{eff}^C
- Schwerebeschleunigung $\log g^C$

Das Oberflächenverhältnis stellt hierbei einen Indikator dar, ob sich der untersuchte Stern tatsächlich in einem Doppelsternsystem befindet. Wenn dieser Wert nahe null ist, wird der Begleiter im Fit nicht mehr berücksichtigt. Da die Schwerebeschleunigung des Begleiters durch die SED nicht oder nur schlecht abzuleiten ist, wird diese auf einen Wert von $\log g^C = 4.5$ festgelegt. Die

¹In Abschnitt 8.2.1 werden die Kriterien erläutert, auf denen die Wahl dieser Parameter beruht.

Informationen über den Begleiter sind aber zunächst auf dessen Effektivtemperatur und Radius, in Einheiten des hsd-Radius, beschränkt.

Neben diesen beschriebenen Parametern können, soweit Entfernungsinformationen verfügbar sind, auch der Radius und die Leuchtkraft der Sterne abgeleitet werden. Das hierbei genutzte Vorgehen wird im folgenden Abschnitt erläutert.

6.3 Gaia als Verbindungsglied von atmosphärischen Parametern zu Radius und Leuchtkraft

Die durch die Analyse der spektralen Energieverteilung (SED) gewonnenen Parameter bieten in Kombination mit Entfernungsdaten der untersuchten Objekte weitreichende Möglichkeiten im Hinblick auf die Bestimmung stellarer Parameter und damit auch auf das Verständnis ihrer Natur und Entwicklungsgeschichte. Vor allem den eingangs erläuterten Entwicklungsmodellen für hsd-Sterne können so wichtige Grenzen gesetzt werden.

Wenn sowohl der Winkeldurchmesser Θ als auch die Parallaxe ϖ eines astronomischen Objektes bekannt sind, lässt sich der Radius R des Objektes durch die einfache geometrische Beziehung

$$R = \frac{\Theta}{2\varpi} \quad (6.4)$$

bestimmen. In dieser Formel wird der Winkeldurchmesser Θ typischerweise als ein Anpassungsparameter aus der Analyse der SED gewonnen, während die Parallaxe ϖ aus den Messungen von Gaia EDR3 bezogen wird. Sobald der Radius R des Objektes ermittelt wurde, kann unter Einbeziehung der Effektivtemperatur T_{eff} auch die Leuchtkraft L des Objekts mithilfe der Relation

$$L = 4\pi R^2 \sigma_{\text{SB}} T_{\text{eff}}^4 \quad (6.5)$$

bestimmt werden. Hierbei repräsentiert σ_{SB} die Stefan-Boltzmann-Konstante. Die Effektivtemperatur T_{eff} kann entweder direkt aus den SED-Analysen abgeleitet oder durch spektroskopische Untersuchungen bestimmt werden. Weiterhin ermöglicht die Kenntnis der Oberflächenschwerebeschleunigung g die Berechnung der Masse M durch Newtons Gravitationsgesetz:

$$M = g \frac{R^2}{G}, \quad (6.6)$$

wobei G die Gravitationskonstante darstellt.

In Kombination mit guten Parallaxenmessungen von Gaia gestattet die SED also zunächst die Ableitung des Radius. Während die Effektivtemperatur anhand der SED bis zu einer gewissen Temperatur gut bestimmt werden kann, ist die Bestimmung der Schwerebeschleunigung stark eingeschränkt und meist gar nicht möglich. Diese Limitation erhöht die Unsicherheiten der abgeleiteten Leuchtkraft anhand der SED bei hohen Effektivtemperaturen und die Bestimmung der Masse ist ohne die Schwerebeschleunigung ausgeschlossen. Daher sollten die aus SED-Fits erhaltenen Werte für Leuchtkraft und Masse zunächst mit Vorsicht betrachtet und interpretiert werden.

Um Werte für die Schwerebeschleunigung zu erhalten, muss auf andere Methoden zurückgegriffen werden. Hierfür wurden, sofern verfügbar, zusätzlich die Spektren der Objekte untersucht. Die Analyse der Spektren ermöglicht eine direktere Bestimmung der Schwerebeschleunigung und kann auch die ermittelten Temperaturwerte verfeinern. Dieses Vorgehen wird im folgenden Kapitel detailliert erläutert. Die letztendliche Kombination beider Methoden – SED-Fits und spektroskopische Analysen – stellt einen umfassenden Ansatz dar, der es erlaubt, fundamentale stellare Parameter zu bestimmen.

KAPITEL 7

Spektroskopie

Die Spektroskopie eröffnet einen wesentlichen Einblick in zahlreiche Eigenschaften von Sternen. Kern dieses Verfahrens ist die Interaktion von emittierter elektromagnetischer Strahlung und dem Plasma in der Atmosphäre des Sterns. Als Resultat erhält man ein Spektrum, welches durch sogenannte Absorptionslinien geprägt ist¹. Die sorgfältige Analyse dieser Absorptionslinien ermöglicht es, Rückschlüsse auf die chemische Zusammensetzung, die Temperatur, die Schwerebeschleunigung, aber auch auf die Bewegung des Sterns zu ziehen und das mit weitaus höherer Genauigkeit, als es mit einer SED möglich ist. Dieses Kapitel widmet sich zunächst der Beschreibung, wie aus Spektren wichtige Informationen über die Sterne extrahiert werden können (7.1), bevor abschließend darauf eingegangen wird, wie diese Analysen bei einer Iteration der SED-Fits berücksichtigt wurden (7.2).

7.1 Abgeleitete Parameter

Für die Analyse von Sternspektren kam ein automatisiertes Skript zum Einsatz, das ebenfalls auf die in Abschnitt 6.2.1 beschriebenen Modellgitter zurückgreift und es ermöglicht, verschiedene atmosphärische Parameter zu bestimmen. Im Fokus dieser Arbeit stehen insbesondere die Effektivtemperatur T_{eff} , die Schwerebeschleunigung $\log g$ und die Heliumhäufigkeit $\log n(\text{He})/n(\text{H})$ und werden im Folgenden deshalb genauer erläutert. Auch Informationen zur Bewegung von Sternen können aus der Spektralanalyse abgeleitet werden. Für die Untersuchungen in dieser Arbeit sind diese aber von nachrangiger Bedeutung und werden nur kurz beschrieben. Hierbei wird sich an den Ausführungen von Irrgang (2014) orientiert².

7.1.1 Effektivtemperatur

Die Effektivtemperatur T_{eff} eines Sterns entspricht der Temperatur, die ein schwarzer Körper haben muss, um denselben Strahlungsfluss F wie der Stern zu emittieren. Der Strahlungsfluss wird definiert durch Leuchtkraft L und Radius R des Sterns gemäß der Formel $F = \frac{L}{4R^2\pi}$. Zusätzlich ist der Strahlungsfluss durch das Stefan-Boltzmann-Gesetz mit der Temperatur gemäß der Beziehung

$$T_{\text{eff}} = \left(\frac{F}{\sigma_{\text{SB}}} \right)^{\frac{1}{4}} \quad (7.1)$$

verknüpft, wobei σ_{SB} die Stefan-Boltzmann-Konstante beschreibt.

Die Temperaturschichtung in der Atmosphäre eines Sterns hängt direkt von der Effektivtemperatur ab: Je höher die Effektivtemperatur, desto höher auch die Temperaturen in den verschiedenen atmosphärischen Schichten. Atome und Elektronen in diesen Schichten verfügen mit zunehmender Temperatur über eine höhere kinetische Energie. Ab einer bestimmten Temperatur, der Anregungstemperatur, kann ein Teil dieser Energie durch Stöße von Elektronen und Atomen auf die Atome übertragen werden, wodurch die Atome auf ein höheres Energieniveau angehoben werden. Mit

¹Die genauen Mechanismen hinter der Entstehung eines Sternspektrums werden zugunsten anderer Themen nicht diskutiert. Einen guten Überblick über dieses Thema bietet aber Kaler (1994).

²Eine ausführliche Diskussion über die Analyse von Sternspektren und die Ableitung von verschiedenen Parametern kann Gray (2022) entnommen werden. Um dem Umfang dieser Arbeit gerecht zu werden, werden hier nur die zentralen Punkte aufgeführt.

zunehmender Temperatur erhöht sich also die Besetzungsdichte der höheren Energiezustände auf Kosten der niedrigeren Energieniveaus. Folglich nimmt die Intensität der Spektrallinien, die zu angeregten Zuständen gehören, mit steigender Temperatur zu.

Bei ausreichend hohen Temperaturen kommt es zur Ionisation von Atomen, wobei die Besetzungsdichte der höheren Ionisationszustände mit steigender Temperatur zunimmt, während die der niedrigeren Ionisationszustände entsprechend abnimmt. Linien eines Elements, die verschiedenen Ionisationszuständen zugeordnet werden können, eignen sich daher besonders gut, um die Effektivtemperatur zu bestimmen.

7.1.2 Schwerebeschleunigung

Die Schwerebeschleunigung $\log g$ spielt eine entscheidende Rolle bei der Beeinflussung der Atmosphärendichte. Eine höhere Schwerebeschleunigung führt zu einer stärkeren Kompression der Atmosphäre und somit zu einer erhöhten Dichte von Atomen, Ionen und Elektronen. Dies erhöht wiederum die Wahrscheinlichkeit für Elektroneneinfänge, auch Rekombination genannt, was das Ionisationsgleichgewicht in Richtung niedrigerer Ionisationsstufen verschiebt.

Mit der Zunahme der Dichte geht auch eine Verstärkung der Coulombkraft zwischen den Elementarteilchen einher, was wiederum den sogenannten Stark-Effekt³ begünstigt. Dies führt zu einer deutlichen Verbreiterung der Absorptionslinien im Spektrum. Insbesondere die Flügel der Balmerlinien bei den untersuchten hsd-Sternen zeigen diese Verbreiterung aufgrund des linearen druckabhängigen Stark-Effekts und dienen somit als Indikatoren für die Schwerebeschleunigung.

Allerdings wird die Verbreiterung der Balmerlinien nicht ausschließlich von $\log g$ sondern auch von der Effektivtemperatur beeinflusst. Infolgedessen reichen diese Linien allein nicht aus, um beide Parameter eindeutig zu bestimmen. Die Analyse der Spektren muss daher neben den Linien der Balmer-Serie auch die anderer chemischer Elemente im Spektrum berücksichtigen, um eine präzise Bestimmung beider Parameter zu ermöglichen. Außerdem bildet auch die Ausprägung des Balmer-Sprungs selbst einen wichtigen Indikator, der für die Analyse der Schwerebeschleunigung herangezogen wird. Letztlich wird im genutzten Skript eine Mischung aus verschiedenen Faktoren herangezogen, um die Bestimmung von Temperatur und Schwerebeschleunigung so gut wie möglich umzusetzen. Dennoch kann diese Korrelation nicht vollständig beseitigt werden.

7.1.3 Elementhäufigkeiten

Ein direkter Ansatz zur Bestimmung von Elementhäufigkeiten, insbesondere der Heliumhäufigkeit, ergibt sich aus der bloßen Präsenz eines Elements in der Sternatmosphäre. Je ausgeprägter das Vorkommen des Elements in der Atmosphäre ist, desto intensiver bilden sich die zugehörigen Absorptionslinien im beobachteten Spektrum aus. Folglich basiert die Ermittlung der Elementhäufigkeiten auf der Intensität ihrer Absorptionslinien.

7.1.4 Bewegungsinformationen

Obwohl diese Aspekte in der vorliegenden Arbeit nicht vertieft werden, ermöglicht die Spektralanalyse auch Rückschlüsse auf die Bewegung des beobachteten Sterns. Insbesondere lässt sich die Radialgeschwindigkeit v_{rad} , also die Geschwindigkeit des Sterns relativ zum Beobachter, durch die Verschiebung der Absorptionslinien ermitteln. Bewegt sich ein Stern auf den Beobachter zu, verschieben sich die Absorptionslinien hin zu kürzeren Wellenlängen, entfernt er sich, verlagern sie sich zu längeren Wellenlängen. Die Radialgeschwindigkeit kann mithilfe der Formel

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{v_{\text{rad}}}{c} \quad (7.2)$$

berechnet werden, wobei c die Lichtgeschwindigkeit darstellt, λ die Wellenlänge der Linie in einem ruhenden System und $\Delta\lambda$ die Verschiebung der Wellenlänge. Letztere kann mithilfe der

³Die Energieniveaus von gebundenen Elektronen werden aufgrund der Interaktion vorbeifliegender Atome und Ionen durch die Coulombkraft gestört. Diese Störung führt zu einer Verbreiterung der Linien.

Spektralanalyse bestimmt werden. Die Untersuchung der Radialgeschwindigkeit ist insbesondere nützlich, um Doppelsternsysteme zu identifizieren, die aus einem hsd-Stern und einem optisch nicht sichtbaren Begleiter bestehen. Dies gelingt durch die Feststellung einer Veränderung der Radialgeschwindigkeit mithilfe mehrerer Spektren, die zu verschiedenen Zeitpunkten aufgenommen wurden.

Zudem ermöglicht der Dopplereffekt die Bestimmung der projizierten Rotationsgeschwindigkeit $v \sin i$ eines Sterns. Beobachtet man einen rotierenden Stern, so bewegt sich eine Hemisphäre auf den Beobachter zu, während sich die gegenüberliegende Hemisphäre von ihm wegbewegt. Dies resultiert in einer Blauverschiebung, also einer Verschiebung zu kürzeren Wellenlängen, und einer Rotverschiebung zu längeren Wellenlängen der Absorptionslinien. Folglich werden die Spektrallinien sowohl verbreitert als auch abgeflacht, was zur Bestimmung genutzt werden kann. Da jedoch die Ausrichtung der Rotationsachse relativ zum Beobachter unbekannt ist, stellt die projizierte Rotationsgeschwindigkeit lediglich eine untere Grenze der tatsächlichen Rotationsgeschwindigkeit dar.

7.2 Iteration der spektralen Energieverteilung mit spektroskopischen Daten

Die durch Spektralanalysen ermittelten atmosphärischen Parameter sind üblicherweise präziser als die durch SED-Fits gewonnene Werte. Daher wurden die SED-Fits für alle Sterne, für die spektroskopische Daten verfügbar waren, unter Verwendung der spektroskopisch bestimmten Werte für Effektivtemperatur, Schwerebeschleunigung und Heliumhäufigkeit erneut durchgeführt. In diesem letzten Schritt des Analyseprozesses wurden die aus den Spektren abgeleiteten Parameter im Fitprozess als feste Werte vorgegeben.

Die Ergebnisse dieser Untersuchungen werden im folgenden dritten Teil dieser Arbeit nun ausführlich diskutiert.

Teil III

Ergebnisse

Im abschließenden Teil dieser Arbeit werden die gewonnenen Erkenntnisse und Ergebnisse ausführlich diskutiert. Kapitel 8 leitet diese Diskussion ein, indem es das durch Katalogabgleiche ermittelte Sample von hsd-Sternen präsentiert. Dieses Sample dient als Grundlage für vertiefte Untersuchungen, die sowohl durch Anwendung der vorgestellten SED-Fits als auch durch die detaillierte Analyse von Spektren ermöglicht werden. Diese Methoden erlauben, ein umfassendes Bild der physikalischen Eigenschaften von hsd-Sternen im US-Survey zu gewinnen.

Besonders hervorzuheben ist dabei die Entdeckung eines potenziellen Hauptreihen-B-Sterns, GALEX J083323.3+430824, der sich als Kandidat für einen sogenannten Runaway-Stern qualifiziert. Da dieser nichts mit den untersuchten hsd-Sternen zu tun hat, wird dieser Stern gesondert in Kapitel 9 betrachtet.

Das abschließende Kapitel 10 fasst die Kernergebnisse der Arbeit zusammen und reflektiert ihre Bedeutung.

KAPITEL 8

Heiße Subdwarf Sterne im US-Survey

Das Ziel der vorliegenden Untersuchungen besteht darin, eine umfassende Analyse von heißen Subdwarf Sternen innerhalb der Felder des US-Surveys durchzuführen. Dabei kommen die in Teil II dieser Arbeit vorgestellten Methoden zum Einsatz. In diesem Kapitel erfolgt eine detaillierte Diskussion der Analyseergebnisse, beginnend mit den Resultaten der Katalogabgleiche. Hierbei wird zusätzlich eine erste Analyse der Sterne in den US-Survey-Feldern vorgenommen (8.1). Im weiteren Verlauf des Kapitels wird das hsd-Sample mittels SED-Fits (8.2) und spektroskopischer Analysen (8.3) detailliert untersucht. Dabei werden Erkenntnisse zur Verteilung von atmosphärischen und stellaren Parametern bei hsd-Sternen präsentiert und eingehend erörtert (8.4).

8.1 Das hsd-Sample

Um die Untersuchung von hsd-Sternen zu realisieren, ist es notwendig, eine gezielte Auswahl an Sternen zu treffen. Als Ausgangspunkt dient der US-Survey, der insgesamt 3987 Sterne auflistet. Wie bereits erörtert, weist der US-Survey aufgrund seiner Entstehung in den 1980er-Jahren bestimmte Limitationen auf, die zur Folge haben, dass nicht alle bekannten hsd-Sterne enthalten sind. Um dieser Unvollständigkeit zu begegnen, wurde das Sample mithilfe von Gaia-Daten innerhalb der durch den US-Survey definierten und in 5.2 spezifizierten Felder um über 800000 Sterne ergänzt. All diese Sterne wurden dann mithilfe von Katalogen blauer Sterne (siehe Kapitel 5) kategorisiert, um eine Auswahl des Samples zu ermöglichen.

Dieser Abschnitt präsentiert zunächst die durch die Katalogabgleiche identifizierten Objekte, welche im US-Survey enthalten sind. Anschließend wird die Erweiterung des Samples näher beleuchtet, bevor abschließend das resultierende Sample kurz vorgestellt wird.

8.1.1 Blaue Sterne im US-Survey

Der zugrundeliegende US-Survey stellt eine Himmelsdurchmusterung für leuchtschwache blaue Objekte dar und erfasst damit insbesondere auch hsd-Sterne (Mitchell et al. 1987; Mitchell und Usher 2004).

Durch die Anwendung der zuvor beschriebenen Katalogabgleiche konnte eine umfassende Identifizierung verschiedener Arten blauer Sterne innerhalb des US-Surveys durchgeführt werden. Dabei wurden 33 bekannte hsd-Sterne und zusätzlich 26 Sterne, die potenziell als hsd-Sterne klassifiziert werden können, identifiziert. Weiterhin wurden 75 Sterne, die wohl dem blauen Horizontalast zugeordnet werden können, sowie 352 Weiße Zwerge erfasst. Interessanterweise enthält der US-Survey auch 5 ELM Weiße Zwerge, was aufgrund der geringen Anzahl von bekannten Objekten bemerkenswert ist. Überdies konnten insgesamt 1170 Objekte als Quasare (QSO) identifiziert und somit für alle weiteren Untersuchungen ausgeschlossen werden.

Für eine erste Analyse aller Sterne, ausgenommen der Quasare, wurden Daten von Gaia herangezogen. Besonders relevant waren dabei Informationen über die Entfernung (repräsentiert durch die Parallaxe), die Eigenbewegung sowie die Farbe der Objekte. Diese Daten ermöglichen es, ein Farben-Helligkeits-Diagramm zu erstellen, welches im Wesentlichen einem Hertzsprung-Russell-Diagramm (HRD) entspricht.

Die absolute Helligkeit M_G eines Objekts lässt sich unter der Verwendung der Parallaxe ϖ und der scheinbare Helligkeit m_G wie folgt berechnen:

$$M_G = m_G + 5 \cdot (\log \varpi + 1). \quad (8.1)$$

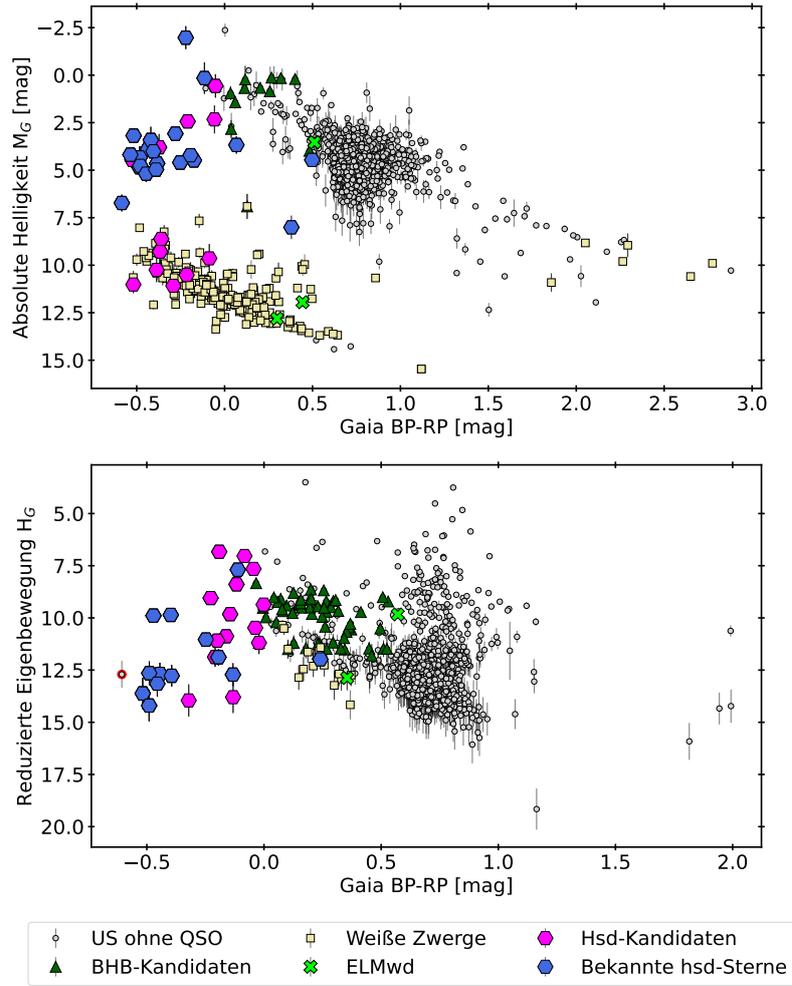


Abbildung 8.1. Hertzsprung-Russell-Diagramme des US-Surveys. Im oberen Diagramm wird die absolute Helligkeit gegen die Farbe aufgetragen. Für die Objekte im unteren Diagramm sind keine verlässlichen Entfernungsinformationen verfügbar, weshalb die reduzierte Eigenbewegung als Stellvertreter für die absolute Helligkeit herangezogen wird. Bekannte Subdwarfs (blau) und mögliche Kandidaten dieser (magenta) sind als Hexagon dargestellt, Weiße Zwerge (gelb) als Quadrate, BHB-Sterne (dunkelgrün) als Dreiecke und ELMs als Kreuze (hellgrün). Die Punkte stellen das übrige nicht identifizierte US-Sample ohne Quasare dar (grau). Fehler auf die berechnete absolute Helligkeit bzw. reduzierte Eigenbewegung sind als Balken dargestellt.

Die Genauigkeit der berechneten absoluten Helligkeit hängt dabei stark von der Präzision der Parallaxenmessung ab. Angesichts dessen wurde ein Qualitätskriterium eingeführt, welches die Anwendung dieser Formel zur Bestimmung der absoluten Helligkeit beschränkt. Objekte, die einen Fehler der Parallaxenmessung von mehr als 40% aufweisen, sowie Objekte, die über eine negative Parallaxenmessung verfügen, wurden durch das Qualitätskriterium von diesen Berechnungen ausgeschlossen. Für diese und zusätzliche Objekte, für die keine Parallaxenmessungen verfügbar waren, wurde ein alternativer Ansatz gewählt.

In solchen Fällen wurde, basierend auf dem Ansatz von Culpan et al. (2022a), die reduzierte Eigenbewegung H_G als Ersatz für die absolute Helligkeit verwendet. Diese berechnet sich aus der scheinbaren Helligkeit m_G und der Eigenbewegung μ gemäß:

$$H_G = m_G + 5 \cdot (\log \mu + 1). \quad (8.2)$$

Die resultierenden Werte für absolute Helligkeit oder reduzierte Eigenbewegung werden dann gegen den Gaia-Farbindex ($B_p - R_p$) aufgetragen. Die daraus resultierenden Diagramme werden in Abbildung 8.1 dargestellt und erlauben eine erste Analyse der untersuchten Sterne. Dabei ist anzumerken, dass die Analyse der Sterne im H_G -($B_p - R_p$)-Diagramm weniger genau ist, da für die Eigenbewegung keinerlei Qualitätskriterium angewendet wurde. Die verschiedenen Arten von Sternen sind räumlich nicht so deutlich getrennt wie im M_G -($B_p - R_p$)-Diagramm, welches einem

HRD entspricht. Diese Tatsache betonen auch Culpan et al. (2022a), argumentieren jedoch, dass die Vorteile einer solchen Analyse überwiegen, weshalb sie auch in dieser Arbeit angewendet wird.

Um möglichst alle hsd-Sterne im US-Survey zu erfassen, wurde entschieden, alle Sterne, die mittels der Katalogabgleiche als hsd-Sterne oder potenzielle Kandidaten identifiziert wurden, in das Untersuchungssample aufzunehmen. Eine Analyse ihrer Positionen in den Diagrammen in Abbildung 8.1 legt nahe, dass insbesondere unter den hsd-Kandidaten einige Weiße Zwerge enthalten sind. Dies wird dadurch unterstrichen, dass sich einige der Kandidaten im Farben-Helligkeits-Diagramm in der Weißen-Zwerg-Sequenz wieder finden. Besonders im unteren Diagramm wird zudem ersichtlich, dass die hsd-Kandidaten eine Position zwischen den bekannten hsd-Sternen und den BHB-Sternen einnehmen. Dies lässt erwarten, dass das Sample auch BHB-Sterne umfasst. Dennoch befindet sich ein Großteil der ausgewählten Sterne im erwarteten Bereich des extremen Horizontalasts. Auffällig ist ein Objekt im unteren Diagramm, welches nahe den bekannten hsd-Sternen liegt, von den Katalogen jedoch nicht erfasst wird. Aufgrund seiner Position im Diagramm wurde dieser Stern manuell zum Sample hinzugefügt und ist zur besseren Sichtbarkeit im Diagramm rot hervorgehoben.

8.1.2 Blaue Sterne in den Negativabgleichen

Wie bereits erwähnt, zeichnete sich im Verlauf der Untersuchungen ab, dass der US-Survey nicht alle bekannten hsd-Sterne erfasst. Um diese Lücke zu schließen, wurde innerhalb der in Tabelle 5.2 definierten räumlichen Grenzen des US-Surveys gezielt nach weiteren Objekten gesucht. Folglich wurden neben den annähernd 4000 Sternen des US-Surveys zusätzlich über 800000 Objekte durch die Katalogabgleiche analysiert. Der signifikante Mehrwert dieser erweiterten Analyse wird in Abbildung 8.2 verdeutlicht, in der die ursprünglich im US-Survey enthaltenen sowie die durch den Negativabgleich zusätzlich identifizierten blauen Sterne im Feld SA57 gegenübergestellt werden. Der Negativabgleich ermöglicht die Erfassung zahlreicher weiterer Weißer Zwerge und BHB-Sterne, die zuvor im US-Survey fehlten. Auch wenn viele der bekannten hsd-Sterne bereits durch den US-Survey abgedeckt wurden, konnten durch die Ergänzungen in allen Feldern insgesamt 16 weitere bekannte hsd-Sterne identifiziert werden. Besonders vorteilhaft erscheint die Ergänzung für die Identifizierung von hsd-Kandidaten, wobei allein im Feld SA57 15 zusätzliche Kandidaten ermittelt werden konnten. Eine vollständige Übersicht über die Anzahl der jeweils durch den US-Survey und Negativabgleich hinzugekommenen Sterne für das gesamte Untersuchungsgebiet kann Tabelle 8.1 entnommen werden.

Alle vom Negativabgleich erfassten Sterne wurden analog zum Verfahren, das bereits für die Objekte des US-Surveys angewendet wurde, mithilfe von Farben-Helligkeits-Diagrammen untersucht. Die resultierenden Diagramme sind in Abbildung 8.3 dargestellt und verdeutlichen ähnliche Muster wie bei der Untersuchung der US-Survey-Objekte. Insbesondere zeigt sich, dass auch hier einige der als hsd-Kandidaten klassifizierten Sterne vermutlich Weiße Zwerge sind. Zudem befin-

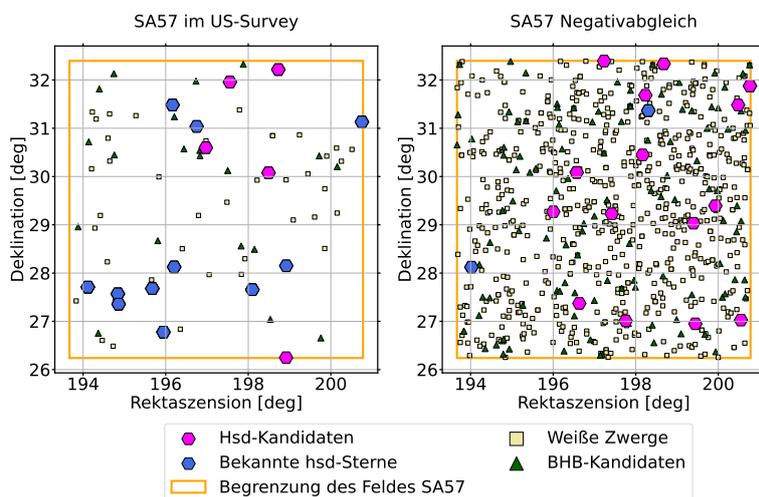


Abbildung 8.2. Links sind die vom US-Survey im Feld SA57 erfassten und mittels der Katalogabgleiche identifizierten Objekte dargestellt. Rechts sind die mithilfe des Negativabgleichs neu hinzugekommenen identifizierten Objekte im gleichen Feld dargestellt. Die Symbole und Farben sind entsprechend denen in Abbildung 8.1 gewählt. Das orange Rechteck markiert die in Tabelle 5.2 definierte Begrenzung des Feldes SA57.

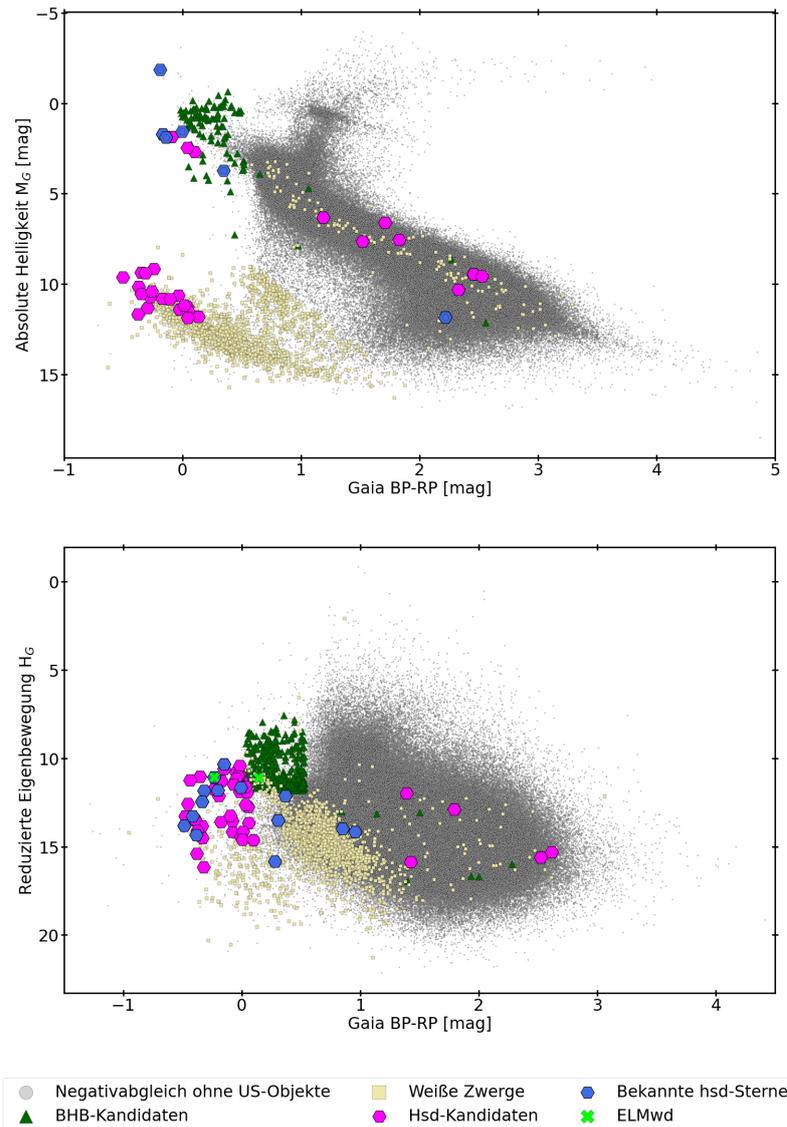


Abbildung 8.3. Entspricht Abbildung 8.1, zeigt aber die Objekte des Negativabgleichs. Fehler auf die berechnete absolute Helligkeit bzw. reduzierte Eigenbewegung werden für bessere Übersichtlichkeit nicht dargestellt, bewegen sich jedoch in der gleichen Größenordnung wie in Abbildung 8.1.

den sich einige hsd-Sterne auf der Hauptreihe, die vorrangig durch die nicht identifizierten Objekte geprägt wird. Dies deutet entweder auf eine mögliche Kontamination der hsd-Kandidaten durch Hauptreihensterne oder auf eine falsche Identifizierung im Zuge der Katalogabgleiche hin. Die Diagramme zeigen auch erneut die Nähe der hsd-Kandidaten zu BHB-Sternen und weisen darauf hin, dass auch die im Negativabgleich identifizierten hsd-Sterne teilweise BHB-Sterne einschließen könnten.

Im oberen Diagramm der Abbildung 8.3 zeigt sich, dass im Bereich des extremen Horizontalasts (EHB) keine weiteren hsd-Sterne identifiziert werden konnten. Dies lässt darauf schließen, dass der US-Survey innerhalb seiner definierten Grenzen den für hsd-Sterne relevanten Bereich des EHB bereits effektiv erfasst hat.

Basierend auf diesen Analysen kann nun gezielt ein Sample für die weiterführenden Untersuchungen zusammengestellt werden. Die Auswahl des Samples wird im folgenden Abschnitt diskutiert.

8.1.3 Auswahl des Samples

Um eine umfassende Analyse von hsd-Sternen im US-Survey zu realisieren, ist die sorgfältige Auswahl der zu untersuchenden Sterne von entscheidender Bedeutung. Ziel ist es, sicherzustel-

Tabelle 8.1. Anzahl der jeweils durch die Katalogabgleiche identifizierte Objekte im US-Survey und im Negativabgleich.

Art des Objekts	US-Survey	Negativabgleich	Gesamt
Bekannte hsd-Sterne	33	16	49
Hsd-Kandidaten	27	64	91
BHB-Sterne	75	458	533
Weißer Zwerge	352	3445	3797
ELM Weißer Zwerge	5	2	7
Quasare	1170	56822	57992

len, dass sowohl bekannte hsd-Sterne als auch potenzielle hsd-Kandidaten in die Untersuchungen einbezogen werden. Daher umfasst das Sample nicht nur die innerhalb des US-Surveys erfassten hsd-Sterne, sondern auch die, die durch den Negativabgleich identifiziert wurden. Die Auswertungen von Abbildung 8.1 und 8.3 legen nahe, dass sowohl die im US-Survey als auch die durch den Negativabgleich identifizierten hsd-Sterne möglicherweise auch andere Arten blauer Sterne, namentlich BHB-Sterne und Weißer Zwerge, umfassen. Bei den BHB-Sternen handelt es sich um erwünschte Objekte, deren Parameter im Zuge der Analyse ebenfalls wichtige Einblicke geben können. Da der Hauptfokus jedoch weiter auf den hsd-Sternen liegen soll, werden die als BHB-Sterne klassifizierten Objekte nicht in die Untersuchungen einbezogen. Weißer Zwerge hingegen stellen eine unerwünschte Kontamination des Samples dar, werden jedoch erst zu einem späteren Zeitpunkt von den Untersuchungen ausgeschlossen, da eine sichere Identifizierung der Weißen Zwerge bislang nicht eindeutig möglich ist.

Das finale Sample für die weiteren Untersuchungen setzt sich daher aus allen Objekten zusammen, die durch den Katalogabgleich als bekannte hsd-Sterne oder potenzielle hsd-Kandidaten klassifiziert wurden. Es ist jedoch wichtig, die Kontamination des Samples durch Weißer Zwerge bei den folgenden Analysen zu berücksichtigen, da eine präzise Differenzierung der einzelnen Objekte zu einem späteren Zeitpunkt möglich wird.

Das resultierende Sample umfasst 141 Sterne, die im Anhang A.1 detailliert aufgelistet sind. Ergänzend zu den Katalogabgleichen wurde eine umfangreiche Literaturrecherche durchgeführt, um vorhandene Informationen zu Effektivtemperatur, Schwerebeschleunigung und Heliumhäufigkeit der Sterne zu sammeln. So konnte eine Grundlage für eine etwaige Konsistenzprüfung der Ergebnisse der folgenden Untersuchung gewährleistet werden. Die durch die Recherche ermittelten atmosphärischen Parameter sind ebenfalls in Anhang A.1 dokumentiert.

8.2 SED-Fits

Mit einem definierten Sample für die weiteren Untersuchungen folgen nun die in Abschnitt 6 beschriebenen Modellierungen der spektralen Energieverteilung (SED-Fits). Diese Fits eröffnen die Möglichkeit, erste Einschätzungen bezüglich der Effektivtemperatur, der Existenz von Doppelsternsystemen sowie der Kontamination des Samples vorzunehmen. Für die Durchführung der SED-Modellierung ist die Festlegung von Startwerten für die verschiedenen Fit-Parameter essenziell. Im Folgenden wird daher die Auswahl dieser Startparameter und ihre Anpassung während des Fitprozesses näher beleuchtet (8.2.1). Anschließend werden die resultierenden Effektivtemperaturen dargestellt und hinsichtlich ihrer Plausibilität eingeordnet (8.2.2). Darauf aufbauend wird die Kontamination des Samples weiterführend diskutiert (8.2.3). Abschließend werden identifizierte Doppelsternsysteme und ihre Eigenschaften vorgestellt (8.2.4).

8.2.1 Startwerte und Anpassungen während des Fitprozesses

Für die Durchführung der SED-Fits müssen dem Programm Startwerte für die verschiedenen Fitparameter, insbesondere Effektivtemperatur, Schwerebeschleunigung und Heliumhäufigkeit, über-

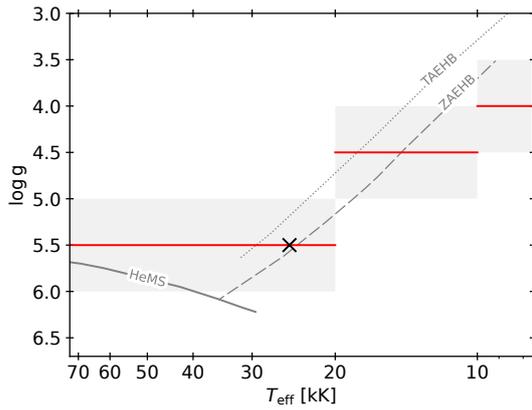


Abbildung 8.4. Kiel-Diagramm mit eingetragener Heliumhauptreihe (HeMS; Paczyński 1971) und extremen Horizontalst (ZA/TA-EHB; Dorman und Rood 1993). Als rote Linien sind die gewählten Startwerte für die Schwerebeschleunigung $\log g$ in Abhängigkeit der Effektivtemperatur T_{eff} dargestellt. Sie wurden so gewählt, dass sie der Annahme eines EHB-Sterns entsprechen. Das schwarze Kreuz markiert den Startpunkt der meisten SED-Fits für diese beiden Parameter. Die schraffierten Bereiche markieren die Grenzen, innerhalb derer Literaturwerte für $\log g$ als Startwert für den Fit herangezogen wurden.

geben werden. Wie diese gewählt wurden, wird im Folgenden erläutert.

Effektivtemperatur. Für die Untersuchung der hsd-Sterne wurde ein repräsentativer Startwert für die Effektivtemperatur T_{eff} festgelegt. Hsd-Sterne, die dem extremen Horizontalst zugeordnet werden können, weisen Temperaturen zwischen 20000 und 80000 Kelvin auf, wobei ein Großteil der Sterne in einem engeren Temperaturbereich von 20000 bis 35000 Kelvin liegt (siehe Kapitel 1). Basierend auf diesen Erkenntnissen wurde der Startwert der Effektivtemperatur für den SED-Fit auf $T_{\text{eff}} = 25000\text{K}$ angesetzt. Sofern für untersuchte Objekte Literaturwerte für T_{eff} verfügbar waren, wurde der Startwert entsprechend diesen Angaben angepasst.

Der SED-Fit beginnt anhand dieses Startwertes standardmäßig mit dem sdB-Modellgitter¹. Stellte sich während des Fitprozesses heraus, dass der untersuchte Stern außerhalb der Temperaturgrenzen des sdB-Gitters liegt, sei es heißer oder kälter, wurde der Startwert der Temperatur entsprechend angepasst, um gegebenenfalls in ein anderes Modellgitter zu wechseln. Dieses iterative Vorgehen stellt letztlich sicher, dass durch die Fits ein weiter Temperaturbereich abgedeckt ist und der optimale Fit gefunden wird.

Schwerebeschleunigung. Da eine direkte Beziehung zwischen der Schwerebeschleunigung $\log g$ und der Effektivtemperatur T_{eff} besteht, ist es notwendig, $\log g$ passend zum gewählten Startwert von T_{eff} festzulegen. Im Kiel-Diagramm² in Abbildung 8.4 sind sowohl die Heliumhauptreihe (HeMS) nach Paczyński (1971) als auch die Begrenzung des extremen Horizontalasts (ZAEHB und TAEHB³) nach Dorman und Rood (1993) eingezeichnet. Da es sich bei hsd-Sternen um Sterne des EHB handelt, wurde basierend auf diesen Informationen für Sterne mit einer $T_{\text{eff}} \geq 20000\text{K}$ ein Startwert von $\log g = 5.5$ gewählt. Stellte sich im Verlauf der Iteration von T_{eff} heraus, dass T_{eff} unter 20000 Kelvin fällt, wurde $\log g$ entsprechend angepasst: auf $\log g = 4.5$ für $10000\text{K} \leq T_{\text{eff}} < 20000\text{K}$ und $\log g = 4.0$ für $T_{\text{eff}} < 10000\text{K}$.

Die Sensibilität der SED-Fits gegenüber Veränderungen in $\log g$ ist sehr gering, weshalb $\log g$ durch die Fits nicht zuverlässig bestimmt werden kann. Daher wird der Startwert für die Schwerebeschleunigung als fixer Parameter behandelt, der im Verlauf der Modellierung nicht angepasst wird. Änderungen von $\log g$ beschränken sich also auf die zuvor beschriebenen Fälle. Waren Literaturwerte für $\log g$ verfügbar, die innerhalb der im Diagramm grau schraffierten Bereiche lagen und somit der Annahme eines EHB-Sterns entsprechen, wurden diese bevorzugt verwendet.

Heliumhäufigkeit. Ähnlich wie die Schwerebeschleunigung lässt sich auch die Heliumhäufigkeit nicht durch die SED-Fits ableiten. Waren Literaturwerte verfügbar, wurden diese für die Analyse herangezogen. Andernfalls wurde die Heliumhäufigkeit standardmäßig auf den solaren Wert von $\log n(\text{He})/n(\text{H}) = -1$ festgelegt.

¹Für die Modellgitter siehe Tabelle 6.1.

²Im Kiel-Diagramm wird die Schwerebeschleunigung gegen die Effektivtemperatur aufgetragen.

³Die Abkürzungen ZAEHB und TAEHB werden zu einem späteren Zeitpunkt in Abschnitt 8.3.1 erläutert, da die genaue Bedeutung an dieser Stelle nicht von Relevanz ist. Die HeMS beschreibt die Position reiner Heliumsterne verschiedener Massen.

Diese Iteration der Startwerte wurde für alle Sterne des hsd-Samples durchgeführt, um den besten Fit zu finden. Startpunkt war, entsprechend dem eben Beschriebenen, in den meisten Fällen $T_{\text{eff}} = 25000\text{K}$ und $\log g = 5.5$. Dieser Punkt ist in Abbildung 8.4 gesondert markiert und befindet sich auf dem EHB. Da die Ergebnisse dieser Analysen hauptsächlich Aufschluss über die Effektivtemperatur der untersuchten Objekte geben, werden diese Erkenntnisse nun diskutiert.

8.2.2 Effektivtemperaturen des hsd-Samples

Die SED-Fits ermöglichen die Bestimmung von Effektivtemperaturen für das gesamte Sample. Die Genauigkeit dieser Werte ist maßgeblich von der Qualität und der Abdeckung durch die zugrunde liegenden photometrischen Daten abhängig. In Abbildung 8.6 werden sechs ausgewählte SED-Fits dargestellt, welche eine umfangreiche Abdeckung mit photometrischen Daten vom UV- bis in den IR-Bereich aufweisen. Eine Ausnahme bildet HZ 38 (8.6f), bei dem Daten im UV-Bereich fehlen. Obwohl hier Beispiele mit einer ausgezeichneten Datenabdeckung präsentiert werden, ist es wichtig zu betonen, dass die Verfügbarkeit von photometrischen Daten für viele Objekte im Sample erheblich schlechter ist.

In Abbildung 8.5 werden die ermittelten Effektivtemperaturen T_{eff} der Sterne in Form eines Histogramms dargestellt. Da die Bestimmung von T_{eff} bei hohen Temperaturen mit zunehmenden Unsicherheiten verbunden ist, erfolgt die Darstellung der Temperaturen auf einer logarithmischen Skala. Dies ermöglicht eine den Ungenauigkeiten entsprechende Darstellung der Ergebnisse. Im Histogramm zeichnen sich zwei Gruppen von Sternen ab: Eine signifikante Anzahl von Sternen weist Temperaturen zwischen 20000 und 40000 Kelvin auf, während sich eine weitere Gruppe bei Temperaturen unter 15000 Kelvin bildet. Die Gruppe der heißeren Sterne entspricht dabei den gesuchten hsd-Sternen, während die kühleren Sterne vermutlich BHB- oder Hauptreihensterne darstellen. Diese Beobachtung entspricht den Erwartungen und Analysen aus Abschnitt 8.1 und bestätigt die Annahme, dass das gewählte hsd-Sample auch BHB-Sterne umfasst, da diese für gewöhnlich Temperaturen unter 20000 Kelvin aufweisen.

Neben dem Histogramm, das die Effektivtemperaturen zeigt, wird ein weiteres Diagramm präsentiert, in dem die aus den SED-Fits abgeleiteten Effektivtemperaturen T_{eff} gegen die Abweichung von vorhandenen Literaturwerten $T_{\text{eff}}^{\text{SED}} - T_{\text{eff}}^{\text{Lit}}$ aufgetragen sind. Die meisten Literaturwerte können innerhalb einer Toleranz von 20% reproduziert werden. Dieses Konfidenzintervall ist im Diagramm durch einen grau hinterlegten Bereich kenntlich gemacht. Es lassen sich keine systematischen Abweichungen von den Literaturwerten finden, was darauf hindeutet, dass systematische Fehler in der Analyse zunächst ausgeschlossen werden können. Dennoch weicht die Bestimmung von T_{eff} bei einigen, vorwiegend kühleren Sterne, deutlich mehr als 20% von den Literaturwerten ab. Überdies wird die zunehmende Ungenauigkeit der bestimmten Effektivtemperaturen bei höhe-

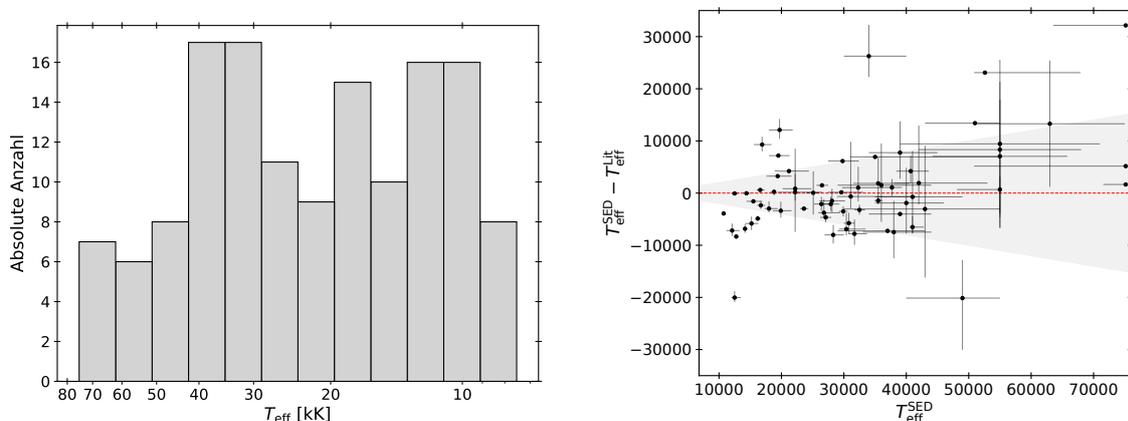


Abbildung 8.5. Histogramm der ermittelten Effektivtemperaturen für das hsd-Sample (Links). Rechts sind die ermittelten Effektivtemperaturen $T_{\text{eff}}^{\text{SED}}$ gegen ihre jeweilige Abweichung von den Literaturwerten $T_{\text{eff}}^{\text{SED}} - T_{\text{eff}}^{\text{Lit}}$ aufgetragen. Ein Konfidenzintervall, welches eine Abweichung von 20% zwischen Literaturwert und ermittelten Wert markiert, ist grau hinterlegt.

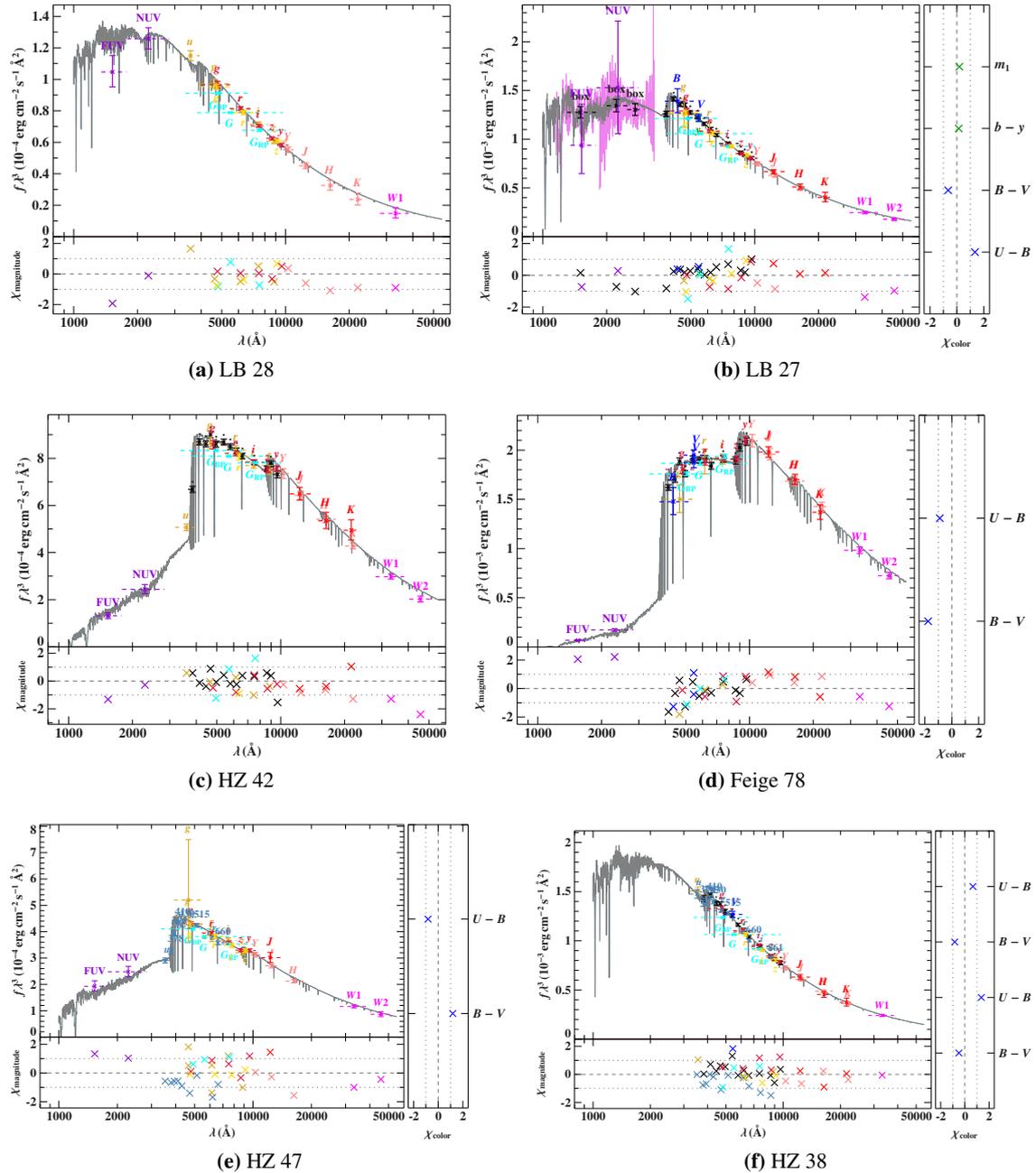


Abbildung 8.6. Beispiele guter SED-Fits für sechs ausgewählte Objekte des hsd-Samples. Aufgetragen wird der Fluss f (multipliziert mit λ^3) gegen die Wellenlänge λ . Die modellierte SED ist in grau dargestellt, während die für den Fit verwendeten photometrischen Daten farbig dargestellt werden. Zusätzlich wird in den Panels unter und rechts der Fits die Abweichung der photometrischen Daten von der modellierten SED dargestellt. Alle dargestellten SED-Fits profitieren von einer guten Abdeckung über den gesamten Spektralbereich von UV bis IR.

ren Temperaturen ersichtlich, da die Fehlerbalken mit steigender Temperatur deutlich zunehmen. Das macht die Herausforderungen bei der Temperaturbestimmung in diesem Bereich zusätzlich deutlich.

Diese Analyse ermöglicht einen ersten Einblick in die Effektivtemperaturen des untersuchten Samples. Auch wenn die dargestellten Effektivtemperaturen noch Weiße Zwerge beinhalten, zeichnet sich bereits hier eine Ausbildung von zwei Gruppen ab. Dies stellt einen ersten Hinweis dar, dass es einen Bereich zwischen den hsd- und den BHB-Sternen gibt, in dem nur wenige Sterne zu finden sind. Die Ursache für diese Lücke ist bisher nicht bekannt und kann auch von den Entstehungsmodellen nicht beschrieben werden. Um ein besseres Verständnis hierfür aufzubauen, ist die weitere Untersuchung der BHB-Sterne sinnvoll, um Parameter zu bestimmen, die diese Beobachtungen spezifizieren.

Für diese Untersuchungen ist es jedoch wichtig, Weiße Zwerge aus dem Sample auszuschließen. Bei ihnen handelt es sich nicht um Sterne des Horizontalasts, weshalb sie die Analysen und Ergebnisse verfälschen. Diesem Problem kann ebenfalls mit den SED-Fits begegnet werden. Im folgenden Abschnitt wird daher erläutert, wie Weiße Zwerge aus dem Sample entfernt wurden.

8.2.3 Kontamination mit Weißen Zwergen

Auch wenn die Bestimmung von stellaren Parametern erst gegen Ende des Kapitels thematisiert wird, eröffnen diese eine direkte Möglichkeit, Weiße Zwerge innerhalb des Samples zu identifizieren. Vor allem sind die mit Gleichung 6.6 ermittelten Massen der Sterne eng mit deren Schwerebeschleunigung verbunden. Da Weiße Zwerge nicht zum Horizontalast gehören, führt die vorgestellte Abschätzung der Startparameter zu einer signifikanten Unterschätzung ihrer Schwerebeschleunigung. Dies hat zur Folge, dass die berechneten Massen außergewöhnlich gering ausfallen, oft unter $0.001M_{\odot}$. Auch die berechneten Radien bieten ein Indiz, da diese erheblich kleiner als die von hsd-Sternen sind. Diese Kriterien dienen als Grundlage, um Weiße Zwerge aus den weiteren Untersuchungen auszuschließen.

Um sicherzugehen, dass es sich bei den aussortierten Sternen tatsächlich nicht um Horizontalaststerne handelt, wurden auch die scheinbaren Helligkeit der Sterne und Kataloge, die spektroskopisch identifizierte Weiße Zwerge auflisten, herangezogen. Sterne, welche die Kriterien für Masse und Radius erfüllen und dunkler als 19mag sind, kommen nicht als hsd-Sterne infrage. Zudem bieten auch die in der Literatur vorhandenen Werte für die Schwerebeschleunigung ein Indiz, da Schwerebeschleunigungen von über $\log g = 6.6$ mit hoher Wahrscheinlichkeit Weißen Zwergen zugeordnet werden können. Zudem wird auch auf die Farben-Helligkeits-Diagramme aus Abschnitt 8.1 als eine weitere Informationsquelle über die Kontamination zurückgegriffen. Diese Herangehensweise ermöglicht es, Weiße Zwerge aus dem Sample auszuschließen und stellt sicher, dass in den weiteren Untersuchungen tatsächlich nur Sterne des blauen und extremen Horizontalasts berücksichtigt werden.

In Anhang A.2 findet sich eine Liste der aufgrund der beschriebenen Kriterien ausgeschlossenen Weißen Zwerge. Diese Auflistung beinhaltet neben den Namen der Sterne auch die spezifischen Fit-Parameter der SED-Fits, mit einem besonderen Augenmerk auf die stellaren Parameter.

8.2.4 Identifizierung von visuellen Doppelsternsystemen

Die SED-Fits erlauben Doppelsternsysteme, die sich aus einem Horizontalaststern und einem Stern der Spektralklasse F, G oder K zusammensetzen, zu identifizieren. Für diese Analyse werden alle Fits zunächst unter der Annahme durchgeführt, dass es sich um ein solches Doppelsternsystem handelt. Falls der Begleitstern nicht vorhanden oder vom Horizontalaststern überstrahlt wird⁴, also keinen signifikanten Beitrag zur spektralen Energieverteilung leistet, wird im Fitprozess der Parameter des Oberflächenverhältnisses sehr klein oder Null. Ist dies der Fall, so wird der Begleiter im Fitprozess nicht weiter berücksichtigt. Ist jedoch ein F/G/K-Stern vorhanden, wird dies in der SED durch das Auftreten von zwei Maxima deutlich sichtbar. Diese charakteristische Eigenschaft ermöglicht eine klare Identifikation solcher Doppelsternsysteme im Rahmen der SED-Analyse.

⁴Das ist der Fall, wenn der hsd-Stern von einem M-Stern oder einem Weißen Zwerg begleitet wird.

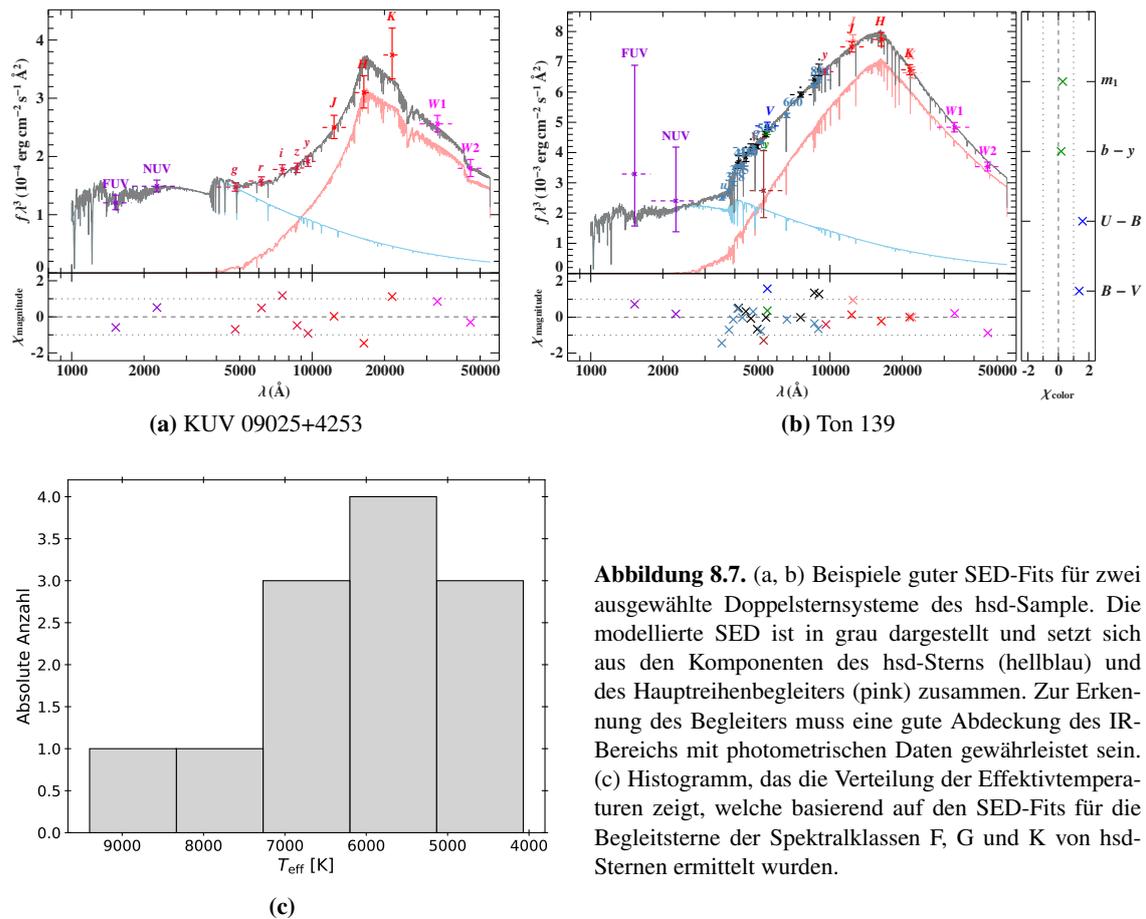


Abbildung 8.7. (a, b) Beispiele guter SED-Fits für zwei ausgewählte Doppelsternsysteme des hsd-Sample. Die modellierte SED ist in grau dargestellt und setzt sich aus den Komponenten des hsd-Sterns (hellblau) und des Hauptreihenbegleiters (pink) zusammen. Zur Erkennung des Begleiters muss eine gute Abdeckung des IR-Bereichs mit photometrischen Daten gewährleistet sein. (c) Histogramm, das die Verteilung der Effektivtemperaturen zeigt, welche basierend auf den SED-Fits für die Begleitsterne der Spektralklassen F, G und K von hsd-Sternen ermittelt wurden.

In Abbildung 8.7 werden zwei beispielhafte SED-Fits für Doppelsternsysteme dargestellt. Die Beiträge des hsd-Sterns sind dabei jeweils in Hellblau und die des Begleiters in Pink visualisiert, während die resultierende kombinierte SED in Grau dargestellt wird. Die Darstellung verdeutlicht, dass die hsd-Sterne vorwiegend im UV-Bereich des Spektrums dominieren, wohingegen der Begleiter sein Strahlungsmaximum im IR-Bereich aufweist. Für die Entdeckung des Begleitsterns ist daher die Verfügbarkeit von photometrischen Daten im IR-Bereich entscheidend. Fehlen diese Daten, ist eine zuverlässige Identifizierung des Begleiters nicht möglich. Aber auch die Abdeckung mit UV-Daten ist relevant, um für den hsd-Stern Aussagen treffen zu können. Dennoch muss deutlich gemacht werden, dass die für hsd-Sterne bestimmten Fitparameter in solchen Systemen mit Vorsicht zu betrachten sind, da die Parameter lediglich durch den UV-Bereich begrenzt werden und eine Abdeckung in diesem Spektralbereich nur durch wenige Himmelsdurchmusterungen gewährleistet ist.

Auf diese Weise konnten im hsd-Sample insgesamt 12 Doppelsternsysteme identifiziert werden. Die Begleitsterne weisen dabei Temperaturen im Bereich von 4000 bis etwa 9000 Kelvin auf, was für Sterne der Spektralklasse F, G und K typisch ist. In Abbildung 8.7c sind die bestimmten Effektivtemperaturen der Begleiter in einem Histogramm dargestellt. Die spezifischen Fitparameter der Begleitsterne sind detailliert in der Zusammenfassung der endgültigen Ergebnisse der durchgeführten Analysen in Anhang A.6 zu finden. Da nur für wenige dieser Systeme gute Parallaxenmessungen verfügbar waren, konnten nur für drei Begleitsterne stellare Parameter ermittelt werden. Diese Parameter bewegen sich dabei ebenfalls im erwarteten Bereich.

Németh (2020) beschreibt, dass sich etwa 20% der hsd-Sterne in einem Doppelsternsystem mit einem F/G/K-Stern befinden sollten. In den vorliegenden Untersuchungen bilden die 12 identifizierten Doppelsternsysteme einen Anteil von 12.8% des Samples⁵. Dieser Wert erscheint zunächst etwas zu niedrig, allerdings muss darauf hingewiesen werden, dass aufgrund der begrenzten Verfügbarkeit von photometrischen Daten im Infrarotbereich für viele Objekte im Sample nicht ab-

⁵Es wurde hier das von Weißen Zwergen bereinigte Sample betrachtet.

schließlich geklärt werden konnte, ob alle potenziellen Doppelsternsysteme, bestehend aus hsd- und F/G/K-Sternen, identifiziert wurden. Es kann also keine Aussage über die Vollständigkeit der identifizierten Doppelsternsysteme getroffen werden. Die 12.8% stellen somit eine untere Grenze dar. Die vorliegenden Ergebnisse widersprechen den theoretischen Erwartungen also nicht und weisen darauf hin, dass mindestens 12.8% der hsd-Sterne im US-Survey durch das Roche-Lobe-Overflow-Szenario entstanden sind.

Die durchgeführten Untersuchungen liefern wertvolle Einblicke in die Charakteristika der analysierten Sterne. Für das gesamte Sample konnten Effektivtemperaturen ermittelt werden, zudem gelang die Beseitigung der durch Weiße Zwerge verursachten Kontamination. Im Übrigen wurden mehrere Doppelsternsysteme identifiziert, wobei auch für die Begleitsterne Effektivtemperaturen bestimmt werden konnten. Diese Ergebnisse tragen zum Verständnis der Population bei, bieten jedoch keine Informationen zu anderen wichtigen Eigenschaften wie der Schwerebeschleunigung oder der Heliumhäufigkeit. Deshalb widmet sich der folgende Abschnitt den Ergebnissen weiterführender spektroskopischer Analysen, um die Eigenschaften des Samples zu untersuchen.

8.3 Spektroskopie

Auf die SED-Analysen folgend wurden spektroskopische Analysen durchgeführt. Diese ermöglichen es, nicht nur die Informationen über die Effektivtemperatur zu verfeinern, sondern eröffnen auch einen Einblick in weitere atmosphärische Parameter, wie die Schwerebeschleunigungen und Heliumhäufigkeiten des hsd-Samples. Für diese Untersuchungen wurden die im vorangegangenen Kapitel als Weiße Zwerge klassifizierten Objekte nicht länger berücksichtigt.

Die spektroskopischen Analysen basieren auf Spektren, die aus den Datenveröffentlichungen SDSS DR17 (Abdurro'uf et al. 2022) und LAMOST DR8⁶ stammen, die insgesamt für 57 Objekte des Samples verfügbar waren. Die Auswertung der Spektren erfolgte mittels eines automatisierten Programms, welches im Verlauf des Fitprozesses Werte für Effektivtemperatur, Schwerebeschleunigung und Heliumhäufigkeit bestimmt. Als Grundlage für den Fit dienten erneut die Modellgitter aus Tabelle 6.1 und ein passendes Gitter wurde entsprechend der in den SED-Analysen abgeleiteten Effektivtemperatur ausgewählt. Waren innerhalb der Datenbank von LAMOST oder SDSS mehrere Spektren für dasselbe Objekt verfügbar, wurden in der Regel alle Spektren für den Fitprozess herangezogen, es sei denn, ein Spektrum wies eine signifikant geringere Qualität im Vergleich zu den anderen auf. In solchen Fällen konzentrierte sich die Analyse auf die Spektren höherer Qualität. Waren sowohl Spektren von SDSS und LAMOST verfügbar, wurden beide getrennt betrachtet und die jeweiligen Ergebnisse auf Konsistenz geprüft. Für die folgenden Analysen wurden dann die Daten von höherer Qualität, in der Regel die der SDSS-Spektren, herangezogen.

Da im Fitprozess Doppelsterne nicht berücksichtigt werden und nur als ein einzelner Stern modelliert wurden, sind die erhaltenen Werte für diese Sterne mit Vorsicht zu genießen. Mittels der SED identifizierte Doppelsternsysteme sind deshalb in den folgenden Auswertungen gesondert markiert. Dennoch wurde im Fitprozess die Ermittlung möglichst genauer Werte angestrebt. Hierfür wurde mit den SED-Fits bestimmt, welchen Teil des Spektrums der hsd-Stern dominiert und welchen der Begleiter. Für die Analysen wurde dann jeweils nur der Bereich herangezogen, der vom hsd-Stern dominiert wird.

Abbildung 8.8 zeigt das Spektrum des Sterns Ton 140. Gemäß der in Abschnitt 1.2.2 erläuterten Klassifikation handelt es sich dabei um einen sdB-Stern mit einer Effektivtemperatur von 25300 Kelvin. Charakteristisch für diese Sterne sind eine deutlich ausgeprägte Balmer Serie des Wasserstoffs (H α) sowie kaum sichtbare Absorptionslinien des neutralen Heliums (HeI). Das gemessene Spektrum wird in den oberen Panels der Abbildung in Schwarz dargestellt, während der entsprechende Fit in Rot hervorgehoben wird. Die Darstellung erfolgt mit dem normalisierten Fluss, der gegen die Wellenlänge λ aufgetragen wird. Im unteren Panel sind zusätzlich die Abweichungen zwischen modelliertem und gemessenem Spektrum visualisiert, um die Qualität des Fits zu veranschaulichen.

⁶<http://www.lamost.org/dr8/v1.0/>

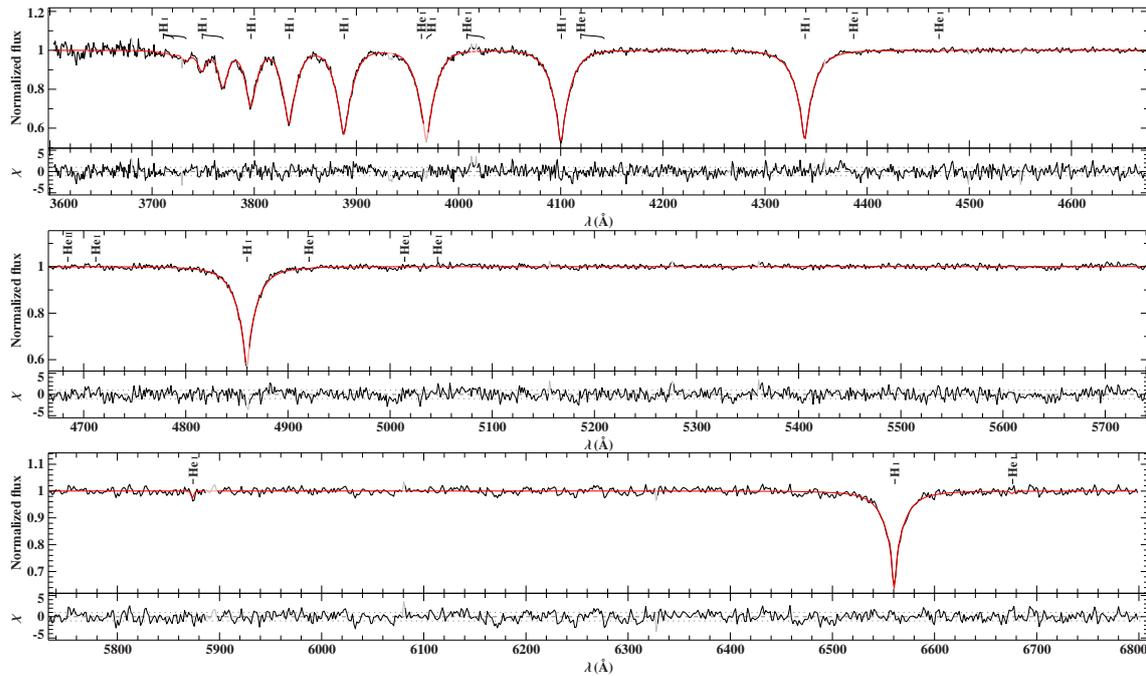


Abbildung 8.8. Spektrum des Sterns Ton 140. Im jeweils oberen Panel ist das gemessene Spektrum in Schwarz und der Fit in Rot dargestellt. Zusätzlich sind die Positionen der Absorptionslinien von Wasserstoff (H I), neutralem Helium (He I) sowie ionisiertem Helium (He II) markiert. Im unteren Panel ist zusätzlich die Abweichung zwischen dem Fit und den Daten aufgetragen.

Ein weiteres Spektrum wird zu einem späteren Zeitpunkt in Abbildung A.1 gezeigt und diskutiert. Bei diesem Objekt handelt es sich im Gegensatz zu Ton 140 um einen He-sdO-Stern mit einer Temperatur von etwa 48000 Kelvin. Das Spektrum des heliumreichen hsd-Sterns weist kaum mehr Linien der Balmerreihe des Wasserstoffs auf und wird stattdessen von den Linien des neutralen und ionisierten Heliums (He I, He II) geprägt. Diese starken Unterschiede der Spektren machen erneut die Vielfalt der Klasse der hsd-Sterne deutlich und unterstreichen die Relevanz der Untersuchung von atmosphärischen Parametern, um ein besseres Verständnis der hsd-Population zu erlangen.

Alle mittels der spektroskopischen Analysen erhaltenen Werte für Effektivtemperatur, Schwerebeschleunigung und Heliumhäufigkeit können Anhang A.3 entnommen werden. In den folgenden Abschnitten werden zunächst die erhaltenen Effektivtemperaturen und Schwerebeschleunigungen und anschließend die ermittelten Heliumhäufigkeiten diskutiert.

8.3.1 Effektivtemperatur und Schwerebeschleunigung

Effektivtemperaturen und Schwerebeschleunigungen konnten im Zuge der Analyse für alle Objekte ermittelt werden, zusätzlich waren diese Informationen für sechs weitere Objekte aus der Literatur verfügbar.

In Abbildung 8.9 werden die Ergebnisse in Form eines Kiel-Diagramms präsentiert. Dabei sind die Ergebnisse aus eigenen Analysen in Schwarz dargestellt und werden durch zusätzlich vorhandene Literaturwerte (Blau) ergänzt. Ferner werden Doppelsternsysteme, aus den bereits diskutierten Gründen, mit rot umrandeten Quadraten markiert. Die Unsicherheiten der ermittelten Parameter sind durch Fehlerbalken visualisiert. Es ist anzumerken, dass aus dem Fitprozess resultierende statistische Fehler⁷ keine realistischen Fehlerwerte widerspiegeln. Angesichts dessen wurden zu den ermittelten Fehlern der Effektivtemperatur zusätzlich 10% des Wertes der Effektivtemperatur und zur Schwerebeschleunigung systematisch ein Fehler von 0.1 quadratisch addiert. Diese Anpassung ermöglicht es, im Kiel-Diagramm realistischere Fehlerbereiche anzugeben.

Zusätzlich zu den ermittelten Werten sind in der Abbildung auch mehrere Entwicklungspfade dargestellt, welche die Grundlage für die Diskussion der Ergebnisse bilden und nun kurz genauer

⁷Diese werden in Anhang A.3 aufgelistet.

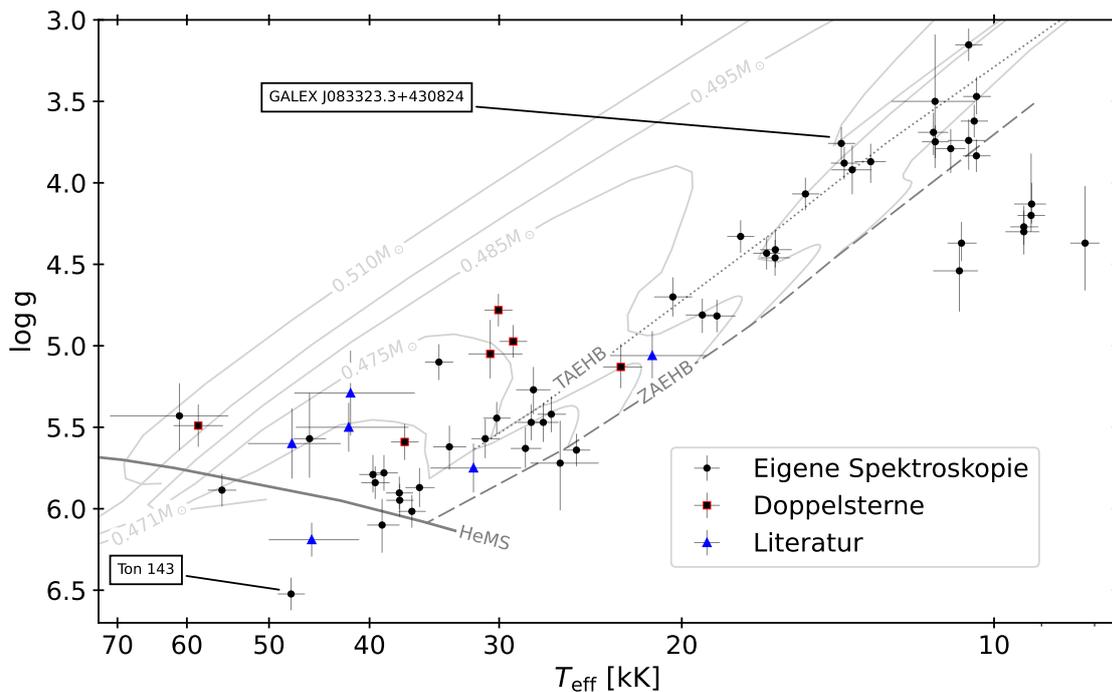


Abbildung 8.9. Kiel-Diagramm des untersuchten hsd-Samples. Aufgetragen wird die Schwerebeschleunigung $\log g$ gegen die Effektivtemperatur T_{eff} für alle Sterne des Samples, für die solche Werte verfügbar waren. Schwarze Punkte stellen Daten aus den vorgestellten Analysen dar. Rot umrandete Quadrate markieren durch die SED identifizierte Doppelsterne. Die durch Spektroskopie gewonnenen Werte für diese Sterne müssen also mit Vorsicht betrachtet werden. Blaue Dreiecke markieren Literaturwerte von Objekten, für die keine Spektroskopie verfügbar war. Fehler sind sowohl für T_{eff} als auch $\log g$ angegeben. Zusätzlich sind Zero-Age-EHB, Turnoff-Age-EHB und Evolutionspfade für Sterne verschiedener Massen aus Dorman und Rood (1993) gemeinsam mit der Heliumhauptreihe (HeMS) von Paczyński (1971) eingezeichnet. Zwei Sterne sind gesondert markiert: Bei GALEX J083323.3+430824 handelt es sich weder um einen BHB- noch einen hsd-Stern sondern um einen Hauptreihenstern. Aufgrund seiner besonderen Eigenschaften wird er in Kapitel 9 genauer diskutiert. Ton 143 ist dagegen ein hsd-Stern, der sich durch seine ungewöhnliche Position im Kiel-Diagramm auszeichnet. Eine ausführliche Diskussion dieses Objektes findet sich in Anhang A.4.

erläutert werden sollen:

Zero-Age und Turnoff-Age EHB. Der Zero-Age EHB (ZAEHB) beschreibt den Zustand eines Sterns des EHB, der noch sein ganzes Helium im Kern zur Verfügung hat. Er stellt also die Position von nicht entwickelten, neu entstandenen hsd-Sternen dar. Die steigenden Temperaturen der Sterne auf dem ZAEHB indizieren dabei geringer werdende Hüllenmassen der Sterne. Der Turnoff-Age EHB (TAEHB) markiert den Zeitpunkt, an dem ein hsd-Stern das Helium in seinem Kern vollständig verbrannt hat und das Schalenbrennen einsetzt. Auch wenn ZAEHB und TAEHB im Kieliagramm dicht beisammen liegen, verbringt ein hsd-Stern den Großteil seines Lebens in diesem Bereich. Der Bereich, den diese beiden Linien eingrenzen, wird im Folgenden als extremer Horizontalast bezeichnet. Die dargestellten Pfade sind dabei aus Dorman und Rood (1993) entnommen.

Heliumhauptreihe. Die Heliumhauptreihe (HeMS) markiert die Position von reinen Heliumsternen, die über keine Wasserstoffhülle verfügen, und ist Paczyński (1971) entlehnt.

Weitere Entwicklungspfade. Zusätzlich sind weitere Entwicklungspfade für EHB-Sterne verschiedener Kernmassen dargestellt. Die zu den Pfaden gehörige Masse ist jeweils im Diagramm angegeben. Diese Entwicklungspfade stammen ebenfalls von Dorman und Rood (1993).

Németh et al. (2012) stellten bei ihrer Analyse von sdB-Sternen fest, dass sich diese im Kiel-Diagramm in zwei Gruppen aufteilen, was sie auf die Existenz von zwei getrennten Populationen von hsd-Sternen mit Wasserstoffhüllen unterschiedlicher Masse zurückführten. Diese Beobachtung wurde auch in aktuellen Untersuchungen, wie von Dorsch (2023), bestätigt. Ähnliche Muster zeichnen sich auch in den Ergebnissen der vorliegenden Arbeit ab. Eine Population der hsd-Sterne

gruppiert sich auf dem EHB bei Temperaturen von rund 25000 Kelvin, während eine zweite Gruppe bei höheren Temperaturen im Bereich von 35000 bis 40000 Kelvin zu finden ist. Obwohl das hier untersuchte Sample für statistisch signifikante Schlussfolgerungen zu klein ist, stehen die Ergebnisse den Beobachtungen von Németh et al. (2012) nicht entgegen. Dies deutet darauf hin, dass tatsächlich zwei Populationen von hsd-Sternen existieren könnten, die sich in der Masse ihrer Wasserstoffhüllen unterscheiden.

Die Position der Sterne, die sich über den EHB hinaus entwickelt haben, lassen sich durch die eingetragenen Entwicklungspfade von Dorman und Rood (1993) reproduzieren. Dies legt nahe, dass es sich bei diesen Objekten mit hoher Sicherheit um spätere Entwicklungsstadien von hsd-Sternen handelt und die Modelle die Entwicklung der hsd-Sterne während des Heliumbrennens in der Schale gut beschreiben.

Bei den Sternen, die bei Temperaturen unter 20000 Kelvin auf dem EHB angesiedelt sind, handelt es sich um Sterne des blauen Horizontalastes. Bemerkenswert ist auch in diesen Untersuchungen, dass der Übergangsbereich zwischen der ersten Ansammlung von hsd-Sternen bei etwa 25000 Kelvin und den BHB-Sternen deutlich weniger Sterne aufweist. Dies deckt sich mit Untersuchungen aus vorherigen Arbeiten, die beschreiben, dass sich zwischen dem EHB und dem BHB eine Lücke ausbildet (Heber 1992). Für diese Lücke wurde bis heute noch keine Erklärung gefunden, weshalb die ermittelten Parameter in einem größeren Kontext zu einem besseren Verständnis beitragen können.

Die kühleren Sterne, die im Kiel-Diagramm unterhalb des EHB bei Schwerebeschleunigungen von $\log g \approx 4.5$ angesiedelt sind, sind mit großer Wahrscheinlichkeit Hauptreihensterne, die neben den Weißen Zwergen ebenfalls eine Kontamination des Samples darstellen. Anhand ihrer Position in diesem Diagramm werden sie bei der Zusammenfassung der Ergebnisse in Abschnitt 8.4.2 nicht berücksichtigt.

Zwei Sterne machten im Zuge dieser Analysen besonders auf sich aufmerksam. Die für GALEX J083323.3+430824 ermittelten Parameter scheinen denen eines BHB-Sterns zu entsprechen. Die Untersuchungen zeigten jedoch, dass es sich bei diesem Objekt um einen Hauptreihenstern der Spektralklasse B handelt. Da die betrachteten Felder in hohen galaktischen Breiten liegen, handelt es sich wohl um einen sogenannten Runaway-Stern. Diese Objekte stehen zunächst nicht im Fokus dieser Arbeit, weshalb die Entdeckung dieses Sterns gesondert in Kapitel 9 diskutiert wird.

Ebenso zeichnete sich auch Ton 143 durch seine besondere Lage im Kiel-Diagramm aus, weshalb er gesondert markiert wird. Die durch Spektroskopie bestimmte Schwerebeschleunigung liegt deutlich über den für hsd-Sterne erwarteten Werten. Literaturrecherchen haben gezeigt, dass es sich bei diesem Objekt um einen He-sdO-Stern mit einem starken Magnetfeld handelt, der bereits umfassend von Pelisoli et al. (2022) untersucht wurde. Das ausgeprägte Magnetfeld verursacht durch den Zeeman-Effekt eine Aufspaltung und damit auch Verbreiterung der Absorptionslinien. Dieses Phänomen wurde in den Fits nicht berücksichtigt, sodass die einzige Möglichkeit zur Reproduktion der Linienverbreiterung in einer Erhöhung der Schwerebeschleunigung lag. Der in diesen Analysen bestimmte Wert der Schwerebeschleunigung entspricht also nicht der Realität. Pelisoli et al. (ebd.) berücksichtigten in ihren Analysen den Effekt und konnten einen Wert von $\log g = 5.97$ ermitteln, welcher konsistent mit den Erwartungen an einen hsd-Stern ist. Im Kiel-Diagramm liegt Ton 143 also eigentlich deutlich näher an der Heliumhauptreihe. Dorsch et al. (2022) argumentieren, dass es sich bei hsd-Sternen mit solch starken Magnetfeldern wohl um ein Ergebnis des White-Dwarf-Merger-Szenarios handelt. Für ein besseres Verständnis dieses Entstehungskanaals stellt Ton 143 also einen relevanten Eckpunkt dar⁸.

Um die Diskussion der ermittelten Werte für Effektivtemperaturen und Schwerebeschleunigungen abzuschließen, wird ihre Abweichung sowohl von Literaturwerten als auch den Ergebnissen der vorangestellten SED-Analysen betrachtet. Abbildung 8.10 zeigt hierfür drei Diagramme, die jeweils die Abweichung der Effektivtemperaturen von den durch SED-Fits bestimmten Werten (8.10b) sowie die Abweichung von bestimmten Effektivtemperaturen und Schwerebeschleunigun-

⁸Aufgrund seiner Besonderheiten wurde Ton 143 auch im Rahmen dieser Arbeit ausführlich untersucht. Die detaillierte Diskussion der Ergebnisse würde an dieser Stelle jedoch zu weit führen. Da es sich um ein bereits entdecktes Objekt handelt, findet sich die Diskussion der Ergebnisse in Anhang A.4. Dort werden die Eigenschaften von Ton 143 ausführlich erläutert und um die Erkenntnisse von Pelisoli et al. (2022) ergänzt.

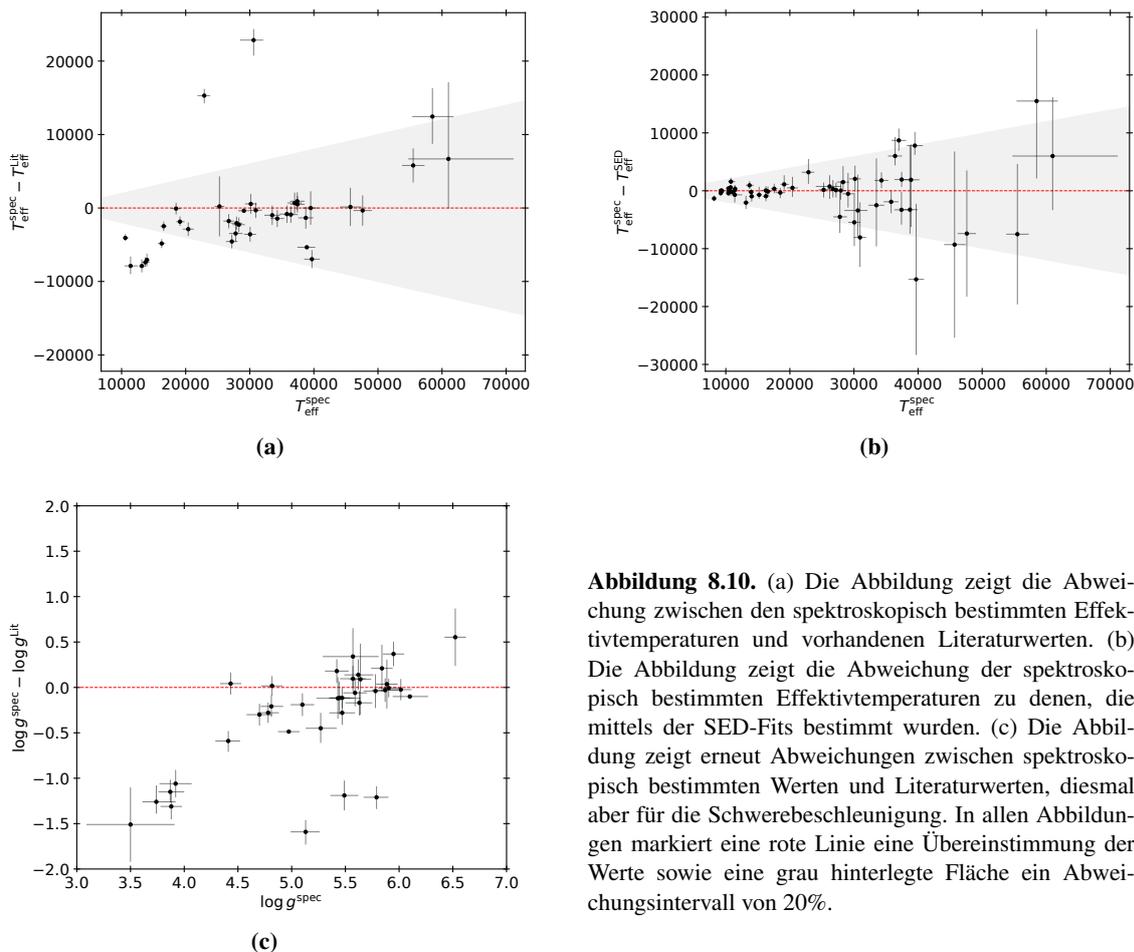


Abbildung 8.10. (a) Die Abbildung zeigt die Abweichung zwischen den spektroskopisch bestimmten Effektivtemperaturen und vorhandenen Literaturwerten. (b) Die Abbildung zeigt die Abweichung der spektroskopisch bestimmten Effektivtemperaturen zu denen, die mittels der SED-Fits bestimmt wurden. (c) Die Abbildung zeigt erneut Abweichungen zwischen spektroskopisch bestimmten Werten und Literaturwerten, diesmal aber für die Schwerebeschleunigung. In allen Abbildungen markiert eine rote Linie eine Übereinstimmung der Werte sowie eine grau hinterlegte Fläche ein Abweichungsintervall von 20%.

gen zu den Literaturwerten (8.10a, 8.10c) aufzeigen.

Die Analyse offenbart, dass die spektroskopisch ermittelten Effektivtemperaturen $T_{\text{eff}}^{\text{spec}}$ im Vergleich zu den vorhandenen Literaturwerten $T_{\text{eff}}^{\text{Lit}}$ insbesondere bei kühleren Sternen tendenziell zu gering ausfallen. Dennoch zeichnet sich eine gute Übereinstimmung von $T_{\text{eff}}^{\text{spec}}$ der kühleren Sterne mit den Ergebnissen der SED-Analysen ab. Da diese Werte aus zwei unabhängigen Methoden resultieren, legt dies nahe, dass die in dieser Arbeit ermittelten Parameter den Literaturwerten vorzuziehen sind. Die beiden Sterne mit den größten Abweichungen zwischen $T_{\text{eff}}^{\text{spec}}$ und $T_{\text{eff}}^{\text{Lit}}$ sind wohl auf eine Missklassifikation der Objekte in der Literatur zurückzuführen. Weiterhin lässt sich erkennen, dass die spektroskopischen Analysen, insbesondere im Bereich der hsd-Sterne bei Temperaturen über 20000 Kelvin, die Literaturwerte zuverlässig mit einer maximalen Abweichung von 20% reproduzieren. Weder der Vergleich mit den SED-Werten noch der mit Literaturwerten zeigt im Bereich der hsd-Sterne klare Tendenzen auf, die auf systematische Fehler in der Analyse hinweisen würden.

Der Vergleich der bestimmten Schwerebeschleunigungen $\log g^{\text{spec}}$ mit Literaturwerten deutet an, dass diese besonders für Sterne, die bei kühlen Temperaturen auf dem EHB liegen, deutlich unterschätzt wird. Dies würde bedeuten, dass es sich nicht um Sterne des EHB handelt, sondern vielmehr um Hauptreihensterne. Betrachtet man diese Abweichungen jedoch gemeinsam mit denen der Effektivtemperatur, wird deutlich, dass beide Parameter in der Literatur höher geschätzt werden. Die Literaturwerte suggerieren also immer noch eine Positionierung auf dem EHB, jedoch bei höheren Temperaturen. Im für hsd-Sterne relevanten Bereich von $\log g \geq 5.0$ stimmen die Ergebnisse jedoch gut mit den vorhandenen Literaturwerten überein, was systematische Fehler in der Analyse unwahrscheinlich macht. Da die spektroskopischen Ergebnisse sowohl mit denen der SED-Fits als auch mit den Entwicklungspfaden in guter Übereinstimmung sind, können auch die ermittelten Schwerebeschleunigungen für die kühlen Sterne als verlässlich bewertet werden.

Die mittels Spektroskopie bestimmten Effektivtemperaturen und Schwerebeschleunigungen,

insbesondere der hsd-Sterne, stellen also verlässliche Werte dar. Neben den genannten Parametern bietet die Spektralanalyse auch den Zugang zur Bestimmung der Heliumhäufigkeit, deren Ergebnisse im Folgenden diskutiert werden.

8.3.2 Heliumhäufigkeit

Die Heliumhäufigkeit in der Atmosphäre der Sterne lässt sich durch die Stärke der Absorptionslinien von Helium im Spektrum bestimmen. Die so abgeleiteten relativen Heliumhäufigkeiten $\log(n(\text{He})/n(\text{H}))$ werden in Abbildung 8.11 in Abhängigkeit von der Effektivtemperatur dargestellt. Dabei werden dieselben Symbole wie im Kiel-Diagramm verwendet und die solare Heliumhäufigkeit wird durch eine gestrichelte Linie hervorgehoben. Die angezeigten Fehler der Effektivtemperaturen stimmen mit denen im Kiel-Diagramm überein, während bei der Heliumhäufigkeit lediglich statistische Fehler berücksichtigt werden. Werte, die mit einem Pfeil markiert sind, indizieren, dass es sich bei der ermittelten Heliumhäufigkeit um eine obere Grenze handelt.

Zunächst richtet sich der Blick auf die hsd-Sterne bei Temperaturen von über 20000 Kelvin. Bei diesen Objekten wird wie erwartet ein deutlicher Trend sichtbar, denn die Heliumhäufigkeit nimmt mit steigender Temperatur merklich zu. Diese Beobachtung, die bereits zu Beginn der Arbeit thematisiert wurde, machten auch Edelmann et al. (2003) bei Untersuchungen von sdB-Sternen. Edelmann et al. (ebd.) identifizierten zwei Gruppen von Sternen, die jeweils unterschiedlichen Trends folgten. Eine Gruppe folgte einem Trend, beschrieben durch die Funktion

$$\log \frac{n(\text{He})}{n(\text{H})} = -3.53 + 1.35 \left(\frac{T_{\text{eff}}}{10^4 \text{K}} - 2.00 \right), \quad (8.3)$$

bei etwas höheren Heliumhäufigkeiten, während eine zweite Gruppe einem Trend, der Funktion

$$\log \frac{n(\text{He})}{n(\text{H})} = -4.79 + 1.26 \left(\frac{T_{\text{eff}}}{10^4 \text{K}} - 2.00 \right), \quad (8.4)$$

entsprechend, bei etwas geringerer Heliumhäufigkeit folgte. Beide Trends sind in Abbildung 8.11 (rechts) durch rote Linien visualisiert. Obwohl die Daten keine klare Zweiteilung der Gruppen zeigen, folgen die untersuchten Sterne erkennbar diesen Trends. Die Gründe für die Korrelation zwischen Temperaturen und Heliumhäufigkeit sind noch unklar, doch die Ergebnisse dieser Arbeit bestätigen erneut die Existenz dieses Phänomens.

Neben den Sternen, die dem beschriebenen Trend folgen, existieren auch einige heiße Sterne im Temperaturbereich von 35000 bis 50000 Kelvin mit Heliumhäufigkeiten von $\log(n(\text{He})/n(\text{H})) \geq$

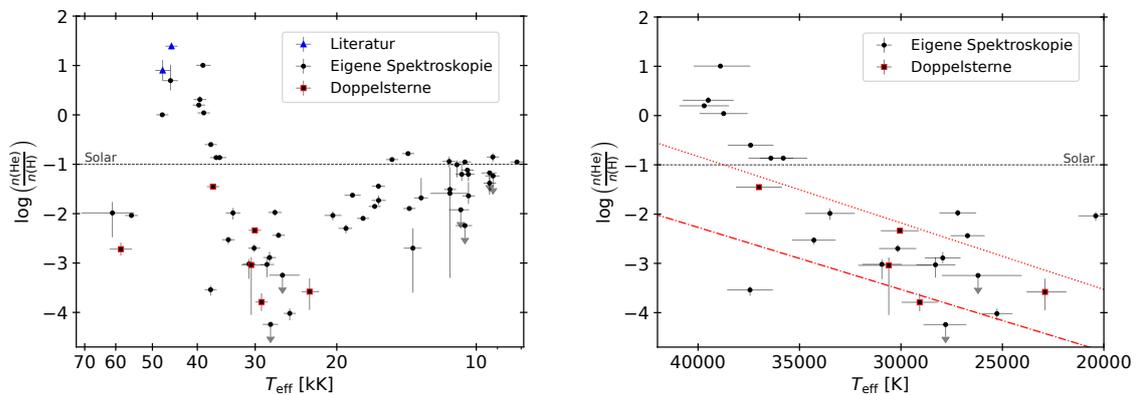


Abbildung 8.11. Links sind spektroskopisch bestimmte relative Heliumhäufigkeiten aller Sterne des hsd-Samples aufgetragen. Schwarze Symbole markieren Werte aus eigenen Analysen, während blaue Dreiecke Literaturwerte darstellen. Doppelsternsysteme sind durch rot umrandete Quadrate markiert. Fehler sind sowohl für Effektivtemperatur als auch die Heliumhäufigkeit eingetragen. Dabei markieren Pfeile, dass es sich bei dem bestimmten Wert um eine obere Grenze handelt. Rechts ist ein Ausschnitt desselben Diagramms dargestellt. Das Augenmerk wird hierbei auf die von Edelmann et al. (2003) beschriebene Korrelation zwischen Effektivtemperatur und Heliumhäufigkeiten bei sdB-Sternen in einem Temperaturbereich von 20000 bis 40000 Kelvin gelegt. Die Korrelation wird von Edelmann et al. (2003) mithilfe von zwei Funktionen beschrieben, die in der Grafik mit zwei roten Geraden dargestellt sind.

0. Diese Sterne sind als He-sdO-Sterne zu klassifizieren. Des Weiteren gibt es drei Sterne mit Heliumhäufigkeiten unterhalb des solaren Werts. Wie bereits in Kapitel 1 diskutiert, handelt es sich bei ihnen um entwickelte sdB-Sterne. Ein Blick auf das Kiel-Diagramm in Abbildung 8.9 unterstreicht diese Vermutung, da sich die betreffenden Sterne in Bereichen befinden, die durch Entwicklungspfade von Dorman und Rood (1993) mit den Populationen von sdB-Sternen auf dem EHB in diesem Diagramm verbunden werden können.

Außerdem wurden auch die Heliumhäufigkeiten zahlreicher BHB-Sterne ermittelt. Die kühlen BHB-Sterne weisen dabei sonnenähnliche Heliumhäufigkeiten auf, die mit steigenden Temperaturen absinken. Interessanterweise zeichnet sich auch bei der Analyse der Heliumhäufigkeiten eine Lücke zwischen den BHB- und den hsd-Sternen bei etwa 20000 Kelvin ab, die der bereits im Kiel-Diagramm beobachteten Lücke entspricht.

Die Analysen der Heliumhäufigkeit machen erneut die Vielschichtigkeit von hsd-Sternen hinsichtlich all ihrer atmosphärischen Parameter deutlich. Nachdem die atmosphärischen Parameter anhand der spektroskopischen Analysen nun eingehend untersucht wurden, können die eingangsgemachten SED-Fits unter Einbezug dieser Daten iteriert werden, insbesondere auch, um Informationen über stellare Parameter ableiten zu können. Die Ergebnisse dieser Iteration werden im folgenden Abschnitt dargelegt.

8.4 Iteration der SED-Fits und stellare Parameter

Zum Abschluss der Analysen des hsd-Samples wurde der SED-Fitprozess unter Einbezug der spektroskopisch ermittelten Werte für Effektivtemperatur, Schwerebeschleunigung und Heliumhäufigkeit wiederholt. Diese Werte wurden dabei als feste Werte vorgegeben. Waren keine Werte aus eigenen Analysen vorhanden, wurde auf Literaturwerte zurückgegriffen. Falls das nicht möglich war, wurden die Erkenntnisse aus Abschnitt 8.2 übernommen. Die Betrachtungen in diesem Abschnitt beschränken sich dabei auf das von Weißen Zwergen bereinigte Sample. Wie in Kapitel 6 erläutert, erlauben die Analysen in Kombination mit Entfernungsdaten die Bestimmung stellarer Parameter wie Radius und Leuchtkraft. Sind Informationen über die Schwerebeschleunigung vorhanden, lässt sich auch die Masse des Sterns ableiten. Diese Parameter, allen voran die Masse, bieten den theoretischen Modellen wichtige Anhaltspunkte und sind deshalb von besonderer Bedeutung. Im Folgenden werden die so abgeleiteten stellaren Parameter eingehend diskutiert, bevor die Ergebnisse dieses Kapitels rekapituliert werden.

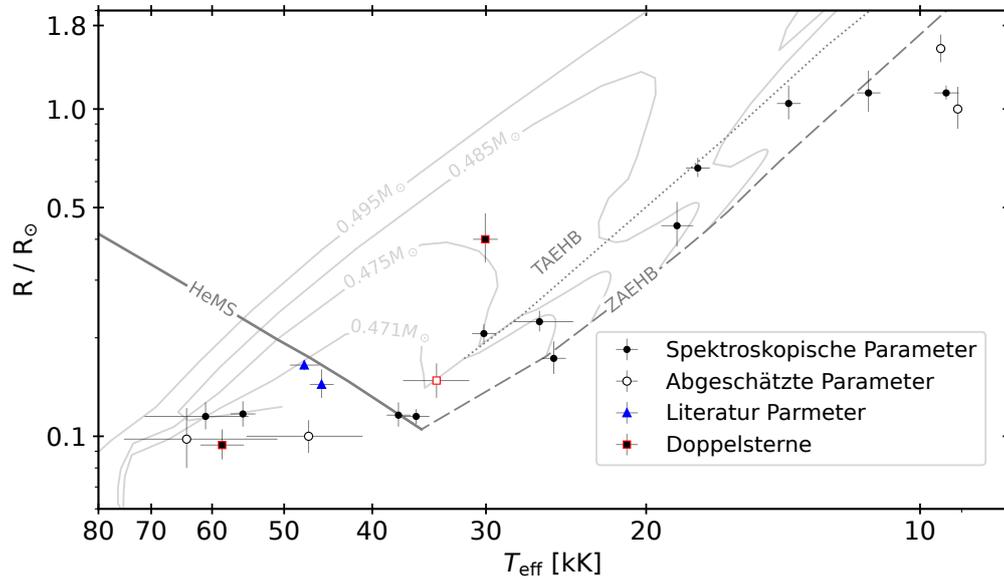
8.4.1 Hertzsprung-Russell- und Temperatur-Radius-Diagramm

Sobald die Effektivtemperatur eines Objekts bekannt ist, sei es durch spektroskopische Messungen, SED-Fits oder aus der Literatur, ermöglicht die Parallaxe ϖ ⁹, zusammen mit den Formeln 6.4 und 6.5, die Ableitung von Radius und Leuchtkraft des betrachteten Sterns. Hierbei wird der Fitparameter des Winkeldurchmessers Θ herangezogen, der durch die Iteration mit spektroskopischen Informationen präziser bestimmt werden kann. Die Genauigkeit der abgeleiteten Werte hängt zudem signifikant von der Genauigkeit der Parallaxenmessung ab. Daher beschränken sich die nachfolgenden Analysen auf Objekte, deren Parallaxenfehler weniger als 20% betragen, was insgesamt für 22 Objekte des Samples der Fall war. Das entspricht lediglich 23.5% des Samples, wodurch die Ermittlung von stellaren Parametern, die für die Modelle von Bedeutung sind, stark eingeschränkt ist¹⁰.

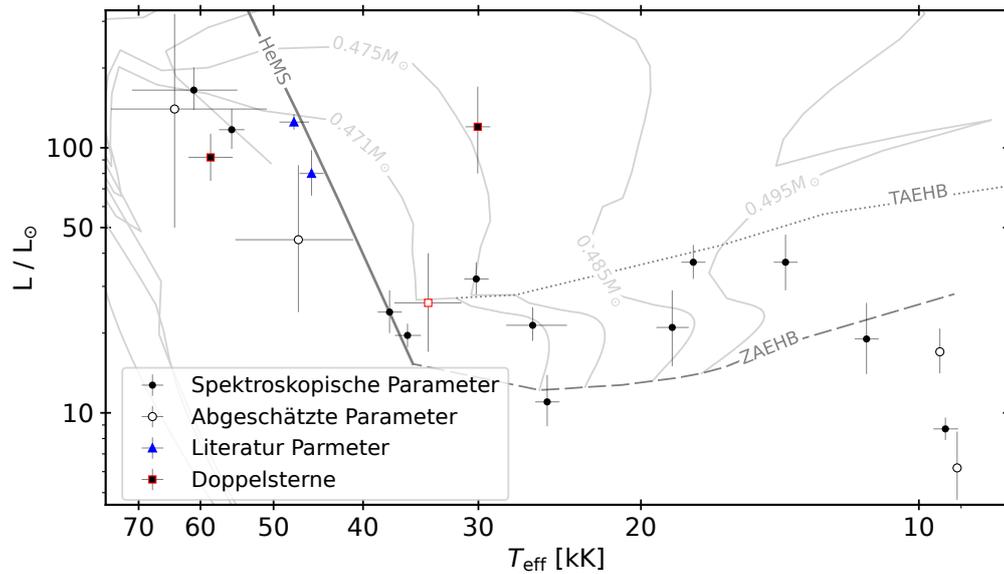
Abbildung 8.12a zeigt die berechneten Radien in Relation zur Effektivtemperatur. Für eine bessere Einordnung der Ergebnisse sind zusätzlich dieselben Entwicklungspfade wie im Kiel-Diagramm dargestellt. Die Farben und Symbole kennzeichnen dabei die Quelle der im Fitprozess genutzten Parameter für Effektivtemperatur, Schwerebeschleunigung und Heliumhäufigkeit. Schwarze Symbole stehen dabei für Fits, bei denen die Parameter aus den spektroskopischen Analysen, und Blaue Symbole für Fits, bei denen Literaturwerte genutzt wurden. Nicht ausgefüllte

⁹Alle Parallaxeninformationen wurden aus Gaia EDR3 bezogen (Gaia Collaboration et al. 2021).

¹⁰Eine genauere Analyse der verfügbaren Parallaxenmessungen findet sich in Anhang A.5.



(a)



(b)

Abbildung 8.12. (a) Mithilfe der SED-Fits bestimmte Radien aufgetragen gegen die Effektivtemperatur. (b) Hertzsprung-Russell-Diagramm des untersuchten Samples. In beiden Abbildungen werden nur Objekte gezeigt, die einen Parallaxenfehler von weniger als 20% aufweisen. Die Farben der Datenpunkte markieren, welche Parameter im Fit für Effektivtemperatur, Schwerebeschleunigung und Heliumhäufigkeit herangezogen wurden. Schwarze Symbole markieren die Nutzung von Daten aus eigenen spektroskopischen Analysen, blaue Dreiecke die Nutzung von Literaturwerten und nicht ausgefüllte Symbole markieren Fits, bei denen die Parameter entsprechend Abschnitt 8.2.1 abgeschätzt wurden. In beiden Diagrammen sind Doppelsterne durch rot umrandete Quadrate dargestellt und die selben Evolutionspfade wie im Kiel-Diagramm wurden eingetragen.

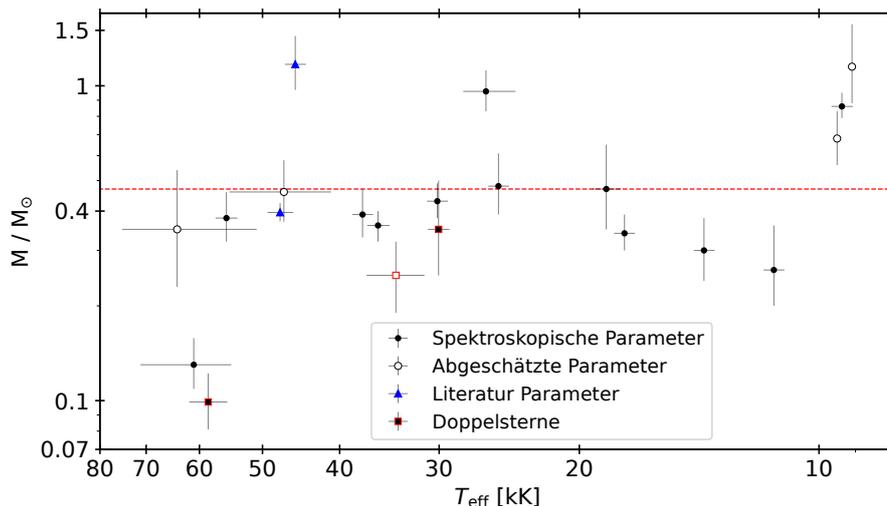


Abbildung 8.13. Mithilfe der SED-Fits abgeleitete Massen, aufgetragen gegen die Temperatur. Die Farbgebung und Symbole entsprechen denen in Abbildung 8.12. Die rote Linie markiert die kanonische Masse von hsd-Sternen von $0.47M_{\odot}$. Da die für die Massenbestimmung notwendige Schwerebeschleunigung im Zuge der Analysen auf drei verschiedene Weisen abgeleitet wurde, sind die bestimmten Massen mit Vorsicht zu genießen.

Symbole markieren Objekte, für die weder Literatur noch Spektroskopie verfügbar war und die Temperatur frei gefittet wurde, während die Schwerebeschleunigung und Heliumhäufigkeit gemäß Absatz 8.2.1 festgelegt wurden. Doppelsternsysteme werden erneut durch rot umrandete Quadrate dargestellt. Ein Teil der Objekte kann eindeutig dem EHB zugeordnet werden, während andere sich deutlich darüber hinausentwickelt haben. Die Positionen dieser weiterentwickelten Sterne lassen sich mithilfe der Evolutionspfade von Dorman und Rood (1993) gut nachvollziehen.

Abbildung 8.12b stellt die abgeleiteten Leuchtkräfte, aufgetragen gegen die Temperatur, in einem Hertzsprung-Russell-Diagramm dar. Es zeichnet sich dabei das gleiche Bild wie bei den Radien ab. Einige Sterne finden sich entlang des EHB, während sich andere über diesen hinausentwickelt haben. Ihre Positionen lassen sich erneut durch die Entwicklungspfade, die mit dem EHB verbunden sind, erklären. Ähnliche Untersuchungen, wie die von Dorsch (2023), finden in solchen Diagrammen eine Teilung der hsd-Sterne in zwei Gruppen, vergleichbar mit der bereits diskutierten Aufteilung im Kiel-Diagramm, welche ein weiteres Indiz für zwei Populationen mit verschiedenen Hüllenmassen wäre. Im untersuchten Sample findet sich eine solche Zweiteilung nicht, was aber darauf zurückzuführen ist, dass das untersuchte Sample schlicht zu klein ist, um Gruppierungen zu erkennen. Dementsprechend können anhand der vorliegenden Auswertungen keine Aussagen zu dieser Beobachtung getroffen werden.

Liegen Werte für die Schwerebeschleunigung vor, ermöglicht das newtonsche Gravitationsgesetz (6.6) zusätzlich die Ableitung der Masse der untersuchten Objekte. Dieser Parameter ist für die Verfeinerung der Entstehungsmodelle von besonderem Interesse. Abbildung 8.13 zeigt die so bestimmten Massen in Relation zur Effektivtemperatur. Die verwendeten Symbole und Farben entsprechen der zuvor erläuterten Zuordnung. Entsprechend den Erwartungen weisen die meisten Sterne Massen im Bereich von $0.4M_{\odot}$ auf, was kennzeichnend für hsd-Sterne ist, denen eine kanonische Masse von $0.47M_{\odot}$ zugeschrieben wird. Es zeichnet sich ab, dass die bestimmten Massen fast ausschließlich unter der kanonischen Masse liegen. Allerdings ist zu beachten, dass die ermittelten Massenwerte womöglich systematischen Unsicherheiten unterliegen. Die verschiedenen Farben der Symbole machen bereits deutlich, dass drei unterschiedliche Methoden genutzt wurden, um die Schwerebeschleunigung abzuleiten, welche in die Massenberechnung einfließt. Eine Vergleichbarkeit der Daten untereinander ist also nicht gegeben, höchstens innerhalb der jeweiligen Gruppen kann dies als möglich betrachtet werden.

Auch wenn hier nur die aus guten Parallaxenmessungen abgeleitete Parameter berücksichtigt werden, wurden die stellaren Parameter für alle Objekte berechnet, für die eine Parallaxenmessung verfügbar war. Die Parameter können der Zusammenstellung der endgültigen Ergebnisse im Anhang A.6 entnommen werden. Mithilfe dieser Analysen konnte ein Einblick in stellare Parameter

für einen Teil des Samples gewonnen werden, die den erwarteten Charakteristika von hsd-Sternen entsprachen. Im folgenden Abschnitt werden die Ergebnisse der iterierten SED-Fits nochmals in einem Überblick zusammengefasst.

8.4.2 Parameterverteilungen des Samples

Abschließend wird ein Überblick über die ermittelten Parameter gegeben. In Abbildung 8.14 sind die Verteilungen von Radius, Leuchtkraft, Masse und Effektivtemperaturen in Histogrammen dargestellt. Diese Verteilung der Parameter stellt die wichtigste Information für die Verfeinerung der Entstehungsmodelle dar. Die roten Balken repräsentieren dabei Werte, die durch spektroskopische Analysen ermittelt wurden, die dunkelgrauen repräsentieren durch frei gefittete SEDs abgeleitete Werte und hellgraue Balken entsprechen Werten, die aus der Literatur abgeleitet wurden. Die Analyse der stellaren Parameter berücksichtigt dabei erneut ausschließlich Daten, bei denen Parallaxenmessungen mit einem Fehler von weniger als 20% verfügbar waren.

Abbildung 8.14a verdeutlicht, dass die meisten der untersuchten Sterne Radien um $0.2R_{\odot}$ aufweisen, was charakteristisch für heiße Subdwarf Sterne ist. Größere Radien können den BHB-Sternen zugeordnet werden. In Bezug auf die Leuchtkraft bilden sich in Abbildung 8.14b zwei Gruppen, eine bei Leuchtkräften um $20L_{\odot}$ und eine zweite bei deutlich höheren Leuchtkräften um $120L_{\odot}$. Dorsch (ebd.) findet eine ähnliche Verteilung und ordnet die niedrigeren Leuchtkräfte sdB- und sdO-Sternen zu, während die höheren Leuchtkräfte klar He-sdO-Sternen zugeordnet werden können. Diese Schlussfolgerung lässt sich auch aus der gemeinsamen Betrachtung der Abbildungen 8.11 und 8.12b ziehen, wobei die Gruppen mit geringerer Leuchtkraft in diesem Sample auch

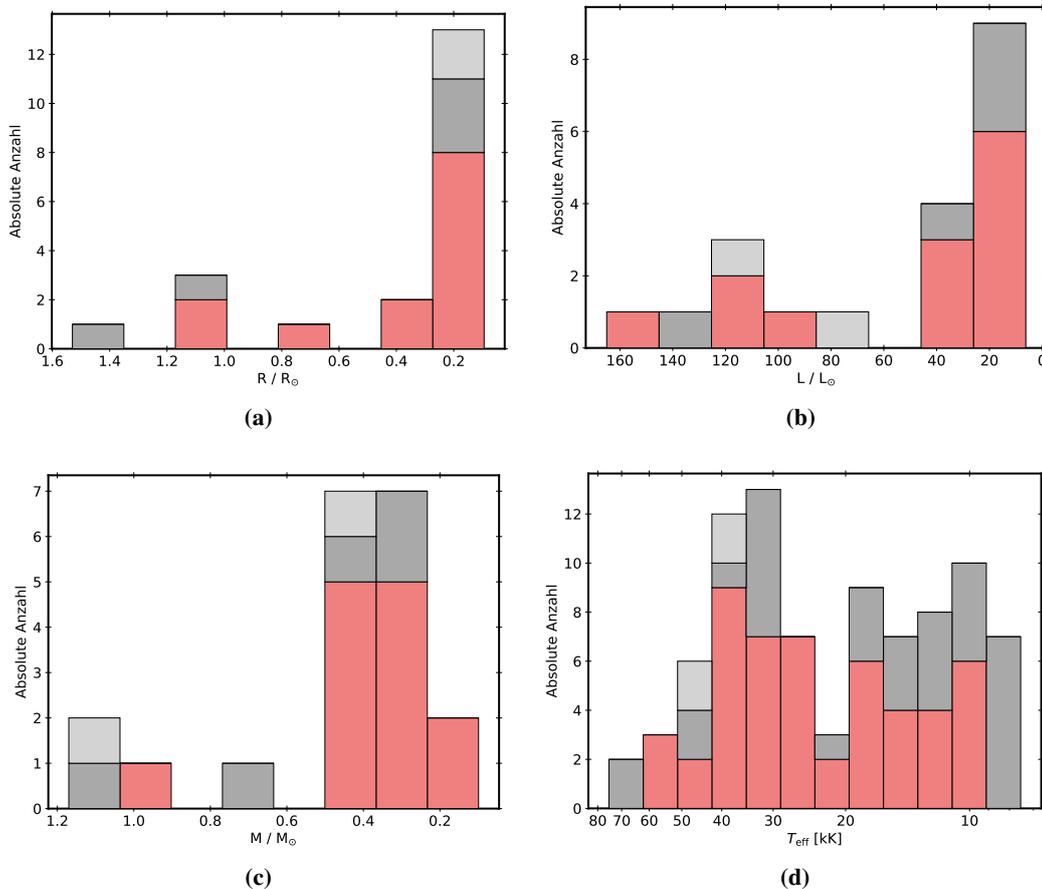


Abbildung 8.14. Histogramme der durch die Iteration bestimmten Radien (a), Leuchtkräfte (b), Massen (c) sowie der Effektivtemperaturen (d). Rote Balken weisen darauf hin, dass die im Fit genutzte Effektivtemperatur, Schwerebeschleunigung und Heliumhäufigkeit aus eigenen spektroskopischen Analysen stammen. Dunkelgraue Balken indizieren die Nutzung von Werten aus den freien SED-Fits. Die Nutzung von Literaturwerten wird mit hellgrauen Balken angezeigt.

BHB-Sterne beinhaltet. Die Massenverteilung in Abbildung 8.14c zeigt, dass ein Großteil des Samples Massen von etwa $0.4M_{\odot}$ aufweist, was mit der Annahme einer kanonischen Masse von $0.47M_{\odot}$ übereinstimmt. Abweichungen können aber aufgrund der geringen Zahl an Werten nicht beurteilt werden.

Zum Abschluss wird die Temperaturverteilung des untersuchten Samples, das bereits von Weißen Zwergen und den Hauptreihensternen bereinigt wurde, betrachtet. Anders als bei der initialen Temperaturverteilung in Abbildung 8.5 treten nun zwei deutliche Peaks in der Verteilung auf. Einer bei 30000 Kelvin und ein weiterer bei etwa 10000 Kelvin. Der Peak bei den niedrigeren Temperaturen kann, wie bereits erörtert, den BHB-Sternen zugeordnet werden, während die heißeren Sterne den hsd-Sternen entsprechen. Diese Beobachtung zieht sich durch die gesamte Analyse. Basierend auf diesen Temperaturwerten erfolgt jetzt eine Unterteilung des Samples. Sterne mit Effektivtemperaturen unter 20000 Kelvin werden als BHB-Sterne klassifiziert, solche mit Temperaturen zwischen 20000K und 30000K als sdB-Sterne, Sterne im Bereich $30000K \leq T_{\text{eff}} < 40000K$ als sdOB-Sterne und Objekte mit höheren Temperaturen als sdO-Sterne. Die Sterne, die anhand des Kiel-Diagramms in Abbildung 8.9 als Hauptreihensterne identifiziert wurden, werden ebenfalls gesondert aufgelistet.

In Anhang A.6 findet sich die endgültige Zusammenstellung der Analyseergebnisse, gegliedert nach der beschriebenen Kategorisierung. Zusätzlich folgt eine weitere Unterteilung anhand der Parallaxenfehler. Die erste Gruppe bilden dabei Sterne, die einen Parallaxenfehler von weniger als 20% aufweisen, deren abgeleitete stellare Parameter also als verlässlich betrachtet werden können. Eine zweite Gruppe bilden Objekte, für die Parallaxenmessungen vorhanden waren, die dem Kriterium für den Fehler jedoch nicht gerecht werden. Für diese Objekte werden ebenfalls stellare Parameter angegeben. Die letzte Gruppe bilden Objekte, für die keine Parallaxenmessungen verfügbar waren und folglich auch keine stellaren Parameter abgeleitet werden konnten.

Im folgenden Kapitel wird nun die bereits erwähnte Entdeckung des Hauptreihen-Runaway Kandidaten GALEX J083323.3+430824 vorgestellt und eingeordnet.

KAPITEL 9

GALEX J083323.3+430824 - Ein Hauptreihen-Runaway Stern?

Als Letztes bleibt in dieser Arbeit die Betrachtung von GALEX J083323.3+430824. Schon die SED-Analysen zu Beginn der Untersuchungen deuteten darauf hin, dass dieser Stern nicht dem blauen Horizontalast, sondern vielmehr der Hauptreihe zuzuordnen ist. Obwohl Hauptreihensterne als Verunreinigung des Samples zu betrachten sind, rückte GALEX J083323.3+430824 in den Fokus der Untersuchungen, da es sich um einen sogenannten Runaway-Stern handeln könnte. Auch wenn solche Sterne nicht Ziel dieser Arbeit sind, sind die ermittelten Parameter für diesen Stern womöglich für weitere Forschungen außerhalb dieser Arbeit von Interesse und werden deshalb an dieser Stelle dargelegt.

Im Rahmen der spektroskopischen Untersuchungen konnten für die atmosphärischen Parameter Effektivtemperatur, Schwerebeschleunigung und Heliumhäufigkeit die in Tabelle 9.1 aufgelisteten Werte bestimmt werden. Die ermittelte Schwerebeschleunigung von $\log g = 3.76$ entspricht dabei den Erwartungen an einen Hauptreihenstern der Spektralklasse B. Im Spektrum ließen sich im Kontrast zu den hsd- und BHB-Sternen zahlreiche Absorptionslinien verschiedener Metalle nachweisen. Obwohl diese im verwendeten Modellgitter Beachtung finden, bedarf die Bestimmung spezifischer Elementhäufigkeiten einer genaueren Analyse. Durch die Iteration des SED-Fits mit den spektroskopischen Parametern lassen sich zusätzlich stellare Parameter ableiten. Die Fitparameter für GALEX J083323.3+430824 sind in Tabelle 9.2 aufgelistet. Die abgeleitete Masse von etwa $4M_{\odot}$ sowie der Radius von $4.3R_{\odot}$ unterstreichen die Annahme eines Hauptreihensterns und weisen gemeinsam mit der ermittelten Effektivtemperatur auf einen Stern der Spektralklasse B hin.

Hauptreihensterne der Spektralklasse B entstehen typischerweise in der dünnen galaktischen Scheibe. Unter besonderen Umständen können diese Sterne jedoch beschleunigt und aus der galaktischen Scheibe herausgeschleudert werden. Solche Objekte werden als Runaway-Sterne oder bei sehr hohen Geschwindigkeiten auch als Hochgeschwindigkeitsstern (engl. hypervelocity star) bezeichnet (Kreuzer 2021). Da sich die untersuchten Gebiete des US-Surveys in hohen galaktischen Breiten befinden und die Gaia-Daten darauf hinweisen, dass GALEX J083323.3+430824 etwa 4 Kiloparsec von der Sonne entfernt ist, deutet alles darauf hin, dass er sich im galaktischen Halo befindet. Dies untermauert die Annahme eines Runaway-Sterns zusätzlich, da B-Sterne im Halo

Tabelle 9.1. Ergebnisse der spektroskopischen Untersuchungen von GALEX J083323.3+430824. Neben den bisher diskutierten Parametern wurde neben der Heliumhäufigkeit auch die Häufigkeit zahlreicher weiterer Elemente bestimmt.

Objekt: GALEX J083323.3+430824	68% Konfidenzintervall
Effektivtemperatur T_{eff}	14036_{-66}^{+16} K
Schwerebeschleunigung $\log(g \text{ (cm s}^{-2}\text{)})$	3.758 ± 0.005
Mikroturbulenz ξ	$4.40_{-0.13}^{+0.17}$ km s $^{-1}$
He Häufigkeit $\log(n(\text{He}))$	$-0.85_{-0.01}^{+0.00}$
Radialgeschwindigkeit v_{rad}	$0.6_{-0.6}^{+0.7}$ km s $^{-1}$
$\chi_{\text{red,final}}^2$	1.041

Tabelle 9.2. Ergebnisse des iterierten SED-Fits von von GALEX J083323.3+430824. Dabei wurden die von atmosphärischen Parameter aus Tabelle 9.1 herangezogen.

Objekt: GALEX J083323.3+430824	
Farb-Exzess E(44-55)	0.0032 ± 0.0023
Angular diameter $\log(\Theta$ [rad])	$-10.297^{+0.014}_{-0.009}$
Parallaxe ϖ (Gaia, RUWE = 1.01)	0.26 ± 0.05 mas
Abstand d (Gaia, Median)	$(3.8^{+0.9}_{-0.7}) \cdot 10^3$ pc
Effektivtemperatur T_{eff}	14036 ± 600
Schwerebeschleunigung $\log(g$ [cm s ⁻²])	3.76 ± 0.15
Heliumhäufigkeit $\log n(\text{He})$	-1
Radius $R = \Theta/(2\varpi)$	$4.3^{+1.1}_{-0.7} R_{\odot}$
Masse $M = gR^2/G$	$3.9^{+2.8}_{-1.5} M_{\odot}$
Leuchtkraft $L/L_{\odot} = (R/R_{\odot})^2(T_{\text{eff}}/T_{\text{eff},\odot})^4$	640^{+370}_{-210}
δ_{excess}	0.000 mag

nicht vorkommen. Damit der Stern also in den galaktischen Halo gelangen kann, muss er eine hohe Geschwindigkeit aufweisen, um die weite Strecke aus der dünnen Scheibe in den Halo zurückzulegen. Die spektroskopische Analyse bietet über die Radialgeschwindigkeit v_{rad} einen Zugang zu dieser Information. Für GALEX J083323.3+430824 standen jedoch nur zwei LAMOST-Spektren zur Verfügung. Wie in Kapitel 7 diskutiert, wird die Radialgeschwindigkeit aus der Verschiebung der Absorptionslinien bestimmt. Diese Verschiebung wird bei der Verarbeitung der Spektren vor der Veröffentlichung jedoch bereinigt, weshalb aus ihnen keine Radialgeschwindigkeiten abgeleitet werden konnten.

Um ein vollständiges Verständnis über die Herkunft und Eigenschaften von GALEX J083323.3+430824 zu erlangen, wären weiterführende kinematische Analysen erforderlich, die jedoch über den Rahmen dieser Arbeit hinausgehen. Aus diesem Grund kann GALEX J083323.3+430824 vorerst nur als Kandidat für einen Runaway-Stern eingestuft werden. Die Notwendigkeit weiterer Untersuchungen zur Bestätigung dieser Hypothese bleibt jedoch bestehen und wird zukünftigen Projekten überlassen.

Damit wurden die Ergebnisse aller Analysen ausführlich diskutiert. Das folgende Kapitel bietet eine Rekapitulation der wichtigsten Ergebnisse und gibt einen Ausblick auf die Relevanz der erzielten Ergebnisse.

KAPITEL 10

Resümee und Ausblick

Im Rahmen dieser Arbeit wurde eine umfangreiche Untersuchung von hsd-Sternen innerhalb der Gebiete des US-Surveys durchgeführt. Das Hauptziel besteht darin, ein besseres Verständnis für Entstehungsprozesse von hsd-Sternen aufzubauen. Hierfür wurde durch Abgleiche mit Katalogen blauer Sterne eine Stichprobe von hsd-Sternen für die Untersuchungen identifiziert. Diese Stichprobe wurde anschließend durch die Analyse von spektralen Energieverteilungen und Spektren genauer untersucht, um so die Eigenschaften der hsd-Sterne zu ermitteln. Zudem wurden auch Kontaminationen des hsd-Samples durch Weiße Zwerge und Hauptreihensterne beseitigt, um sich auf die Analyse von Sternen des Horizontalastes zu fokussieren. Diese Untersuchungen, in Kombination mit weiteren, können dazu beitragen, die theoretischen Modelle zu verfeinern und ihnen klare Grenzen sowie Anhaltspunkte zu geben. Zu unterscheiden sind dabei die Entwicklungsmodelle der hsd-Sterne, die ihre Entwicklung auf dem EHB und über ihn hinaus beschreiben, und die Entstehungsmodelle (BPS - Binary Population Synthesis), die das Auftreten solcher Sterne erklären sollen. Dabei ergeben sich Fragen zur Verteilung von atmosphärischen und stellaren Parametern, zum Anteil an Doppelsternsystemen und zur Übereinstimmung der ermittelten Werte mit theoretischen Modellen. Zunächst werden die Erkenntnisse aus diesen Analysen knapp resümiert, bevor abschließend noch ein Ausblick auf die Bedeutung dieser Ergebnisse gegeben wird.

10.1 Resümee

Verschiedene Ansätze haben in dieser Arbeit die Identifizierung und Analyse von hsd-Sternen ermöglicht. Mithilfe von Daten der Gaia-Mission, insbesondere deren Parallaxenmessungen, aber auch zahlreicher photometrischer Himmelsdurchmusterungen, konnten verschiedene Parameter bestimmt werden, die die Eigenschaften der hsd-Sterne beschreiben.

Verteilungen von Parametern. In den durchgeführten Analysen wurden atmosphärische und stellare Parameter für hsd-Sterne ermittelt, wobei sich bekannte Muster bestätigten. Die untersuchten hsd-Sterne weisen Temperaturen im Bereich von 20000 bis 76000 Kelvin und Schwerebeschleunigungen zwischen 5.0 und 6.0 auf. Ihre Verteilung im Kiel-Diagramm sowie die beobachteten Heliumhäufigkeiten untermauern die bekannten und erwarteten Eigenschaften der hsd-Sterne. Die Ergebnisse deuten darauf hin, dass einige der heißen Sterne weiterentwickelte sdB-Sterne sind, deren Charakteristika im Einklang mit den Modellvorhersagen der Entwicklungsmodelle erscheinen. Die ermittelten atmosphärischen Parameter bieten deutlich präzisere Werte zu bereits vorhandenen Daten aus der Literatur, wobei einige der Literaturwerte signifikante Korrekturen erforderten.

Darüber hinaus wurden in dieser Arbeit basierend auf Gaia Parallaxen auch stellare Parameter abgeleitet, die für die untersuchten Objekte zuvor nicht verfügbar waren – ein wesentlicher Fortschritt dieser Arbeit. Primär die Masse der hsd-Sterne stellt eine entscheidende Information für die Verfeinerung der theoretischen Modelle, insbesondere der BPS-Modelle, dar. Die Bestimmung der Massen ist allerdings mit erheblichen Unsicherheiten behaftet. Dennoch liegen die ermittelten Massen in der Nähe der erwarteten kanonischen Masse von $0.47M_{\odot}$. Die erfassten Radien und Leuchtkräfte stellen verlässlichere Werte dar und ermöglichen die Erstellung eines T_{eff} - R - und eines physikalischen Hertzsprung-Russell-Diagramms. Beide zeigen, dass die beobachteten Parameter der hsd-Sterne gut zu den von Sternentwicklungsmodellen vorhergesagten Werten passen.

Die Genauigkeit der Parameter hängt dabei wesentlich von der Qualität der genutzten Parallaxenmessungen ab, weshalb diese nur für 23.5% des Samples abgeleitet werden konnten - zu wenig, um statistisch relevante Aussagen treffen zu können. Diese Limitation ist größtenteils auf die Herausforderung bei der Erfassung weit entfernter Sterne zurückzuführen, welche der US-Survey vornehmlich beinhaltet.

Zudem wurden Indizien gefunden, die auf zwei Populationen von hsd-Sternen mit unterschiedlichen Wasserstoffhüllen hinweisen, wie sie von Németh et al. (2012) beschrieben werden. Da auch einige BHB-Sterne in die Untersuchungen einbezogen wurden, konnte auch die von Newell (1973) beschriebene Lücke zwischen BHB- und hsd-Sternen an mehreren Stellen entdeckt werden. Obwohl die BPS-Modelle bisher keine Erklärungen für diese Lücken bereithalten, ermöglichen zusätzliche Daten, die Entstehungsmodelle entsprechend zu erweitern und Ursachen zu finden. Die größte Bedeutung für die Verbesserung und Prüfung der BPS-Modelle haben dabei die in Abschnitt 8.4.2 gezeigten Histogramme. Dort zeigen sich teilweise bimodale Verteilungen, die von den Modellen reproduziert werden müssen. Da die stellaren Parameter jedoch nur für einen kleinen Teil der Sterne ermittelt werden konnte, ist die Anzahl der untersuchten Objekte zu klein, um relevante Aussagen zu treffen.

Die ermittelten Parameter halten keine unerwarteten Überraschungen bereit und stehen auch nicht im Widerspruch zu bereits vorhandenen Erkenntnissen.

Identifikation von Doppelsternen. Die Analysen der spektralen Energieverteilungen ermöglichen die Identifikation von Doppelsternsystemen, die jeweils aus einem hsd-Stern und einem Stern der Spektralklasse F, G oder K bestehen. Diese Systeme sind typischerweise das Ergebnis des Roche-Lobe-Overflow-Szenarios. Ein Anteil von 12.8% des untersuchten Samples findet sich in solchen Systemen und kann somit diesem Entstehungskanal zugeschrieben werden. Dieser Wert liegt unterhalb der theoretischen Erwartung von 20% (Németh 2020). Die Beobachtungen stehen dennoch nicht im Widerspruch zu den Erwartungen, da nicht abschließend geklärt werden konnte, ob tatsächlich alle Doppelsternsysteme dieser Art identifiziert werden konnten. Stellare Parameter konnten aufgrund fehlender Parallaxenmessungen nur für drei Objekte ermittelt werden, zu wenig, um Vergleiche mit den Modellen anzustellen.

Verfeinerung der Modelle. Die in dieser Arbeit ermittelten Parameter liefern wichtige Anhaltspunkte dafür, in welchen Aspekten die Modelle noch Entwicklungsbedarf haben. Obwohl die Ergebnisse darauf hindeuten, dass die Modelle die Entwicklung von hsd-Sternen ausgehend vom EHB gut abbilden können, stellt hauptsächlich die Beschreibung der Lücke zwischen BHB- und hsd-Sternen sowie die Charakterisierung der Begleitsterne in Doppelsternsystemen noch eine Herausforderung dar. Diese offenen Fragen sind eng mit der Entstehung der hsd-Sterne und dadurch mit den Entstehungsmodellen selbst verknüpft. Es zeichnet sich also ab, dass sich die Sternentwicklungsmodelle in guter Übereinstimmung mit den Beobachtungen finden, während die Entstehungsmodelle noch klare Defizite aufweisen. Auch wenn die Größe der in dieser Arbeit untersuchten Stichprobe nicht ausreicht, um den BPS-Modellen statistisch signifikante Grenzen aufzuerlegen, können die gewonnenen Erkenntnisse in Verbindung mit Ergebnissen aus ähnlichen Studien einen wertvollen Beitrag zur Weiterentwicklung dieser theoretischen Modelle leisten.

10.2 Ausblick

Die auf Gaia-Daten basierenden umfangreichen Kataloge von hsd-Sternen eröffnen die Möglichkeit zu statistisch signifikanten Untersuchungen, wie jene von Dorsch (2023). In Kombination mit kleineren Analysen, wie denen in dieser Arbeit, können große Mengen an hsd-Sternen untersucht werden, um schließlich das Verständnis der Entstehungsprozesse voranzutreiben. Zukünftige spektroskopische Himmelsdurchmusterungen wie 4MOST werden ebenfalls reichhaltige Datensätze bereitstellen, die eingehend analysiert werden müssen. Simulationen zeigen, dass vor allem hsd-Sterne in einem Helligkeitsbereich zwischen 16mag und 18mag erfasst werden, ein Bereich, der vom US-Survey gut abgedeckt wird. Daher können die Ergebnisse dieser Arbeit einen Ausblick

darauf geben, was von solchen zukünftigen Projekten zu erwarten ist. Die Bestimmung von atmosphärischen Parametern, basierend auf spektroskopischen Daten und spektralen Energieverteilungen, hat sich als praktikabel erwiesen. Allerdings zeigte sich, dass für leuchtschwache Objekte nur begrenzt photometrische Daten verfügbar sind, was die Modellierung von SEDs erschwert. Die Ableitung von stellaren Parametern steht nicht nur deshalb vor noch größeren Herausforderungen. Die Auswertung in Anhang A.5 zeigt, dass Parallaxenmessungen von hoher Qualität fast ausschließlich für Sterne bis zu einer Helligkeit von 16mag verfügbar waren. Dies lässt Zweifel an der Genauigkeit der Bestimmung stellarer Parameter, für dunklere Sterne aufkommen. Dennoch besteht Hoffnung. Die Gaia-Mission wird voraussichtlich bis 2025 andauern und bis dahin weitere Sterne erfassen und vorhandene Parallaxenmessungen verfeinern. So verschiebt sich die aktuell beobachtete Helligkeitsgrenze womöglich. Dennoch ist klar, dass die Entfernungsbestimmung durch die Parallaxe nur bis zu einer gewissen Entfernung möglich ist.

Die spektroskopischen Himmelsdurchmusterungen versprechen interessante Einblicke in die Eigenschaften entfernter hsd-Sterne und werden die detaillierte Analyse von umfangreichen Stichproben weiter vorantreiben, bis schließlich auch das Rätsel ihrer Entstehung gelüftet werden kann.

ANHANG A

Im Anhang werden verschiedene Tabellen und auch weitere Ausführungen aufgeführt. Um einen Überblick über den Anhang zu schaffen, werden die einzelnen Abschnitte kurz erläutert.

Anhang A.1 bietet eine Aufstellung der in dieser Arbeit untersuchten Sterne. Diese Objekte wurden mit der in Kapitel 5 beschriebenen Methodik als Stichprobe für die vorliegenden Untersuchungen ausgewählt. Eine erste Betrachtung der Stichprobe wird in Abschnitt 8.1 vorgenommen. In der Tabelle sind neben Namen und Koordinaten der Sterne auch deren Gaia-IDs sowie vorhandene Literaturwerte aufgeführt. Diese Literaturwerte dienen an verschiedenen Stellen in Teil III als Basis, um die erzielten Ergebnisse entsprechend einordnen und vergleichen zu können.

Die Untersuchung des hsd-Samples in Abschnitt 8.1 deutet darauf hin, dass unter den enthaltenen Objekten auch einige Weiße Zwerge vorhanden sind. In Abschnitt 8.2.3 wird ein Verfahren beschrieben, mit dessen Hilfe dieser Kontamination des Samples durch die Analyse von SED-Fits begegnet werden kann. Die dabei als Weiße Zwerge identifizierten Objekte sind in Anhang 8.2.3 aufgeführt. Die Aufstellung enthält neben den Namen der Objekte auch verschiedene Parameter der SED-Fits, vordergründig die stellaren Parameter, aufgrund derer die Objekte typischerweise identifiziert wurden. Obwohl die in dieser Tabelle gelisteten Objekte in den weiterführenden Analysen ab Abschnitt 8.3 nicht weiter berücksichtigt wurden, bietet die Liste eine Grundlage für mögliche zukünftige Forschungsarbeiten.

Für das von weißen Zwergen bereinigte Sample wurden spektroskopische Analysen durchgeführt. Für 57 Objekte des Samples waren dabei Spektren verfügbar. Die Ergebnisse dieser Untersuchungen sind in Anhang A.3 aufgeführt. Dort finden sich neben den Namen der analysierten Objekte auch die ermittelten Werte für Effektivtemperaturen, Schwerebeschleunigungen und Heliumhäufigkeiten. Zusätzlich wird angegeben, aus welchem spektroskopischen Beobachtungsprogramm die jeweiligen Spektren stammen. Die ermittelten Daten werden in Abschnitt 8.3 näher diskutiert und eingeordnet.

Während der spektroskopischen Untersuchungen machten zwei Objekte besonders auf sich aufmerksam. GALEX J083323.3+430824 stellt dabei eine Neuentdeckung dar, die in Kapitel 9 vorgestellt wird. Ton 143 hingegen ist eine Wiederentdeckung eines bereits bekannten hsd-Sterns mit einem starken Magnetfeld. Eine ausführliche Diskussion von Ton 143 wurde deshalb zunächst zurückgestellt. Da Sterne wie Ton 143 aber entscheidend für das Verständnis der Entstehungskanäle sind, werden in Anhang A.4 die Ergebnisse dieser Arbeit um bestehenden Erkenntnissen zu diesem Stern ergänzt und eingeordnet.

Durch den Einsatz spektroskopischer Informationen wurden die SED-Fits iteriert, um die Ableitung stellarer Parameter zu optimieren. Dabei sind präzise Parallaxenmessungen der Gaia-Mission von zentraler Bedeutung. In Anhang A.5 erfolgt eine Diskussion zur Verfügbarkeit und Qualität dieser Parallaxenmessungen für das hsd-Sample innerhalb der Gebiete des US-Surveys. Zusätzlich wird ein Ausblick gegeben, welche Möglichkeiten zukünftige Projekte wie 4MOST für die Untersuchung von hsd-Sternen bieten können.

Die Ergebnisse der iterierten SED-Fits werden in Anhang A.6 aufgeführt. Diese umfassen neben den Namen der Objekte sowohl die Parameter der SED-Fits als auch die daraus abgeleiteten stellaren Parameter. Eine ausführliche Diskussion dieser Ergebnisse wird in Abschnitt 8.4 vorgenommen. Die Objekte wurden basierend auf ihren Temperaturen in die Kategorien BHB-, sdB-, sdOB- sowie sdO-Sterne aufgeteilt. Eine weitere Gruppe bilden die Hauptreihensterne, die in Abschnitt 8.3 anhand ihrer Position im Kiel-Diagramm identifiziert wurden.

A.1 Das hsd-Sample

Tabelle A.1. Auflistung des für die Analysen herangezogenen Samples an bekannten hsd-Sternen und möglichen Kandidaten solcher. Neben dem Objektnamen (entspricht dem Simbad-Namen) wird die Gaia-ID aufgelistet. Darüber hinaus wird spezifiziert, in welchem Feld des US-Surveys sich das Objekt befindet. Zusätzlich angegeben ist, ob das Objekt in der US-Survey erfasst wird (US) oder ob es durch den Negativabgleich ausgewählt wurde (NA). Für eine eindeutige Identifizierung sind auch die Gaia-Koordinaten in Rektaszension und Deklination angegeben. Für Objekte, für welche diese vorhanden waren, werden anschließend Literaturwerte für Effektivtemperatur $T_{\text{eff}}^{\text{Lit}}$, für Schwerebeschleunigung $\log g^{\text{Lit}}$ und für die relative Heliumhäufigkeit $\log Y^{\text{Lit}}$ inklusive Fehler und Quellen aufgelistet.

Objekt	Gaia-ID	Feld	Ra	Dek	$T_{\text{eff}}^{\text{Lit}}$ [K]	$\log g^{\text{Lit}}$ [cgs]	$\log Y^{\text{Lit}}$	Quelle
				[deg]				
GALEX J083323.3+430824	916789979404687232	SA 28 NA	128.346556	43.140309				
GALEX J084220.9+434444	917053995339279488	SA 28 NA	130.587136	43.745707	17079	8.19		Kleinman et al. (2013)
GALEX J083929.7+471449	1014513297275930624	SA 28 NA	129.874367	47.247271	16981	8.10		Kepler et al. (2019)
GALEX J090602.5+433333	1009371813401600000	SA 28 NA	136.510677	43.559024	16149	7.71		Anguiano et al. (2017)
US 1536	1014594317541881344	SA 28 NA	130.875380	47.610464				
GALEX J084615.5+434842	914067309441048064	SA 28 NA	131.564412	43.811802				
GALEX J085131.5+452024	1010330033488909696	SA 28 NA	132.881458	45.340181	28064	7.68		Anguiano et al. (ebd.)
US 1796	913941247857411840	SA 28 US	132.874589	43.918448	37305 ± 225	6.04 ± 0.06		Luo et al. (2021)
US 1993	1009088517358697088	SA 28 US	134.365241	42.704258	39500 ± 1900	5.63 ± 0.24		Geier et al. (2011)
US 2055	1010137412795938304	SA 28 US	134.782051	45.177425	34485 ± 497	5.48 ± 0.10		Kepler et al. (2015)
KUV 09025+4253	816805442855642496	SA 28 US	136.450126	42.677175	36317 ± 863	5.65 ± 0.10		Kepler et al. (2019)
GALEX J090441.8+433742	1009012543680968960	SA 28 NA	136.174373	43.628554				
SDSS J083217.40+420439.8	915225816739751296	SA 28 NA	128.072512	42.077738	21035 ± 764	5.02 ± 0.03		Eisenstein et al. (2006)
US 2173	1009267218061764736	SA 28 US	135.422776	43.998012	32537 ± 714	8.20 ± 0.19		Kleinman et al. (2013)
US 1205	917658623654864384	SA 28 NA	128.117802	44.244916	69977	7.13		Bédard et al. (2020)
US 1663	914115859750931328	SA 28 US	131.893579	43.939908				
US 2030	1009333979033694976	SA 28 US	134.639045	44.574765	69134 ± 4178	8.50 ± 0.33		Bédard et al. (ebd.)
US 1210	915010419835343744	SA 28 US	128.207022	41.593437				
US 1536	1014594317541881344	SA 28 US	130.872259	47.610809				
KUV 09026+4235	816729370396015360	SA 28 US	136.472683	42.387523				
GALEX J084132.6+470800	1014464819980119808	SA 28 NA	130.385946	47.133362	41722 ± 3661	5.29 ± 0.23		Eisenstein et al. (2006)
US 2245	1009066351031309184	SA 28 US	135.870152	43.773139	41895 ± 3100	5.50 ± 0.10		Kleinman et al. (2013)
KUV 08316+4231	915056977280708096	SA 28 US	128.737441	42.348078				
US 1749	1013590295920695424	SA 28 US	132.593575	47.222026				
US 1332	916914975837811712	SA 28 US	129.258147	43.700404	22032 ± 7078	8.25 ± 0.64		Gentile Fusillo et al. (2021a)
US 1499	917078734354114944	SA 28 US	130.559203	44.043864	33399 ± 648	7.73 ± 0.13		Bédard et al. (2020)
GALEX J090709.2+420151	816518607760755456	SA 28 NA	136.788114	42.030714	37586	8.18		Bédard et al. (ebd.)

Tabelle A.1. Fortsetzung. Das hsd-Sample

Objekt	Gaia-ID	Feld	Ra	Dek	$T_{\text{eff}}^{\text{Lit}}$	$\log g^{\text{Lit}}$	$\log Y^{\text{Lit}}$	Quelle
			[deg]		[K]	[cgs]		
US 708	815106177700219392	SA 29 US	143.336896	44.284868	45561 ± 2000	5.23 ± 0.20		Hirsch (2009)
US 700	818439965674747904	SA 29 US	143.228106	45.875809				
FBS 0932+437	814825359855220352	SA 29 NA	143.851660	43.518262				
US 1184	822338490313075712	SA 29 US	150.850420	46.829330	40082 ± 865	5.82 ± 0.15		Kepler et al. (2019)
US 776	813861908494052992	SA 29 US	144.431148	42.191710				
US 1059	821622364642541184	SA 29 US	148.225648	47.155309	31247 ± 379	5.47 ± 0.07		Kepler et al. (2016)
US 808	820883909442478336	SA 29 US	144.902127	44.416805				
Gaia DR3 807124827090417792	807124827090417792	SA 29 NA	150.014670	42.443938				
GALEX J093311.4+412224	813448389043026432	SA 29 NA	143.297465	41.373196	36559 ± 1804	7.78 ± 0.27		Bédard et al. (2020)
PG 0942+461	821254857177030272	SA 29 NA	146.312410	45.912375				
US 909	821716652060662144	SA 29 US	146.188949	46.592299	35723 ± 424	5.29 ± 0.06		Luo et al. (2021)
Gaia DR3 807402243321186944	807402243321186944	SA 29 NA	147.645257	41.448429				
GALEX J092908.1+422928	814501858621094912	SA 29 NA	142.283621	42.491167	12566	8.84		Anguiano et al. (2017)
Gaia DR2 819771405536735616	819771405536735616	SA 29 NA	146.665649	42.945958				
Gaia DR3 821400916128618752	821400916128618752	SA 29 NA	147.494035	45.833755				
US 710	815087589081719808	SA 29 US	143.342459	44.056275	21079 ± 229	5.00 ± 0.00		Eisenstein et al. (2006)
US 1051	820305428886530560	SA 29 US	148.079374	44.328241				
US 759	814828211713540352	SA 29 US	144.093022	43.574303				
Gaia DR2 806936909384288256	806936909384288256	SA 29 NA	150.661215	41.725384				
Gaia DR2 820636996065132032	820636996065132032	SA 29 NA	147.756646	45.546795				
Gaia DR3 808063668284902656	808063668284902656	SA 29 NA	149.698046	43.343325				
GALEX J095821.7+420241	807089505279406080	SA 29 NA	149.590563	42.044646	16000	7.85		Kleinman et al. (2013)
US 911	824739140805700352	SA 29 US	146.195455	47.119630	14651 ± 162	5.00 ± 0.00		Eisenstein et al. (2006)
GALEX J100144.4+453047	821946583133227904	SA 29 NA	150.434955	45.513145	42996	7.66		Bédard et al. (2020)
GALEX J093544.9+461410	824288302382724736	SA 29 NA	143.937137	46.236093				
Gaia DR3 809904151966915968	809904151966915968	SA 29 NA	150.555196	45.224440				
GALEX J094755.5+464530	821691943112663296	SA 29 NA	146.981416	46.758481				
GALEX J094111.4+423922	813941657446972416	SA 29 NA	145.297537	42.655902	43006	7.63		Bédard et al. (ebd.)
GALEX J093732.0+435904	814867033921009920	SA 29 NA	144.383159	43.984534	14432	7.70		Anguiano et al. (2017)
US 719	824447697209172096	SA 29 US	143.449429	46.074983				
Gaia DR3 821541035141503488	821541035141503488	SA 29 NA	148.459221	46.580450				
US 1027	821412838957446400	SA 29 US	147.729042	46.068118	28500 ± 500	5.24 ± 0.07		Geier et al. (2015)
GALEX J093044.4+460035	818500782411320704	SA 29 NA	142.685715	46.009645				
Gaia DR3 4025123399964825344	4025123399964825344	SA 55 NA	172.897569	31.888752				

Tabelle A.1. Fortsetzung. Das hsd-Sample

Objekt	Gaia-ID	Feld	Ra	Dek	$T_{\text{eff}}^{\text{Lit}}$	$\log g^{\text{Lit}}$	$\log Y^{\text{Lit}}$	Quelle
			[deg]	[deg]	[K]	[cgs]		
Gaia DR3 4019606084976913792	4019606084976913792	SA 55 NA	177.968006	28.095896				
US 2875	4021132791231581056	SA 55 US	176.008742	31.157257	40475 ± 1118	7.61 ± 0.13		Bédard et al. (2020)
SDSS J114439.13+291439.2	4020631379569209088	SA 55 NA	176.163035	29.244216				
GALEX J114634.2+321941	4024679231626792832	SA 55 NA	176.642632	32.328141	29505	7.86		Kepler et al. (2019)
GALEX J112848.6+292837	4022564114852237440	SA 55 NA	172.202403	29.476929	23657	7.66		Kepler et al. (ebd.)
GALEX J115122.6+302621	4020440545582699008	SA 55 NA	177.844367	30.439168	25012	7.04		Anguiano et al. (2017)
Gaia DR3 4021052428098360448	4021052428098360448	SA 55 NA	176.051945	30.575088				
US 2937	4021228036425844480	SA 55 US	176.748444	30.545383	44244	6.20	-2.00	Genest-Beaulieu und Bergeron (2019)
Ton 67	4022181695259436416	SA 55 US	172.122016	29.251188	49710 ± 1530	5.85 ± 0.25		Luo et al. (2016)
PB 2852	4021902659824538112	SA 55 US	172.870043	28.627805				
PB 2690	4023909882724960640	SA 55 US	171.368632	32.107844	20970 ± 92	5.02 ± 0.06		Luo et al. (2019)
GALEX J113158.4+321313	4025199545440098688	SA 55 NA	172.993514	32.220458	31266 ± 440	5.72 ± 0.08		Kepler et al. (2016)
SDSS J114023.58+273457.7	4018169332516336128	SA 55 NA	175.098265	27.582722				
US 2882	4018236643244205440	SA 55 US	176.076996	27.808244				
US 2941	4021549785311406336	SA 55 US	176.769173	31.709680				
SDSS J113544.22+275202.5	4018976648929218432	SA 55 NA	173.934294	27.867361				
LB 28	1466310360366357760	SA 57 US	196.164899	31.484659	36490 ± 473	5.58 ± 0.09		Luo et al. (2021)
Ton 701	1447751394362534784	SA 57 US	198.916986	26.247359				
LB 27	1460730407575030656	SA 57 US	195.673963	27.678356	29600 ± 1000	5.56 ± 0.15		Maxted et al. (2001)
HZ 38	1460692714941449728	SA 57 US	194.838417	27.568332	36625 ± 240	5.90 ± 0.05	-0.75 ± 0.03	Luo et al. (2021)
Ton 139	1463780590268542592	SA 57 NA	194.020348	28.122092	29450	5.46		Lei et al. (2023)
PB 3322	1466048332999791104	SA 57 NA	196.750733	31.039910	7600 ± 22	6.72 ± 0.00		Pelisolli et al. (2018)
US 633	1463283748452789376	SA 57 US	200.751108	31.130745	30566 ± 223	5.80 ± 0.05		Luo et al. (2019)
Ton 140	1463697233542956672	SA 57 US	194.114179	27.708867	25050 ± 4010	5.55 ± 0.38		Luo et al. (2016)
Ton 150	1466548610792200064	SA 57 US	198.728566	32.215876				
Ton 148	1466492844936757632	SA 57 NA	198.234498	31.683972				
Ton 145	1466201233837047424	SA 57 US	197.556566	31.956163				
OMHR J130632.02+272216.1	1460484971667728128	SA 57 NA	196.633301	27.371134				
Gaia DR2 1466413916321271040	1466413916321271040	SA 57 NA	197.233696	32.391865				
SDSS J130940.16+291335.8	1461322215412000896	SA 57 NA	197.417371	29.226607				
GALEX J131101.7+270032	1460026544037776896	SA 57 NA	197.757312	27.008883	12315	8.50		Anguiano et al. (2017)
Gaia DR2 1462991170983630976	1460026544037776896	SA 57 NA	197.757312	27.008883				
Gaia DR3 1449331323852064640	1449331323852064640	SA 57 NA	200.547645	27.025349				
Feige 78	1461900356665943040	SA 57 NA	199.928641	29.394532				

Tabelle A.1. Fortsetzung. Das hsd-Sample

Objekt	Gaia-ID	Feld	Ra	Dek	$T_{\text{eff}}^{\text{Lit}}$	$\log g^{\text{Lit}}$	$\log Y^{\text{Lit}}$	Quelle
			[deg]		[K]	[cgs]		
Ton 706	1469371641256684416	SA 57 NA	200.765957	31.877431				
HZ 42	1463481935423095552	SA 57 NA	198.305530	31.366347	21012	± 755	5.19 \pm 0.10	Luo et al. (2021)
Gaia DR3 1464435899199314816	1464435899199314816	SA 57 NA	196.571359	30.084937				
PB 3390	1460175944476227072	SA 57 US	198.100008	27.654337	46667	± 43	7.00 \pm 0.05	Kepler et al. (2015)
SDSS J131746.32+265656.7	1447895013773739776	SA 57 NA	199.442996	26.949052				
HZ 39	1461140216174118016	SA 57 US	196.202875	28.125000	36934	± 113	5.91 \pm 0.02	Luo et al. (2021)
HZ 47	1460632997716192000	SA 57 US	194.858414	27.356285	18577	± 300	4.80 \pm 0.04	Luo et al. (2019)
PB 3420	1462779931608377088	SA 57 US	198.492510	30.077180				
Gaia DR3 1466553382500144768	1466553382500144768	SA 57 NA	198.678978	32.333448				
Ton 143	1460356814139885568	SA 57 US	195.944211	26.775175	47950	± 1500	5.97 \pm 0.30	Pelisolì et al. (2022)
Gaia DR3 1461911244407006720	1461911244407006720	SA 57 NA	199.396124	29.032711				
KUV 13016+2932	1464278669036709504	SA 57 NA	196.003531	29.269562				
SDSS J141457.25+163022.9	1461911244407006720	SA 57 NA	199.396124	29.032711				
PB 3335	1465975898376574720	SA 57 US	196.973471	30.597789				
PB 3442	1461705743107974016	SA 57 US	198.921326	28.148863				
PB 3322	1466048333001380352	SA 57 US	196.750608	31.039785	7600	± 22	6.72 \pm 0.00	Pelisolì et al. (2018)
GALEX J031927.9+155801	54438401239500928	SA 71 NA	49.866731	15.967248				
US 3711	58863763742690432	SA 71 US	47.454573	17.938137				
PG 0305+152	31265029748469120	SA 71 US	46.976299	15.420681	54318	± 2449	5.55 \pm 0.10	Luo et al. (2021)
US 3802	30166132300899584	SA 71 US	49.112593	14.535117	46050	± 2000	6.68 \pm 0.10	Lei et al. (2023)
PG 0310+149	31009771252186752	SA 71 US	48.404909	15.105912	45482	± 184	6.19 \pm 0.03	Luo et al. (2019)
PG 0314+146	30269452033850624	SA 71 US	49.408406	14.773216	47520	± 1030	5.60 \pm 0.19	Németh et al. (2012)
US 3722	31410543240593280	SA 71 US	47.663151	16.149928				
US 3977	1232328032502074496	SA 82 NA	215.204188	16.219000	21094	± 247	4.98 \pm 0.02	Luo et al. (2019)
GALEX J142915.1+141643	1228102776819665024	SA 82 NA	217.313201	14.278930	26581		8.00	Kepler et al. (2019)
Gaia DR3 1228926384043772672	1228926384043772672	SA 82 NA	216.569053	14.654402				
Gaia DR3 1227645964098646528	1227645964098646528	SA 82 NA	215.868240	13.639872				
GALEX J142625.1+141200	1227773477382703616	SA 82 NA	216.604544	14.200044	19046	± 409	4.39 \pm 0.07	Pelisolì et al. (2018)
PG 1421+150	1228629618983512064	SA 82 NA	215.877853	14.808812	33631	± 390	5.06 \pm 0.05	Luo et al. (2021)
GALEX J142604.7+132216	1227658063021448320	SA 82 NA	216.519702	13.371164	30005	± 200	5.59 \pm 0.01	Kepler et al. (2016)
GALEX J142044.1+161713	1232332220094873984	SA 82 NA	215.183825	16.287137	31758	± 249	5.75 \pm 0.06	Kepler et al. (ebd.)
GALEX J142821.9+135944	1227705784402976384	SA 82 NA	217.091141	13.995876	23279	± 333	5.00 \pm 0.01	Kepler et al. (2015)
GALEX J142044.1+161713	1232332220094873984	SA 82 NA	215.183825	16.287137	31758	± 294	5.75 \pm 0.06	Kepler et al. (2016)
Gaia DR3 1232441552782742784	1232441552782742784	SA 82 NA	215.886413	16.471213				

Tabelle A.1. Fortsetzung. Das hsd-Sample

Objekt	Gaia-ID	Feld	Ra	Dek	$T_{\text{eff}}^{\text{Lit}}$ [K]	$\log g^{\text{Lit}}$ [cgs]	$\log Y^{\text{Lit}}$	Quelle
NAME PN SkAc 1	1227151802340968832	SA 82 NA	214.091409	13.873352	73498	7.07		Bédard et al. (2020)
[CWH2004] CSA94-051	2498541669046699392	SA 94 NA	41.579532	-0.168176				
Gaia DR3 3265413538650545536	3265413538650545536	SA 94 NA	46.813182	-1.528920				
LB 2844	1306361548360576	SA 94 US	44.589012	2.195298				
Gaia DR2 1280759248213760	1280759248213760	SA 94 NA	44.401854	2.100214				
GALEX J025155.8+011218	2499134404598151296	SA 94 NA	42.982730	1.204978	21356 ± 1113	5.06 ± 0.07		Eisenstein et al. (2006)
US 3609	648436982969472	SA 94 US	46.123772	1.824646				
GALEX J030729.7-004345	3266274043938315392	SA 94 NA	46.873951	-0.729486	7744 ± 71	8.47 ± 0.22		Eisenstein et al. (ebd.)
GALEX J025459.6-002722	2497917382664718080	SA 94 NA	43.748318	-0.456183	19281 ± 575	5.01 ± 0.02		Eisenstein et al. (ebd.)
PG 0255+029	1792620565667968	SA 94 US	44.644972	3.181160				
GALEX J025739.8-010258	5187973906887419392	SA 94 NA	44.416067	-1.049871				
[CWH2004] CSA94-054	2499295586130443648	SA 94 NA	41.303947	1.069143				

A.2 Weißer Zwerg-Kandidaten

Tabelle A.2. Auflistung der anhand der in Abschnitt 8.2.3 vorgestellten und aussortierten Weißen Zwerge im hsd-Sample. Einige Sterne weisen in dieser Liste bereits Schwerebeschleunigungen von $\log g > 6.0$ auf, was mit dem ursprünglichen Auswahlkriterium für die Schwerebeschleunigung eigentlich nicht möglich ist. Dies resultiert aus der Tatsache, dass versucht wurde, einen guten Fit für diese Sterne zu finden. Bei Sternen mit so hohen Schwerebeschleunigungen handelt es sich mit Sicherheit um Weiße Zwerge, weshalb diese unabhängig von den genannten Kriterien ausgeschlossen wurden. Aufgelistet werden die Fitparameter Winkeldurchmesser Θ der Rötungsparameter $E(44 - 55)$, die Effektivtemperatur T_{eff} , die Schwerebeschleunigung $\log g$, die absolute Heliumhäufigkeit $\log(n(\text{He}))$, die Parallaxe ϖ , sowie die stellaren Parameter Radius R , Masse M und Leuchtkraft L . Als Letztes wird noch δ_{excess} aufgelistet. Dieser Parameter stellt einen Indikator für einen guten Fit dar. Je größer der Wert, desto schlechter der Fit. In der Regel wurde versucht, Werte unter 0.05 zu erzielen. Wurde anhand des SED-Fits festgestellt, dass es sich um ein Doppelsternsystem handelt, wurden die Fitparameter für den Begleiter in der nächsten Zeile angegeben.

Objekt	$\log(\Theta)$ [rad]	$E(44 - 55)$ [mag]	T_{eff} [K]	$\log(g)$ [cgs]	$\log(n(\text{He}))$	ϖ [mas]	R_{\star} [R_{\odot}]	M [M_{\odot}]	L [L_{\odot}]	δ_{excess} [mag]
GALEX J090709.2+420151	-12.336 ^{+0.031} _{-0.022}	0.042 ^{+0.012} _{-0.016}	51000 ⁺⁴⁰⁰⁰ ₋₈₀₀₀	5.50 ^{+0.15} _{-0.15}	-1.04	0.90 ± 0.50	0.011 ^{+0.009} _{-0.004}	0.002 ^{+0.003} _{-0.001}	0.7 ^{+1.70} _{-0.50}	0.000
US 1332	-12.120 ^{+0.090} _{-0.120}	0.010 ^{+0.010} _{-0.010}	22200 ⁺⁴⁴⁰⁰ ₋₂₈₀₀	5.50 ^{+0.15} _{-0.15}	-1.04	2.00 ± 0.50	0.008 ^{+0.003} _{-0.002}	0.001 ^{+0.001} _{-0.000}	0.0 ^{+0.02} _{-0.10}	0.022
			8000 ⁺¹⁰⁰⁰ ₋₁₃₀₀	4.50 ^{+0.10} _{-0.10}	-1.05		0.016 ^{+0.009} _{-0.006}	0.000 ^{+0.000} _{-0.000}	0.0 ^{+0.00} _{-0.00}	0.022
US 1499	-12.138 ^{+0.010} _{-0.098}	0.014	29900 ⁺⁷⁰⁰ ₋₇₀₀	5.50 ^{+0.15} _{-0.15}	-1.04	1.40 ± 0.50	0.011 ^{+0.005} _{-0.003}	0.001 ^{+0.002} _{-0.001}	0.1 ^{+0.09} _{-0.04}	0.021
US 1536	-11.935 ^{+0.015} _{-0.017}	0.020	33100 ⁺¹³⁰⁰ ₋₁₁₀₀	5.50 ^{+0.15} _{-0.15}	-1.04	1.12 ± 0.26	0.023 ^{+0.007} _{-0.005}	0.006 ^{+0.004} _{-0.002}	0.6 ^{+0.42} _{-0.21}	0.037
US 2030	-12.260 ^{+0.050} _{-0.040}	0.020 ^{+0.015} _{-0.018}	49000 ⁺⁶⁰⁰⁰ ₋₉₀₀₀	5.50 ^{+0.15} _{-0.15}	-1.04	1.00 ± 0.40	0.012 ^{+0.008} _{-0.004}	0.002 ^{+0.003} _{-0.001}	0.8 ^{+1.50} _{-0.50}	0.019
US 2173	-11.776 ^{+0.020} _{-0.018}	0.000 ^{+0.040} _{-0.000}	12500 ⁺¹⁰⁰⁰ ₋₅₀₀	6.90 ^{+0.15} _{-0.15}	-1.04	1.10 ± 0.40	0.029 ^{+0.017} _{-0.010}	0.240 ^{+0.360} _{-0.140}	0.0 ^{+0.03} _{-0.01}	0.137
GALEX J090441.8+433742	-11.955 ^{+0.025} _{-0.187}	0.060 ^{+0.060} _{-0.050}	14500 ⁺²³⁰⁰ ₋₁₆₀₀	4.50 ^{+0.15} _{-0.15}	-1.04	1.30 ± 0.60	0.017 ^{+0.012} _{-0.006}	0.000 ^{+0.001} _{-0.000}	0.0 ^{+0.03} _{-0.01}	0.042
GALEX J090602.5+433333	-11.993 ^{+0.016} _{-0.277}	0.090 ^{+0.040} _{-0.040}	19400 ⁺²²⁰⁰ ₋₁₈₀₀	4.60 ^{+0.15} _{-0.15}	-1.04	2.00 ± 0.50	0.010 ^{+0.004} _{-0.005}	0.000 ^{+0.000} _{-0.000}	0.0 ^{+0.01} _{-0.01}	0.026
GALEX J085131.5+452024	-12.140 ^{+0.040} _{-0.170}	0.102 ^{+0.041} _{-0.027}	35000 ⁺²⁰⁰⁰⁰ ₋₄₀₀₀	5.50 ^{+0.15} _{-0.15}	-1.04	1.30 ± 0.40	0.011 ^{+0.005} _{-0.004}	0.001 ^{+0.001} _{-0.001}	0.2 ^{+0.86} _{-0.15}	0.024
US 1205	-12.318 ^{+0.091} _{-0.026}	0.135 ^{+0.015} _{-0.028}	75148 ⁺⁰ ₋₂₄₂₉₆	5.50 ^{+0.15} _{-0.15}	-1.04	0.70 ± 0.40	0.016 ^{+0.014} _{-0.006}	0.003 ^{+0.007} _{-0.002}	5.0 ^{+13.00} _{-4.00}	0.009
GALEX J083929.7+471449	-12.027 ^{+0.022} _{-0.271}	0.100 ^{+0.040} _{-0.040}	21200 ⁺³²⁰⁰ ₋₂₃₀₀	5.50 ^{+0.15} _{-0.15}	-1.04	1.90 ± 0.50	0.010 ^{+0.004} _{-0.004}	0.001 ^{+0.001} _{-0.008}	0.0 ^{+0.03} _{-0.01}	0.000
GALEX J084220.9+434444	-11.881 ^{+0.017} _{-0.153}	0.063 ^{+0.024} _{-0.023}	15500 ⁺¹⁴⁰⁰ ₋₁₁₀₀	5.40 ^{+0.15} _{-0.15}	-1.04	1.70 ± 0.50	0.015 ^{+0.007} _{-0.005}	0.002 ^{+0.002} _{-0.001}	0.0 ^{+0.01} _{-0.01}	0.005
US 1536	-12.151 ^{+0.081} _{-0.011}	0.070 ^{+0.140} _{-0.070}	8000 ⁺⁸⁰⁶ ₋₀	3.00 ^{+0.15} _{-0.15}	-1.04	1.60 ± 0.40	0.011 ^{+0.004} _{-0.002}	0.000 ^{+0.000} _{-0.000}	0.0 ^{+0.00} _{-0.00}	0.163
GALEX J084615.5+434842	-12.220 ^{+0.040} _{-0.070}	0.140 ^{+0.019} _{-0.025}	35000 ⁺¹⁰⁰⁰⁰ ₋₄₀₀₀	5.50 ^{+0.15} _{-0.15}	-1.04	1.10 ± 0.60	0.011 ^{+0.009} _{-0.004}	0.002 ^{+0.003} _{-0.001}	0.2 ^{+0.68} _{-0.15}	0.000
Gaia DR3 808063668284902656	-11.949 ^{+0.026} _{-0.202}	0.001	12600 ⁺⁹⁰⁰ ₋₇₀₀	4.50 ^{+0.15} _{-0.15}	-1.04	2.10 ± 0.70	0.011 ^{+0.006} _{-0.004}	0.000 ^{+0.000} _{-0.000}	0.0 ^{+0.00} _{-0.00}	0.137
GALEX J100144.4+453047	-12.329 ^{+0.033} _{-0.017}	0.069 ^{+0.006} _{-0.011}	75148 ⁺⁰ ₋₁₁₅₈₆	5.50 ^{+0.15} _{-0.15}	-1.04	1.13 ± 0.25	0.009 ^{+0.003} _{-0.002}	0.001 ^{+0.001} _{-0.000}	2.1 ^{+1.60} _{-1.00}	0.007
US 700	-12.222 ^{+0.015} _{-0.087}	0.014	32200 ⁺¹³⁰⁰ ₋₁₁₀₀	5.50 ^{+0.15} _{-0.15}	-1.04	1.20 ± 0.50	0.010 ^{+0.007} _{-0.004}	0.001 ^{+0.002} _{-0.001}	0.1 ^{+0.18} _{-0.06}	0.038
Gaia DR2 806936909384288256	-12.038 ^{+0.022} _{-0.025}	0.013 ^{+0.023} _{-0.025}	26200 ⁺²⁴⁰⁰ ₋₂₁₀₀	5.50 ^{+0.15} _{-0.15}	-1.04	1.60 ± 0.40	0.012 ^{+0.004} _{-0.002}	0.002 ^{+0.001} _{-0.001}	0.1 ^{+0.06} _{-0.00}	0.000
Gaia DR3 821400916128618752	-12.144 ^{+0.014} _{-0.032}	0.014	18700 ⁺⁷⁰⁰ ₋₆₀₀	6.60 ^{+0.15} _{-0.15}	-1.04					0.043
GALEX J095821.7+420241	-12.001 ^{+0.013} _{-0.161}	0.014	16600 ⁺⁷⁰⁰ ₋₆₀₀	4.60 ^{+0.15} _{-0.15}	-1.04	1.50 ± 0.50	0.013 ^{+0.006} _{-0.004}	0.000 ^{+0.000} _{-0.000}	0.0 ^{+0.01} _{-0.01}	0.033
Gaia DR3 821541035141503488	-12.067 ^{+0.015} _{-0.176}	0.140 ^{+0.040} _{-0.040}	19800 ⁺²²⁰⁰ ₋₁₇₀₀	5.00 ^{+0.15} _{-0.15}	-1.04	1.70 ± 0.60	0.010 ^{+0.006} _{-0.004}	0.000 ^{+0.000} _{-0.000}	0.0 ^{+0.02} _{-0.01}	0.006

Tabelle A.2. Fortsetzung. Weiße Zwerge im hsd-Sample

Objekt	$\log(\Theta)$		$E(44 - 55)$		T_{eff}		$\log(g)$		$\log(n(\text{He}))$		ϖ		R_{\star}		M		L		δ_{excess}		
		[rad]		[mag]		[K]		[cgs]			[mas]		[R_{\odot}]		[M_{\odot}]		[L_{\odot}]			[mag]	
GALEX J094755.5+464530	-12.086	+0.025 -0.019	0.050	+0.070 -0.050	18900	+4200 -2700	6.60	+0.15 -0.15	-1.04	1.70	± 0.60	0.011	+0.005 -0.003	0.016	+0.019 -0.007	0.0	+0.03 -0.01			0.041	
GALEX J093732.0+435904	-11.990	+0.013 -0.150	0.014		14400	+600 -500	4.50	+0.15 -0.15	-1.04	1.20	± 0.60	0.016	+0.013 -0.006	0.003	+0.001 -0.000	0.0	+0.02 -0.01			0.045	
GALEX J093544.9+461410	-12.330	+0.050 -0.040	0.143	+0.017 -0.026	50000	+5000 -11000	5.50	+0.15 -0.15	-1.04	1.00	± 0.60	0.011	+0.013 -0.004	0.001	+0.005 -0.001	0.6	+2.20 -0.40			0.000	
GALEX J093044.4+460035	-11.940	+0.060 -0.450	0.000	+0.110 -0.000	12200	+7300 -900	7.00	+0.15 -0.15	-1.04	2.30	± 0.50	0.010	+0.005 -0.006	0.034	+0.035 -0.029	0.0	+0.01 -0.00			0.000	
					5400	+2900 -1700	4.50	+0.10 -0.10	-1.00			0.013	+0.011 -0.009	0.000	+0.000 -0.000	0.0	+0.00 -0.00			0.000	
GALEX J092908.1+422928	-11.962	+0.016 -0.209	0.014		12500	+600 -500	4.50	+0.15 -0.15	-1.04	1.30	± 0.70	0.016	+0.014 -0.007	0.000	+0.001 -0.000	0.0	+0.01 -0.00			0.054	
US 776	-12.137	+0.015 -0.102	0.014		27500	+900 -900	5.50	+0.15 -0.15	-1.04	1.90	± 0.40	0.008	+0.002 -0.002	0.001	+0.001 -0.000	0.0	+0.02 -0.01			0.013	
					2300	+4700 -0	4.50	+0.10 -0.10	-1.05												0.013
GALEX J094111.4+423922	-12.240	+0.050 -0.110	0.014		39000	+5000 -5000	5.50	+0.15 -0.15	-1.04	0.90	± 0.40	0.013	+0.009 -0.005	0.002	+0.004 -0.001	0.4	+0.73 -0.23			0.033	
US 2875	-12.111	+0.013 -0.168	0.014		2900	+1200 -1000	5.50	+0.15 -0.15	-1.04	1.00	± 0.40	0.015	+0.007 -0.005	0.003	+0.003 -0.001	0.2	+0.28 -0.13			0.031	
GALEX J112848.6+292837	-12.155	+0.021 -0.192	0.102	+0.023 -0.022	29800	+2600 -2300	5.50	+0.15 -0.15	-1.04	1.40	± 0.50	0.010	+0.007 -0.004	0.001	+0.002 -0.001	0.1	+0.13 -0.05			0.005	
GALEX J114634.2+321941	-12.222	+0.012 -0.101	0.091	+0.017 -0.009	52600	+15300 -1748	6.00	+0.15 -0.15	-1.04	0.40	± 0.30	0.028	+0.039 -0.012	0.030	+0.135 -0.020	8.0	+43.00 -6.00			0.000	
GALEX J115122.6+302621	-12.084	+0.015 -0.209	0.014		26500	+100 -900	5.50	+0.15 -0.15	-1.04												0.039
SDSS J114439.13+291439.2	-11.594	+0.008 -0.252	0.014		11570	+210 -200	7.00	+0.15 -0.15	-1.04	0.23	± 0.18	0.190	+0.280 -0.090	13.000	+66.000 -10.000	0.6	+3.00 -0.50			0.020	
Gaia DR3 1464435899199314816	-12.229	+0.022 -0.062	0.010		23700	+1300 -1200	5.50	+0.15 -0.15	-1.04												0.082
Gaia DR3 1449331323852064640	-12.250	+0.024 -0.034	0.102	+0.013 -0.012	46000	+9000 -6000	5.50	+0.15 -0.15	-1.04	0.50	± 0.40	0.023	+0.029 -0.009	0.006	+0.026 -0.004	2.5	+11.10 -1.80			0.000	
GALEX J131101.7+270032	-12.022	+0.015 -0.309	0.154	+0.028 -0.026	19500	+1800 -1500	5.00	+0.15 -0.15	-1.04	0.80	± 0.70	0.020	+0.030 -0.010	0.002	+0.008 -0.001	0.1	+0.29 -0.05			0.010	
SDSS J130940.16+291335.8	-12.420	+0.040 -0.090	0.017	+0.016 -0.015	58000	+17000 -7148	5.50	+0.15 -0.15	-1.04	0.70	± 0.50	0.011	+0.012 -0.004	0.001	+0.004 -0.001	1.5	+6.20 -1.10			0.017	
Gaia DR2 1466413916321271040	-12.278	+0.030 -0.083	0.067	+0.015 -0.013	44000	+8000 -6000	5.50	+0.15 -0.15	-1.04	1.40	± 0.40	0.008	+0.003 -0.002	0.001	+0.001 -0.000	0.2	+0.33 -0.13			0.004	
OMHR J130632.02+272216.1	-12.209	+0.022 -0.158	0.067	+0.018 -0.020	33300	+3700 -2500	5.50	+0.15 -0.15	-1.04	0.60	± 0.50	0.020	+0.029 -0.009	0.005	+0.023 -0.004	0.5	+2.40 -0.40			0.000	
Gaia DR2 1462991170983630976	-12.250	+0.060 -0.150	0.174	+0.014 -0.036	37000	+8000 -7000	5.50	+0.15 -0.15	-1.04	1.70	± 0.50	0.007	+0.003 -0.002	0.001	+0.001 -0.000	0.1	+0.16 -0.06			0.007	
GALEX J031927.9+155801	-12.206	+0.027 -0.021	0.160	+0.015 -0.014	75148	+0 -9112	5.50	+0.15 -0.15	-1.04	1.08	± 0.22	0.013	+0.003 -0.002	0.002	+0.001 -0.001	4.0	+2.60 -1.60			0.023	
NAME PN SkAc 1	-12.202	+0.012 -0.007	0.000	+0.008 -0.000	75148	+0 -3588	5.50	+0.15 -0.15	-1.04	1.48	± 0.24	0.009	+0.002 -0.001	0.001	+0.000 -0.000	2.4	+1.10 -0.70			0.036	
					3900	+410 -170	4.50	+0.10 -0.10	-1.05			0.090	+0.020 -0.016	0.009	+0.004 -0.003	0.0	+0.00 -0.00			0.036	
GALEX J142915.1+141643	-12.011	+0.010 -0.084	0.020		23600	+700 -600	6.60	+0.15 -0.15	-1.04	0.50	± 0.40	0.036	+0.049 -0.015	0.180	+0.840 -0.120	0.4	+1.62 -0.24			0.022	
Gaia DR2 1280759248213760	-11.834	+0.013 -0.230	0.100		12400	+500 -400	4.50	+0.15 -0.15	-1.04	2.30	± 0.60	0.013	+0.005 -0.005	0.000	+0.000 -0.000	0.0	+0.00 -0.00			0.047	
GALEX J025739.8-010258	-12.024	+0.013 -0.320	0.109	+0.017 -0.016	21600	+1500 -1300	5.50	+0.15 -0.15	-1.04	0.90	± 0.50	0.020	+0.021 -0.011	0.005	+0.014 -0.004	0.1	+0.25 -0.06			0.006	
Gaia DR3 3265413538650545536	-11.958	+0.014 -0.287	0.150	+0.040 -0.040	17800	+1900 -1500	5.50	+0.15 -0.15	-1.04	0.90	± 0.80	0.020	+0.032 -0.010	0.005	+0.027 -0.004	0.0	+0.22 -0.03			0.032	

A.3 Ergebnisse der spektroskopischen Untersuchungen

Tabelle A.3. Durch die spektroskopischen Untersuchungen ermittelte atmosphärische Parameter: Effektivtemperatur T_{eff} , Schwerebeschleunigung $\log g$ und absolute Heliumhäufigkeit $\log(n(\text{He}))$. Zusätzlich wird jeweils der Name des Objekts (entspricht dem Simbad-Namen) aufgeführt. Die letzte Spalte legt offen, von welchem Beobachtungsprogramm die für das Objekt untersuchten Spektren jeweils stammen. Die angegebenen Fehler entsprechen den aus dem Fitprozess resultierenden statistischen Fehlern und stellen damit keine realistischen Fehlerbereiche dar. In Abschnitt 8.3.1 wird eine Möglichkeit erläutert, realistischere Fehlerbereiche zu erhalten. Diese Methode wurde auch für diese Arbeit herangezogen.

Objekt	T_{eff} [K]	$\log(g)$ [cgs]	$\log(n(\text{He}))$	Spektrograph	
SDSS J131746.32+265656.7	8170	+120 -80	4.37 +0.27 -0.34	-1.00 +0.00 -0.00	SDSS
[CWH2004] CSA94-051	9200	+240 -90	4.13 +0.07 -0.08	-1.50 +0.40 -0.25	SDSS
Gaia DR3 809904151966915968	9210	+50 -50	4.20 +0.02 -0.37	-0.91 +0.07 -0.09	SDSS
Feige 78	9360	+50 -90	4.27 +0.05 -0.03	-1.40 +0.12 -0.23	LAMOST
SDSS J114023.58+273457.7	9360	+270 -150	4.30 +0.10 -0.13	-1.80 +0.90 -0.25	SDSS
US 2882	10396	+25 -98	3.47 +0.04 -0.06	-1.65 +0.27 -0.16	SDSS
Ton 148	10400	+40 -80	3.83 +0.03 -0.02	-1.23 +0.10 -0.13	LAMOST
Ton 145	10450	+40 -40	3.62 +0.02 -0.02	-1.15 +0.04 -0.08	LAMOST
US 911	10580	+390 -200	3.74 +0.15 -0.09	-3.10 +1.20 -0.25	SDSS
KUV 08316+4231	10580	+40 -40	3.15 +0.01 -0.02	-1.00 +0.00 -0.00	LAMOST/SDSS
US 759	10750	+100 -150	4.37 +0.05 -0.08	-1.23 +0.16 -0.13	SDSS
SDSS J113544.22+275202.5	10800	+560 -290	4.54 +0.23 -0.13	-2.70 +1.10 -0.25	SDSS
US 1749	11010	+200 -120	3.79 +0.11 -0.07	-1.05 +0.08 -0.24	LAMOST
Ton 706	11395	+15 -8	3.75 +0.00 -0.00	-1.52 +0.02 -0.02	LAMOST
GALEX J025459.6-002722	11400	+1100 -900	3.50 +0.40 -0.40	-1.60 +0.50 -1.70	SDSS
US 1210	11440	+210 -140	3.69 +0.10 -0.07	-0.99 +0.09 -0.11	LAMOST
SDSS J083217.40+420439.8	13150	+270 -190	3.87 +0.08 -0.05	-1.69 +0.39 -0.05	SDSS
US 3977	13700	+500 -400	3.92 +0.11 -0.11	-2.70 +0.40 -0.90	LAMOST
HZ 42	13946	+15 -10	3.88 +0.00 -0.00	-1.90 +0.02 -0.02	LAMOST
GALEX J083323.3+430824	14036	+16 -66	3.76 +0.00 -0.00	-0.85 +0.00 -0.00	LAMOST
US 1051	15200	+70 -90	4.07 +0.02 -0.02	-0.96 +0.02 -0.02	LAMOST
US 710	16250	+280 -320	4.41 +0.05 -0.06	-1.74 +0.10 -0.09	SDSS
US 1663	16260	+210 -190	4.46 +0.04 -0.04	-1.46 +0.05 -0.06	SDSS
GALEX J142625.1+141200	16569	+52 -27	4.43 +0.01 -0.01	-1.86 +0.04 -0.04	SDSS
PB 2852	17552	+69 -23	4.33 +0.01 -0.01	-2.10 +0.02 -0.02	LAMOST
HZ 47	18500	+500 -500	4.82 +0.02 -0.02	-1.64 +0.04 -0.03	LAMOST
PB 2690	19110	+430 -70	4.81 +0.06 -0.01	-2.30 +0.08 -0.10	SDSS
GALEX J142821.9+135944	20400	+600 -600	4.70 +0.07 -0.07	-2.04 +0.08 -0.10	SDSS
PB 3322	22900	+600 -800	5.13 +0.08 -0.10	-3.58 +0.27 -0.37	SDSS
Ton 140	25270	+80 -90	5.64 +0.01 -0.01	-4.02 +0.10 -0.14	SDSS
US 719	26200	+1600 -2000	5.72 +0.27 -0.24	-3.50 +0.40 -0.25	LAMOST
US 1027	26720	+220 -280	5.42 +0.05 -0.05	-2.44 +0.05 -0.05	SDSS
GALEX J142044.1+161713	27200	+400 -400	5.47 +0.06 -0.07	-1.98 +0.06 -0.07	SDSS
GALEX J113158.4+321313	27800	+700 -600	5.27 +0.11 -0.10	-5.10 +1.20 -0.25	SDSS
GALEX J142604.7+132216	27940	+270 -260	5.47 +0.04 -0.04	-2.89 +0.12 -0.11	SDSS
US 633	28300	+400 -500	5.63 +0.07 -0.08	-3.03 +0.15 -0.26	LAMOST
Ton 139	29080	+150 -170	4.97 +0.03 -0.02	-3.79 +0.18 -0.18	LAMOST
PG 1421+150	30050	+270 -220	4.78 +0.03 -0.03	-2.34 +0.04 -0.04	SDSS
LB 27	30160	+160 -150	5.44 +0.02 -0.02	-2.70 +0.08 -0.08	LAMOST
GALEX J030729.7-004345	30600	+1200 -1900	5.05 +0.11 -0.19	-3.04 +0.16 -1.01	SDSS
US 1059	30940	+270 -310	5.57 +0.07 -0.07	-3.02 +0.10 -0.30	SDSS
US 2055	33500	+700 -700	5.62 +0.10 -0.09	-1.99 +0.10 -0.13	SDSS

Tabelle A.3. Fortsetzung. Aus den spektroskopischen Untersuchungen ermittelte atmosphärische Parameter.

Objekt	T_{eff}		$\log(g)$		$\log(n(\text{He}))$		Spektrograph
	[K]		[cgs]				
US 909	34290	+300 -310	5.10	+0.04 -0.04	-2.53	+0.06 -0.09	SDSS
HZ 38	35800	+400 -500	5.87	+0.07 -0.07	-0.92	+0.04 -0.04	LAMOST
US 1796	36410	+120 -160	6.02	+0.02 -0.02	-0.92	+0.01 -0.01	SDSS
KUV 09025+4253	37000	+230 -230	5.59	+0.04 -0.04	-1.47	+0.02 -0.02	SDSS
LB 28	37410	+100 -100	5.95	+0.02 -0.02	-0.70	+0.01 -0.01	SDSS
HZ 39	37440	+120 -120	5.90	+0.01 -0.01	-3.54	+0.08 -0.12	LAMOST
US 1184	38740	+220 -220	5.78	+0.05 -0.05	-0.28	+0.01 -0.02	SDSS
US 2397	38900	+600 -900	6.10	+0.14 -0.13	-0.04	+0.00 -0.00	SDSS
US 1993	39500	+400 -400	5.84	+0.02 -0.01	-0.17	+0.02 -0.02	SDSS
PB 3390	39700	+290 -250	5.79	+0.05 -0.06	-0.21	+0.01 -0.01	SDSS
US 708	45700	+1000 -900	5.57	+0.22 -0.26	-0.08	+0.04 -0.04	SDSS
Ton 143	47610	+160 -160	6.52	+0.03 -0.03	-0.30	+0.01 -0.00	SDSS
Ton 67	55500	+600 -500	5.89	+0.02 -0.02	-2.04	+0.02 -0.02	SDSS
US 3802	58500	+2800 -2600	5.49	+0.08 -0.08	-2.72	+0.13 -0.13	SDSS
PG 0305+152	61000	+10000 -6000	5.43	+0.18 -0.17	-1.99	+0.22 -0.49	LAMOST

A.4 Ton 143 - ein magnetischer Subdwarf

In den eingangs gemachten Analysen mittels der freien SED-Fits präsentiert sich Ton 143 zunächst als typischer hsd-Stern mit den in Tabelle A.4 dargestellten Parametern. Die einzige Herausforderung ergab sich bei der Bestimmung der Effektivtemperatur, die einen Wert jenseits des genutzten sdB Modellgitters annehmen will. Dies resultiert jedoch primär aus der unzureichenden Verfügbarkeit von photometrischen Daten im UV-Bereich. Dennoch stimmen die abgeleiteten Parameter wie Radius, Masse und Leuchtkraft bemerkenswert gut mit den für hsd-Sternen erwarteten Werten überein.

Ein Vergleich der Werte von Effektivtemperaturen mit Literaturwerten von Luo et al. (2016) zeigt, dass die bestimmte Effektivtemperatur von Ton 143 dem Literaturwert von 49400 Kelvin nahekommt. Allerdings weicht die angenommene Schwerebeschleunigung von $\log g = 5.50$ stark vom Literaturwert $\log g^{\text{Lit}} = 6.54$ ab. Es scheint, als würde die Schwerebeschleunigung durch die Annahme erheblich unterschätzt werden. Eine solche Unterschätzung würde vor allem die abgeleitete Masse des Sterns signifikant beeinflussen. Um einen Vergleich ziehen zu können, wurde der SED-Fit unter Berücksichtigung der Literaturwerte wiederholt. Die resultierenden Parameter sind ebenfalls in Tabelle A.4 aufgeführt.

Wie erwartet führt die Anpassung der Parameter zu einer erheblichen Änderung der abgeleiteten Masse von ursprünglich $0.46M_{\odot}$ auf nun $5.2M_{\odot}$, ein Wert, der für einen hsd-Stern deutlich zu hoch ist. Der freie Fit scheint die Annahme eines hsd-Sterns deutlich plausibler zu erklären, was vermuten lässt, dass die in der Literatur angeführte Schwerebeschleunigung möglicherweise zu hoch angesetzt wurde. Um einen präzisen Wert für $\log g$ eigenständig zu bestimmen, wurden zwei SDSS-Spektren von Ton 143 mit der vorgestellten Methode analysiert. Abbildung A.1 zeigt eines dieser Spektren und den zugehörigen besten Fit.

Die Ergebnisse des Fits weisen für Ton 143 jedoch auch eine Schwerebeschleunigung von $\log g = 6.52$ auf, was eine gute Übereinstimmung mit dem Literaturwert zeigt. Bei einer genauen Betrachtung des Spektrums fällt jedoch auf, dass zahlreiche Absorptionslinien zwar in ihrem Zentrum gut durch den Fit modelliert werden, ihre Umgebung aber unzureichend reproduziert wird, was in großen Abweichungen von Modell und Messung resultiert. Diese Beobachtung deckt sich mit den Erkenntnissen von Pelisoli et al. (2022) über Ton 143. Auffällig ist eine Verbreiterung der Linien, die nicht den Mustern einer Verbreiterung durch hohes $\log g$ folgt, sondern zur Ausbildung von drei oder mehr Maxima innerhalb der jeweiligen Absorptionslinien führt. Die Linien schei-

Tabelle A.4. Im freien SED-Fit ermittelte Parameter für Ton 143. Der rot markierte Fehler der Temperatur zeigt an, dass der Fit bei der Modellierung an die Grenzen des Modellgitters gestoßen ist und der Stern wohl heißer als 55000 Kelvin ist. Dennoch sind die Ergebnisse des Fits sehr gut, erkennbar daran, dass der Parameter δ_{excess} Null ist. Alle Parameter bewegen sich im Bereich eines hsd-Sterns. Zudem sind die Ergebnisse eines Fits angegeben, bei dem die von Luo et al. (2016) bestimmten atmosphärischen Parameter genutzt werden.

Objekt: Ton 143	freier Fit	Fit mit Literaturwerten
Farb-Exzess E(44-55)	$0.0152^{+0.0028}_{-0.0092}$	0.0101 ± 0.0028 mag
Angular diameter $\log(\Theta$ [rad])	$-11.545^{+0.0339}_{-0.0005}$	$-11.526^{+0.008}_{-0.007}$
Parallaxe ϖ (Gaia, RUWE = 1.01)	0.33 ± 0.06 mas	
Abstand d (Gaia, Median)	$(3.0^{+0.6}_{-0.5}) \cdot 10^3$ pc	
Effektivtemperatur T_{eff}	55000^{+0}_{-5726}	49400 ± 2000
Schwerebeschleunigung $\log(g$ [cm s ⁻²])	5.50 ± 0.15	6.54 ± 0.21
Heliumhäufigkeit $\log n(\text{He})$	-0.354	-0.354
Spektroskopische Entfernung d_{spec}	$3.1^{+0.7}_{-0.6}$ pc	$0.92^{+0.27}_{-0.21}$ pc
Radius $R = \Theta/(2\varpi)$	$0.198^{+0.038}_{-0.028} R_{\odot}$	$0.193^{+0.034}_{-0.026} R_{\odot}$
Masse $M = gR^2/G$	$0.46^{+0.28}_{-0.17} M_{\odot}$	$5.2^{+4.1}_{-1.7} M_{\odot}$
Leuchtkraft $L/L_{\odot} = (R/R_{\odot})^2 (T_{\text{eff}}/T_{\text{eff},\odot})^4$	280^{+140}_{-100}	220^{+100}_{-70}
δ_{excess}	0.000 mag	0.000 mag

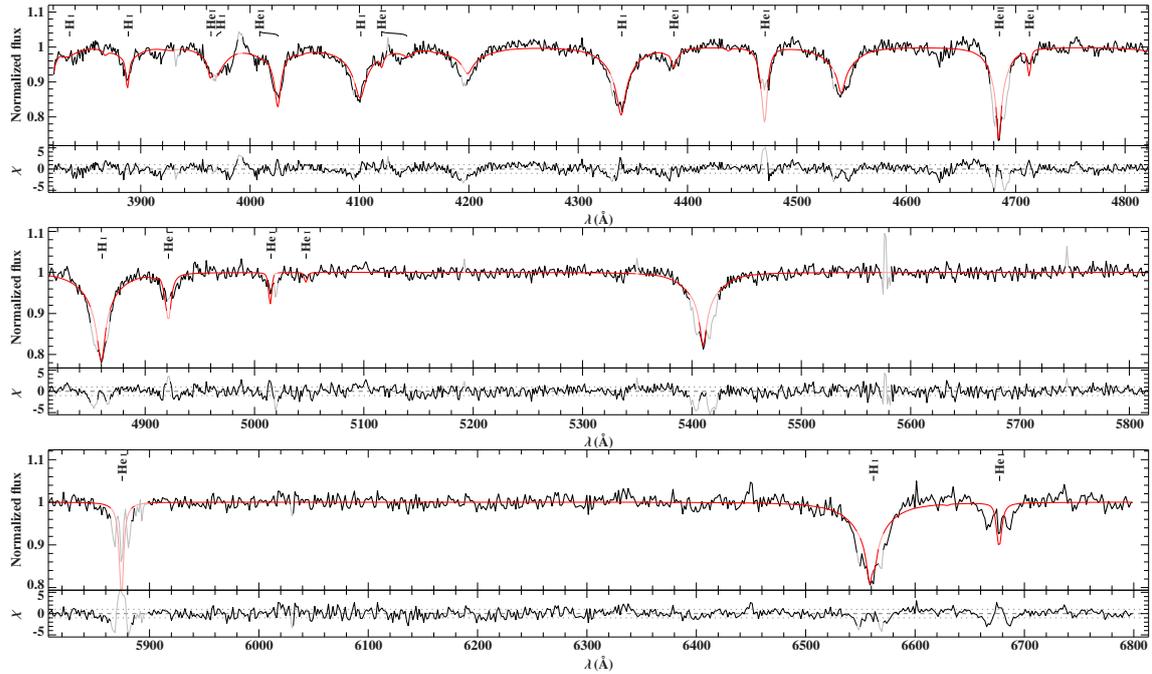


Abbildung A.1. Untersuchtes SDSS-Spektrum des Sterns Ton 143. Das Spektrum ist als schwarze Linie dargestellt, während der beste Fit als rote Linie dargestellt ist. Absorptionslinien für Wasserstoff (HI) und Helium (HeI) sowie ionisiertes Helium (HeII) sind markiert. Die aus diesem Fit ermittelten Parameter finden sich in Anhang A.3. Es wird klar ersichtlich, dass durch den Fit kaum eine der Linien gut reproduziert wird. Alle Linien erscheinen breiter und eine Aufteilung dieser ist erkennbar. Diese Aufspaltung der Linien ist durch den Zeeman-Effekt bedingt und weist auf ein starkes Magnetfeld des Sterns hin. Die starke Präsenz von Heliumlinien und die kaum ausgeprägte Balmserserie weisen zudem auf das Vorliegen eines He-sdO-Sterns hin.

nen sich aufzuspalten. Da die Modellierung eine Linienverbreiterung nur durch eine Erhöhung von $\log g$ erreichen kann¹, resultieren so hohe Werte für diese. Die eigentliche Ursache für dieses Phänomen liegt jedoch an einer anderen Stelle.

Dorsch et al. (2022) dokumentieren erstmals einen hsd-Stern, bei dem eine ähnliche Aufspaltung der Absorptionslinien festgestellt wurde. Diese Aufspaltung ist eine Folge des linearen Zeeman-Effekts, welcher aufgrund eines starken Magnetfeldes auftritt. Die Einbeziehung dieses Effekts in die Analyse ermöglicht eine gute Modellierung der aufgespaltenen Absorptionslinien. In Abbildung A.2 sind ausgewählte Absorptionslinien von Ton 143, die zuvor ohne die Berücksichtigung des Zeeman-Effekts nicht adäquat gefittet werden konnten, gezeigt. Pelisoli et al. (2022) untersuchten diese Linien und führten Fits unter Einbezug dieses Effekts durch. Die so erhaltenen Fits sind in der Abbildung rot dargestellt und können die Beobachtungen gut reproduzieren. Zur Modellierung des Magnetfeldes wurden dabei drei Magnetfeldkomponenten angenommen. Dieser Spektralfit liefert für die Effektivtemperatur einen Wert von 47950 Kelvin und die Schwerebeschleunigung ergibt sich zu $\log g = 5.97$ (ebd.). Die aus dem Fit resultierende durchschnittliche Feldstärke beträgt dabei $B = 305kG$, ein bemerkenswert hoher Wert.

Die Untersuchungen von Pelisoli et al. (ebd.) umfassen neben Ton 143 und dem bereits von Dorsch et al. (2022) erwähnten Stern, noch zwei weitere Sterne. Die Analysen dieser Sterne zeigten, dass alle vergleichbare Eigenschaften aufweisen. Im HRD gruppieren sich diese Sterne nahe der Heliumhauptreihe mit Massen um $0.8M_{\odot}$ und zählen alle zur Kategorie der He-sdO-Sterne. Dorsch et al. (ebd.) argumentieren, dass der von ihnen entdeckte Stern Ergebnis des White-Dwarf-Merger-Szenarios ist. Die Tatsache, dass alle Sterne im HRD so dicht beisammen liegen und ähnliche Eigenschaften aufweisen, legt nahe, dass auch die übrigen das Ergebnis dieses Entstehungskanaals sind.

Damit stellt Ton 143 einen relevanten Eckpunkt dar, um diesen Entstehungskanal und seine

¹Eine Linienverbreiterung könnte auch das Resultat einer sehr hohen Rotationsgeschwindigkeit des Sterns sein (siehe Abschnitt 7.1), im Fitprozess wurde der Fitparameter der projizierten Rotationsgeschwindigkeit jedoch auf 0 festgesetzt, sodass letztlich nur $\log g$ die Linienverbreiterung reproduzieren könnte.

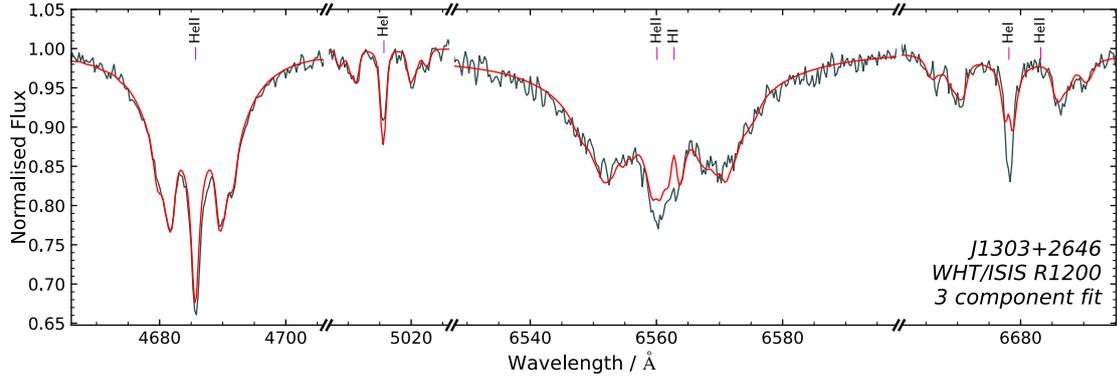


Abbildung A.2. Angepasster Fit ausgewählter Absorptionslinien von Ton 143 unter Berücksichtigung des linearen Zeemann-Effekts. Das Magnetfeld wurde hierbei aus drei Komponenten bestehend modelliert. Das genutzte Spektrum (grau) ist nicht mehr das SDSS-Spektrum aus Abbildung A.1 sondern ein WHT/ISIS-Spektrum. Das Einbeziehen des Zeemann-Effekts ermöglicht eine deutlich bessere Reproduktion der Absorptionslinien und somit auch eine verlässlichere Ableitung von atmosphärischen Parametern (Pelisoli et al. 2022).

Produkte besser zu verstehen. Mithilfe der ermittelten Parameter wurde auch für diesen Stern der SED-Fit iteriert. Die Ergebnisse finden sich in Tabelle A.5.

Tabelle A.5. Ergebnisse des iterierten SED-Fits von Ton 143. Dabei wurden die von Pelisoli et al. (2022) ermittelten atmosphärischen Parameter herangezogen.

Objekt: Ton 143	
Farb-Exzess $E(44-55)$	0.0081 ± 0.0028
Angular diameter $\log(\Theta$ [rad])	-11.519 ± 0.006
Parallaxe ϖ (Gaia, RUWE = 1.01)	0.33 ± 0.06 mas
Abstand d (Gaia, Median)	$(3.0^{+0.6}_{-0.5}) \cdot 10^3$ pc
Effektivtemperatur T_{eff}	47950 ± 1500
Schwerebeschleunigung $\log(g$ [cm s^{-2}])	5.97 ± 0.4
Heliumhäufigkeit $\log n(\text{He})$	-0.3
Spektroskopische Entfernung d_{spec}	$1.7^{+0.8}_{-0.6}$ pc
Radius $R = \Theta/(2\varpi)$	$0.204^{+0.037}_{-0.028} R_{\odot}$
Masse $M = gR^2/G$	$1.4^{+1.8}_{-0.6} M_{\odot}$
Leuchtkraft $L/L_{\odot} = (R/R_{\odot})^2 (T_{\text{eff}}/T_{\text{eff},\odot})^4$	190^{+90}_{-60}
δ_{excess}	0.000 mag

A.5 Verfügbarkeit von guten Parallaxenmessungen

Die Bestimmung stellarer Parameter ist maßgeblich von der Genauigkeit der vorliegenden Parallaxenmessungen abhängig. Innerhalb der Forschungsgruppe wurde ein Qualitätskriterium festgelegt. Liegt der Parallaxenfehler unter 20%, können die abgeleiteten stellaren Parameter als verlässlich angesehen werden, liegt er darüber, werden diese Parameter vorrangig durch die Ungenauigkeiten der Parallaxe und nicht mehr durch die eigentlichen Zusammenhänge bestimmt. Im von Weißen Zwergen bereinigten Sample waren Parallaxenmessungen für insgesamt 54 der 95 Objekte verfügbar. Nur 22 dieser Messungen erfüllen jedoch das Qualitätskriterium, sodass die Bestimmung für stellare Parameter nur für einen kleinen Teil von etwa 23% des Samples möglich war.

Ein Grund hierfür zeigt sich vor allem, wenn man Abbildung A.3 betrachtet. Dort werden die Parallaxenfehler gegen die scheinbare Helligkeit des zugehörigen Objekts aufgetragen. Es zeigt sich, dass ein Großteil der Objekte, die heller als 16mag sind, das geforderte Qualitätskriterium erfüllen. Werden die betrachteten Objekte dunkler, nimmt die Ungenauigkeit der Parallaxenmessungen signifikant zu. Geht man davon aus, dass das Sample nur hsd-Sterne beinhaltet, so kann man näherungsweise annehmen, dass alle eine ähnliche absolute Helligkeit aufweisen. Die von Gaia gemessene scheinbare Helligkeit stellt dann einen Entfernungsindikator dar.

Bei den dunklen Objekten im Sample handelt es sich also um weit entfernte hsd-Sterne. Die Genauigkeit von Parallaxenmessungen nimmt für diese entfernten Objekte signifikant ab, da ihre Bewegung vor dem statischen Hintergrund kaum feststellbar ist, was zu den großen Ungenauigkeiten in den Messungen führt. Für eine präzise Bestimmung der Parallaxen solcher Sterne sind langfristige Beobachtungen erforderlich.

Um zuverlässige stellare Parameter für weit entfernte hsd-Sterne ableiten zu können, ist eine Verbesserung der Präzision bei den Parallaxenmessungen unerlässlich. Es wird erwartet, dass durch die fortlaufenden Messungen der Gaia-Mission die Genauigkeit der vorhandenen Daten zunimmt. Allerdings ist es unwahrscheinlich, dass die großen Fehler für Sterne, die dunkler als 17mag sind, ausreichend verbessert werden können.

Diese Analyse legt nahe, dass die Bestimmung von stellaren Parametern unter Berücksichtigung des definierten Qualitätskriteriums nur für Sterne bis zu einer Helligkeit von ungefähr 16mag umsetzbar ist und für Sterne bis zu einer Helligkeit von 17mag durch andauernde Messungen möglich werden könnte. Dunklere Sterne bleiben außerhalb der Reichweite dieser Methodik, und die Untersuchung muss sich zunächst auf die Ableitung atmosphärischer Parameter konzentrieren.

Vor allem für zukünftige Projekte wie 4MOST ist der Helligkeitsbereich zwischen 16mag und 18mag besonders interessant, da erwartet wird, dass hauptsächlich in diesem Bereich hsd-Sterne erfasst werden. Es bleibt also abzuwarten, ob die Gaia-Mission die vorhandenen Parallaxenmessungen soweit verfeinern kann, dass auch für die zukünftig beobachteten Sterne stellare Parameter abgeleitet werden können.

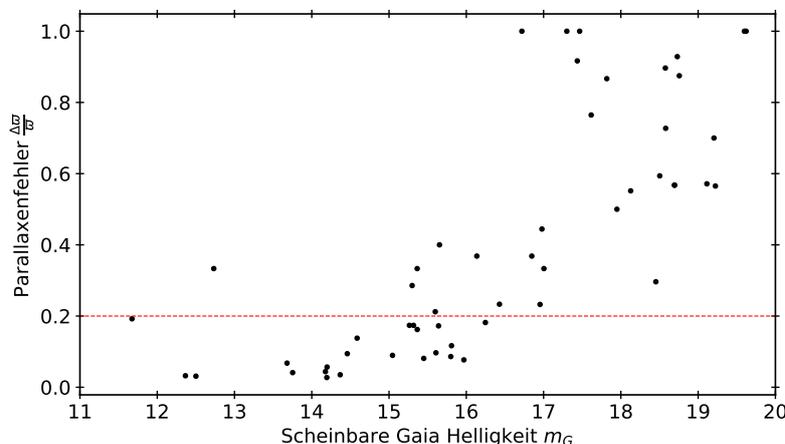


Abbildung A.3. Größe des Parallaxenfehlers in Verhältnis zur gemessenen Parallaxe aufgetragen gegen die von Gaia gemessene scheinbare Helligkeit. Die rote Linie markiert das Qualitätskriterium eines maximalen Parallaxenfehlers von 20%. Werte unter dieser Linie erfüllen das Kriterium, Werte darüber nicht.

A.6 Atmosphärische und stellare Parameter des hsd-Samples

Tabelle A.6. Fitparameter der iterierten SED-Fits. Aufgelistet werden der Name des Objekts (entspricht dem Simbad-Namen) sowie die bestimmten Werte für den Winkeldurchmesser Θ , den Rötungsparameter $E(44 - 55)$, die Effektivtemperatur T_{eff} , die Schwerebeschleunigung $\log g$, die absolute Heliumhäufigkeit $\log(n(\text{He}))$, die Parallaxe ϖ , sowie die stellaren Parameter Radius R , Masse M und Leuchtkraft L . Als Letztes wird noch δ_{excess} aufgelistet. δ_{excess} gibt die Qualität des Fits an, je näher an null, desto besser der Fit. Die Tabelle ist unterteilt in BHB-, sdB-, sdOB-, sdO-Sterne und Hauptreihensterne. Diese Gruppen sind jeweils entsprechend ihrer Parallaxenfehler eingeteilt. Die stellaren Parameter wurden für alle Objekte bestimmt, für die Parallaxenmessung vorhanden waren; als belastbare können jedoch nur Werte betrachtet werden, die mit Parallaxen bestimmt wurden, die einen Fehler von weniger als 20% aufweisen. Bevorzugt wurden aus den spektroskopischen Fits ermittelte Parameter aus Anhang A.3 im SED-Fit vorgegeben, waren diese nicht vorhanden, wurden Literaturwerte herangezogen. Waren beide nicht vorhanden, so wurde ein freier SED-Fit entsprechend den Erläuterungen in Abschnitt 8.2 durchgeführt.

Objekt	$\log(\Theta)$ [rad]	$E(44 - 55)$ [mag]	T_{eff} [K]	$\log(g)$ [cgs]	$\log(n(\text{He}))$	ϖ [mas]	R_{\star} [R_{\odot}]	M [M_{\odot}]	L [L_{\odot}]	δ_{excess} [mag]							
BHB-Sterne																	
Parallaxenfehler ≤ 0.2																	
KUV 13016+2932	-10.883	+0.002 -0.002	0.031	+0.007 -0.006	9090	+80 -60	4.50	+0.15 -0.15	-1.00	0.29 \pm 0.05	1.000	+0.170 -0.130	1.150	+0.420 -0.270	6.2	+2.30 -1.50	0.000
FBS 0932+437	-10.689	+0.002 -0.003	0.000	+0.002 -0.000	9490	+40 -40	3.90	+0.15 -0.15	-1.04	0.30 \pm 0.03	1.530	+0.160 -0.140	0.680	+0.150 -0.120	17.0	+3.80 -2.90	0.000
Ton 706	-10.941	+0.007 -0.007	0.016	+0.004 -0.004	11395	+342 -342	3.75	+0.10 -0.10	-1.52	0.23 \pm 0.04	1.120	+0.190 -0.140	0.260	+0.100 -0.060	19.0	+7.00 -5.00	0.015
HZ 42	-10.872	+0.007 -0.007	0.015	+0.002 -0.002	13946	+419 -418	3.88	+0.10 -0.10	-1.90	0.29 \pm 0.04	1.040	+0.140 -0.110	0.300	+0.080 -0.060	37.0	+10.00 -8.00	0.000
PB 2852	-10.754	+0.007 -0.007	0.044	+0.002 -0.002	17552	+531 -527	4.33	+0.10 -0.10	-2.10	0.59 \pm 0.04	0.660	+0.050 -0.040	0.340	+0.050 -0.040	37.0	+6.00 -5.00	0.000
HZ 47	-11.135	+0.013 -0.008	0.003	+0.004 -0.003	18500	+747 -747	4.82	+0.10 -0.10	-1.64	0.37 \pm 0.06	0.440	+0.080 -0.060	0.470	+0.180 -0.120	21.0	+8.00 -6.00	0.018
Parallaxenfehler > 0.2																	
Gaia DR3 1228926384043772672	-11.439	+0.009 -0.007	0.014		10120	+140 -180	5.00	+0.15 -0.15	-1.04	0.29 \pm 0.16	0.270	+0.270 -0.100	0.270	+0.770 -0.160	0.7	+2.00 -0.40	0.043
US 2882	-11.387	+0.007 -0.008	0.031	+0.006 -0.006	10396	+313 -327	3.47	+0.11 -0.12	-1.65	0.15 \pm 0.13	0.550	+0.830 -0.230	0.033	+0.173 -0.022	3.2	+16.90 -2.20	0.000
Ton 148	-10.948	+0.006 -0.006	0.042	+0.003 -0.003	10400	+315 -322	3.83	+0.10 -0.10	-1.23	0.10 \pm 0.04	2.500	+1.400 -0.700	1.600	+2.300 -0.800	70.0	+100.00 -40.00	0.000
Ton 145	-10.901	+0.012 -0.006	0.006	+0.006 -0.006	10450	+316 -316	3.62	+0.10 -0.10	-1.15	0.14 \pm 0.04	2.000	+0.700 -0.400	0.610	+0.460 -0.220	43.0	+32.00 -16.00	0.015
US 1749	-11.308	+0.007 -0.007	0.034	+0.006 -0.006	11010	+386 -351	3.79	+0.15 -0.12	-1.05	0.10 \pm 0.10	0.900	+1.500 -0.400	0.190	+1.070 -0.130	11.0	+63.00 -8.00	0.011
US 2941	-11.080	+0.005 -0.016	0.028	+0.009 -0.012	11060	+170 -240	4.50	+0.15 -0.15	-1.04	0.19 \pm 0.07	0.940	+0.440 -0.230	1.000	+1.200 -0.500	12.0	+14.00 -6.00	0.014
US 808	-10.955	+0.004 -0.005	0.000	+0.005 -0.000	11420	+130 -110	4.50	+0.15 -0.15	-1.04	0.12 \pm 0.04	2.100	+1.000 -0.500	5.000	+5.600 -2.100	67.0	+75.00 -29.00	0.007
US 3977	-11.331	+0.007 -0.007	0.039	+0.007 -0.007	13700	+647 -574	3.92	+0.15 -0.15	-2.70	0.18 \pm 0.08	0.570	+0.410 -0.180	0.100	+0.200 -0.060	10.0	+21.00 -6.00	0.026
Gaia DR3 807124827090417792	-11.900	+0.010 -0.010	0.014		14800	+400 -400	4.60	+0.15 -0.15	-1.04	0.40 \pm 0.40	0.006	+0.096 -0.026	0.005	+0.030 -0.004	0.2	+0.90 -0.11	0.000
US 1051	-10.542	+0.011 -0.007	0.001	+0.003 -0.001	15200	+461 -465	4.07	+0.10 -0.10	-0.96	0.15 \pm 0.05	4.300	+1.700 -1.000	7.700	+7.000 -3.000	900.0	+800.00 -400.00	0.006
US 710	-11.502	+0.011 -0.006	0.004	+0.005 -0.004	16250	+562 -583	4.41	+0.11 -0.12	-1.74	0.12 \pm 0.11	0.510	+0.740 -0.210	0.240	+1.220 -0.160	16.0	+82.00 -11.00	0.007
GALEX J142625.1+141200	-11.507	+0.006 -0.006	0.017	+0.005 -0.005	16569	+500 -498	4.43	+0.10 -0.10	-1.86	0.10 \pm 0.10	0.600	+0.980 -0.260	0.350	+2.080 -0.240	24.0	+143.00 -17.00	0.008
PB 3322	-11.637	+0.019 -0.021	0.050	+0.050 -0.050	16900	+1500 -1300	5.40	+0.15 -0.15	-1.04	0.81 \pm 0.24	0.063	+0.026 -0.015	0.036	+0.035 -0.015	0.3	+0.33 -0.14	0.024

Tabelle A.6. Fortsetzung. Ergebnisse der iterierten SED-Fits.

Objekt	$\log(\Theta)$ [rad]	$E(44-55)$ [mag]	T_{eff} [K]	$\log(g)$ [cgs]	$\log(n(\text{He}))$	ϖ [mas]	R_* [R_{\odot}]	M [M_{\odot}]	L [L_{\odot}]	δ_{excess} [mag]
			4420	4.50	-1.05		0.330	0.120	0.0	0.024
Keine Parallaxenmessung										
[CWH2004] CSA94-054	-11.601	0.030	7900	4.50	-1.00					0.000
Gaia DR3 4025123399964825344	-11.627	0.020	8410	4.50	-1.00					0.000
Gaia DR3 4019606084976913792	-11.610	0.040	8500	4.30	-1.00					0.078
Gaia DR3 4021052428098360448	-11.592	0.014	8630	4.00	-1.00					0.025
Gaia DR3 1232441552782742784	-11.602	0.014	8670	4.00	-1.00					0.000
Gaia DR3 1461911244407006720	-11.728	0.014	8870	4.50	-1.00					0.000
Gaia DR3 807402243321186944	-11.377	0.000	9350	4.50	-1.04					0.017
KUV 08316+4231	-11.284	0.000	10580	3.15	-1.00					0.018
US 911	-11.452	0.000	10580	3.74	-3.10					0.000
Ton 701	-11.126	0.036	10710	4.50	-1.04					0.003
GALEX J025459.6-002722	-11.753	0.018	11400	3.50	-1.60					0.012
US 1210	-11.229	0.038	11440	3.69	-0.99					0.000
Gaia DR2 819771405536735616	-11.710	0.060	12500	4.50	-1.04					0.072
PB 3335	-11.613	0.014	12500	4.50	-1.04					0.005
PB 3420	-11.573	0.023	13000	4.50	-1.04					0.004
SDSS J083217.40+420439.8	-11.846	0.000	13150	3.87	-1.69					0.012
SDSS J141457.25+163022.9	-11.760	0.050	13700	4.20	-1.04					0.000
			9400	4.50	-1.05					0.000
Ton 150	-11.305	0.010	14080	4.50	-1.04					0.000
US 1663	-11.662	0.017	16260	4.46	-1.46					0.038
Gaia DR2 820636996065132032	-11.820	0.014	18300	5.50	-1.04					0.040
Gaia DR3 1466553382500144768	-11.996	0.010	18600	5.50	-1.04					0.000
PB 2690	-11.750	0.040	19110	4.81	-2.30					0.000
sdB-Sterne										
Parallaxenfehler ≤ 0.2										
Ton 140	-11.330	0.015	25270	5.64	-4.02	0.60 ± 0.07	0.173	0.480	11.0	0.008
US 719	-10.661	0.005	26200	5.72	-3.50	2.17 ± 0.07	0.224	0.960	21.4	0.000
Parallaxenfehler > 0.2										

Tabelle A.6. Fortsetzung. Ergebnisse der iterierten SED-Fits.

Objekt	$\log(\Theta)$		$E(44 - 55)$		T_{eff}		$\log(g)$		$\log(n(\text{He}))$		ϖ		R_*		M		L		δ_{excess} [mag]
	[rad]		[mag]		[K]		[cgs]				[mas]		$[R_{\odot}]$		$[M_{\odot}]$		$[L_{\odot}]$		
PB 3322	-11.704	+0.025 -0.026	0.153	+0.020 -0.020	22900	+912 -1054	5.13	+0.13 -0.14	-3.58	0.29	± 0.26	0.130	+0.200 -0.060	0.090	+0.460 -0.060	4.4	+22.90 -2.90	0.009	
					5250	+130 -130	4.50	+0.10 -0.10	-1.05			0.640	+0.970 -0.270	0.500	+2.500 -0.400	0.3	+1.48 -0.19	0.009	
US 1027	-11.781	+0.010 -0.010	0.016	+0.005 -0.005	26720	+831 -849	5.42	+0.11 -0.11	-2.44	0.22	± 0.11	0.170	+0.150 -0.060	0.270	+0.690 -0.150	13.0	+33.00 -8.00	0.000	
GALEX J142044.1+161713	-11.924	+0.011 -0.011	0.022	+0.009 -0.009	27200	+909 -909	5.47	+0.12 -0.12	-1.98	0.37	± 0.21	0.070	+0.070 -0.025	0.050	+0.160 -0.040	2.4	+7.20 -1.40	0.044	
US 633	-11.585	+0.012 -0.011	0.016	+0.004 -0.004	28300	+939 -985	5.63	+0.12 -0.13	-3.03	0.19	± 0.07	0.300	+0.160 -0.080	1.400	+1.900 -0.700	51.0	+70.00 -24.00	0.000	
Keine Parallaxenmessung																			
GALEX J142821.9+135944	-11.839	+0.009 -0.009	0.076	+0.007 -0.007	20400	+857 -857	4.70	+0.12 -0.12	-2.04										0.000
GALEX J025155.8+011218	-12.128	+0.021 -0.027	0.086	+0.028 -0.025	22200	+2600 -2000	5.50	+0.15 -0.15	-1.04										0.017
GALEX J113158.4+321313	-12.087	+0.012 -0.012	0.021	+0.007 -0.007	27800	+1089 -1027	5.27	+0.15 -0.14	-5.10										0.008
GALEX J142604.7+132216	-11.870	+0.010 -0.010	0.023	+0.005 -0.005	27940	+881 -878	5.47	+0.11 -0.11	-2.89										0.000
Ton 139	-10.960	+0.060 -0.040	0.021	+0.046 -0.021	29080	+885 -889	4.97	+0.10 -0.10	-3.79										0.000
					6310	+140 -120	4.50	+0.10 -0.10	-1.05										0.000
sdOB-Sterne																			
Parallaxenfehler ≤ 0.2																			
PG 1421+150	-11.376	+0.024 -0.017	0.000	+0.016 -0.000	30050	+941 -928	4.78	+0.10 -0.10	-2.34	0.23	± 0.04	0.400	+0.080 -0.060	0.350	+0.150 -0.100	120.0	+50.00 -40.00	0.000	
					6300	+160 -150	4.50	+0.10 -0.10	-1.05			1.390	+0.270 -0.200	2.200	+1.000 -0.600	2.8	+1.20 -0.80	0.000	
LB 27	-11.088	+0.014 -0.013	0.009		30160	+919 -917	5.44	+0.10 -0.10	-2.70	0.88	± 0.05	0.206	+0.014 -0.012	0.430	+0.060 -0.050	32.0	+5.00 -4.00	0.000	
PG 0942+461	-11.250	+0.060 -0.060	0.080	+0.040 -0.040	34000	+3000 -2700	5.50	+0.15 -0.15	-1.04	0.84	± 0.02	0.148	+0.019 -0.017	0.250	+0.070 -0.060	26.0	+14.00 -9.00	0.000	
					5700	+110 -120	4.50	+0.10 -0.10	-1.05			1.220	+0.230 -0.200	1.700	+0.700 -0.600	1.4	+0.60 -0.50	0.000	
HZ 38	-11.147	+0.011 -0.011	0.013	+0.002 -0.002	35800	+1146 -1185	5.87	+0.12 -0.12	-0.92	1.37	± 0.06	0.115	+0.006 -0.006	0.360	+0.040 -0.040	19.6	+2.10 -1.90	0.000	
HZ 39	-11.413	+0.009 -0.008	0.017	+0.002 -0.002	37440	+1130 -1130	5.90	+0.10 -0.10	-3.54	0.74	± 0.06	0.116	+0.011 -0.009	0.390	+0.080 -0.060	24.0	+5.00 -4.00	0.000	
Parallaxenfehler > 0.2																			
US 1059	-11.962	+0.010 -0.009	0.027	+0.006 -0.006	30940	+967 -979	5.57	+0.12 -0.12	-3.02	0.22	± 0.16	0.100	+0.140 -0.040	0.140	+0.600 -0.090	8.0	+37.00 -6.00	0.000	
GALEX J142044.1+161713	-12.050	+0.050 -0.120	0.000	+0.040 -0.000	31100	+10500 -2200	5.50	+0.15 -0.15	-1.04	0.37	± 0.21	0.050	+0.052 -0.019	0.029	+0.090 -0.018	3.0	+12.70 -2.20	0.010	
					8100	+1900 -1200	4.50	+0.10 -0.10	-1.05			0.100	+0.110 -0.050	0.012	+0.039 -0.008	0.0	+0.18 -0.04	0.010	
PB 3442	-12.250	+0.080 -0.100	0.000	+0.018 -0.000	32000	+7000 -4000	5.50	+0.15 -0.15	-1.04	0.24	± 0.21	0.046	+0.070 -0.020	0.024	+0.129 -0.017	2.4	+14.00 -1.80	0.000	
					6740	+240 -300	4.50	+0.10 -0.10	-1.05			0.330	+0.520 -0.160	0.130	+0.690 -0.090	0.2	+1.11 -0.15	0.000	
Gaia DR3 1227645964098646528	-12.173	+0.024 -0.033	0.048	+0.020 -0.022	32600	+3700 -2700	5.50	+0.15 -0.15	-1.04	0.50	± 0.50	0.025	+0.036 -0.011	0.007	+0.036 -0.005	0.7	+3.50 -0.50	0.000	
US 2055	-12.109	+0.011 -0.011	0.042	+0.007 -0.007	33500	+1225 -1225	5.62	+0.14 -0.13	-1.99	0.40	± 0.28	0.040	+0.051 -0.016	0.025	+0.101 -0.016	1.8	+7.50 -1.20	0.000	
US 3609	-12.060	+0.040 -0.050	0.111	+0.016 -0.024	34000	+6000 -4000	5.50	+0.15 -0.15	-1.04	0.70	± 0.40	0.027	+0.021 -0.009	0.009	+0.018 -0.005	1.0	+2.40 -0.70	0.000	

Tabelle A.6. Fortsetzung. Ergebnisse der iterierten SED-Fits.

Objekt	$\log(\Theta)$		$E(44 - 55)$		T_{eff}		$\log(g)$		$\log(n(\text{He}))$		ϖ		R_{\star}		M		L		δ_{excess} [mag]
	[rad]		[mag]		[K]		[cgs]				[mas]		$[R_{\odot}]$		$[M_{\odot}]$		$[L_{\odot}]$		
US 1796	-11.691	+0.010 -0.010	0.041	+0.004 -0.004	36410	+1099 -1104	6.02	+0.10 -0.10	-0.92	0.43	± 0.10	0.106	+0.030 -0.019	0.420	+0.270 -0.140	18.0	+12.00 -6.00	0.000	
KUV 09025+4253	-11.585	+0.024 -0.030	0.091	+0.019 -0.022	37000	+1134 -1134	5.59	+0.11 -0.11	-1.47	0.30	± 0.07	0.190	+0.060 -0.040	0.520	+0.320 -0.170	62.0	+38.00 -21.00	0.050	
					4070	+240 -220	4.50	+0.10 -0.10	-1.05			1.560	+0.430 -0.290	2.800	+1.800 -1.000	0.6	+0.43 -0.23	0.050	
US 3711	-11.980	+0.040 -0.050	0.166	+0.010 -0.074	37000	+7000 -6000	5.50	+0.15 -0.15	-1.04	0.28	± 0.26	0.070	+0.120 -0.040	0.060	+0.340 -0.040	10.0	+59.00 -8.00	0.000	
LB 28	-11.722	+0.010 -0.010	0.023	+0.004 -0.004	37410	+1127 -1127	5.95	+0.10 -0.10	-0.70	0.27	± 0.09	0.150	+0.070 -0.040	0.800	+0.900 -0.400	42.0	+44.00 -18.00	0.000	
US 1993	-12.023	+0.013 -0.015	0.041	+0.010 -0.010	39500	+1251 -1251	5.84	+0.10 -0.10	-0.17	0.32	± 0.19	0.064	+0.070 -0.023	0.100	+0.350 -0.070	9.0	+30.00 -6.00	0.049	
Keine Parallaxenmessung																			
GALEX J030729.7-004345	-12.144	+0.030 -0.032	0.063	+0.020 -0.020	30600	+1511 -2110	5.05	+0.15 -0.21	-3.04										0.000
					5570	+110 -110	4.50	+0.10 -0.10	-1.05										0.000
GALEX J093311.4+412224	-12.185	+0.012 -0.013	0.014		30800	+900 -800	5.50	+0.15 -0.15	-1.04										0.031
US 909	-11.654	+0.012 -0.011	0.010		34290	+1072 -1074	5.10	+0.11 -0.11	-2.53										0.017
US 1184	-11.865	+0.010 -0.012	0.019	+0.006 -0.006	38740	+1183 -1183	5.78	+0.11 -0.11	-0.28										0.000
US 2397	-12.253	+0.011 -0.013	0.031	+0.010 -0.010	38900	+1312 -1474	6.10	+0.17 -0.16	-0.04										0.030
PB 3390	-12.012	+0.012 -0.014	0.017	+0.006 -0.006	39700	+1226 -1217	5.79	+0.11 -0.12	-0.21										0.000
sdO-Sterne																			
Parallaxenfehler ≤ 0.2																			
PG 0310+149	-11.394	+0.011 -0.011	0.185	+0.009 -0.009	45482	+1377 -1377	6.19	+0.10 -0.10	-0.02	0.62	± 0.06	0.144	+0.016 -0.013	1.170	+0.270 -0.200	80.0	+18.00 -14.00	0.025	
PG 0255+029	-11.530	+0.040 -0.040	0.098	+0.009 -0.007	47000	+8000 -6000	6.10	+0.15 -0.15	-1.04	0.65	± 0.05	0.100	+0.012 -0.011	0.460	+0.120 -0.090	45.0	+41.00 -21.00	0.003	
PG 0314+146	-10.777	+0.007 -0.007	0.199	+0.004 -0.004	47520	+1759 -1759	5.60	+0.22 -0.22	-0.05	2.25	± 0.07	0.165	+0.006 -0.006	0.396	+0.028 -0.025	125.0	+9.00 -8.00	0.007	
Ton 67	-11.450	+0.008 -0.007	0.007	+0.002 -0.002	55500	+1770 -1738	5.89	+0.10 -0.10	-2.04	0.67	± 0.06	0.117	+0.011 -0.010	0.380	+0.080 -0.060	117.0	+23.00 -18.00	0.000	
US 3802	-11.609	+0.027 -0.028	0.258	+0.022 -0.022	58500	+3305 -3137	5.49	+0.13 -0.13	-2.72	0.58	± 0.05	0.094	+0.011 -0.009	0.099	+0.023 -0.018	92.0	+21.00 -17.00	0.000	
					6000	+90 -80	4.50	+0.10 -0.10	-1.05			0.920	+0.120 -0.110	0.980	+0.260 -0.210	1.0	+0.28 -0.22	0.000	
PG 0305+152	-11.230	+0.050 -0.040	0.177	+0.004 -0.004	61000	+10166 -6273	5.43	+0.21 -0.20	-1.99	1.14	± 0.04	0.115	+0.012 -0.010	0.130	+0.028 -0.021	165.0	+36.00 -26.00	0.000	
KUV 09026+4235	-11.710	+0.050 -0.060	0.020	+0.010 -0.013	64000	+11000 -13148	6.00	+0.15 -0.15	-1.04	0.44	± 0.08	0.098	+0.024 -0.018	0.350	+0.190 -0.120	140.0	+180.00 -90.00	0.000	
Parallaxenfehler > 0.2																			
Ton 143	-11.519	+0.006 -0.006	0.008	+0.003 -0.003	47610	+1437 -1437	6.52	+0.10 -0.10	-0.30	0.33	± 0.07	0.200	+0.050 -0.040	1.400	+0.800 -0.500	190.0	+110.00 -60.00	0.000	
US 3722	-11.835	+0.003 -0.001	0.176	+0.009 -0.007	50852	+0 -6307	5.50	+0.15 -0.15	-1.04	0.17	± 0.13	0.180	+0.240 -0.070	0.370	+1.580 -0.230	230.0	+1030.00 -150.00	0.008	
LB 2844	-11.810	+0.040 -0.090	0.133	+0.004 -0.007	75148	+0 -11250	5.50	+0.15 -0.15	-1.04	0.24	± 0.08	0.140	+0.080 -0.040	0.220	+0.300 -0.110	450.0	+640.00 -250.00	0.003	
Keine Parallaxenmessung																			
GALEX J084132.6+470800	-12.390	+0.030 -0.040	0.063	+0.016 -0.023	41722	+4000 -4000	5.29	+0.26 -0.26	-1.04										0.045

Literatur

- Abdurro'uf et al. (2022). „The Seventeenth Data Release of the Sloan Digital Sky Surveys: Complete Release of MaNGA, MaStar, and APOGEE-2 Data“. In: *The Astrophysical Journal Supplement Series* 259.2, S. 35. ISSN: 0067-0049. DOI: [10.3847/1538-4365/ac4414](https://doi.org/10.3847/1538-4365/ac4414).
- Anguiano, B. et al. (2017). „The kinematics of the white dwarf population from the SDSS DR12“. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 469.2, S. 2102–2120. ISSN: 00358711. DOI: [10.1093/mnras/stx796](https://doi.org/10.1093/mnras/stx796).
- Arp, Halton (1962). „The Globular Cluster M5“. In: *The Astrophysical Journal* 135, S. 311. ISSN: 0004-637X. DOI: [10.1086/147273](https://doi.org/10.1086/147273).
- Aubrey, Callum und Ralf Napiwotzki (2023). „The origin of subdwarf B stars“. In: *Bulletin de la Societe Royale des Sciences de Liege* 92.2, S. 11190. DOI: [10.255118/0037-9565.11190](https://doi.org/10.255118/0037-9565.11190).
- Baschek, B. und J. Norris (1975). „The OB-type subdwarf HD 149382 and the nature of the subdwarf B stars“. In: *The Astrophysical Journal* 199, S. 694. ISSN: 0004-637X. DOI: [10.1086/153739](https://doi.org/10.1086/153739).
- Bédard, A., P. Bergeron, P. Brassard und G. Fontaine (2020). „On the Spectral Evolution of Hot White Dwarf Stars. I. A Detailed Model Atmosphere Analysis of Hot White Dwarfs from SDSS DR12“. In: *The Astrophysical Journal* 901.2, S. 93. ISSN: 0004-637X. DOI: [10.3847/1538-4357/abafbe](https://doi.org/10.3847/1538-4357/abafbe).
- Bitzenbauer, P. und M. Ubben (2022). „Entwicklung eines Konzepttests zur Astronomie: Erste Ergebnisse“. In: *PhyDid B - Didaktik der Physik - Beiträge zur DPG-Frühjahrstagung* 1. URL: <https://ojs.dpg-physik.de/index.php/phydid-b/article/view/1299>.
- Bluhm, H., O. Marggraf, K. S. de Boer, P. Richter und U. Heber (1999). „ORFEUS II echelle spectra: deuterium and molecular hydrogen in the ISM towards BD +39 3226“. In: *Astronomy & Astrophysics* 352, S. 287–296. DOI: [10.48550/arXiv.astro-ph/9911097](https://doi.org/10.48550/arXiv.astro-ph/9911097).
- Castellani, M. und V. Castellani (1993). „Mass loss in globular cluster red giants - an evolutionary investigation“. In: *The Astrophysical Journal* 407, S. 649. ISSN: 0004-637X. DOI: [10.1086/172547](https://doi.org/10.1086/172547).
- Chen, X., Z. Han, J. Deca und P. Podsiadlowski (2013). „The orbital periods of subdwarf B binaries produced by the first stable Roche Lobe overflow channel“. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 434.1, S. 186–193. ISSN: 00358711. DOI: [10.1093/mnras/stt992](https://doi.org/10.1093/mnras/stt992).
- Copperwheat, C. M., L. Morales-Rueda, T. R. Marsh, P. F. L. Maxted und U. Heber (2011). „Radial-velocity measurements of subdwarf B stars“. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 415.2, S. 1381–1395. ISSN: 00358711. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2011.18786.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2011.18786.x).
- Cui, X. et al. (2012). „The Large Sky Area Multi-Object Fiber Spectroscopic Telescope (LAMOST)“. In: *Research in Astronomy and Astrophysics* 12.9, S. 1197–1242. ISSN: 1674-4527. DOI: [10.1088/1674-4527/12/9/003](https://doi.org/10.1088/1674-4527/12/9/003).
- Culpan, R., I. Pelisoli und S. Geier (2021a). „Clean catalogues of blue horizontal-branch stars using Gaia EDR3“. In: *Astronomy & Astrophysics* 654, A107. ISSN: 0004-6361. DOI: [10.1051/0004-6361/202040074](https://doi.org/10.1051/0004-6361/202040074).

- Culpan, R., I. Pelisoli und S. Geier (Aug. 2021b). *VizieR Online Data Catalog: Catalogues of Blue Horizontal Branch Stars*. DOI: [10.26093/cds/vizier.36540107](https://doi.org/10.26093/cds/vizier.36540107).
- Culpan, R. et al. (2022a). „The population of hot subdwarf stars studied with Gaia“. In: *Astronomy & Astrophysics* 662, A40. ISSN: 0004-6361. DOI: [10.1051/0004-6361/202243337](https://doi.org/10.1051/0004-6361/202243337).
- Culpan, R. et al. (März 2022b). *VizieR Online Data Catalog: Hot subdwarf stars studied with Gaia*. DOI: [10.26093/cds/vizier.36620040](https://doi.org/10.26093/cds/vizier.36620040).
- Culpan, R. et al. (2024). „Probing the inner Galactic Halo with blue horizontal branch stars: Gaia DR3 based catalogue with atmospheric and stellar parameters“. In: *arXiv e-prints*, arXiv:2402.09779. DOI: [10.48550/arXiv.2402.09779](https://doi.org/10.48550/arXiv.2402.09779).
- D’Cruz, N. L., B. Dorman, R. T. Rood und R. W. O’Connell (1996). „The Origin of Extreme Horizontal Branch Stars“. In: *The Astrophysical Journal* 466, S. 359. DOI: [10.1086/177515](https://doi.org/10.1086/177515).
- Dorman, B. und R. W. Rood R. T. and O’Connell (1993). „Ultraviolet Radiation from Evolved Stellar Populations. I. Models“. In: *The Astrophysical Journal* 419, S. 596. ISSN: 0004-637X. DOI: [10.1086/173511](https://doi.org/10.1086/173511).
- Dorsch, M. (2023). „Tracing the diversity of hot subdwarf evolution: Surface composition, magnetic fields, and populations“. Dissertation. Friedrich-Alexander-Universität Erlangen-Nürnberg.
- Dorsch, M. et al. (2022). „Discovery of a highly magnetic He-sdO star from a double-degenerate binary merger“. In: *Astronomy & Astrophysics* 658, S. L9. ISSN: 0004-6361. DOI: [10.1051/0004-6361/202142880](https://doi.org/10.1051/0004-6361/202142880).
- Drilling, J. S., C. S. Jeffery, U. Heber, S. Moehler und R. Napiwotzki (2013). „An MK-like system of spectral classification for hot subdwarfs“. In: *Astronomy & Astrophysics* 551, A31. ISSN: 0004-6361. DOI: [10.1051/0004-6361/201219433](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201219433).
- Edelmann, H. (2003). „Spectroscopic analyses of subluminous B stars: observational constraints for the theory of stellar evolution, pulsation, and diffusion“. Dissertation. Friedrich-Alexander-Universität Erlangen-Nürnberg.
- Edelmann, H. et al. (2003). „Spectral analysis of sdB stars from the Hamburg Quasar Survey“. In: *Astronomy & Astrophysics* 400.3, S. 939–950. DOI: [10.1051/0004-6361:20030135](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20030135).
- Eggleton, P. P. (2006). *Evolutionary processes in binary and multiple stars*. Bd. 40. Cambridge astrophysics series. Cambridge, UK und New York: Cambridge University Press. ISBN: 978-0-521-85557-0.
- Eisenstein, D. J. et al. (2006). „A Catalog of Spectroscopically Confirmed White Dwarfs from the Sloan Digital Sky Survey Data Release 4“. In: *The Astrophysical Journal Supplement Series* 167.1, S. 40–58. ISSN: 0067-0049. DOI: [10.1086/507110](https://doi.org/10.1086/507110).
- Fitzpatrick, E. L., Derck Massa, Karl D. Gordon, Ralph Bohlin und Geoffrey C. Clayton (2019). „An Analysis of the Shapes of Interstellar Extinction Curves. VII. Milky Way Spectrophotometric Optical-through-ultraviolet Extinction and Its R-dependence*“. In: *The Astrophysical Journal* 886.2, S. 108. ISSN: 0004-637X. DOI: [10.3847/1538-4357/ab4c3a](https://doi.org/10.3847/1538-4357/ab4c3a).
- Flesch, E. W. (Juli 2023). *VizieR Online Data Catalog: The Million Quasars (Milliquas) catalogue, version 8*.
- Fontaine, G. et al. (2012). „A preliminary look at the empirical mass distribution of hot B subdwarf stars“. In: *Astronomy & Astrophysics* 539, A12. DOI: [10.1051/0004-6361/201118220](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201118220).
- Gaia Collaboration (Mai 2022). *VizieR Online Data Catalog: Gaia DR3 Part 2. Extra-galactic (Gaia Collaboration, 2022)*.
- Gaia Collaboration et al. (2018). „Gaia Data Release 2“. In: *Astronomy & Astrophysics* 616, A11. ISSN: 0004-6361. DOI: [10.1051/0004-6361/201832865](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201832865).

- Gaia Collaboration et al. (2021). „Gaia Early Data Release 3“. In: *Astronomy & Astrophysics* 649, A1. ISSN: 0004-6361. DOI: [10.1051/0004-6361/202039657](https://doi.org/10.1051/0004-6361/202039657).
- Gaia Collaboration et al. (2023). „Gaia Data Release 3“. In: *Astronomy & Astrophysics* 674, A1. ISSN: 0004-6361. DOI: [10.1051/0004-6361/202243940](https://doi.org/10.1051/0004-6361/202243940).
- Geier, S. (2015). „Heiße Unterzwerge: Kleine Sterne mit großer Bedeutung“. In: *Sterne und Welt- raum* 4, S. 38–46.
- Geier, S. (2020a). „The population of hot subdwarf stars studied with Gaia“. In: *Astronomy & Astrophysics* 635, A193. DOI: [10.1051/0004-6361/202037526](https://doi.org/10.1051/0004-6361/202037526).
- Geier, S. (Feb. 2020b). *VizieR Online Data Catalog: Catalogue of hot subdwarf stars DR2*. DOI: [10.26093/cds/vizier.36350193](https://doi.org/10.26093/cds/vizier.36350193).
- Geier, S., R. Raddi, N. P. Gentile Fusillo und T. R. Marsh (Nov. 2018). *VizieR Online Data Cata- log: Gaia catalogue of hot subluminoous stars*. DOI: [10.26093/cds/vizier.36210038](https://doi.org/10.26093/cds/vizier.36210038).
- Geier, S., R. Raddi, N. P. Gentile Fusillo und T. R. Marsh (2019). „The population of hot subdwarf stars studied with Gaia“. In: *Astronomy & Astrophysics* 621, A38. ISSN: 0004-6361. DOI: [10.1051/0004-6361/201834236](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201834236).
- Geier, S. et al. (2011). „The MUCHFUSS project – searching for hot subdwarf binaries with massive unseen companions“. In: *Astronomy & Astrophysics* 530, A28. ISSN: 0004-6361. DOI: [10.1051/0004-6361/201015316](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201015316).
- Geier, S. et al. (2013). „A progenitor binary and an ejected mass donor remnant of faint type Ia supernovae“. In: *Astronomy & Astrophysics* 554, A54. ISSN: 0004-6361. DOI: [10.1051/0004-6361/201321395](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201321395).
- Geier, S. et al. (2015). „The catalogue of radial velocity variable hot subluminoous stars from the MUCHFUSS project“. In: *Astronomy & Astrophysics* 577, A26. ISSN: 0004-6361. DOI: [10.1051/0004-6361/201525666](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201525666).
- Genest-Beaulieu, C. und P. Bergeron (2019). „A Photometric and Spectroscopic Investigation of the DB White Dwarf Population Using SDSS and Gaia Data“. In: *The Astrophysical Journal* 882.2, S. 106. ISSN: 0004-637X. DOI: [10.3847/1538-4357/ab379e](https://doi.org/10.3847/1538-4357/ab379e).
- Gentile Fusillo, N. P. et al. (2021a). „A catalogue of white dwarfs in Gaia EDR3“. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 508.3, S. 3877–3896. ISSN: 00358711. DOI: [10.1093/mnras/stab2672](https://doi.org/10.1093/mnras/stab2672).
- Gentile Fusillo, N. P. et al. (Nov. 2021b). *VizieR Online Data Catalog: Catalogue of white dwarfs in Gaia EDR3*.
- Gray, David F. (2022). *The observation and analysis of stellar photospheres*. Fourth edition. Cambridge, United Kingdom und New York, NY: Cambridge University Press. ISBN: 978-1-009-08213-6. DOI: [10.1017/9781009082136](https://doi.org/10.1017/9781009082136).
- Green, R. F., M. Schmidt und J. Liebert (1986). „The Palomar-Green catalog of ultraviolet-excess stellar objects“. In: *The Astrophysical Journal Supplement Series* 61, S. 305. DOI: [10.1086/191115](https://doi.org/10.1086/191115).
- Greenstein, G. S., J. W. Truran und A. G. W. Cameron (1967). „Helium Deficiency in Old Halo B Stars“. In: *Nature* 213.5079, S. 871–873. ISSN: 0028-0836. DOI: [10.1038/213871a0](https://doi.org/10.1038/213871a0).
- Greenstein, J. L. und A. I. Sargent (1974). „The Nature of Faint Blue Stars in the Halo. II“. In: *Astrophysical Journal Supplement* 28.259, S. 157–209. DOI: [10.1086/190315](https://doi.org/10.1086/190315).
- Hagen, H.-J., D. Groote, D. Engels und D. Reimers (1995). „The Hamburg Quasar Survey. I. Schmidt observations and plate digitization“. In: *Astronomy & Astrophysics* 111, S. 195.

- Han, Z., Ph. Podsiadlowski, P. F. L. Maxted und T. R. Marsh (2003). „The origin of subdwarf B stars - II“. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 341.2, S. 669–691. ISSN: 00358711. DOI: [10.1046/j.1365-8711.2003.06451.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.2003.06451.x).
- Han, Z., Ph. Podsiadlowski, P. F. L. Maxted, T. R. Marsh und N. Ivanova (2002). „The origin of subdwarf B stars – I. The formation channels“. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 336.2, S. 449–466. ISSN: 00358711. DOI: [10.1046/j.1365-8711.2002.05752.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.2002.05752.x).
- Heber, U. (1986). „The atmosphere of subluminescent B stars. II. Analysis of 10 helium poor subdwarfs and the birthrate of sdB stars“. In: *Astronomy & Astrophysics* 155, S. 33–45. ISSN: 0004-6361.
- Heber, U. (1992). „Hot subluminescent stars“. In: *The atmospheres of early type stars*. Hrsg. von Ulrich Heber und C. S. Jeffery. Bd. 401. Lecture Notes in Physics. Berlin und New York: Springer-Verlag, S. 231–246. ISBN: 978-3-540-55256-7. DOI: [10.1007/3-540-55256-1_312](https://doi.org/10.1007/3-540-55256-1_312).
- Heber, U. (2009). „Hot Subdwarf Stars“. In: *Annual Review of Astronomy and Astrophysics* 47.1, S. 211–251. ISSN: 0066-4146. DOI: [10.1146/annurev-astro-082708-101836](https://doi.org/10.1146/annurev-astro-082708-101836).
- Heber, U. (2016). „Hot Subluminescent Stars“. In: *Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 128.966, S. 082001. DOI: [10.1088/1538-3873/128/966/082001](https://doi.org/10.1088/1538-3873/128/966/082001).
- Heber, U., A. Irrgang und J. Schaffenroth (2018). „Spectral energy distributions and colours of hot subluminescent stars“. In: *Open Astronomy* 27.1, S. 35–43. DOI: [10.1515/astro-2018-0008](https://doi.org/10.1515/astro-2018-0008).
- Hirsch, H. A. (2009). „Hot subluminescent stars : on the search for chemical signatures of their genesis“. Diss. Friedrich-Alexander-Universität Erlangen-Nürnberg.
- Hirsch, H. A., U. Heber, S. J. O’Toole und F. Bresolin (2005). „US 708 – an unbound high-velocity subluminescent O star“. In: *Astronomy & Astrophysics* 444.3, S. L61–L64. ISSN: 0004-6361. DOI: [10.1051/0004-6361:200500212](https://doi.org/10.1051/0004-6361:200500212).
- Huang, K.-L. und P. D. Usher (1984). „Faint blue objects at high galactic latitude. IV - Palomar Schmidt fields centered on selected areas 55 and 94“. In: *The Astrophysical Journal Supplement Series* 56, S. 393. DOI: [10.1086/190990](https://doi.org/10.1086/190990).
- Hughes, A. C. N., C. A. L. Bailer-Jones und S. Jamal (Okt. 2022a). *VizieR Online Data Catalog: Gaia DR3 quasar and galaxy classification (Hughes+, 2022)*.
- Hughes, Arvind C. N., Coryn A. L. Bailer-Jones und Sara Jamal (2022b). „Quasar and galaxy classification using Gaia EDR3 and CatWise2020“. In: *Astronomy & Astrophysics* 668, A99. ISSN: 0004-6361. DOI: [10.1051/0004-6361/202244859](https://doi.org/10.1051/0004-6361/202244859).
- Humason, M. L. und F. Zwicky (1947). „A Search for Faint Blue Stars“. In: *The Astrophysical Journal* 105, S. 85. ISSN: 0004-637X. DOI: [10.1086/144884](https://doi.org/10.1086/144884).
- Irrgang, A. (2014). „Origin of runaway OB stars“. Dissertation. Friedrich-Alexander-Universität Erlangen-Nürnberg.
- Kaler, J. B. (1994). *Sterne und ihre Spektren: Astronomische Signale aus Licht*. Heidelberg, Berlin und Oxford: Spektrum, Akad. Verl. ISBN: 978-3-86025-089-1.
- Kapteyn, J. C. (1922). „First Attempt at a Theory of the Arrangement and Motion of the Sidereal System“. In: *The Astrophysical Journal* 55, S. 302. ISSN: 0004-637X. DOI: [10.1086/142670](https://doi.org/10.1086/142670).
- Karttunen, H., P. Kröger, H. Oja, M. Poutanen und K. J. Donner, Hrsg. (2017). *Fundamental astronomy: Sixth Edition*. Sixth Edition. Heidelberg: Springer Verlag und Springer Berlin Heidelberg. ISBN: 978-3-662-53044-3. DOI: [10.1007/978-3-662-53045-0](https://doi.org/10.1007/978-3-662-53045-0).
- Kepler, S. O. et al. (2015). „New white dwarf stars in the Sloan Digital Sky Survey Data Release 10“. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 446.4, S. 4078–4087. ISSN: 00358711. DOI: [10.1093/mnras/stu2388](https://doi.org/10.1093/mnras/stu2388).

- Kepler, S. O. et al. (2016). „New white dwarf and subdwarf stars in the Sloan Digital Sky Survey Data Release 12“. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 455.4, S. 3413–3423. ISSN: 00358711. DOI: [10.1093/mnras/stv2526](https://doi.org/10.1093/mnras/stv2526).
- Kepler, S. O. et al. (2019). „White dwarf and subdwarf stars in the Sloan Digital Sky Survey Data Release 14“. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 486.2, S. 2169–2183. ISSN: 00358711. DOI: [10.1093/mnras/stz960](https://doi.org/10.1093/mnras/stz960).
- Kleinman, S. J. et al. (2013). „SDSS DR7 WHITE DWARF CATALOG“. In: *The Astrophysical Journal Supplement Series* 204.1, S. 5. ISSN: 0067-0049. DOI: [10.1088/0067-0049/204/1/5](https://doi.org/10.1088/0067-0049/204/1/5).
- Kreuzer, S. (2021). „Revisiting the MMT HVS survey: A comprehensive spectral and kinematic analysis of faint blue stars in the Galactic halo“. Dissertation. Friedrich-Alexander-Universität Erlangen-Nürnberg.
- Lanz, T., Thomas M. Brown, A. V. Sweigart, I. Hubeny und W. B. Landsman (2004). „Flash Mixing on the White Dwarf Cooling Curve: Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer Observations of Three He-rich sdB Stars“. In: *The Astrophysical Journal* 602.1, S. 342–355. DOI: [10.1086/380904](https://doi.org/10.1086/380904).
- Lei, Z. et al. (2023). „Hot Subdwarf Stars Identified in LAMOST DR8 with Single-lined and Composite Spectra“. In: *The Astrophysical Journal* 942.2, S. 109. ISSN: 0004-637X. DOI: [10.3847/1538-4357/aca542](https://doi.org/10.3847/1538-4357/aca542).
- Liu, Z., F. K. Röpkke und Z. Han (2023). „Type Ia Supernova Explosions in Binary Systems: A Review“. In: *Research in Astronomy and Astrophysics* 23.8, S. 082001. ISSN: 1674-4527. DOI: [10.1088/1674-4527/acd89e](https://doi.org/10.1088/1674-4527/acd89e).
- Luo, Y., P. Németh, L. Deng und Z. Han (2019). „Hot Subdwarf Stars Observed in Gaia DR2 and LAMOST DR5“. In: *The Astrophysical Journal* 881.1, S. 7. ISSN: 0004-637X. DOI: [10.3847/1538-4357/ab298d](https://doi.org/10.3847/1538-4357/ab298d).
- Luo, Y., P. Németh, C. Liu, L. Deng und Z. Han (2016). „HOT SUBDWARF STARS OBSERVED IN LAMOST DR1—ATMOSPHERIC PARAMETERS FROM SINGLE-LINED SPECTRA“. In: *The Astrophysical Journal* 818.2, S. 202. ISSN: 0004-637X. DOI: [10.3847/0004-637X/818/2/202](https://doi.org/10.3847/0004-637X/818/2/202).
- Luo, Y., P. Németh, K. Wang, X. Wang und Z. Han (2021). „Hot Subdwarf Atmospheric Parameters, Kinematics, and Origins Based on 1587 Hot Subdwarf Stars Observed in Gaia DR2 and LAMOST DR7“. In: *The Astrophysical Journal Supplement Series* 256.2, S. 28. DOI: [10.3847/1538-4365/ac11f6](https://doi.org/10.3847/1538-4365/ac11f6).
- Lynds, B. T. (1963). „The Plan of Selected Areas“. In: *Leaflet of the Astronomical Society of the Pacific* 9.412, S. 89.
- Macted, P. F. L., U. Heber, T. R. Marsh und R. C. North (2001). „The binary fraction of extreme horizontal branch stars“. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 326.4, S. 1391–1402. ISSN: 00358711. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2001.04714.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2001.04714.x).
- Mitchell, K. J., S. B. Howell und P. D. Usher (1987). „The US survey for faint blue objects“. In: *IAU Colloq. 95: Second Conference on Faint Blue Stars*. Hrsg. von A. G. Davis Philip, D. S. Hayes und James W. Liebert, S. 513–516.
- Mitchell, K. J. und P. D. Usher (2004). „Faint Blue Objects at High Galactic Latitude. VIII. Performance Characteristics of the US Survey“. In: *The Astrophysical Journal Supplement Series* 153.1, S. 119–157. ISSN: 0067-0049. DOI: [10.1086/420922](https://doi.org/10.1086/420922).
- Napiwotzki, R. (2008). „The Origin of Subdwarf O Stars“. In: *Hot Subdwarf Stars and Related Objects*. Hrsg. von U. Heber, C. S. Jeffery und R. Napiwotzki. Bd. 392. Astronomical Society of the Pacific Conference Series, S. 139.

- Napiwotzki, R. et al. (2001). „Search for progenitors of supernovae type Ia with SPY“. In: *Astronomische Nachrichten* 322.5-6, S. 411–418. ISSN: 0004-6337. DOI: [10.48550/arXiv.astro-ph/0203147](https://doi.org/10.48550/arXiv.astro-ph/0203147).
- Napiwotzki, R. et al. (2004). „Close binary EHB stars from SPY“. In: *Astrophysics and Space Science* 291.3, S. 321–328. DOI: [10.1023/B:ASTR.0000044362.07416.6c](https://doi.org/10.1023/B:ASTR.0000044362.07416.6c).
- Németh, P. (2020). „Composite spectrum hot subdwarf binaries“. In: *Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso* 50.2. ISSN: 13351842. DOI: [10.31577/caosp.2020.50.2.546](https://doi.org/10.31577/caosp.2020.50.2.546).
- Németh, P., A. Kawka und S. Vennes (2012). „A selection of hot subluminescent stars in the GALEX survey – II. Subdwarf atmospheric parameters“. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 427.3, S. 2180–2211. ISSN: 00358711. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2012.22009.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2012.22009.x).
- Newell, B. und J. A. Graham (1976). „Gaps in the blue horizontal branch“. In: *The Astrophysical Journal* 204, S. 804. ISSN: 0004-637X. DOI: [10.1086/154228](https://doi.org/10.1086/154228).
- Newell, E. B. (1973). „The Evolutionary Status of the Blue Halo Stars“. In: *The Astrophysical Journal Supplement Series* 26, S. 37. ISSN: 0067-0049. DOI: [10.1086/190279](https://doi.org/10.1086/190279).
- O’Connell, R. W. (1999). „Far-Ultraviolet Radiation from Elliptical Galaxies“. In: *Annual Review of Astronomy and Astrophysics* 37.1, S. 603–648. ISSN: 0066-4146. DOI: [10.1146/annurev.astro.37.1.603](https://doi.org/10.1146/annurev.astro.37.1.603).
- Ochsenbein, F., P. Bauer und J. Marcout (2000). „The VizieR database of astronomical catalogues“. In: *Astronomy and Astrophysics Supplement Series* 143.1, S. 23–32. ISSN: 0365-0138. DOI: [10.1051/aas:2000169](https://doi.org/10.1051/aas:2000169).
- Paczynski, B. (1976). „Common Envelope Binaries“. In: *Structure and Evolution of Close Binary Systems*. Hrsg. von Peter Eggleton, Simon Mitton und John Whelan. Bd. 73, S. 75.
- Paczyński, B. (1971). „Evolution of Single Stars. IV. Helium Stars“. In: *Acta Astronomica* 21, S. 1.
- Pelisoli, I., S. O. Kepler und D. Koester (Apr. 2021a). *VizieR Online Data Catalog: Extremely-low mass white dwarf star*.
- Pelisoli, I. et al. (2021b). „A hot subdwarf–white dwarf super-Chandrasekhar candidate supernova Ia progenitor“. In: *Nature Astronomy* 5.10, S. 1052–1061. DOI: [10.1038/s41550-021-01413-0](https://doi.org/10.1038/s41550-021-01413-0).
- Pelisoli, I. et al. (2022). „Discovery and analysis of three magnetic hot subdwarf stars: evidence for merger-induced magnetic fields“. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 515.2, S. 2496–2510. ISSN: 00358711. DOI: [10.1093/mnras/stac1069](https://doi.org/10.1093/mnras/stac1069).
- Pelisoli, Ingrid, S. O. Kepler und D. Koester (2018). „The sdA problem – I. Physical properties“. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 475.2, S. 2480–2495. ISSN: 00358711. DOI: [10.1093/mnras/sty011](https://doi.org/10.1093/mnras/sty011).
- Podsiadlowski, P., Z. Han, A. E. Lynas-Gray und D. Brown (2008). „Hot Subdwarfs in Binaries as the Source of the Far-UV Excess in Elliptical Galaxies“. In: *Hot Subdwarf Stars and Related Objects* 392. URL: <http://arxiv.org/pdf/0808.0574.pdf>.
- Schaffenroth, V., I. Pelisoli, B. N. Barlow, S. Geier und T. Kupfer (2022). „Hot subdwarfs in close binaries observed from space“. In: *Astronomy & Astrophysics* 666, A182. ISSN: 0004-6361. DOI: [10.1051/0004-6361/202244214](https://doi.org/10.1051/0004-6361/202244214).
- Taylor, M. B. (2005). „TOPCAT & STIL: Starlink Table/VOTable Processing Software“. In: *Astronomical Data Analysis Software and Systems XIV*. Hrsg. von P. Shopbell, M. Britton und R. Ebert. Bd. 347. Astronomical Society of the Pacific Conference Series, S. 29.

- Unsöld, A. und B. Baschek (2015). *Der neue Kosmos: Einführung in die Astronomie und Astrophysik*. 7. Aufl., Nachdr. Berlin und Heidelberg: Springer Spektrum. ISBN: 978-3-662-45992-8.
- Usher, P. D. (1981). „Faint blue objects at high galactic latitude. I - Palomar Schmidt field centered on selected area 57“. In: *The Astrophysical Journal Supplement Series* 46, S. 117. DOI: [10.1086/190739](https://doi.org/10.1086/190739).
- Usher, P. D., D. Mattson und A. Warnock III (1982). „Faint blue objects at high galactic latitude. II - Palomar Schmidt field centered on selected area 29“. In: *The Astrophysical Journal Supplement Series* 48, S. 51. DOI: [10.1086/190767](https://doi.org/10.1086/190767).
- Usher, P. D. und K. J. Mitchell (1982). „Faint blue objects at high galactic latitude. III - Palomar Schmidt field centered on selected area 28“. In: *The Astrophysical Journal Supplement Series* 49, S. 27. DOI: [10.1086/190789](https://doi.org/10.1086/190789).
- Usher, P. D. und K. J. Mitchell (1990). „Faint blue objects at high galactic latitude. VI - Palomar Schmidt field centered on Selected Area 82“. In: *The Astrophysical Journal Supplement Series* 74, S. 885. DOI: [10.1086/191524](https://doi.org/10.1086/191524).
- Usher, P. D., K. J. Mitchell und A. Warnock III (1988). „Faint blue objects at high Galactic latitude. V - Palomar Schmidt field centered on selected area 71“. In: *The Astrophysical Journal Supplement Series* 66, S. 1. DOI: [10.1086/191242](https://doi.org/10.1086/191242).
- Vos, J. et al. (2019). „The orbital period–mass ratio relation of wide sdB+MS binaries and its application to the stability of RLOF“. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 482.4, S. 4592–4605. ISSN: 00358711. DOI: [10.1093/mnras/sty3017](https://doi.org/10.1093/mnras/sty3017).
- Wang, B. und Z. Han (2009). „Companion stars of type Ia supernovae and hypervelocity stars“. In: *Astronomy & Astrophysics* 508.2, S. L27–L30. ISSN: 0004-6361. DOI: [10.1051/0004-6361/200913326](https://doi.org/10.1051/0004-6361/200913326).
- Warnock, A. und P. D. Usher (2007). *VizieR Online Data Catalog: Faint Blue Objects at High Galactic Latitude (Warnock+ 1982-1990)*. Hrsg. von Centre de Donnees astronomique de Strasbourg. URL: <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2007yCat.2115....0W>.
- Webbink, R. F. (1984). „Double white dwarfs as progenitors of R Coronae Borealis stars and Type I supernovae“. In: *The Astrophysical Journal* 277, S. 355. DOI: [10.1086/161701](https://doi.org/10.1086/161701).
- Werner, K., N. Reindl, S. Geier und M. Pritzkeleit (2022). „Discovery of hot subdwarfs covered with helium-burning ash“. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society: Letters* 511.1, S. L66–L71. ISSN: 1745-3925. DOI: [10.1093/mnrasl/slac005](https://doi.org/10.1093/mnrasl/slac005).
- Zhang, X., P. D. Hall, C. S. Jeffery und S. Bi (2017). „Evolution Models of Helium White Dwarf–Main-sequence Star Merger Remnants“. In: *The Astrophysical Journal* 835.2, S. 242. DOI: [10.3847/1538-4357/835/2/242](https://doi.org/10.3847/1538-4357/835/2/242).
- Zhang, X. und C. S. Jeffery (2012). „Evolutionary models for double helium white dwarf mergers and the formation of helium-rich hot subdwarfs“. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 419.1, S. 452–464. ISSN: 00358711. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2011.19711.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2011.19711.x).

Danksagung

Ich möchte diese Gelegenheit nutzen, um einigen Menschen zu danken, ohne deren Unterstützung und Beiträge diese Arbeit nicht möglich gewesen wäre.

Zuerst möchte ich **Uli Heber** danken, der mir die Untersuchung von heißen Unterzweigen im US-Survey für diese Arbeit vorgeschlagen hat. Seine stets offene Tür war eine willkommene Abwechslung im Universitätsalltag. Besonders dankbar bin ich für die viele Zeit, die du dir genommen hast, um Fragen jederzeit zu beantworten, egal, wie trivial sie auch waren. Die angenehme Zusammenarbeit und dieses faszinierende Thema haben mir einmal mehr gezeigt, warum mir Physik und auch die Astronomie so sehr am Herzen liegen – eine Begeisterung, die ich hoffentlich auch in den zukünftigen Schulalltag einbringen kann.

Sebastian Weich möchte ich für seine Hilfe beim Eingewöhnen in der Sternwarte und für die Einführung in die Nutzung von Topcat danken, was für diese Arbeit unerlässlich war.

Ich möchte auch **Jakob Stierhof** und **Matti Dorsch** für den gelegentlichen technischen Support bei diversen Computerproblemen danken. Dank ihrer Hilfsbereitschaft konnten alle Probleme schnell und unkompliziert gelöst werden.

Lennard Kufleitner und **Anna Gebhardt** möchte ich für den guten Austausch und die Zusammenarbeit in Uli's Gruppe danken. Die gemeinsame Arbeit und das Teilen von Ideen und Lösungen waren bei der Fertigstellung dieser Arbeit sehr hilfreich.

Nicht zuletzt möchte ich noch meinen Eltern **Petra** und **Klaus Halenke** danken. Ohne ihre fortwährende Unterstützung während meines gesamten Studiums wäre ich nicht dort, wo ich heute bin. Eure Unterstützung hat es mir ermöglicht, meine Ziele zu verfolgen und meine Leidenschaft für die Wissenschaft zu entfalten.

An alle, die ich hier genannt habe und auch an die, die im Hintergrund standen: Danke für Eure Unterstützung. Denn mit den richtigen Freunden wird alles möglich.

Erklärung zur Hausarbeit gemäß 29 (Abs.6) LPOI

Hiermit erkläre ich, dass die vorliegende Hausarbeit von mir selbstständig verfasst wurde und dass keine anderen als die angegebenen Hilfsmittel benutzt wurden. Die Stellen der Arbeit, die anderen Werken dem Wortlaut oder Sinn nach entnommen sind, sind in jedem einzelnen Fall unter Angabe der Quelle als Entlehnung kenntlich gemacht.

Diese Erklärung erstreckt sich auch auf etwa in der Arbeit enthaltene Zeichnungen, Kartenskizzen und bildliche Darstellungen.

Nürnberg, 26. März 2024

.....

Maximilian Halenke