

Dr. Remeis-Sternwarte Bamberg
Astronomisches Institut der Friedrich-Alexander-Universität Erlangen-Nürnberg
Sternwartstraße 7
96049 Bamberg

Zulassungsarbeit

3-D Kinematik von unterleuchtkräftigen B-Sternen

Jasmin Löbl

05.10.2005

betreut durch Prof. Dr. Ulrich Heber

Inhaltsverzeichnis

Einleitung	3
1 Heiße unterleuchtkräftige Sterne	4
1.1 Theoretische Sternentwicklung und das Hertzsprung-Russell-Diagramm (HRD)	4
1.2 Eigenschaften der heißen unterleuchtkräftigen Sterne	7
2 Die Galaxis	9
2.1 Bau der Galaxis	9
3 Physikalische Parameter	12
3.1 Radialgeschwindigkeit	12
3.2 Eigenbewegung	13
3.3 Entfernung	13
3.4 Galaktisches Koordinatensystem	13
4 Kriterien zur Klassifikation	15
4.1 U - V -Diagramm	15
4.2 J_z - e -Diagramm	16
4.3 Galaktische Orbits	17
5 Die Samples	19
5.1 sdB-Sterne aus dem SPY-Projekt	19
5.2 Das Edelmann-Sample	19
6 Bestimmung der kinematischen Daten	20
6.1 Messung der Radialgeschwindigkeit	20
6.2 Bestimmung der Eigenbewegung	21
7 Kinematische Analyse und Diskussion der Ergebnisse	23
7.1 UV -Diagramm	23
7.2 J_z - e -Diagramm	25
7.3 Galaktische Orbits	27
7.4 Klassifikation der Sterne	32

8 Vergleich und Diskussion der Ergebnisse	36
8.1 Vergleich der galaktischen Orbits mit Altmann (2002)	36
8.2 Diskussion	37
Anhang A: SPY	39
Anhang B: Kinematische Daten	41
Anhang C: Eigenbewegung	44

Einleitung

Seit Jahrtausenden beschäftigen sich die Menschen mit dem Aufbau des Universums. Zu seinen beeindruckendsten Gebilden zählen die Galaxien, die aus Milliarden von Sternen bestehen. In den sogenannten Spiralgalaxien lassen sich diese Sterne in Populationen unterteilen: die Mitglieder der Dicken Scheibe, der Dünnen Scheibe und des Halos. Unsere Milchstraße ist eine solche Spiralgalaxie. Andere Galaxien können wir von außen betrachten, die einzelnen Komponenten sichtbar machen und studieren. Da die Erde aber in der Scheibe der Milchstraße liegt, ist es erheblich schwieriger, ihre Struktur zu ermitteln. Um diese Unterteilung vornehmen zu können, untersucht man die Kinematik der Sterne. Im Zentrum der gegenwärtigen wissenschaftlichen Diskussion stehen die alten Sternpopulationen der Dicken Scheibe und des Halos. Da es sich dabei vielfach um leuchtschwache Objekte (z.B. Weiße Zwerge) handelt, könnten sie einen erheblichen Beitrag zur Dunklen Materie liefern. Bisher wurden widersprüchliche Befunde publiziert. Auch heiße unterleuchtkräftige B-Sterne (auch subwarfB- bzw. sdB-Sterne genannt) sind weit entwickelt, massearm und daher alt. Die Kinematik der sdB-Sterne wurde bisher nur sehr selten erforscht. Mit wachsendem Interesse an sdB-Sternen wurden diese – wie andere Sterne auch – zuerst nur anhand ihrer Eigenbewegung untersucht. Pauli (2003) und Altmann (2002) gehören zu den ersten, die sich mit der vollständigen dreidimensionalen Kinematik von massearmen, weit entwickelten Sternen beschäftigten, da sie neben der Eigenbewegung auch die Radialgeschwindigkeit berücksichtigten.

An diese Arbeiten anknüpfend werden im Folgenden 74 sdB-Sterne untersucht. 30 Sterne wurden dazu dem SPY-Projekt entnommen, 43 Sterne dem Katalog heißer sdB-Sterne. Um die Zugehörigkeit zu Dicker Scheibe, Dünnere Scheibe oder Halo zu bestimmen, wurde ein Vergleich mit einem Sample von Hauptreihensternen vorgenommen. Bei diesen kann die Populationszugehörigkeit durch den Metallgehalt bestimmt werden. Sie dienen als Kalibrationssample, indem man die kinematischen Eigenschaften der sdBs mit denen der Hauptreihensterne vergleicht.

Diese Arbeit gibt zunächst einen allgemeinen Überblick über die Entwicklung und Eigenschaften heißer unterleuchtkräftiger Sterne, den Aufbau der Galaxis und die benötigten physikalischen Parameter (Kapitel 1 bis 3). Diesem folgt die Beschreibung der Klassifikationskriterien, wie sie in der Arbeit von Pauli (2003) aufgestellt wurden (Kapitel 4). Anschließend werden die untersuchten Sterne vorgestellt (Kapitel 5). Dem folgt die Untersuchung der ausgewählten Sterne und eine Diskussion der Ergebnisse (Kapitel 6 und 7). Abschließend werden die Ergebnisse mit denen von Altmann (2002) verglichen und diskutiert (Kapitel 8).

1 Heiße unterleuchtkräftige Sterne

1.1 Theoretische Sternentwicklung und das Hertzsprung-Russell-Diagramm (HRD)

Im letzten Jahrhundert gewann das 1913 von E. Hertzsprung und H. N. Russell entwickelte Diagramm (später als Hertzsprung-Russell-Diagramm bzw. HRD bezeichnet) große Bedeutung für die Erforschung der Sternentwicklung. Unabhängig voneinander trugen beide darin die absolute Helligkeit M_V von Sternen gegen ihren Spektraltyp auf. Da der Spektraltyp nicht direkt aus photometrischen Beobachtungsdaten bestimmt werden kann, benutzt man auch das sogenannte Farben-Helligkeits-Diagramm. Hier trägt man statt des Spektraltyps die Farbe bzw. den Farbindex $B - V$ auf. Da die absolute Helligkeit M_v eng verknüpft ist mit der Leuchtkraft L , und ein Zusammenhang zwischen Spektralklasse und Effektivtemperatur T_{eff} besteht, kann man alternativ auch L gegen T_{eff} auftragen. In der Spektroskopie ist die logarithmische Auftragung der Schwerkbeschleunigung g gegen die Effektivtemperatur T_{eff} gebräuchlich, da über $\frac{L}{M} \sim \frac{T_{\text{eff}}^4}{g}$ (M bezeichnet die Masse des Sterns) ein Zusammenhang zwischen L und g besteht. Hierbei fällt die Bestimmung der Entfernung weg, die zur Berechnung der absoluten Leuchtkraft nötig wäre.

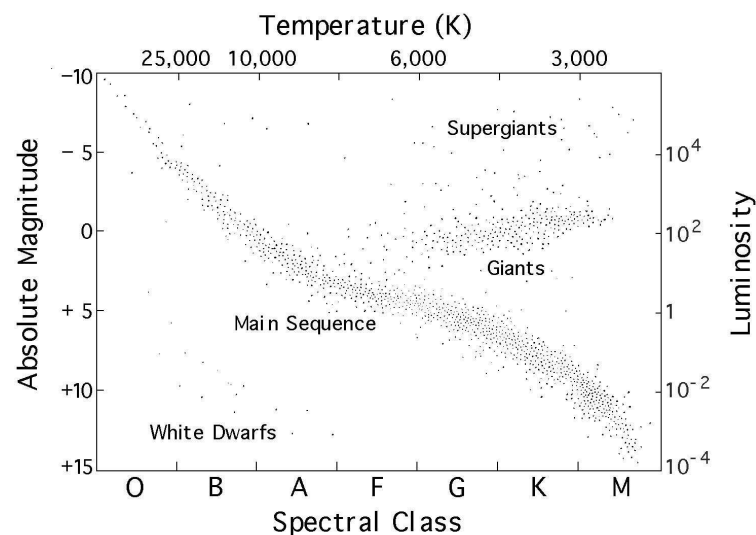


Abbildung 1.1: Hertzsprung-Russell-Diagramm

Ordnet man nun viele beobachtete Sterne in eines dieser Diagramme ein, häufen sie sich in der sogenannten Hauptreihe (Abb. 1.1).

Die Hauptreihe (Main Sequence) ist der am dichtesten besiedelte Teil im HRD, da ein Stern die meiste Zeit seines Lebens dort verbringt. Die Sterne der Hauptreihe fusionieren in ihrem Kern Wasserstoff zu Helium und befinden sich dabei im hydrostatischen Gleichgewicht. Die Verweildauer eines $1 M_{\odot}$ auf der Hauptreihe beträgt ungefähr 10 Milliarden Jahre. Aufgrund ihrer viel höheren Energieabstrahlung halten sich massereichere Sterne deutlich kürzer dort auf (z.B. ein $15 M_{\odot}$ -Stern nur etwa 10 Millionen Jahre). Die Lebensdauer masseärmerer Sterne ist wesentlich länger, z. B. sind es bei einem $0.25 M_{\odot}$ -Stern schon 70 Milliarden Jahre.

Hat ein Stern eine große Masse, befindet er sich oben links im HRD. Die Umwandlung von Wasserstoff in Helium im Kern basiert aufgrund der sehr hohen Temperatur auf dem Bethe-Weizsäcker-Zyklus (CNO-Zyklus). Der Kern ist konvektiv, während in der Hülle ein Strahlungsgleichgewicht herrscht, d. h. der Energieaustausch erfolgt radiativ und es finden hier keine nuklearen Reaktionen statt. Ist der Wasserstoff im Kern aufgebraucht, erlischt die Kernfusion und die Hauptreihenphase endet. Durch den geringer werdenden Gas- und Strahlungsdruck kontrahiert der Kern nun schnell, während die Temperatur zunimmt. Dies führt dazu, dass das Wasserstoff-Brennen in einer Schale um den Kern wieder einsetzt (Abb. 1.2).

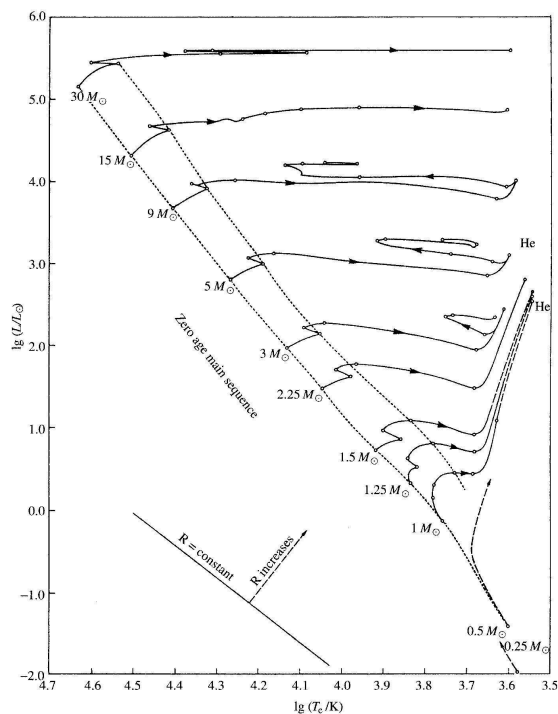


Abbildung 1.2: Sternentwicklung im Hertzsprung-Russell-Diagramm (Karttunen et al. 2003)

Die Sternentwicklung ist also abhängig von der Masse des Sterns und lässt sich in Abhängigkeit von dieser wie in Abb. 1.3 schematisch darstellen. Sterne mit einer Masse von weniger als $1.5M_{\odot}$ befinden sich auf dem unteren rechten Teil der Hauptreihe. Diese erzeugen ihre Energie überwiegend durch den Proton-Proton-Zyklus. Bei masseärmeren Sternen ist – im Gegensatz zu den massereicheren – die Hülle konvektiv und der Kern radiativ. Hier nimmt der Wasserstoffgehalt im Laufe der Zeit nicht gleichmäßig im ganzen Kern ab, sondern von innen nach außen. Der Stern wird dabei heller und heißer, jedoch ändert sich sein Radius kaum. Auch bei den massearmen Sternen endet die Phase auf der Hauptreihe mit einem Wasserstoff-Schalenbrennen und einem Heliumkern.

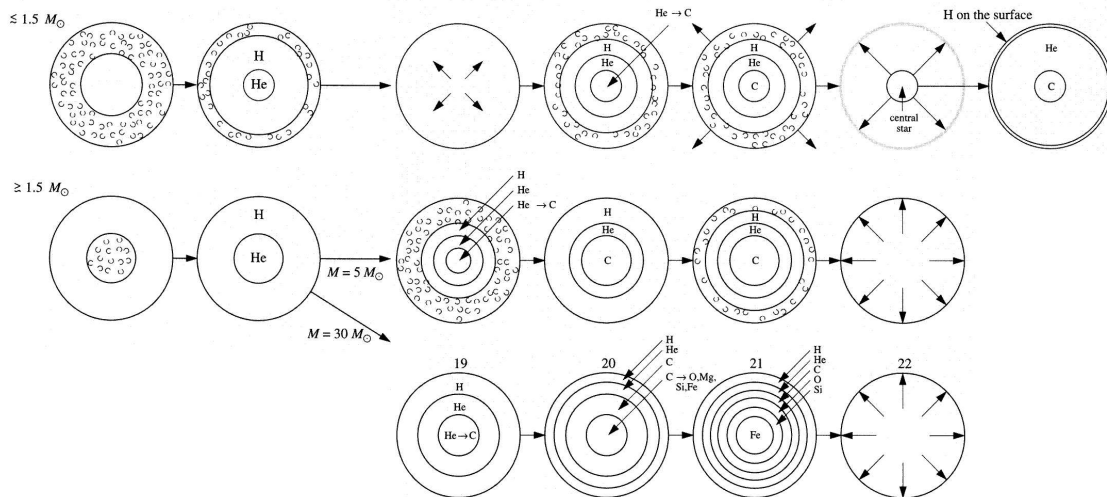


Abbildung 1.3: Schema zur Sternentwicklung (Karttunen et al. 2003)

Durch das H-Schalenbrennen wächst der Heliumkern an, was zu einer Expansion der Hülle führt. Der Stern bewegt sich dabei im HRD horizontal nach rechts bis er die Hayashi-Linie erreicht. Diese Linie ist die Grenze, an der der Stern vollständig konvektiv ist und gerade noch ein Gleichgewicht existiert. Jenseits der Hayashi-Linie kann es keinen Gleichgewichtszustand geben, da es keinen effizienteren Energietransportmechanismus gibt als die Konvektion. Steigt nun der Radius weiter an, so steigt auch die Leuchtkraft: der Stern bewegt sich entlang der Hayashi-Linie nach oben auf den ersten Rote-Riesen-Ast (RGB).

Bei Sternen mit geringer Masse kann beim Ansteigen der Kernmasse die Dichte so hoch werden, dass das Gas entartet. Die Temperatur im Kern ist dann wegen der hohen Leitfähigkeit des entarteten Gases überall gleich. Erreicht sie ca. 100 Millionen K, beginnt im Kern Helium (im 3α -Prozess) zu Kohlenstoff zu verbrennen. Durch das Einsetzen der Helium-Fusion steigt die Temperatur im Kern sehr schnell. Da sich das entartete Gas nicht ausdehnen kann, führt dies zu einem sich gegenseitig bedingenden fortlaufenden Anstieg von Temperatur und Energieproduktion. Nach Aufhebung der Entartung durch die immer weiter steigende Temperatur gibt es einige Sekunden nach Entzündung des

Heliums eine Explosion, den Helium-Flash. Die durch diesen freigesetzte Energie wird von den äußeren Schichten absorbiert, wodurch die Zerstörung des Sterns verhindert wird. Dabei sinkt die Leuchtkraft, da die äußeren Schichten kontrahieren. Die freigesetzte Energie wird in potentielle Energie des expandierten Kerns umgewandelt; es ergibt sich nach dem Flash ein Zustand, bei dem im nicht entarteten Kern Helium zu Kohlenstoff umgewandelt wird. Der Stern befindet sich nun auf dem Horizontalast (HB).

Ist das Helium im Kern aufgebraucht, existieren zwei brennende Schalen. In der inneren brennt Helium, in der äußeren fusioniert Wasserstoff. Da dieser Zustand nicht stabil ist, kommt es zu thermischen Pulsen. Der Stern befindet sich in dieser Phase auf dem Asymptotischen Riesenast (AGB).

Bei Sternen mit einer Masse von mehr als $1.5 M_{\odot}$ ist die Temperatur im Kern höher, die Dichte jedoch geringer, wodurch das Gas im Kern nicht entartet. Es erfolgt ein spektakuläres Helium-Brennen, das nach Verbrauch des Heliums im Kern wieder zu einem 2-Schalen-Brennen führt.

Die Endstadien der Sternentwicklung sind stark von der Masse abhängig.

Ist die Masse kleiner als $3 M_{\odot}$, werden die für das C-Brennen notwendigen Temperaturen nicht erreicht. Am Ende der Riesenphase wird der Strahlungsdruck so groß, dass die äußeren Schichten abgestoßen werden und in der Folge einen planetarischen Nebel bilden. Der Kern bleibt als Weißer Zwerg zurück.

Beträgt die Masse des Sterns zwischen 3 und $10 M_{\odot}$, entzündet sich entweder Kohlenstoff oder Sauerstoff explosionsartig in einem Kohlenstoff- oder Sauerstoff-Flash (analog zum He-Flash bei massearmen Sternen). Abhängig von der Masse entsteht ein Weißer Zwerg, ein Neutronenstern, oder ein Schwarzes Loch.

Bei Sternen mit einer Masse von mehr als $10 M_{\odot}$ setzt durch die Kontraktion des Kerns nacheinander das Brennen von Kohlenstoff, Sauerstoff und Silizium ein, erst im Kern und danach in Schalen um den Kern. Die Prozedur setzt sich fort bis zum Eisen und zieht einen Kollaps des Kerns nach sich. Die Hülle wird in einer Supernova-Explosion abgestoßen und zurück bleibt je nach Masse ein Neutronenstern oder ein Schwarzes Loch.

1.2 Eigenschaften der heißen unterleuchtkräftigen Sterne

Heiße unterleuchtkräftige Sterne – auch Unterzwerg genannt – können Massen von 0.3 bis $0.8 M_{\odot}$ haben. Die Massenverteilung ist jedoch schmal und weist nach Han et al. (2002) und Han et al. (2003) einen scharfen Peak bei $0.46 M_{\odot}$ auf. Diese Masse wird als kanonische Masse bezeichnet. Unterzwerg sind weniger leuchtkräftig als Hauptreihensterne und haben einen heliumbrennenden Kern sowie eine dünne Wasserstoffhülle mit einer Masse von weniger als $0.02 M_{\odot}$. Die dünne Hülle ist die Folge eines großen Massenverlustes nach dem ersten Rote-Riesen-Stadium, dessen Ursache noch nicht ganz geklärt ist. In jüngster Zeit mehren sich die Anzeichen, dass heiße unterleuchtkräftige Sterne Mitglieder enger Doppelsternsysteme sind, bei denen Massentransfer stattfindet

und somit die eine Komponente Masse verliert. Die verbleibende dünne Hülle ist so massarm, dass kein H-Schalenbrennen einsetzen kann mit der Folge, dass der Stern den AGB nicht erreicht. Im Hertzsprung-Russell-Diagramm befinden sich die heißen unterleuchtkräftigen Sterne auf dem erweiterten Horizontalast (EHB) und werden daher auch EHB-Sterne genannt.

sd-Sterne machen in hohen galaktischen Breiten ungefähr 50% der leuchtschwachen blauen Sterne aus. Anhand von optischen Spektren kann man sie leicht identifizieren. Man kann die unterleuchtkräftigen Sterne spektroskopisch in 5 Gruppen aufteilen:

- sdB: starke Balmer-, schwache He I-Linien. Meist auch sehr schwache Metalllinien (z.B. Mg II 4481 Å).
 $20\,000\text{ K} \leq T_{\text{eff}} \leq 30\,000\text{ K}$
- sdOB: starke Balmer-, schwache He I und He II-Linien (meist nur He II bei 4686 Å).
 $30\,000\text{ K} \leq T_{\text{eff}} \leq 40\,000\text{ K}$
- sdO: starke Balmer- und He II-Linien.
 $40\,000\text{ K} \leq T_{\text{eff}} \lesssim 100\,000\text{ K}$
- He-sdB: von He I-Linien dominiert. Schwache He II-, sehr schwache oder keine H-Linien.
 $30\,000\text{ K} \leq T_{\text{eff}} \leq 40\,000\text{ K}$
- He-sdO: keine Balmerlinien, starke He II- und manchmal schwache He I-Linien.
 $40\,000\text{ K} \leq T_{\text{eff}} \lesssim 100\,000\text{ K}$

Sie spielen eine wichtige Rolle bei der Entfernungsbestimmung von Sternhaufen. Legt man ihre Masse auf die kanonische Masse von $0.5 M_{\odot}$ fest, kann man ihre Entfernung abschätzen. Wird diese jedoch mit Hilfe des Entfernungsmoduls bestimmt, folgt daraus umgekehrt die Masse der Sterne.

2 Die Galaxis

2.1 Bau der Galaxis

Der Name Milchstraße entstammt einer griechischen Sage. Als Hera herausfand, dass Herkules nicht ihr Sohn, sondern der von Zeus und seiner Geliebten war, stieß sie ihn beim Stillen fort und verspritzte dabei Muttermilch. Diese kann in sternklaren Nächten als milchiges Band am Himmel gesehen werden.

Unsere Galaxis ist eine Balkenspiralgalaxie (Abb. 2.1), bestehend aus einem balkenförmigen „Bulge“ (auch zentrale Linse genannt), einer flachen Scheibe und dem Halo. Die Scheibe lässt sich in zwei unterschiedliche Komponenten aufteilen, die Dicke und die Dünne Scheibe.

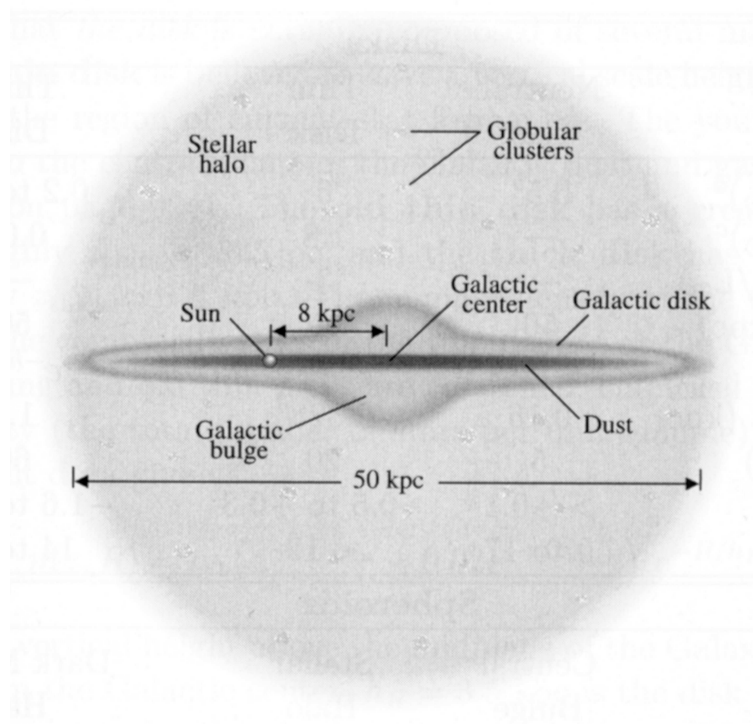


Abbildung 2.1: Aufbau einer Spiralgalaxie (Carroll & Ostlie 1996)

- **Bulge**
Auf Bildern von Galaxien ist der Bulge oft der auffälligste Teil. Er kann jedoch in unserer Milchstraße nur schwer untersucht werden, da sich zwischen uns und dem galaktischen Zentrum sehr viel Staub befindet, der die Beobachtung fast unmöglich macht. Der Bulge rotiert wie ein starrer Körper. Sein Alter wird auf ungefähr 10 Milliarden Jahre geschätzt, die Metallhäufigkeit seiner Sterne streut weit zwischen 10% und 150% der solaren Häufigkeit. Da der Bulge jedoch für die Untersuchungen in dieser Arbeit so gut wie keine Rolle spielt, wird er im Weiteren nicht diskutiert.
- **Dünne Scheibe**
Die Dünne Scheibe ist der jüngste Teil der Galaxis und damit der Bereich der Milchstraße, in dem noch Sternentstehung stattfindet. Man findet hier Sterne im Alter von 0 bis 10 Milliarden Jahren. Ihr gehören insbesondere massereiche, kurzlebige Sterne an, alle offenen Sternhaufen, der Staub und auch die Sonne, welche ungefähr 8.5 kpc vom galaktischen Zentrum entfernt liegt. Die für diese Arbeit relevanten Sterne der Dünnen Scheibe gehören der alten Population an und sind zusätzlich relativ massearm. Die Dünne Scheibe besitzt eine „flache“ Rotationskurve mit einer Geschwindigkeit von 220 km/s am Ort der Sonne.
- **Dicke Scheibe**
Die zweite Scheibenkomponente ist die Dicke Scheibe. Sie rotiert auch, genau wie die Dünne Scheibe, hinkt dieser aber um ca. 50 km/s hinterher. Sie befindet sich in der gleichen Ebene wie die Dünne Scheibe, ist aber dicker. Die Umlaufbahnen ihrer Sterne weisen eine höhere Exzentrizität auf als diejenigen in der Dünnen Scheibe. Über ihr Alter gibt es noch keine übereinstimmenden Ergebnisse, es wird aber auf ca. 11 Milliarden Jahre geschätzt. Die Sterndichte in der Dicken Scheibe ist sehr gering, sie beträgt nur ca. 2 – 5% der Sterndichte in der Dünnen Scheibe. Senkrecht zur galaktischen Scheibe nimmt die Sterndichte ungefähr exponentiell ab. Die Metallhäufigkeit der Sterne liegt zwischen derjenigen der Sterne des Halo und der der Dünnen Scheibe.
- **Halo**
Der Halo ist sphärisch-symmetrisch um das galaktische Zentrum angeordnet und hat eine Ausdehnung von mindestens 50 kpc. In ihm befinden sich die mit bis zu 14 Milliarden Jahre ältesten Sterne der Galaxis, insbesondere die meisten der 200 Kugelsternhaufen, aber auch Sterne der Population II (Schnellläufer). Dafür befindet sich hier fast keine interstellare Materie. Die Sterne des Halo nehmen kaum oder gar nicht an der Rotation der Galaxis teil. Es existieren hier sogar Sterne, die sich retrograd, d.h. entgegen der allgemeinen Rotationsrichtung, um das galaktische Zentrum bewegen. Ihre Bahnen, die sogenannten galaktischen Orbits, sind elliptisch und weisen große Exzentrizitäten auf. Die Sterndichte in der Galaxis

nimmt nach außen hin ab, woraus folgt, dass der Halo deutlich dünner besiedelt ist als die Scheibe oder der Bulge. Seine Dichte beträgt ca. 10% der Dichte der Dicken Scheibe, ihre Verteilung verläuft ungefähr mit R^{-3} . Die Sterne des Halo haben geringe Metallhäufigkeiten, da sie in der jungen Galaxis aus interstellarer Materie entstanden sind, die zu dieser Zeit noch nicht mit Metallen angereichert war.

Tabelle 2.1 gibt einen Überblick über die kinematischen Eigenschaften der galaktischen Bereiche. Die Skalenhöhe bezeichnet diejenige Entfernung senkrecht zur galaktischen Ebene, in der die Dichte um den Faktor $1/e$ gefallen ist. Analog wird die Skalenlänge in der galaktischen Ebene definiert. Die Geschwindigkeitsdispersion gibt an, wie stark die jeweiligen Einzelgeschwindigkeiten um den Mittelwert streuen.

Tabelle 2.1: Kinematische Eigenschaften der galaktischen Bereiche:

	Dünne Scheibe	Dicke Scheibe	Halo
Skalenlänge	2800 pc	3700 pc	
Skalenhöhe	100–300 pc	600–1300 pc	
Geschwindigkeitsdispersion	15–30 km/s	40–50 km/s	100 km/s

3 Physikalische Parameter

Bewegt sich ein Stern am Himmel, so kann man seine Geschwindigkeit v in zwei Komponenten zerlegen, die Tangentialgeschwindigkeit v_t und die Radialgeschwindigkeit v_r .

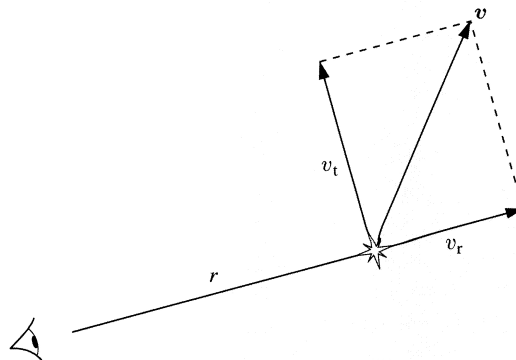


Abbildung 3.1: Bewegung eines Sterns (Karttunen et al. 2003)

3.1 Radialgeschwindigkeit

Die Radialgeschwindigkeit kann über den Doppler-Effekt gewonnen werden. Unter dem Doppler-Effekt versteht man die Änderung der Frequenz ν bzw. Wellenlänge λ der Strahlung durch die Radialgeschwindigkeit v_r der Strahlungsquelle. Bewegt sich die Strahlungsquelle von uns weg, so gibt es eine Rotverschiebung, bewegt sie sich auf uns zu, erfolgt eine Blauverschiebung. Für nicht-relativistische Geschwindigkeiten gilt:

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} = \frac{v_r}{c}$$

wobei $\Delta\lambda$ den Unterschied zwischen gemessener Wellenlänge und Laborwellenlänge λ_0 und c die Lichtgeschwindigkeit bezeichnet.

3.2 Eigenbewegung

Die Eigenbewegung μ eines Sterns ist eine Positionsänderung in tangentialer Richtung, welche sich nicht mit der Zeit ändert. Die Eigenbewegung kann in 2 Komponenten zerlegt werden: μ_δ in Richtung der Deklinations- und $\mu_\alpha \cos \delta$ in Richtung der Rektaszensionsachse.

$$\mu = \sqrt{\mu_\alpha^2 \cos^2 \delta + \mu_\delta^2}$$

Sie kann durch Positionsmessung auf Himmelsphotographien aus verschiedenen Epochen gewonnen werden. Da Eigenbewegungen von Sternen i. A. sehr klein sind, sind große Epochendifferenzen von Vorteil. Für diese Arbeit wurden die Eigenbewegungen aus verschiedenen Katalogen entnommen und die Werte gemittelt.

Bestimmt man zusätzlich die Entfernung des Sterns, kann man aus der Eigenbewegung die Tangentialgeschwindigkeit berechnen.

3.3 Entfernung

Sind die Effektivtemperatur T_{eff} , die logarithmische Schwerebeschleunigung $\log g$ und die Masse M eines Sterns bekannt, so kann die absolute visuelle Helligkeit M_V berechnet werden:

$$M_V = -2.5R^2 \log F_V + \text{const},$$

wobei der Fluss F_V abhängig ist von T_{eff} . Der Radius R kann mit

$$R = \sqrt{\frac{GM}{g}}$$

durch Masse M und Schwerebeschleunigung g ausgedrückt werden (G ist die Gravitationskonstante). Für die Masse der unterleuchtkräftigen Sterne setzen wir die kanonische Masse der Sternentwicklungstheorie ein. Die Entfernung d erhält man mit Hilfe des sogenannten Entfernungsmoduls

$$m_V - M_V = 5 \log d - 5,$$

wenn zusätzlich noch die relative visuelle Helligkeit m_V bekannt ist.

3.4 Galaktisches Koordinatensystem

Betrachtet man die Galaxis, geht man von äquatorialen Koordinaten (Rektaszension α , Deklination δ und Entfernung d) in galaktische Koordinaten (X, Y, Z) über. Im Galaktischen Koordinatensystem (Abb. 3.4) ist der Grundkreis die Ebene der Milchstraße, der Ursprung ist die Sonne und die Basisrichtung ist die Richtung des Galaktischen Zentrums, das bei $\alpha = 17^h 42.4^m$ und $\delta = -28^\circ 55'$ liegt. Die galaktische Breite wird als

Winkel von der Ebene der Galaxis (0° bis $\pm 90^\circ$) zu den Polen, die galaktische Länge vom galaktischen Zentrum (0° bis 360°) in der Ebene gemessen.

Dabei sind X und Y die Koordinaten in der galaktischen Ebene, Z die Koordinate senkrecht dazu.

U ist die Geschwindigkeit in der galaktischen Scheibe in Richtung des galaktischen Zentrums, V ist die Geschwindigkeit in Richtung der galaktischen Rotation und W ist die Geschwindigkeit senkrecht zur galaktischen Scheibe

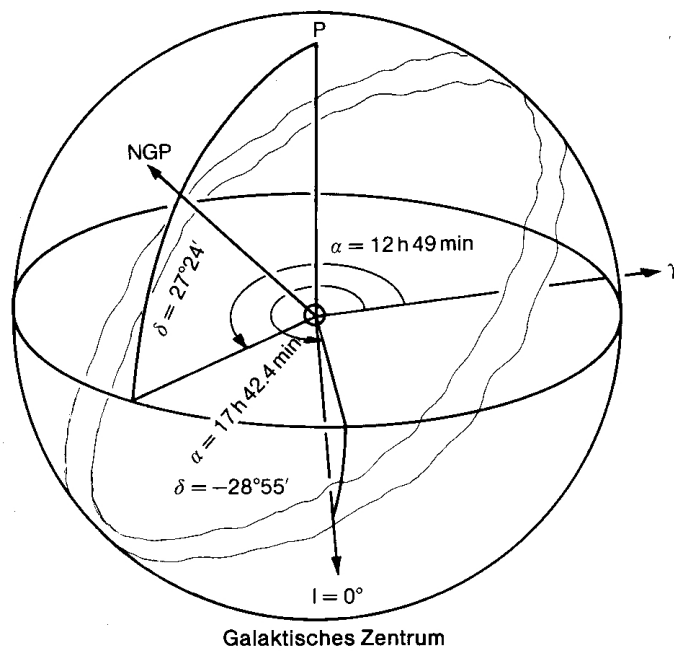


Abbildung 3.2: Galaktisches Koordinatensystem (Karttunen et al. 1990)

4 Kriterien zur Klassifikation

Die Kriterien zur Klassifikation wurden von Pauli (2003) übernommen, die die Kinematik eines Samples von Hauptreihensternen untersucht und als Eichsample benutzt. Pauli verwendet drei Kriterien: die Position im U - V -Diagramm (siehe Abschnitt 4.1), die Position im J_Z - e -Diagramm (siehe Abschnitt 4.2) und die Form der galaktischen Orbits (siehe Abschnitt 4.3)

Die kinematischen Parameter und die galaktischen Orbits können mit dem Programm von Odenkirchen & Borsche (1992) berechnet werden, falls sowohl die äquatorialen Koordinaten (Rektaszension α und Deklination δ) und die Entfernung, als auch die Geschwindigkeiten (Radialgeschwindigkeit v_r und Eigenbewegungen $\mu_\alpha \cos \delta$ bzw. μ_δ) gegeben sind. Das Programm basiert auf einem Potential von Allen & Santillan (1991), das analytisch, symmetrisch zur Z -Achse, zeitunabhängig und an beobachtete Werte der galaktischen Rotationskurve und der senkrecht wirkenden Kraft angepasst ist. Für die Integration der Bewegungsgleichung implementieren Odenkirchen & Borsche (1992) die Bulirsch-Stoer Extrapolations-Methode mit variabler Schrittgröße. Die sich dabei ergebenden Bahnen werden galaktische Orbits genannt. Sie wurden hier über zwei Gigajahre integriert mit einer Schrittgröße von 0.001 Gigajahren.

4.1 U - V -Diagramm

Bei Hauptreihensternen kann die Zugehörigkeit zu Dicker Scheibe, Dünner Scheibe oder Halo mittels ihres Metallgehaltes bestimmt werden. Die kinematischen Eigenschaften der verschiedenen Sternpopulationen können mit diesen Sternen kalibriert werden. Im U - V -Diagramm häufen sich die Sterne der verschiedenen Komponenten in bestimmten Regionen. Berechnet man nun Mittelwert und Standardabweichung unter der Annahme, dass die Sterne Gauß-verteilt sind, so kann man die verschiedenen Bereiche durch diese Werte beschreiben (Tabelle 4.1).

Tabelle 4.1: Mittelwerte der Geschwindigkeiten und deren Standardabweichung σ für die Sterne des Kalibrationssamples der Dicken und Dünnen Scheibe (Pauli 2003)

Population	$\langle U \rangle$	$\langle V \rangle$	$\sigma(U)$	$\sigma(V)$
Dünne Scheibe	3 km/s	215 km/s	35 km/s	24 km/s
Dicke Scheibe	-32 km/s	160 km/s	56 km/s	45 km/s

Geht man nun davon aus, dass außerhalb des 3σ -Limits der Dünnen Scheibe keine Sterne der Dünnen Scheibe liegen, sondern nur Sterne der Dicken Scheibe und des Halo, so erhält man eine Ellipse mit Mittelpunkt bei $U=3$ km/s und $V=215$ km/s, deren Halbachsen dem 3σ -Limit von U und V entsprechen. In dieser liegen alle Sterne der Dünnen Scheibe. Dementsprechend sollten auch keine Sterne der Dicken Scheibe außerhalb des 3σ -Limits der Dicken Scheibe liegen, was zu einer Ellipse führt, die ihren Mittelpunkt bei $U=-32$ km/s und $V=160$ km/s hat. Die Hauptachsen dieser Ellipse entsprechen dem 3σ -Limit der Dicken Scheibe (Abb. 4.1).

Die wahren Grenzen zwischen den Populationen sind stärker verwischt, die Hauptreihensterne die zur Kalibration der Kriterien der Zuordnung im U - V -Diagramm verwendet wurden, erfüllen diese aber zum größten Teil. Allerdings wird bei diesem Vorgehen eine Fehlklassifikation derjenigen Sterne der Dicken Scheibe unausweichlich, die innerhalb des Bereichs der Dünnen Scheibe liegen. Die Zahl der Sterne der Dicken Scheibe wird also unterschätzt, die der Dünnen Scheibe überschätzt. Ähnliches gilt für die Halopopulation.

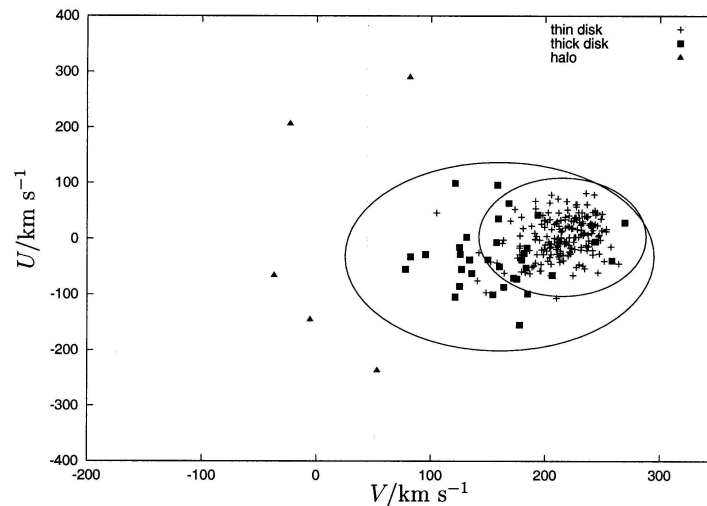


Abbildung 4.1: U - V -Diagramm für Eichsterne (Pauli 2003)

4.2 J_Z - e -Diagramm

Aus den galaktischen Orbits kann man die Exzentrizität e und den Drehimpuls in Z -Richtung J_Z berechnen. Er wird verwendet, da er eine Erhaltungsgröße ist.

Die Exzentrizität ist definiert als:

$$e = \frac{R_{\max} - R_{\min}}{R_{\max} + R_{\min}}$$

Trägt man J_Z gegen e auf, so bekommt man anhand des Kalibrationssamples auch über dieses Diagramm ein weiteres Kriterium zur Klassifikation von Sternen.

Sterne, deren galaktische Orbits eine Exzentrizität $e < 0.27$ und einen Drehimpuls in Z -Richtung von ungefähr 1800 kpc km/s aufweisen, werden als Mitglieder der Dünnen Scheibe klassifiziert. Dieses Gebiet wird mit Region A bezeichnet. Sterne, die sich rechts davon in Region B (Parallelogramm) befinden, werden als Mitglieder der Dicken Scheibe klassifiziert. Sie haben einen etwas kleineren Drehimpuls. Es werden zwar mit diesen Kriterien auch einige Sterne der Dicken Scheibe fälschlich als Sterne der Dünnen Scheibe klassifiziert, dafür kann man aber ziemlich sicher sein, praktisch nur Sterne der Dicken Scheibe auch als solche zu klassifizieren. Alle Sterne, die sich weder in Region A noch in Region B befinden, werden als Mitglieder des Halo klassifiziert, insbesondere alle retrograd laufenden Sterne mit Drehimpuls in negativer Z -Richtung.

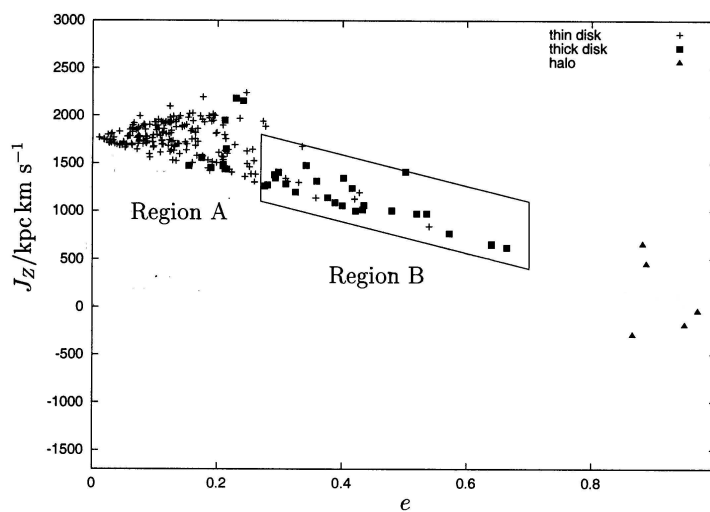


Abbildung 4.2: J_Z - e -Diagramm des Eichsamples (Pauli 2003)

4.3 Galaktische Orbits

Die dritte Möglichkeit der Klassifikation ist der visuelle Vergleich des galaktischen Orbits eines Sterns mit denen des Eichsamples. In den Plots wird der Abstand vom Ursprung in der galaktischen Ebene ρ gegen Z aufgetragen, wobei gilt:

$$\rho = \sqrt{X^2 + Y^2}.$$

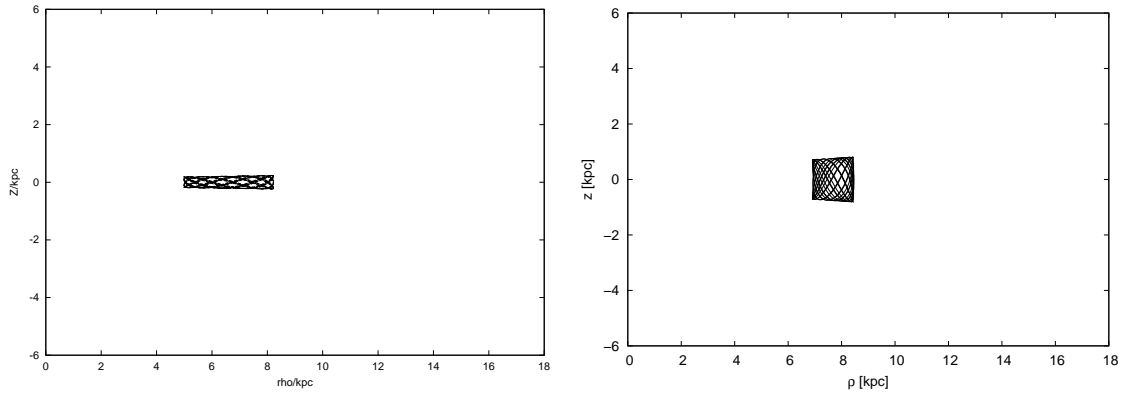


Abbildung 4.3: Beispiele für typische galaktische Orbits der Dünne Scheibe. Rechts der sdB-Stern PG1710+490, links der Hauptreihenstern HD38230 (Pauli 2003)

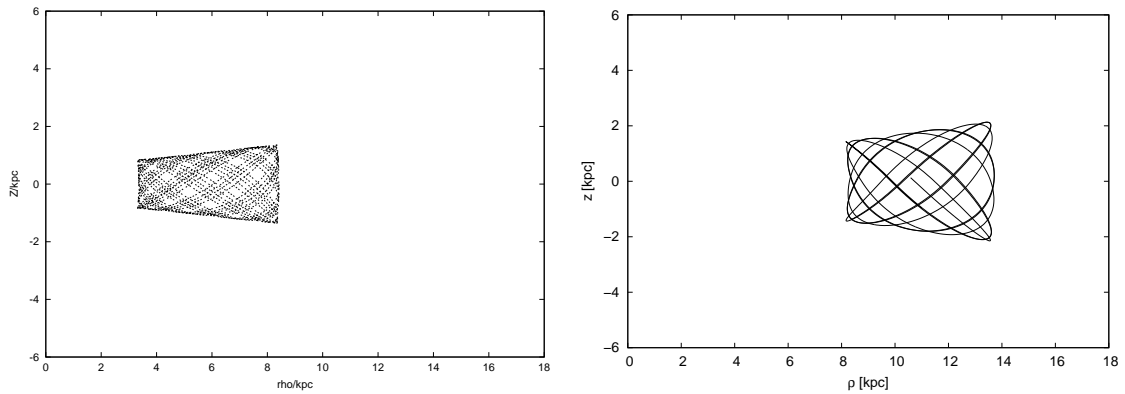


Abbildung 4.4: Beispiele für typisch galaktische Orbits der Dicken Scheibe. Rechts der sdB-Stern HE0007-2212, links der Hauptreihenstern HD221830 (Pauli 2003)

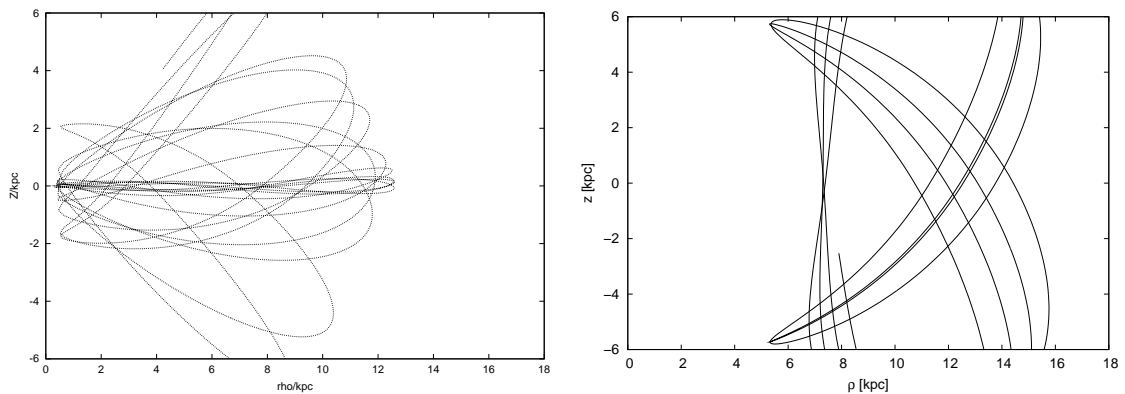


Abbildung 4.5: Beispiele für typisch galaktische Orbits des Halos. Rechts der sdB-Stern HE2349-3135, links der Hauptreihenstern HD84937 (Pauli 2003)

5 Die Samples

Die von Pauli (2003) entwickelten Klassifikationskriterien sollen nun auf unterleucht-kräftige B-Sterne angewandt werden. Dazu liegen zwei Datensätze vor. Zum einen die von Lisker (2003) vorgestellten sdB-Sterne aus dem SPY-Projekt und zum anderen eine Sammlung heller sdB-Sterne von Edelmann (private Mitteilung). Radialgeschwindigkeitsveränderliche Sterne wurden nur verwendet wenn Systemgeschwindigkeiten bekannt waren.

5.1 sdB-Sterne aus dem SPY-Projekt

Die Spektren stammen von Sternen, die alle aus dem SPY-Projekt (Einzelheiten dazu siehe Anhang A) und heller als $v = 16.5$ mag sind. Aufgrund der geographischen Lage des VLTs (Very Large Telescope der ESO in Chile) konnten nur Sterne südlich von $\delta = 25^\circ$ gewählt werden. Es wurden alle Spektren mit dem UV-Visual Echelle Spectrograph (UVES) des UT2 Teleskops am VLT aufgenommen (Lisker 2003).

18 % der für das SPY-Projekt ausgewählten Sterne wurden zwar zunächst – aufgrund zu gering aufgelöster Spektren – als Weiße Zwerge klassifiziert. Die hoch aufgelösten SPY-Spektren ergaben jedoch, dass es sich um sdBs, sdOs oder sdOBs handelt. Das sind die für diese Arbeit relevanten Sterne.

Es wurde dem SPY-sdB-Sample 30 geeignete Sterne entnommen. Die Spektren lagen alle fertig reduziert vor. Zur Reduktion siehe Lisker (2003).

5.2 Das Edelmann-Sample

Die Sterne aus diesem Teil des Samples sind alle dem Catalogue of spectroscopically identified hot subdwarf stars von Kilkenny et al. (1988) entnommen. Sie sind alle heller als $V = 13^m5$.

Von den Sternen wurden optische Echelle-Spektren mit hohem S/N (signal to noise) aufgenommen (Edelmann 2003):

Im Deutsch-Spanischen Astronomischen Zentrum (DSAZ) auf dem Calar Alto in Spanien wurden die Spektren am 2,2 m-Teleskop mit dem Fiber-Optics Cassegrain-Echelle-Spectrograph aufgenommen.

Bei der ESO in La Silla, Chile, wurden die Sterne mit dem Fiber-fed Extended Range Optical Spectrograph erst am 1,52 m-, dann am 2,2 m-Teleskop gewonnen.

Diesem Sample wurden für diese Arbeit 43 geeignete Sterne entnommen.

Die Spektren lagen alle fertig reduziert vor. Zur Reduktion siehe Edelmann (2003).

6 Bestimmung der kinematischen Daten

Für beide Samples lag schon ein Teil der kinematischen Information vor. Beim SPY-Sample wurden Entfernungen von Lisker et al. (2005) und Eigenbewegungen, die Pauli (persönliche Mitteilung) bereits Katalogen entnommen hatte, verwendet. Die fehlenden Radialgeschwindigkeiten wurden in dieser Arbeit bestimmt. Im Falle von Edelmanns Sample waren Entfernungen und Radialgeschwindigkeiten bereits von Edelmann (persönliche Mitteilung) gemessen worden. In diesem Fall mussten die Eigenbewegungen aus Katalogen extrahiert werden. Die vollständigen Datensätze finden sich in Anhang B. Hier werden nur die für diese Arbeit durchgeführten Messungen zusammengestellt.

6.1 Messung der Radialgeschwindigkeit

Für die Sterne des SPY-Samples lagen alle zur Berechnung der Orbits benötigten Daten vor bis auf die Radialgeschwindigkeiten, die noch berechnet werden mussten. Dazu existieren von jedem Stern mindestens zwei verschiedene Spektren, in denen die Absorptionslinien gemessen und daraus die Linienverschiebung und die Radialgeschwindigkeit bestimmt werden konnte (siehe hierzu auch Kapitel 3.1).

Welche Linien wurden gemessen?

Es wurden bei fast jedem Stern die Absorptionslinien von H_α (6562,800 Å), H_β (4861,320 Å), H_γ (4340,460 Å) und H_δ (4101,730 Å) gemessen, außer wenn Rauschpeaks im Linienkern die Messung unmöglich machten. Soweit vorhanden, wurden auch Heliumlinien (5875,75 Å, 5015,65 Å, 4713,146 Å, 4471,6 Å, 4030,191 Å) gemessen. Nur selten konnten auch N-Linien (4630,543 Å und 5679,562 Å) oder Si-Linien (5739,734 Å und 6347,109 Å) gemessen werden.

Geschwindigkeit, Median, Geschwindigkeitskorrektur und Fehler

Für jede gemessene Wellenlänge eines Spektrums berechnet sich die Geschwindigkeit mittels Dopplerformel (siehe Kapitel 3.1). Von den berechneten Geschwindigkeiten eines Spektrums wurde jeweils der Median gebildet (der Median ist der Wert, der in der Mitte einer Zahlenreihe liegt, d. h. die eine Hälfte der Zahlen hat Werte kleiner als der Median, die andere Hälfte hat Werte größer als der Median). Diese Geschwindigkeiten werden dann noch mit einem Korrekturterm versehen, um die Bahnbewegung der Erde von bis zu ± 30 km/s (heliozentrische Korrektur) und die Erdrotation von bis zu $\pm 0,5$ km/s auszugleichen.

Zur Bestimmung des Fehlers der Geschwindigkeit wurde die Standardabweichung berechnet:

$$\Delta v_{rad} = \sqrt{\frac{n \sum v^2 - (\sum v)^2}{n(n-1)}}$$

Dabei bezeichnet n die Anzahl der gemessenen Linien pro Spektrum.

Tabelle 6.1: Radialgeschwindigkeit

Name	v_{rad}	Δv_{rad}	Name	v_{rad}	Δv_{rad}
HE0007–2212	-7.35	2.08	HE1519–0708	2.93	3.90
HE0016+0044	-19.47	2.55	HE2151–1001	-10.95	3.17
HE0019–5545	84.70	3.10	HE2201–0001	-79.72	2.24
HE0101–2707	21.46	2.99	HE2222–3738	-8.50	1.29
HE0123–3330	48.93	2.98	HE2237+0150	-82.75	3.38
HE0135–6150	26.86	1.60	HE2238–1455	-96.24	2.49
HE0136–2758	-98.30	3.27	HE2307–0340	-27.12	2.25
HE0151–3919	-52.80	2.43	HE2349–3135	200.84	2.99
HE0321–0918	30.09	1.98	HS2033+0821	-3.82	2.81
HE0532–4503	8.50	0.20	WD0031–274	20.05	2.66
HE0539–4246	45.16	2.12	WD0109–264	-35.41	1.44
HE0929–0424	41.40	0.20	WD1207–032	-10.70	2.25
HE1021–0255	78.94	1.84	WD1433–270	23.33	2.56
HE1033–2353	28.14	3.20	WD1549–000	-10.82	2.21
HE1050–0630	-24.50	2.08	WD2329–291	-30.20	3.09
HE1450–0957	-76.93	3.27			

Die vollständigen kinematischen Daten befinden sich in Anhang B.

6.2 Bestimmung der Eigenbewegung

Für das Sample von Edelman fehlten zur Berechnung der Orbits die Eigenbewegungen. Diese wurden nicht gemessen, sondern Katalogen im Internet entnommen. Die Recherche erfolgte mit Hilfe des VizieR Services des Centre de Données Astronomiques de Strasbourg (<http://vizier.u-strasbg.fr/cgi-bin/VizieR>).

Die Aufstellung der Ergebnisse befindet sich in Tabelle 6.2. Einzelheiten zu den Katalogen sind in Anhang C zu finden. Bei der Recherche fiel auf, dass manche Sterne in sehr vielen Katalogen zu finden waren, wie z. B. CPD-64 481 und alle HD-Sterne. Andere wiederum waren nur in sehr wenigen zu finden, wie z. B. LB1516.

Da somit auch hier für jeden Stern mehrere Werte vorhanden waren, wurde ebenfalls der Median gebildet. Der Fehler wurde wiederum mit der Standardabweichung berechnet. Die vollständigen kinematischen Daten befinden sich auch hier in Anhang B.

Tabelle 6.2: Eigenbewegung

Name	$\mu_\alpha \cos \delta$	μ_δ	$\Delta\mu_\alpha \cos \delta$	$\Delta\mu_\delta$
BALLOON90100001	12.88	-16.00	2.08	0.80
BD+48 2721	20.00	68.30	5.83	1.02
CBS115	-8.14	-13.96	3.76	1.42
CD-24 731	82.60	-47.98	5.15	1.70
CD-35 15910	-21.58	-4.30	4.30	2.55
CD-48-106	21.90	-27.92	1.82	2.01
CD-38 222	42.96	-7.50	7.37	5.29
CPD-64 481	-0.90	-28.40	2.77	3.59
FEIGE108	-1.85	-15.95	5.45	5.47
FEIGE65	4.10	-13.00	1.62	2.67
HD149382	-7.73	-5.75	4.67	2.39
HD171858	-16.16	-23.43	3.76	1.54
HD205805	78.95	-11.62	17.87	3.37
HD4539	3.70	24.21	1.15	2.53
HD76431	-32.00	-22.94	2.23	6.35
HE0230-4323	-16.00	-6.40	7.41	2.52
HE0447-3656	16.5	-20.1	5.00	5.00
HS2224+2618	-18.50	-9.70	3.17	6.24
JL36	24.12	-43.75	0.08	1.07
JL82	11.47	-17.20	1.27	0.96
JL87	-1.39	8.45	0.49	0.32
LB1516	1.60	1.75	2.26	2.47
PB5333	25.35	-22.52	5.58	6.17
PB7352	-0.70	2.85	2.35	1.11
PG0001+275	4.00	-19.90	0.46	2.96
PG0011p283	2.80	-22.95	2.58	3.06
PG0133+114	19.83	-28.15	1.39	7.42
PG0342p026	-21.40	-45.01	1.88	1.43
PG0909+276	3.73	0.50	1.74	0.81
PG1047+003	-22.80	-35.50	5.99	2.71
PG1336-018	-7.98	-8.87	7.76	0.83
PG1505+074	0.80	-8.80	2.40	0.14
PG1519+640	31.01	41.50	18.72	2.47
PG1607+174	-7.30	-10.64	1.66	0.66
PG1710+490	9.98	-6.59	4.11	1.48
PG2151+100	18.20	-46.39	1.75	4.09
PHL44	16.24	-1.30	1.63	4.08
PHL932	36.18	2.94	2.20	3.27
TONS135	0.00	-17.70	5.20	3.65
TONS183	-11.05	-13.60	2.47	1.07
UVO1735+22	-23.30	0.18	0.94	0.46
UVO0512-08	-28.62	-24.60	1.31	1.45
UVO1758+36	-26.80	0.40	2.70	3.80

7 Kinematische Analyse und Diskussion der Ergebnisse

Aus den im vorigen Kapitel gewonnenen Radialgeschwindigkeiten, Entfernungen und Eigenbewegungen lassen sich nun die kinematischen Parameter (X, Y, Z, U, V, W) und galaktische Orbits berechnen (siehe Kapitel 4). In den folgenden Unterkapiteln werden die drei Klassifikationskriterien auf die beiden sdB Samples angewendet, wie in Kapitel 4 beschrieben. Die Ergebnisse sind im Folgenden sowohl in Tabellen als auch in Abbildungen dargestellt. Dabei sind die UV - und die J_Z - e -Diagramme jeweils mit und ohne Fehler gezeichnet worden.

7.1 UV -Diagramm

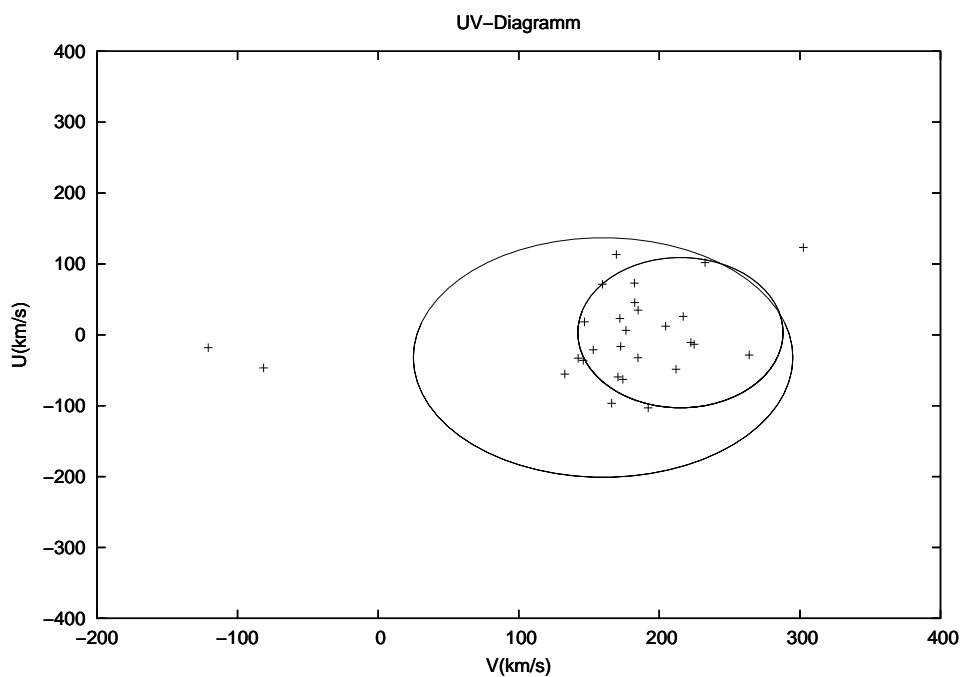


Abbildung 7.1: UV -Diagramm für die Sterne des SPY-Samples

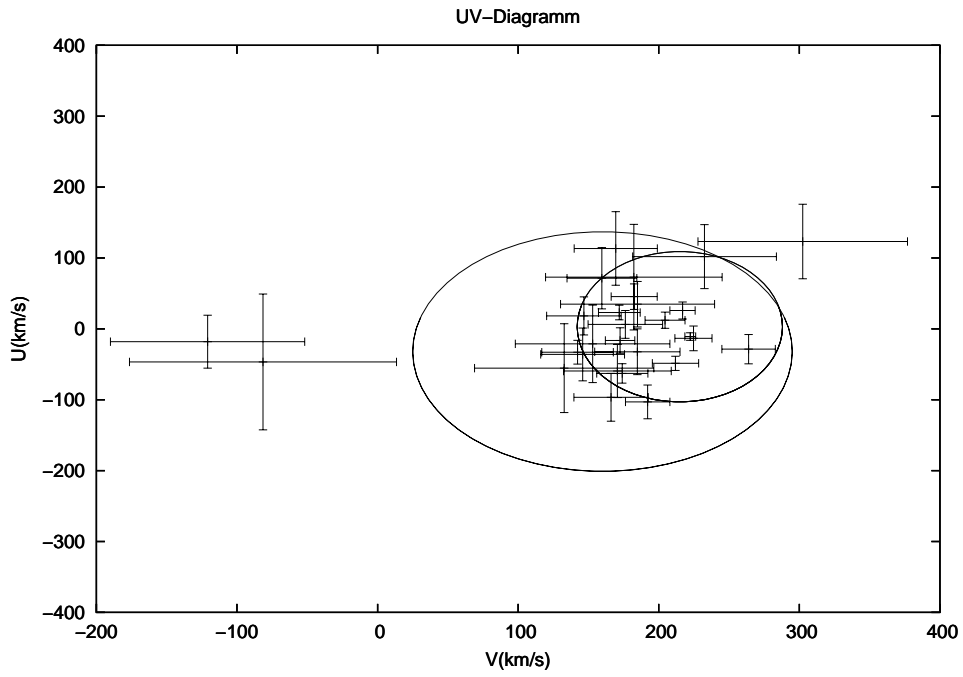


Abbildung 7.2: UV -Diagramm für die Sterne des SPY-Samples mit Fehlern

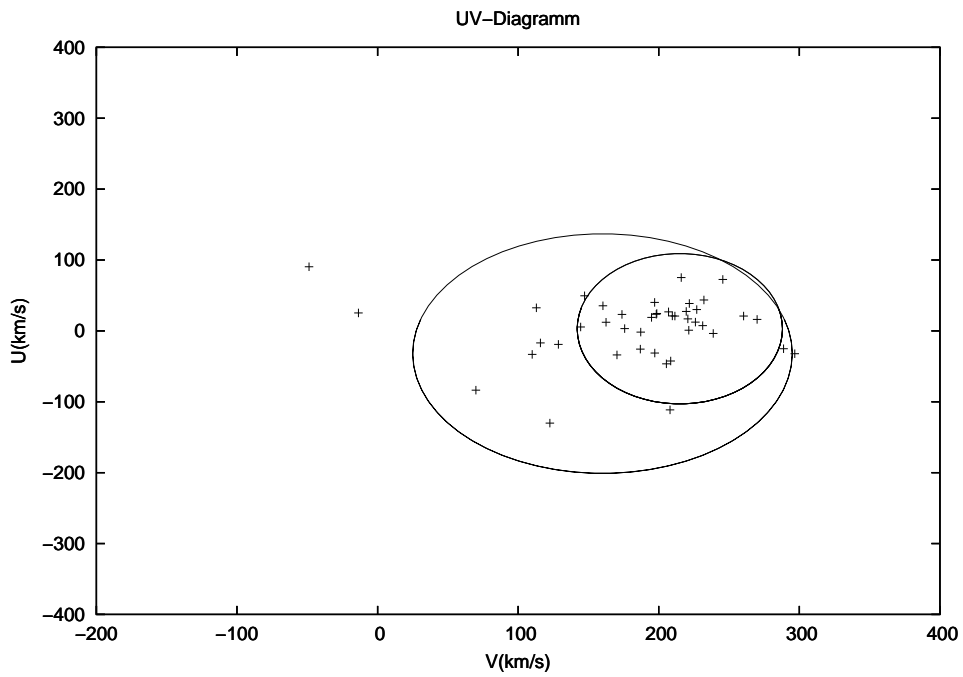


Abbildung 7.3: UV -Diagramm für die Sterne des Samples heller sdB-Sterne

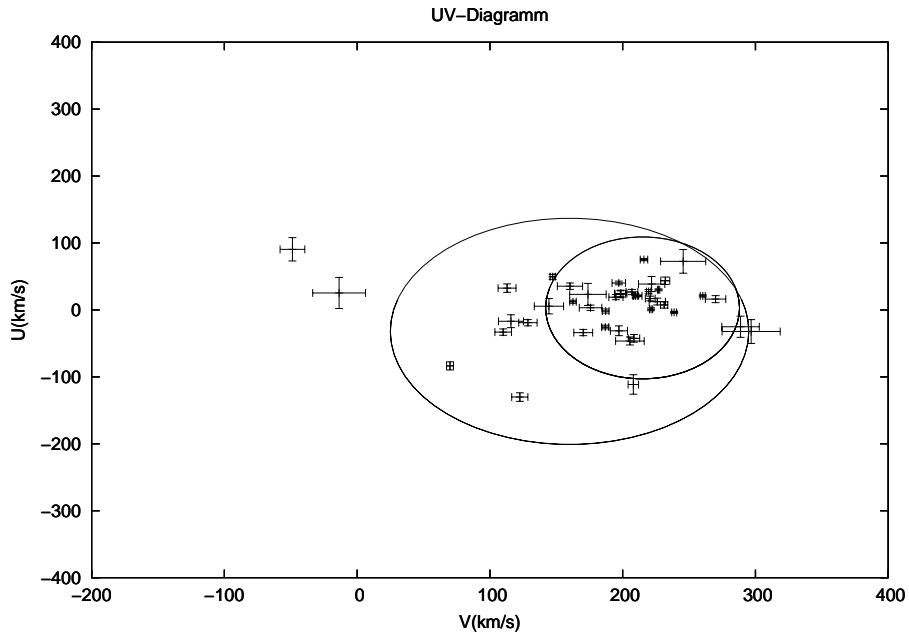


Abbildung 7.4: UV -Diagramm für die Sterne des Samples heller sdB-Sterne mit Fehlern

7.2 J_z - e -Diagramm

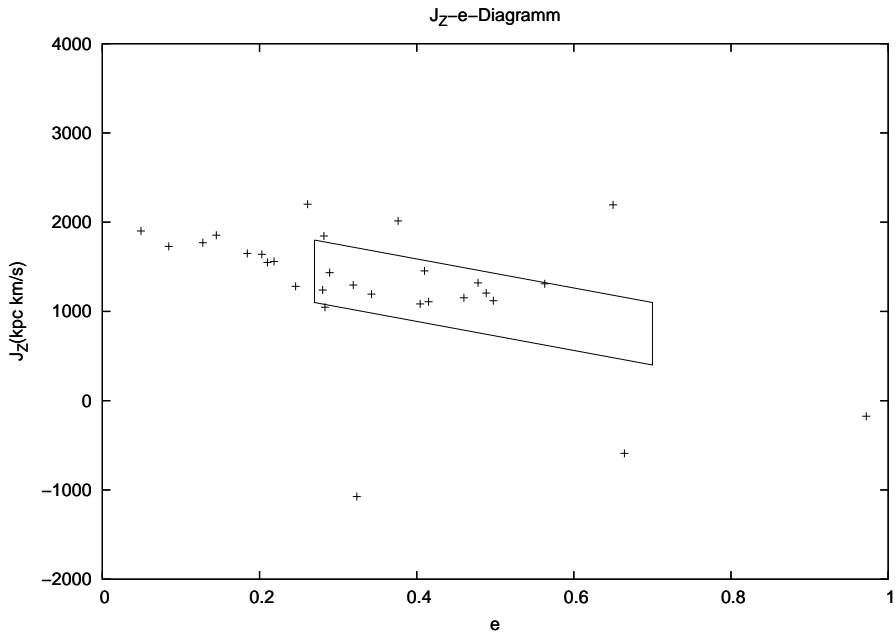


Abbildung 7.5: J_z - e -Diagramm für die Sterne des Samples von SPY

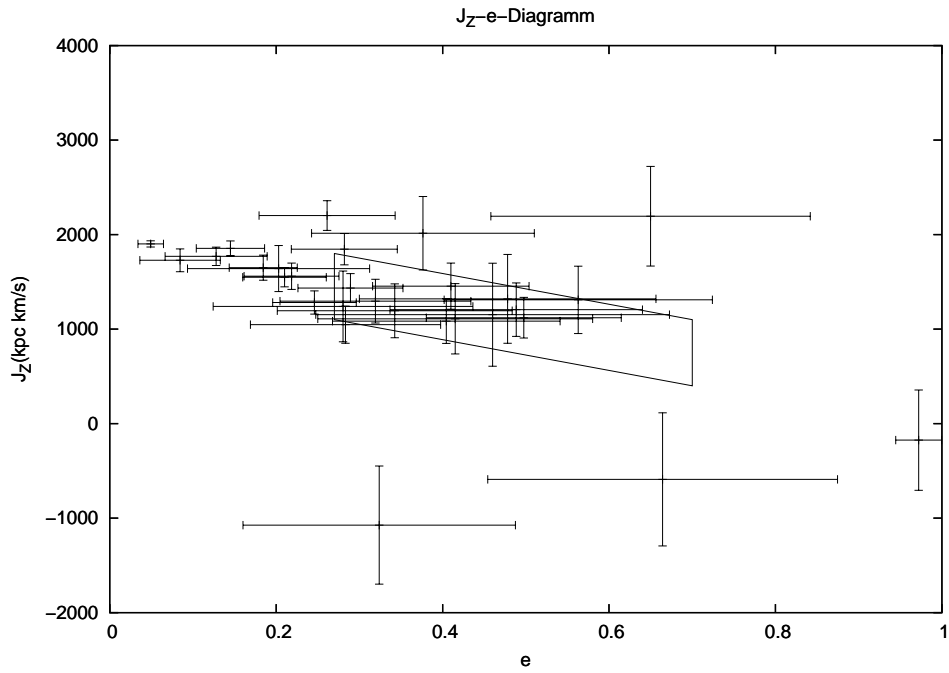


Abbildung 7.6: J_z - e -Diagramm für die Sterne des Samples von SPY mit Fehlern

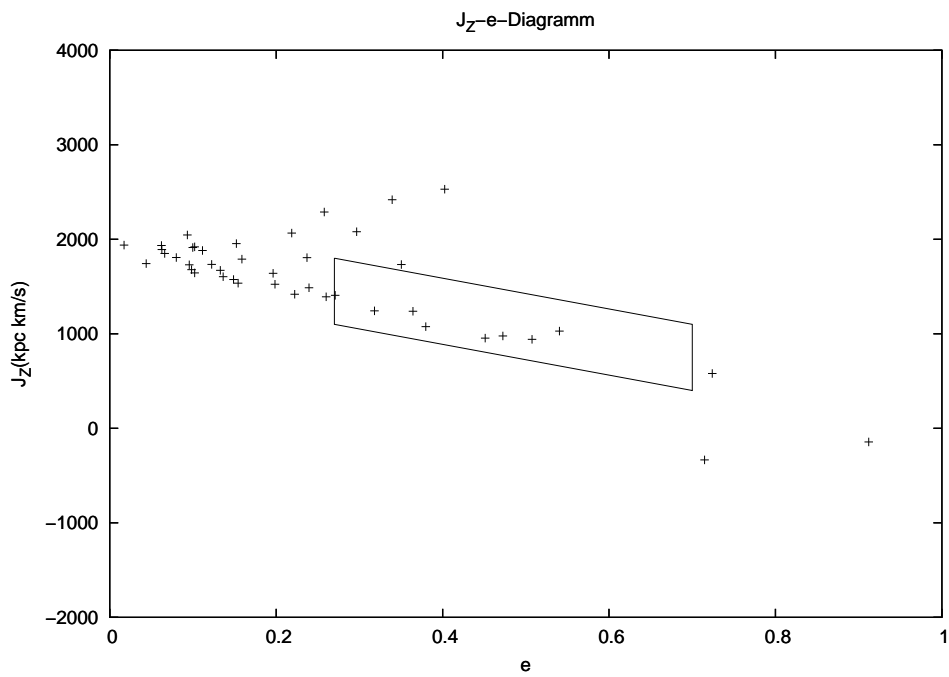


Abbildung 7.7: J_z - e -Diagramm für die Sterne des Samples heller sdB-Sterne

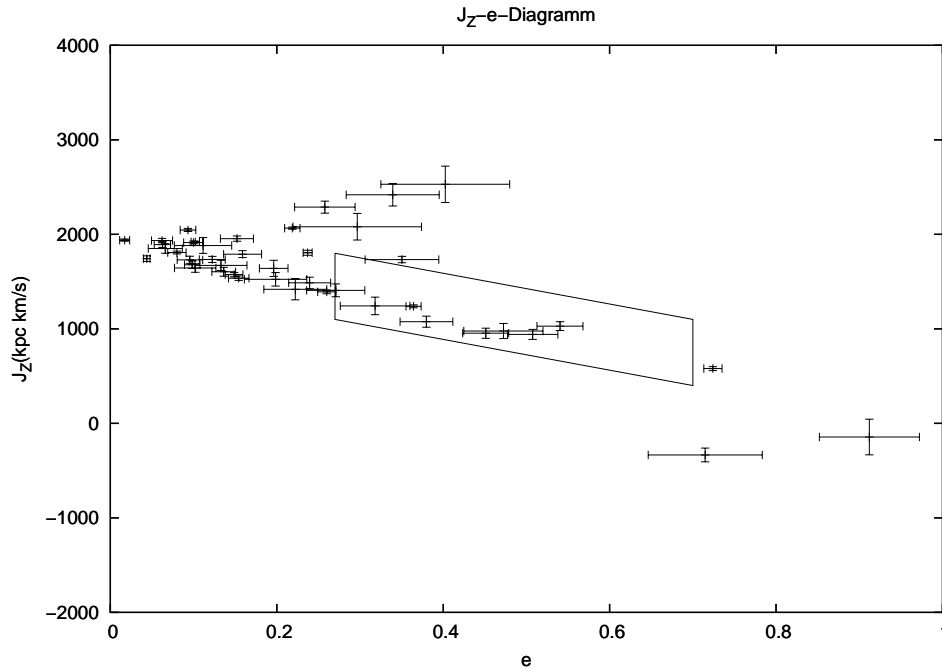
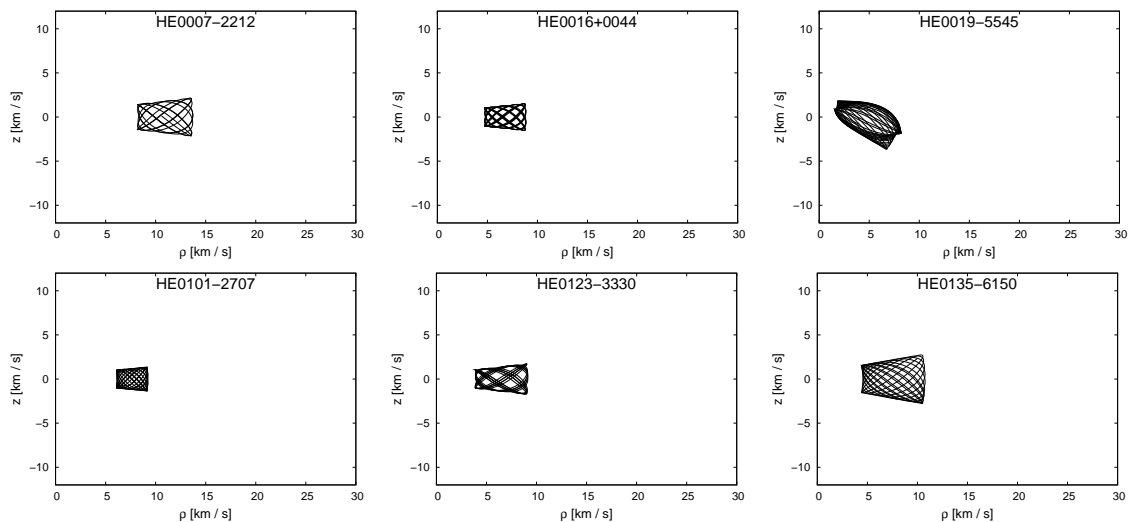


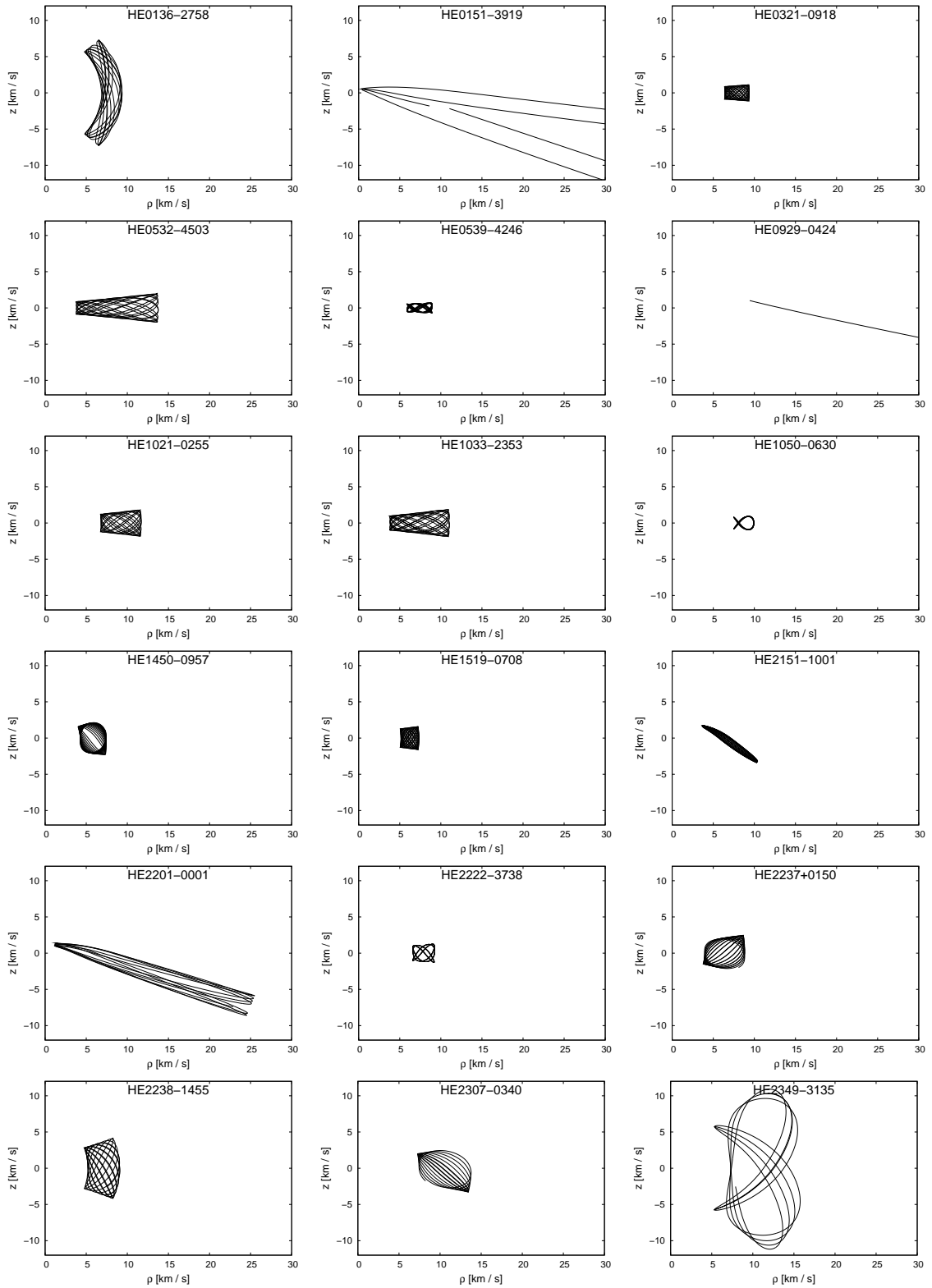
Abbildung 7.8: J_Z - e -Diagramm für die Sterne des Samples heller sdB-Sterne mit Fehlern

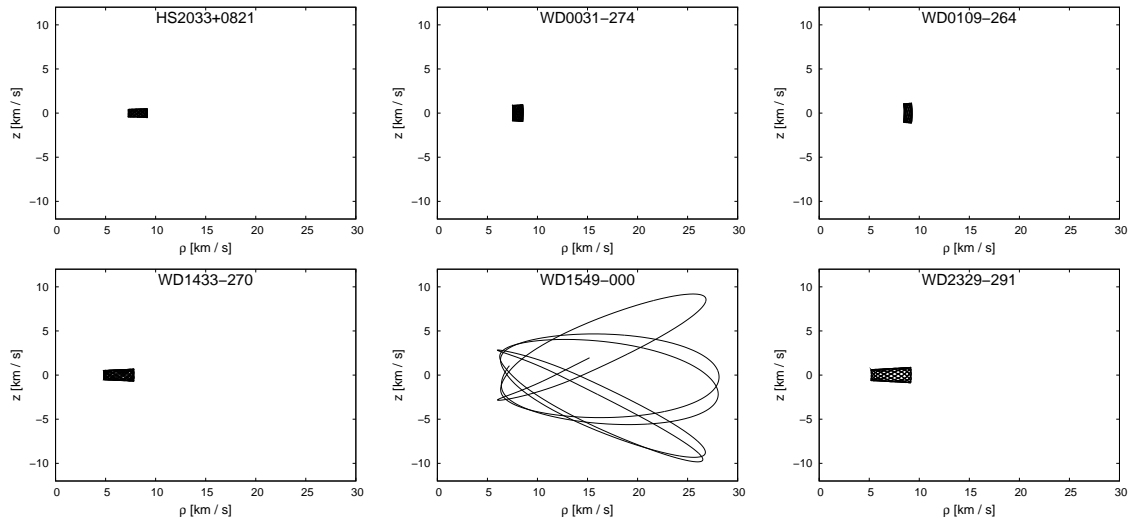
7.3 Galaktische Orbits

Die galaktischen Orbits wurden durch visuellen Vergleich mit denen der Standardsterne (Abb. 4.3, 4.4 und 4.5) klassifiziert.

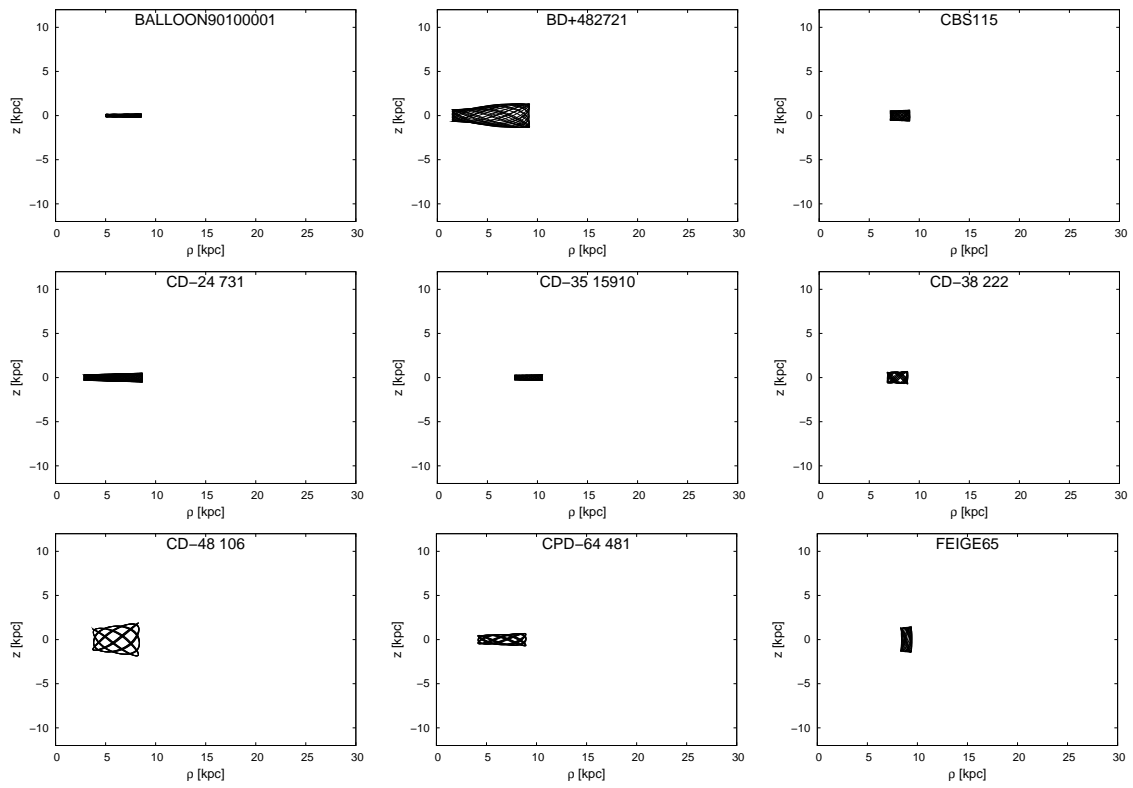
Galaktische Orbits des SPY Samples:

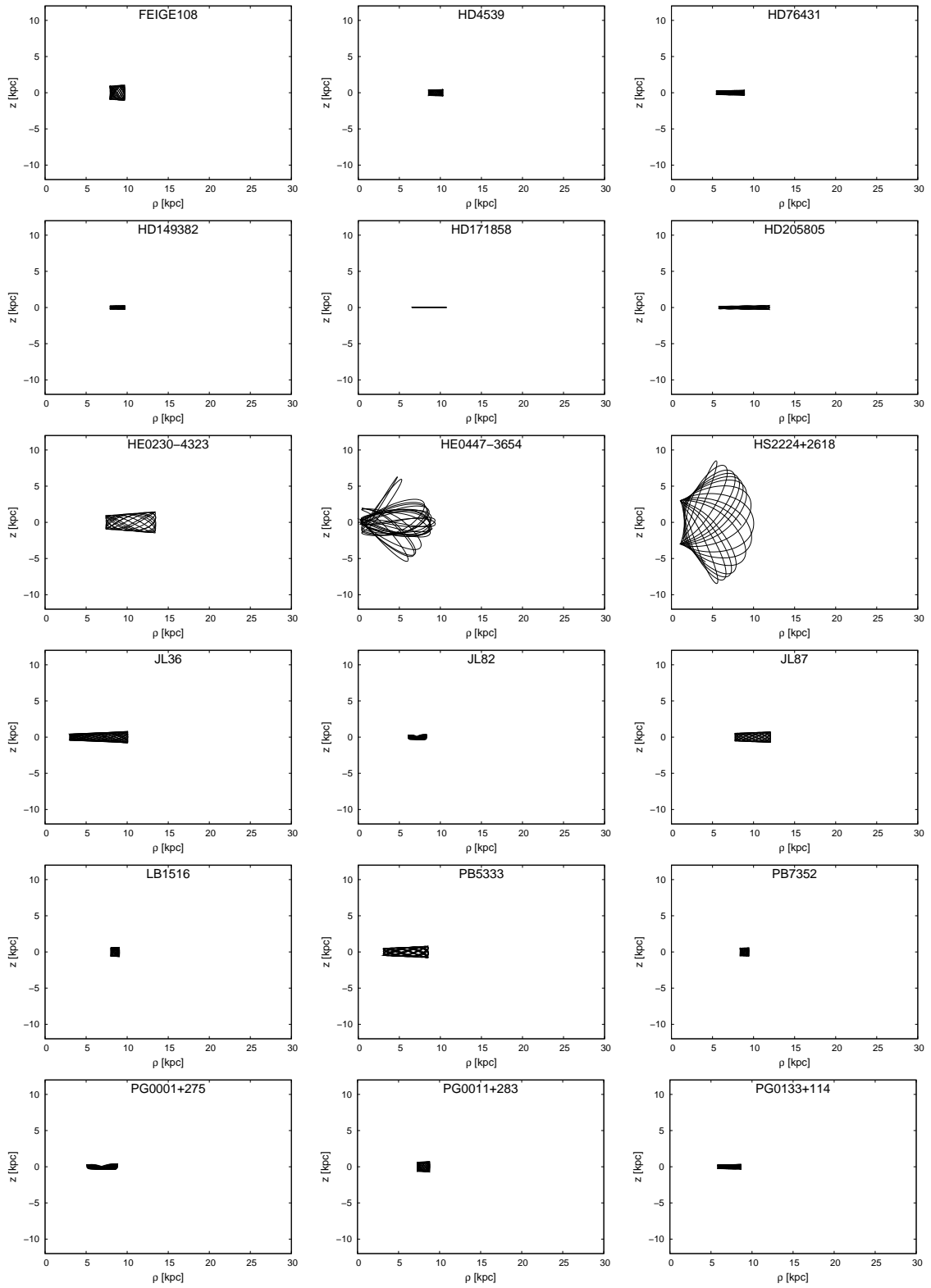


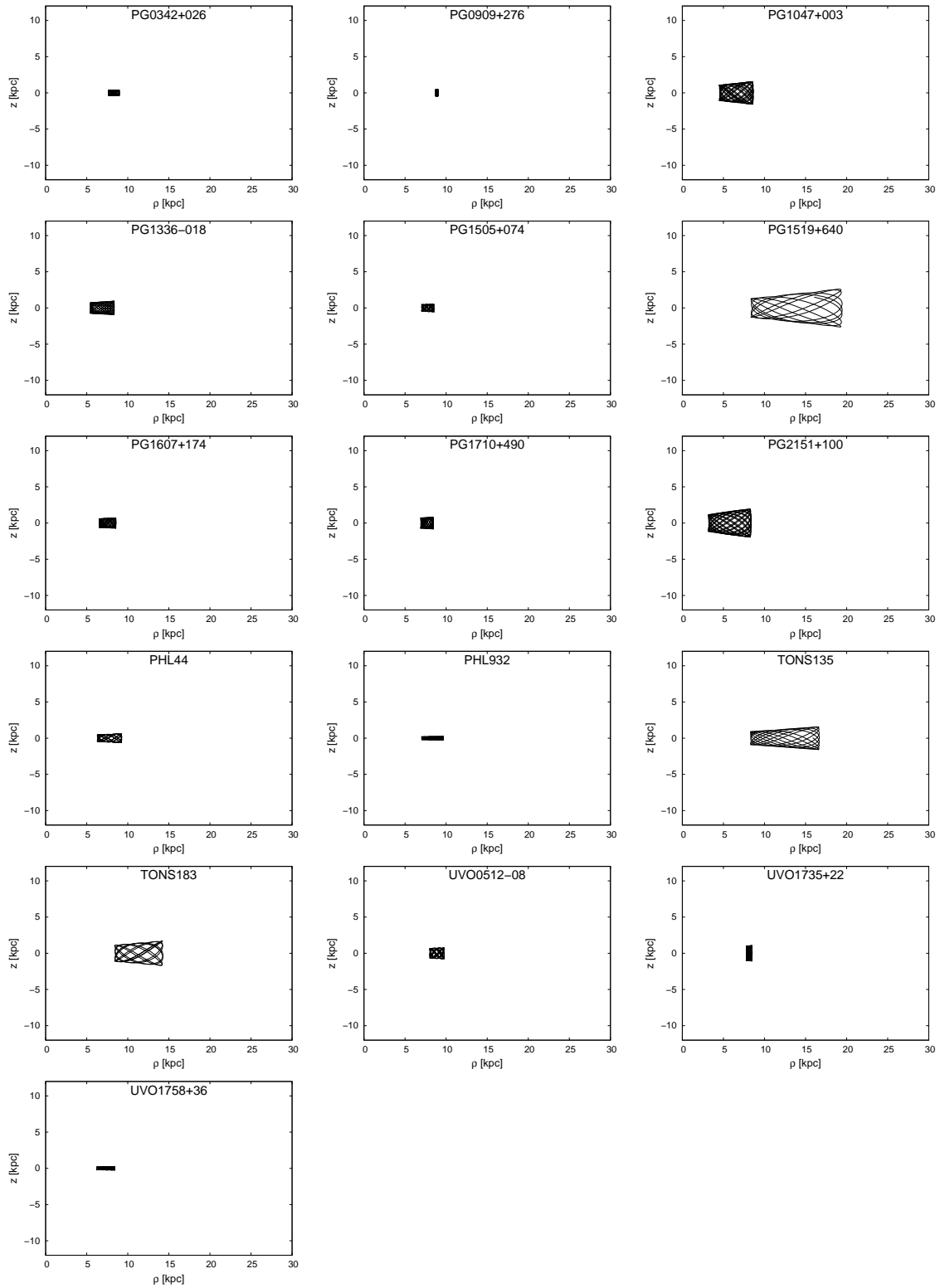




Galaktische Orbits des Samples heißer sdBs:







7.4 Klassifikation der Sterne

In Tabelle 7.1 und 7.2 sind die Ergebnisse der Klassifikation für die drei Kriterien zusammengestellt.

Sterne aus dem SPY Sample:

Tabelle 7.1: Klassifikation SPY-Sterne

Name	klass UV	klass J_Z-e	klass orbit	klass ges
HE0007–2212	dünn	dünn	dick	dünn
HE0016+0044	dünn	dick	dünn	dünn
HE0019–5545	halo	halo	halo	halo
HE0101–2707	dünn	dünn	dünn	dünn
HE0123–3330	dick	dick	dick	dick
HE0135–6150	dünn	dick	dick	dick
HE0136–2758	halo	halo	halo	halo
HE0151–3919	halo	halo	halo	halo
HE0321–0918	dünn	dünn	dünn	dünn
HE0532–4503	dick	dick	dick	dick
HE0539–4246	dünn	dünn	dünn	dünn
HE0929–0424	halo	halo	halo	halo
HE1021–0255	dick	dick	dick	dick
HE1033–2353	dick	dick	dick	dick
HE1050–0630	dünn	dünn	dünn	dünn
HE1450–0957	dick	dick	dick	dick
HE1519–0708	dünn	dick	dünn	dünn
HE2151–1001	dick	dick	dick	dick
HE2201–0001	dünn	dick	halo	–
HE2222–3738	dünn	dünn	dünn	dünn
HE2237+0150	dick	dick	dick	dick
HE2238–1455	dünn	dick	dick	dick
HE2307–0340	dünn	halo	dick	dick
HE2349–3135	dünn	dick	halo	–
HS2033+0821	dünn	dünn	dünn	dünn
WD0031–274	dünn	dünn	dünn	dünn
WD0109–264	dünn	dünn	dünn	dünn
WD1433–270	dünn	dünn	dünn	dünn
WD1549–000	halo	halo	halo	halo
WD2329–291	dünn	dick	dünn	dünn

Alle Sterne, deren drei Klassifikationen übereinstimmen, sind eindeutig klassifiziert. Alle anderen Sterne werden im Folgenden individuell behandelt.

Bei den Sternen **HE0007-2212 HE0016+0044**, **HE0135-6150**, **HE1519-0708**, **HE2238-1455** und **WD2329-291** stimmen jeweils zwei Kriterien überein. Beim dritten Kriterium liegt der Stern jedoch im Diagramm so nahe an der Grenze zwischen den Bereichen, dass er unter Berücksichtigung des Fehlers nach dem übereinstimmenden Kriterium klassifiziert werden kann.

HE2201-0001:

Bei diesem Stern legt der galaktische Orbit nahe, ihn als Stern des Halo zu klassifizieren. Im J_z - e -Diagramm liegt er im Gebiet der Dicken Scheibe, könnte aber unter Berücksichtigung des Fehlers evtl. auch als Stern des Halo klassifiziert werden. Im UV -Diagramm liegt er am linken Rand des Bereichs der Dünnen Scheibe, könnte also unter Berücksichtigung des Fehlers auch noch als Stern der Dicken Scheibe klassifiziert werden. Durch die mögliche Fehlklassifikation aufgrund des UV -Diagramms (siehe Kapitel 4.1) kann die Zugehörigkeit zum Halo nicht ausgeschlossen werden. Somit ist eine eindeutige Klassifikation nicht möglich.

HE2307-0340:

Bei diesem Stern spricht der galaktische Orbit dafür, ihn als Stern der Dicken Scheibe zu klassifizieren. Im UV -Diagramm liegt er zwar in der Region der Dünnen Scheibe, aber in der Nähe von dem Bereich, in dem sich die $3\text{-}\sigma$ Limits überschneiden. Im J_z - e -Diagramm liegt er im Bereich relativ knapp oberhalb des Bereichs der Dicken Scheibe und müsste somit als Stern des Halos klassifiziert werden. Unter Berücksichtigung aller Fehler kann dieser Stern jedoch ohne Bedenken der Dicken Scheibe zugeordnet werden.

HE2349-3135:

Hier spricht der galaktische Orbit, da er chaotisch ist, eindeutig für Halozugehörigkeit. Im UV -Diagramm liegt er, auch unter Berücksichtigung des Fehlers, in der Dünnen Scheibe-Region. Im J_z - e -Diagramm liegt er im Parallelogramm der Dicken Scheibe Sterne, was auch unter Berücksichtigung des Fehlers nicht widerlegt werden kann. Jedoch schließt beides eine Zugehörigkeit zum Halo nicht völlig aus, sie wird aber als sehr unwahrscheinlich angesehen (siehe Kapitel 4.1 und 4.2). Es ist daher auch hier keine eindeutige Klassifikation möglich.

Es ergibt sich zusammenfassend, dass von den 30 Sternen 13 der Dünnen Scheibe, 10 der Dicken Scheibe und 5 Sterne dem Halo zugeordnet werden. In zwei Fällen sind die Klassifikationskriterien widersprüchlich, so dass keine Zuordnung möglich ist.

Sterne aus dem Sample von Edelmann:

Tabelle 7.2: Klassifikation der heißen sdB-Sterne

Name	klass UV	klass J_Z-e	klass orbit	klass ges
BALLOON 90100001	dünn	dünn	dünn	dünn
BD+48 2721	dick	halo	dick	dick
CBS115	dünn	dünn	dünn	dünn
CD-24 731	dick	dick	dü/di	dick
CD-35 15910	dünn	dünn	dünn	dünn
CD-38 222	dünn	dünn	dünn	dünn
CD-48-106	dick	dick	dick	dick
CPD-64 481	dick	dick	dü/di	dick
FEIGE108	dünn	dünn	dünn	dünn
FEIGE65	dünn	dünn	dünn	dünn
HD149382	dünn	dünn	dünn	dünn
HD171858	dünn	dünn	dünn	dünn
HD205805	dick	dick	dü/di	dick
HD4539	dünn	dünn	dünn	dünn
HD76431	dünn	dünn	dünn	dünn
HE0230-4323	dünn	-(¹)	dick	dick
HE0447-3656	halo	halo	dick	halo
HS2224+2618	halo	halo	halo	halo
JL36	dick	dick	dick	dick
JL82	dünn	dünn	dünn	dünn
JL87	dünn	dünn	dünn	dünn
LB1516	dünn	dünn	dünn	dünn
PB5333	dick	dick	dick	dick
PB7352	dünn	dünn	dünn	dünn
PG0001+275	dünn	dünn	dünn	dünn
PG0011p283	dünn	dünn	dünn	dünn
PG0133+114	dünn	dünn	dünn	dünn
PG0342p026	dünn	dünn	dünn	dünn
PG0909+276	dünn	dünn	dünn	dünn
PG1047+003	dünn	dick	dick	dick
PG1336-018	dünn	dünn	dünn	dünn
PG1505+074	dünn	dünn	dünn	dünn
PG1519+640	halo	-(¹)	halo	halo
PG1607+174	dünn	dünn	dünn	dünn
PG1710+490	dünn	dünn	dünn	dünn
PG2151+100	dick	dick	dick	dick
PHL44	dünn	dünn	dünn	dünn
PHL932	dünn	dünn	dünn	dünn
TONS135	dick	-(¹)	dick	dick
TONS183	dünn	dünn	dick	-
UVO1735+22	dünn	dünn	dünn	dünn
UVO0512-08	dünn	dünn	dünn	dünn
UVOL1758+36	dünn	dünn	dünn	dünn

(¹) Dieser Bereich wird im UV -Diagramm nicht durch das Eichsample abgedeckt, kann also nicht klassifiziert werden.

Auch hier sind alle Sterne, deren drei Klassifikationen (für **TONS135** und **PG1519+640** zwei) übereinstimmen, eindeutig klassifiziert. Die restlichen Sterne werden auch hier gesondert diskutiert.

CD-24 731, CPD-64 481, HD205805:

Diese Sterne liegen im UV -Diagramm wie im J_z - e -Diagramm in der Region der Dicken Scheibe. Der galaktische Orbit könnte der eines Sterns der Dicken Scheibe oder auch einer eines Sterns der Dünnen Scheibe sein. Da aber die anderen zwei Kriterien übereinstimmen und sehr kleine Fehler vorliegen, werden alle drei Sterne der Dicken Scheibe zugerechnet.

BD+48 2721:

Dieser Stern hat einen galaktischen Orbit, der dem eines Sterns der Dicken Scheibe entspricht. Auch im UV -Diagramm liegt er im Bereich der Dicken Scheibe. Im J_z - e -Diagramm liegt er aber rechts des Kastens der Dicken Scheibe (auch unter Berücksichtigung des Fehlers), d.h. müsste danach dem Halo zugeordnet werden. Da jedoch die anderen zwei Kriterien übereinstimmen, kann er als Dicke Scheibe klassifiziert werden.

HE0230–4323:

Dieser Stern kann im J_z - e -Diagramm nicht klassifiziert werden. Der galaktische Orbit spricht aber dafür, ihn der Dicken Scheibe zuzuordnen. Durch das UV -Diagramm wird er zwar als Stern der Dünnen Scheibe klassifiziert, da aber auch ein geringer Anteil der Sterne der Dicken Scheibe im Bereich der Dünnen Scheibe liegen (siehe Kapitel 4.1, wird der Stern der Dicken Scheibe zugeordnet.

HE0447–3656:

Dieser Stern wird nach seinem galaktischen Orbit als Stern der Dicken Scheibe klassifiziert, bewegt sich jedoch retrograd und ist daher eindeutig dem Halo zuzuordnen. Dies entspricht auch seiner Klassifikation im UV - und J_z - e -Diagramm.

PG 1047+003:

Die Klassifikation durch J_z - e -Diagramm und galaktischen Orbit stimmen überein. Da die Zuordnung zur Dünnen Scheibe durch das UV -Diagramm der Zugehörigkeit zur Dicken Scheibe aufgrund der möglichen Fehlklassifikation (siehe Kapitel 4.1) nicht widerspricht, wird er als Stern die Dicken Scheibe klassifiziert.

TONS 183:

Hier spricht der galaktische Orbit für Dicke Scheibe Zugehörigkeit. Sowohl im UV -Diagramm als auch im J_z - e -Diagramm liegt er, auch unter Berücksichtigung des Fehlers, in der Dünnen Scheibe-Region. Jedoch schließt beides eine Zugehörigkeit zur Dicken Scheibe nicht völlig aus, sie wird aber als sehr unwahrscheinlich angesehen (siehe Kapitel 4.1 und 4.2). Es ist daher keine eindeutige Klassifikation möglich.

Es ergibt sich zusammenfassend, dass von den 43 Sternen 28 der Dünnen Scheibe, 11 der Dicken Scheibe und 3 Sterne dem Halo zugeordnet werden. In einem Fall ist das Klassifikationskriterium widersprüchlich, so dass keine Zuordnung möglich ist.

8 Vergleich und Diskussion der Ergebnisse

Die Ergebnisse dieser Arbeit werden zum Abschluss noch mit den Ergebnissen in Altmann (2002) verglichen. Sowohl die galaktischen Orbits der Sterne die in beiden Arbeiten vorkommen (Kapitel 8.1) als auch die prozentualen Anteile der Einzelnen Population am Gesamtsample (Kapitel 8.2).

8.1 Vergleich der galaktischen Orbits mit Altmann (2002)

Folgende zwölf der in dieser Arbeit untersuchten Sterne sind auch von Altmann (2002) klassifiziert worden, jedoch nach etwas anderen Kriterien: CD-38 222, FEIGE108, HD149382, HD171858, HD205805, HD4539, HE0230-4323, HE0447-4945, PG0133+114, PG0342+026, PG1519+640 und PG1710+490. Es liegt also ein Vergleich nahe. Allerdings kann aufgrund fehlender Informationen (J_Z , e) nur der galaktische Orbit dafür herangezogen werden.

Für CD-38 222, FEIGE108, HD149382, HD171858, HD205805, HD4539, PG0342+026 und PG1710+490 stimmen die Orbits gut überein.

HE0230-4323 wurde hier als Stern der Dicken Scheibe klassifiziert. In Altmann (2002) könnte er dem galaktischen Orbit nach auch als Halo-Stern klassifiziert werden.

HE0447-4945 wurde bei der Klassifikation eindeutig dem Halo zugeordnet. In Altmann (2002) könnte er zwar aufgrund des galaktischen Orbits der Dicken Scheibe angehören. Es fällt jedoch auf, dass der galaktische Orbit eine größere Ausdehnung in negative Z -Richtung besitzt. Zur Diskussion steht, ob die Integration über einen längeren Zeitraum eine Veränderung des Orbits nach sich ziehen würde, d.h. eine größere Ausdehnung auch in positive Z -Richtung. Somit wäre der Stern dem Halo zuzuordnen.

PG0133+114 wird in vorliegender Arbeit dem Halo zugeordnet. In Altmann (2002) würde er der Scheibe zugeordnet.

PG1519+640 wurde hier als Stern des Halos klassifiziert. In Altmann (2002) würde er auch dem Halo zugeordnet werden. Die Klassifikation stimmt also überein, obwohl für

den Stern unterschiedliche Orbits berechnet wurden.

Abschließend ergibt sich, dass bei neun der zwölf Sterne eine übereinstimmende Klassifikation vorliegt. Bei zwei Sternen stimmt die Klassifikation nicht überein, bei einem gibt es eine mögliche Übereinstimmung, die noch nachzuprüfen ist.

8.2 Diskussion

In Tabelle 8.2 sind die Ergebnisse der Untersuchungen der beiden Samples dieser Arbeit einander gegenüber gestellt. Vergleicht man Sample der heißen sdB-Sterne mit dem von SPY fällt ein größerer Anteil an alten Sternen des Halos (17% zu 7%) und der Dicken Scheibe (33% zu 26%) bei ersterem auf. Das SPY Sample enthält deutlich schwächere Sterne als andere Sample, daher sind diese im Mittel weiter entfernt. Dies könnte zu einer Überrepräsentation der Dicken Scheibe und des Halos im SPY Sample führen.

Tabelle 8.1: Zusammenstellung der Ergebnisse und Vergleich mit Altmann (2002)

	Altmann		heiße sdB		Löbl SPY		Summe	
ges	114		43		30		73	
Halo	15	13%	3	7%	5	17%	8	11%
Dicke Scheibe	99	87%	11	26%	10	33%	21	29%
Dünne Scheibe			28	65%	13	43%	41	56%
nicht klassifiziert	–	–	1	2%	2	7%	3	4%

Bei Vergleich der Ergebnisse mit denen von Altmann (2002) ist zu erkennen, dass die Halo-Population in beiden Arbeiten mit 11 bzw. 13% der untersuchten sdBs ungefähr gleich groß ist. Für die Scheiben-Populationen ergibt sich in dieser Arbeit ungefähr ein Verhältnis von eins zu zwei von Dicker Scheibe zu Dünner Scheibe. Um einen Vergleich mit Altmann (2002) vornehmen zu können, muss die Verteilung der sdB-Sterne auf Dicke und Dünne Scheibe – aufgrund fehlender Angaben – an Hand des Diagramms (Abb. 8.1) abgeschätzt werden. Dies geschieht, indem für beide Scheiben von einer Gaußverteilung der Sterne ausgegangen wird und dadurch das Verhältnis abgeschätzt werden kann. Es ergibt sich, dass die beiden Populationen ungefähr gleich groß sind, was einem Anteil von 43,5 % entsprechen würde.

Es ergibt sich also im Vergleich ein deutlich größerer Anteil an Sternen der Dünnen Scheibe bei Altmann (2002) und ein gleich großer bzw. kleinerer Anteil an Sternen der Dicken Scheibe.

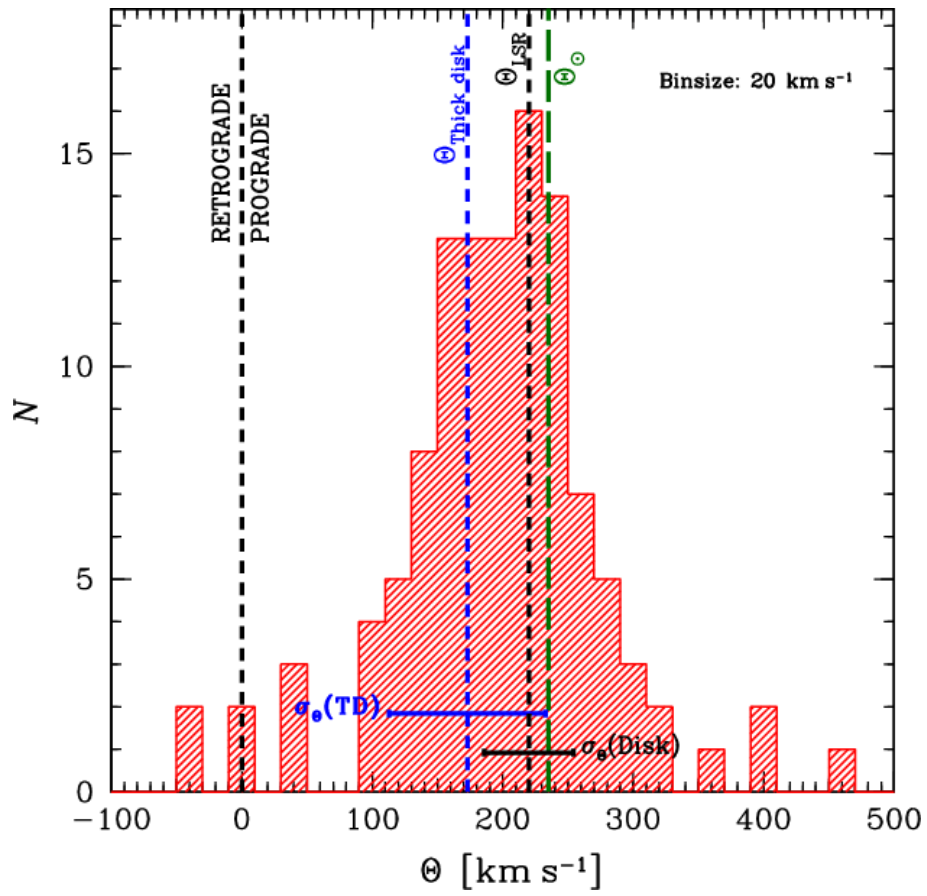


Abbildung 8.1: Statistik zur Verteilung der sdB-Sterne (Altmann 2002)

Anhang A: SPY

Was sind Supernovae Ia und ihre Vorläufer?

Supernovae Ia spielen in der Kosmologie eine wichtige Rolle, da ihre absolute Helligkeit immer gleich zu sein scheint ($M_B = -19,6 \pm 0,2$). Daher können sie als sog. Standardkerzen zur Entfernungsbestimmung verwendet werden. SPY (Supernova Ia Progenitor Survey) ist ein Projekt der ESO zur Suche nach Supernova-Vorläufern. Man geht davon aus, dass Supernova Ia-Vorläufer enge Doppelsternsysteme mit zwei entarteten Komponenten (Double Degenerate) sind. Die Komponenten eines solchen Doppelsternsystems nähern sich durch Abstrahlung von Gravitationswellen immer weiter einander an, wobei sich ihre Periode verkürzt, bis sie am Ende verschmelzen. Um solche Sterne zu finden, wurden am VLT hochaufgelöste Spektren von mehr als 1000 Weißen Zwergen aufgenommen. Für den Nachweis, dass es sich bei den beobachteten Sternen um enge Doppelsterne handelt, müssen – bei nur einer sichtbaren Komponente – mindestens zwei Aufnahmen zu unterschiedlichen Zeitpunkten vorhanden sein, um eine Radialgeschwindigkeitsvariation feststellen zu können. Außerdem müssen die Massen der beiden Sterne zusammen das Chandrasekhar-Limit von $1,4 M_{\odot}$ überschreiten, da der Entartungsdruck des Weißen Zwerges, der durch das Verschmelzen entsteht, beim Erreichen dieser Masse der eigenen Schwerkraft nicht mehr standhalten kann. Der Stern wird deshalb soweit komprimiert, dass es zu einer thermonuklearen Explosion kommt. Desweiteren muss die Periode kleiner als 10 Stunden sein, damit der Stern in weniger als einer Hubblezeit (10 Milliarden Jahre) zur Supernova werden kann.

Welche Sterne wurden beobachtet?

Es wurden heiße Sterne mit einer V -Helligkeit von mehr als 16,5 mag aus dem McCook & Sion Katalog, dem Hamburg/ESO Survey, dem Hamburg Quasar Survey, dem Montreal-Cambridge-Tololo Survey und dem Edinburgh-Cape Survey ausgewählt. Wegen der Lage des VLT konnten nur Sterne südlich von $\delta = 25^\circ$ aufgenommen werden (Abb. 8.2).

18 % der für das SPY-Projekt ausgewählten Sterne wurden zwar zunächst aufgrund zu gering aufgelöster Spektren als Weiße Zwerge klassifiziert. Die hoch aufgelösten SPY-Spektren ergaben jedoch, dass es sich um sdBs, sdOs oder sdOBs handelt. Das sind die für diese Arbeit relevanten Sterne.

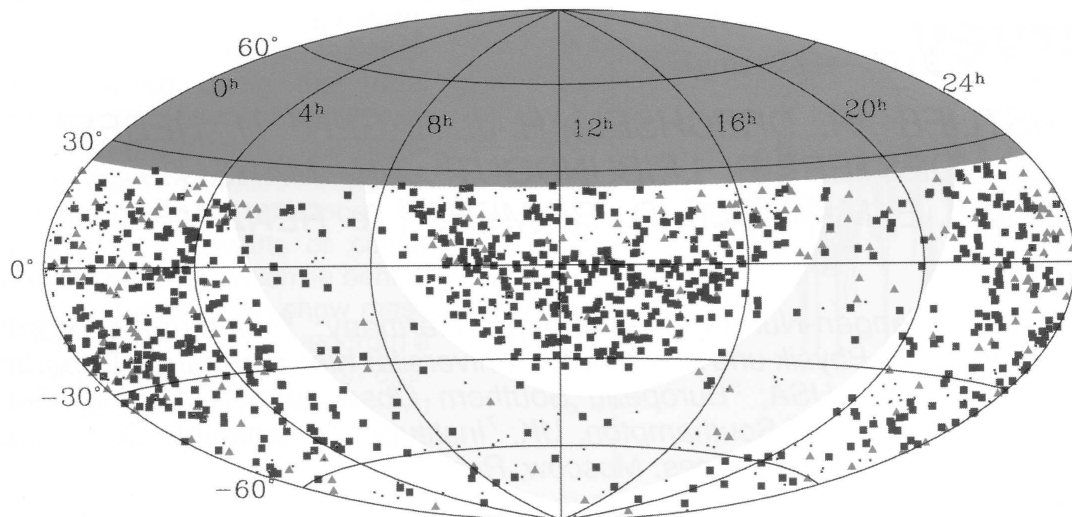


Abbildung 8.2: Verteilung aller bekannten von SPY beobachteten Weißen Zwerge und heißen subdwarfs (Napiwotzki et al. 2003).

■ = Sterne mit zwei, ▲ = Sterne mit einer, · = Sterne mit noch keiner Aufnahme

Anhang B: Kinematische Daten

Kinematische Daten des Samples heller sdB-Sterne

Sternname	α	δ	d	Δd	v_r	Δv_r	$\mu_\alpha \cos \delta$	μ_δ	$\Delta \mu_\alpha \cos \delta$	$\Delta \mu_\delta$
BALOONN90100001	23:15:21.3	29:05:01.0	2.49	0.06	-55.00	2.00	12.88	-16.00	2.08	0.80
BD+48 2721	18:34:09.2	48:27:40.0	2.22	0.06	-187.00	2.00	20.00	68.30	5.83	1.02
CBS115	09:59:32.3	36:18:26.0	2.63	0.06	-36.00	2.00	-8.14	-13.96	3.76	1.42
CD-24 731	01:43:48.4	-24:05:09.7	2.44	0.02	-1.60	2.00	82.60	-47.98	5.15	1.70
CD-35 15910	23:44:22.0	-34:27:00.0	2.45	0.06	21.00	2.00	-21.58	-4.30	4.30	2.55
CD-38 222	00:42:58.3	-38:07:37.0	2.38	0.06	-33.00	2.00	42.41	-7.50	10.74	5.29
CD-48 106	00:31:41.7	-47:25:20.1	2.82	0.02	-42.00	2.00	21.90	-27.92	1.82	2.01
CPD-64 481	05:47:59.3	-64:23:03.1	2.40	0.02	94.10	2.00	-0.90	-28.40	2.77	3.59
FEIGE108	23:16:12.5	-01:50:35.0	2.72	0.06	45.80	2.00	-1.85	-15.95	5.45	5.47
FEIGE65	12:35:51.1	42:22:40.0	2.56	0.06	53.00	2.00	4.10	-13.00	1.62	2.67
HD149382	16:34:23.3	-04:00:52.0	1.73	0.06	23.00	2.00	-7.73	-5.75	4.67	2.39
HD171858	18:37:56.7	-23:11:35.0	2.20	0.06	62.50	2.00	-16.16	-23.43	3.76	1.54
HD205805	21:39:10.6	-46:05:52.0	2.43	0.02	-69.00	2.00	76.40	-9.90	5.00	5.00
HD4539	00:47:29.2	09:58:56.0	2.35	0.03	-3.00	2.00	3.70	24.21	1.15	2.53
HD76431	08:56:11.2	01:40:38.0	2.50	0.06	48.00	2.00	-32.00	-22.94	2.23	6.35
HE0230-4323	02:32:54.7	-43:10:27.8	2.95	0.04	16.60	2.00	-9.18	-8.56	7.09	3.59
HE0447-3654	04:49:15.6	-36:49:28.7	3.11	0.02	187.00	2.00	16.50	-20.10	5.00	5.00

Sternname	α	δ	d	Δd	v_r	Δv_r	$\mu_\alpha \cos \delta$	μ_δ	$\Delta \mu_\alpha \cos \delta$	$\Delta \mu_\delta$
HS2224+2618	22:27:17.5	26:33:29.0	2.98	0.03	-306.00	2.00	-18.50	-9.70	3.17	6.24
JL36	20:01:52.2	-71:57:25.2	2.88	0.03	-20.00	2.00	24.12	-43.75	0.08	1.07
JL82	21:36:10.2	-72:48:26.6	2.73	0.02	-1.60	2.00	11.47	-17.20	1.27	0.96
JL87	21:48:37.7	-76:20:44.8	2.96	0.02	-8.00	2.00	-1.39	8.45	0.49	0.32
LB1516	23:01:56.0	-48:03:46.0	2.82	0.02	16.70	2.00	1.60	1.75	2.26	2.47
PB5333	23:19:55.4	04:52:35.0	2.63	0.06	-95.30	2.00	25.35	-22.95	5.58	6.17
PB7352	22:55:43.2	-06:59:39.0	2.77	0.02	-2.10	2.00	-0.70	2.85	2.35	1.11
PG0001+275	00:03:55.7	27:48:37.0	2.76	0.16	-44.70	2.00	4.00	-19.90	0.46	2.96
PG0011+283	00:14:22.2	28:36:57.0	2.70	0.06	0.00	2.00	2.80	-22.95	2.58	3.06
PG0133+114	01:36:26.1	11:39:33.0	2.52	0.06	-0.30	2.00	19.83	-28.15	1.39	7.42
PG0342+026	03:45:34.6	02:47:55.0	2.20	0.06	14.00	2.00	-21.40	-45.01	1.88	1.43
PG0909+276	09:12:51.7	27:20:32.0	2.56	0.05	19.00	2.00	3.73	0.50	1.74	0.81
PG1047+003	10:50:02.9	-00:00:35.0	2.74	0.06	-8.00	2.00	-22.80	-35.50	5.99	2.71
PG1336-018	13:38:48.2	-02:01:49.0	2.85	0.06	45.00	2.00	-7.98	-8.87	7.76	0.83
PG1505+074	15:08:21.0	07:13:15.0	2.81	0.05	0.00	2.00	0.80	-8.80	2.40	0.14
PG1519+640	15:20:31.3	63:52:07.0	2.66	0.02	0.10	2.00	31.01	41.50	18.72	2.47
PG1607+174	16:09:55.0	17:14:57.0	2.82	0.06	24.00	2.00	-7.30	-10.64	1.66	0.66
PG1710+490	17:12:18.7	48:58:36.0	2.73	0.06	-52.00	2.00	9.98	-6.59	4.11	1.40
PG2151+100	21:53:57.2	10:17:38.0	2.78	0.02	-32.00	2.00	18.20	-46.39	1.75	4.09
PHL44	21:35:13.3	-13:33:22.0	2.88	0.02	-26.00	2.00	16.24	-1.30	1.63	4.08
PHL932	00:59:56.6	15:44:13.0	2.48	0.06	18.00	2.00	36.18	2.94	2.20	3.27
TONS135	00:03:22.1	-23:38:57.9	2.94	0.02	-3.70	2.00	0.00	17.70	5.20	3.65
TONS183	01:01:17.6	-33:42:45.4	2.79	0.07	50.50	2.00	-11.05	13.60	2.47	1.07
UVO1735+22	17:37:26.5	22:08:58.0	2.66	0.06	20.60	2.00	-23.30	0.18	0.94	0.46
UVO0512-08	05:14:44.0	-08:48:06.0	2.47	0.05	11.00	2.00	-28.62	-24.60	1.31	1.45
UVO1758+36	18:00:19.0	36:28:56.0	2.33	0.06	-31.00	2.00	-26.80	0.40	2.70	3.80

Kinematische Daten des SPY Sample (Pauli, private Mitteilung)

Sternname	α	δ	d	Δd	v_r	Δv_r	$\mu_\alpha \cos \delta$	μ_δ	$\Delta \mu_\alpha \cos \delta$	$\Delta \mu_\delta$
HE0007-2212	00:09:45.9	-21:56:14.4	3.15	0.08	-7.35	2.08	2.29	7.95	3.60	3.22
HE0016+0044	00:18:43.6	01:01:22.5	3.23	0.08	-19.47	2.55	4.15	-8.77	4.10	3.98
HE0019-5545	00:21:27.7	-55:29:12.3	3.34	0.08	84.70	3.10	18.66	-21.29	11.69	9.98
HE0101-2707	01:03:43.7	-26:51:53.8	3.08	0.08	21.46	2.99	-1.28	-9.61	4.25	2.55
HE0123-3330	01:25:22.5	-33:15:11.4	3.20	0.08	48.93	2.98	13.49	-3.99	9.44	9.83
HE0135-6150	01:37:30.1	-61:34:57.8	3.45	0.08	26.86	1.60	-1.70	-5.47	7.35	5.71
HE0136-2758	01:39:14.5	-27:43:21.7	3.45	0.08	-98.30	3.27	19.51	-18.93	2.63	4.43
HE0151-3919	01:53:11.2	-39:04:18.2	3.28	0.08	-52.80	2.43	-15.76	-49.57	6.70	5.44
HE0321-0918	03:23:45.9	-09:08:15.6	3.11	0.08	30.09	1.98	3.14	-7.08	5.10	4.81
HE0532-4503	05:33:40.5	-45:01:35.3	3.45	0.08	8.50	0.20	2.87	-8.34	4.09	4.73
HE0539-4246	05:41:06.7	-42:45:31.9	3.08	0.08	45.16	2.12	6.59	2.12	3.76	4.12
HE0929-0424	09:32:02.2	-04:37:37.8	3.28	0.08	41.40	0.20	-57.94	39.64	28.37	27.23
HE1021-0255	10:24:18.1	-03:10:38.8	3.23	0.08	78.94	1.84	-9.77	6.26	3.13	3.04
HE1033-2353	10:36:07.2	-24:08:35.4	3.41	0.08	28.14	3.20	0.58	-8.04	3.42	5.06
HE1050-0630	10:53:26.5	-06:46:15.6	2.95	0.08	-24.50	2.08	-1.58	-8.16	3.50	3.27
HE1450-0957	14:53:24.2	-10:09:21.9	3.23	0.08	-76.93	3.27	-5.04	-11.85	3.65	2.91
HE1519-0708	15:21:53.2	-07:19:23.6	3.36	0.08	2.93	3.90	0.19	-5.11	5.25	6.60
HE2151-1001	21:54:31.5	-09:47:30.5	3.34	0.08	-10.95	3.17	14.43	-3.80	3.97	3.40
HE2201-0001	22:04:18.3	00:12:36.7	3.43	0.08	-79.20	2.00	1.11	-2.04	5.18	6.83
HE2222-3738	22:24:56.5	-37:23:30.7	3.11	0.08	-8.50	1.29	10.58	0.00	1.32	3.24
HE2237+0150	22:40:14.4	02:06:31.3	3.43	0.08	-82.75	3.38	3.46	-1.56	3.31	3.44
HE2238-1455	22:41:38.3	-14:39:39.5	3.48	0.08	-96.24	2.49	3.07	-0.24	3.34	3.49
HE2307-0340	23:10:24.1	-03:24:02.3	3.32	0.08	-27.12	2.25	-10.10	-1.49	3.82	7.63
HE2349-3135	23:51:43.6	-31:18:52.9	3.41	0.08	200.84	2.99	8.29	-0.38	2.96	2.93
HS2033+0821	20:35:29.3	08:31:51.7	3.00	0.08	-3.82	2.81	8.20	-0.50	5.20	5.20
WD0031-274	00:33:53.9	-27:08:23.6	2.95	0.08	20.05	2.66	2.41	-4.55	2.91	4.29
WD0109-264	01:12:11.7	-26:13:27.9	2.78	0.08	-35.41	1.44	7.47	3.60	1.92	1.48
WD1433-270	14:36:07.3	-27:13:14.3	3.11	0.08	23.33	2.56	-3.09	-7.99	3.08	2.45
WD1549-000	15:52:02.8	00:04:39.4	3.23	0.08	-10.82	2.21	24.65	-9.72	11.72	10.82
WD2329-291	23:31:50.0	-28:52:53.1	2.90	0.08	-30.20	3.09	21.31	-4.72	2.54	5.40

Anhang C: Eigenbewegungen

Kataloge

Es wurden zur Bestimmung der Eigenbewegung folgende Kataloge verwendet, sortiert nach der Häufigkeit ihres Einsatzes (die Wichtigsten zuerst):

- UCAC2: The Second U.S. Naval Observatory CCD Astrograph Catalog
Zacharias N., Urban S.E., Zacharias M.I., Wycoff G.L., Hall D.M., Germain M.E., Holdenried E.R., Winter L.
<Astron. J. 127, 3043 (2004)>
- USNO-B Catalog
Monet D.G., Levine S.E., Casian B., et al.
<Astron. J., 125, 984 (2003)>
- All-sky Compiled Catalogue of 2.5 million stars (ASCC-2.5, 2nd version)
Kharchenko N.V.
<Kinematics and Physics of Celestial Bodies. 17, 409 (2001)>
- Tycho-2 Catalogue of the 2.5 Million Brightest Stars
Hog E., Fabricius C., Makarov V.V., Urban S., Corbin T., Wycoff G., Bastian U., Schwekendiek P., Wicenec A.
<Astron. Astrophys. 355, L27 (2000)>
- The ACT Reference Catalog
Urban S.E., Corbin T.E., Wycoff G.L.
<U.S. Naval Observatory, Washington D.C. (1997)>
- FON Astrographic Catalogue, Version 1.0
Kislyuk V., Yatsenko A., Ivanov G., Pakuliak L., Sergeeva T.
<Main Astronomical Observatory of National Academy of Science of Ukraine (1999) >
- Tycho Reference Catalogue
Hog E., Kuzmin A., Bastian U., Fabricius C., Kuimov K., Lindegren L., Makarov V.V., Roeser S.
<Astron. Astrophys. 335, L65 (1998)>
- Carlsberg Meridian Catalogs Number 1-11
Copenhagen University Obs., Royal Greenwich Obs., and Real Instituto y Observatorio de la Armada en San Fernando
<Observations of positions of stars and planets, May 1984 to May 1998>
- Hipparcos and Tycho Catalogues
ESA 1997
<ESA, 1997, The Hipparcos Catalogue, ESA SP-1200>, <ESA, 1997, The Tycho Catalogue, ESA SP-1200>

- Catalogue of Positions and Proper Motions - South
Bastian U., Roeser S.
<Astronomisches Rechen-Institut, Heidelberg (1993)>
- FOCAT-S: Pulkovo photographic Catalogue of Southern Hemisphere (Version 1993 March)
Bystrov N.F., Polojentsev D.D., Potter H.I., Yagudin L.I., Zalles R.F., Zelaya J.A.
Pulkovo Obs., Saint-Petersburg, Russia Obs. Astron. Nacional, Academia Nacional de Ciencias de Bolivia, Tarija
<Bull. Inf. CDS 44, 3 (1994)>
- Lick Northern Proper Motion Program: NPM1 Catalog
Klemola A.R., Hanson R.B., Jones B.F.
<Astron. J. 94, 501 (1987)>
- Yale Zone Catalogues - Integrated Version
Yale University
<Trans. Astron. Obs., Yale Univ. 11-32 (1939-1983) (see Source References)>
- XZ Catalog of Zodiacal Stars (Version XZ80Q)
Herald D.
<Canberra, Australia (August 2003)>
- Astrographic Catalogue Reference Stars
Corbin T.E., Urban S.E., Warren W.H. Jr.
<NASA, NSSDC 91-10 (1991)>
- Yale/San Juan Southern Proper Motion Program: -20 to -40 zones including the South Galactic Pole Region
Platais I., Girard T.M., Kozhurina-Platais V., van Altena W.F., Lopez C.E., Mendez R.A., Ma W.-Z., Yang T.-G., MacGillivray H.T., Yentis D.J.
<Astron. J. 116, 2556 (1998)>
- SAO and Supplementary Data
Ochsenbein F.
<Bull. Inf. CDS 19, 74 (1980)>
- Smithsonian Astrophysical Observatory Star Catalog
SAO Staff
<Smithsonian Astrophysical Observatory (1966)>
- AGK3 Catalogue
Dieckvoss W., Heckmann O.
<Hamburg-Bergedorf (1975)>
- Catalogue of Positions and Proper Motions
Roeser S., Bastian U.
<Astron. Astrophys. Suppl. Ser. 74, 449 (1988)>
- Proper Motions of Stars in the Zone Catalogue -40 to -52 degrees of 20843 Stars for 1900
Spencer Jones H. and Jackson J.
<His Majesty's Stationery Office, London (1936)>

Eigenbewegungen Teil A

Sternname	UCAC2		USNO-B1.0		All Sky		Tycho2		ACT Ref Ca	
BALLOON82100002	-19.1	2.9	-20	2	-18.1	1.39	-19.3	3	-24.45	0.5
BALLOON90100001	9.1	-15.3	12	-16	12.88	-16.57	13.5	-15	13.2	-17.4
BD+48 2721	29.41	68.9	18	68	20	67.63	19.5	68.9	32.7	68.3
CBS115	-12.2	-10.9	-8	-14	-8.27	-13.91	-7.9	-12.8		
CD-24 731	80.4	-49.9	80	-48	84.59	-47.98	80.2	-47.8	93.75	-47
CD-31-4800	-25.1	40.2	-26	36	-25.58	39.58	-24.6	37.4	-30.9	37.5
CD-35 15910	-20.2	-5.1	-20	-4	-21.7	-4.68	-19.5	-3	-21.45	-2.4
CD-48-106	21.2	-25.8	20	-28	22.17	-27.92	20.6	-26.4	24.3	-24.9
CD-38 222	43.6	-8.1	42	-8	42.41	-4.58	43.7	-7.5	54.15	-23
CPD-64 481	-1.3	-29.4	-2	-30	-0.6	-28.4	-0.8	-29	-0.9	-26.1
FEIGE108	0.5	-17.5	-6	-12						
FEIGE65	4.1	-13.8	4	-12	4.36	-11.39	5	-11.1	7.8	-13.9
HD171858	-16.3	-22.8	-14	-24	-16.16	-23.43	-13.9	-22.7	-17.1	-24.1
HD205805	77.3	-12	76	-14	76.72	-11.24	77.9	-12.1	114.15	-11.1
HD216135	-18.6	-13.7	-18	-14	-17.67	-14.2	-18	-13.5	-19.8	-15.4
HD4539	3.2	23.2	2	20	3.8	24.4	2.4	21	3.6	25.2
HD76431	-31.2	-22.5	-32	-24	-32.34	-22.94	-31.8	-23	-33.15	-23.4
HE0230-4323	-16	-6.4								
HS2224+2618	-18.5	-9.7	-16	-14						
JL36	24.1	-41.7	24	-44	24.13	-43.69	24.2	-43.8		
JL82	13.1	-15.7	10	-18	11.43	-17.19	11.5	-17.2		
JL87	-1.7	8.3	-2	8	-1.07	8.6	-1	8.7		
LB1516	3.2	3.5	0	0						
PB5333	38.2	-23	24	-16	23.38	-22.14				
PB7352	-1	1.7	-2	2	-0.37	3.71	-0.4	3.7		
PG0001+275	3.7	-21.8	4	-16						
PG0011+283	3.2	-22	4	-26	0.7	-23.19	4.3	-24.4		
PG0133+114			20	-24	18.45	-32.29				
PG0909+276	0.5	0.1	2	0	3.86	0.94	3.6	0.9		
PG1047+003	-17.7	-35.5	-10	-36	-23.51	-31.66				
PG1505+074							2.5	-8.9		
PG1519+640	63.8	41.2	28	40	28.52	41.8	28.1	41.2		
PG1607+174	-4.6	-11.5	-8	-10	-7.6	-10.27	-6.6	-9.9		
PG1654+138	-5.8	-10.4								
PG1710+490	14.7	-6.9	8	-8	10.36	-6.28	9.3	-6.9		
PG2151+100	21.5	-43.3	18	-48	18.22	-46.39	18.2	-46.4		
PHL25	15.9	-3.9	14	-4	16.23	-3.65	15.5	2.7	17.25	-2.3
PHL44	16.3	-1.3	14	2						
PHL932	36.3	4.3	36	2	37.01	2.87	36.2	3	36.15	2.2
TONS135	-1.1	-18.8	0	-12						
TONS183	-5.9	-15.5	-12	-14	-10.93	-13.2	-11	-12.9	-13.05	-14.7
UVO1735+22	-23.8	1	-24	0	-23.17	0.18	-23.3	0.2		
UVO0512-08	-28.2	-25	-30	-26	-28.74	-24.17	-28.5	-24.2	-29.7	-21.9
UVO1758+36	-28.2	3	-26	-2	-26.46	3.84	-25.7	-1.8	-31.05	-2.1

Eigenbewegungen Teil B

FON		Tycho Ref Ca		Carlsberg				Hipparcos	
-16.8	0.47	-16.2	1.1					-15.93	3.79
15.8	-15.7	11.2	-16.1						
19	68.9	20.4	66.1						
-1.1	-14			-10.35	-15	6.15	5		
		82.6	-51.2					88.37	-46.24
		-26.7	37					-24.64	41.91
		-25.6	-4.6					-22.33	-7.23
								24.86	-30.74
		40.6	-3.6					43.85	-7
		-1.3	-29.8						
6.2	-14.4								
3.8	-13.7			7.2	-8.3	3.3	2.6	3.24	-13
		-15	-24.7						
		70.3	-14					76.39	-9.93
		-15.8	-15					-18.97	-13.19
5.4	28.7	5.1	26.2	3.3	25	3.6	3.5	4.12	24.02
-31.6	-16.8	-33.1	-22.6					-30.38	-22.99
-22.3	-1.7								
28.2	-12.2			24.3	-22.9	2.55	2.8		
4.6	-19.9								
2.4	-17			-2.55	-22.7	3.9	3.5		
21.8	-17.3			19.65	-32.9	2.25	2.3		
4.2	-0.4			5.4	1.8	3.15	2.9		
-24.3	-37			-22.8	-31	3.9	4		
33.5	47			-0.9	-8.7	2.85	3		
-7	-11			67.2	43	6	2.8		
-7.6	-13.1			-9.6	-11.1	2.7	2.7		
9.6	-3.7			18.75	-5.5	4.05	2.8		
16.8	-37.7								
		16.3	-6.9						
35	3.3			42.15	-4.5	2.55	2.5	36.13	7.09
-21.6	-0.2							-11.1	-12.91
		-26.3	-25.5						
-23.1	0.4	-26.8	-4.5	-31.8	3.5	4.5	3.8	-28.15	7.34

Eigenbewegungen Teil C

Sternname	P & PM South				FOCAT-S		NPM1		YaleZoneCa	
BALLOON82100002										
BALLOON90100001										
bd+48 2721										
cbs 115										
CD-24 731										
CD-31-4800										
CD-35 15910	-31,5	-10	11	10	-15	-1				
CD-48-106										
CD-38 222	43,5	-6	3	3	45	-8			28	-9
CPD-64 481	-1,5	-24	2,9	3,2	7	-19			1	-26
FEIGE108							-4,2	-24,6		
FEIGE65							3,6	-18,1		
HD171858	-22,5	-23	3,2	3,1	-15	-27			7	-10
HD205805	114	-16	3,1	3,2	84	-15			80	-3
HD216135	-15	-14			-19	-21				
HD4539							-22,4	-5		
HD76431	-39	-20	3,9	4			5,1	22,4	-32	-9
HE0230-4323										
HS2224+2618										
JL36										
JL82										
JL87										
LB1516										
PB5333							26,4	-29,9		
PB7352							4,6	4		
PG0001+275										
PG0011+283										
PG0133+114										
PG0909+276										
PG1047+003										
PG1505+074										
PG1519+640										
PG1607+174										
PG1654+138										
PG1710+490										
PG2151+100										
PHL25										
PHL44										
PHL932										
TONS135										
TONS183										
UVO1735+22										
UVO0512-08										
UVO1758+36										

Eigenbewegungen Teil D

XZ Ca		ACRS		SPM		SAO		SAO2000		PM Cape Zo		AGK3U	
		26,55	-0,6	-22,5 21,9 40,5	-3,4 -29,1 -6,3		-12						
-19,5 4,185	-13,2 24,02	-24,45	-21,6			-1 84	-7 -10	121,5	-10	108	-12		
		-31,8	-30,7					-34,5	-12			-35	-32
-1,05	1,7												
16,65	-3,9			8,4	-17,7								

Literaturverzeichnis

- Allen, C. & Santillan, A. 1991, *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica*, 22, 255
- Altmann, M. 2002, Doktorarbeit, Friedrich-Wilhelms-Universität Bonn
- Edelmann, H. 2003, Doktorarbeit, Friedrich-Alexander-Universität Erlangen
- Han, Z., Podsiadlowski, P., Maxted, P. F. L., & Marsh, T. R. 2003, *MNRAS*, 341, 669
- Han, Z., Podsiadlowski, P., Maxted, P. F. L., Marsh, T. R., & Ivanova, N. 2002, *MNRAS*, 336, 449
- Karttunen, H., Kröger, P., Oja, H., & Poutanen, M. 1990, *Astronomie* (Berlin: Springer, 1990)
- Karttunen, H., Kröger, P., Oja, H., Poutanen, M., & Donner, K. L. 2003, *Fundamental Astronomy* (Berlin: Springer, 2003)
- Kilkenny, D., Heber, U., & Drilling, J. S. 1988, *South African Astronomical Observatory Circular*, 12, 1
- Lisker, T. 2003, Diplomarbeit, Friedrich-Alexander-Universität Erlangen
- Lisker, T., Heber, U., Napiwotzki, R., et al. 2005, *A&A*, 430, 223
- Napiwotzki, R., Christlieb, N., Drechsel, H., et al. 2003, *The Messenger*, 112, 25
- Odenkirchen, M. & Borsche, P. 1992, *Astronomische Nachrichten*, 313, 69
- Pauli, E.-M. 2003, Doktorarbeit, Friedrich-Alexander-Universität Erlangen

Erklärung

Ich versichere hiermit, dass ich die vorliegende Arbeit selbständig und nur unter Verwendung der angegebenen Quellen und Hilfsmittel angefertigt habe.

Bamberg, 05.10.2005