

RR Lyrae Sterne
Eigenschaften und Kinematik
der RR Lyrae Sterne im Feld der
Milchstraße

DISSERTATION

zur
Erlangung des Doktorgrades (Dr. rer. nat.)
der
Mathematisch-Naturwissenschaftlichen Fakultät
der
Rheinischen Friedrich-Wilhelms-Universität
Bonn

vorgelegt von

GISELA MAINTZ

aus Bonn

Bonn, im März 2008

Referent: Prof. Dr. Klaas S. de Boer
Koreferent: Prof. Dr. Pavel Kroupa

Tag der Promotion : 10.7.2008

Für meinen Mann Arnold Maintz,

Inhaltsverzeichnis

Tabellenverzeichnis	3
Abbildungsverzeichnis	4
1 Einleitung: Bedeutung der RR Lyrae Sterne für die Forschung	7
1.1 RR Lyrae Sterne	7
1.1.1 Historisches: Entdeckung der RR Lyrs	7
1.1.2 RR Lyrae Sterne; entwickelte Horizontalast Sterne	9
1.1.3 Der Pulsationsmechanismus der RR Lyrs	11
1.2 Die Bedeutung der RR Lyrae Sterne in der Erforschung der Struktur der Galaxis	15
1.2.1 Die Struktur der Galaxis	15
1.2.2 Erforschung der Struktur der Galaxis	16
1.2.3 Warum eignen sich RR Lyrs für die Erforschung der Galaxis?	17
1.2.4 Frühere Ergebnisse mit HB Sternen	18
1.3 Die Bedeutung der RR Lyrae Sterne als pulsierende Variable in der Forschung	18
1.4 Kurzer Überblick über die Ziele und Aufbau dieser Arbeit	20
2 Kinematik der RR Lyrae Sterne und die Skalenhöhe in der Milchstraße	22
2.1 Die Daten der RR Lyrae Sterne	22
2.1.1 Positionen der RR Lyrs	22
2.1.2 Eigenbewegung und Radialgeschwindigkeit	23
2.1.3 Metallizität	25
2.2 Kinematik und Orbits	26
2.2.1 Berechnung der Geschwindigkeiten und Orbits	27
2.2.2 Die Bahnen der RR Lyrs.	27
2.2.3 Kinetatische Parameter und Populations Typ	43
2.2.4 Populationszugehörigkeit und Skalenhöhe	44
2.3 Statistik für Θ mit ecc, nze, [Fe/H]	47
2.3.1 Die Kreisbahngeschwindigkeit Θ	47
2.3.2 Diskussion der Metallizitäten im Zusammenhang mit den Bahnen und Perioden der RR Lyrs	48
2.4 Diskussion der Ergebnisse	53
2.5 Halo Verteilung der RR Lyrae Sterne	55
2.6 Schlußfolgerungen	57

3	Kinematik und Orbits der RR Lyrs im Potential nach Dehnen & Binney	59
3.1	Vergleich der Bahnen der RR Lyrs im Potential von DB und AS	59
3.1.1	Orbits	59
3.1.2	Einfluß des Potentials auf die Orbits	63
3.1.3	Populationszugehörigkeit und Skalenhöhe nach DB	66
3.2	Schlußfolgerungen	68
4	Strömgrenphotometrie	70
4.1	Bedeutung der Simultanphotometrie mit Strömgren Filtern	70
4.2	Daten und Datenreduktion	71
4.2.1	Beobachtungen	72
4.2.2	Reduktion der Daten	74
4.2.3	Erstellen erster Lichtkurven	75
4.2.4	Kalibration	75
4.3	Endgültige Lichtkurven	79
4.4	Astrophysikalische Parameter	89
4.4.1	$\log g$ und T_{eff} (nach Clem et al.)	90
4.4.2	$\log g$ und T_{eff} (nach van Albada & de Boer)	92
4.5	Diskussion der Ergebnisse	93
4.5.1	Vergleich der Ergebnisse für T_{eff} und $\log g$	93
4.5.2	Buckel	95
4.5.3	Radien und Radialgeschwindigkeiten der Hüllen der RR Lyrs	96
4.6	Der Veränderliche NSV 26190	102
5	Pulsierende Atmosphäre der RR Lyrae Sterne	105
5.1	Spektroskopie einiger RR Lyrae Sterne	105
5.1.1	Die spektroskopierten 5 RR Lyrs.	105
5.1.2	Gewinnen der Daten und Reduktion	108
5.1.3	Dispersion der Spektren	109
5.2	Untersuchung der Atmosphäre von 5 RR-Lyrae-Sternen	113
5.2.1	Variation der Spektrallinien	113
5.2.2	Äquivalentbreiten	115
5.3	Radialgeschwindigkeit	128
5.3.1	Radialgeschwindigkeits-Bestimmung	128
5.3.2	Probleme der Bestimmung der Radialgeschwindigkeit	128
	Appendix	131
	Literaturverzeichnis	133
	Zusammenfassung	139
	Lebenslauf	145
	Danksagung	147

Tabellenverzeichnis

1.1	Bailey-Typen der RR Lyrs	8
2.1	Positionen, Geschwindigkeiten und die Bahndaten der Sterne des Sampels .	37
2.2	Verteilung der 217 RR Lyrae Sterne in R_p , R_a und z_{\max}	42
2.3	Ergebnisse des Fits der z -Wahrscheinlichkeitsverteilung	45
2.4	U , V , W , Θ , Φ , Drehmoment, Exzentrizitäten und nze der Sterne des Samples	48
2.5	16 RR Lyrs, deren Bahnen immer nahe der galaktischen Scheibe verlaufen .	50
2.6	[Fe/H] und Periode der 217 RR Lyrae Sterne des Sampels.	50
3.1	Verteilung der 217 RR Lyrae Sterne in R_p , R_a und z_{\max}	61
3.2	Beispiele für z_{\max} und nze im Potential von AS und DB	63
3.3	Ergebnisse des Fits der z -Wahrscheinlichkeitsverteilung nach DB	67
4.1	Instrumentendaten der Aufnahmen vom Observatorium Calar Alto	72
4.2	Aufnahmedaten der Beobachtungen mit Strömgren-Filtern.	73
4.3	Aufnahmedaten der Beobachtungen mit Strömgren-Filtern der Sterne, von denen nur Teile der Lichtkurve aufgenommen werden konnten.	74
4.4	Elemente der RR Lyrs und deren beobachtete Helligkeits-Maxima	76
4.5	Kalibrationsparameter der einzelnen Nächte mit Airmassfunktion k und Nullpunkt N	77
4.6	Werte von T_{eff} und $\log g$ nach dem Gitter von Clem et al.	91
4.7	Werte der RR Lyrs von T_{eff} und $\log g$ nach dem Grid von Clem et al.	91
4.8	Werte der RR Lyrs von T_{eff} und $\log g$ nach den Formeln von van Albada & de Boer (1975).	93
5.1	Literaturwerte der 5 spektroskopierten RR Lyrs	107
5.2	Aufnahmedaten der Spektren der RR Lyrs.	107
5.3	Aufnahmedaten der Spektren der RV-Standard-Sterne	107
5.4	Identifizierung des Lampenspektrums	110
5.5	Identifikation der stärksten Linien im Spektrum von RS Bootis.	116
5.6	H_α Linienstärke im Stern TW Lyn.	118
5.7	Anregungs- und Ionisationsverhältnisse aus der Rechnung nach Boltzmann und Saha	126
5.8	Relative Teilchenmengen bei $T = 5400$ und 8000 K	127
5.9	Berechnung der Wellenlängenverschiebung bei verschiedenen v_{rad}	129

Abbildungsverzeichnis

1.1	Lichtkurven eines RRab und eines RRc Sterns.	9
1.2	Das Farben-Helligkeitsdiagramm der post-AGB Sterne	10
1.3	Lichtkurven von MW Lyr, eines Sterns mit Blazhko-Effekt	14
1.4	Der RR Lyr DM Leo im Verlauf seiner Periode	20
2.1	Positionen der RR Lyrs des Sampels	23
2.2	Die Positionen der RR Lyrs heute und vor 100 Millionen Jahren	24
2.3	Histogramm der Metallizitäts-Verteilung der Sterne des Sampels	25
2.4	Histogramm der Verteilung der Sterne des Sampels in Θ	26
2.5	Die Orbits aller 217 RR Lyrs.	28
2.6	Histogramm der Exzentrizitäten der RR Lyrs mit prograder und retrograder Bahn	42
2.7	Histogramm der Verteilung von ecc und nze aller RR Lyrae Sterne des Sampels	43
2.8	Wahrscheinlichkeiten der z -Höhen Verteilung der RR Lyrs.	44
2.9	Wahrscheinlichkeit der z -Höhen Verteilung	45
2.10	Wahrscheinlichkeit der z -Höhen Verteilung von Untergruppen des Sampels	46
2.11	Toomre Diagramm von Θ gegen v_{\perp}	49
2.12	Bottlinger und $\Theta - W$ Diagramm	51
2.13	Metallizität $[Fe/H]$ gegen Θ , ecc , nze und Periode der RR Lyrs.	52
2.14	Diagramme ecc gegen $[Fe/H]$ und Z_{max}	54
2.15	Die Bahnen aller RR Lyrs des Sampels	57
3.1	Orbits von 18 RR Lyrs mit unterschiedlichen Potentialen berechnet	60
3.2	Orbits von 18 RR Lyrs mit extremen Werte von R_a , z_{max} , und R_p mit unterschiedlichen Potentialen berechnet	62
3.3	Θ gegen R_p im Potential nach AS und DB	64
3.4	Untersuchung der Abhängigkeit von Θ und R_p in beiden Potentialen	64
3.5	Vergleich von ecc , nze , z_{max} und Θ im Potential nach AS und DB	65
3.6	Die Wahrscheinlichkeit der z -Höhen Verteilung aller Sterne des Sampels im Potential nach DB	66
3.7	Die Wahrscheinlichkeiten der z -Höhen Verteilung der RRab und RRc Sterne im Potential von DB.	68
4.1	Lichtkurven von SY Ari in 5 Filtern in differentieller Photometrie.	71

4.2	Die Lichtkurven und Kurven der Farbindices der RR Lyr, von denen mindestens 70% der Periode beobachtet wurden.	80
4.3	Lichtkurve im v -Filter und den Farbindices $u - v$, $u - b$ und $b - y$ sowie $u - v$, $b - v$ und $c1$ in differentieller Photometrie.	86
4.4	Diagramm der Farbindices $b - y$ gegen $c1$ der RR Lyr TZ Aur und RR Gem.	88
4.5	Lichtkurven im v -Filter und den Farbindices $v - b$, $b - y$ und $m1$ in differentieller Photometrie.	89
4.6	Gitter von $\log g$ und T_{eff} nach Clem et al. (2004) mit den Daten von TZ Aur und RR Gem.	90
4.7	T_{eff} und $\log g$ von TW Lyn und RR Gem nach den Photometrie- und Konversionsformeln von van Albada & de Boer (1975).	92
4.8	T_{eff} gegen $\log g$ bei TW Lyn.	95
4.9	T_{eff} von SZ Gem bei $0.7 < \Phi < 1$	96
4.10	Radien in R_{\odot} von AS Cnc und RR Gem	97
4.11	T_{eff} , $\log g$ und $R/R_{\Phi=1}$ von TW Lyn und RR Gem.	98
4.12	Radialgeschwindigkeitsvariation von AS Cnc und RR Gem errechnet aus Temperatur und Leuchtkraft	99
4.13	Radialgeschwindigkeitskurve von RR Lyr nach Chadid (2000)	99
4.14	Radialgeschwindigkeitsvariation von RR Gem und TW Lyn berechnet mit der Gravitation der Sterne	101
4.15	Vergleich der Radialgeschwindigkeitskurve von AS Cnc mit einer Geschwindigkeitskurve von RR Lyr nach Chadid (2000) Abb. 7	102
4.16	Lichtkurve des Veränderlichen NSV 26190.	103
4.17	Gesamt-Lichtkurve des Veränderlichen NSV 26190 aus allen Daten	104
5.1	Spektren von TZ Aur, RS Boo, RR Gem und TW Lyn	106
5.2	Spektrum der Kalibrationslampen	109
5.3	Spektrum von RR Gem bei 19° Elevation	111
5.4	Dispersion der Spektren	112
5.5	Kalibration der Spektren	113
5.6	Die Na-D Linie	114
5.7	Identifikation der stärksten Linien im Spektrum von RS Bootis.	115
5.8	H_{β} -Linie im Spektrum von RR Gem im Maximum und Minimum der Helligkeit	117
5.9	Die Variation der Stärke der H_{α} -Linie in Spektren von TW Lyn	118
5.10	Die Variation der Balmerlinien von H_{β} bis H_8 während der Periode in Spektren von TZ Aur	119
5.11	Vergleich der Äquivalentbreite der Balmerlinie H_{β} und der atmosphärischen O_2 -Linie bei $\lambda = 6867$ Angström	120
5.12	Variation der Äquivalentbreite W_{λ} der H_{β} -Linie, und der Metalllinien Ca K und Na D in Spektren von TZ Aur und TW Lyn	121
5.13	Variation der Äquivalentbreite W_{λ} der H_{β} -Linie, und der Metalllinien Ca K und Na D in Spektren von RR Gem und RS Boo	122
5.14	Verhältnis der H_{β} - zur Na D- und Ca K-Linie	123

5.15	Die Variation der Äquivalentbreite der H_{β} -Linie gegen den Farbindex $b - y$ und die Lichtkurve mit v -Filter	124
5.16	Vergleich der $T_{\text{eff}}(\text{phot})$ mit der Temperatur aus $T(\text{Na}^0/\text{Ca}^0)$	127

Kapitel 1

Einleitung: Bedeutung der RR Lyrae Sterne für die Forschung

RR Lyrae Sterne (RR Lyrs) sind eine sehr wichtige Gruppe unter den Veränderlichen Sternen. Nach dem Combined General Catalogue of Variable Stars (Kholopov et al. 2004, GCVS) gibt es 524 RR Lyrs im Feld der Milchstraße, deren Helligkeit im Maximum ≤ 12.5 mag ist. Weitere lichtschwächere RR Lyrs werden noch ständig entdeckt, sodass die Zahl der bekannten RR Lyrs ansteigt. RR Lyrae Sterne sind benannt nach dem hellsten Vertreter ihrer Art: RR Lyrae; dem veränderlichen Stern RR im Sternbild Leier.

RR Lyrae Sterne sind definiert als radial pulsierende Riesensterne der Spektraltypen A bis F mit Perioden von 0.21 bis 1.2 Tagen und Amplituden nicht größer als 1 bis 2 Magnituden (Duerbeck & Seiter 1982).

1.1 RR Lyrae Sterne

1.1.1 Historisches: Entdeckung der RR Lyrs

1893 startete S. I. Bailey am Havard College Observatorium ein Programm zur Photographie von Kugelsternhaufen. Dabei entdeckte er zahlreiche veränderliche Sterne, die man zunächst als Haufenveränderliche bezeichnete (Smith 1995), da sie die zuerst in Kugelsternhaufen entdeckt wurden. Zwischen 1895 und 1898 wurden mehr als 500 dieser Haufenveränderliche in Kugelsternhaufen gefunden (Bailey 1913). Diese sind jedoch ungleichmäßig in den Sternhaufen verteilt. So gibt es Kugelsternhaufen, die sehr reich an Haufenvariablen sind wie z.B. M 5 (Sandquist et al. 1996) oder M 15 (Clement et al. 2001) und solche mit nur wenigen oder keinem RR Lyr wie z. B. M71 (Hodder et al. 1992, Geffert & Maintz 2000).

Bailey (1902) unterteilte, die von ihm gefundenen Haufenveränderlichen (RR Lyrs), nach der zeitlichen Asymmetrie ϵ ihrer Lichtkurve in 3 Klassen a, b und c. Diese Asymmetrie ist definiert als (Tsesevich 1966):

$$\epsilon = \frac{t_{\max} - t_{\min}}{P} \quad (1.1)$$

Dabei ist t_{\max} der Zeitpunkt des Lichtmaximums, t_{\min} der des Lichtminimums und P die

Periode des RR Lyrs in Tagen. Für die drei Bailey-Klassen der RR Lyrs ergibt sich damit folgende Unterscheidung (s. Tabelle 1.1).

Tabelle 1.1: Bailey-Typen der RR Lyrs^a

Typ	ϵ	Amplitude [mag]	Periode [d]
a	0.1 - 0.2	1 - 2	0.35 - 0.65
b	0.2 - 0.3	0.5 - 1	0.5 - 0.9
c	0.4 - 0.5	0.4 - 0.5	0.2 - 0.4

^a nach Duerbeck & Seitter (1982)

Diese Unterklassen werden immer noch zur Charakterisierung der Lichtkurven von RR Lyrs benutzt, allerdings werden heute die Klassen a und b zu einer Klasse als RRab zusammengefaßt, da die Übergänge zwischen diesen beiden Klassen fließend sind, und die Trennung der Klassen a und b unsicher ist (Hoffmeister et al. 1984). Abbildung 1.1 zeigt beispielhaft die Lichtkurven eines RRab Sterns (V1962 Cyg, links) und eines RRc Sterns (V1640 Ori, rechts). Deutlich erkennbar sind die Unterschiede in den Amplituden und der Asymmetrie der Lichtkurven.

Anfangs waren nur wenige RR Lyrs als Feldsterne in der Galaxis bekannt. Der erste RR Lyr, der außerhalb eines Kugelsternhaufens entdeckt wurde, war U Leporis mit einer Periode von 0.58 d. Er wurde 1890 von J.C.Kapteyn gefunden (Smith 1995). Der Namensgeber RR Lyr selbst wurde 1899 von Fleming entdeckt (Smith 1995). Der Lichtwechsel dieses Sterns wies ihn eindeutig als "Haufenveränderlichen" aus, und er ist der hellste Vertreter ($V_{\max} = 7.06$ mag (GCVS)) dieser Sternklasse. Im Laufe der Zeit wurden immer mehr Sterne dieser Art im Feld der Galaxis gefunden. Diese Feldsterne waren oft heller als die in Kugelsternhaufen und konnten somit leichter beobachtet werden z.B. auch spektroskopisch. 1948 wurden die "Haufenveränderlichen" bei dem offiziellen Treffen der Commission 27 of the International Astronomical Union in Zürich auf Vorschlag von Joy in RR Lyrae Sterne umbenannt, unabhängig davon ob sie sich in Kugelsternhaufen oder im Feld der Galaxis befinden (Smith 1995).

Die im Laufe der Zeit entdeckten RR Lyrs wurden von den Entdeckern unter verschiedenen Bezeichnungen in vielen Katalogen gesammelt. So wurde z.B. SW And zuerst unter der Bezeichnung AN 5.1907 bekannt; dies ist der 5. veränderliche Stern der 1907 in den Astronomischen Nachrichten veröffentlicht wurde. CI And wurde als SV SON 4713 veröffentlicht, das ist der 4713. Veränderliche der auf der Sternwarte Sonneberg entdeckt wurde. Diese Sterne bekamen später ihre jetzt benutzten Namen (dem Vorschlag Argelanders folgend: eine Buchstabenkombination und den Namen des Sternbildes, in dem sie stehen. Wenn diese Kombinationen nicht ausreichen V335 usw. und Sternbildnamen) und wurden in einem Katalog dem General Catalogue of Variable Stars (GCVS) gesammelt, der ständig neu überarbeitet und neu aufgelegt wird. Auf Grund der zum Teil sehr alten Entdeckungen und der unterschiedlichen Quellen, waren die Koordinaten dieser Sterne zum Teil nicht sehr genau. Noch in der Ausgabe des GCVS von 1998 (Kholopov et al. 1998) gab es große Abweichungen zwischen den angegebenen und den wahren Positionen der RR Lyrs (Maintz 2005). Erst in der neuesten Überarbeitung des GCVS (Samus et al. 2004) wurde

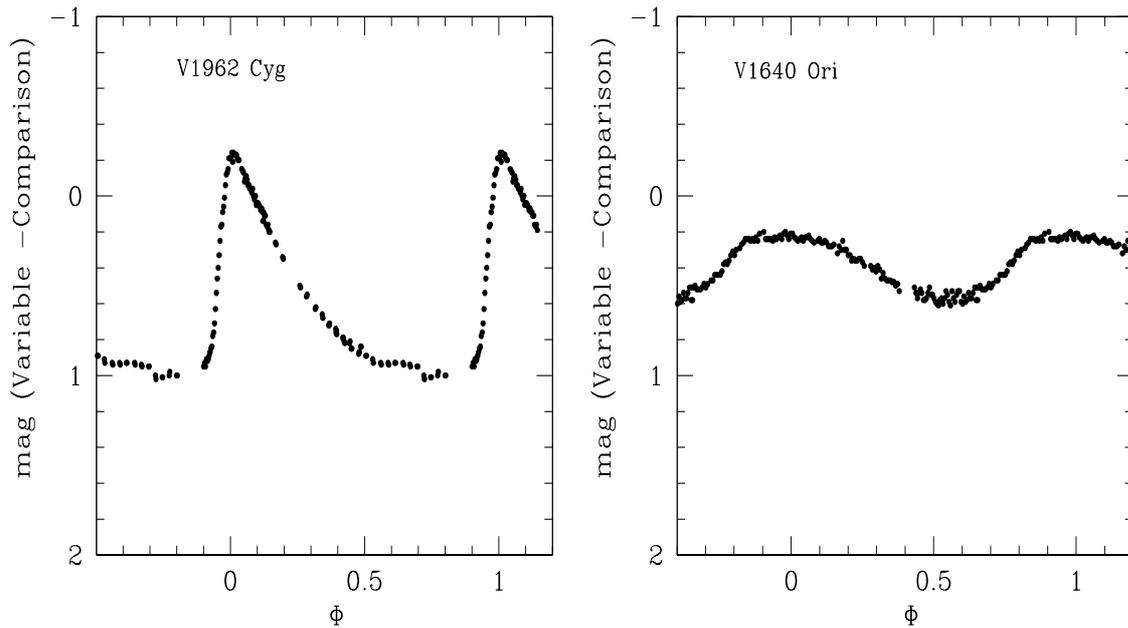


Abbildung 1.1: Die Lichtkurven eines RRab (V1962 Cyg links) und eines RRC Sterns (V1640 Ori rechts). Die Abbildung zeigt die stark asymmetrische Lichtkurve des RRab Sterns im Vergleich zur sinusförmigen Kurve des RRC Sterns. Die Amplitude des RRab Sterns (V1962 Cyg) beträgt 1.15 mag die des RRC Sterns (V1640 Ori) 0.4 mag. Die Perioden betragen 0.508342 d beziehungsweise 0.22630 d. Beide Sterne wurden auf dem privaten Observatorium von G. Maintz mit einem 25 cm Schmidt-Cassegrain-Teleskop und ST7-Kamera (SBig) mit IR-Sperrfilter beobachtet.

dieser Mangel weitgehend behoben.

1.1.2 RR Lyrae Sterne; entwickelte Horizontalast Sterne

RR Lyrae Sterne gehören zu den Horizontalast Sternen. Das sind Sterne, die nach dem Verlassen der Hauptreihe (MS), das heißt nach dem Verlöschen des Wasserstoff-Kernbrennens, sich zu Roten Riesensternen entwickelten. Aber sie haben in ihrer Entwicklung bereits das (erste) Riesenast Stadium (RGB) verlassen und befinden sich in dem vergleichsweise stabilen Entwicklungszustand mit Helium Kernbrennen.

Abbildung 1.2 zeigt das Farben-Helligkeits-Diagramm der Sterne nach dem Asymptotischen Riesenast (post-AGB Sterne). Sie zeigt die Lage der Sterne auf dem Horizontalast (HB) und läßt die unterschiedlichen Farben und damit auch Temperaturen der HB Sterne von den roten HB Sternen (RHB) über die RR Lyrs (RR) bis zu den blauen HB Sternen (BHB) erkennen.

Alle HB Sterne haben einen Kern von ungefähr $0.5 M_{\odot}$. Sie unterscheiden sich jedoch durch die Stärke der Wasserstoffhülle, die nach dem Massenabstoß während des Riesenast-Stadiums bei dem Stern verblieben ist. Abhängig von dem Ausmaß der Wasserstoffhülle über dem Kern werden die HB Sterne in verschiedene Gruppen unterteilt (s. Abb. 1.2).

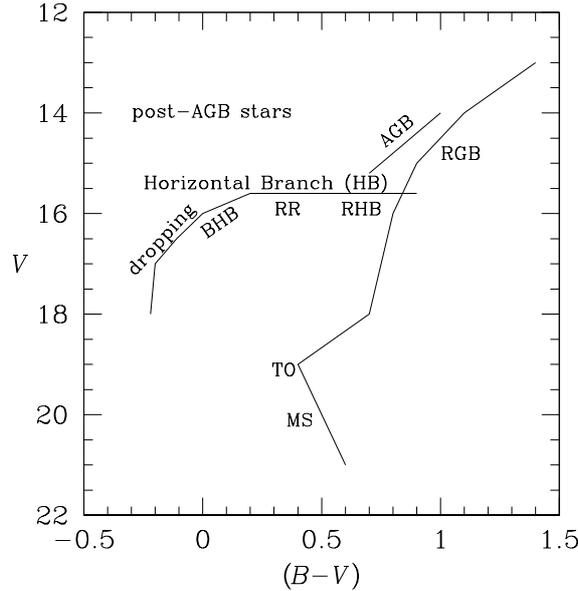


Abbildung 1.2: Das Farben-Helligkeitsdiagramm der Sterne nach dem Asymptotischen Riesenast (post-AGB Sterne). Die Hauptreihe (MS) mit dem Abknickpunkt (TO) zum Riesenast (RGB) sowie der asymptotische Riesenast (AGB) sind angegeben. Die Abbildung zeigt auch die Verteilung der roten und blauen Horizontalast Sterne (RHB und BHB) sowie der RR Lyras (RR) auf dem Horizontalast (HB). Abbildung nach de Boer et al. (1998).

1. Die Roten Horizontalast Sterne (RHB)

Diese Sterne sind kühler als die RR Lyras. Die Wasserstoffhülle über dem Kern umfaßt bis zu $0.5 M_{\odot}$. In der Wasserstoff-Hülle gibt es noch Wasserstoff-Schalenbrennen.

2. Die RR Lyras

Die RR Lyras liegen auf dem Horizontalast im sogenannten Instabilitätsstreifen des HRD. Ihre Wasserstoffhülle ist dünner als bei den RHB. Sie beträgt $0.1 - 0.2 M_{\odot}$. Sie haben mittlere Temperaturen zwischen 5500 und 9000 K. RR Lyras haben in geringerem Maße als RHB's Wasserstoff-Schalenbrennen.

3. Die Blauen Horizontalast Sterne (BHB)

Diese Sterne haben nur sehr dünne Wasserstoff-Hüllen. Im Fall der "Extremen Horizontalast Sterne" betragen diese Hüllen nur $0.02 M_{\odot}$. Die Temperaturen der BHB reichen von T_{eff} 7500 K bis 40000 K bei den Extremen Horizontalast Sternen. Die BHB haben entsprechend ihrer sehr geringen Wasserstoffhüllen kein Wasserstoff-Schalenbrennen mehr.

Sterne, die ihre Entwicklung mit einer Masse von $0.8 < M < 2.5 M_{\odot}$ beginnen, können sich zu Horizontalast Sternen entwickeln. Das bedeutet aber, dass die HB Sterne sehr unterschiedlich alt sein können. Ein Stern, der seine Entwicklung mit $0.8 M_{\odot}$ beginnt, braucht mehr als 10 Milliarden Jahre um ein HB Stern zu werden, ein Stern mit einer Anfangsmasse von $2.5 M_{\odot}$ aber nur $\simeq 1$ Milliarde Jahre (Kippenhahn & Weigert 1990). Damit ist

dieser HB Stern wesentlich jünger als die Sonne. Alte Sterne, wie die alten HB Sterne, werden der Population II zugerechnet und weisen nur einen geringen Metallgehalt auf, während die jungen, zur Population I gehörenden HB Sterne einen höheren Metallgehalt, ähnlich dem der Sonne, haben. Diese großen Unterschiede in Metallizität zeigen auch die RR Lyrs, die in dieser Arbeit untersucht werden, und die ein $[\text{Fe}/\text{H}]$ von sonnenähnlichen Werten bis $[\text{Fe}/\text{H}] < -2.5$ aufweisen (Beers et al. 2000, Fernley et al. 1998, Layden 1994). Warum ein HB Stern in seiner Entwicklung von der Hauptreihe über den Riesenast zu einem blauen Horizontalast Stern, einem RR Lyr oder einem roten HB Stern wird, beziehungsweise warum Sterne während ihrer Entwicklung im Riesenaststadium mehr oder weniger Masse verlieren, wird in der Literatur noch diskutiert.

Eine gewisse Rolle bei dieser Entwicklung spielt die Metallizität, da die Horizontaläste von metallarmen Kugelsternhaufen überwiegend blaue und die von metallreichen Kugelsternhaufen überwiegend rote Horizontalast Sterne enthalten. So hat z.B. M 15 mit $[\text{Fe}/\text{H}] = -2.4$ einen blauen HB (Durrell & Harris 1993), M3 mit $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.50$ einen HB, der blaue und rote HB Sterne sowie auch viele RR Lyrs enthält (Buonanno et al. 1994, Johnson & Bolte 1998), NGC 2808 mit $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.36$ hat sowohl einen roten wie einen blauen HB (Walker 1999) und M71 mit $[\text{Fe}/\text{H}] = -1$ nur einen roten HB (Geffert & Maintz 2000). Es gibt jedoch auch Kugelsternhaufen mit sehr ähnlichem Metallgehalt (NGC 288 und NGC 362), die unterschiedliche Horizontaläste aufweisen (Bolte 1989).

Deshalb kann die Metallizität alleine nicht die Entwicklung zu unterschiedlichen HB Sternen erklären, es muß daher einen 2. Parameter geben, der die Entwicklung der Sterne auf dem Riesenast beeinflusst. Dieses Problem wird deswegen in der Literatur auch als das Problem des zweiten Parameters bezeichnet (Brown et al. 2001). Es werden dabei sowohl Alter, stärkere Sternwinde im Riesenaststadium, der Heliumgehalt der Sterne, Stern-Rotation als auch Massenübertragungen in Doppelsternsystemen diskutiert (Fusi Pecci & Bellazzini 1997). Alle diese Parameter können die Entwicklung der Sterne zum HB beeinflussen. Der entscheidende Parameter ist aber noch nicht erkannt worden.

1.1.3 Der Pulsationsmechanismus der RR Lyrs

Das auffälligste Merkmal der RR Lyrs ist ihre Helligkeitsvariation. Bereits 1873 schlug August Ritter als Ursache für die Helligkeitsvariation der RR Lyrs eine radiale Pulsation vor, obwohl zu der Zeit allgemein angenommen wurde, dass ein noch nicht verstandener Bedeckungslichtwechsel vorlag (Smith 1995). Erste Studien über eine radiale Pulsation kamen von Shapley (1914), der die RR Lyrs aber zu den Cepheiden zählte. King & Cox (1968) erkannten sie als radial pulsierende Riesensterne und fanden damit die Ursache für die Helligkeitsvariation der RR Lyrs. Sie liegen im Farben-Helligkeitsdiagramm auf dem Horizontalast (s. Abb. 1.2), dort wo dieser den Instabilitätsstreifen kreuzt. In diesem Instabilitätsstreifen liegen besondere Verhältnisse von Druck und Temperatur der Sterne vor. Die Ionisationszonen des Heliums II und in geringerem Maße auch die des Wasserstoffs liegen hier so, dass es in ihnen zum sogenannte Kappa-Mechanismus kommt, der die Pulsation der RR Lyrs antreibt. Dieser Anregungsmechanismus wird deswegen nach dem Absorptionskoeffizienten κ , durch dessen Änderung dieser Zyklus in Gang gesetzt wird, benannt. In einer Sternschicht, in der ein häufig vorkommendes Element ionisiert wird, kann der Absorptionskoeffizient κ - anders als im Normalfall - bei steigendem Druck zunehmen.

Bei stärkstem Druck ist die Sternatmosphäre am stärksten strahlungsundurchlässig (King & Cox 1968). Dadurch wird in der Kompressionsphase mehr Strahlungsenergie absorbiert als bei mittlerem Druck. Diese zurückgehaltene Energie erzeugt einen Überdruck im Gas, der eine Expansion hervorruft. Da bei der Expansion der Druck abnimmt, nimmt nun der Absorptionskoeffizient κ wieder ab, die Absorption der Strahlungsenergie sinkt und damit die Temperatur, so dass der Stern wieder kontrahiert (Scheffler & Elsässer 1984).

Außer diesem Kappa-Mechanismus gibt es einen weiteren Anregungsmechanismus, den sogenannten Γ -Mechanismus, der ebenfalls bei der Pulsation mitwirkt und sie in Gang hält. Die Ionisationszonen des Heliums II und des Wasserstoffs liegen so, dass aus der geringsten Kompression, wie sie als kleine Störung stets vorkommen kann, eine dauerhafte ungedämpfte Schwingung entsteht. Steigt bei dieser radialen Störung durch eine kleine Kontraktion der Druck und die Temperatur in der Ionisationszone an, so erhöht sich die Ionisationsrate der Atome und damit nimmt die Absorption der Strahlung aus dem Sterninneren zu. Dadurch gelangt weniger Energie zu den weiter außenliegenden Schichten des Sterns und er kontrahiert weiter. Beträgt der Ionisationsgrad nahezu 100%, wird der Strahlungsstrom nicht mehr zurückgehalten. Damit steigen Temperatur und Druck in den äußeren Schichten des Sterns und der Stern expandiert. Durch die Expansion sinkt aber die Temperatur in der Ionisationsschicht, und die Atome rekombinieren wieder. Dadurch wird die Ionisationsenergie wieder frei und gelangt als zusätzliche Energie in die äußeren Sternschichten, die sich damit über die Gleichgewichtslage hinaus ausdehnen. Wenn diese Ionisationsenergie ausbleibt, da fast alle Atome rekombiniert sind, fallen die äußeren Schichten wieder zusammen und erhöhen damit den Druck und die Temperatur in der Ionisationszone, sodass der Zyklus von neuem beginnt. Diese Schwingung wird aufrechterhalten, solange in den Ionisationszonen die entsprechenden Bedingungen für Temperatur und Druck erhalten bleiben (Weigert & Wendker 1983).

Aus diesen Anregungsmechanismen der Pulsationen erklärt sich auch, warum unter den Horizontalast Sternen nur die RR Lyrs pulsieren. Die Wasserstoffhülle der BHB Sterne ist sehr dünn und die Helium Ionisationszone liegt nahe der Oberfläche der Sterne. Die dünne Materie in der Außenschicht der Sterne kann nicht genug Energie zurückhalten, um die Pulsation in Gang zu bringen. Dagegen sind die RHB Sterne mit dickerer Wasserstoffhülle kühler als die RR Lyrs, sodass in den Außenschichten eine absorptionsbedingte Konvektion einsetzt, die die Pulsation unterdrückt (Munteanu et al. 2005, Gehmeyr 1993).

Pulsations Moden der RR Lyrs

Die meisten RR Lyrs pulsieren in der Grundschiwingung wie z.B. fast alle RRab Sterne. Für sie besteht eine - allerdings nicht sehr genaue - Perioden-Dichte-Beziehung mit:

$$P \cdot \sqrt{\rho} = Q = \text{konstant} \quad (1.2)$$

Dabei bezeichnet P die Pulsationsperiode des Sterns in Tagen und die Dichte ρ wird in ρ_{\odot} angegeben (Scheffler & Elsässer 1984). Für RRab Sterne beträgt die Konstante $Q = 0.04$ (Smith 1995). Allerdings ist diese Perioden-Dichte-Beziehung für RR Lyrs nicht so konstant (wie z.B. bei den Cepheiden), dass sie zur Berechnung der absoluten Helligkeiten der RR Lyrs herangezogen werden kann. Die Periodenlänge eines RR Lyr's kann im Laufe

der weiteren Entwicklung des Sterns auf dem Horizontalast geringfügig variieren (Poretti et al. 2007).

Anders als die RRab Sterne, pulsieren die RRC Sterne in der 1. Oberschwingung. Dies sind die Sterne mit den höchsten Temperaturen unter den RRLyrs. Außerdem haben sie kürzere Perioden, kleinere Amplituden und nahezu symmetrische Lichtkurven (s. Abb. 1.1). Sie gehören alle zur Population II und haben einen geringen Metallgehalt von $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -1$. RRC Sterne machen nur rund 10% der RRLyrs im galaktischen Feld aus (Hoffmeister 1984).

Neben den RRab und RRC Sternen gibt es noch eine kleine Anzahl von RRLyrs, die gleichzeitig in der Grundschiwingung und in der 1. Oberschwingung pulsieren und oft RRd Sterne genannt werden. Bisher wurden 27 solcher RRd Sterne im Feld der Galaxis entdeckt (Szczygiel & Fabrycky 2007). Das Verhältnis der Perioden der Grundschiwingung (P_0) und der 1. Oberschwingung (P_1) beträgt laut Szczygiel & Fabrycky (2007):

$$\frac{P_1}{P_0} \approx 0.744 \quad (1.3)$$

Anders als bei den meisten RRLyrs gibt es auch RRLyrs, deren Periode sich nicht mit der gleichen Stabilität wiederholt. Dieser Effekt wurde von Blazhko (1907) an dem Stern RW Dra entdeckt, und wird nach seinem Entdecker Blazhko-Effekt genannt. Dabei handelt es sich um Änderungen in der Form der Lichtkurve und der Amplitude, sowie um Schwankungen in der Periodenlänge, die sich mit einer sogenannten Blazhko-Periode wiederholen. Die Periodenlängen der Blazhko-Periode reicht von einigen Tagen bis zu mehreren hundert Tagen. Der Auslöser dieses Blazhko-Effekts sind Pulsationen mit einer zweiten oder dritten Frequenz, die sehr dicht bei der eigentlichen Pulsations-Frequenz des RRLyr's liegen. Durch die Überlagerung dieser Frequenzen ergibt sich die Blazhko-Periode (Smolec 2005).

Abbildung 1.3 zeigt beispielhaft die Auswirkungen des Blazhko-Effekts in der Lichtkurve von MW Lyr, der eine Periode von 0.397718 d und eine Blazhko-Periode von 16.57 d hat. In dieser Abbildung wurden Lichtkurven, die über die ganze Blazhko-Periode aufgenommen wurden übereinandergelegt, um dadurch die Auswirkungen des Blazhko-Effektes anschaulich zu machen.

Die Ursache des Blazhko-Effekts ist allerdings bisher weitgehend unbekannt. Als Erklärungsmöglichkeit untersuchte Smolec (2005), ob ein Zusammenhang zwischen dem Metallgehalt eines RRLyrs und dem Blazhko-Effekt besteht, konnte ihn aber nicht bestätigen. Auch der Einfluß der Periodenlänge (Gloria 1990) sowie der Einfluß von stellaren Magnetfeldern (Cousens 1983) wurde in Betracht gezogen. Eine endgültige Ursache des Blazhko-Effekts wurde jedoch noch nicht gefunden.

Nach Smith (1985) zeigen rund 30% aller Feldsterne einen Blazhko-Effekt, während Szczygiel & Fabrycky (2007) nur 5.6% der RRLyrs mit Anzeichen dafür finden. In ihrer Arbeit weisen Szczygiel & Fabrycky (2007) auf die Probleme hin, den Blazhko-Effekt für lichtschwächere Sterne zu bestätigen, da entsprechend der Blazhko-Periode lange Beobachtungsreihen notwendig sind, und die geringen Schwankungen, die dieser Effekt hervorruft, von der möglichen photometrischen Ungenauigkeit schwacher Objekte überdeckt werden können.

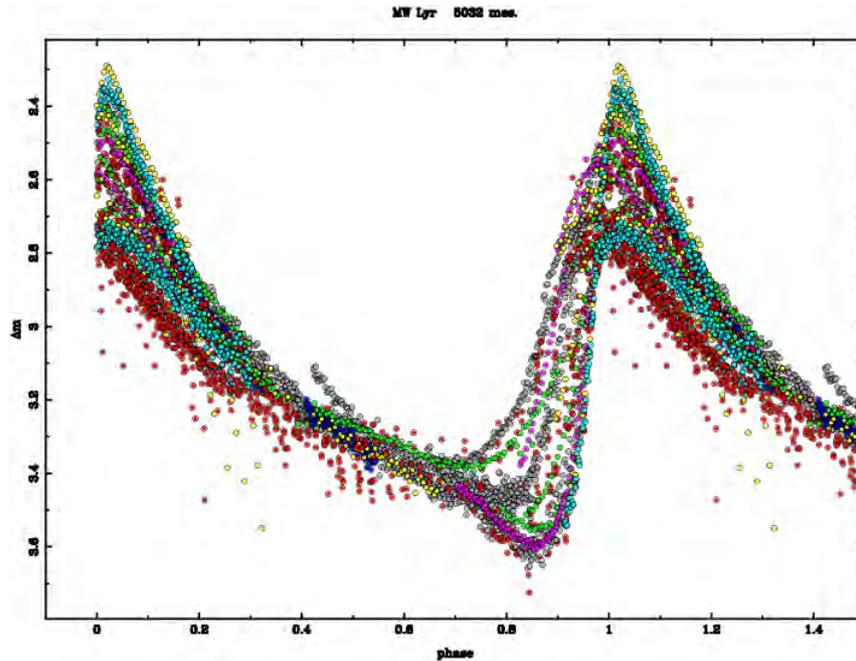


Abbildung 1.3: Die Lichtkurven von MW Lyr, eines Sterns mit Blazhko-Effekt über die ganze Blazhko-Periode. Deutlich erkennbar ist die Variation der Pulsations-Periode sowie die Schwankungen der Amplitude. Diese Lichtkurven wurde aus vielen Lichtkurven, die zum großen Teil von Amateurastronomen stammen, von J.F. Le Borgne (2007, private communication) zusammengestellt.

Die absolute Helligkeit der RR Lyrs

Da die RR Lyrs eine vergleichbare Masse von 0.6 bis 0.7 M_{\odot} haben, zeigen sie auch alle eine ungefähr gleiche absolute Helligkeit. Diese Helligkeit der RR Lyrs wird über die Periode gemittelt. Die absolute Helligkeit wurde oft untersucht, zuletzt auch mit Hilfe der Parallaxen Messungen des Hipparcos Satelliten (de Boer et al. 1997a; Fernley et al. 1998 und die darin angegebenen Quellen). Aus diesen Beobachtungen berechnete Fernley (1998) die absolute Helligkeit der RR Lyrs in Abhängigkeit ihres Metallgehaltes zu:

$$M_V = 0.18 \pm 0.03 \cdot (0.03[\text{Fe}/\text{H}] + 1.53) + 0.77 \pm 0.15 \quad (1.4)$$

Diese fast gleiche absolute Helligkeit und die große Entdeckungswahrscheinlichkeit der RR Lyrs anhand der charakteristischen Lichtkurven mit ihren großen Amplituden - zumindest bei RRab Sternen - macht diese Sterne so wichtig zur Bestimmung galaktischer Entfernungen. Deswegen wurde intensiv nach ihnen gesucht.

1.2 Die Bedeutung der RR Lyrae Sterne in der Erforschung der Struktur der Galaxis

Galaxien sind die ältesten Objekte des Universums in denen Sterne in großer Anzahl entstanden und bis heute entstehen. Es gibt im Universum eine ungezählte Anzahl von Galaxien. Die weit entfernten sehen wir noch im Anfangsstadium ihrer Entstehung. Diese sind aber zu entfernt und zu lichtschwach um bei ihnen Erkenntnisse über den Aufbau und die Sternentstehung zu gewinnen.

Aus der Beobachtung von Galaxien kann man die Struktur der Galaxien, ihre unterschiedlichen Erscheinungsformen und ihre Zusammenballung in Galaxienhaufen erkennen. Aber es ist nicht möglich in entfernten Galaxien die Verteilung der Populationen, die Metallizität der Sterne etc. festzustellen.

In einigen nahen Galaxien der Lokalen Gruppe sind diese Untersuchungen zwar möglich, aber noch nicht sehr genau. Die besten Beobachtungsmöglichkeiten ergeben sich in unserer eigenen Galaxis, der Milchstraße. Hier kann die Kinematik der Sterne, ihre räumliche Verteilung und ihre Populationszugehörigkeit gut untersucht werden, und dadurch ein Beitrag zur Erforschung der Entwicklung der Galaxis gewonnen werden.

1.2.1 Die Struktur der Galaxis

Die Galaxis besteht aus mehreren Komponenten. Üblicherweise werden dabei die galaktische Scheibe, der Bulge und der Halo genannt. Die Scheibe wird nochmals unterteilt in die Dicke Alte Scheibe und die Dünne Scheibe. Diese Komponenten unterscheiden sich sowohl durch ihren Metallgehalt als auch die Kinematik ihrer Sterne. Die Sterne des Halo und des Bulges gehören zur Population II, die der Dicken Scheibe zur Intermediären Population II und die der Dünnen Scheibe gehören der Population I an.

Die Sonne ist als metallreiches Mitglied der galaktischen Scheibe ein Stern der Population I. In der galaktischen Scheibe befinden sich die - in astronomischen Maßstäben - jüngeren Sterne. Dort ist auch das Gas und der Staub, die wesentlichen Bestandteile der Milchstraße, lokalisiert. In dem Gas der Scheibe befinden sich Sternentstehungsgebiete, in denen sich bis heute neue Sterne bilden. Auch die jungen Offenen Sternhaufen und Assoziationen heißer Sterne sind ein Teil der Sternbildung in der Scheibe.

Kinematisch unterscheidet sich die Scheibe von den übrigen Komponenten der Galaxis dadurch, dass ihre Sterne an der galaktischen Rotation teilnehmen. Für den Ort der Sonne (8.5 kpc vom Zentrum der Milchstraße entfernt) dauert ein Umlauf $\simeq 250$ Millionen Jahre. Da die Sterne in der Scheibe gebildet werden und somit an dieser Rotation teilnehmen, ist ihre Kinematik relativ einheitlich und die Streuung ihrer Geschwindigkeiten gering. Sie bleiben immer in der galaktischen Scheibe und erreichen nur geringe Abweichungen in der Richtung senkrecht dazu. Die Dichte der Scheibe kann mit der Barometrischen Höhenformel angegeben werden,

$$n(z) = n(0) \cdot e^{-\frac{z}{h}}, \quad (1.5)$$

mit $n(0)$ der lokalen Dichte in der galaktischen Ebene, $n(z)$ der Dichte in der Höhe z und h der Skalenhöhe.

Für die Dünne Scheibe gelten diese Werte: Die mittlere Rotationsgeschwindigkeit beträgt 210 km s^{-1} , die Geschwindigkeitsdispersion 30 km s^{-1} , die Skalenhöhe $\sim 300 \text{ pc}$.

Die Dicke Scheibe ist über die größere z -Höhe definiert, die ihre Mitglieder erreichen. Die Sterne der Dicken Scheibe sind im allgemeinen älter und damit metallärmer als die der jungen Dünne Scheibe. Sie nehmen ebenfalls an der galaktischen Rotation teil, aber die Streuung ihrer Geschwindigkeitskomponenten und die Exzentrizität ihrer Bahnen ist größer. Die große Geschwindigkeitsdispersion ihrer Bahnen denkt man mit "Aufheizen" an. Durch nahe Begegnungen mit Masseansammlungen (wie Gaswolken) wurden ihre Bahnen gestört und zu größeren Abweichungen von der Geschwindigkeit der galaktischen Rotation und zu größeren Höhen über der Scheibe geändert.

Die Werte betragen für die Dicke Scheibe: Mittlere Rotationsgeschwindigkeit $\sim 175 \text{ km s}^{-1}$, Geschwindigkeitsdispersion $\sim 50 \text{ km s}^{-1}$ und Skalenhöhe $\sim 1 \text{ kpc}$ (Ojha et al. 1994).

Die Halo Sterne unterscheiden sich in vieler Hinsicht von denen dieser beiden Scheiben-Komponenten. Sie sind wesentlich älter als diese und haben einen geringen Metallgehalt. Sie nehmen nicht an der galaktischen Rotation teil, sondern ihre Bahnen füllen den ganzen Raum des Halos aus. Diese können sehr exzentrisch sein und sehr große z -Höhen erreichen. Auch retrograde Bahnen, Bahnen gegen den Umlauf der galaktischen Scheibe, werden beobachtet. Die Kugelsternhaufen sind ebenfalls Mitglieder des galaktischen Halos.

Der Bulge, der bei fernen Galaxien die auffälligste Erscheinung ist, ist durch die Abschattung durch Staub in der galaktischen Ebene für die Forschung aus dem inneren unserer Galaxis heraus nur sehr schwer zugänglich. Durch einige Fenster (Baade's Fenster) im Band des Staubes konnten im zentralen Bulge ($R < 1 \text{ kpc}$) metallreiche, entwickelte Sterne gefunden werden, deren Metallgehalt teilweise den der Sonne übertrifft. Im Bulge wurden auch viele RR Lyrs gefunden. Kunder et al. (2007) berichten von 3525 RR Lyrs aus dem MACHO Survey.

1.2.2 Erforschung der Struktur der Galaxis

Es gibt zwei grundsätzlich verschiedene Methoden, die Struktur der Galaxis zu erforschen. Die eine beruht auf Sternzählungen, während sich die zweite auf die Kinematik ausgewählter Sterngruppen stützt.

Sternzählungen

Sternzählung sind die älteste Methode zur Erforschung der Struktur der Galaxis. Dabei wurden die Zahlen der Sterne einer bestimmten Helligkeit in einem bestimmten Volumenelement des Sternhimmels bei verschiedenen galaktischen Breiten bestimmt (Reid & Majewski 1993). Auch die Ergebnisse des Hipparcos Satelliten wurden zu solchen Sternzählungen verwendet (Kerber et al. 2001). Eine andere Form der Sternzählung ist, möglichst alle Vertreter einer bestimmten Sterngruppe zu erfassen und ihre Verteilung zu bestimmen. Beispiele dafür sind Rote Riesensterne, HB Sterne und darunter besonders RR Lyrs, aber auch Sterngruppen, die auf Grund ihrer Kinematik oder Metallizität ausgewählt wurden (s. Majewski 1993). So zeigt eine kürzlich veröffentlichte Arbeit von Keller et al. (2007) anhand von Überdichten von RR Lyrs den Sternstrom der Sagittarius Zwerggalaxie.

Allen diesen Sternzählungen ist gemeinsam, dass sie über große Zahlen von Sternen verfügen und deshalb zu einer guten Verteilungsfunktion und Dichteanalyse genutzt werden können. Ein Problem dieser Zählungen ist jedoch oft die Vollständigkeit der Durchmusterung. Die am häufigsten vorkommenden Sterne sind z.B. rote Hauptreihensterne. Diese sind so lichtschwach, so dass sie in größerer Entfernung von der Sonne nicht vermessen werden können.

Kinematische Studien

Die zweite Methode zur Erforschung der Struktur der Galaxis beruht auf der Kinematik der Sterne. Hier werden stellvertretend die Bewegungen ausgesuchter Sterngruppen (z.B. sonnennahe Sterne, Schnellläufer, Sternhaufen) untersucht. Dabei wird ihre Verteilung im Raum der Galaxis, ihre Geschwindigkeiten und ihre Geschwindigkeitsdispersionen erforscht. Dadurch ergibt sich eine weitere Einsicht in den Aufbau der Galaxis. Durch Unterschiede in z. B. den Rotationsgeschwindigkeiten oder z -Höhen, die erreicht werden, können die Sterne verschiedenen Populationen (Scheiben- oder Halo-Population) zugeordnet werden. Der Aufbau der Galaxis wird so erkennbar. Die Kenntnis der Unterschiede von Sternen verschiedener Populationen lassen aber auch Rückschlüsse auf die Entwicklung der Galaxis zu.

Ein großer Vorteil dieser Methode ist es, dass nicht nur die Gebiete in Sonnennähe untersucht werden, in denen sich die Sterne zur Zeit befinden. Die Sterne kommen auf ihren Bahnen aus Regionen, die weit von der Sonne entfernt sein können, und bewegen sich wieder in sonnenferne Teile der Galaxis (siehe Kapitel 2). Durch die Untersuchung der Bahnen der Sterne wird ein weitaus größerer Teil der Galaxis zugänglich. Eine wichtige Voraussetzung für diese Arbeiten ist jedoch, dass eine Sterngruppe gewählt wird, die keine Auswahleffekte hat, weil durch eine einseitige Wahl der untersuchten Objekte die Ergebnisse verfälscht wären.

1.2.3 Warum eignen sich RR Lyrs für die Erforschung der Galaxis?

Für die Untersuchung der Struktur und Entwicklung der Galaxis müssen Sterne betrachtet werden, die die Kinematik der Milchstraße stellvertretend repräsentieren. Dazu können viele Spitzengruppen herangezogen werden aber gerade Horizontalast Sterne und unter ihnen die RR Lyrs sind dazu hervorragend geeignet. HB Sterne befinden sich in der stabilen Deflationsphase des Helium Kernbrennstoff nach dem Vorproduktstadium. Ihre Arbeitsverteilung erstreckt sich von > 12 Milliarden Jahren, wie die HB Sterne in den Kugelsternhaufen bezeugen, bis zu Sterne mit einem Alter ~ 1 Milliarde Jahren. Damit umfassen sie sowohl Sterne der Population I, der Intermediären Population II und der Population II und stehen für die ganze Entwicklungszeit unserer Galaxis. Deswegen kann die Untersuchung ihrer Verteilung und Bewegung in der Milchstraße zu einem besseren Verständnis ihrer Komponenten und Entwicklung verhelfen.

Weitere wichtige Eigenschaften der RR Lyrs, die sie so brauchbar machen die Struktur der Galaxis zu beleuchten, sind ihre große wohldefinierte Absolute Helligkeit und ihre leichte Auffindbarkeit. RR Lyrs sind an ihrer Lichtkurve leicht und sicher zu identifizieren. Des-

wegen sind ihre helleren Vertreter weitgehend bekannt, so dass keine Verfälschungen der Untersuchung durch Auswahlwirkungen zu befürchten sind. Zudem ist die Absolute Helligkeit der RR Lyrs gut bekannt (s. o.). Damit lassen sich sichere Entfernungen der Sterne bestimmen, weswegen RR Lyrs immer wieder zu Entfernungsbestimmungen von Objekten der Galaxis wie z.B. von Kugelsternhaufen (Ferro et al. 2007) herangezogen werden. Mit diesen Eigenschaften wie die großen Bereiche ihrer Alter- und Metallizitäts-Verteilung, die Vollständigkeit der Gruppe und die sichere Kenntnis ihrer Entfernungen können die RR Lyrs als sehr brauchbare Vertreter für die Bestimmungen der räumlichen Verteilung und der Kinematik in der Galaxis angesehen werden. Mit dieser Kinematik kann die Skalenhöhe der RR Lyrs in der Scheibe und dem Halo der Milchstraße bestimmt werden.

1.2.4 Frühere Ergebnisse mit HB Sternen

HB Sterne sind schon oft untersucht worden. Die blauen HB Sterne (sdB Sterne) und ihre Verteilung wurden von Heber (1986); Moehler et al. (1990); Theissen et al. (1993); Saffer et al. (1994); Villeneuve et al. (1995) erforscht. RR Lyrae Sterne sind ebenfalls schon zu kinematischen Studien herangezogen worden. Martin & Morrison (1998) bestimmten die Kinematik von 130 nahen RR Lyrs. Layden (1994) und Layden et al. (1996) berechneten die Bewegungen für Scheiben und Halo RR Lyrs, wobei die Trennung der Populationen über den Metallgehalt der Sterne erfolgte. Beers et al. (2000) untersuchten metallarme Sterne darunter 388 RR Lyrs. Sie fanden neben einer Halo- und Scheibenpopulation auch eine Population der Dicken Scheibe, sowie einige Sterne, die sie einer metallarmen Dicken Scheibe zuordneten. Dambis & Rastorguev (2001) untersuchen 262 RRab Sterne und leiteten daraus die Kinematik der galaktischen Scheibe und des Halos ab.

Unter Einbeziehung der Radialgeschwindigkeit und der Eigenbewegung führten de Boer et al. (1997) Untersuchungen an sdB Sternen durch und berechneten ihre Orbits (Berechnung nach Odenkirchen & Brosche 1992). Sie bestimmten für 41 sdB Sterne die Statistik der z -Verteilung und erhielten eine Skalenhöhe von $\simeq 1$ kpc sowie Hinweise auf eine weitere Population. Diese Population wurde von Altmann et al. (2004) in einer Studie an 114 sdB Sternen bestätigt. Dabei wurde (neben der Gruppe mit $h \sim 1$ kpc) eine Gruppe von Halo-Sternen mit einer z -Verteilung gefunden, die durch eine Skalenhöhe von $\simeq 7$ kpc gekennzeichnet wird. Kaempf et al. (2005) arbeiteten an einer Studie der Roten HB-Sterne. Obgleich diese schwerer zu identifizieren sind als die übrigen HB-Sterne, konnten sie mit Hilfe des Farben-Helligkeits-Diagramms von Hipparcos-Sternen sicher gefunden werden. Sie erhielten eine Scheibenpopulation mit einer Skalenhöhe von bis zu 0.8 kpc und eine ausgedehntere Population mit einer Skalenhöhe von $\simeq 5$ kpc.

1.3 Die Bedeutung der RR Lyrae Sterne als pulsierende Variable in der Forschung

Die RR Lyrs sind in mehrfacher Hinsicht von großer Bedeutung für die Forschung. RR Lyrs sind Teststerne für die Entwicklung massearmer Sterne und für die Pulsationstheorie. Sie

wurden schon oft als Grundlage für theoretische Studien genommen. An ihnen wurden die Zusammenhänge von T_{eff} und $\log g$ mit der Helligkeit erforscht. Die Variation dieser Parameter im Verlaufe des Pulsationszykluses ermöglicht die Erforschung dieser Zusammenhänge. Die theoretischen Entwicklungsrechnungen zeigen die Evolution der Sterne vom Hauptreihenstern zum RR Lyr anhand der beobachteten Helligkeiten der Sterne. Besonders die Temperatur und Dichte, die aus Beobachtungen ermittelt wurden, bilden die Grundlage für die Entwicklungsrechnungen.

Die Variation der Werte von Farbe und Helligkeit der RR Lyr sind Ausgangspunkt für Berechnungen der Pulsationstheorie. So haben Bono & Stellingwerf (1994) die Bewegungen der einzelnen Schichten der Sternhülle während des Pulsationszykluses berechnet, und Gehmeyr (1992, 1993) den Einfluß der Konvektion auf die Pulsation und ihre Randbedingung am roten kühleren Ende des Instabilitätsstreifens untersucht.

Während des Pulsationszykluses treten bei einigen RR Lyr Besonderheiten in der Lichtkurve auf, wie der sogenannte "Bump", eine Zunahme der Helligkeit kurz vor dem Lichtminimum oder die Wellen im Aufstieg zum Helligkeitsmaximum. Um diese Erscheinungen theoretisch zu erfassen, wurden große Anstrengungen unternommen. Um diese Phänomene zu erklären wurden theoretische Berechnungen von Schockwellen beziehungsweise der Konvektion in der Hülle der RR Lyr durchgeführt (Clem et al. 2004; Gehmeyr 1992; Gehmeyr 1993). Genaue und ausführliche d. h. den gesamten Pulsationszyklus überdeckende Beobachtungen geben diesen Überlegungen die notwendige Grundlage. Sie tragen wesentlich zum besseren Verständnis der Eigenschaften der RR Lyr bei.

Viele Erscheinungen sind sowohl in ihrer Stärke als auch Amplitude abhängig von der beobachteten Wellenlänge. Besonders die relativ schmalbandigen Strömgen-Filter erfassen die Phänomene der pulsierenden Atmosphären der RR Lyr. Hier zeigen sich die Wellenlängenabhängigkeit besser als bei Beobachtung mit den breitbandigen Johnson-Filtern. Aus dieser Wellenlängenabhängigkeit läßt sich außer der jeweiligen Helligkeit auch Information über die T_{eff} und $\log g$ während des gesamten Zykluses gewinnen.

Eine zweite Methode, die Erscheinungen der RR Lyr zu erfassen, ist die Spektroskopie. Hierbei werden die Variationen der Spektrallinien auf Grund der sich während des Zykluses ändernden Temperaturen und Dichten in den äußeren Schichten der RR Lyr erfaßt. Zusätzlich zu den Äquivalentbreitenänderungen der Absorptionslinien können bei Spektren mit guter Auflösung auch die Radialgeschwindigkeiten, mit denen die Hüllen des Sterns sich ausdehnen und wieder zusammenfallen, ermittelt werden. Dabei ergeben sich für Auswertungen mit unterschiedlichen Spektrallinien auch unterschiedliche Radialgeschwindigkeiten (Tsesevich 1975).

Untersuchungen mit Strömgen-Photometrie wurden bereits von Albada & de Boer (1975) durchgeführt. Dabei wurden T_{eff} und $\log g$ von vier RR Lyr ermittelt. Pena et al. (1990) untersuchten sieben Sterne im Sternbild Serpens, Pena et al. (2005) AC And und Pena & Peniche (2004) AT And und bestimmten ihre T_{eff} und $\log g$. Spektroskopische Untersuchungen zeigen sowohl die Radialgeschwindigkeit der Pulsation, als auch das Erscheinen von Emissionslinien innerhalb der Balmerabsorptionslinien im aufsteigenden Ast der Lichtkurve (Oke & Bonsack 1960, Oke 1966). Gillet et al. (1989) zeigen, dass Schockwellen die Helligkeitssteigerung und Temperaturerhöhung im "bump" der Lichtkurve hervorrufen.

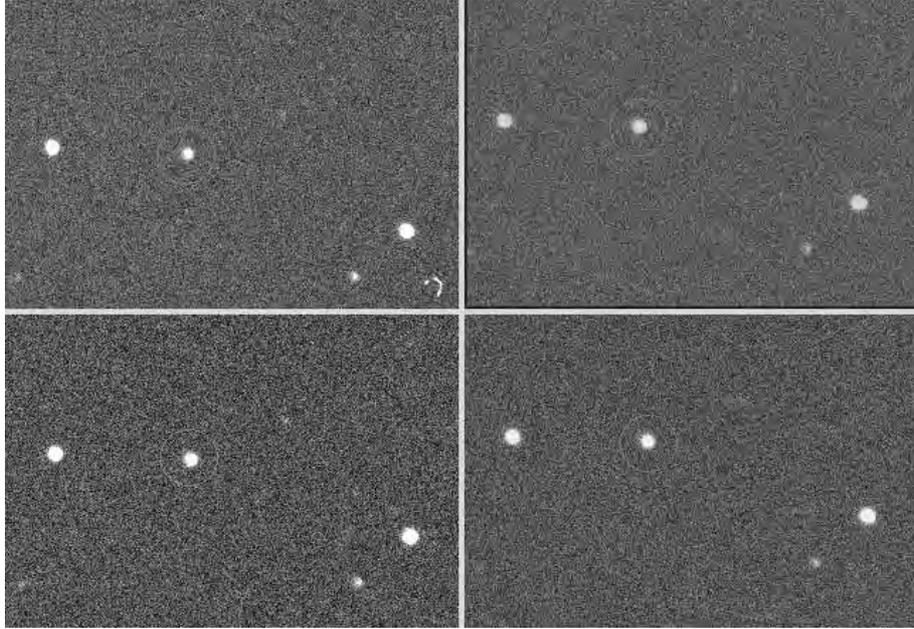


Abbildung 1.4: Der RR Lyr DM Leo im Verlauf seiner Periode. Die Aufnahme oben links zeigt DM Leo (2. Stern von links im Kreis) im Minimum ($\Phi = 0.8$), oben rechts im Aufstieg der Helligkeit ($\Phi = 0.95$), unten links im Helligkeitsmaximum ($\Phi = 1$) und unten rechts in absteigender Helligkeit ($\Phi = 1.15$).

1.4 Kurzer Überblick über die Ziele und Aufbau dieser Arbeit

Dieser Arbeit befaßt sich mit den RR-Lyrae-Sternen. Die Idee dazu kam von meiner Freude an der Beobachtung dieser Variablen Sterne und der Erstellung ihrer Lichtkurven. In der privaten Sternwarte habe ich schon mehrere hundert Beobachtungen an RR Lyr's gemacht, Lichtkurven erstellt, Helligkeitsmaxima bestimmt und von einigen die Periode berechnet. Ein Beispiel für diese Beobachtungsarbeit zeigt Abbildung 1.4. Hier wird der Sterns DM Leo bei 4 Phasen seines Zykluses gezeigt. Die Helligkeitsvariation des RR Lyr's im Vergleich zu den konstanten Sternen ist deutlich zu erkennen.

Diese Arbeit verfolgt zwei hauptsächliche Ziele:

1. Zum einen soll die Struktur der Galaxis mit Hilfe der RR Lyr's erkundet werden.

Weil dazu die genauen Positionen der Sterne bekannt sein müssen, wurden diese zuerst bestimmt. Die räumliche Verteilung der RR Lyr's und ihre Bewegungen in der Galaxis wurden untersucht. Dazu befaßt sich diese Arbeit mit der Struktur der Galaxis und ihren Komponenten der Dicken beziehungsweise Dünne Scheibe und des Halos. Es werden die Skalenhöhe der Sterne und die Rotationsgeschwindigkeit, sowie deren Zusammenhänge mit Metallizität und Pulsationsperiode in Scheibe und Halo betrachtet.

2. Zum anderen sollen die pulsierenden Variablen über ihren ganzen Pulsationszyklus untersucht werden.

Dabei werden die Helligkeiten und Farben der Sterne behandelt. Es werden T_{eff} und $\log g$ untersucht. Die Variation der Radien wird daraus abgeleitet. Außerdem wird die Variation der Äquivalentbreiten der Absorptionslinien von Wasserstoff und Metallen in den Spektren der RR Lyrs untersucht.

Entsprechend den Zielen der Arbeit gliedert sich diese Arbeit in einen ersten Teil, der sich mit der Kinematik der RR Lyrs in der Galaxis befaßt, und einen zweiten Teil, der von photometrischen und spektroskopischen Beobachtungen ausgehend, die Eigenschaften der RR Lyrs untersucht.

Im Kapitel 2 werden die Orbits der Sterne in der Galaxis mit dem Gravitations-Modell der Milchstraße von Allen & Santillan (1991a) berechnet. Ihre Kinematik, ihre Populationszugehörigkeit und ihre Skalenhöhe in Scheibe und Halo werden bestimmt. Dies wurde publiziert von Maintz & de Boer (2005).

Im 3. Kapitel werden die selben Untersuchungen an den Orbits, der Kinematik, der Populationszugehörigkeit und der Skalenhöhe durchgeführt, diesmal ausgehend von dem Potential der Galaxis nach Dehnen & Binney (1998). Auf diese Weise wird sichergestellt, dass die Ergebnisse der Untersuchung nicht auf der Grundlage eines ausgesuchten Potentials beruhen, sondern allgemein gültig sind.

Kapitel 4 zeigt die Ergebnisse aus Beobachtungen von insgesamt 12 RR Lyrs, die mit Strömgren-Filtern auf dem Observatorium Calar Alto über ihre ganze Periode beobachtet werden konnten. Die Variation der Helligkeit und Farbe, von T_{eff} und $\log g$ und Radius im Verlauf des Pulsationszyklus werden betrachtet.

Als letztes werden im Kapitel 5 spektroskopische Untersuchungen anhand von Spektren gezeigt, die von 5 RR Lyrs auf dem Observatorium Hoher List über die ganze Periode der Sterne aufgenommen wurden. Hier wird die Variation der Absorptionslinien und ihre Verhältnisse zueinander untersucht.

Im Anhang werden zwei Veröffentlichungen mit Ergebnissen dieser Arbeit angefügt (de Boer & Maintz 2005, Maintz 2005).

Kapitel 2

Kinematik der RR Lyrae Sterne und die Skalenhöhe in der Milchstraße

In diesem Kapitel wird eine Untersuchung der Kinematik der RR Lyrae Sterne und ihrer Verteilung senkrecht zur Scheibe vorgestellt. Zu dieser Untersuchung gibt es bereits zwei Veröffentlichungen in referierten Zeitschriften: Maintz G., 2005 A&A, Proper identification of RR Lyrae stars brighter than 12.5 mag und Maintz G. & de Boer K. S., 2005 A&A, RR Lyrae stars: kinematics, orbits and z-distribution.

2.1 Die Daten der RR Lyrae Sterne

Die Voraussetzung der Berechnung der Kinematik und der Orbits der RRLyrs ist die Kenntnis der genauen Positionen, der Entfernung aber auch der kinematischen Daten, Eigenbewegung und Radialgeschwindigkeit. In diesem Abschnitt werden daher die Quellen, aus denen solche Daten gesammelt wurden, kurz besprochen.

2.1.1 Positionen der RR Lyrs

Die umfassendste Quelle für Veränderliche und somit auch für die RRLyrs ist der Combined General Catalogue of Variable Stars (GCVS) (Kholopov et al. 1998, GCVS). Der GCVS ist, wie die Autoren angeben, “the only reference source on all known variable stars... The total number of designated variable stars has now reached 31918.” Um eine möglichst vollständige Stichprobe zu erhalten, damit die Ergebnisse der Untersuchung nicht durch Auswahleffekte verfälscht werden, wurde die Gruppe der untersuchten RRLyrs auf Sterne mit einer Magnitude von $V_{\max} \leq 12.5$ mag im Maximum nach dem GCVS beschränkt. Von Sternen dieser Helligkeit ist anzunehmen, dass fast alle bekannt sind.

Leider stellte sich heraus, dass die im GCVS angegebenen Koordinaten in vielen Fällen nicht den Anforderungen dieser Untersuchung an die Genauigkeit¹ genügten. Deswegen war der erste Schritt in dieser Arbeit eine Identifizierung der RRLyrs mit Sternen aus Katalogen, die genaue Stern-Positionen haben. Es wurden dafür der Hipparcos und Tycho

¹Inzwischen wurden die meisten Positionsangaben des GCVS von den Autoren überarbeitet, so dass in der neuen Version des GCVS (Kholopov et al. 2004) dieser Mangel weitgehend behoben ist.

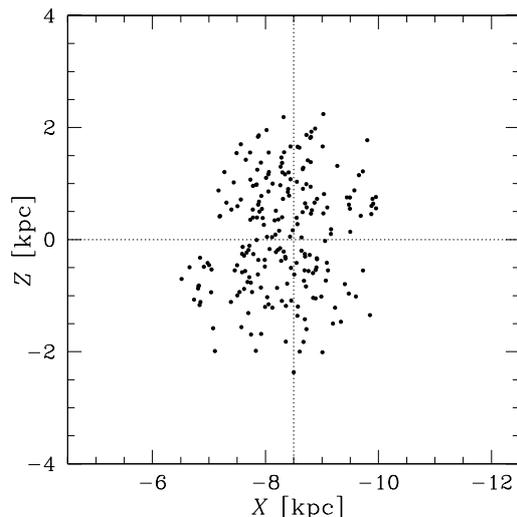


Abbildung 2.1: Positionen der RR Lyrs des Samples, projiziert senkrecht zur galaktischen Ebene (X, Z). Die senkrechte gestrichelte Linie ist bei R_{\odot} , die waagerechte zeigt die galaktische Ebene. Die räumliche Ausbreitung der RR Lyrs ist in der galaktischen Ebene kleiner als in der dazu senkrechten Richtung.

Katalog (ESA 1997; HIPPARCOS) genutzt und der HST Guide Star Catalogue (GSC), Version 1.2 (Lasker et al. (1996)). Es wurden 286 Hipparcos und Tycho Sterne (ESA 1997; HIPPARCOS) 273 Sterne des Guide Star Kataloges sowie einige wenige Sterne - sie waren in diesen beiden Katalogen nicht enthalten - aus dem USNO-A2 Katalog (der USNO-A2 ist herausgegeben von Monet et al. (1998)) identifiziert. Dabei wurden sowohl eigene Beobachtungen herangezogen, bei denen der RR Lyr anhand seiner Lichtkurve identifiziert wurde, als auch Literaturrecherchen (soweit Aufsuchkarten oder bereits Identifizierungen vorlagen) benutzt. Aus allen diesen Daten wurde ein Katalog von 561 RR Lyrs mit genauen Positionen erstellt. Für eine weitergehende Beschreibung dieser Arbeit und des Katalogs siehe Appendix A: Proper identification of RR Lyrae Stars brighter than 12.5 mag. Durch Kreuz-Identifikation mit HIPPARCOS, Tyc und GSC wurden die besten Sternpositionen gefunden, die verfügbar sind. Diese stellen die Grundlage für diese Arbeit verwendet. Eine ausführliche Beschreibung der Arbeit zur Feststellung der genauen Positionen der RR Lyrs ist in Appendix A zu finden.

2.1.2 Eigenbewegung und Radialgeschwindigkeit

Die besten Daten für die Eigenbewegung haben die Sterne, die in der Hipparcos Mission beobachtet wurden (siehe The Hipparcos and Tycho Catalogues, ESA 1997; **Hipp**) und die Sterne des Tycho 2 Katalogs (Høg et al. 2000; **Tyc2**). Deswegen wurden nur diese Sterne für die Berechnungen weiterverwendet.

Außer den Eigenbewegungen in $\mu_{\alpha} \cos \delta$ und μ_{δ} müssen die Radialgeschwindigkeiten (RV) der Sterne bekannt sein. Von den 182 Sternen des Hipparcos Katalogs konnten 154 Sterne in die Berechnung einbezogen werden. Die übrigen hatten keine verlässliche RV. Von den

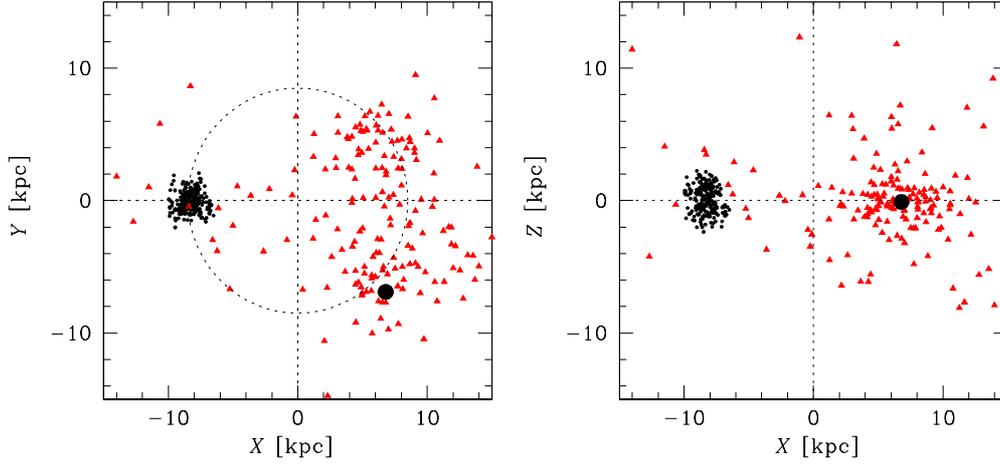


Abbildung 2.2: Die Positionen der RR Lyrs heute (kleine Sechsecke) und vor 100 Millionen Jahren (Dreiecke), ungefähr einem Drittel Umlauf der Sonne um das Galaktische Zentrum. Der gefüllte Kreis zeigt die Stellung der Sonne vor 100 Millionen Jahren. Das Diagramm links zeigt die Verteilung projiziert auf die galaktische Ebene, das rechts die senkrecht zur Ebene (entlang der X -Achse). Der Kreis in dem linken Diagramm gibt den 8.5 kpc Radius der Sonnenbahn an. Das galaktische Zentrum ist bei beiden Diagrammen in der Mitte.

104 Sternen des Tyc2 Katalogs wurden aus dem selben Grund nur 62 Sterne verwendet. Die Daten der Radialgeschwindigkeit wurden aus Quellen in der Literatur entnommen (Beers et al. 2000, Fernley et al. 1998, Layden 1994). Auch die Daten für die Entfernung der Sterne stammen aus der Literatur. Für die RR Lyrs ist die mittlere absolute Helligkeit sehr gut bestimmt, durch die Daten von HIPPARCOS (de Boer et al. 1997a; Fernley et al. 1998 und die dort angegebenen Referenzen). Die Entfernungs-Daten, die hier verwendet werden, stammen aus den selben Quellen wie die Daten der RV (Beers et al. 2000, Fernley et al. 1998, Layden 1994).

Auf diese Weise wurde aus den 561 RR Lyrs des Katalogs (s. Appendix A) die Gruppe von 217 RR Lyrs ausgewählt, für die in dieser Arbeit die kinematischen Untersuchungen gemacht wurden. Sie ist begrenzt durch die Grenzgröße der Magnituden des HIPPARCOS und Tyc2 Katalogs in Verbindung mit der Verfügbarkeit der Daten der Radialgeschwindigkeit.

Abbildung 2.1 zeigt die Positionen der RR Lyrs der untersuchten Gruppe in der X, Z Ebene. Sie läßt erkennen, dass mehr RR Lyrs in höheren galaktischen Breiten gefunden werden als in der Ebene der Milchstraße. Ein Grund dafür mag der Sternreichtum der Scheibe sein, der dort das Entdecken der Veränderlichen erschwert. Ganz sicher aber spielt die höhere interstellare Extinktion der Scheibe eine entscheidende Rolle in dieser helligkeits-begrenzten Sterngruppe, da die Sterne dadurch bei der gleichen Helligkeit eine geringere Entfernung haben. Deswegen sind Sterne aus der Ebene der Milchstraße in dieser Gruppe etwas unterrepräsentiert. Auch hat man gezielt nach RR Lyrs im Halo gesucht, was ebenfalls die grössere Anzahl von RR Lyrs in höheren galaktischen Breiten erklärt.

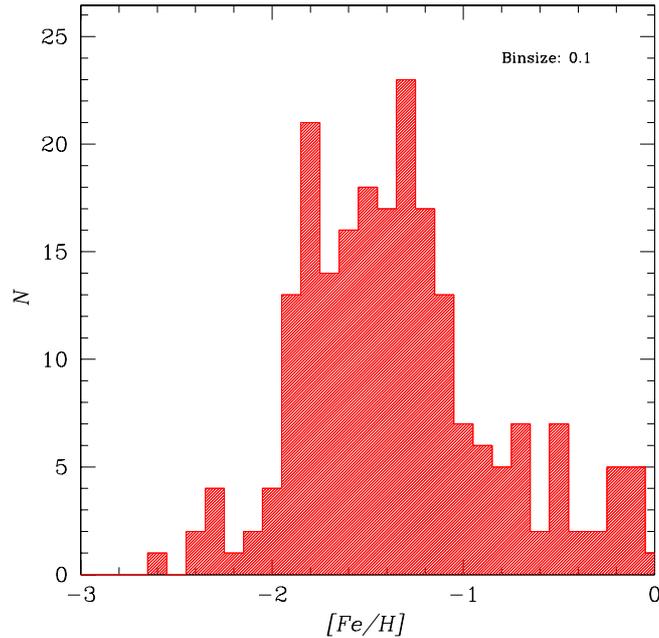


Abbildung 2.3: Histogramm der Metallizitäts-Verteilung $[Fe/H]$ der Sterne des Sampels. Die Metallizitäten der RR Lyr s reichen von Sternen mit sonnenähnlichen Werten bis zu sehr metallarmen Sternen. Die meisten RR Lyr s haben Werte $-2 < [Fe/H] < -1$. Bemerkenswert ist, dass mehrere Sterne Metallizitäten ähnlich denen der Sonne aufweisen.

Die RR Lyr s, die sich heute in der Nachbarschaft der Sonne befinden, bewegen sich mit der Zeit über weite Entfernungen (s. Abb. 2.2 (Dreiecke)). Diese Abbildung (2.2) zeigt die Positionen der RR Lyr s der Gruppe in der X, Y (links) und der X, Z Ebene (rechts) heute und vor 100 Millionen Jahren. Die RR Lyr s die sich jetzt in Sonnennähe befinden, waren weit in der ganzen Galaxis verteilt sowohl bei sehr kleinen als auch sehr großen galaktrozentrisc hen Entfernungen sowie bei kleinen und großen z -Höhen. Das zeigt, dass diese Gruppe Sterne aus allen Populationen enthält: Sterne die als Halo-Sterne bezeichnet werden können, Sterne der “Dicken Scheibe“ und Sterne aus der “Jungen Dünnen Scheibe“, auch wenn es zwischen den letztgenannten Populationen keine scharfe Trennung gibt. Sterne der Jungen Dünnen Scheibe bleiben in ihrer Bewegung immer in der galaktisc hen Scheibe. Diese Sterne können in der Gruppe unterpräsetiert sein.

2.1.3 Metallizität

Die Metallizität der 217 RR Lyr s ist der Literatur entnommen. Es wurden Daten von Beers et al. (2000), Fernley et al. (1998) und Layden (1994) benutzt. Abb. 2.3 zeigt die Verteilung der Metallizitäten der RR Lyr s der Gruppe. Sie reicht von sonnenähnlichen Werten bis zu sehr niedrigen Werten von -2.6 dex. Ein breites Maximum in Abb. 2.3 zeigt, dass die meisten Sterne der untersuchten Gruppe Metallizitäten zwischen $-2 < [Fe/H] < -1$ aufweisen. Die Abbildung zeigt auch eine Anzahl von Sternen mit noch geringerer Metallizität. Üblicherweise werden Sterne mit so niedrigem Metallgehalt der Population II

zugerechnet. Es gibt unter den RR Lyrs aber auch Sterne mit höherer Metallizität. 46 Sterne der Gruppe haben einen Metallgehalt von $[\text{Fe}/\text{H}] > -1$. Davon haben 27 RR Lyrs eine Metallizität von $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.7$ und 11 Sterne haben sogar $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.3$. Das zeigt, dass auch die relativ jungen metallreichen RR Lyrs, deren Bahnen immer nahe der Scheibe bleiben, in der ausgewählten Gruppe vorhanden sind. Deswegen kann davon ausgegangen werden, dass die ausgewählte Gruppe ausgewogen ist und es ist zu erwarten, dass kein gravierender Bias die Ergebnisse verfälscht.

2.2 Kinematik und Orbits

Es wurden mehrere kinematische Aspekte der RR Lyrs ausgewählten Gruppe analysiert. Um die Bewegungen dieser Sterne zu erfassen, und nach Möglichkeit die Sterne der verschiedenen Population (Scheiben-Sterne und Halo-Sterne) zu erkennen, wurden die Orbits aller RR Lyrs berechnet.

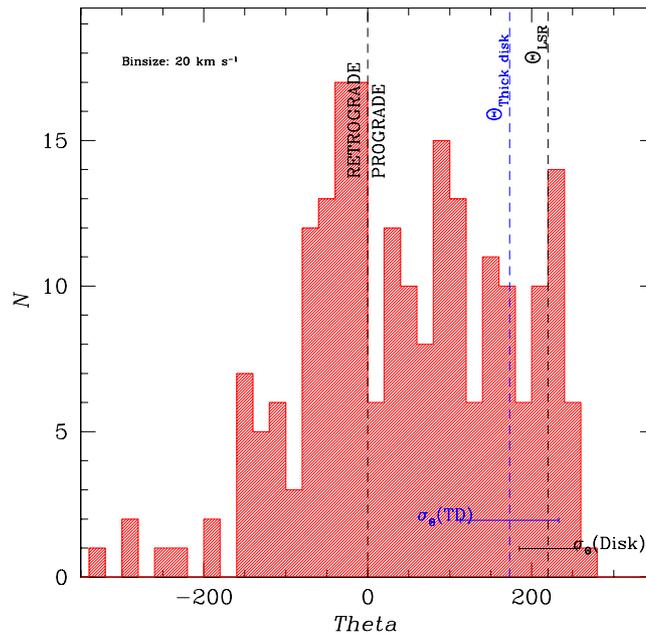


Abbildung 2.4: Histogramm der Verteilung der Sterne des Sampels in Θ ($\Theta_{\odot} = 220 \text{ km s}^{-1}$). Einige Sterne zeigen Kreisbahngeschwindigkeiten wie sie für die Dicke bzw. Dünne Scheibe charakteristisch sind (s. die gestrichelten Linien). Θ_{LSR} , $\Theta_{\text{Dicke Scheibe}}$ und die Geschwindigkeitsverteilung für die Dünne und Dicke Scheibe nach Ojha et al. (1994) sind angegeben. Die meisten der RR Lyrs sind Halo-Sterne. Das breite Maximum links zeigt die Sterne mit retrograder Bewegung.

2.2.1 Berechnung der Geschwindigkeiten und Orbits

Zur Berechnung der Orbits und der Bewegungsgeschwindigkeiten der RR Lyrs wurden die beobachteten Parameter $\alpha, \delta, d, \mu_\alpha, \mu_\delta, v_{\text{rad}}$ umgerechnet in X, Y, Z, U, V, W . In diesem Koordinatensystem zeigt X vom galaktischen Zentrum in Gegenrichtung zur Sonne, Y zeigt am Ort der Sonne in Rotationsrichtung der Galaxis und Z in Richtung des galaktischen Nordpols. U, V, W sind die dazu gehörenden Geschwindigkeits-Vektoren.

Außerdem wurde die Bahngeschwindigkeit projiziert auf die galaktische Ebene, Θ , und die Geschwindigkeit in Richtung des galaktischen Zentrums, Φ , berechnet.

Die Orbits wurden mit dem Gravitations-Modell der Milchstraße von Allen & Santillan (1991a) berechnet. (Es gibt noch weitere Gravitations-Modelle der Milchstraße. Ein zweites Gravitations-Modell, das Modell von Dehnen & Binney wurde alternativ zum Vergleich der Ergebnisse im Kap. 3 den Berechnungen zugrunde gelegt.) Mit dem Potential von Allen & Santillan (1991a) wurde von Odenkirchen & Brosche (1992) ein Programm zur Orbitberechnung entwickelt. Dieses Programm wurde schon in vielen Arbeiten verwandt (de Boer et al. (1997b), Altmann & de Boer (2000), Kaempf et al. (2005)). Es ist in de Boer et al. (1997b) ausführlich beschrieben. Das Potential von Allen & Santillan (1991a) legt $\Theta_{LSR} = 220 \text{ km s}^{-1}$ und $R_{LSR} = 8.5 \text{ kpc}$ zugrunde. Bei der Berechnung der Orbits wurden als Pekuliar-Bewegungen der Sonne folgende Werte benutzt: $U_{pec, \odot} = 10 \text{ km s}^{-1}$, $V_{pec, \odot} = 15 \text{ km s}^{-1}$, $W_{pec, \odot} = 8 \text{ km s}^{-1}$.

Die Orbits der RR Lyrs wurden in Schritten von je 1 Million Jahren für einen Zeitraum von 10 Milliarden Jahren berechnet. Obwohl die Sterne nicht 10 Milliarden Jahre lang in dem Zustand als RR Lyrs verweilen, und obwohl sich ihre Bahnen in einem so langen Zeitraum verändern können z.B. durch nahe Sternvorübergänge, ist diese lange Zeit gewählt worden. Durch die Berechnung über so einen langen Zeitraum, wird die Form des Orbits wesentlich deutlicher und der Raum, den die Bahnen in der Galaxis einnehmen können, läßt sich klarer erkennen.

Wie in der Arbeit von de Boer et al. (1997b) wurde die Exzentrizität der Bahnen, ecc , die apo- und perigalaktischen Entfernungen, R_a und R_p , die maximale z -Höhe, z_{max} , die der Stern über der galaktischen Scheibe erreicht, sowie die normalisierte z -Höhe, nze berechnet. Für ecc und nze wurden folgende Formeln verwandt:

$$ecc = \frac{R_a - R_p}{R_a + R_p} \quad \text{und} \quad nze = \frac{z_{\text{max}}}{\varpi(z_{\text{max}})} \quad (2.1)$$

Die Tabelle 2.1 zeigt die Werte aller 217 Sterne.

2.2.2 Die Bahnen der RR Lyrs.

Abb. 2.8 zeigt die Orbits aller 217 RR Lyrs der Gruppe in der Milchstraße und zum Vergleich die Bahn der Sonne (letzte Bahn dieser Abb.). Es ist deutlich zu erkennen, dass die Bahnen der RR Lyrs sehr unterschiedliche Formen haben. Die Hälfte der 217 RR Lyrs haben perigalaktische Entfernungen $R_p \leq 3 \text{ kpc}$. Darunter sind 65 Sterne mit einer perigalaktischen Entfernung von $R_p \leq 1 \text{ kpc}$. Drei Sterne (DR And, AM Vir und AV Vir) nähern sich bis weniger als 0.1 kpc an das galaktische Zentrum an. Andererseits gibt es auch 5 RR Lyrs (CI And, AL CMi, TW Lyn, AR Per und SS Psc) deren perigalaktische

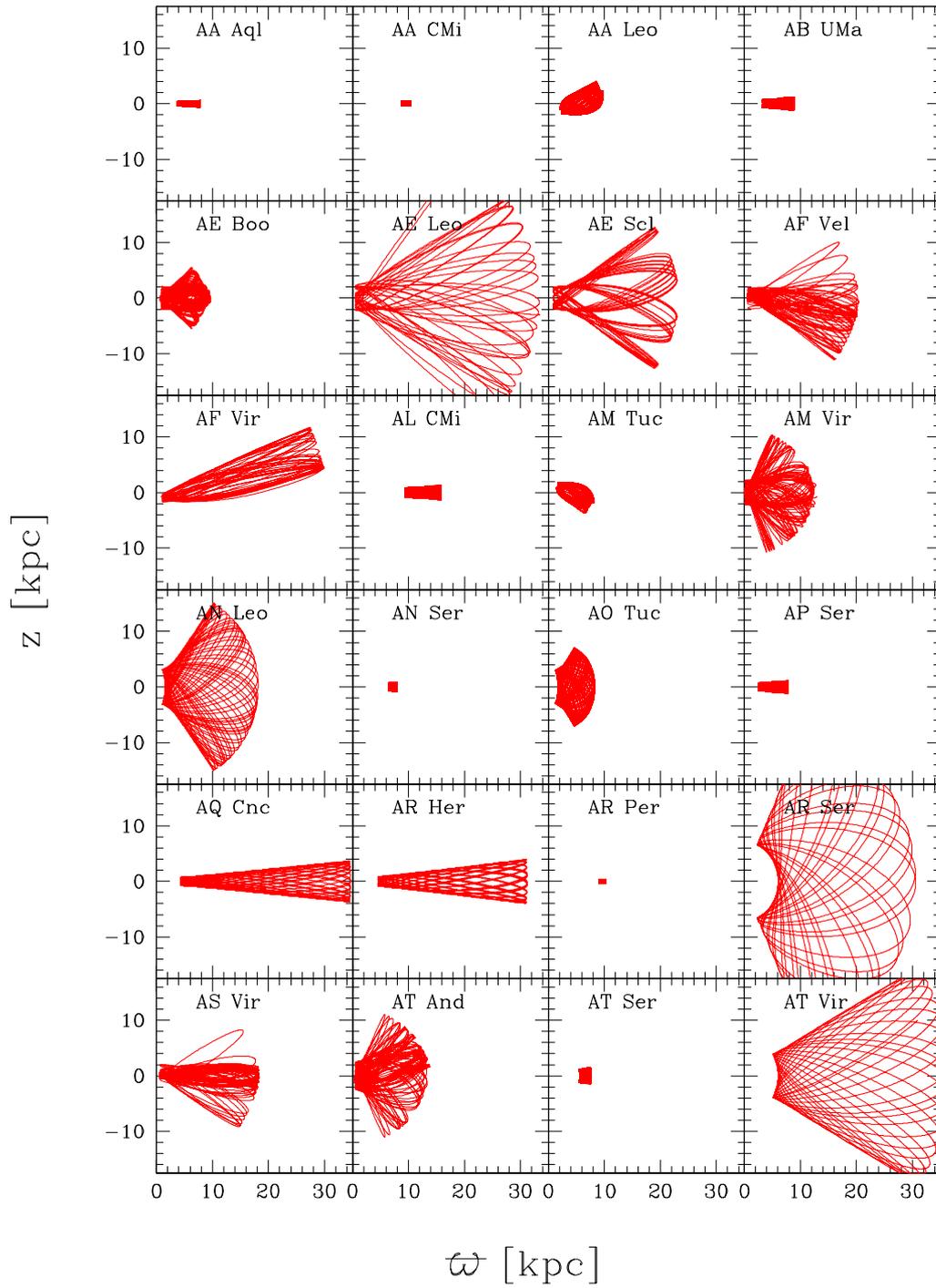
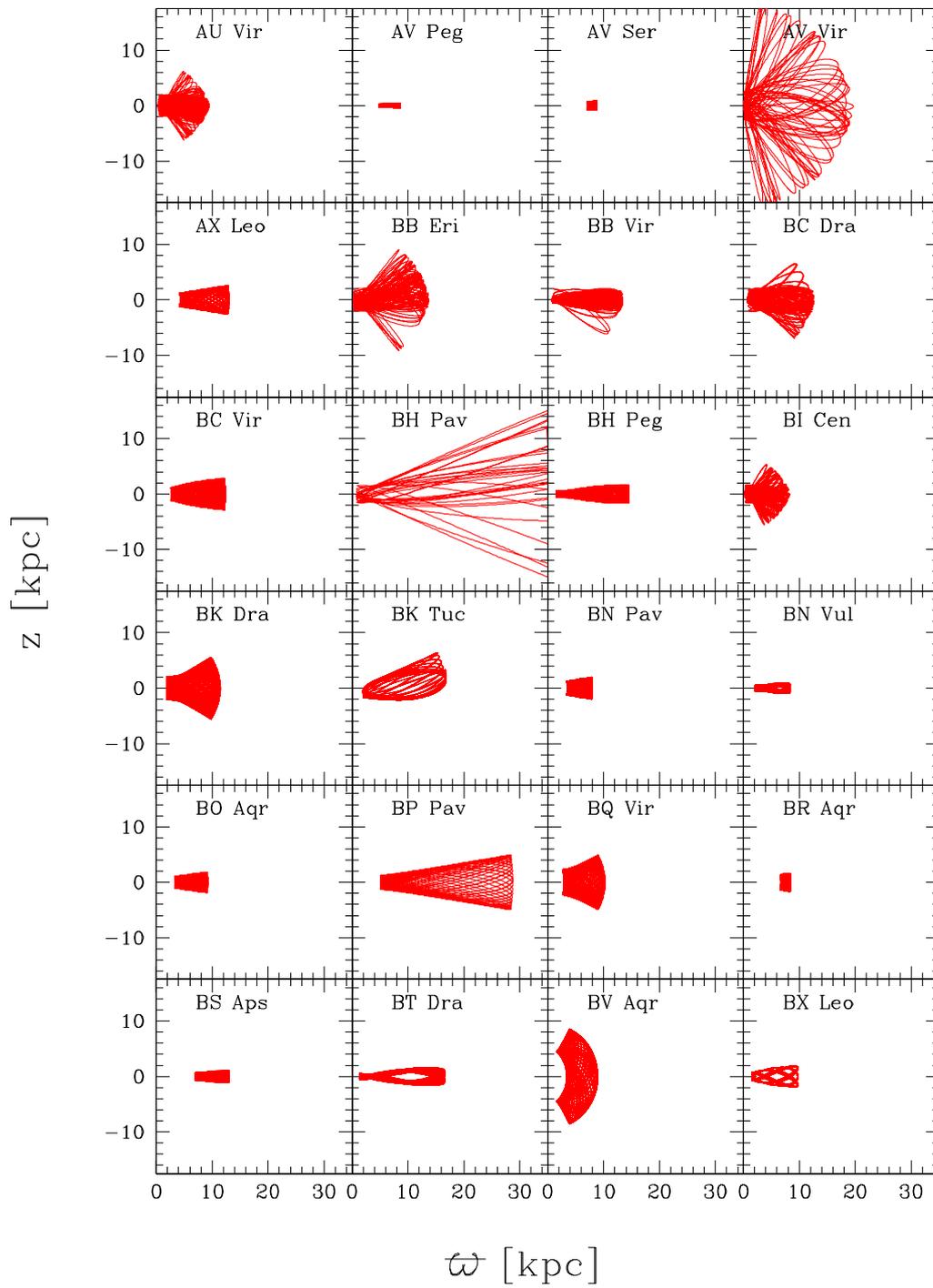
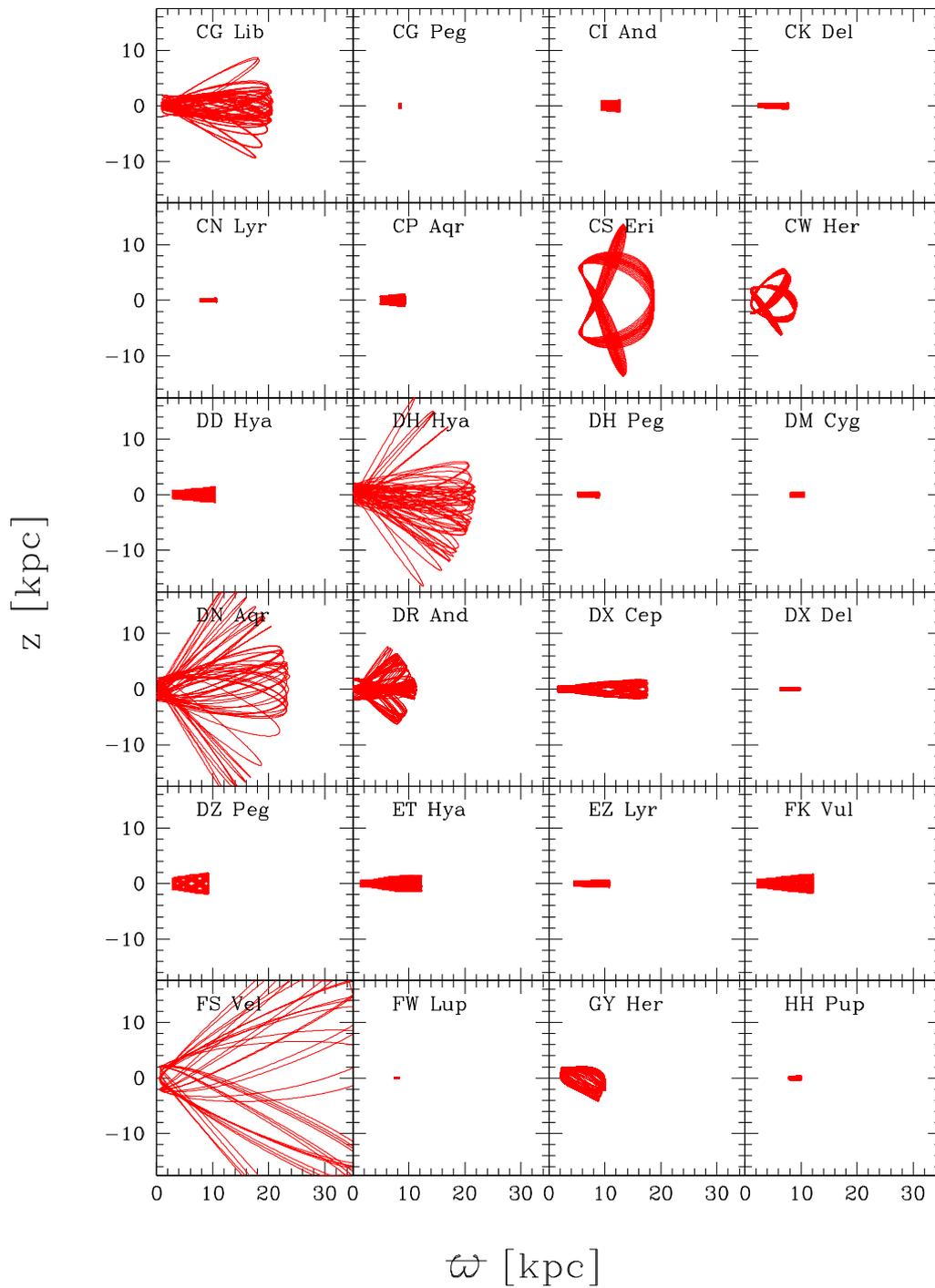


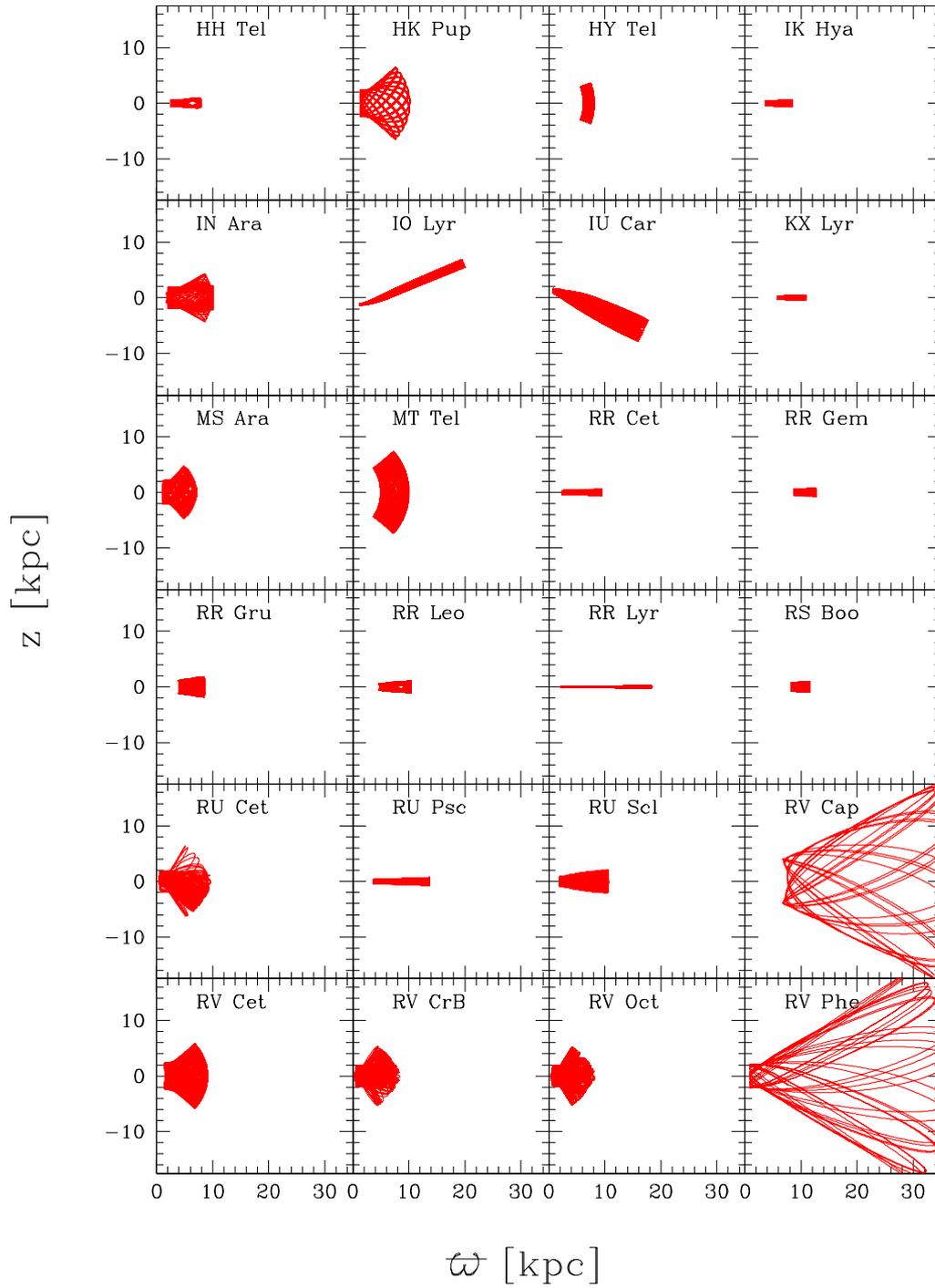
Abbildung 2.5: Die Orbits aller 217 RRLyrs gezeigt in meridionalen Schnitten. Sie zeigen die Ebene der Milchstraße, die mit der Bewegung des Sterns mitrotiert mit dem Abstand ϖ [kpc] vom galaktischen Zentrum und der Höhe z [kpc] über der galaktischen Ebene. Alle Bahnen sind in der Zeit rückwärts für 10 Milliarden Jahre berechnet in Schritten von 1 Million Jahren, um die Form der Bahnen deutlich sichtbar zu machen.



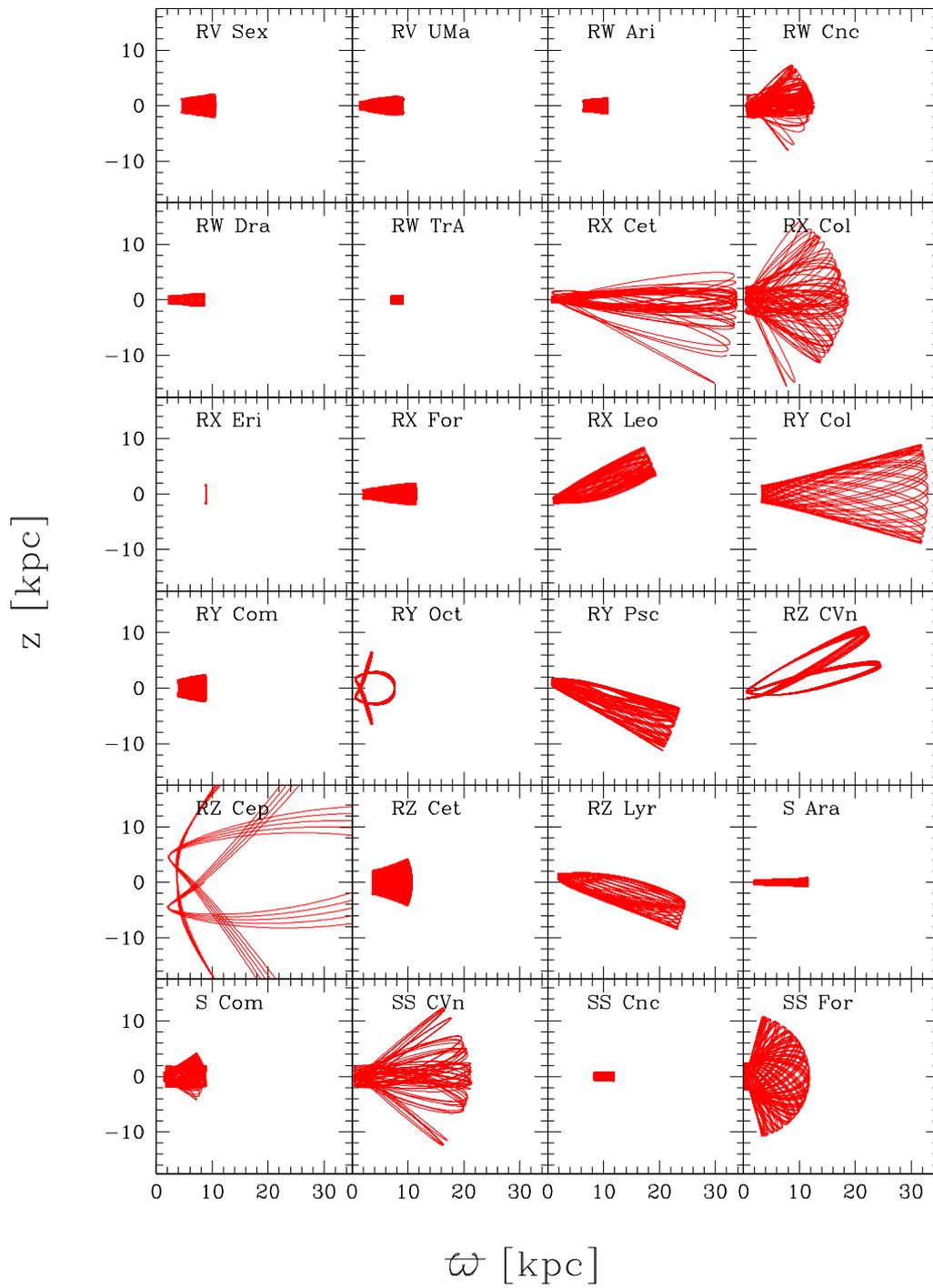
Die Orbits aller 217 RR Lyr. (Fortsetzung)



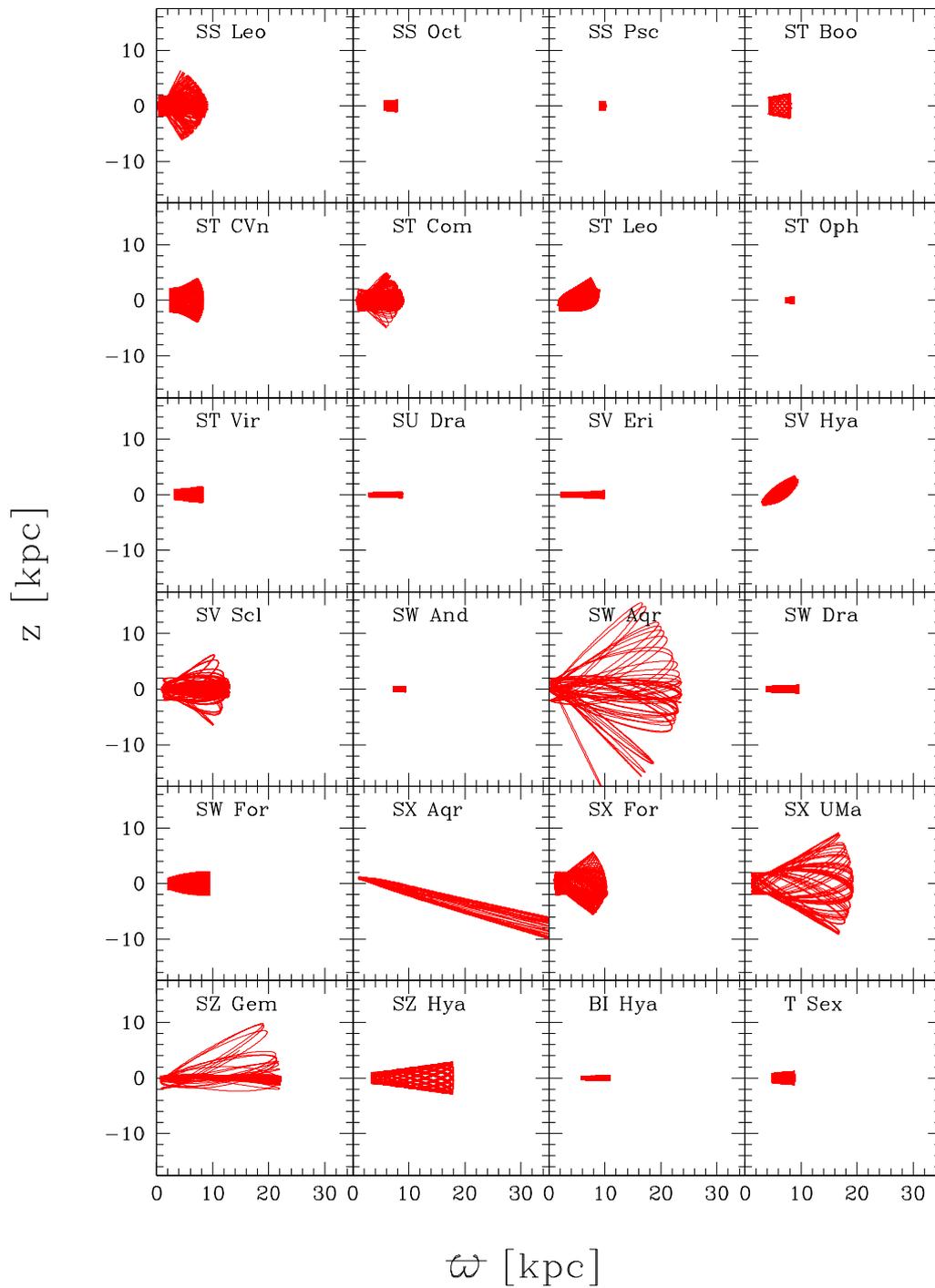
Die Orbits aller 217 RR Lyr. (Fortsetzung)



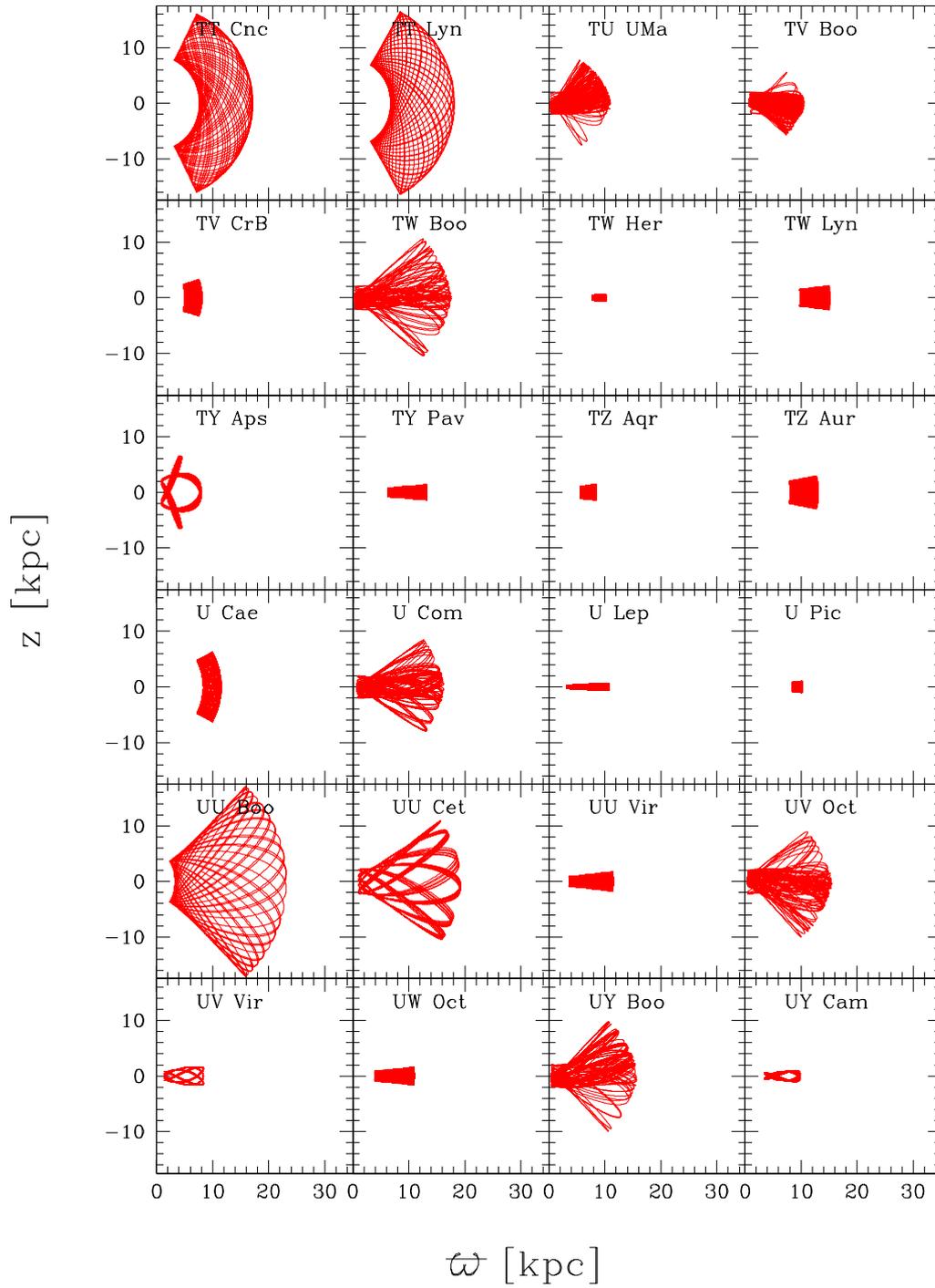
Die Orbits aller 217 RR Lyr. (Fortsetzung)



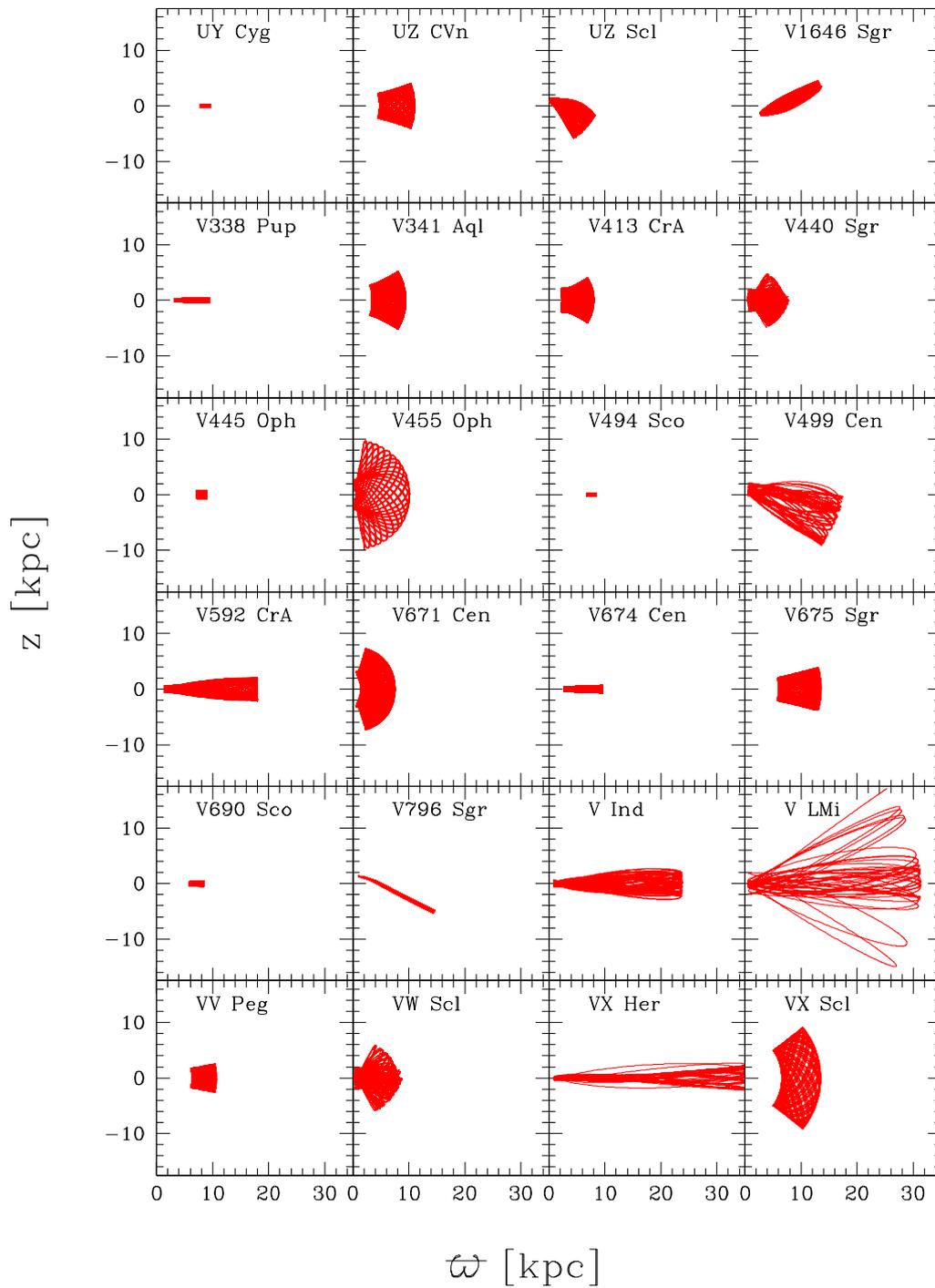
Die Orbits aller 217 RRLyrs. (Fortsetzung)



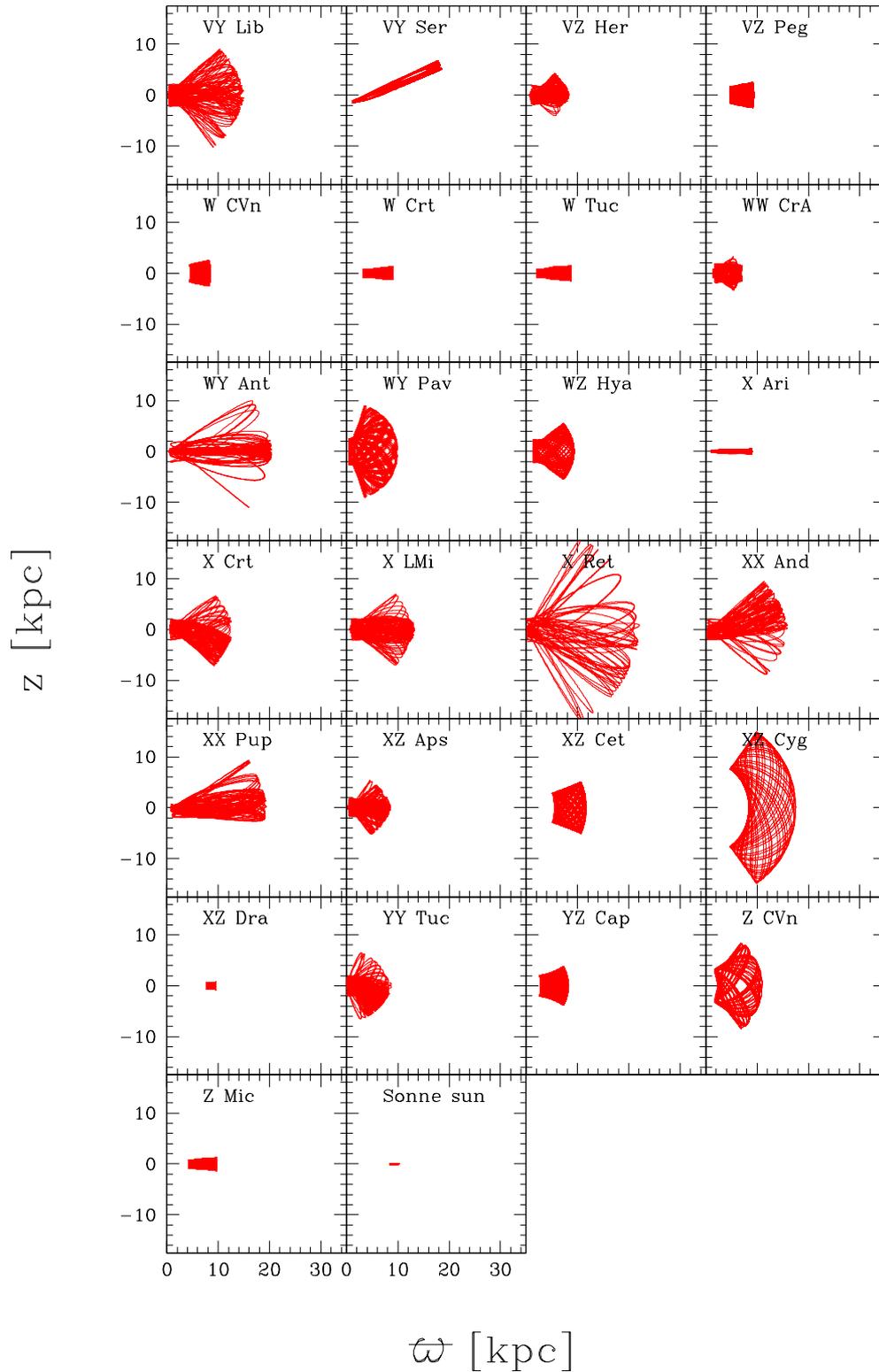
Die Orbits aller 217 RRLyrs. (Fortsetzung)



Die Orbits aller 217 RR Lyr. (Fortsetzung)



Die Orbits aller 217 RR Lyrs. (Fortsetzung)



Die Orbits aller 217 RR Lyrs. (Fortsetzung)

Tabelle 2.1: Positionen, Geschwindigkeiten (im Euklidischen System $XYZUVW$, Θ und Φ) und die Bahndaten (R_a , R_p , z_{\max} , normalisierte z -Höhe, nze und Exzentrizität ecc) der Sterne des Sampels.

Name	X [kpc]	Y	Z	U [km s $^{-1}$]	V	W	Φ	Θ	R_a [kpc]	R_p	z_{\max}	nze –	ecc –
SW And	-8.70	0.42	-0.30	46.8	204.0	-20.9	-37.0	206.0	9.43	7.25	0.47	0.05	0.13
XX And	-9.09	0.74	-0.41	-193.3	1.5	-120.9	192.8	-14.1	15.94	0.22	9.44	0.83	0.97
AT And	-8.78	0.79	-0.27	184.8	3.7	-105.1	-183.8	20.2	13.89	0.36	11.04	1.91	0.95
CI And	-9.73	1.23	-0.55	-3.0	239.8	-31.7	33.0	237.6	12.69	9.35	1.03	0.08	0.15
DR And	-9.60	1.50	-1.01	-113.7	12.6	-18.2	114.3	-5.1	11.46	0.08	7.68	1.22	0.99
WY Ant	-8.55	-0.96	0.39	281.7	-1.4	4.6	-279.8	-32.8	20.37	0.48	11.01	0.69	0.95
TY Aps	-7.59	-1.01	-0.25	-51.9	25.4	139.0	48.0	32.0	8.00	1.17	6.58	1.65	0.74
XZ Aps	-7.46	-1.32	-0.55	78.7	-8.9	73.4	-76.0	-22.5	8.57	0.33	5.38	1.17	0.93
BS Aps	-7.04	-1.32	-0.53	-94.3	264.1	-36.1	44.2	277.0	13.03	6.95	1.12	0.09	0.30
SW Aqr	-7.87	0.79	-0.62	308.1	-44.2	52.2	-311.0	-13.1	23.70	0.21	19.90	1.90	0.98
SX Aqr	-7.76	1.18	-0.94	361.4	-124.3	128.7	-375.9	-68.7	51.04	0.99	14.40	0.29	0.96
TZ Aqr	-7.70	1.08	-1.31	-20.1	187.8	0.9	45.9	183.2	8.44	5.62	1.39	0.17	0.20
BO Aqr	-7.92	0.84	-1.68	99.7	120.7	9.9	-86.4	130.5	9.18	3.40	1.82	0.20	0.46
BR Aqr	-8.36	0.53	-1.18	9.8	186.8	-46.6	2.0	187.1	8.46	6.72	1.65	0.20	0.11
BV Aqr	-7.92	0.36	-0.86	-81.8	54.1	175.4	84.2	50.4	8.97	3.23	8.58	2.21	0.47
CP Aqr	-7.68	0.93	-0.76	107.5	168.3	-24.5	-86.5	180.0	9.34	4.93	1.07	0.12	0.31
DN Aqr	-8.12	0.27	-1.22	-292.2	8.2	99.0	292.3	-1.6	23.70	0.04	19.22	1.55	1.00
AA Aql	-7.59	0.85	-0.58	50.8	139.0	7.0	-35.0	143.8	7.83	3.77	0.60	0.08	0.35
V341 Aql	-7.87	0.64	-0.36	-78.6	116.5	-143.8	87.8	109.7	9.48	3.40	5.21	0.65	0.47
S Ara	-7.70	-0.24	-0.18	176.4	102.0	44.3	-179.5	96.5	11.49	1.85	0.85	0.07	0.72
IN Ara	-6.91	-0.60	-0.49	127.0	106.1	133.2	-135.8	94.6	10.13	1.85	4.37	0.51	0.69
MS Ara	-6.98	-0.54	-0.42	-15.1	-47.5	-125.1	18.7	-46.2	7.15	1.08	4.76	0.99	0.74
X Ari	-8.91	0.08	-0.35	23.0	-52.0	-16.3	-23.5	-51.8	9.01	1.05	0.57	0.06	0.79
RW Ari	-9.85	0.78	-1.35	67.8	169.6	4.0	-54.2	174.5	10.80	6.36	1.44	0.13	0.26
TZ Aur	-9.96	0.08	0.56	-72.2	208.7	-76.8	73.9	208.1	13.07	8.05	2.95	0.23	0.24
RS Boo	-8.31	0.23	0.73	21.3	251.7	-8.0	-14.2	252.2	11.57	8.28	0.94	0.08	0.17
ST Boo	-8.13	0.58	1.00	29.2	139.1	72.8	-19.1	140.8	8.21	4.36	2.19	0.27	0.31
TV Boo	-8.41	0.50	1.20	134.1	32.1	-22.9	-132.0	40.1	10.58	0.68	5.67	0.77	0.88
TW Boo	-8.30	0.58	1.20	254.1	-36.8	-12.1	-256.1	-18.9	17.61	0.25	10.57	0.84	0.97
UU Boo	-7.87	0.96	1.84	246.9	-139.6	133.2	-261.9	-108.8	23.16	3.22	17.10	1.08	0.76
UY Boo	-8.05	-0.04	1.16	233.1	24.3	69.3	-233.2	23.0	15.66	0.32	9.94	0.94	0.96
AE Boo	-8.05	0.15	0.86	88.4	36.9	90.8	-87.7	38.5	9.73	0.63	5.53	0.89	0.88
U Cae	-9.23	-1.32	-1.22	-84.8	168.2	139.3	60.0	178.6	11.51	8.30	6.24	0.63	0.16
UY Cam	-9.49	0.77	0.75	-33.8	120.4	-22.0	43.4	117.3	9.81	3.47	0.96	0.11	0.48
RW Cnc	-9.72	-0.39	1.22	124.2	-19.2	-81.1	-123.4	-24.1	12.67	0.42	7.97	1.01	0.94
SS Cnc	-9.89	-0.48	0.73	43.7	216.2	-0.8	-54.1	213.8	11.83	8.26	0.83	0.07	0.18
TT Cnc	-9.48	-0.61	0.62	-117.3	82.5	-238.5	111.7	89.8	17.15	7.52	16.00	2.25	0.39
AQ Cnc	-9.65	-0.90	1.15	-256.7	-217.0	16.9	275.8	-192.2	34.69	4.35	3.68	0.11	0.78
W CVn	-8.40	0.30	0.90	1.1	142.2	83.8	3.9	142.2	8.45	4.65	2.47	0.30	0.29
Z CVn	-8.81	0.45	1.83	118.0	-65.9	115.3	-121.2	-59.7	11.02	2.27	8.43	1.23	0.66
RZ CVn	-8.33	0.31	1.56	-297.2	-19.1	80.0	296.3	-30.2	24.56	0.50	11.10	0.51	0.96
SS CVn	-8.44	0.52	1.66	281.0	0.1	30.1	-280.5	17.3	21.39	0.24	12.44	0.76	0.98
ST CVn	-8.27	0.25	1.30	-18.3	85.0	-91.2	20.9	84.4	8.38	2.41	3.96	0.54	0.55
UZ CVn	-8.88	0.32	1.98	102.4	-149.8	59.3	-107.8	-146.0	11.06	4.72	4.04	0.39	0.40
AA CMi	-9.50	-0.68	0.14	-42.1	216.6	25.1	26.4	219.1	10.45	8.77	0.43	0.04	0.09
AL CMi	-9.87	-0.94	0.46	-74.0	252.4	-34.6	49.7	258.3	15.89	9.43	1.28	0.08	0.26

Positionen, Geschwindigkeiten und Bahndaten der Sterne. (Fortsetzung)

Name	X [kpc]	Y	Z	U [km s ⁻¹]	V	W	Φ	Θ	R_a [kpc]	R_p	z_{\max}	nze -	ecc -
RV Cap	-7.71	0.51	-0.67	56.8	-325.6	-195.6	-78.3	-321.1	38.47	7.56	17.69	0.52	0.67
YZ Cap	-7.74	0.54	-0.77	49.6	95.7	114.4	-42.9	98.9	8.21	2.77	3.77	0.52	0.50
IU Car	-8.51	-1.47	-0.62	-236.3	-77.5	-91.2	246.1	-36.1	17.68	0.75	7.80	0.49	0.92
BI Cen	-8.03	-1.03	0.05	47.7	21.4	17.1	-50.0	15.2	8.33	0.20	5.53	1.49	0.95
V499 Cen	-7.73	-0.77	0.35	274.0	-6.4	-19.9	-272.0	-33.4	17.43	0.44	9.09	0.67	0.95
V671 Cen	-7.17	-1.40	0.88	27.0	-17.0	-158.9	-23.2	-21.9	7.56	1.42	7.33	3.19	0.68
V674 Cen	-7.50	-0.87	0.60	-113.7	-137.9	4.7	128.9	-123.8	9.59	2.69	0.72	0.07	0.56
RZ Cep	-8.64	0.38	0.04	-297.8	111.7	243.5	302.4	98.4	53.05	3.75	43.30	1.41	0.87
DX Cep	-9.57	1.90	0.88	-203.7	116.5	-13.3	222.5	74.7	17.63	1.60	1.69	0.10	0.83
RR Cet	-8.76	0.19	-0.56	79.0	93.1	12.5	-76.9	94.9	9.48	2.30	0.62	0.07	0.61
RU Cet	-8.72	0.23	-1.60	-11.3	-19.6	-72.6	10.7	-19.9	9.66	0.32	6.39	1.25	0.94
RV Cet	-8.99	0.02	-1.02	7.9	49.5	109.1	-7.7	49.5	9.11	1.50	5.82	0.85	0.72
RX Cet	-8.56	0.29	-1.36	339.8	-53.0	-10.8	-341.4	-41.4	33.84	0.60	14.99	0.50	0.97
RZ Cet	-9.33	0.03	-1.47	-97.0	115.8	74.9	97.4	115.5	10.78	3.69	4.21	0.42	0.49
UU Cet	-8.36	0.46	-1.82	-256.6	68.4	63.0	260.0	54.1	19.25	1.12	10.89	0.70	0.89
XZ Cet	-8.69	-0.01	-0.55	-93.4	162.8	-131.8	93.2	162.9	11.70	5.54	5.05	0.47	0.36
RX Col	-9.48	-2.03	-0.96	-234.3	-65.3	-17.0	242.7	-14.9	18.76	0.28	15.52	2.02	0.97
RY Col	-8.84	-0.78	-0.60	-270.3	-181.7	-113.2	285.2	-157.2	32.99	3.30	8.92	0.28	0.82
S Com	-8.60	-0.07	1.64	-30.4	60.9	-56.5	29.9	61.2	9.02	1.43	4.22	0.59	0.73
U Com	-8.57	-0.03	1.66	-229.5	-40.1	-28.8	229.6	-39.3	16.25	0.64	8.45	0.67	0.92
RY Com	-8.32	-0.06	2.19	-58.8	132.2	-20.1	57.9	132.6	8.96	3.88	2.43	0.28	0.40
ST Com	-8.29	-0.04	1.37	1.7	-35.9	-68.3	-1.5	-35.9	9.21	0.58	4.96	0.83	0.88
WW CrA	-6.84	-0.32	-0.32	34.1	74.8	89.5	-37.6	73.2	7.10	1.46	3.28	0.61	0.66
V413 CrA	-7.67	-0.03	-0.23	-56.1	84.4	120.5	55.8	84.6	8.06	2.26	4.05	0.59	0.56
V592 CrA	-6.66	-0.34	-0.49	-285.9	-107.5	34.2	291.1	-92.7	18.05	1.31	2.14	0.12	0.87
RV CrB	-7.84	0.75	0.99	55.2	-27.1	0.6	-57.6	-21.7	8.42	0.30	5.29	1.20	0.93
TV CrB	-7.73	0.68	1.55	-29.0	153.9	-88.3	42.4	150.8	8.08	5.05	3.27	0.43	0.23
W Crt	-8.40	-0.99	0.85	-82.0	111.7	-32.0	68.3	120.6	9.07	3.20	1.23	0.14	0.48
X Crt	-8.35	-0.98	1.17	153.8	-14.0	-115.9	-151.1	-31.9	12.55	0.52	7.11	0.77	0.92
UY Cyg	-8.26	0.88	-0.15	56.7	221.8	-11.3	-33.0	226.6	9.61	7.70	0.23	0.02	0.11
XZ Cyg	-8.48	0.55	0.17	-25.6	149.4	-263.0	35.2	147.4	17.55	8.33	14.88	1.51	0.36
DM Cyg	-8.32	0.95	-0.21	0.4	241.7	-26.0	27.2	240.1	10.59	8.11	0.48	0.04	0.13
CK Del	-7.50	1.39	-0.46	52.4	92.4	16.4	-34.7	100.4	7.77	2.25	0.52	0.07	0.55
DX Del	-8.22	0.46	-0.18	-54.8	209.7	6.6	66.5	206.4	9.84	6.31	0.23	0.02	0.22
RW Dra	-8.44	1.26	1.08	21.1	84.9	10.2	-8.4	87.1	8.54	2.12	1.11	0.13	0.60
SU Dra	-8.82	0.34	0.52	-7.5	-109.4	-3.5	3.2	-109.6	8.84	2.92	0.53	0.06	0.50
SW Dra	-8.87	0.48	0.66	-61.7	141.0	-2.5	69.3	137.4	9.64	3.90	0.71	0.07	0.42
XZ Dra	-8.57	0.66	0.28	-16.1	217.7	-35.0	32.8	215.8	9.51	7.71	0.68	0.07	0.10
BC Dra	-8.91	1.27	0.73	-172.5	-14.9	46.9	168.7	-39.2	12.61	0.72	6.93	0.76	0.89
BK Dra	-8.66	1.20	0.49	-116.9	88.6	119.9	128.0	71.7	11.45	1.83	5.60	0.57	0.72
BT Dra	-8.67	1.02	1.28	237.0	40.9	-18.6	-230.6	68.2	16.63	1.28	1.59	0.12	0.86
RX Eri	-8.91	-0.28	-0.33	-4.9	210.3	-73.2	-1.7	210.4	8.94	8.91	1.67	0.19	0.00
SV Eri	-8.89	-0.10	-0.54	96.0	91.7	-10.2	-97.1	90.6	10.00	2.16	0.68	0.07	0.64
BB Eri	-9.40	-0.73	-0.79	-181.3	-27.5	29.1	182.9	-13.4	13.77	0.25	9.14	1.09	0.96
CS Eri	-8.55	-0.20	-0.41	-120.0	169.8	219.5	115.9	172.6	18.80	6.39	13.67	1.03	0.49
RX For	-9.19	-0.58	-1.50	128.1	90.4	-16.5	-133.5	82.2	11.55	1.99	1.93	0.17	0.71
SS For	-8.68	-0.13	-0.74	136.0	-6.6	139.0	-135.9	-8.7	11.83	0.25	10.85	3.24	0.96

Positionen, Geschwindigkeiten und Bahndaten der Sterne. (Fortsetzung)

Name	X [kpc]	Y	Z	U V W [kms ⁻¹]			Φ	Θ	R_a [kpc]	R_p	z_{\max}	nze	ecc
SW For	-9.01	-1.01	-2.01	-42.7	-84.4	-18.4	51.8	-79.2	9.42	2.07	2.09	0.23	0.64
SX For	-8.89	-0.62	-1.05	-113.6	-52.6	-57.4	116.9	-44.6	10.52	0.94	5.67	0.72	0.84
SW For	-9.01	-1.01	-2.01	-42.7	-84.4	-18.4	51.8	-79.2	9.42	2.07	2.09	0.23	0.64
SX For	-8.89	-0.62	-1.05	-113.6	-52.6	-57.4	116.9	-44.6	10.52	0.94	5.67	0.72	0.84
RR Gem	-9.69	-0.15	0.42	-52.5	233.3	24.2	48.7	234.1	12.70	8.81	0.73	0.06	0.18
SZ Gem	-9.88	-0.55	0.60	-264.8	-49.9	-14.8	267.2	-35.0	22.16	0.60	9.80	0.52	0.95
RR Gru	-7.07	-0.12	-1.58	84.8	160.1	31.2	-87.5	158.6	8.59	3.96	1.84	0.22	0.37
TW Her	-7.89	0.89	0.50	1.1	242.9	-7.3	26.2	241.5	10.15	7.74	0.61	0.06	0.13
VX Her	-7.87	0.44	0.62	-360.8	-40.0	-21.7	357.9	-60.3	35.08	0.82	2.69	0.08	0.95
VZ Her	-7.93	0.98	0.78	43.6	37.0	28.3	-38.8	42.1	8.37	0.70	4.26	0.77	0.84
AR Her	-8.26	0.83	0.97	-282.4	-200.8	-15.1	260.8	-228.2	31.23	4.59	3.94	0.13	0.74
CW Her	-7.49	1.62	1.55	-131.4	-17.6	-87.8	124.7	-45.0	9.20	1.11	6.30	0.99	0.78
GY Her	-7.57	1.67	1.70	-113.5	120.1	-47.7	136.7	92.8	10.11	2.09	4.17	0.48	0.66
SV Hya	-8.18	-0.62	0.51	-97.4	108.9	102.1	88.9	115.9	9.42	3.12	3.37	0.38	0.50
SZ Hya	-9.09	-1.02	0.57	224.3	-114.7	-71.3	-210.1	-139.0	18.01	3.30	2.87	0.16	0.69
WZ Hya	-8.73	-0.81	0.58	-52.8	-55.4	113.0	57.7	-50.3	9.32	1.34	5.50	0.76	0.75
DD Hya	-9.91	-1.18	0.64	-67.7	90.4	45.1	56.6	97.8	10.46	2.81	1.34	0.13	0.58
DH Hya	-9.44	-1.51	0.75	-268.6	-48.4	2.3	272.9	-5.4	21.92	0.12	17.45	1.59	0.99
ET Hya	-9.49	-1.34	0.55	-140.3	-83.5	-17.1	150.6	-63.0	12.41	1.38	1.47	0.14	0.80
IK Hya	-8.29	-0.55	0.40	-29.1	-136.4	-26.0	38.3	-134.2	8.52	3.67	0.61	0.07	0.40
V Ind	-7.99	-0.04	-0.48	306.6	-55.6	53.4	-306.3	-57.2	23.85	0.84	2.89	0.14	0.93
RR Leo	-9.04	-0.29	0.81	-88.5	154.4	24.2	83.5	157.2	10.46	4.71	1.04	0.10	0.38
RX Leo	-9.01	-0.29	1.66	242.7	57.2	-79.6	-244.4	49.4	19.38	1.08	8.43	0.49	0.89
SS Leo	-8.55	-0.67	1.03	-51.6	-17.3	36.0	52.8	-13.3	9.21	0.21	6.30	1.48	0.95
ST Leo	-8.66	-0.53	1.26	43.8	-66.6	68.1	-39.6	-69.2	9.05	1.71	4.02	0.54	0.68
AA Leo	-8.73	-0.80	1.87	55.0	-79.2	-85.5	-47.6	-83.9	9.80	2.19	4.01	0.47	0.64
AE Leo	-9.03	-0.73	2.24	324.5	52.0	-34.9	-327.7	25.7	33.48	0.43	26.03	1.31	0.97
AN Leo	-8.79	-0.98	1.82	188.9	-23.8	-180.2	-185.1	-44.5	18.19	1.56	15.09	1.48	0.84
AX Leo	-8.81	-0.79	1.93	-124.5	-166.8	33.1	138.8	-155.1	13.01	4.22	2.61	0.20	0.51
BX Leo	-8.75	-0.45	1.41	-95.3	62.8	-37.8	91.9	67.6	9.75	1.57	1.87	0.21	0.72
V LMi	-9.27	-0.30	1.32	321.8	41.9	16.6	-323.0	31.5	31.42	0.47	17.15	0.68	0.97
X LMi	-9.80	-0.06	1.77	150.2	37.7	2.8	-150.4	36.9	13.21	0.69	7.02	0.73	0.90
U Lep	-9.11	-0.53	-0.55	113.0	-114.3	8.9	-106.2	-120.7	10.74	3.18	0.63	0.06	0.54
VY Lib	-7.31	-0.13	0.66	227.0	-15.4	-119.4	-226.7	-19.3	14.94	0.23	10.17	1.13	0.97
CG Lib	-7.40	-0.31	0.54	-297.4	-72.7	38.7	300.2	-60.1	20.76	0.84	9.41	0.54	0.92
FW Lup	-8.18	-0.18	0.09	4.0	209.3	-8.6	-8.6	209.2	8.24	7.38	0.13	0.02	0.06
TT Lyn	-9.02	0.04	0.47	-131.1	100.9	-237.7	131.5	100.3	18.14	6.59	16.43	1.94	0.47
TW Lyn	-9.96	0.10	0.76	23.3	254.2	-53.4	-20.8	254.4	15.15	9.82	2.13	0.14	0.21
RR Lyr	-8.44	0.24	0.05	254.5	102.2	9.3	-251.4	109.4	18.36	2.08	0.21	0.01	0.80
RZ Lyr	-7.85	1.23	0.39	-271.9	146.1	-104.0	291.2	102.3	24.57	1.90	8.44	0.36	0.86
CN Lyr	-7.97	0.85	0.26	59.9	240.3	-3.5	-34.2	245.3	10.64	7.70	0.32	0.03	0.16
EZ Lyr	-7.95	1.21	0.39	-92.8	190.8	27.8	120.3	174.7	10.86	4.47	0.65	0.06	0.42
IO Lyr	-7.78	1.28	0.54	-257.0	112.7	111.6	272.0	69.2	20.04	1.64	6.87	0.35	0.85
KX Lyr	-8.16	0.86	0.34	-73.4	212.0	3.9	95.2	203.2	10.86	5.75	0.41	0.04	0.31
Z Mic	-7.54	0.27	-0.94	-100.2	173.8	-33.5	106.3	170.1	9.76	4.28	1.25	0.13	0.39
RV Oct	-7.99	-0.75	-0.36	-8.4	23.4	52.9	6.2	24.1	8.24	0.36	5.25	1.28	0.92
RY Oct	-7.50	-1.01	-1.00	-32.8	19.3	119.9	29.9	23.5	7.74	0.75	6.51	1.89	0.82
SS Oct	-7.62	-1.09	-0.88	57.2	-175.8	-22.5	-31.8	-182.1	7.98	5.59	1.02	0.13	0.18
UV Oct	-8.19	-0.40	-0.22	-213.4	-34.3	-116.5	214.8	-23.9	15.50	0.33	9.99	1.00	0.96

Positionen, Geschwindigkeiten und Bahndaten der Sterne. (Fortsetzung)

Name	X [kpc]	Y	Z	U [kms ⁻¹]	V	W	Φ	Θ	R_a [kpc]	R_p	z_{\max}	nze -	ecc -
UW Oct	-7.39	-1.27	-1.11	105.7	189.4	35.8	-136.3	168.7	11.00	3.96	1.58	0.14	0.47
ST Oph	-7.20	0.55	0.42	18.3	238.8	19.2	-0.1	239.5	8.79	7.22	0.56	0.06	0.10
V445 Oph	-7.78	0.10	0.39	-29.2	220.7	41.2	32.0	220.3	8.89	7.14	0.81	0.09	0.11
V455 Oph	-7.19	1.10	0.41	146.3	-33.1	154.4	-149.6	-10.5	10.16	0.57	9.71	4.76	0.89
TY Pav	-6.51	-1.12	-0.70	-6.0	-290.1	-31.4	55.1	-284.8	13.27	6.36	1.34	0.10	0.35
WY Pav	-7.00	-0.66	-0.46	-152.8	-33.8	148.8	155.3	-19.3	9.88	0.43	8.99	2.55	0.92
BH Pav	-6.82	-0.98	-0.82	395.5	121.4	-0.9	-408.8	63.8	49.41	0.76	18.88	0.41	0.97
BN Pav	-6.74	-0.78	-1.07	77.2	155.1	-58.2	-94.4	145.3	7.99	3.49	1.95	0.25	0.39
BP Pav	-6.83	-0.95	-1.17	241.3	-259.1	69.8	-203.5	-289.8	28.78	5.14	4.93	0.17	0.70
VV Peg	-8.21	1.44	-0.86	-37.1	204.9	-84.0	72.0	195.4	10.65	6.19	2.55	0.24	0.26
VZ Peg	-8.85	1.42	-1.04	26.3	-150.2	-68.8	-49.9	-144.1	9.39	4.79	2.48	0.27	0.32
AV Peg	-8.35	0.67	-0.31	-21.9	165.8	-16.5	35.1	163.6	8.62	4.91	0.39	0.04	0.27
BH Peg	-8.45	0.64	-0.51	204.5	-94.2	55.2	-211.0	-78.5	14.53	1.51	1.63	0.11	0.81
CG Peg	-8.28	0.97	-0.38	33.6	218.9	-2.6	-7.8	221.4	8.66	8.21	0.39	0.04	0.03
DH Peg	-8.35	0.39	-0.34	-46.5	172.8	22.9	54.5	170.5	8.98	5.11	0.52	0.06	0.27
DZ Peg	-8.57	1.35	-1.20	46.0	-115.2	53.9	-63.4	-106.7	9.32	2.84	1.88	0.20	0.53
AR Per	-9.05	0.26	-0.02	4.7	232.3	-26.4	1.9	232.4	10.26	9.05	0.40	0.04	0.06
RV Phe	-7.75	-0.34	-1.69	-307.7	-63.4	-184.6	310.2	-50.0	36.63	0.82	19.65	0.64	0.96
U Pic	-8.72	-0.99	-0.84	-0.7	229.2	-15.3	-25.1	227.8	10.23	8.46	1.01	0.10	0.09
RU Psc	-8.90	0.49	-0.50	-174.3	-139.0	2.8	166.5	-148.3	13.71	3.67	0.72	0.05	0.58
RY Psc	-8.67	0.92	-1.83	-281.3	-8.4	-85.7	278.8	-38.0	23.60	0.67	11.21	0.55	0.94
SS Psc	-9.07	0.63	-0.73	11.4	228.2	-6.7	4.5	228.5	10.13	9.09	0.80	0.08	0.05
XX Pup	-9.16	-1.00	0.18	-251.0	-74.0	-31.3	257.5	-46.2	19.36	0.80	9.29	0.58	0.92
HH Pup	-8.70	-0.95	-0.26	13.9	223.0	14.3	-38.1	220.2	10.01	7.80	0.35	0.04	0.12
HK Pup	-9.16	-0.80	0.10	-85.1	38.7	120.4	81.3	46.0	10.20	1.35	6.51	0.86	0.77
V338 Pup	-8.64	-0.48	-0.20	79.2	-119.0	27.7	-72.5	-123.2	9.36	3.23	0.46	0.05	0.49
X Ret	-8.29	-1.07	-1.09	-291.4	-35.0	10.9	293.5	2.7	22.07	0.11	17.93	1.69	0.99
V440 Sgr	-7.79	0.20	-0.26	-12.8	26.1	-25.0	13.5	25.8	7.83	0.38	4.87	1.26	0.91
V675 Sgr	-7.71	-0.02	-0.11	-113.8	220.1	-117.6	113.1	220.4	13.58	5.84	3.89	0.30	0.40
V796 Sgr	-6.81	-0.03	-0.87	-240.7	-66.4	-125.1	241.0	-65.5	14.64	1.38	5.32	0.37	0.83
V1646 Sgr	-7.04	0.29	-0.94	206.5	-149.0	-73.1	-212.6	-140.2	13.59	2.81	4.55	0.35	0.66
V494 Sco	-7.84	-0.03	-0.01	34.6	211.0	-18.7	-35.5	210.9	8.54	6.73	0.21	0.03	0.12
V690 Sco	-7.59	-0.14	-0.13	-56.6	197.1	33.8	52.9	198.1	8.49	5.81	0.48	0.06	0.19
RU Scl	-8.38	0.10	-0.79	-133.3	86.3	-67.2	134.3	84.7	10.66	1.92	2.02	0.20	0.70
SV Scl	-8.70	-0.23	-1.42	178.6	57.5	24.2	-180.1	52.6	13.08	0.96	6.45	0.64	0.86
UZ Scl	-7.83	0.23	-1.98	55.6	7.7	1.3	-55.4	9.3	8.27	0.23	5.84	1.32	0.94
VW Scl	-8.46	-0.25	-1.09	23.3	-13.6	12.0	-22.8	-14.3	8.85	0.20	5.95	1.49	0.96
VX Scl	-8.61	-0.42	-2.00	-118.8	-161.0	146.9	126.6	-155.0	13.50	6.30	9.12	0.89	0.36
AE Scl	-8.50	-0.26	-2.37	286.0	54.4	-10.5	-287.5	45.7	22.95	0.82	12.74	0.67	0.93
VY Ser	-7.94	0.06	0.55	-261.5	-61.2	109.5	261.0	-63.2	18.58	1.49	6.76	0.38	0.85
AN Ser	-7.88	0.27	0.68	-7.3	195.4	-26.6	14.0	195.0	7.98	6.47	0.84	0.11	0.10
AP Ser	-7.78	0.16	0.96	-13.3	-103.0	-27.9	11.1	-103.2	7.81	2.49	1.12	0.14	0.52
AR Ser	-7.27	0.17	1.21	-105.1	109.5	331.9	107.7	107.0	30.61	5.94	28.63	2.51	0.67
AT Ser	-7.44	0.34	1.02	-14.6	179.8	-47.0	22.9	178.9	7.59	5.54	1.47	0.20	0.16
AV Ser	-7.56	0.19	0.71	-27.5	225.1	-15.4	33.0	224.3	8.82	7.08	0.86	0.10	0.11

Positionen, Geschwindigkeiten und Bahndaten der Sterne (Fortsetzung)

Name	X [kpc]	Y	Z	U [km s ⁻¹]	V	W	Φ	Θ	R_a [kpc]	R_p	z_{\max}	nze -	ecc -
T Sex	-8.80	-0.45	0.46	-22.2	150.0	-50.4	14.5	151.0	8.86	4.80	1.18	0.13	0.30
RV Sex	-8.80	-1.43	1.38	-108.9	135.8	54.1	85.7	151.5	10.62	4.58	2.14	0.20	0.40
HH Tel	-6.81	-0.21	-0.83	91.0	123.8	16.4	-94.8	120.9	7.93	2.52	0.87	0.12	0.52
HY Tel	-6.85	-0.51	-1.11	-39.0	185.0	-130.3	25.0	187.4	8.11	6.10	3.63	0.49	0.14
MT Tel	-8.07	-0.07	-0.17	79.1	-114.1	182.1	-78.1	-114.8	10.03	4.96	7.38	1.01	0.34
RW TrA	-7.62	-0.63	-0.29	-61.1	220.0	42.3	42.7	224.3	9.18	6.94	0.78	0.09	0.14
W Tuc	-8.06	-0.72	-1.15	67.7	94.0	37.7	-75.8	87.6	8.78	2.00	1.46	0.17	0.63
YY Tuc	-7.57	-0.64	-1.56	59.0	3.1	63.2	-59.1	-1.9	8.74	0.05	6.51	2.35	0.99
AM Tuc	-7.99	-0.91	-1.20	15.0	-64.1	65.1	-7.7	-65.4	8.21	1.54	3.73	0.57	0.68
AO Tuc	-8.03	-0.49	-1.03	28.3	-41.9	145.5	-25.8	-43.6	8.32	1.49	7.07	1.52	0.70
BK Tuc	-7.11	-1.59	-1.99	-218.6	-161.5	-11.6	248.6	-109.8	16.82	1.99	6.39	0.42	0.79
RV UMa	-8.66	0.45	0.91	67.7	-64.1	-41.8	-70.9	-60.5	9.26	1.30	1.67	0.21	0.75
SX UMa	-8.72	0.52	0.99	-255.4	-43.9	-82.5	252.3	-59.1	19.29	1.14	9.12	0.55	0.89
TU UMa	-8.70	-0.07	0.65	-144.8	-13.5	27.4	144.9	-12.4	11.03	0.18	7.71	1.40	0.97
AB UMa	-8.80	0.24	0.94	-23.5	117.9	-26.6	26.7	117.2	8.92	3.28	1.16	0.13	0.46
AF Vel	-8.24	-1.02	0.16	274.1	65.3	70.6	-280.0	31.2	20.45	0.46	11.16	0.69	0.96
FS Vel	-8.23	-1.49	0.36	349.4	31.1	136.8	-349.4	-31.8	41.00	0.57	30.77	1.14	0.97
ST Vir	-7.73	-0.19	1.07	54.1	127.3	-41.0	-57.2	126.0	8.26	3.20	1.39	0.17	0.44
UU Vir	-8.42	-0.43	0.79	-146.3	136.2	-39.6	139.1	143.6	11.51	3.66	1.71	0.15	0.52
UV Vir	-8.28	-0.74	1.47	-13.9	-65.7	-28.0	19.7	-64.2	8.36	1.46	1.64	0.21	0.70
AF Vir	-7.65	-0.07	1.43	-300.5	-68.2	155.2	301.0	-65.6	29.88	0.98	11.73	0.43	0.94
AM Vir	-7.83	-0.69	0.98	174.2	15.8	-121.6	-174.9	0.4	12.96	0.01	10.69	2.69	1.00
AS Vir	-7.92	-0.88	1.38	224.0	-11.6	-151.3	-221.4	-36.2	18.36	0.51	9.14	0.62	0.95
AT Vir	-8.06	-0.64	1.21	-162.6	-254.0	212.4	182.1	-240.5	36.76	5.99	19.61	0.63	0.72
AU Vir	-7.86	-0.59	1.25	111.2	29.5	3.6	-113.1	21.0	9.47	0.29	6.18	1.28	0.94
AV Vir	-8.06	-0.31	1.55	272.4	12.7	50.9	-272.7	2.2	19.64	0.06	17.91	6.07	0.99
BB Vir	-8.01	-0.17	1.10	-207.9	45.4	32.4	206.9	49.9	13.40	0.79	6.15	0.59	0.89
BC Vir	-7.88	-0.46	1.86	157.0	128.9	-62.7	-164.3	119.6	12.32	2.66	2.84	0.23	0.64
BQ Vir	-8.02	-1.01	1.96	114.1	118.3	70.8	-128.0	103.1	10.24	2.88	4.91	0.55	0.56
BN Vul	-8.12	0.63	0.04	25.1	-91.0	58.8	-32.1	-88.8	8.38	2.05	0.95	0.13	0.61
FK Vul	-7.64	2.09	-0.56	204.5	55.7	-45.7	-182.6	107.7	12.16	2.23	1.67	0.14	0.69

Distanz größer ist als 9 kpc. Diese Sterne bleiben auf ihrer Bahn immer außerhalb der Sonnenbahn (s. Tabelle 2.2).

63 der 217 RR Lyrs haben boxenförmige Orbits. Sie bleiben immer nahe der galaktischen Scheibe. Darunter sind 27 Sterne, deren Bewegung in ϖ in der Ebene nur sehr gering ist. Zu diesen Sternen gehören z.B. AACMi, ANSer, ARPer und ATSer auf der 1. Seite der Abb. 2.5. Weitere 34 RR Lyrs aus dieser Gruppe bleiben zwar auch immer in der galaktischen Ebene, sie haben aber sehr exzentrische Bahnen. Dazu gehören unter anderen KX Lyr, RU Psc, SU Dra, X Ari und andere mehr.

Auch RR Lyrae, der Namensgeber dieser Sterne, bleibt auf seiner Bahn in der galaktischen Ebene mit z_{\max} von nur 0.21 kpc und $nze = 0.01$. Aber seine Bahn ist nicht die Bahn eines Scheiben-Sterns, da sie eine Exzentrizität von $ecc = 0.8$ aufweist mit $R_a = 18.4$ kpc und $R_p = 2.1$ kpc.

154 RR Lyrs zeigen chaotische Bahnen wie z.B. die Orbits von AE Leo, AE Scl, AF Vir,

Tabelle 2.2: Die Verteilung der 217 RR Lyrae Sterne in R_p , R_a und z_{\max} .

Distanz	< 1 kpc	1 – 8 kpc	≥ 8.5 kpc
	N		
R_p	65	144	8
R_a	–	34	183
z_{\max}	44	121	52

AM Vir, AQ Cnc und AR Ser auf der 1. Seite der Abb. 2.5. Diese Orbits gehen quer durch die Galaxis. Sie gehen zum Teil sehr nahe an das galaktische Zentrum heran. Andererseits erreichen sie auch riesige apogalaktische Entfernungen, als weiteste $R_p \simeq 51$ kpc (für SX Aqr).

Die Statistik der Kreisbahngeschwindigkeit Θ wird in dem Histogramm 2.4 gezeigt. In der Gruppe der RR Lyrs gibt es 87 Sterne mit einer retrograden Bahn. Wenn man die Merkmale dieser retrograden RR Lyrs mit denen der Sterne mit prograder Bahn vergleicht, ergeben sich charakteristische Unterschiede. Alle RR Lyrs mit retrograder Bahn haben eine Metallizität von $[\text{Fe}/\text{H}] < -0.45$ (s. Kap. 2.3.2). Auch die Exzentrizität ihrer Bahnen ist hoch (s. Abb. 2.6). Während sich die Exzentrizität der Bahnen der prograden Gruppe über die ganze Breite von 0 bis 1 erstreckt (mit einzelnen Minima und auch Spitzenwerten), haben die retrograden RR Lyrs ein starkes Maximum bei $ecc \simeq 0.9$.

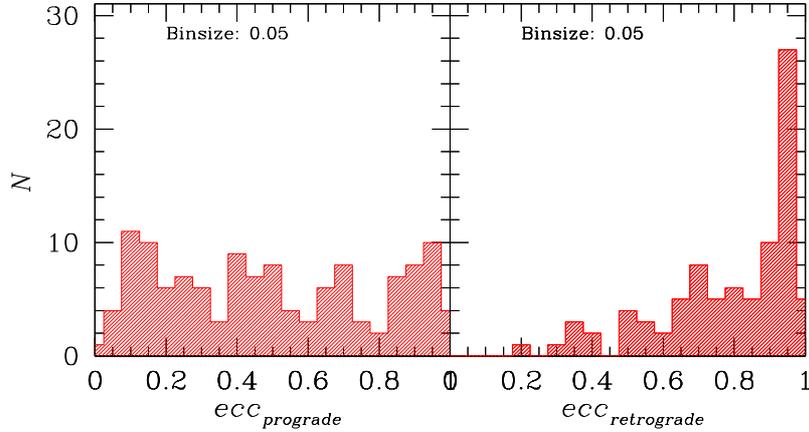


Abbildung 2.6: Histogramm der Exzentrizitäten der RR Lyrs mit prograder Kreisbahn ecc_{prograde} (links) und retrograder Bahn $ecc_{\text{retrograde}}$ (rechts). Während die Sterne mit prograder Bewegung Bahnen aller Exzentrizitäten haben, überwiegen bei den retrograden Bahnen solche mit hoher Exzentrizität mit einem Maximum bei $ecc \simeq 0.9$.

Betrachtet man alle 217 RR Lyrs, so zeigt sich, dass die Exzentrizität ecc der Bahnen und die Werte von nze weite Bereiche füllen (s. Abb. 2.7). Die meisten Sterne haben Orbits mit $ecc > 0.45$. Bei $ecc \simeq 0.6$ gibt es schwaches lokales Minimum. Die Spitze bei $ecc = 0.9$ rührt zum größten Teil von den Exzentrizitäten der Sterne mit retrograden Orbits her.

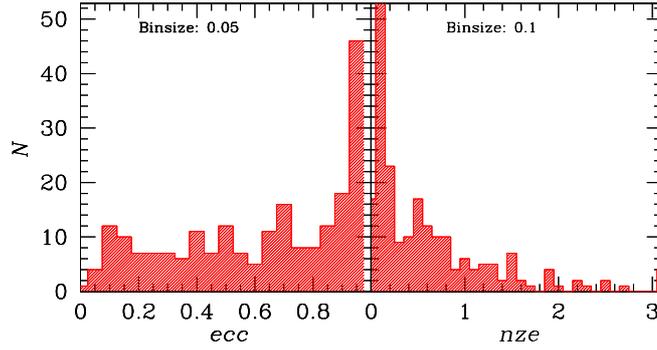


Abbildung 2.7: Histogramm der Verteilung von ecc (links) und nze (rechts) aller RR Lyrae Sterne des Sampels. Die RR Lyrae zeigen bei niedrigen Exzentrizitäten eine flache Verteilung sowie ein Maximum bei $ecc \simeq 0.9$. Die Werte für nze liegen zum größten Teil zwischen 0 und 1. Sie weisen bei $nze \simeq 0.4$ ein lokales Minimum auf und zeigen einen langen Abfall bis zu $nze = 3$.

Die Verteilung der normalisierten z -Höhe hat bei niedrigen Werten $nze < 0.2$ ein Maximum, ein lokales Minimum bei $nze = 0.4$, dem wieder eine Spitze bei $nze \simeq 0.6$ folgt. Von den 217 RR Lyrae haben 109 $nze \leq 0.4$. Nur 45 liegen bei höheren Werten und erreichen $nze \geq 1$. In der Verteilung der normalisierten z -Höhe macht es keinen Unterschied, ob man die RR Lyrae mit prograden oder mit retrograden Bahnen betrachtet. Das Aussehen des nze Histogramms ändert sich nicht. Beide Gruppen zeigen hohe Maxima bei niedrigen Werten von nze und einen langen flachen Abfall.

2.2.3 Kinetische Parameter und Populations Typ

Die Form der Bahn eines Sterns gibt schon einen Hinweis auf die Population, der der RR Lyrae angehört. Sterne der *Scheiben-Population* haben Orbits ähnlich denen der Sonne, die eher kreisförmig sind und nahe der galaktischen Scheibe bleiben. Die Daten dieser Gruppe von RR Lyrae lassen keine eindeutige Trennung von Sternen der Dünne bzw. Dicken Scheibe zu, zumal diese Trennung nicht gut definiert ist. Die *Halo-Population* besteht aus Sternen, deren Bahnen entweder nicht in der galaktischen Ebene verlaufen, oder stark exzentrisch sind. Neben der Form der Bahn ist ihre Exzentrizität ein zweites Kriterium für die Populationszugehörigkeit. Sterne mit so großen Exzentrizitäten entstanden wahrscheinlich außerhalb der Scheibe der Milchstraße.

Durch die Orbit-Parameter der RR Lyrae, die weiter oben diskutiert wurden (s. Abb. 2.4 und 2.7), lassen sich die Populationen daher nur ungenau trennen. Halo-Sterne werden definiert als Sterne mit $\Theta < 100 \text{ km s}^{-1}$ oder $ecc > 0.4$ oder $nze > 0.4$. Jedes einzelne dieser Kriterien würde ausreichen, den Stern als Halo-Stern zu charakterisieren.

Von den 217 Sternen haben nach diesen Berechnungen 140 RR Lyrae $\Theta < 100 \text{ km s}^{-1}$, 153 RR Lyrae $ecc > 0.4$ und 108 Sterne $nze > 0.45$. 163 Sterne erfüllen wenigstens einen der angegebenen Parameter. Daraus folgt, dass nur 54 RR Lyrae der Gruppe kinematisch als klassische Scheiben-Sterne angesehen werden können.

2.2.4 Populationszugehörigkeit und Skalenhöhe

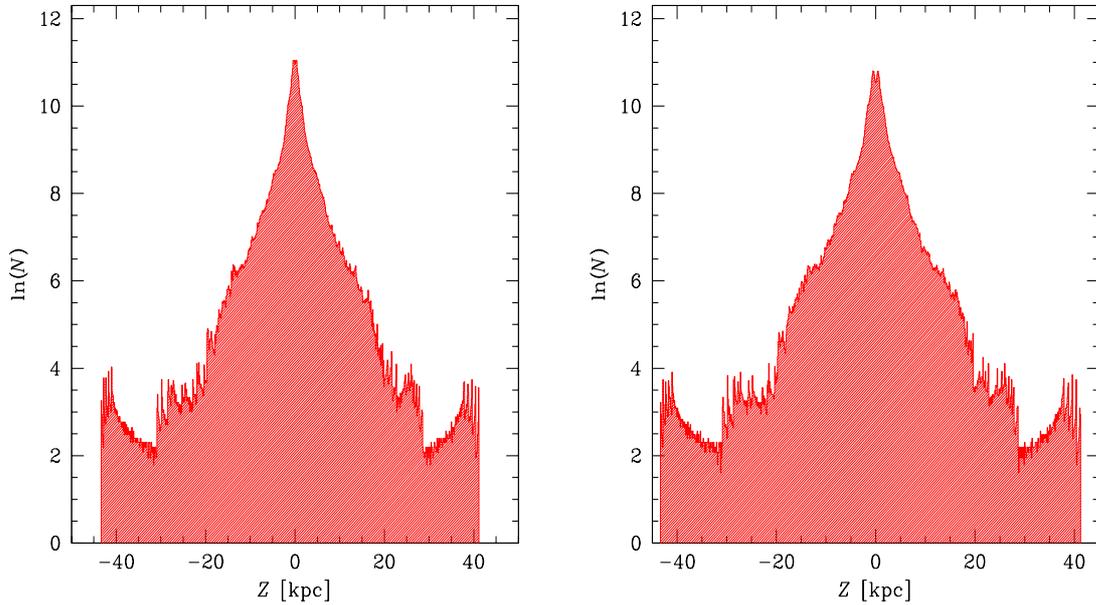


Abbildung 2.8: Die Wahrscheinlichkeit der z -Höhen Verteilung der RR Lyrs. Links die Verteilung aller Sterne des Sampls, rechts der Sterne, die eine z -Höhe von $z_{max} > 0.5$ kpc überschreiten. Die Zacken bei $|z| > 20$ kpc zeigen die Beiträge einiger weniger Sterne zur Statistik der Bahnen.

Zur Bestimmung der Skalenhöhe wurde aus der Summe aller Orbits die Wahrscheinlichkeitsverteilung der z -Entfernungen aller RR Lyrs des Sampls ermittelt. Diese Verteilung entspricht dem statistischen z -Dichte Gradient (weitere Details in de Boer et al. 1997b). Die Wahrscheinlichkeits-Verteilung wurde mit einer Exponentialgleichung

$$\ln N(z) = \ln N_0 - \frac{z}{h}, \quad (2.2)$$

gefittet. N_0 ist die lokale Dichte in der galaktischen Ebene und h ist die Skalenhöhe. Die Steigung der $\log N$ gegen z Verteilung ergibt die Skalen-Höhe.

Abb. 2.8 zeigt die Wahrscheinlichkeits-Verteilung für alle 217 RR Lyrs der Gruppe (links) und für die Sterne, die eine maximale z -Höhe von $z_{max} > 0.5$ kpc überschreiten (rechts). Diese Sterne werden im allgemeinen der Halo-Population zugezählt. Dieses Histogramm weist eine geringfügig breitere Verteilung auf, als das aller RR Lyrs (links). Hier fehlt die Spitze, die von den Sternen, die in der Ebene der Milchstraße bleiben, gebildet wird. Die Bin-Breite beträgt in beiden Histogrammen 50 pc.

In der Abb. 2.9 wird der Fit der Steigung der z -Höhen Verteilung gezeigt. Wie bei der Größe des Sampls auch nicht anders erwartet wurde, sind die rechte und die linke Seite des Histogramms nicht identisch, aber die Unterschiede sind nur gering. Es wurden auf beiden Seiten des Histogramms jeweils eine Gerade an den mittleren, steilen und den

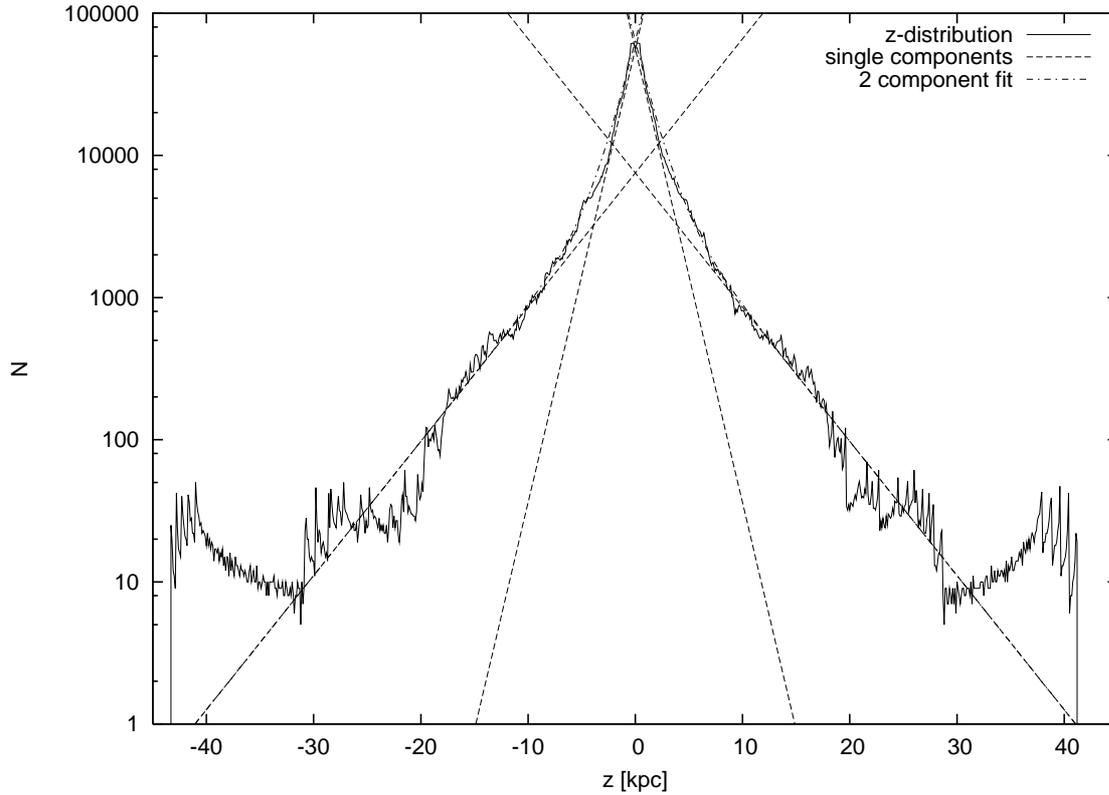


Abbildung 2.9: Die Wahrscheinlichkeit der z -Höhen Verteilung aller Sterne des Sampels, durch die Summierung der einzelnen $N(z)$ -Statistik mit Zeit-Schritten von 1 Myr mit dem besten Fit zur Trennung der Populationen. Die gestrichelte Linie zeigt den 2 Komponenten Fit der logarithmischen Verteilung, basierend auf den Skalen-Höhen von $h = 1.3 \pm 0.1$ kpc für die “Scheiben Komponente” und $h = 4.5 \pm 0.3$ kpc für die “Halo Komponente”.

Tabelle 2.3: Die Ergebnisse des Fits der z -Wahrscheinlichkeitsverteilung von Fig. 2.9: Die Skalenhöhe, h [kpc], wird für jede Komponente angegeben. Die Dichte N_0 ist als Verhältnis der Dichten von Halo und Ebene angegeben.

fit	Disk ^a	Halo	$N(0)_{\text{Halo}} / N(0)_{\text{Disk}}$
	h [kpc]	h [kpc]	
Linke Seite	1.25	4.47	0.16
Rechte Seite	1.30	4.60	0.16
Endwerte	1.28	4.54	0.16

a) Dicke und Dünne Scheibe können nicht getrennt werden.

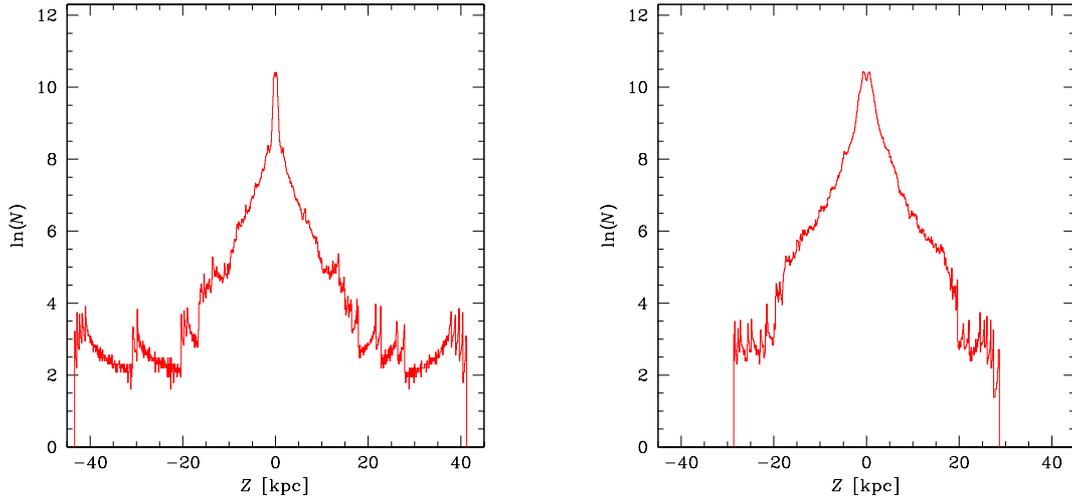


Abbildung 2.10: Die Wahrscheinlichkeit der z -Höhen Verteilung aller Sterne des Samples, die heute eine z -Höhe $z_{\text{heute}} < 0.5$ kpc haben (links), bzw. die heute eine z -Höhe $z_{\text{heute}} > 0.5$ kpc haben. In dem linken Histogramm deutet sich eine mögliche Trennung in 3 Komponenten an.

flacheren seitlichen Abfall angefüttet. Als Intervall für den steilen Abfall wurde $[0.3:2.8]$ bzw. $[-2.9:-0.3]$ verwandt, für den flacheren waren die Intervalle $[4.9:33]$ bzw. $[-33:-5]$. Die Ergebnisse beider Seiten sind sehr ähnlich.

Daraus ergaben sich Skalenhöhen wie in Tabelle 2.3 angegeben.

Als endgültiger Fit wurde 1.28 ± 0.1 kpc für den mittleren Teil und 4.54 ± 0.3 kpc für die flacheren Seiten angenommen. Das Verhältnis der Dichten der Verteilung ist $N(0)_{\text{halo}}/N(0)_{\text{disk}} = 0.16$. Dieses Ergebnis wurde nach mehreren Versuchen ermittelt, bei denen sowohl die Grenzen der Intervalle verändert wurden, als auch die Bin-Größe des Histogramms. Die angegebenen Werte entsprechen am besten den Daten der statistischen z -Verteilung.

Die steile, mittlere Komponente der z -Verteilung kann als die Scheiben-Population der Milchstraße interpretiert werden, die flachere Verteilung an den Seiten als Population des galaktischen Halos.

Der Versuch, drei Komponenten an die z -Höhen Verteilung anzufitten, ergab keine vernünftigen Resultate. Mit diesen Daten ist daher keine Trennung der Scheiben-Population in die der Dicken und der Dünnen Scheibe möglich.

In der Statistik der z -Verteilung lassen sich mindesten zwei Populationen trennen. Sterne der Scheiben-Population bleiben immer nahe der galaktischen Ebene, während die Halo-Population größere z -Höhen erreicht. Um die Trennung der Populationen und die gefundenen Skalenhöhen zu überprüfen, wurden Tests mit Untergruppen der RR Lyr's vorgenommen.

Zuerst wurde die Sterne ausgewählt, die heute in der galaktischen Scheibe stehen bei $z_{\text{heute}} < 0.5$ kpc (s. Abb. 2.10), sowie die komplementäre Gruppe mit $z_{\text{heute}} > 0.5$ kpc. In dem Histogramm der ersten Gruppe deutet sich eine Trennung der Dicken und Dünnen

Scheiben-Komponente an. Es wurde daraus eine Skalenhöhe von 0.38 ± 0.03 kpc für die Dünne Scheibe ermittelt. Dieser Wert ist nur wenig höher als der von Chen et al. (2001) angegebene Wert. Allerdings enthält die Gruppe der RR Lyrs mit $z_{\text{heute}} < 0.5$ kpc nur 63 Sterne. Damit ist eine sichere Bestimmung der Skalenhöhe nicht möglich. Deswegen muß festgestellt werden, dass die Trennung von Dünner und Dicker Scheibe in dieser Gruppe von RR Lyrs nicht deutlich wird.

Als zweites wurde eine Trennung der Sterne nach der maximal erreichten z -Höhe vorgenommen. Die eine Untergruppe bestand aus Sternen mit $z_{\text{max}} < 0.5$ kpc. Diese Gruppe (s. Tabelle 2.5) besteht per Definitionem nur aus Sternen, die immer dicht an der galaktischen Ebene bleiben, während die komplementäre Untergruppe $z_{\text{max}} > 0.5$ kpc im wesentlichen aus Sternen der Halo-Population bestehen sollte. Die Gruppe mit $z_{\text{max}} < 0.5$ kpc zeigt in dem z -Verteilungs Diagramm $\ln N$ gegen z nur eine schmale Spitze um $z = 0$ kpc. Dieses wird im Kapitel 2.4 weiter ausgeführt.

Die andere Untergruppe mit $z_{\text{max}} > 0.5$ kpc zeigt eine z -Statistik, die der aller 217 RR Lyrs sehr ähnlich ist (s. Abb. 2.8). Es ergibt sich eine Skalenhöhe von 4.6 ± 0.3 kpc für die Halo-Komponente, abhängig von der Wahl der Bin-Breite und den gesetzten Intervallen der z -Verteilung. Dieser Wert unterscheidet sich kaum von dem Wert, der für das ganze Sampel mit 4.54 kpc ermittelt wurde (s. Tabelle 2.3). In dem Diagramm ist auch noch die Scheiben-Komponente vertreten, und zeigt die selbe Skalenhöhe wie sie für alle RR Lyrs der Gruppe ermittelt wurde. Dies ist nicht erstaunlich, da die Skalenhöhe für die Scheiben-Population 1.3 kpc beträgt. Dass die Scheiben-Komponente in diesen Diagramm so deutlich sichtbar wird, zeigt auch, dass sie viele Sterne enthält, deren Bahnen über $z = 0.5$ kpc hinausgehen. Da beide Tests mit den verschiedenen Untergruppen miteinander konsistente Ergebnisse ergeben, kann ausgeschlossen werden, dass ein signifikanter Auswahlereffekt in der Gruppe der RR Lyrs vorliegt.

Mit der selben Methode fand Altmann et al. (2004), anhand von sdB Sternen eine Skalenhöhe von 0.9 kpc für die Scheiben-Population und von 7 kpc für die Halo-Population und Kaempf et al. (2005), anhand von RHB Sternen, eine Skalenhöhe von 5 kpc für die Halo-Komponente.

2.3 Statistik für Θ mit ecc, nze, [Fe/H]

2.3.1 Die Kreisbahngeschwindigkeit Θ

Die RR Lyrs dieser Gruppe haben eine mittlere Kreisbahngeschwindigkeit von $\Theta = 47 \text{ km s}^{-1}$. Sie verteilen sich aber über einen weiten Geschwindigkeits-Bereich - mit Extremwerten von $+277$ und -321 km s^{-1} (s. auch Tabelle 2.4).

Das Histogramm der Kreisbahngeschwindigkeit Θ (s. Abb. 2.4) zeigt die höchste Spitze nahe 0 km s^{-1} . Diese Gruppe von Sternen nimmt im eigentlichen Sinn nicht an der galaktischen Rotation der Scheibe teil. Martin & Morrison (1998 Abb. 3) zeigen ebenfalls ein solches Maximum der Geschwindigkeitsverteilung².

Das Toomre Diagramm (Abb. 2.11) macht die hohe Asymmetrie dieser Gruppe von RR Lyrs deutlich, die viele Sterne mit peculiar Geschwindigkeiten $v_{\text{pec}} > 100 \text{ km s}^{-1}$ enthält. Diese

²Die Resultate für Θ beruhen hier auf $\Theta_{\odot} = 0$.

Tabelle 2.4: U, V, W, Θ, Φ , Drehmoment, Exzentrizitäten und nze sowie die Streuung ihrer Werte der 217 RR Lyrae Sterne des Samples.

Untergruppe	N	\bar{U}	σ_U	\bar{V}	σ_V	\bar{W}	σ_W	$\bar{\Theta}$	σ_Θ	$\bar{\Phi}$	σ_Φ	\bar{I}_z	σ_{I_z}	\overline{ecc}	σ_{ecc}	\overline{nze}	σ_{nze}
						[km s ⁻¹]						[kpc km s ⁻¹]					
all	217	-3	158	+47	125	+3	85	+47	123	+5	159	+395	1027	0.61	0.30	0.63	0.79
[Fe/H] > -0.5	20	-2	48	+206	31	-3	38	+204	32	+3	53	+1718	356	0.19	0.13	0.09	0.11
[Fe/H] > -1	46	0	82	+165	93	-3	53	+168	90	+4	82	+1436	810	0.32	0.28	0.32	0.67
[Fe/H] ≤ -1	169	-4	173	+15	113	+5	92	+14	110	+6	175	+113	890	0.69	0.25	0.71	0.79
[Fe/H] ≤ -1.5	86	-25	177	-13	114	+5	97	-13	108	+27	181	-105	880	0.72	0.23	0.67	0.61
$ecc \leq 0.45^a$	61	-15	54	+195	40	-19	64	+196	40	+19	51	+1644	395	0.22	0.12	0.19	0.35
$ecc > 0.45$	149	+1	186	-2	92	+11	91	-3	88	0	188	-20	722	0.79	0.17	0.81	0.85
$P < 0.35$ d	19	-37	133	+44	116	+33	100	+44	115	+39	134	+387	990	0.59	0.30	0.64	0.49
$0.35 < P < 0.55$ d	104	+2	164	+68	137	+2	76	+68	135	+1	165	+583	1131	0.57	0.32	0.53	0.75
$P > 0.55$ d	94	-1	157	+22	108	-1	92	+21	106	+3	159	+170	861	0.68	0.26	0.74	0.87

a) ohne 7 Sterne mit retrograden Bahnen

Asymmetrie wird als Asymmetrische Drift bezeichnet. Damit wird der Effekt beschrieben, dass Sterne, die im Laufe der Zeit in der Galaxis sehr viele gravitative Begegnungen hatten, allmählich eine Bahn bekamen, die von der ursprünglichen Kreisbahn abweicht (Majewski 1993). RR Lyrs mit $\Theta \leq \Theta_{\text{LSR}}$ überwiegen in der Gruppe und die Streuung der Datenpunkte ist groß für Bahngeschwindigkeiten von Θ kleiner als der LSR. Nur wenige Sterne haben Geschwindigkeiten mit $\Theta \geq \Theta_{\text{LSR}}$. Das erklärt sich durch die großen Exzentrizitäten der Orbits der meisten RR Lyrs, die schon in Abschnitt 2.2.2 gezeigt wurden.

Die Bottlinger Diagramme (s. Abb. 2.12) verifizieren ebenfalls die Asymmetrie der Datenpunkte. Die RR Lyrs konzentrieren sich nicht bei Θ_{LSR} sondern zeigen große Unterschiede in den Bewegungen. Die Streuung der Bewegungen in W übertrifft die in Φ . Die Verteilung der Datenpunkte in beiden Abbildungen ist in Hinblick auf die $\Phi = 0$ Achse (Abb. 2.12, oben) und die $W = 0$ Achse (Abb. 2.12, unten) vergleichbar symmetrisch.

2.3.2 Diskussion der Metallizitäten im Zusammenhang mit den Bahnen und Perioden der RR Lyrs

In diesem Abschnitt soll der Zusammenhang von Bahn-Parametern mit den übrigen Parametern (Metallizität, Exzentrizität und Periode) der RR Lyrs betrachtet werden. Die untersuchten 217 wurden deswegen in verschiedene Untergruppen geteilt. (s. Tabelle 2.4). Dabei wurden nicht bewegungsabhängige Kriterien wie Metallizität und Periode aber auch der bahnabhängige Parameter Exzentrizität benutzt. Die Trennungen der einzelnen Gruppen wurden bei $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.5, -1, \text{ und } -1.5$, bei $ecc = 0.45$ und für die Periode bei $P = 0.35$ d und $P = 0.55$ d gesetzt.

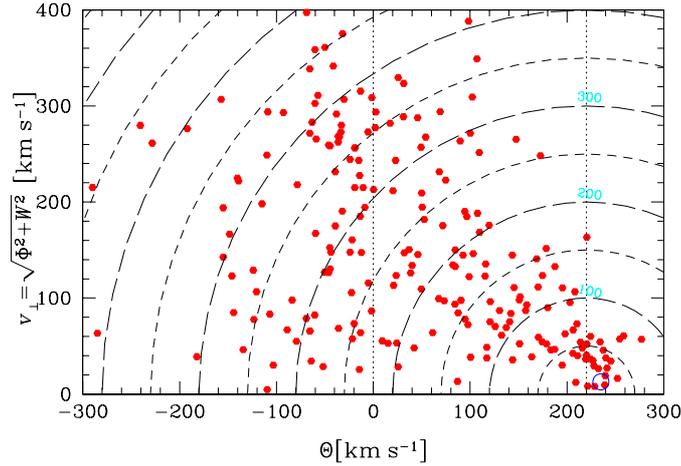


Abbildung 2.11: Das Toomre Diagramm von Θ gegen v_{\perp} , die Geschwindigkeit senkrecht zur galaktischen Ebene zeigt die Asymmetrie in der Bewegung der RR Lyrs. Die gestrichelten Kreise geben die Eigenbewegung $v_{\text{pec}} = \sqrt{\Phi^2 + W^2 + (\Theta - \Theta_{\text{LSR}})^2}$ in km s^{-1} an. Der kleine Kreis zeigt die Parameter der Sonne.

Metallizität

Metallizität ist kein bahnabhängiger Parameter. Sie alleine ermöglicht keine klare Trennung zwischen der Scheiben- bzw. Halo-Population der Sterne. Sterne mit einer Metallizität von $[\text{Fe}/\text{H}] \geq -1$ könnten Mitglieder der Scheiben-Population sein, entsprechend ihrer mittleren Kreisbahngeschwindigkeit $\bar{\Theta}$. Aber die Geschwindigkeits-Streuung ist mit $\sigma_{\Theta} \simeq 90 \text{ km s}^{-1}$ größer, als für eine reine Scheiben-Population erwartet wird. Schlußfolgerung daraus ist, das einige der Sterne dieser Gruppe Halo-Sterne sein müssen. Wahrscheinlicher ist es, die Sterne mit $[\text{Fe}/\text{H}] \geq -0.5$ als Scheiben-Sterne zu betrachten sind. Jedoch ist diese Untergruppe mit nur 20 Sternen sehr klein.

Die metallärmeren RR Lyrs mit $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -1$ sind Kandidaten für die Halo-Population. Diese Annahme wird auch durch die Werte dieser Untergruppe in $\bar{\Theta} = 14 \text{ km s}^{-1}$, $\sigma_{\Theta} = 110 \text{ km s}^{-1}$, $\overline{cc} = 0.69$ und $\overline{nz\bar{e}} = 0.71$ unterstützt. Die Geschwindigkeitswerte der metallarmen RR Lyrs in \bar{U} , \bar{V} und \bar{W} sind ähnlich denen mehrerer veröffentlichter Werte für Halo-Sterne (siehe Martin & Morrison (1998), Tabelle 5) auch wenn in dieser Arbeit die Grenze für Halo-Sterne noch metallärmer angesetzt wird. Deswegen sind in Tabelle 2.4 die Werte für RR Lyrs mit $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -1.5$ angegeben. Für diese Gruppe sind die gefundenen Werte in sehr guter Übereinstimmung mit früheren Untersuchungen (Martin & Morrison 1998, Chen 1999). Diese metallarme Gruppe von RR Lyrs hat eine Kreisbahnbewegung von $\bar{\Theta} = -13 \text{ km s}^{-1}$, das bedeutet eine mittlere retrograde Rotation in Bezug auf den LSR³.

Tabelle 2.5: 16 RRLyrs, deren Bahnen immer nahe der galaktischen Scheibe verlaufen ($z_{\max} < 0.5$ kpc).

Name	[Fe/H]	Θ [km s ⁻¹]	R_a [kpc]	R_p [kpc]	z_{\max} [kpc]	<i>ecc</i>
SW And	-0.24	206.0	9.43	7.25	0.47	0.13
AA CMi	-0.15	219.1	10.45	8.77	0.43	0.09
UY Cyg	-0.80	226.6	9.61	7.70	0.23	0.11
DM Cyg	-0.14	240.1	10.59	8.11	0.48	0.13
DX Del	-0.39	206.4	9.84	6.31	0.23	0.22
FW Lup	-0.20	209.2	8.24	7.38	0.13	0.06
RR Lyr	-1.39	109.4	18.37	2.08	0.21	0.80
CN Lyr	-0.58	245.3	10.64	7.70	0.32	0.16
KX Lyr	-0.46	203.2	10.86	5.76	0.41	0.31
AV Peg	-0.08	163.6	8.63	4.91	0.39	0.27
CG Peg	-0.50	221.4	8.67	8.21	0.39	0.03
AR Per	-0.30	232.4	10.26	9.06	0.40	0.06
HH Pup	-0.50	220.2	10.01	7.81	0.35	0.12
V338 Pup	-2.16	-123.2	9.36	3.24	0.46	0.49
V494 Sco	-1.01	210.9	8.54	6.73	0.21	0.12
V690 Sco	-1.16	198.1	8.49	5.81	0.48	0.19

Tabelle 2.6: [Fe/H] und Periode der 217 RR Lyrae Sterne des Sampels.

Untergruppe	N	$\overline{[\text{Fe}/\text{H}]}$	$\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]}$	$\overline{\text{Period}}$ d	σ_{Period}
all	217	-1.33	0.51	0.51	0.12
[Fe/H] > -0.5	20	-0.28	0.16	0.44	0.06
[Fe/H] > -1	46	-0.55	0.30	0.44	0.09
[Fe/H] ≤ -1	169	-1.54	0.32	0.53	0.11
[Fe/H] ≤ -1.5	86	-1.80	0.23	0.56	0.12
<i>ecc</i> ≤ 0.45 ^a	61	-0.90	0.57	0.47	0.09
<i>ecc</i> > 0.45	149	-1.48	0.36	0.53	0.11
$P < 0.35$ d	19	-1.39	0.48	0.29	0.07
$0.35 < P < 0.55$ d	104	-1.11	0.51	0.47	0.05
$P > 0.55$ d	94	-1.58	0.40	0.62	0.06

a) ohne sieben Sterne mit retrograder Bahn

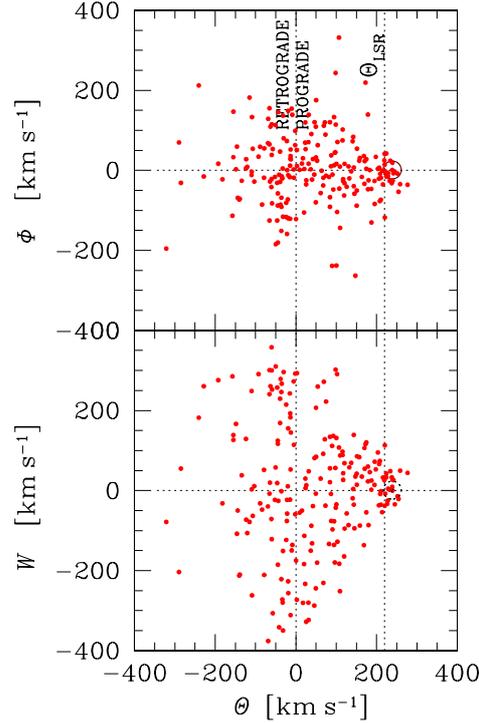


Abbildung 2.12: Bottlinger und $\Theta - W$ Diagramme zeigen die Kreisbahngeschwindigkeit der RR Lyrae Sterne gegen die Geschwindigkeit zum galaktischen Zentrum (Φ , oben) und senkrecht zur galaktischen Ebene (W , unten). Der Kreis gibt die Werte der Sonne an.

Exzentrizität der Bahn

Es wird allgemein behauptet, dass die Exzentrizität der Bahn die RR Lyrs in jüngere und ältere unterteilt, denn die Scheiben-Sterne sind auf ihrer Bahn häufigen gravitativen Interaktionen ausgesetzt, wodurch es zu Abweichungen von der ursprünglich kreisförmigen Bahn kommt. Die Unterteilung der Sterne bei $ecc = 0.45$ zeigt den erwarteten Zusammenhang mit den kinematischen Parametern (s. Tab. 2.4). Besonders Auffällig ist hier der Unterschied der beiden Gruppen in \bar{I}_z . Diese Unterteilung der RR Lyrs zeigt aber keine ausgesprochene Korrelation zur Metallizität der RR Lyrs.

Aus der Untergruppe mit $ecc \leq 0.45$ wurden 7 Sterne ausgeschlossen, die retrograde Orbits haben (Tab. 2.4). Diese 7 RR Lyrs haben eine durchschnittliche Kreisbahngeschwindigkeit von $\bar{\Theta} = -165 \text{ km s}^{-1}$ und eine mittlere Geschwindigkeitsstreuung von $\sigma_{\Theta} = 56 \text{ km s}^{-1}$. Auch Chiba & Yoshii (1997) berichten von Halo-Sternen mit Bahnen kleiner Exzentrizität. Diese Ergebnisse zeigen, dass eine niedrige Exzentrizität eines Orbits nicht immer bedeutet, dass der Stern zur Scheiben-Population gehört. Die 61 Sterne mit $ecc \leq 0.45$ und prograden Bahnen, deren Bahngeschwindigkeit im Durchschnitt $\bar{\Theta} = 196 \text{ km s}^{-1}$ beträgt, sind wahrscheinliche Kandidaten für Sterne der Dünnen und Dicken Scheibe.

³Die Resultate für Θ , die in der Literatur angegeben sind, beruhen manchmal auf $\Theta_{\odot} = 0$, manchmal aber auch auf $\Theta_{\odot} = 220 \text{ km s}^{-1}$

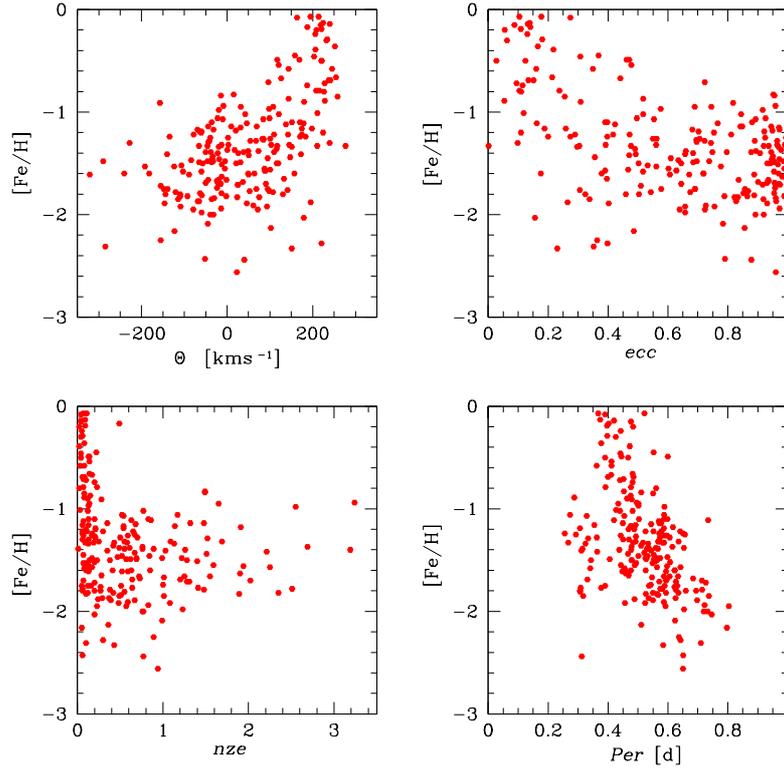


Abbildung 2.13: Das Diagramm zeigt die Metallizität $[\text{Fe}/\text{H}]$ gegen die Kreisbahngeschwindigkeit Θ (oben links), ecc (oben rechts), nze (unten links) und die Periode (unten rechts). RR Lyrs mit $[\text{Fe}/\text{H}] > -1$ zeigen Orbits, die denen der galaktischen Scheibe ähneln. Die metallarmen Sterne haben beides sowohl Scheiben- wie auch Halo-Bahnen. Diese weisen ein geringeres Θ , große Exzentrizität ecc , und eine große normalisierte z -Distanz nze auf. Im Diagramm $[\text{Fe}/\text{H}]$ gegen die Periode (unten rechts) zeigen sich 3 Gruppen von Sternen. Genauer dazu siehe Abschnitt 2.3.2.

Pulsations-Periode

Die Pulsations-Periode der RR Lyrs steht in Beziehung mit der Masse der Sterne und diese hängt von der Entwicklung des Sterns in der Vergangenheit ab.

Die beiden Gruppen mit Pulsations-Perioden von $P < 0.35$ d und $P > 0.55$ d zeigen einen geringeren Metallgehalt als die große dritte Gruppe mit Perioden von $0.35 < P < 0.55$ d. Diese Gruppe hat den größten Metallgehalt und die größte Streuung $\sigma[\text{Fe}/\text{H}]$. Sie ist daher keine einheitliche Untergruppe der RR Lyrs. Die großen Unterschiede innerhalb dieser Gruppe zeigt auch die Tabelle 2.4. Die Streuung in U , V , Θ , Φ , I_z und ecc ist in dieser Untergruppe größer als in den Gruppen mit anderen Perioden. Dies zeigt sich auch in Abbildung 2.13 (unten rechts).

Die Gruppe mit Perioden von < 0.35 d enthält die RRc Sterne mit einem Metallgehalt von $-2 < [\text{Fe}/\text{H}] < -1$. Die Metallizität der 2. Gruppe reicht von sonnenähnlichen Werten bis $[\text{Fe}/\text{H}]$ von $\simeq -2$. Diese sind RRab Sterne, deren Metallizität mit zunehmender Periode abnimmt. Diese Gruppe umfaßt die meisten der 217 untersuchten RR Lyrs. In dieser

Gruppe sind Sterne mit unterschiedlichem Metallgehalt und voneinander abweichenden Bahnparametern vereint (s. Tab. 2.6). Diese Unterschiede legen nahe, dass diese Sterne RR Lyrs ganz verschiedenen Alters repräsentieren.

Die dritte Gruppe mit Perioden $\simeq 0.6$ d sind ebenfalls RRab Sterne, aber mit geringerem Metallgehalt. Diese Gruppe bildet für die Feldsterne unter den RR Lyrs das Äquivalent zu den RR Lyrs in den Osterhoff II Kugelsternhaufen. Diese letzte Gruppe ist eine relativ kleine Untergruppe mit langen Perioden und geringer Metallizität von $[\text{Fe}/\text{H}] < -1.6$.

Die Parameter $[\text{Fe}/\text{H}]$ und Periode der RR Lyrs sind in Tabelle 2.6 zusammengestellt. RR Lyrs mit $ecc > 0.45$ haben einen geringeren Metallgehalt ($\overline{[\text{Fe}/\text{H}]} = -1.48$) als die mit $ecc < 0.45$ ($\overline{[\text{Fe}/\text{H}]} = -0.90$), wie man es auch erwartet. Wie in Tabelle 2.4 wurden auch hier die 7 RR Lyrs mit retrograden Bahnen und $ecc < 0.45$ ausgeschlossen. Der Grund dafür ist, dass diese Sterne nicht zu der Gruppe der Sterne geringer Exzentrizität zugerechnet werden können, die Kandidaten für Scheiben-Sterne sind. Diese Gruppe retrograder RR Lyrs hat einen geringen Metallgehalt von $\overline{[\text{Fe}/\text{H}]} = -1.85$.

Alle Parameter der RR Lyrs

Abbildung 2.13 zeigt die Daten der Tabellen 2.4 und 2.6 in graphischer Form: Metallizität $[\text{Fe}/\text{H}]$ gegen Kreisbahngeschwindigkeit Θ (oben links), ecc (oben rechts), nze (unten links), und Periode (unten rechts). Wenn man die RR Lyrs in eine metallarme und eine metallreiche Gruppe unterteilt wie in Layden (1995), zeigt sich, dass die Geschwindigkeiten für RR Lyrs mit $[\text{Fe}/\text{H}] > -1$ eine andere Verteilung haben als die der metallärmeren Sterne. RR Lyrs mit $[\text{Fe}/\text{H}] > -1$ haben alle prograde Bahnen mit Kreisbahngeschwindigkeiten wie Scheiben-Sterne von $\overline{\Theta} = 168 \text{ km s}^{-1}$ und niedrigem ecc und nze . Aber die Trennung ist nicht absolut. Einige RR Lyrs mit sehr geringen Metallgehalt von $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -1.5$ haben ein $\Theta \simeq 200 \text{ km s}^{-1}$, $ecc < 0.4$ und $nze < 0.2$. Altmann & de Boer (2000) kamen zu dem selben Ergebnis jedoch mit einer sehr viel kleineren Gruppe von RR Lyrs.

Diese Ergebnisse stimmen auch mit denen von Chiba & Yoshii (1998) überein, die berichten, dass sogar Sterne mit sehr geringer Metallizität “nearly circular orbits with $ecc < 0.4$ ”, “ungefähr kreisförmige Bahnen mit $ecc < 0.4$ ” haben können. Sterne mit großer Metallizität haben eine Kinematik wie Scheiben-Sterne. Jedoch geringe Metallizität - für sich alleine genommen - gibt noch keine ausreichende Auskunft über die Form der Bahn des Sterns. Ebenso ist eine Exzentrizität von < 0.4 allein kein Kriterium für eine Populationszugehörigkeit eines Sterns. Chiba & Beers (2000) finden bei ihrer Untersuchung an metallarmen Sternen “a remarkable discontinuity of the rotational properties of the Galaxy”, “eine bemerkenswerte Unstetigkeit der Rotations-Eigenschaften der Galaxis” bei $[\text{Fe}/\text{H}] \simeq -1.7$ (siehe ihre Abbildung 3). Dies konnte in der vorliegenden Arbeit nicht bestätigt werden. Die hier untersuchten RR Lyrs zeigen eine kontinuierliche Verteilung in Θ , ecc und nze im ganzen Bereich der Metallizität von $-2 < [\text{Fe}/\text{H}] < -1$.

2.4 Diskussion der Ergebnisse

Orbits von 217 RR Lyrs konnten berechnet werden, und eine Statistik der z -Verteilung wurde ermittelt. Dieses führte zu einer Skalenhöhe von ($h_{\text{disk}} \simeq 1.3 \text{ kpc}$) für der Scheiben-Population der RR Lyrs dieser Gruppe und von ($h_{\text{halo}} \simeq 4.5 \text{ kpc}$) für die Gruppe der

Halo-Sterne. Bei der Analyse der Parameter Θ , ecc , nze , und $[Fe/H]$ für jeden der 217 Sterne wurde deutlich, dass nur bei Einbeziehung aller Parameter ein Stern als Halo-Stern oder Mitglied der Scheiben-Population klassifiziert werden kann. Von den 217 Sternen sind 54 wirkliche Sterne der Scheiben-Population und 163 sind Sterne des galaktischen Halos. In dieser Gruppe gibt es 87 RR Lyrs mit retrograden Bahnen. Im Rahmen dieser Arbeit wurden deren Eigenschaften mit denen der Sterne mit prograden Bahnen verglichen. In der retrograden Sterngruppe gibt es keinen Stern mit einer Metallizität von $[Fe/H] > -0.9$ (siehe Abb. 2.13 oben links). Diese retrograd rotierenden RR Lyrs unterscheiden sich nicht von den übrigen Sternen in z_{\max} oder ihrer Periode, aber die Werte dieser Gruppe für $\overline{ecc} = 0.79$, $\sigma_{ecc} = 0.20$, $\overline{nze} = 0.79$ und $\sigma_{nze} = 0.79$ sind größer als die der prograden Halo-Sterne von etwa der selben Metallizität. Es muß deswegen abschließend festgestellt werden, dass die meisten Sterne des Sampels Halo-Sterne sind.

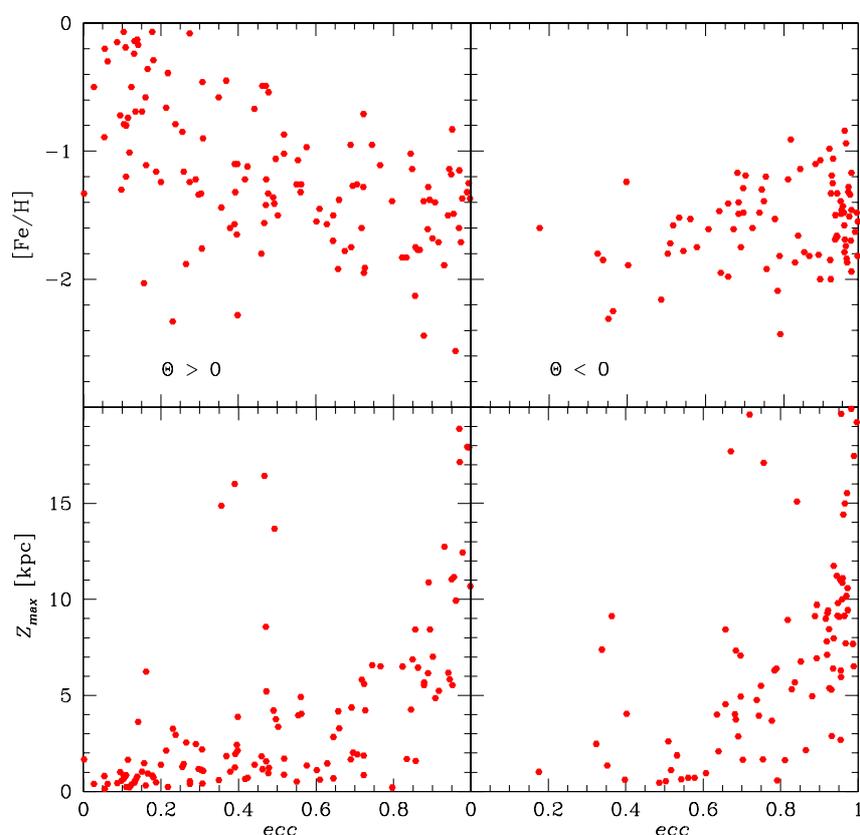


Abbildung 2.14: Diagramme ecc gegen $[Fe/H]$ (oben) und Z_{\max} (unten). Auf der **linken** Seite sind nur RR Lyrs mit prograden Bahnen ($\Theta > 0$) geplottet, auf der **rechten** Seite nur solche mit retrograden Orbits ($\Theta < 0$). Die Exzentrizitäten der prograden RR Lyrs verteilen sich über den ganzen Bereich von ecc während die retrograden Sterne überwiegend höhere Exzentrizitäten aufweisen.

Eine andere Sicht der Daten ist in Abbildung 2.14 dargestellt. Hier sind $[Fe/H]$ und Z_{\max} getrennt für prograde und retrograde RR Lyrs gegen ecc geplottet. Für die prograden Sterne gibt es eine lückenlose Verteilung über den ganzen Bereich der Werte. Die retro-

graden RR Lyrs sind dagegen vornehmlich metallärmer und ihre Bahnen weisen größtenteils höhere Exzentrizitäten auf. Es gibt unter den retrograden RR Lyrs nur Sterne mit $[\text{Fe}/\text{H}] < -0.8$ und fast keine mit $\text{ecc} < 0.45$. Daraus muß geschlossen werden, dass die Gruppe der prograden RR Lyrs einen beträchtlichen Anteil von Sternen mit höherer Metallizität und Bahnen geringer Exzentrizität enthält, also jüngere Sterne, während die retrograde Gruppe ausschließlich RR Lyrs ohne Merkmale von Sternen der jüngeren Scheiben-Population enthält.

Besondere Betrachtung verdienen auch die Sterne, die auf ihrer Bahn keine größere Höhe als $z_{\text{max}} = 0.5 \text{ kpc}$ über der galaktischen Ebene erreichen. Diese Sterne sind in Tabelle 2.5 aufgeführt. Zwei dieser Sterne fallen durch einen geringeren Metallgehalt als die übrigen auf. Außerdem haben beide eine sehr exzentrische Bahn. Dies sind RR Lyr selber und V338 Pup, der eine retrograde Bahn hat. Zwei von 16 Sternen, die immer dicht bei der galaktischen Scheibe bleiben, haben also keine Bahn wie sie der Scheiben-Population entspricht sondern erweisen sich als Sterne, die der Halo-Population angehören.

Chiba & Beers (2000) veröffentlichten eine Liste von Sternen mit den Kriterien $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -1$, $\text{ecc} \leq 0.2$ und $183 < \Theta < 225 \text{ km s}^{-1}$, die auch 3 RR Lyrs enthielt. In der hier untersuchten Gruppe fanden sich 7 Sterne, die diese Kriterien erfüllen: Die 3 Sterne, die von Chiba & Beers (2000) gefunden wurden (AV Ser, ST Oph, und V494 Her), und zusätzlich noch TZ Aqr, RX Eri, V690 Sco und AT Ser. Dies bestätigt, dass es metallarme Sterne mit klassischen Scheiben-Bahnen gibt. Diese Sterne können Teil einer metallarmen Dicken Scheibe oder - in zwei Fällen (V494 Sco und V690 Sco) - mit $z_{\text{max}} < 0.5 \text{ kpc}$ sogar Kandidaten für die Dünne Scheibe sein.

2.5 Halo Verteilung der RR Lyrae Sterne

Die räumliche Verteilung der RR Lyrs und anderer HB-Sterne ist schon verschiedentlich untersucht worden. In einer ersten Studie leitete Plaut (1965) eine Skalenhöhe von RR Lyrs in der Sonnenumgebung von $\simeq 2.3 \text{ kpc}$ ab. In seiner Arbeit berichtet Majewski (1993) Skalenhöhen für die "intermediate population II" von $\simeq 1.5 \text{ kpc}$ für RR Lyrs. In den meisten Fällen benutzten diese Studien photometrische Entfernungen möglicherweise zusammen mit der Kenntnis der Radialgeschwindigkeit. Die Eigenbewegungen der Sterne sind bislang nur in Einzelfällen mit berücksichtigt worden.

Die Skalenhöhe, die hier durch die Orbit-Statistik abgeleitet wurde, kann mit den Ergebnissen anderer Studien verglichen werden.

Kinman et al. (1994) benutzen BHB-Sterne mit Farben zwischen dem blauen Rand des RR Lyrs-Streifens und der Überschneidung der HB-Sterne mit der Hauptreihe (also eher HBA Sterne), um die Struktur des Halos mit einem statistisch vollständigem Sempel abzuleiten. Sie nehmen eine sphärische radiale Verteilung an von der Form:

$$\rho = \rho_0 R_{\text{gal}}^{-3.5} \quad (2.3)$$

Sie finden, dass die Verteilung ihrer HBA Sterne dieser Annahme entspricht. In dieser Arbeit wurde die z -Verteilung mit der barometrischen Formel (siehe Formel 2.2) berechnet, und es ergibt sich eine Skalenhöhe von $\simeq 5 \text{ kpc}$ (siehe Abb. 2.9). Wenn die Ergebnisse der Dichte der radialen Verteilung und die einer exponentiellen vertikalen Verteilung am Ort

der Sonne ($\varpi = 8.5 \text{ kpc}$) verglichen werden, werden Dichteverteilungen $N(z)$ gefunden, die für $5 < z < 20 \text{ kpc}$ nur um 20% voneinander abweichen (die barometrische Formel ergibt geringfügig steilere Werte). Deswegen zeigen die Ergebnisse der RR Lyr Bahnrechnungen eine räumliche Verteilung ähnlich der für HBA Sterne des Sampel von Kinman et al. (1994).

Die mittlere Raum-Dichte der RR Lyrs in Sonnennähe wurde von Amrose & Mckay (2001) abgeleitet. Sie erhalten für unterschiedliche Entfernungen von der Sonne unterschiedliche Werte. Aber ihr Resultat ergibt zusammengefaßt $\rho = 5 \pm 1 \text{ Sterne kpc}^{-3}$. Sie leiten auch eine vertikale Verteilung her und geben Fits mit der barometrischen Formel. Dabei erhalten sie Skalenhöhen zwischen 0.75 und 1.8 kpc mit einem einzelnen Exponentialfit. Von der Abbildung 5 in Amrose & Mckay (2001) wird jedoch klar, dass die RR Lyrs bei niedrigen z -Werten mit $h \simeq 1 \text{ kpc}$, eine steilere Verteilung zeigen - bei größeren z -Werten über $h > 2 \text{ kpc}$ aber eine flachere Verteilung. Dieses gleicht den Ergebnissen dieser Arbeit.

Mit den Daten dieser Untersuchung kann keine absolute Dichte der RR Lyrs bestimmt werden. Jedoch konnte das Verhältnis von $N(0)_{\text{halo}}/N(0)_{\text{disk RR Lyrs}} = 0.16$ zusammen mit dem Wert von Amrose & Mckay von $\rho = 5 \pm 1 \text{ Sterne kpc}^{-3}$ benutzt werden. Des weiteren kann das Verhältnis der Dichten zusammen mit den Skalenhöhen, die für die Scheiben- und Halo-Komponenten abgeleitet wurden, genutzt werden, um das Verhältnis aller RR Lyrs in diesen Komponenten zu erhalten. Das Verfahren gleicht dem, dass von de Boer (2004) für sdB Sterne verwandt wurde. Aus dieser Rechnung ergibt sich, dass unsere Galaxis ungefähr halb so viele Halo-RR Lyrs hat wie Scheiben-RR Lyrs. Da das Verhältnis der Dichten möglicherweise von systematischen Effekten beeinflusst ist und auch die Skalenhöhen in den verschiedenen Untersuchungen nur gerade noch miteinander vereinbar sind, muß dieses Gesamt-Verhältnis der RR Lyr Sterne als vorläufiger Wert angesehen werden.

Die Daten des Sloan Digital Sky Survey (SDSS) enthalten zahlreiche HB Sterne auch in sehr großen Höhen über der Milchstraßen-Ebene (see, e.g., Yanny et al. 2000, Sirko et al. 2004). Vivas et al. (2001), die Daten der QUEST Durchmusterung für RR Lyrs benutzen, finden eine Überdichte von RR Lyrs bei 50 kpc Entfernung von der Sonne. Sie vermuten, dass diese Überdichte Teil des Sternstroms ist, der mit der Sagittarius Zwerg Galaxie in Zusammenhang steht. Auf Grund dieser Ergebnisse der neuen Durchmusterungen kann geschlossen werden, dass der Halo - auf großen Skalen - anscheinend sehr inhomogen ist. Die Werte der RR Lyr Verteilung in verschiedenen Richtungen und bei unterschiedlichen Entfernungen variieren sehr.

Carbrera-Lavers et al. (2007) untersuchen die Struktur der Galaxis anhand des 2MASS Surveys für hohe galaktische Breiten. Sie benutzen dafür die Sterne des Red Clumbs. Für die Dünne und Dicke Scheibe (der Halo wird hier nicht untersucht) finden sie eine Abhängigkeit der Skalenhöhe von der galaktischen Länge. Die Skalenhöhe, die Carbrera-Lavers et al. ermitteln, liegt für die Dicke Scheibe bei $754 < h_z < 1127 \text{ pc}$. Dieser Wert ist etwas geringer als der hier festgestellte. Es bleibt aber zu bedenken, dass Carbrera-Lavers et al. (2007) ihre Ergebnisse mit einer anderen Sterngruppe erzielt haben und dass sie sich auf Sterne in hohen galaktischen Breiten beschränken. Wenn nicht nur der Halo sondern auch die galaktische Scheibe eine inhomogene Struktur aufweist, reicht diese Beschränkung schon aus, um unterschiedliche Resultate zu erreichen.

2.6 Schlußfolgerungen

Es gibt RR Lyrs in der Milchstraße sowohl als Mitglieder der Scheiben- wie auch der Halo-Population. Die Halo Sterne wurden anhand der Form ihrer Bahn in der Milchstraße von den Scheiben-Sternen unterschieden. Von den 217 RR Lyrs sind 163 oder 75 % Mitglieder der Halo-Population. Unter ihnen ist eine retrograd rotierende Gruppe von 87 RR Lyrs. Das sind mehr als die Hälfte der Gruppe der Halo-Sterne. Die vertikale räumliche Verteilung, die mit der Methode der Orbit-Statistik gefunden wurde, gleicht bis zu einer Höhe von $z = 20$ kpc der, die in anderen Studien mit klassischen Methoden gefunden wurde. Außerdem konnte gezeigt werden, dass es RR Lyrs gibt, deren Orbits ständig in der galaktischen Ebene der Milchstraße verlaufen, die aber dennoch Mitglieder der Halo-Population sind.

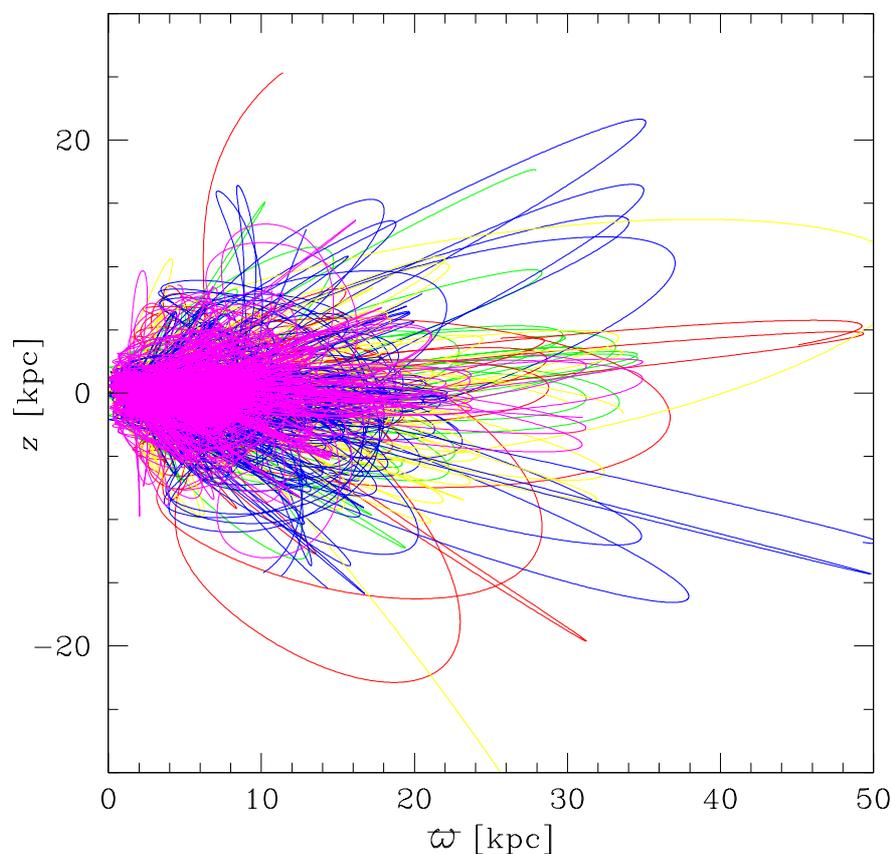


Abbildung 2.15: Die Bahnen aller RR Lyrs des Samples in meridionalen Schnitten übereinandergelegt. Hier sind alle Bahnen gezeigt, die berechnet wurden, aber nur für jeweils 1 Milliarde Jahre zurück.

Abbildung 2.15 zeigt - als Abschluß dieses Kapitels - die Bahnen aller RR Lyrs des Samples in meridionalen Schnitten übereinandergelegt. Sie wurden hier aber nur für eine Milliarde Jahre zurückgerechnet, da sich sonst alle Orbits überdeckt hätten. Das galaktische

Zentrum ist auf dieser Abbildung links in der Mitte. Die Orbits reichen bis zu einer Entfernung von über 50 kpc in den Raum hinaus und erreichen Höhen von über 20 kpc über der Ebene der Milchstraße. Sie erfassen somit den gesamten Raum unserer Galaxis. Diese Darstellung zeigt anschaulich die Vielfalt und Größe der Bahnen der RR Lyr in unserer Milchstraße.

Kapitel 3

Kinematik und Orbits der RR Lyrs im Potential nach Dehnen & Binney

Es gibt mehrere Modelle, in denen das Gravitationspotential der Milchstraße beschrieben wird. Eins davon ist das Modell von Allen & Santillan (1991a) (später AS genannt), das allen Berechnungen der Kinematik der RR Lyrs im Kapitel 2 zugrunde gelegt wurde. Weitere stammen von Flynn et al. (1996), Johnston et al. (1995) und Dehnen & Binney (1998) (später DB genannt).

Dieses Kapitel behandelt die Kinematik der RR Lyrs, die mit dem Potential von Dehnen & Binney (1998) berechnet wurden, und vergleicht sie mit dem zuvor benutzten Potential von Allen & Santillan (1991a). Dehnen & Binney (1998) benutzen verschiedene Profile der galaktischen Scheibe und des sphärischen Potentials der Milchstraße. In ihrem Potential "2b" benutzen sie als Ausgangswerte $\varpi_{\odot} = 8.5 \text{ kpc}$ und $\Theta_{\odot} = 231 \text{ km s}^{-1}$. Dieses Potential "2b" ist dem von Allen & Santillan (1991a) am ähnlichsten und wurde deswegen für diese Arbeit ausgewählt.

Um den Vergleich der beiden Potentiale eindeutig zu machen, wurden bei den Auswertungen die selben Programme benutzt (Odenkirchen & Brosche (1992)) wie bei den Auswertungen mit dem Potential von Allen & Santillan (1991a). Alle Berechnungen wurden für die selbe Gruppe der RR Lyrs wie im Kapitel 2 mit den gleichen zeitlichen Bedingungen für die Orbits, nämlich in der Zeit rückwärts für 10 Milliarden Jahre in Schritten von je 1 Million Jahren, durchgeführt.

3.1 Vergleich der Bahnen der RR Lyrs im Potential von DB und AS

3.1.1 Orbits

Abbildung 3.1 zeigt zweimal meridional Schnitte von je 18 RR Lyrs. Die Bahnen der RR Lyrs in der oberen Abbildung wurden mit dem Potential von AS berechnet, die in der unteren mit dem von DB. Es läßt sich erkennen, dass bei einigen Plots fast kein Unterschied zwischen den Orbits in beiden Potentialen festzustellen ist. So sind die Bahnen der Sterne in den beiden oberen Reihen in beiden Abbildungen (s. Abb. 3.1 oben und

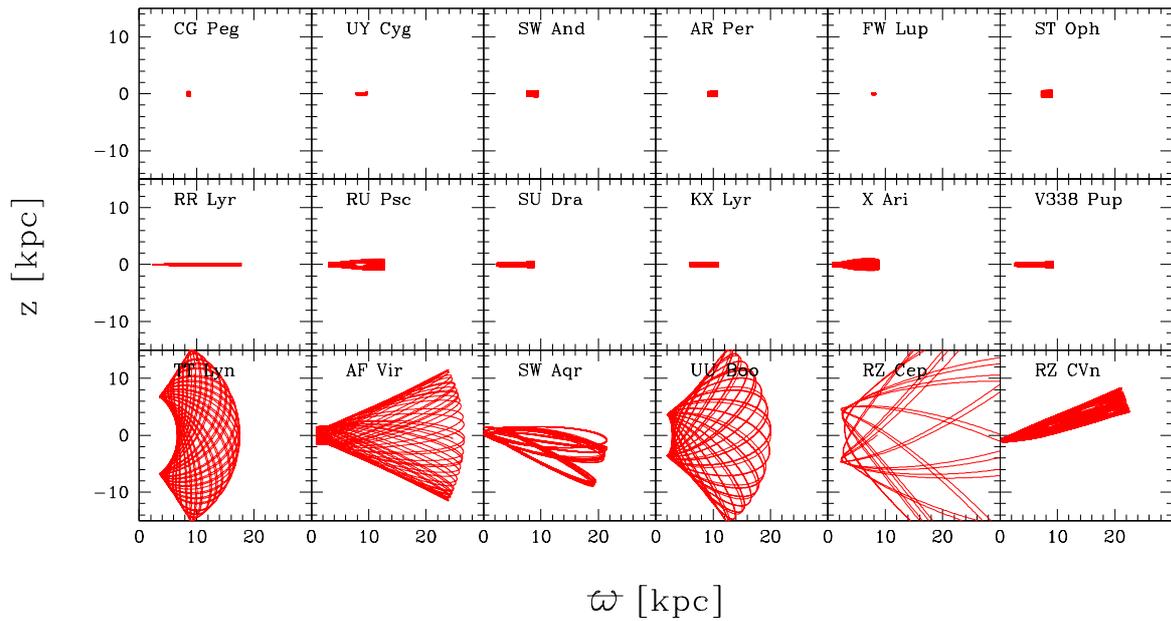
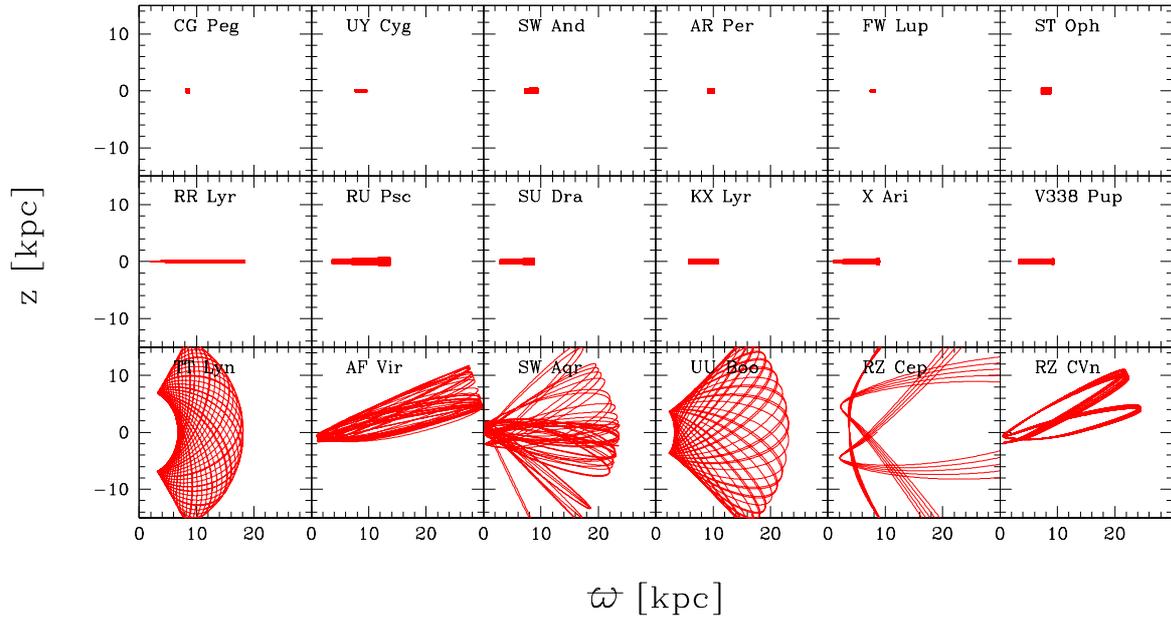


Abbildung 3.1: Die Orbits von 18 RR Lyrers gezeigt in meridionalen Schnitten. Die Orbits der oberen Abbildung wurden mit dem Potential von Allen & Santillan (1991a) und die der unteren mit dem Potential von Dehnen & Binney (1998) berechnet. Alle Bahnen sind in der Zeit rückwärts für 10 Milliarden Jahre berechnet in Schritten von 1 Million Jahren, um die Form der Bahnen deutlich sichtbar zu machen.

Tabelle 3.1: Die Verteilung der 217 RR Lyrae Sterne in R_p , R_a und z_{\max} . In Klammern ist jeweils die Differenz zu der entsprechenden Verteilung der RRLyrs im Potential von Allen & Santillan (1991a) angegeben.

Distanz	< 1 kpc	1 – 8 kpc	\geq 8.5 kpc
	N		
R_p	65 (± 0)	143 (-1)	9 ($+1$)
R_a	– (± 0)	35 ($+1$)	182 (-1)
z_{\max}	43 (-1)	138 ($+17$)	36 (-16)

unten) nahezu gleich. Diese Sterne gehören zu denen mit boxenförmige Orbits (s. obere Reihen), beziehungsweise haben Bahnen, die immer in der galaktischen Ebene bleiben, aber sehr exzentrisch sind. Anders sieht es bei einigen Sternen mit chaotischen Bahnen aus, wie sie in Abbildung 3.1 in der jeweils unteren Reihe gezeigt werden. Nur zwei der 6 Sterne (TT Lyn und UU Boo) haben annähernd vergleichbare Orbits, während die Bahnen der anderen 4 (AF Vir, SW Aqr, RZ Cep und RZ CVn) deutlich voneinander abweichen. Trotz der Unterschiede differieren die Werte für nze und ecc (s. Formel 2.1) nur wenig. Einzige Ausnahme ist SW Aqr. Bei diesem Stern ergibt sich ein stark geänderter Wert von nze (s. Tab. 3.2).

Dass die Orbits nach DB und nach AS teilweise sehr unterschiedlich sind, wird in Abbildung 3.2 noch einmal deutlich gezeigt. Wie in Abb. 3.1 sind die Bahnen der jeweils 18 Sterne in der oberen Abbildung mit dem Potential von AS und in der unteren Abbildung mit dem von DB berechnet. Abbildung 3.2 zeigt Bahnen von RRLyrs, die extreme Werte aufweisen mit $R_a > 30$ kpc (obere Reihen), $z_{\max} > 12$ kpc (mittlere Reihen) und $R_p < 1$ kpc (untere Reihen). Diese Bahnen von Sternen mit extremen kinematischen Werten weichen auf Grund der unterschiedlichen Potentiale besonders deutlich voneinander ab. Die Orbits nach DB (Abb. 3.2 unten) erscheinen kompakter, geschlossener und - bis auf die der unteren Reihe - auch symmetrischer als die nach AS. Die größten Unterschiede in den Orbits der RRLyrs finden sich in den unteren Reihen beider Plots. Da diese Sterne sehr kleine perigalaktischen Entfernungen erreichen, wirken sich hier die Differenzen der Potentiale am stärksten aus. Auch in Kaempf et al. (2005) wurde bereits festgestellt, dass für die Orbits, die dicht an das galaktische Zentrum heran reichen, im "2b" Potential nach DB die Werte von R_a und damit auch ecc abnehmen.

Der Unterschied zwischen den Entfernungen R_p , R_a und z_{\max} , die die RRLyrs in beiden Potentialen erreichen, ist in Tabelle 3.1 aufgeführt. Trotz der sichtbaren Unterschiede bei einem Teil der Orbits in den beiden Potentialen, weichen die Werte dieser Parameter für die ganze Gruppe nur wenig voneinander ab. Im Potential von DB haben - wie auch bei AS - die Hälfte aller RRLyrs perigalaktische Entfernungen $R_p \leq 3$ kpc und 65 Sterne eine perigalaktische Entfernung von $R_p \leq 1$ kpc. Allerdings nähern sich bei den Berechnungen im Potential von DB 8 Sterne (XX And, SW Aqr, RU Cet, RX Col, BB Eri, SS Leo, VW Scl und TU UMa) näher als 0.1 kpc an das galaktische Zentrum an. Es sind dies andere RRLyrs und 5 Sterne mehr als im Potential von AS. Dagegen bleiben die selben 5 RRLyrs wie bei AS mit $R_p > 9$ kpc immer außerhalb der Sonnenbahn.

Die größten Differenzen zwischen den Ergebnissen aus beiden Potentialen ergeben sich bei

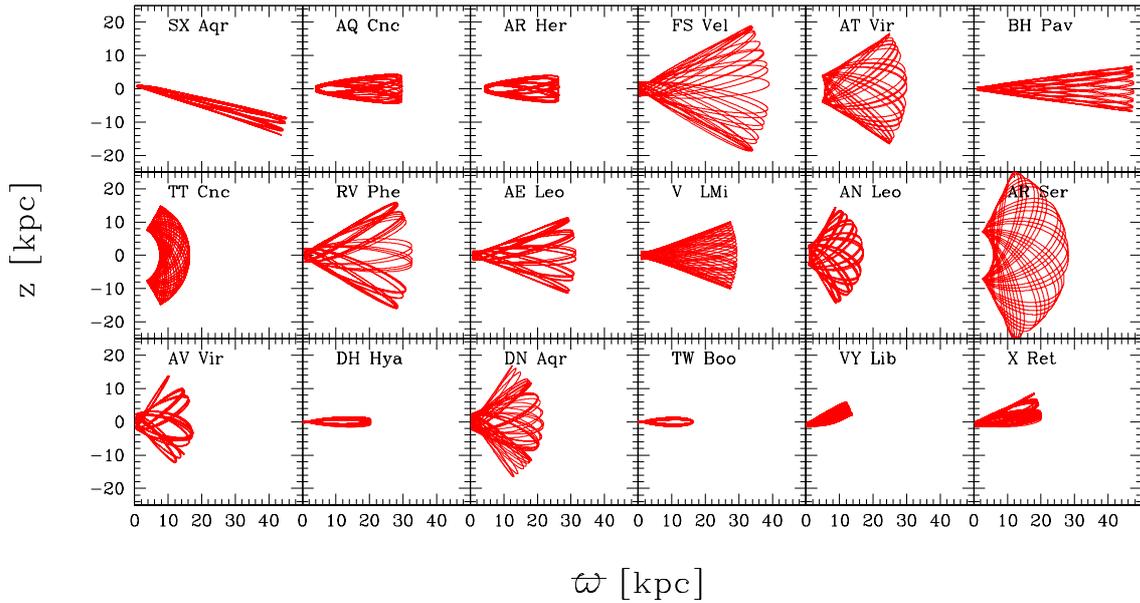
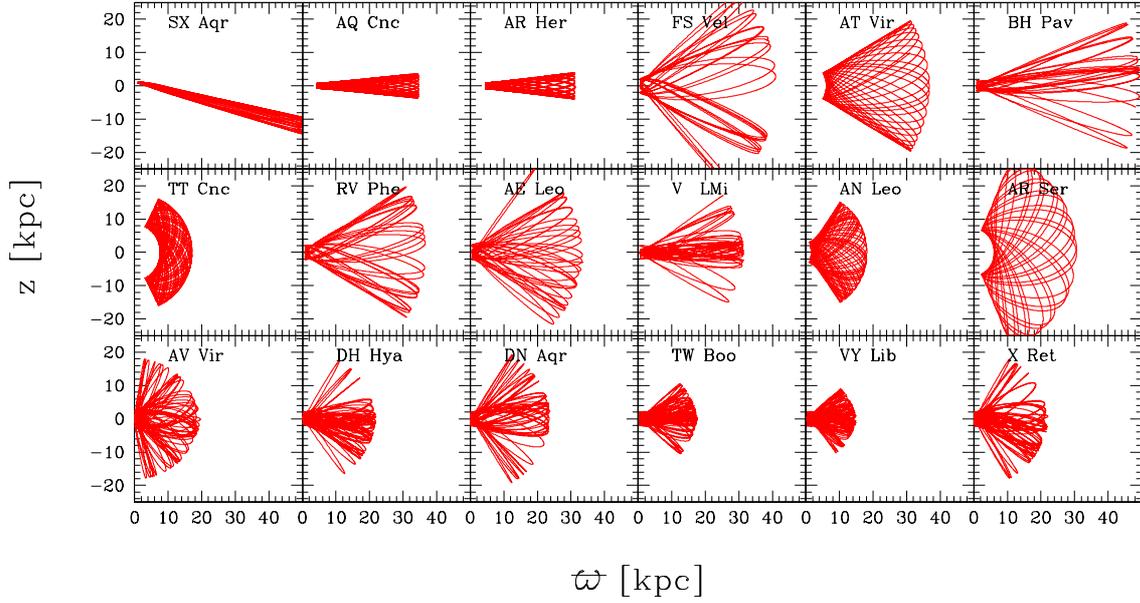


Abbildung 3.2: Die Orbits von zweimal 18 RR Lyrs gezeigt in meridionalen Schnitten. Die Orbits der oberen Abbildung wurden mit dem Potential von Allen & Santillan (1991a) und die der unteren mit dem Potential von Dehnen & Binney (1998) berechnet. Gezeigt sind die Bahnen für jeweils 6 Sterne, die extreme Werte von $R_a > 30$ kpc (obere Reihen), $z_{\max} > 12$ kpc (mittlere Reihen) und $R_p < 1$ kpc (untere Reihen) aufweisen. Alle Bahnen sind in der Zeit rückwärts für 10 Milliarden Jahre berechnet in Schritten von 1 Million Jahren.

Tabelle 3.2: Beispiele für z_{\max} und nze im Potential von AS und DB

Stern	UY Cyg	ST Oph	RR Lyr	X Ari	AF Vir	SW Aqr	UU Boo	RZ Cep
Pot.	z_{\max} [kpc]							
AS	0.227	0.558	0.206	0.572	11.729	19.904	17.099	43.299
DB	0.241	0.601	0.248	1.041	11.496	8.979	15.515	38.484
	nze							
AS	0.021	0.062	0.011	0.063	0.433	1.901	1.084	0.513
DB	0.025	0.067	0.014	0.140	0.482	0.473	1.226	0.397

z_{\max} (s. Tab. 3.1). Die Höhen, die die Sterne über der galaktischen Ebene erreichen, sind nach DB nicht immer kleiner als nach AS, aber nach DB ergeben sich weniger extreme Werte. Tabelle 3.2 zeigt Beispiele für Werte von z_{\max} und nze von Sternen aus Abbildung 3.2. Die vier ersten Spalten der Tabelle 3.2 geben die Werte (UY Cyg, ST Oph, RR Lyr und X Ari) für Sterne an, deren Bahnen in der galaktischen Scheibe verlaufen. Deren z_{\max} beziehungsweise nze weichen in beiden Potentialen nur wenig voneinander ab. Die vier letzten Spalten zeigen Werte für Sterne mit chaotischen Bahnen. Hier differieren die Werte in beiden Potentialen am stärksten. Zwei dieser Sterne (SW Aqr und RZ Cep) weisen einen extremen Unterschied für z_{\max} auf, Dieser tritt in dieser Größe nur insgesamt 6 mal auf. Alle anderen Werte liegen nahe beieinander oder differieren um 2-3 kpc (s. AF Vir und UU Boo).

Das Histogramm der Statistik der Kreisbahngeschwindigkeit Θ gleicht dem in Abbildung 2.4. Allerdings wirkt sich die größere Kreisbahngeschwindigkeit der Sonne Θ_{\odot} im Potential nach DB auf die Bahnen der RR Lyrs aus. So ergeben sich nach DB nur 77 Sterne mit retrograder Bahn im Vergleich zu 87 retrograden RR Lyrs im Potential nach AS.

Die Gruppe der retrograden RR Lyrs zeigt die gleichen charakteristischen Unterschiede zu den prograden wie im Abschnitt 2.2.2 angegeben. Nach DB gehören nur Sterne mit noch geringerer Metallizität von $[\text{Fe}/\text{H}] < -0.9$ zur retrograden Gruppe. Das Histogramm der prograden und retrograden RR Lyrs in ecc entspricht dem im Potential von AS (s. Abb. 2.7) mit einem starken Maximum der retrograden Gruppe bei Orbits mit $ecc > 0.9$. Für das gesamte Sempel der 217 Sterne bleiben die Ergebnisse nach DB von ecc und nze sehr ähnlich denen in Abbildung 2.6. Dort werden die Ergebnisse von AS dargestellt.

3.1.2 Einfluß des Potentials auf die Orbits

Bei den Orbits besteht ein direkter Zusammenhang zwischen Θ und R_p . Dieser Zusammenhang und die Differenzen, die sich in den Potentialen von AS und DB ergeben, wurde einer genaueren Untersuchung unterzogen. So sollte auch der Grund für die höhere Anzahl von RR Lyrs, die sich nach DB so nah an das galaktische Zentrum annähern, geklärt werden.

Für diese Untersuchung wurde mit XX And ein RR Lyr ausgewählt, der ein Θ nahe 0 km s^{-1} hat, und für dem sich im Potential von AS $\Theta = -14.1 \text{ km s}^{-1}$ und bei DB $\Theta = 0.8 \text{ km s}^{-1}$ ergibt. XX And hat eine Radialgeschwindigkeit von 0 km s^{-1} . Um im Ergebnis

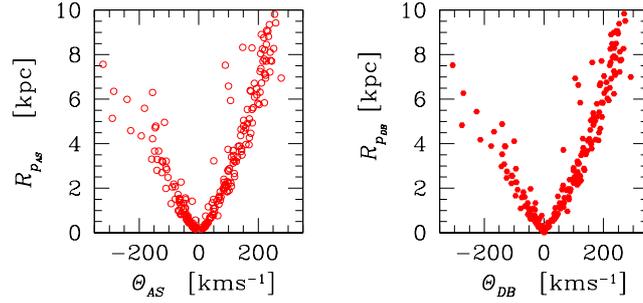


Abbildung 3.3: Θ gegen R_p im Potential nach AS (links) und DB (rechts).

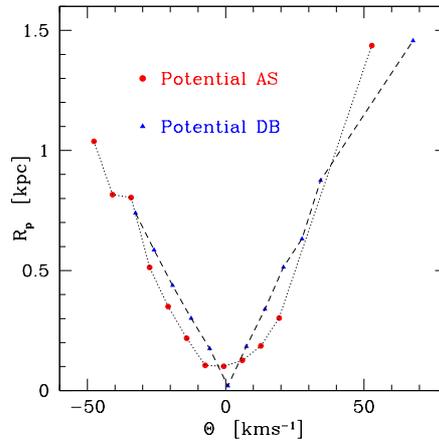


Abbildung 3.4: Untersuchung der Abhängigkeit von Θ und R_p in beiden Potentialen anhand eines Stern dessen Radialgeschwindigkeit in Schritten von 10 km s^{-1} künstlich variiert wurde und dessen Θ sich damit ebenfalls änderte. Besonders im Potential von DB führt die Bahn des Sterns sehr nahe an das galaktische Zentrum heran.

eine Variation der Werte von Θ zu erreichen, wurde in den Eingabewerten der Orbitprogramme die Radialgeschwindigkeit von $+50$ bis -50 km s^{-1} variiert in Schritten von je 10 km s^{-1} . Ein Wert von $+100 \text{ km s}^{-1}$ Radialgeschwindigkeit wurde zusätzlich hinzugefügt. Mit diesen Eingabewerten wurden in beiden Potentialen Orbits berechnet. Abbildung 3.4 zeigt das Ergebnis für Θ gegen R_p . Im Potential von AS zeigt der Graph Θ gegen R_p (Punkte) einen wesentlich glatteren Verlauf als bei DB (Dreiecke). Der Graph des Teststerns zeigt aber auch, dass die Orbits im Potential von DB näher an das Zentrum der Galaxie herangehen. Daher ergeben sich für RR Lyrs, die eine Kreisbahngeschwindigkeit nahe $\Theta = 0 \text{ km s}^{-1}$ aufweisen, die sehr kleinen Werte für R_p , die bei diesen Berechnungen festgestellt wurden.

Werden dagegen alle 217 RR Lyrs betrachtet, ergibt sich mit beiden Potentialen ein sehr ähnliches Diagramm von Θ gegen R_p (siehe Abbildung 3.3).

Diese Untersuchung über den Zusammenhang von Θ und R_p zeigt, dass die Orbits der RR Lyrs mit hoher Wahrscheinlichkeit rechnerisch richtig sind. Zusammenfassend läßt sich

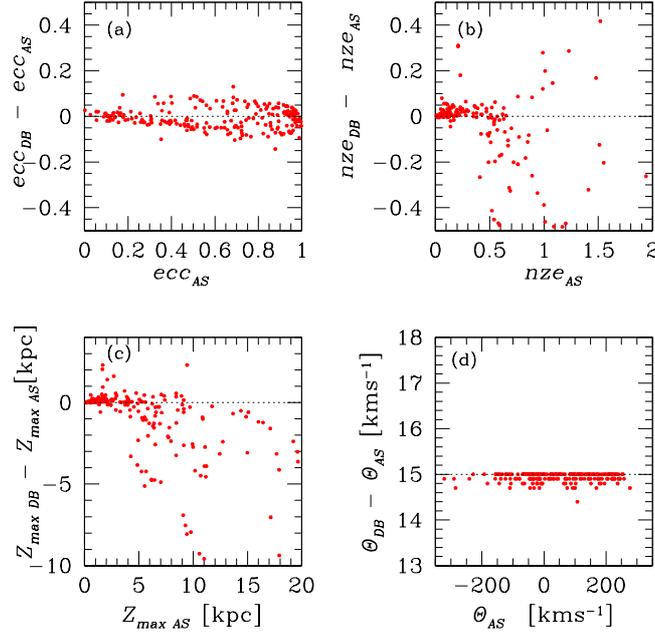


Abbildung 3.5: Vergleich von ecc (a), nze (b), z_{\max} (c) und Θ (d) im Potential nach AS und DB. Die Orbits nach DB haben für Werte von $z_{\max} > 5$ kpc ein geringeres z_{\max} als die nach AS. Der Unterschied von $\Theta \sim 15 \text{ km s}^{-1}$ zwischen beiden Potentialen beruht auf der unterschiedlichen Wahl von Θ_{\odot} .

sagen, dass kleinere Kreisbahngeschwindigkeiten eine größere Annäherung an das Zentrum bedingen. Allerdings erscheinen die Orbits, die so nahe an das Zentrum herangehen, nicht realistisch. Bei Entfernungen von ≤ 1 kpc von Zentrum der Galaxie entsprechen die Bahnen möglicherweise nicht der Realität. Sie sind dort zu stark von der Form des Potentials abhängig. Weiter vom Zentrum entfernt hat die Wahl des Potentials geringeren Einfluß auf den Orbit eines Sterns und diese Bahnen sind daher als real zu betrachten.

In Abbildung 3.5 werden die Auswirkungen der Differenzen der Potentiale in ecc (a), nze (b), z_{\max} (c) und Θ (d) gezeigt. In dieser Abbildung sind die jeweiligen Ergebnisse nach dem Potential von AS gegen die Differenz zu den entsprechenden Werten nach dem Potential "2b" von DB geplottet.

Bei niedrigen Werten von ecc (bis ≤ 0.4) (s. Abb. 3.5(a)) treten nach AS geringfügig größere Werte von ecc auf als bei DB. Bei $ecc > 0.4$ gibt es Abweichungen sowohl zu größeren als auch zu kleineren Werten. Es ist kein systematischer Unterschied mehr zu erkennen, was auch nicht zu erwarten war.

Wie für ecc ergibt auch für nze (s. Abb. 3.5(b)) der Vergleich der Potentiale kein einheitliches Bild. Bis $nze \leq 0.4$ liegen die Werte etwas über Null d.h. nze ist nach dem Potential von DB geringfügig größer als nach AS. Bei $nze > 0.4$ ergeben sich größere Differenzen in beide Richtungen. Diese Ergebnisse für ecc und nze entsprechen denen, die Kaempff et al. (2005) (s. deren Abbildung 9a und 9b) gefunden haben.

Abbildung 3.5(c) vergleicht z_{\max} in beiden Potentialen. Wie schon die Tabellen 3.1 und 3.2 zeigen, ist z_{\max} nach dem Potential von AS - bei Werten von $z_{\max} > 5$ kpc - größer

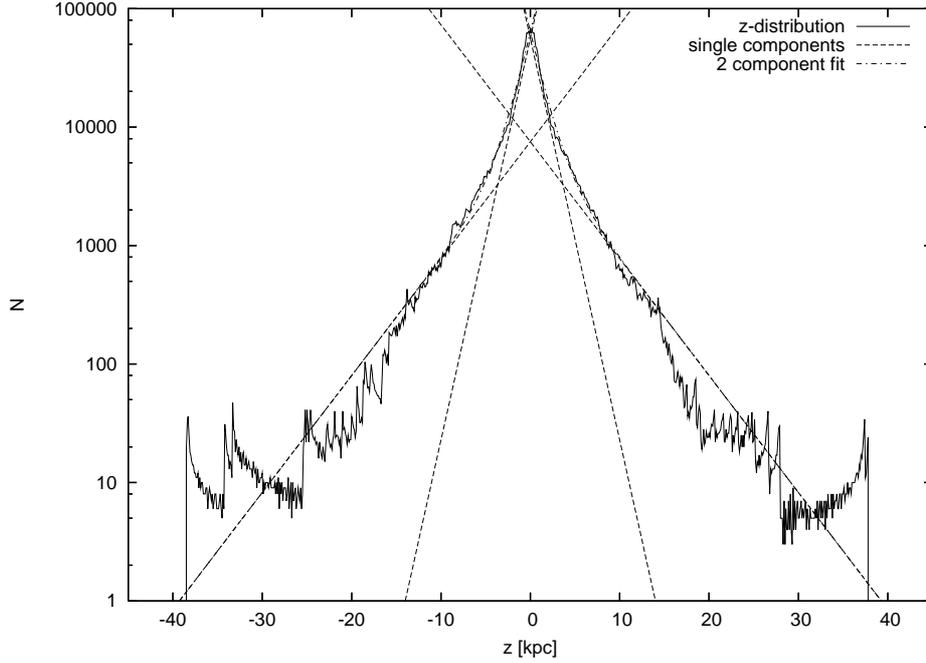


Abbildung 3.6: Die Wahrscheinlichkeit der z -Höhen Verteilung aller Sterne des Sampels im Potential nach DB, durch die Summierung der einzelnen $N(z)$ Statistik mit Zeitschritten von 1 Myr mit dem besten Fit zur Trennung der Populationen. Die gestrichelte Linie zeigt den 2 Komponenten Fit der logarithmischen Verteilung, basierend auf den Skalen-Höhen von $h = 1.28 \pm 0.1$ kpc für die “Scheiben Komponente” und $h = 4.3 \pm 0.3$ kpc für die “Halo Komponente”.

als nach DB. Die Abnahme von z_{\max} bei DB gegen AS wird auch bei Kaempf et al. (2005) festgestellt.

Anders verhält es sich für die Differenzen von Θ (s. Abb. 3.5(d)). Hier zeigt sich die Wirkung der unterschiedlichen Voraussetzungen in den beiden Potentialen. Da im Potential von DB von einer um 15 km s^{-1} höheren Sonnengeschwindigkeit ausgegangen wird, differieren auch alle $\Theta_{\text{RR Lyrs}}$ um $\sim 15 \text{ km s}^{-1}$, mit Abweichungen von maximal -0.2 km s^{-1} .

3.1.3 Populationszugehörigkeit und Skalenhöhe nach DB

Wie für das Potential nach AS wurde auch für die Orbits nach DB aus der Summe aller Orbits die Wahrscheinlichkeits-Verteilung der z -Entfernungen aller RR Lyrs des Sampels ermittelt. Mit der Exponentialgleichung 2.2 wurden an jede Seite des Histogramms je 2 Geraden angefitet aus deren Steigung die Skalen-Höhe bestimmt wurde (s. Abschnitt 2.2.4). Abbildung 3.6 zeigt die Wahrscheinlichkeit der z -Höhen Verteilung aller Sterne im Potential nach DB, sowie die Fits für die Geraden und den 2-Komponenten Fit. Da die rechte und linke Seite des Histogramms geringfügig unterschiedlich sind, wurden an beiden Seiten je 2 Geraden angefitet, jeweils eine an den steilen mittleren und den flacheren seitlichen Abfall. Bei diesen Geraden wurden die selben Intervalle wie die der Fits nach AS gewählt (s. Abschnitt 2.2.4).

Tabelle 3.3: Die Ergebnisse des Fits der z -Wahrscheinlichkeitsverteilung von Fig. 3.6 nach DB: Die Skalenhöhe, h [kpc], wird für jede Komponente angegeben. Die Dichte N_0 ist als Verhältnis der Dichten von Halo und Ebene angegeben.

fit	Disk ^a	Halo	$N(0)_{\text{Halo}} / N(0)_{\text{Disk}}$
	h [kpc]	h [kpc]	
Linke Seite	1.27	4.41	0.13
Rechte Seite	1.29	4.16	0.15
Endwerte	1.28	4.29	0.14

a) Dicke und Dünne Scheibe können nicht getrennt werden.

Daraus ergaben sich folgende Skalenhöhen (Tabelle 3.3). Als endgültiger Fit wurde für das Potential nach DB 1.28 ± 0.1 kpc für den mittleren Teil und 4.41 ± 0.3 kpc für die flacheren Seiten angenommen. Das Verhältnis der Dichten der Verteilung ist $N(0)_{\text{halo}}/N(0)_{\text{disk}} = 0.14$.

Auch für die Statistik der z -Verteilung nach DB wurden - wie bei dem Potential nach AS - mehrere Versuche durchgeführt, bei denen sowohl die Grenzen der Fits als auch die Bin-Größe variiert wurden. Die angegebenen Werte entsprechen den Daten der statistischen z -Verteilung am besten. Weitere Tests mit Untergruppen, die hier genauso wie für das Potential nach AS durchgeführt wurden (s. Abschnitt 2.2.4), ergaben konsistente Ergebnisse. Es war nicht möglich drei Komponenten an die z -Höhen Verteilung anzufitten. Eine klare Trennung der Scheiben-Population in eine Population der Dicken und der Dünnen Scheibe ist auch bei Anwendung des galaktischen Potentials "2b" nach DB mit den Daten dieser Gruppe von RR Lyrs nicht möglich.

Ein Vergleich der Skalenhöhen in den beiden Potentialen nach AS und nach "2b" von DB wird durch die gleichen Grenzen der einzelnen Fits und gleiche Bingröße des Histogramms begünstigt. Es ergibt sich bei beiden Potentialen für die Skalenhöhe der Scheiben-Population den selben Endwert von 1.28 ± 0.1 kpc. Für die Halo-Population ergeben sich bei DB etwas geringere Werte von 4.41 ± 0.3 kpc gegen 4.54 ± 0.3 kpc nach AS. Beide Ergebnisse liegen aber innerhalb ihrer Fehlergrenzen. Auch ist das Verhältnis von $N(0)_{\text{halo}}/N(0)_{\text{disk}}$ mit 0.14 bei DB - entsprechend der geringeren Skalenhöhe für die Halo-Population - etwas geringer als das bei AS mit $N(0)_{\text{halo}}/N(0)_{\text{disk}} = 0.16$.

Abbildung 3.7 zeigt die Wahrscheinlichkeiten für die z -Höhen Verteilung der RRab Sterne (links) und der RRc Sterne (rechts) nach DB. Es zeigt sich, dass das Histogramm der RRab Sterne höher und schlanker ist. Obwohl es wesentlich mehr RRab (193) als RRc Sterne (24) gibt, erreichen die RRc Sterne größere z -Distanzen. Das entspricht der Aussage aus Abbildung 2.13 (rechts unten). Die Gruppe der RRc Sterne hat nur Mitglieder mit geringem Metallgehalt von $-2 < [\text{Fe}/\text{H}] < -1$. Diese Sterne gehören mit Ausnahme von zwei RR Lyr der Halo-Population an mit einem $\Theta = 36 \text{ km s}^{-1}$ und einer Geschwindigkeits-Streuung von $\sigma_{\Theta} \simeq 98 \text{ km s}^{-1}$. Die beiden Kandidaten für die Scheiben-Population sind SS Psc und RW Ari mit $\Theta = 243 \text{ km s}^{-1}$ und $ecc = 0.07$ beziehungsweise $\Theta = 189 \text{ km s}^{-1}$ und $ecc = 0.23$.

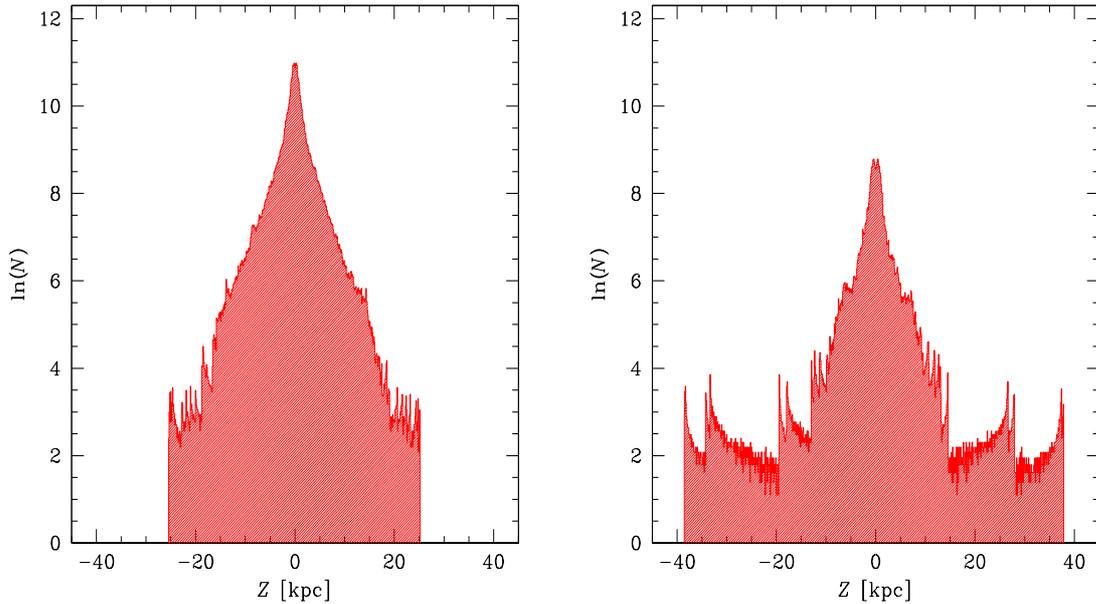


Abbildung 3.7: Die Wahrscheinlichkeit der z -Höhen Verteilung der RRab Sterne der Gruppe (links) und der RRc Sterne (rechts) im Potential von DB. Die Stufigkeit bei $|z| > 20$ kpc zeigt die Beiträge einiger weniger RRLyrs zur Statistik der Bahnen.

3.2 Schlußfolgerungen

In diesem Kapitel wurde die Berechnung der Orbits und der Kinematik von 217 RRLyrs mit den besten - zur Zeit bekannten - Positionen, Eigenbewegungen und Radialgeschwindigkeiten mit dem älteren Potential der Milchstraße von AS und dem neueren von DB verglichen. Die Orbitberechnungen wurden für die selbe Gruppe von RRLyrs mit den gleichen Programmen und den gleichen zeitlichen Bedingungen durchgeführt. Ein Vergleich der Orbitberechnungen mit den beiden unterschiedlichen Potentialen zeigt nur eine geringe Abhängigkeit der Ergebnisse von dem gewählten Potential.

Zwar weichen die Ergebnisse für einzelne Sterne in den beiden Potentialen voneinander ab. Die Unterschiede in den Ergebnissen betreffen aber nur wenige Sterne der Gruppe. Die Werte und Orbits der meisten RRLyrs sind in den beiden Potentialen fast gleich.

Die Abweichungen sind am größten für RRLyrs mit extremen Werten in R_p , R_a und z_{\max} . Diese haben in beiden Potentialen unterschiedliche Orbits (s. Abb. 3.2). Im Potential "2b" nach DB sind von den 217 RRLyrs 159 Sterne = 73 % Mitglieder der Halo-Population. Darunter sind 77 retrograd rotierende Sterne. Von diesen haben 5 $ecc < 0.45$. Das sind 2 weniger als nach AS. 58 Sterne - 4 mehr als bei AS - müssen als reine Scheiben-Sterne angesehen werden. 13 RRLyrs bleiben immer unter $z_{\max} = 0.5$ kpc über der galaktischen Ebene. Das sind 3 weniger als nach AS. Aber diese Abweichungen betreffen im Verhältnis zu der Gruppe von 217 Sternen nur wenige RRLyrs.

Vergleicht man die Ergebnisse für ganze Gruppe der untersuchten RRLyrs, erkennt man,

dass die Unterschiede, die man bei der Betrachtung der einzelnen Sterne sieht, nur von geringer Bedeutung sind. Es besteht auch kein Unterschied in der Klassifizierung der Gruppe der 7 metallarmen RR Lyrs (AV Ser, ST Oph, und V494 Her, TZ Aqr, RX Eri, V690 Sco und AT Ser), die Bahnen von Scheiben-Sternen aufweisen, wie sie auch nach Berechnungen von AS gefunden wurden. Auch sind die zwei der 13 RR Lyrs mit $z_{\max} < 0.5$ kpc (RR Lyr und V338 Pup), nach Berechnungen in beiden Potentialen Halo-Sterne mit geringem Metallgehalt und exzentrischer Bahn (s. Tabelle 2.5). Es macht daher keinen Unterschied, welches der beiden Potential-Modelle angewendet wird. Dies zeigt, dass es die - wenn auch kleine Gruppe - der Sterne der Halo-Population gibt, deren Bahnen immer in der galaktischen Ebene verlaufen (s. Chiba & Beers (2000)) .

Für die folgenden Histogramme ergibt sich nach beiden Potentialen kein Unterschied. Es sind dies die Histogramme für ecc , nze und Θ aber auch die Diagramme Kreisbahngeschwindigkeit der RR Lyrs gegen die Geschwindigkeit zum galaktischen Zentrum Φ und senkrecht zur galaktischen Ebene W (s. Abb. 2.12) sowie das Toomre Diagramm von Θ gegen v_{\perp} (s. Abb. 2.11). Diese Übereinstimmung der Ergebnisse für die ganze Gruppe der 217 RR Lyrs zeigt auch Abbildung 3.3 für Θ gegen R_p .

Auch für die Skalenhöhe der Scheiben-Komponente ergeben sich gleiche Werte in beiden Potentialen. Nur für die Halo-Komponente nach DB sind die Ergebnisse etwas kleiner, stimmen aber innerhalb der Fehlergrenzen überein. Dieser Unterschied der Skalenhöhen für die Halo-Komponente findet sich ebenso bei Kaempf et al. (2005) für eine deutlich geringere Anzahl von Halo-Sternen. Es läßt sich daher schließen, dass die Ergebnisse der Rechnung der Skalenhöhen in gewissen Masse von dem dazu verwendeten Milchstraßen-Potential abhängt. Die Abhängigkeit von der betrachteten Gruppe der Sterne, die der Berechnung zu Grunde liegt, ist aber weitaus größer.

Zum Schluß dieser kinematischen Betrachtungen kann festgestellt werden, dass die Berechnungen mit zwei verschiedenen Milchstraßen-Potentialen im wesentlichen miteinander konsistente Ergebnisse zeigen. Die gute Übereinstimmung der Ergebnisse der Orbitberechnungen mit den unterschiedlichen Potentialen nach AS und DB zeigt die Verlässlichkeit der Ergebnisse. Außerdem zeigt es, dass die Gruppe der 217 untersuchten RR Lyrs ausgewogen ist. Es zeigen sich keine Auswahleffekte, die die Ergebnisse verfälschen. Diese müßten sonst in der Untersuchung mit den unterschiedlichen Potentialen erkennbar sein.

Kapitel 4

Strömgrenphotometrie

4.1 Bedeutung der Simultanphotometrie mit Strömgren Filtern

Zur genauen Bestimmung der Sternparameter wurde im Rahmen dieser Arbeit eine ausführliche photometrische Auswertung der Lichtkurven einiger RR Lyrs durchgeführt. Für die Photometrie der RR Lyrs wurden die Strömgren-Filter ausgewählt, die in der Busca-Kamera am 2.2 m Cassegrain Teleskop am Observatorium Calar Alto zur Verfügung stehen. Durch Benutzung der Strömgren-Filter können einige physikalische Parameter wie $\log g$ und T_{eff} , sowie deren Änderungen im Verlauf der Periode der beobachteten Sterne bestimmt werden.

Das Filtersystem von Strömgren erfaßt mit seinen relativ schmalbandigen Filtern Bereiche des Stern-Spektrums, die Aufschluß geben können über die Physik der Sternatmosphären. So gibt der Farbindex $b - y$ eine Information über die effektive Temperatur. Der Index $m1$, der aus den Farbindexen $(v - b) - (b - y)$ gebildet wird, liefert eine photometrische Abschätzung des Metallgehaltes und der Index $c1$ - Balmer-Sprung-Index - zeigt die Gravitation an der Sternoberfläche und gibt daher auch einen Hinweis auf die Leuchtkraft des Sterns (Strömgren 1966).

Einschränkend muß gesagt werden, dass der Wert des Metallgehaltindex $m1$ von dem temperaturabhängigen Farbindex $(b - y)$ abhängt. Da die RR Lyrs im Verlauf ihrer Periode die Temperatur ändern, verändert sich damit auch der Wert des Metallgehaltindex $m1$. Dies erklärt sich durch die unterschiedlichen Anregungsbedingungen der Metalllinien im Verlauf der Periode. Die niedrigere Temperatur im Minimum der Periode führt zu einer verstärkten Besetzung der Anregungszustände der Metalle, sodass der Stern dann metallreicher erscheint, obwohl - selbstverständlich - der Metallgehalt des Sterns gleich bleibt.

Als Beispiel zeigt Abbildung 4.1 die Lichtkurven des Sterns SY Ari in fünf Filtern u , v , b , y und I . Vier dieser fünf Lichtkurven können mit der Busca Kamera (genauer zu der Kamera s. Cordes 2004) simultan aufgenommen werden, u , v liegen auf dem selben Kanal und müssen nacheinander belichtet werden. Bereits in der vorläufigen Auswertung, bei der differentielle Photometrie für die Lichtkurven benutzt wurde, zeigt sich sehr deutlich die unterschiedliche Amplitude und Gestalt der Lichtkurven in den verschiedenen Fil-

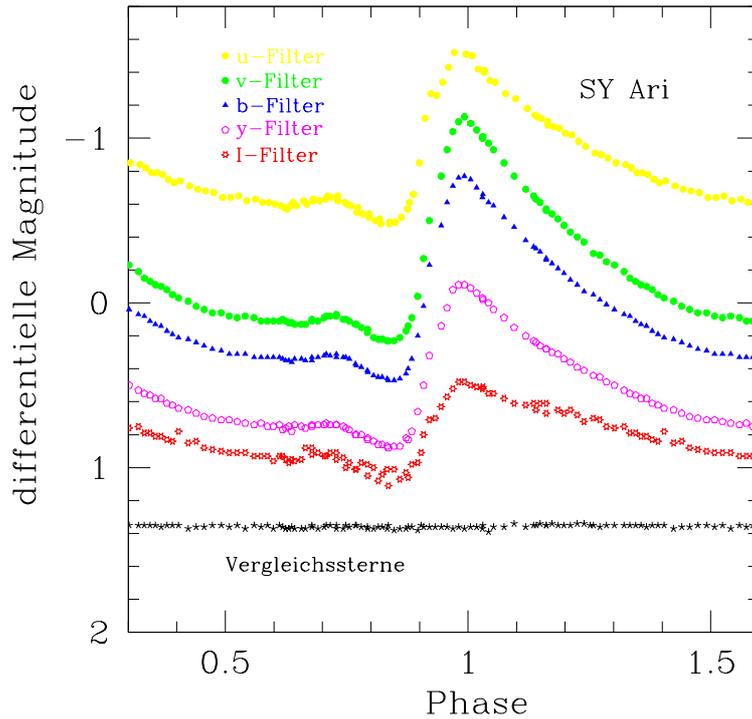


Abbildung 4.1: Die Lichtkurven von SY Ari in 5 Filtern von oben nach unten: u , v , b , y und I in differentieller Photometrie. Die Lichtkurve mit v -Filter hat die größte, die mit I -Filter die kleinste Amplitude. Die Lichtkurven wurden jeweils um 0.2 mag verschoben, um Überdeckungen in der Abbildung zu vermeiden. Unten ist die Kurve der Magnitudendifferenz der beiden konstanten Vergleichssterne mit y -Filter angegeben.

tern. Damit läßt sich die Bedeutung der Strömgren-Filter gerade für diesen pulsierenden Sterntyp erkennen.

4.2 Daten und Datenreduktion

Die Aufnahmen mit Strömgren Filtern, die dieser Arbeit zugrunde liegen, wurden alle am Observatorium Calar Alto mit dem 2.2 m Cassegrain Teleskop gewonnen. (Für die Daten des Teleskops und der Kamera s. Tabelle 4.1) Als Kamera wurde die Busca Kamera eingesetzt. Diese Kamera ermöglicht simultan Aufnahmen mit 4 Filtern. Die gleichzeitige Aufnahme der Bilder erhöht die photometrische Genauigkeit der aus den Aufnahmen abgeleiteten Farbindices. Dadurch können Probleme, die bei nicht idealen Wetter-Bedingungen durch unterschiedliche Aufnahmezeitpunkte in den verschiedenen Filtern entstehen könnten, ausgeschlossen werden. Für die Beobachtungen standen 3 Zeiträume von jeweils 5 Nächten zur Verfügung, im Januar und Dezember 2005 sowie im November 2006.

Tabelle 4.1: Instrumentendaten der Aufnahmen vom Observatorium Calar Alto

Teleskop:					
Cassegrain					
f = 17 611 mm, D = 2200 mm					
Busca-Kamera:					
4-Kanal simultan Kamera					
Chip-Größe = 4096 x 4096 Pixel, Pixelgröße = 15 x 15 μm^2					
Feldgröße = 12' x 12', Maßstab = 0.175"/Pixel bzw. 0.35"/Pixel bei 2x2 binning					

Filter:					
Filter	Lage	Bandbreite	Filter	Lage	Bandbreite
		Angström			Angström
<i>u</i>	3500	380	<i>v</i>	4100	200
<i>b</i>	4700	200	<i>y</i>	5500	200
$\text{H}\beta_{\text{schmal}}$	4861	30	$\text{H}\beta_{\text{weit}}$	4861	150
Cousins <i>I</i>	7956	1222			

4.2.1 Beobachtungen

Die Wetterbedingungen waren in den 3 Beobachtungs-Zeiträumen sehr unterschiedlich. Im Jan. 2005 waren sie sehr gut. In allen fünf Nächten betrug das Seeing zwischen 1.3" und 1.8". Als Filter wurden im Jan. 2005 die Schmalband Strömgen-Filter in *u*, *v*, *b* und *y* sowie der Breitband-Filter Cousins *I* verwendet (s. Tabelle 4.1). Da die Filter *u* und *v* im selben Kanal liegen, konnten diese nicht simultan aufgenommen werden. Deswegen wurden immer 2 aufeinander folgende Aufnahmen eines Objektes gemacht.

Der 2. Beobachtungszeitraum im Dez. 2005 hatte schlechtere Beobachtungsbedingungen, von denen die beiden letzten Nächte wegen Schneefalls ganz ausfielen. Deswegen gelang es nicht, alle noch unvollständigen Lichtkurven der Sterne aus dem 1. Beobachtungszeitraum - wie geplant - über die ganze Periode zu vervollständigen. Die 1. Nacht (16./17.1.2005) war die beste. Es konnte durchgehend beobachtet werden mit einem wechselnden Seeing zwischen 1.8" und 2.2". In der 2. (17./18.1.2005) und 3. Nacht (18./19.1.2005) kam es wegen Wolkendurchzugs immer wieder zu Unterbrechungen der Beobachtung und dadurch zu Lücken in den Lichtkurven der RR Lyr. Das Seeing war in diesen beiden Nächten wechselnd zwischen 1.5" und 2.5".

Noch schlechtere Wetter-Voraussetzungen gab es in der 3. Beobachtungsperiode im Nov. 2006. In diesem Zeitraum waren in nur drei Nächten nur zeitweise Beobachtungen möglich, d.h. es ergaben wiederholte wetterbedingte Unterbrechungen während den Beobachtungen.

Auf Grund der Erkenntnisse aus Aufnahmen in Jan. 2005 wurden im Dez. 2005 und Nov. 2006 zusätzlich die beiden $\text{H}\beta$ -Filter ($\text{H}\beta_{\text{schmal}}$, $\text{H}\beta_{\text{weit}}$) verwandt, um auch den Beta-Index zu beobachten. Da die drei Filter (*b* sowie die beiden $\text{H}\beta$ -Filter) im selben Kanal liegen und nicht simultan aufgenommen werden können, wurden immer 3 Aufnahmen des selben RR Lyr direkt hintereinander aufgenommen.

Tabelle 4.2: Die Aufnahmedaten der Beobachtungen mit Strömgren-Filtern am Calar Alto Observatorium aus Jan. und Dez. 2005 sowie Nov. 2006 der Sterne, deren Lichtkurve ganz oder mindestens zu 70% der Periode aufgenommen werden konnte.

Sterne mit Aufnahmen in u,v,b,y,I und $\beta_{\text{schmal}},\beta_{\text{weit}}$ -Filter				
Stern	Aufnahme-Datum	JD	N (b -Filter)	Überdeckung d. Per.
BH Aur	16./17.12.2005	2453721	99	ganze Periode
	17./18.12.2005	2453722	21	
AA CMi	17./18.12.2005	2453722	43	70% d. Per.
	26./27.11.2006	2454066	42	
AR Per	27./28.11.2006	2454067	20	ganze Periode
BR Tau	18./19.12.2005	2453723	45	70% d. Per.
	27./28.11.2006	2454067	6	
Sterne mit Aufnahmen in u,v,b,y,I -Filter				
CI And	4./5.1.2005	2453375	64	80% d. Per.
	6./7.1.2005	2453377	26	
	16./17.12.2005	2453721	9	
SY Ari	4./5.1.2005	2453375	62	ganze Periode
	6./7.1.2005	2453377	80	
	7./8.1.2005	2453378	14	
	8./9.1.2005	2453379	24	
TZ Aur	4./5.1.2005	2453375	30	ganze Periode
	5./6.1.2005	2453376	66	
	6./7.1.2005	2453377	40	
	7./8.1.2005	2453378	26	
AS Cnc	6./7.1.2005	2453377	64	ganze Periode
	7./8.1.2005	2453378	62	
	8./9.1.2005	2453379	62	
	16./17.12.2005	2453721	9	
X CMi	7./8.1.2005	2453378	10	90% d. Per.
	8./9.1.2005	2453379	72	
	16./17.12.2005	2453721	10	
RR Gem	26./27.11.2007	2454066	33	ganze Periode
	4./5.1.2005	2453375	64	
	5./6.1.2005	2453376	82	
	7./8.1.2005	2453378	33	
SZ Gem	4./5.1.2005	2453375	60	ganze Periode
	5./6.1.2005	2453376	28	
	6./7.1.2005	2453377	38	
TW Lyn	16./17.12.2005	2453721	23	ganze Periode
	5./6.1.2005	2453376	36	
	6./7.1.2005	2453377	26	
	7./8.1.2005	2453378	47	
	8./9.1.2005	2453379	58	

Tabelle 4.3: Die Aufnahmedaten der Beobachtungen mit Strömgren-Filtern am Calar Alto Observatorium aus Jan. und Dez. 2005 sowie Nov. 2006 der Sterne, von denen nur Teile der Lichtkurve aufgenommen werden konnten.

Sterne mit Aufnahmen in u, v, b, y, I und $\beta_{\text{schmal}}, \beta_{\text{weit}}$ -Filter				
Stern	Aufnahme-Datum	JD	N (b -Filter)	Überdeckung d. Per.
TY Cam	16./17.12.2005	2453721	18	25% d. Per.
	17./18.12.2005	2453722	16	
CZ Lac	27./28.11.2006	2454067	18	15% d. Per.
TT Lyn	17./18.12.2005	2453722	40	17% d. Per.
Sterne mit Aufnahmen in u, v, b, y, I -Filter				
OV And	5./6.1.2005	2453376	56	55% d. Per.
	6./7.1.2005	2453377	34	
GM And	5./6.1.2005	2453376	56	57% d. Per.
	7./8.1.2005	2453378	21	
	8./9.1.2005	2453379	34	
GI Gem	7./8.1.2005	2453378	36	40% d. Per.

Die Belichtungszeiten der RR Lyr s lagen je nach Helligkeit des Sterns in den Filtern v , b , y , $H\beta_{\text{weit}}$ und I zwischen 20 und 90 s. Wegen der geringeren Lichtstärke der Sterne in u , bzw. des sehr schmalbandigen Filters $H\beta_{\text{schmal}}$ wurde in diesen beiden Filtern eine dreifach längere Belichtungszeit gewählt.

Obwohl die Wetter-Bedingungen nicht ideal waren, konnten für 12 Sterne Aufnahmen mit einer Überdeckung der Periode von mindestens 70%, gewonnen werden. Diese Aufnahmedaten sind in Tabelle 4.2 aufgeführt. Für die Sterne, bei denen nur kleinere Teile der Periode überdeckt wurden, siehe Tabelle 4.3.

4.2.2 Reduktion der Daten

Die Bildverarbeitung der CCD-Aufnahmen wurde mit dem Bild-Verarbeitungsprogramm IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) durchgeführt. Vor der eigentlichen Auswertung einer CCD-Aufnahme wurden vorbereitende Bearbeitungsschritte durchgeführt. Dabei handelte es sich um:

- Bias Subtraktion
- Flat-field Korrektur

Danach wurde mit der photometrischen Auswertung begonnen. Zunächst wurden die instrumentellen Helligkeiten der Sterne in den einzelnen Aufnahmen mit den Programmen von IRAF ermittelt. Für jeden beobachteten RR Lyr wurden auf den Aufnahmen zwei Vergleichssterne von ungefähr gleicher Helligkeit ausgewählt. Um sicher zu beurteilen, dass die beiden Vergleichssterne wirklich konstant sind, wurden die beiden Vergleichssterne in differentieller Photometrie (Vergleichssterne 1 – Vergleichssterne 2) miteinander

verglichen¹. Mit diesen beiden Vergleichsternen wurde dann eine differentielle Photometrie erstellt (Variabler – Vergleichssterne 1; Variabler – Vergleichssterne 2). Die differentielle Photometrie diente zur ersten Beurteilung der Ergebnisse, der Gewinnung der Helligkeitsmaxima und der Berechnung der Phasen.

Abbildung 4.1 zeigt die differentiellen Lichtkurven von SY Ari mit u -, v -, b -, y - und I -Filter. In dieser Abbildung ist auch die Lichtkurve der Magnitudendifferenzen der beiden Vergleichssterne im y -Filter (Abb. 4.1 unten) gezeigt, die erkennen läßt, dass beide konstante Helligkeit haben.

4.2.3 Erstellen erster Lichtkurven

Die Aufnahmen eines RR Lyr's erfolgten an verschiedenen Tagen. Auf Grund der Periodenlängen war es meistens nicht möglich die ganze Periode eines Sterns in einer Nacht zu beobachten. Deswegen mußten die Teile der Lichtkurve aus den unterschiedlichen Nächten zu einer Gesamtllichtkurve über die vollständige Periode des RR Lyr's zusammengefügt werden. Dies erfolgte über die Berechnung der Phase der Periode. Dazu wurden als erstes die Lichtmaxima der Lichtkurve über Polynom Anpassung an die Lichtkurve bestimmt. Aus den erhaltenen Maxima wurde die Phase nach folgender Formel berechnet:

$$Phase = \frac{JD_{\text{beob}} - JD_{\text{max}}}{Periode} \quad (4.1)$$

Die Daten zu dieser Berechnung sind in Tabelle 4.4 zusammengestellt. In dieser Formel bedeutet JD_{beob} den jeweiligen Beobachtungszeitpunkt im Julianischen Datum, JD_{max} (s. Tab. 4.4, 3. Spalte) den Zeitpunkt des Maximums des Sterns. Die Periode des Sterns wurde der Literatur entnommen, die jeweilige Quelle ist in Spalte 6 der Tabelle 4.4 angegeben. Für einige Sterne konnte in dem Beobachtungszeitraum kein Maximum gewonnen werden. Diese Sterne (XCMi, SZ Gem, TY Cam, CZ Lac und TT Lyn) sind im unteren Teil der Tabelle angegeben. Deshalb wurde die Phase mit Hilfe von Maxima aus der Literatur (s. Tab. 4.4 unten 3., 4. Spalte) berechnet.

4.2.4 Kalibration

Zur Kalibration wurden während der Beobachtung zunächst Aufnahmen von Eichsternen mit den jeweiligen Filtern gemacht. Dazu wurden Sterne aus dem Katalog der $uvby\beta$ Standards von Perry et al. (1987) ausgewählt, die während der gesamten Beobachtungszeit sichtbar waren. Da die Sterne dieses Katalogs sehr hell sind, betrug die Belichtungszeiten hier zwischen 0.01 und 1 s. Zur Kalibration der Aufnahmen mit I -Filter wurden zusätzlich einige Felder mit Standardsternen von Landolt (1992) aufgenommen.

Kalibration der instrumentellen Werte

Die Kalibration der Lichtkurven der RR Lyr's wurde sowohl in den einzelnen Filtern als auch in den Farbindices durchgeführt. Da die Nächte alle nicht photometrisch waren,

¹In einem Fall stellte sich heraus, dass einer der ursprünglich ausgewählten Vergleichssterne selber variabel ist. Die Lichtkurve dieses Variablen wird in Abschnitt 4.6 gezeigt und behandelt.

Tabelle 4.4: Elemente der RR Lyr, und deren beobachtete Helligkeits-Maxima zur Berechnung der Phase der Lichtkurve.

Stern	Beobachtungszeitraum	beob. Maximum ^a \pm		Periode [d]	Quelle d. Per.
		JD _{max}	[d]		
SY Ari	Januar 2005	2453375.4782	0.0004	0.5666815	HIPPARCOS
TZ Aur	Januar 2005	2453376.5219	0.0009	0.39167479	HIPPARCOS
AS Cnc	Januar 2005	2453377.7489	0.0001	0.617520	HIPPARCOS
AS Cnc	Januar 2005	2453379.6029	0.0006	0.617520	HIPPARCOS
RR Gem	Januar 2005	2453376.7189	0.0001	0.3972920	HIPPARCOS
TW Lyn	Januar 2005	2453378.4373	0.0001	0.481862	HIPPARCOS
CI And	Januar 2005	2453375.3649	0.0002	0.484728	HIPPARCOS
GM And	Januar 2005	2453379.3969	0.0002	0.7067585	Schmidt (1993)
OV And	Januar 2005	2453376.3556	0.0004	0.470581	Rossiger & Busch (1988)
GI Gem	Januar 2005	2453378.6543	0.0004	0.4332653	GCVS 2004
SZ Gem	Dezember 2005	2453721.6288	0.0003	0.5011270	HIPPARCOS
BH Aur	Dezember 2005	2453721.5081	0.0001	0.4560898	HIPPARCOS
AA CMi	Dezember 2005	2453722.6809	0.0007	0.4763270	HIPPARCOS
BR Tau	Dezember 2005	2453723.4906	0.0003	0.3905928	GCVS 2004
AR Per	November 2006	2454067.4003	0.0004	0.425551	HIPPARCOS

a) Es wurden die Maxima der Lichtkurven mit y -Filter verwendet.

Sterne für die im jeweiligen Beobachtungszeitraum kein Maximum gewonnen werden konnte. Die Maxima zur Berechnung der Phase wurden der Literatur entnommen.

Stern	Beobachtungszeitraum	Maximum Quelle		Periode [d]	Quelle d. Per.
		JD _{max}			
X CMi	Januar 2005	53350.664	Paschke, IBVS 5657	0.57138	Schmidt (1995)
SZ Gem	Januar 2005	52982.4670	Monninger, IBVS 5657	0.501127	HIPPARCOS
TY Cam	Dezember 2005	51382.665	A. Paschke, pr. com.	0.670067	GCVS 2004
TT Lyn	Dezember 2005	52747.4078	Achterberg, IBVS 5643	0.5974290	HIPPARCOS
CZ Lac	November 2006	53649.3757	Poschinger, IBVS 5731	0.432212	HIPPARCOS

wurde der Hauptwert auf die Kalibration der Farbindices gelegt. Durch die Magnituden-Differenz zweier simultaner Aufnahmen erhält man eine Photometrie, die wetterbedingte Helligkeitsunterschiede der Aufnahmen ausschließt. Der Farbindex $u - v$ und der β -Index konnten nicht simultan aufgenommen werden. Sie wurden aus den Differenzen simultaner Aufnahmen gewonnen und sind dadurch unabhängig von der photometrischen Güte der Nacht². Bei den Filtern u und v , die nicht gleichzeitig aufgenommen werden konnten, ergab sich eine zeitliche Differenz zwischen den u und v Aufnahmen von 1 Minute und 52 Sekunden für den am kürzesten belichteten RR Lyr, RR Gem, und von 3 Minuten 39 Sekunden für BR Tau, den RR Lyr mit der längsten Belichtungszeit³. Bei dem Farbindex $c1$, der aus $(u - v) - (v - b)$ gebildet wird, wurde als Zeitangabe die Aufnahmezeit der simultanen Aufnahmen mit v und b Filter genommen.

Um die instrumentellen Magnituden zu kalibrieren, wurden folgende Formeln verwendet:

²Es gilt: $(u - v) = (u - y) - (v - y)$ und $(H\beta_{\text{weit}} - H\beta_{\text{schmal}}) = (H\beta_{\text{weit}} - y) - (H\beta_{\text{schmal}} - y)$

³Diese Zeitunterschiede ergeben sich aus der Belichtungszeit und der Auslesezeit des CCD-Chips.

Tabelle 4.5: Die Kalibrationsparameter der einzelnen Nächte mit Airmassfunktion k und Nullpunkt N .

Filter bzw. Farbindex	4.1.2005		Filter bzw. Farbindex	5.1.2005	
	k	N		k	N
y	0.199 ± 0.033	4.799 ± 0.002	y	0.181 ± 0.032	4.756 ± 0.003
$(u - v)$	0.230 ± 0.012	0.190 ± 0.011	$(u - v)$	0.231 ± 0.026	0.149 ± 0.013
$(v - b)$	0.101 ± 0.028	0.912 ± 0.010	$(v - b)$	0.114 ± 0.037	0.877 ± 0.008
$(b - y)$	0.053 ± 0.011	0.883 ± 0.008	$(b - y)$	0.044 ± 0.014	0.906 ± 0.009
Filter bzw. Farbindex	6.1.2005		Filter bzw. Farbindex	7.1.2005	
	k	N		k	N
y	0.182 ± 0.013	4.550 ± 0.001	y	0.186 ± 0.022	4.705 ± 0.001
$(u - v)$	0.239 ± 0.017	0.149 ± 0.005	$(u - v)$	0.224 ± 0.007	0.176 ± 0.010
$(v - b)$	0.126 ± 0.012	0.906 ± 0.002	$(v - b)$	0.138 ± 0.015	0.874 ± 0.004
$(b - y)$	0.063 ± 0.016	0.879 ± 0.001	$(b - y)$	0.068 ± 0.018	0.833 ± 0.008
Filter bzw. Farbindex	8.1.2005		Filter bzw. Farbindex	16.12.2005	
	k	N		k	N
y	0.110 ± 0.020	4.305 ± 0.002	y	0.296 ± 0.062	4.947 ± 0.003
$(u - v)$	0.253 ± 0.019	0.396 ± 0.013	$(u - v)$	0.306 ± 0.051	0.205 ± 0.011
$(v - b)$	0.089 ± 0.010	0.872 ± 0.007	$(v - b)$	0.178 ± 0.041	0.792 ± 0.008
$(b - y)$	0.072 ± 0.007	0.854 ± 0.008	$(b - y)$	0.023 ± 0.001	1.055 ± 0.006
Filter bzw. Farbindex	17.12.2005		Filter bzw. Farbindex	18.12.2005	
	k	N		k	N
y	0.208 ± 0.011	5.099 ± 0.004	y	0.145 ± 0.004	5.109 ± 0.005
$(u - v)$	0.299 ± 0.012	0.240 ± 0.008	$(u - v)$	0.459 ± 0.030	0.249 ± 0.011
$(v - b)$	0.183 ± 0.013	0.744 ± 0.007	$(v - b)$	0.194 ± 0.078	0.754 ± 0.008
$(b - y)$	0.073 ± 0.016	1.077 ± 0.007	$(b - y)$	0.173 ± 0.045	1.087 ± 0.006
Filter bzw. Farbindex	26.11.2006		Filter bzw. Farbindex	27.11.2006	
	k	N		k	N
y	0.069 ± 0.014	5.422 ± 0.001	y	0.133 ± 0.016	5.312 ± 0.001
$(u - v)$	0.279 ± 0.019	0.172 ± 0.014	$(u - v)$	0.279 ± 0.019	0.162 ± 0.011
$(v - b)$	0.195 ± 0.080	0.805 ± 0.008	$(v - b)$	0.231 ± 0.024	0.799 ± 0.022
$(b - y)$	0.065 ± 0.014	1.131 ± 0.021	$(b - y)$	0.064 ± 0.010	1.101 ± 0.023

$$y_i = y_0 + N_y + k_y \cdot X \quad (4.2)$$

$$(u - v)_i = (u - v)_0 + N_{(u-v)} + k_{(u-v)} \cdot X \quad (4.3)$$

$$(v - b)_i = (v - b)_0 + N_{(v-b)} + k_{(v-b)} \cdot X \quad (4.4)$$

$$(b - y)_i = (b - y)_0 + N_{(b-y)} + k_{(b-y)} \cdot X \quad (4.5)$$

Dabei sind y_i , $(u - v)_i$, $(v - b)_i$ und $(b - y)_i$ die instrumentellen Helligkeiten, N gibt den Nullpunkt an, X steht für die Airmass und k gibt die jeweilige Airmassfunktion an. Die Airmassfunktionen der verschiedenen Nächte wurden mit Hilfe der langen Beobachtungsreihen der konstanten Vergleichssterne der RR Lyrs gewonnen, deren Konstanz - zumindest für den Beobachtungszeitraum - vorher festgestellt wurde (s. Abschnitt 4.2.2). Die Werte der Airmassfunktionen sind vergleichsweise gering jedoch notwendig für eine genaue Photometrie. Sie liegen im Bereich von Zehntel Magnituden, wobei die kürzeren Wellenlängen erwartungsgemäß eine größere Abhängigkeit von der Luftmassendichte haben als die längeren (Scheffler 1982). Somit weisen die Filter u und v und die Farbindizes mit ihnen die höheren Airmassfunktionen auf. Der Nullpunkt N der Kalibration wurde anhand der Standardsterne (deren Helligkeit zuerst auch mit der Airmassfunktion kalibriert wurde) bestimmt. Die Tabelle 4.5 zeigt die Kalibrationsparameter der einzelnen Nächte mit Airmassfunktion k und Nullpunkt N .

Ausgleich der interstellaren Absorption

Zur Bestimmung der interstellaren Absorption wurde von den E_{B-V} Werten aus den Arbeiten ausgegangen, die im Kapitel 2.1.2 schon als Quellen für die Radialgeschwindigkeiten benutzt wurden (Beers et al. 2000, Fernley et al. 1998, Layden 1994). Zur Umrechnung in die Werte des Strömgren-Systems wurden folgende Formeln (Strömgren 1966, Clem et al. 2004) verwendet:

$$E_{(b-y)} = 0.74 \cdot E_{(B-V)}; \quad E_{(m1)} = -0.32 \cdot E_{(b-y)}; \quad \text{und} \quad E_{(c1)} = 0.20 \cdot E_{(b-y)} \quad (4.6)$$

Zur Überprüfung wurden die Ergebnisse ein zweites Mal mit den als rötungsfrei angegebenen Formeln (Schneider 1996) berechnet:

$$[c_1] = c_1 - 0.20 \cdot (b - y); \quad \text{und} \quad [m_1] = m_1 + 0.32 \cdot (b - y) \quad (4.7)$$

Die Ergebnisse beider Berechnungen stimmten für den Farbindex c_1 bis auf ± 0.003 Magnituden überein. Bei m_1 betrug die Abweichungen bis zu 0.1 mag. Für die endgültige Auswertung wurden die Formeln 4.6 verwandt, um eine Übereinstimmung mit der Arbeit von Clem et al. (2004) zu gewährleisten. Diese Arbeit wurde den weiteren Auswertungen (Bestimmung von T_{eff} und $\log g$) zu Grunde gelegt. Der β -Index ist bereits rötungsfrei (Strömgren 1966). Er braucht keine weitere Bearbeitung.

Fehlerbetrachtung

Die Kalibration eines RR Lyr's wird über die Kalibration der genauen Helligkeiten der Vergleichssterne durchgeführt. Wenn deren Magnitude bekannt ist, wird mit ihrer Hilfe die Helligkeit des Variablen zu jeder Phase der Periode bestimmt.

Die Fehler der instrumentellen Helligkeiten, die in simultaner Photometrie erstellt wurden, sind sehr klein. Sie liegen im Bereich von tausendstel Magnituden (Cordes 2004). Durch die Unsicherheiten der Kalibration von Airmassfunktion und Nullpunktbestimmung, entstehen aber Fehler. Aus diesen beiden Werten ergab sich nach der Fehlerfortpflanzung in den Farbindizes ein Fehler von ± 0.006 mag bis ± 0.078 mag an dem Tag mit den ungünstigsten Wetterbedingungen (18.12.2005). Für die Werte in den einzelnen Filtern ergaben sich geringfügig höhere Fehlerwerte, da es hier keine ausgleichende Wirkung der Magnitudendifferenzen simultan beobachteter Aufnahmen gibt. Wurde ein RR Lyr in mehreren Nächten beobachtet, wurde für jede Nacht der Airmassausgleich mit der jeweiligen Airmassfunktion durchgeführt. Die endgültige Kalibration des Nullpunktes der Vergleichssterne erfolgte aus den Daten der Nacht mit den besten Bedingungen. Dadurch konnte der mittlere Fehler der Magnituden aller Sterne in den Farbindizes auf ≤ 0.01 mag beschränkt werden. In den Werten des y -Filters liegt der Fehler etwas höher bei ~ 0.015 mag.

Allerdings muß im Farbindex $c1$ zusätzlich zu dem hier angegebenen Fehler der Fehler berücksichtigt werden, der durch die Differenz der Aufnahmezeiten in den Filtern u und v hervorgerufen wird. Zwischen den Aufnahmen kann sich die Helligkeit des Sterns geringfügig ändern. Deswegen muß im Farbindex $c1$ von einem Fehler von ≤ 0.015 mag ausgegangen werden.

4.3 Endgültige Lichtkurven

Abbildung 4.2 zeigt die endgültigen, kalibrierten Lichtkurven der 12 RR Lyr's, von denen Aufnahmen über mindestens 70% der Periode gewonnen werden konnten. Es sind dies die Sterne BH Aur, AA CMi, BR Tau und AR Per, von denen Lichtkurven in vier Strömgren-Filtern u , v , b , y , Cousins I und den beiden β -Filtern aufgenommen wurden, sowie AS Cnc, SY Ari, RR Gem, SZ Gem, X CMi, CI And, TW Lyn und TZ Aur, die in den vier Strömgren-Filtern und in Cousins I beobachtet wurden. In Abbildung 4.2 werden jeweils die Lichtkurve der Sterne im y -Filter (oben) und die Farbindizes $b - y$ (2. von oben), $c1$ (3. von oben) und $m1$ (4. von oben) gezeigt, außerdem der β -Index (unten), bei den 4 Sternen, bei denen er vorliegt.

Beobachtete Lichtkurven

Bei den Lichtkurven fällt auf, dass einige Sterne vor dem Aufstieg zum Maximum einen deutlichen Buckel in der Lichtkurve aufweisen (z.B. AS Cnc, SY Ari, SZ Gem und TW Lyn), der bei anderen (z.B. RR Gem und TZ Aur) nur schwach angedeutet ist. Bei der Auswahl der Sterne, die beobachtet werden sollten, wurden bevorzugt RR Lyr's ausgewählt, bei denen ein solcher Buckel in der Lichtkurve auf Grund von Lichtkurven eigener Beobachtungen, aus der Literatur (Schmidt 1993, Schmidt 1995, HIPPARCOS, Layden 1997, Layden 1998), oder von Amateurastronomen (priv. communication) erwartet wurde. Die

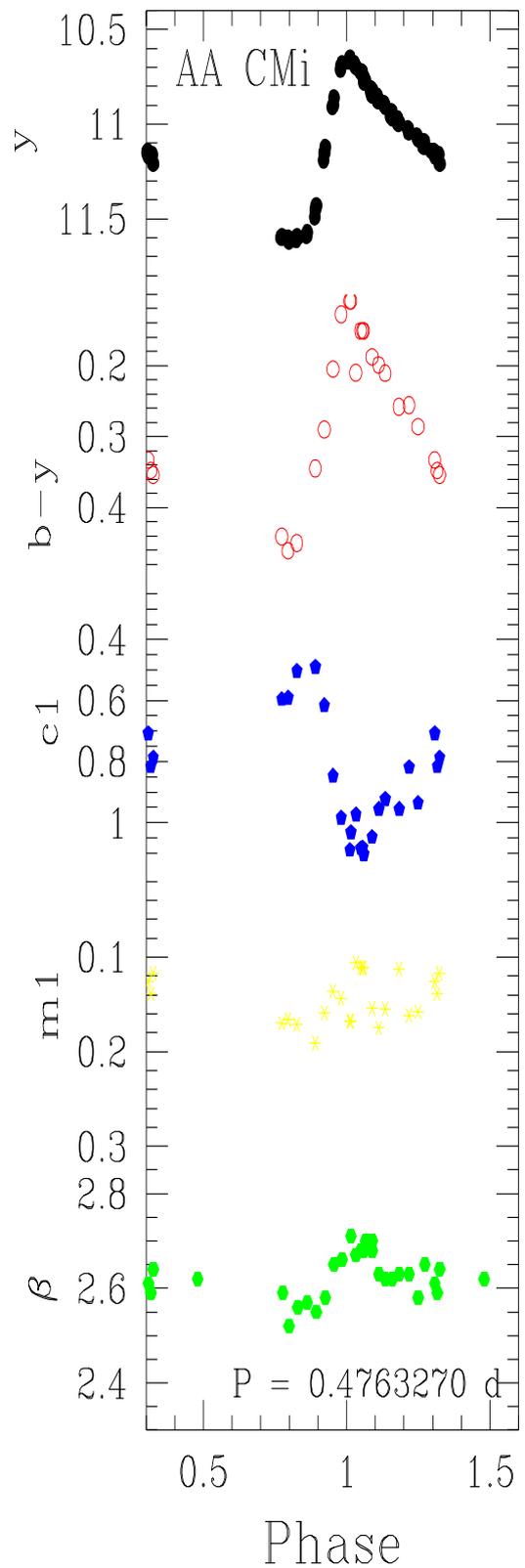
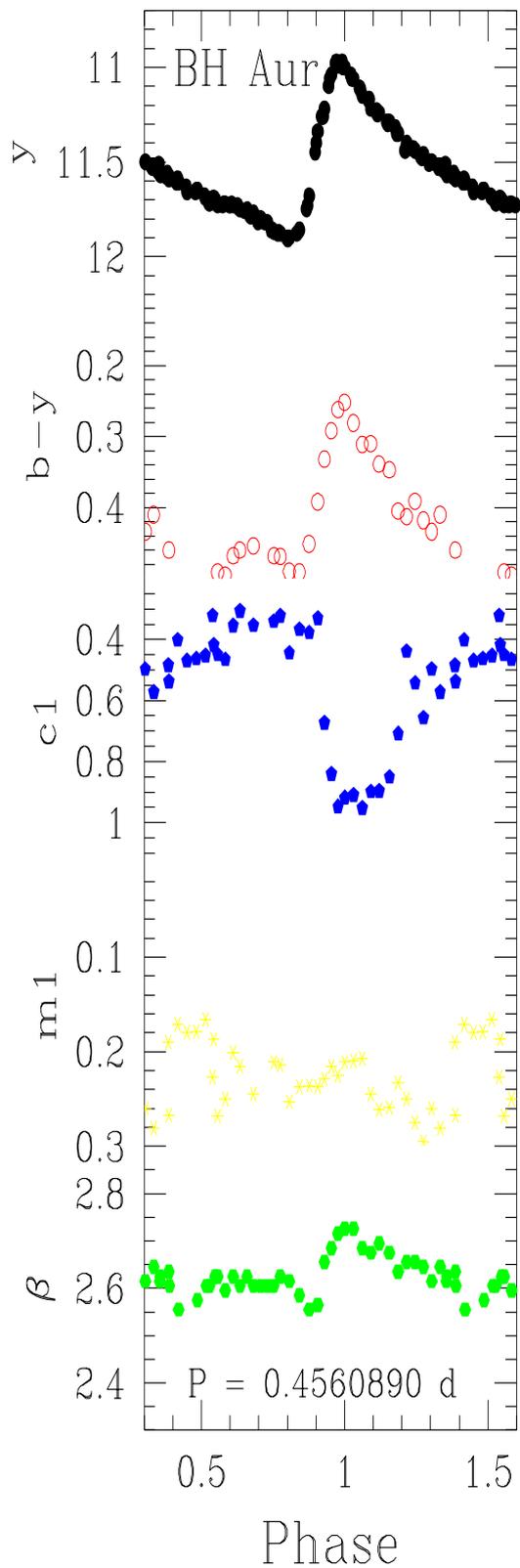
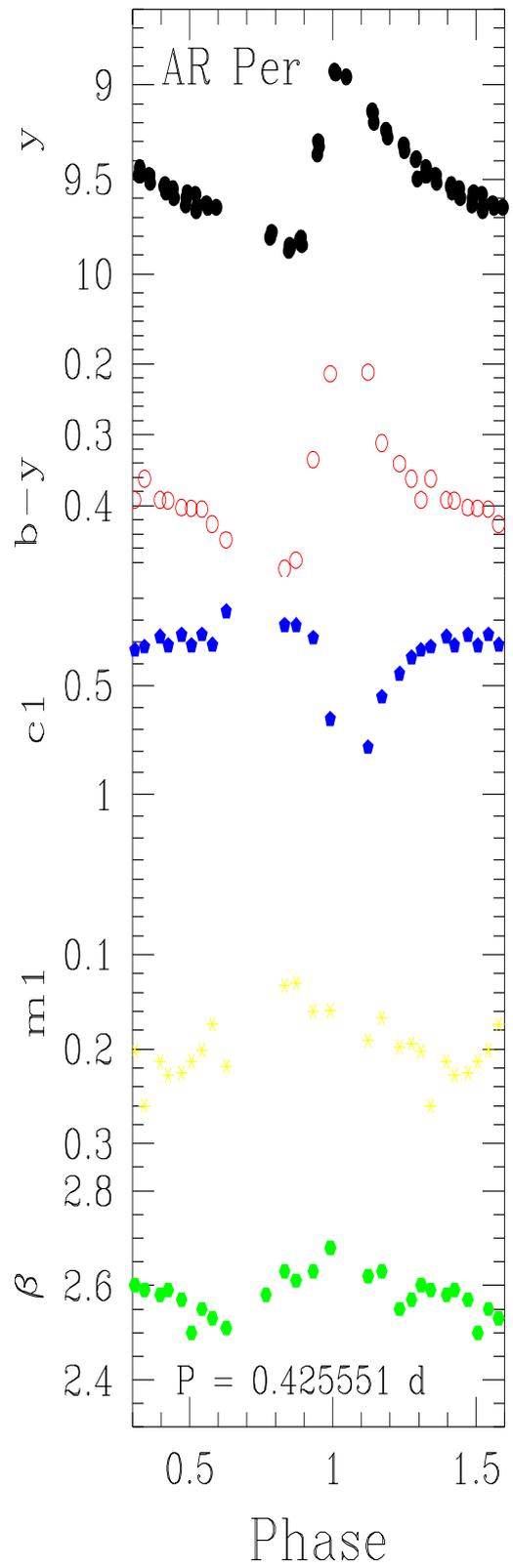
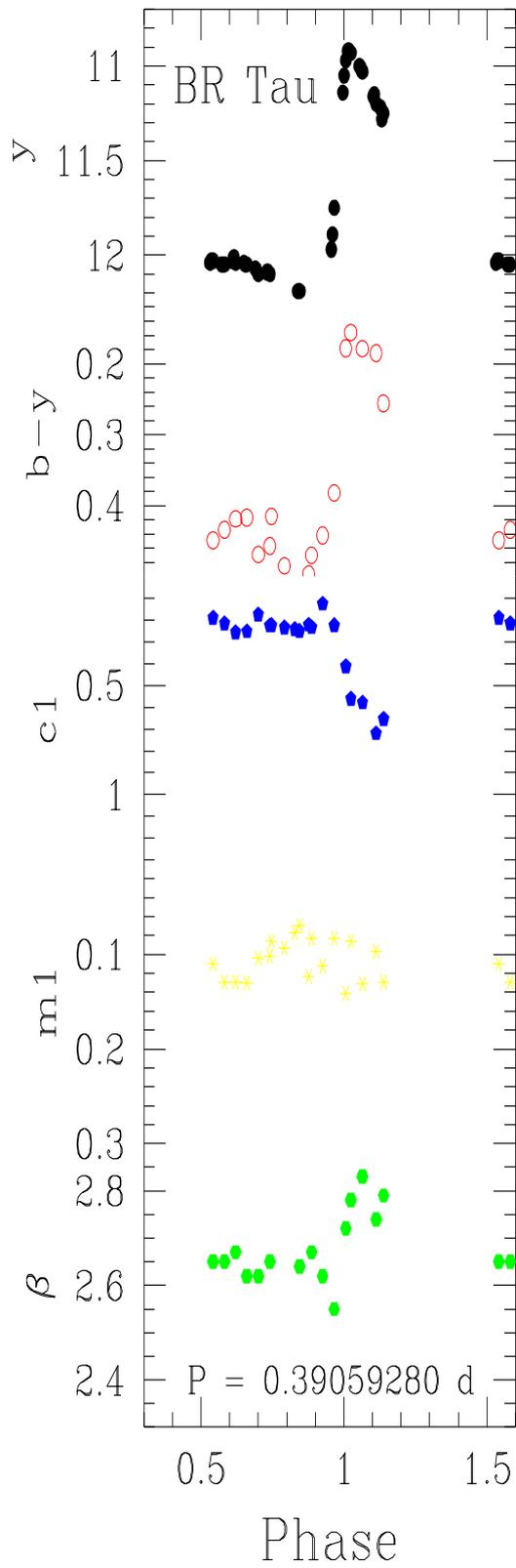
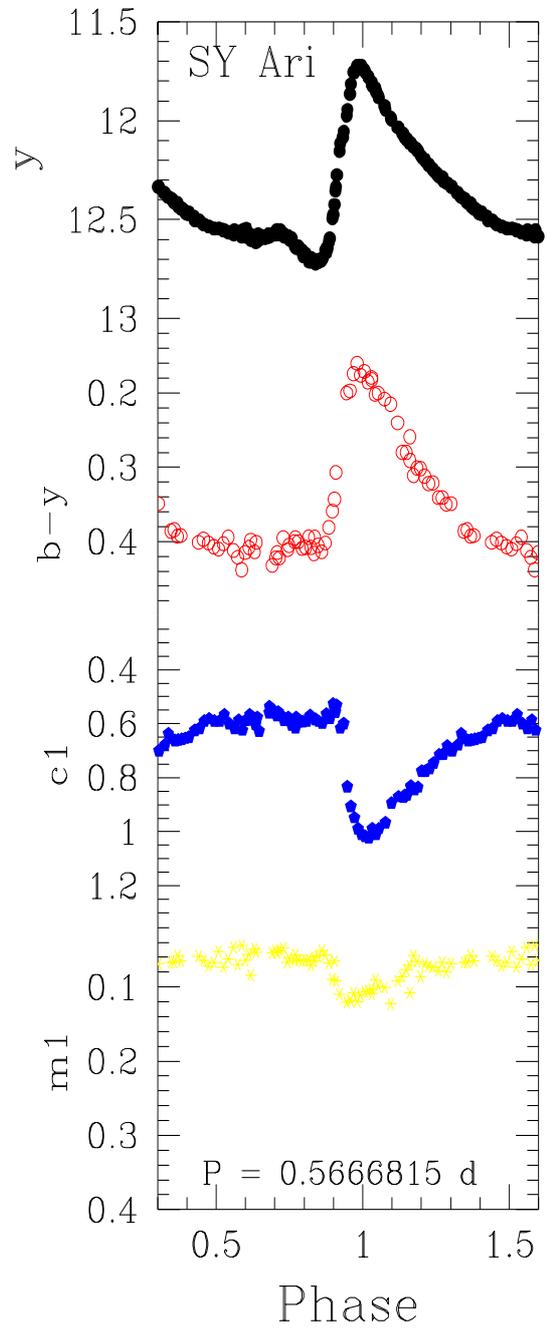
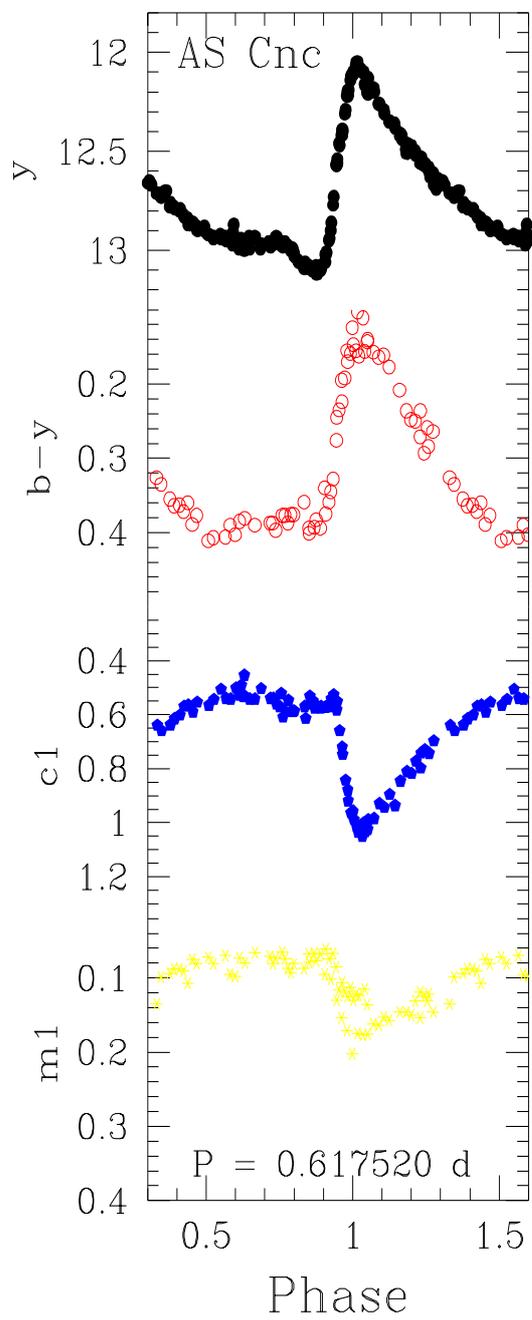


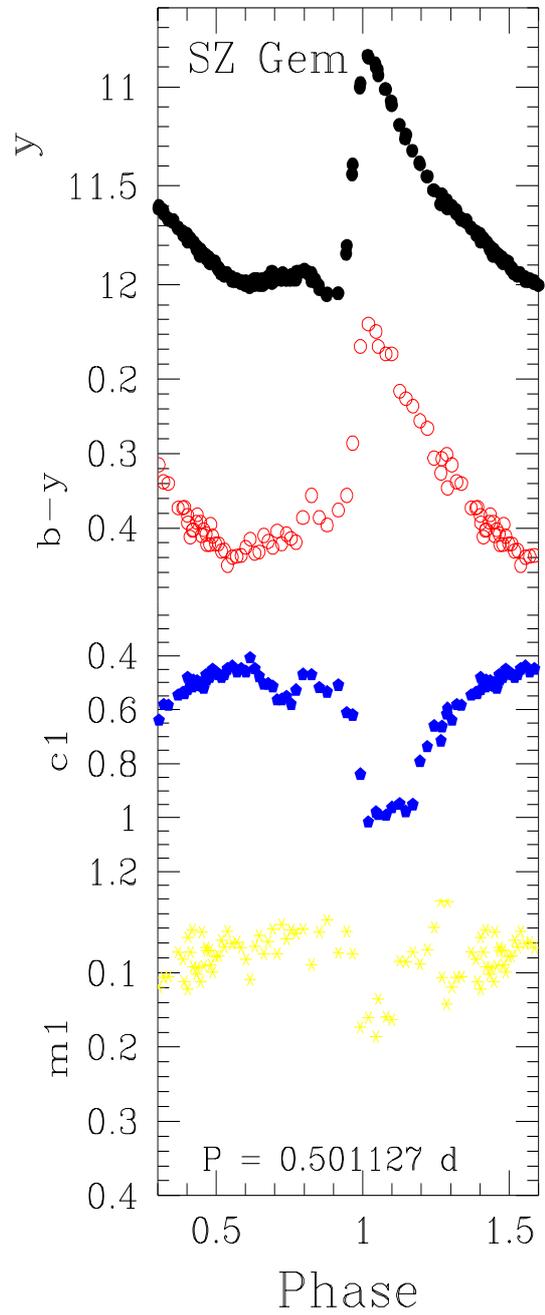
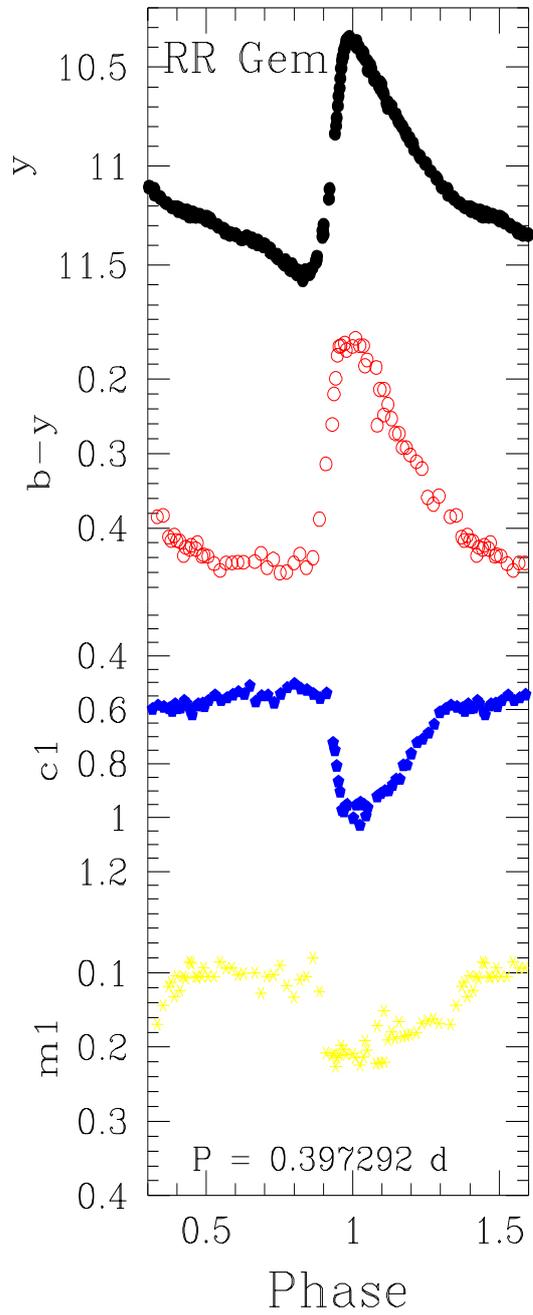
Abbildung 4.2: Die Lichtkurven und Kurven der Farbindizes $b-y$, $c1$ und $m1$ sowie der β -Index (wenn vorhanden) der RR Lyrs, von denen mindestens 70% der Periode beobachtet wurden.



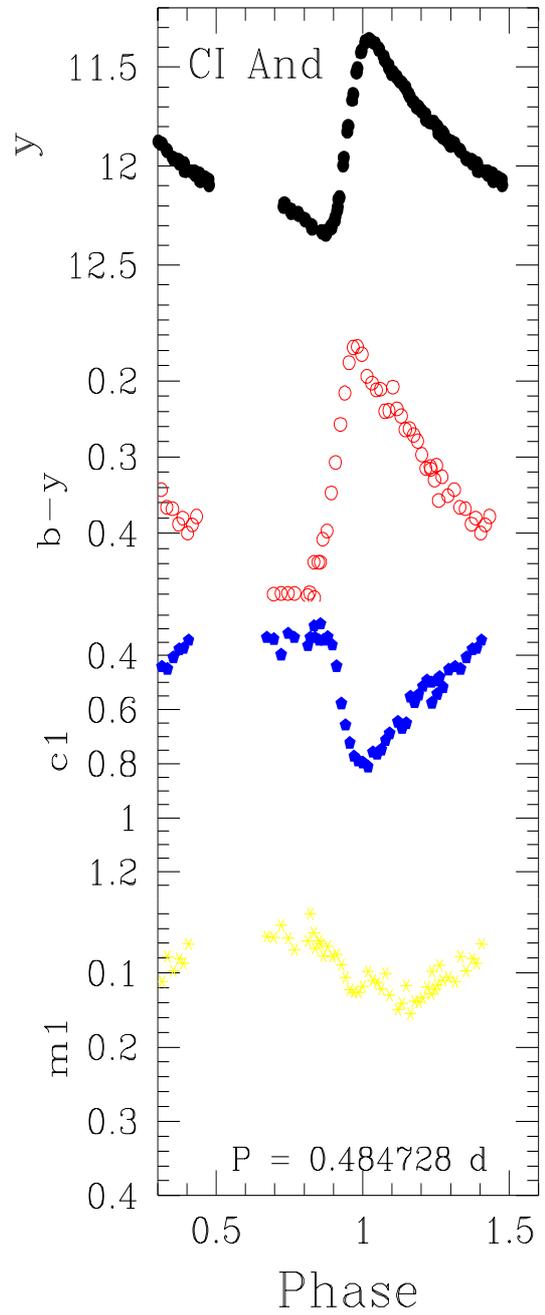
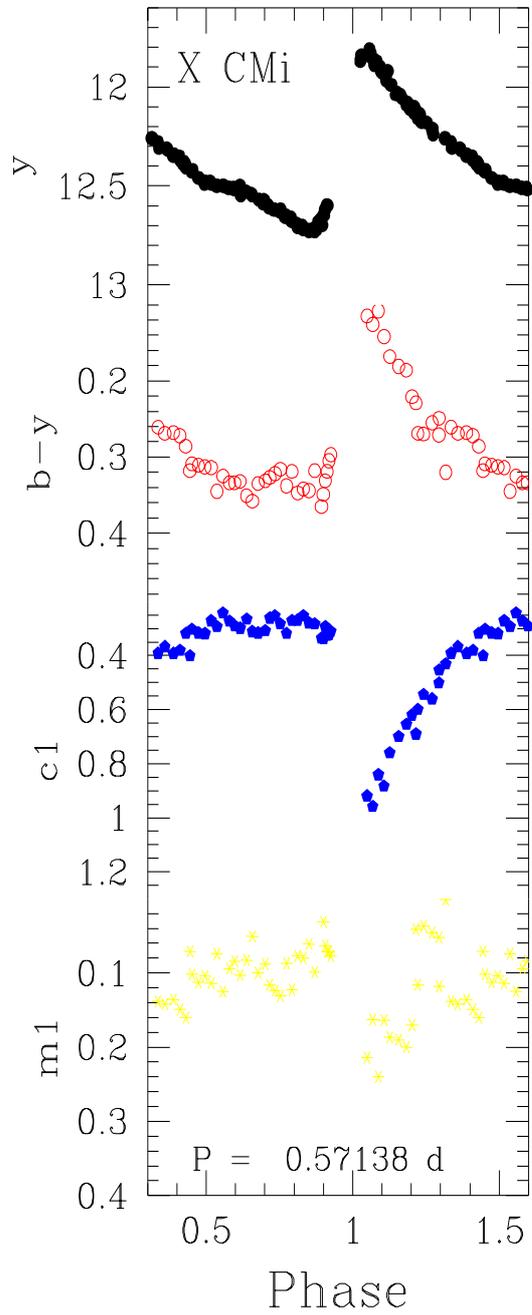
Die Lichtkurven und Kurven der Farbindices der beobachteten RR Lyr. (Fortsetzung)



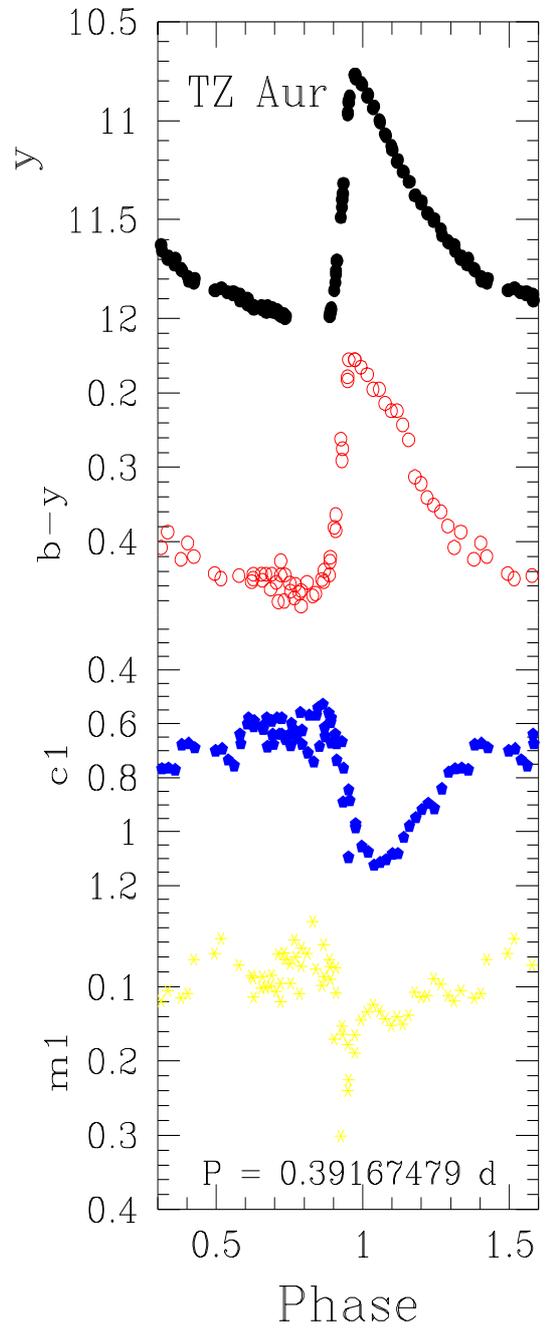
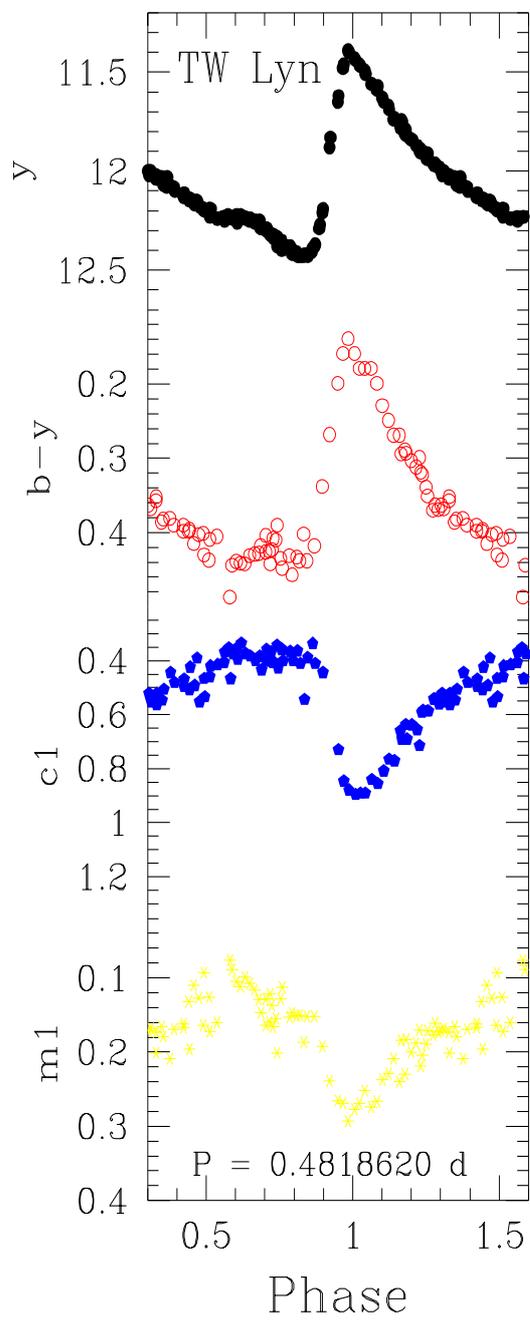
Die Lichtkurven und Kurven der Farbindizes der beobachteten RR Lyrs. (Fortsetzung)



Die Lichtkurven und Kurven der Farbindizes der beobachteten RR Lyrs. (Fortsetzung)



Die Lichtkurven und Kurven der Farbindizes der beobachteten RR Lyrs. (Fortsetzung)



Die Lichtkurven und Kurven der Farbindizes der beobachteten RR Lyr. (Fortsetzung)

Auswirkung dieses Buckels in der Lichtkurve auf die Farbindizes und - wenn möglich - seine Ursache sollte untersucht werden.

Bei allen beobachteten RR Lyr's ist die Amplitude der Lichtkurve im v -Filter am größten, gefolgt von der im b -Filter. Die Amplituden im u - und y -Filter sind beinahe gleich groß, während der I -Filter die geringste Helligkeitsänderungen aufweist (s. Abb. 4.1). Genauso verhält es sich mit der Höhe des Buckels vor dem Maximum in den verschiedenen Filtern (weitere Ausführungen dazu im Abschnitt 4.5.2). Die Zeiten des Maximums sind dagegen in allen Filtern gleich.

In einigen Lichtkurven deutet sich im aufsteigenden Ast bei Phase 0.93 eine kleine Welle an, die nicht in den Lichtkurven aller beobachteten RR Lyr's sichtbar ist. Für diese Welle im Aufstieg zum Helligkeitsmaximum soll die Konvektion im Inneren des Sterns verantwortlich sein (Gautschy & Saio 1996). Bevorzugt RR Lyr's mit ausgedehnten Konvektionszonen sollen diese Welle in ihrer Lichtkurve zeigen. Sie wird nach Gautschy & Saio (1996) erzeugt durch die - im Verlauf des Zyklus - wechselnde Effektivität der Konvektion.

Farbindizes $u - v$, $u - b$, $b - y$ und $v - b$

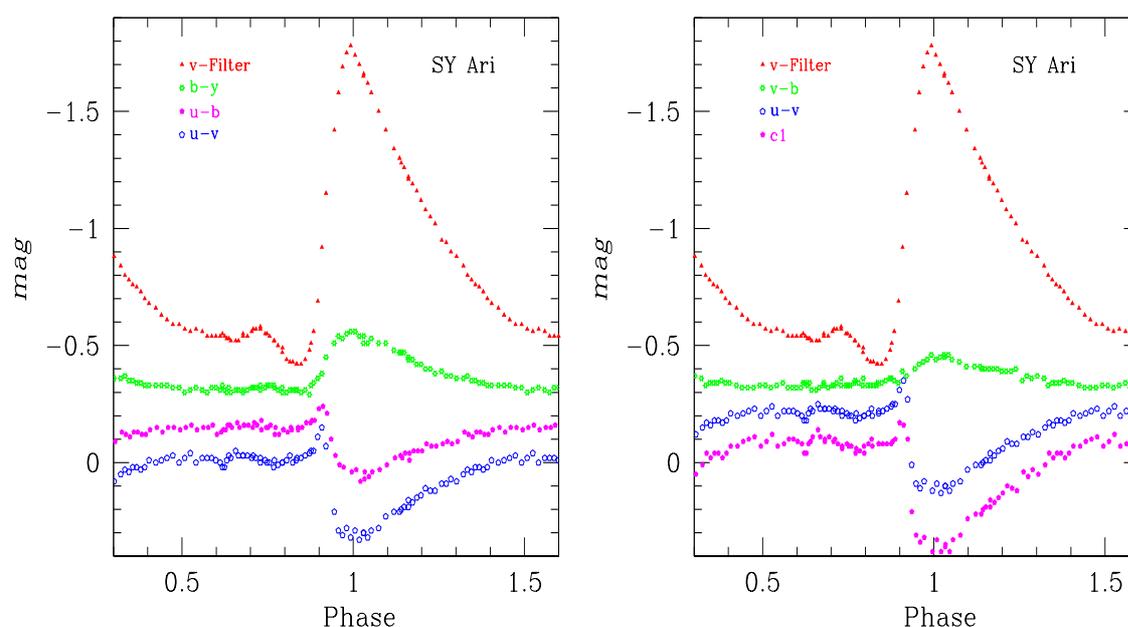


Abbildung 4.3: Die Lichtkurve von SY Ari im v -Filter und den Farbindizes $u - v$, $u - b$ und $b - y$ (links) sowie $u - v$, $b - v$ und $c1$ (rechts) in differentieller Photometrie. Diese zeigt das Verhältnis der Magnituden zueinander anschaulicher als die Absolutphotometrie. Beachte im linken Diagramm das lokale Maximum in $u - b$ und $u - v$ bei Phase 0.93.

Abbildung 4.3 (links) zeigt beispielhaft 3 Farbindizes des Sterns SY Ari ($u - v$, $u - b$ und $b - y$) zusammen mit seiner Lichtkurve im v -Filter in differentieller Photometrie⁴.

⁴Die differentielle Photometrie wurde in diesem Fall gewählt, weil sie die Magnituden-Differenzen der verschiedenen Lichtkurven genau wider gibt, aber durch eine Verschiebung der Absolutmagnituden eine

Der Verlauf der Kurve des Farbindex $b - y$ ist dem der Lichtkurve ähnlich, allerdings mit wesentlich kleinerer Amplitude. Das Maximum der Kurve liegt auf dem Maximum der Lichtkurve. Dies ist auch in Abb. 4.2 für alle RR Lyrs zu sehen. Von dem Buckel, der in der v -Lichtkurve sehr ausgeprägt ist, ist in $b - y$ bei diesem Maßstab wenig zu erkennen. Ganz anders verhält es sich bei den beiden Farbindizes $u - v$ und $u - b$ in Abb. 4.3 (links und rechts). Ihre Kurve hat das Minimum zum Zeitpunkt der größten Helligkeit des Sterns. An der Stelle des Buckels in der Lichtkurve ist in diesen Farbbereichen eine schwache Einsenkung festzustellen. Auffällig ist der Verlauf der Farbkurven $u - v$ und $u - b$ kurz vor dem Maximum der Helligkeit des RR Lyrs. Während des steilsten Anstiegs der Helligkeit des Sterns zeigt sich in diesen Farbindizes eine Spitze, ihr Helligkeitsextremum. Tsesevich (1975) gibt an, dass in diesem Zeitraum der Periode (um $\Phi = 0.93$) in hochaufgelösten Spektren eine Emission in einigen Balmer-Absorptionslinien sichtbar wird. Die Erklärung für dieses Phänomen ist nach Tsesevich eine Schockwelle, die entsteht, wenn die äußeren Schichten des Sterns sich schon sterneinwärts bewegen und mit weiter innen liegenden Schichten zusammenstoßen, die noch expandieren. Dadurch erfolgt eine Aufheizung, die sowohl die Wasserstoff-Emissionen als auch einen Überschuss an Strahlung im kurzwelligen Bereich erzeugt (Gillet & Crowe 1988). Diese Erklärung der Maxima der Farbindizes $u - v$, $u - b$ und $c1$ wird bestätigt durch die Radialgeschwindigkeitsänderungen, die mit Hilfe der weiteren Auswertungen der Beobachtungen dieser Arbeit ermittelt wurden (s. Kap. 4.5.3). Der Verlauf des Farbindex $v - b$ (Abb. 4.3 (rechts)) hat keinerlei Auffälligkeiten. Er ist dem von $b - y$ sehr ähnlich, seine Amplitude beträgt aber nur die Hälfte des Wertes von $b - y$.

Die Strömgren - Indizes $c1$ und $m1$

In Abbildung 4.3 (rechts) ist der Farbindex $c1$ mit seinen beiden Komponenten ($u - v$ und $v - b$) dargestellt. $c1$ gibt die Größe des Balmer-Sprungs an und ist wie $b - y$ ein Maßstab für die Temperatur der Atmosphäre des Sterns. Der Verlauf von $c1$ gleicht dem von $u - v$ jedoch mit größerer Amplitude. Hier zeigt sich besonders deutlich der Überschuss an kurzwelliger Strahlung im Bereich des schnellen Anstiegs des Stern zu seinem Helligkeitsmaximum.

In einem Diagramm, in dem die beiden Farbindizes $b - y$ und $c1$ gegeneinander aufgetragen werden, ist im Verlauf des Pulsations-Zyklus der RR Lyrs eine Hysterese zu erkennen. In Abbildung 4.4 wird dies beispielhaft für die Sterne TZ Aur (links) und RR Gem (rechts) gezeigt. Bei beiden Sternen gibt die durchgezogene Linie den zeitlichen Verlauf des Zyklus an. Dabei wurden alle gemessenen Werte dem Ablauf der Phase folgend miteinander verbunden. Zudem ist Minimum und Maximum der Helligkeit der Sterne sowie der Verlauf im Abstieg und Aufstieg der Lichtkurve angegeben. Diese Hysterese zeigt, dass die Helligkeit des Sterns - während des Auf- und Abstiegs - gleich sein kann aber unterschiedliche Temperaturen vorliegen. Es ist ein Wechselspiel zwischen der Temperatur des RR Lyr's und seinem Radius, das diese Hysterese verursacht. Diese Beobachtung bestätigt frühere Ergebnisse. De Boer zeigte diese Hysterese am Beispiel von SS Leo (de Boer & Seggewiss 2007). Tsesevich (1975) zeigt eine ähnliche Hysterese für die Farbindizes $U - B$ gegen

gedrängtere Darstellung zuläßt.

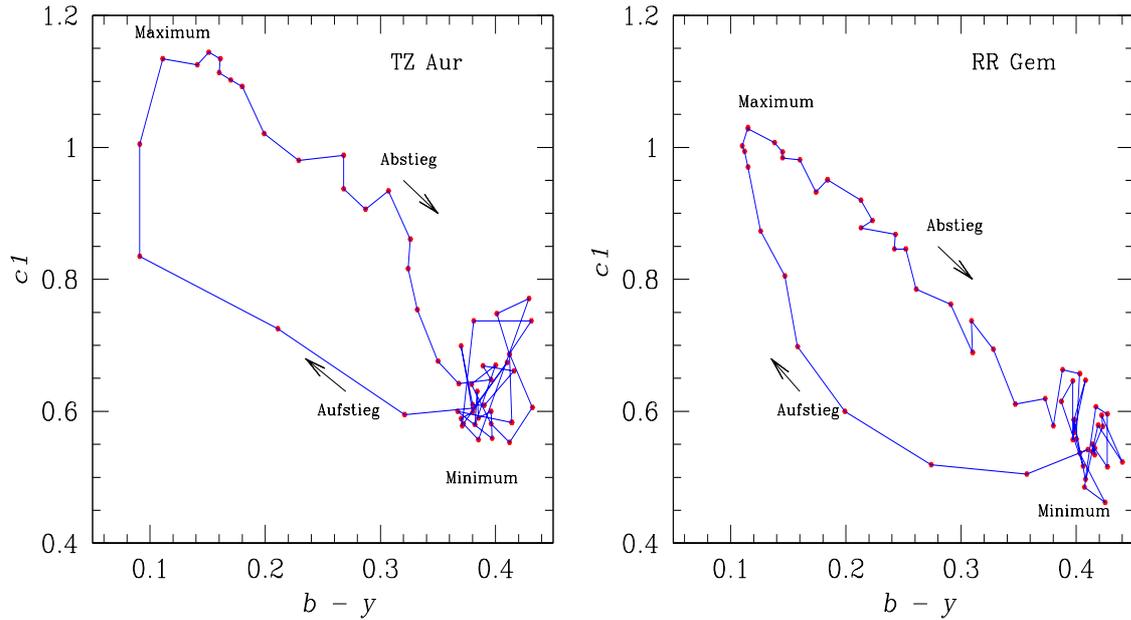


Abbildung 4.4: Diagramm der Farbindizes $b - y$ gegen $c1$ der RRLyrs TZ Aur und RR Gem. Beide Abbildungen zeigen die Messpunkte und die Verbindungslinie der Werte im Verlauf der Periode. Maximum und Minimum sowie der Verlauf der Kurve im auf- und absteigendem Licht sind angegeben.

$B - V$ und Oke & Bonsack (1960) erzeugen diese Hysterese bei RR Lyr aus Farbindizes, die sie aus Differenzen monochromatischer Wellenlängen in Spektren bilden. .

Der Strömgen-Index $m1$ ist, wie schon oben erwähnt, in der Auswertung problematisch bei einem pulsierenden Stern mit sich ändernder Temperatur. Sein Wert ändert sich im Verlauf der Periode mit einem Minimum kurz nach dem Maximum der Helligkeit des Sterns. Seine Amplitude beträgt je nach Stern von 0.08 bis 0.2 mag. Verglichen mit den Amplituden der anderen Farbindizes, ist sie also sehr gering. Der höhere Wert des Index $m1$ während des minimalen Lichtes des RR Lyr's liegt an einer Zunahme der Metalllinien zu den Zeiten, in denen der Stern weniger heiß ist. Diese Metalllinien verschwinden fast vollständig während des Helligkeitsmaximums. Es ist möglich, den Einfluß der Linien-Absorption heraus zurechnen, so dass der Metalllinien-Index konstant bleibt. Beispiele dafür sind die Arbeiten in der Literatur (s. z.B. Preston 1959, Oke & Bonsack 1960, van Albada & de Boer 1975). Da jedoch die Variation der Stärke der Metalllinien einen RR Lyr charakterisiert, soll sie deswegen hier gezeigt werden. Eine ausführliche Diskussion der Variation der Linienstärke der Metalllinien im Laufe der Periode folgt im Kapitel 5.

Der β -Index

Der β -Index wird aus der Differenz der Magnituden der Filter β_{eng} und β_{weit} gebildet, wobei β_{eng} nur die Balmer-Linie H_β erfaßt, während β_{weit} auch die Umgebung dieser Linie umfaßt. Der β -Index ermittelt die Temperatur des Sterns über die Absorption der H_β -Linie, deren Anregung temperaturabhängig ist. Im Kapitel 5.2.1 wird die Änderung

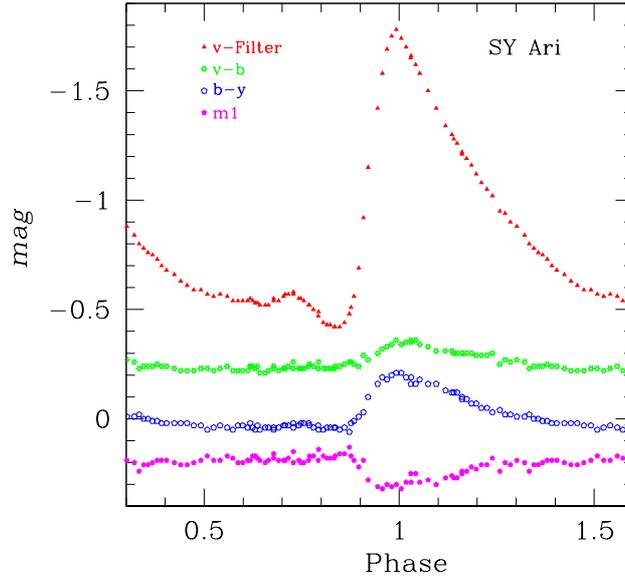


Abbildung 4.5: Die Lichtkurven von SY Ari im v -Filter und den Farbindizes $v - b$, $b - y$ und $m1$ in differentieller Photometrie.

der Linien-Breiten der Balmer-Linien im Verlauf der Periode der RR Lyrs ausführlich dargestellt. In diesem Zusammenhang wird der β -Index zusätzlich zum Farbindex $b - y$ bei der Ermittlung der Temperatur der Sterne verwendet.

4.4 Astrophysikalische Parameter

Die Bestimmung der Schwerebeschleunigung $\log g$ und der Temperatur T_{eff} wird auf der Arbeit von Clem et al. (2004) aufgebaut. In dieser Arbeit wird die Korrelation der beobachtbaren Werte wie Helligkeit und Farbindizes und den Parametern $\log g$ und T_{eff} berechnet. Diese Berechnungen erfolgten anhand von Modell-Atmosphären und synthetischen Spektren der Sterne. Clem et al. erstellten Gitternetze, in denen diese Korrelationen dargestellt werden. Sie werden für die weiteren Berechnungen verwendet.

Diese Gitter sind in Schritten von 0.5 $[\text{Fe}/\text{H}]$ und 0.5 $\log g$ berechnet. T_{eff} wird in Stufen von 250 Grad angegeben. In Tabelle 4.6 sind die Werte für $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.5$ und $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.5$ für jeweils 3 Werte von $\log g$ gezeigt. Daraus ist zu erkennen, dass die Abhängigkeit von $\log g$ und T_{eff} von den Metallizitäten gering ist. Die Differenzen der zugeordneten beobachteten Werte von $b - y$ und $c1$ bleiben selbst bei dem deutlichen Unterschied von $[\text{Fe}/\text{H}] = -1$ im Bereich von hundertstel Magnituden. Der Metalllinienindex $m1$ zeigt erwartungsgemäß eine größere Abhängigkeit von der Metallizität.

Zum Vergleich der erhaltenen Werte wurde eine zweite Bestimmung von $\log g$ und T_{eff} nach den Berechnungen aus der älteren Arbeit von van Albada & de Boer (1975) vorgenommen. T_{eff} und $\log g$ wurden nach den Formeln A5 und A6 dieser Arbeit berechnet. In diesen Formeln wird die Metallizität der Sterne nicht berücksichtigt.

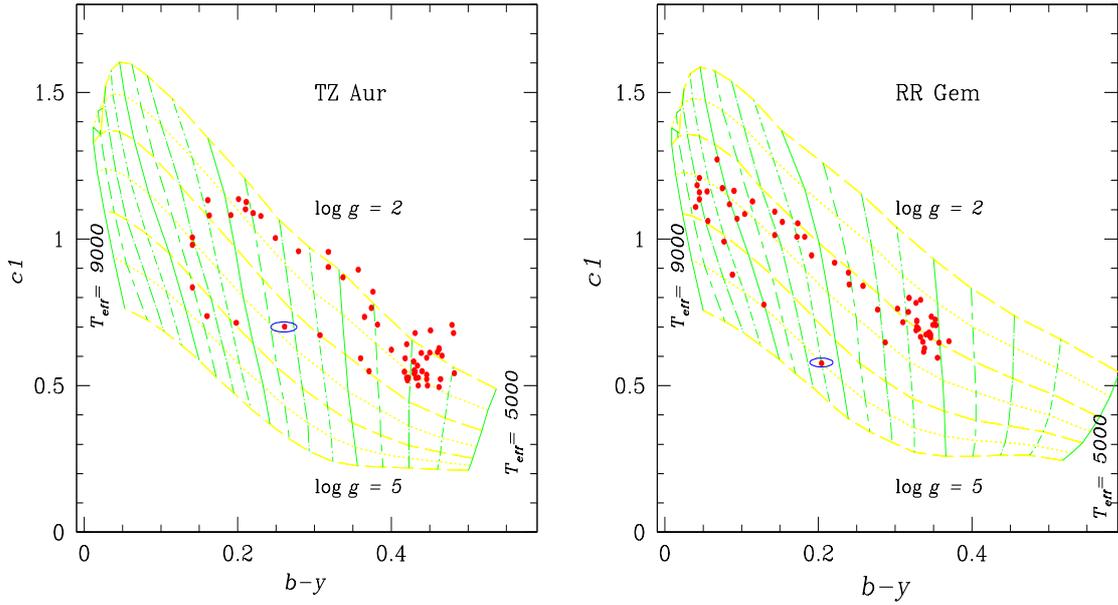


Abbildung 4.6: Das Gitter von $\log g$ und T_{eff} nach Clem et al. (2004) mit den Daten von TZ Aur (links) und RR Gem (rechts). Die gelben Linien (in horizontaler Richtung) stellen die Werte von $\log g$ dar. Die lang-gestrichelten Linien zeigen (von oben nach unten) $\log g = 2, = 3, = 4$ und ganz unten $\log g = 5$. Die gepunkteten Linien dazwischen stehen für $\log g = 2.5, = 3.5$ und $= 4.5$. Die Temperaturen werden durch die grünen, vertikalen Linien angezeigt. Sie steigen von rechts nach links. Die durchgezogenen, grünen Linien zeigen von rechts nach links $T_{\text{eff}} = 5000, T_{\text{eff}} = 6000, T_{\text{eff}} = 7000, T_{\text{eff}} = 8000$ und $T_{\text{eff}} = 9000$ an. Die gestrichelten Linien dazwischen geben Zwischenwerte in Schritten von 250 Grad an. Die Ellipse in beiden Diagrammen zeigt die Werte bei $\Phi = 0.93$.

4.4.1 $\log g$ und T_{eff} (nach Clem et al.)

Abbildung 4.6 zeigt Gitter von Clem et al. zusammen mit den Werten von TZ Aur (links) und RR Gem (rechts). Diese beiden Gittern zeigen die Korrelation der Farbindices $b - y$ und $c1$ mit den Werten von $\log g$ und T_{eff} . Clem et al. (2004) haben diese Gitter in Stufen von $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.5$ berechnet, so dass je nach Metallizität das entsprechende Gitter verwendet wurde. Beispielhaft wurden in dieses Gitter die beobachteten Daten (Punkte) von TZ Aur (linkes Diagramm) und RR Gem (rechtes Diagramm) eingetragen. Es ergeben sich die gleichen Hysteresen wie in Abbildung 4.4, jedoch können jetzt die Werte von $\log g$ und T_{eff} abgelesen werden. Die blau umrandeten Punkte in beiden Diagrammen stehen für Werte der Phase $\Phi \simeq 0.93$.

Die Werte für $b - y$ und $c1$ aller Sterne wurden in die Gitter von Clem et al. (2004) mit der dem Stern entsprechenden Metallizität eingetragen. Die Werte, die sich daraus für T_{eff} und $\log g$ ergaben, sind in Tabelle 4.7 zusammengetragen. T_{eff} (Spalte 3 - 6) und $\log g$ (Spalte 7 - 10) sind jeweils im Maximum und Minimum der Helligkeit sowie bei $\Phi = 0.93$ und $\Phi = 0.96$ angegeben. Spalte 2 enthält zusätzlich die Werte für $[\text{Fe}/\text{H}]$ der RR Lyrs, die der Literatur aus selben Quellen wie in Kap. 2 entnommen wurden. Für BR Tau und

Tabelle 4.6: Die Werte von T_{eff} und $\log g$ nach dem Gitter von Clem et al. .

[Fe/H]	$\log g$	T_{eff}	$b - y$	$m1$	$c1$
-0.50	2.0	5000	0.537	0.301	0.489
		6000	0.332	0.135	0.897
		7000	0.161	0.135	1.344
	3.0	5000	0.518	0.312	0.347
		6000	0.340	0.132	0.606
		7000	0.196	0.140	0.974
	4.0	5000	0.506	0.340	0.252
		6000	0.349	0.137	0.374
		7000	0.220	0.138	0.644
-1.50	2.0	5000	0.506	0.145	0.401
		6000	0.308	0.079	0.834
		7000	0.160	0.094	1.354
	3.0	5000	0.495	0.165	0.247
		6000	0.324	0.073	0.516
		7000	0.192	0.102	0.967
	4.0	5000	0.497	0.202	0.169
		6000	0.339	0.078	0.279
		7000	0.226	0.101	0.608

Tabelle 4.7: Die Werte der RR Lyrs von T_{eff} und $\log g$ nach dem Grid von Clem et al. . Angegeben die T_{eff} und $\log g$ im Maximum und Minimum der Helligkeit sowie bei der Phase $\Phi = 0.93$ und $\Phi = 0.96$.

Stern	[Fe/H]	T_{eff}				$\log g$			
		max	min	$\Phi = 0.93$	$\Phi = 0.96$	max	min	$\Phi = 0.93$	$\Phi = 0.96$
BR Tau	-0.7 ^a	7800	5300	5560	6400	4.8	2.9	3.8	3.9
TZ Aur	-0.79	7600	5400	6500	7100	3.5	2.1	2.9	3.6
RR Gem	-0.29	8950	6100	6550	7100	3.5	3.1	3.8	4.2
AR Per	-0.43	7000	5500	6550	-	4.0	2.3	3.5	-
BH Aur	+0.14	6700	5100	5900	6200	3.4	3.1	3.8	3.6
AA CMi	-0.15	7700	5400	6400	7050	3.5	2.5	3.4	3.5
TW Lyn	-0.66	8900	6250	7700	8200	4.7	3.5	4.1	4.4
CI And	-0.83	8800	6750	7150	8500	4.5	3.5	4.2	4.5
SZ Gem	-1.46	9250	6100	6800	8350	4.7	3.0	3.7	4.4
SY Ari	-1.4 ^a	7500	5600	6400	7100	3.5	2.5	3.6	3.3
X CMi	-0.71	8500 ^b	6100	-	-	4.9 ^b	2.8	-	-
AS Cnc	-1.89	9250	6250	6550	7900	5.0	3.0	4.3	4.65

a Keine Werte für [Fe/H] in der Literatur; [Fe/H] wurden nach dem Wert von $m1$ geschätzt.

b Maximum nicht beobachtet; Werte von $\Phi = 1.04$.

SY Ari wurden bei der Literaturrecherche keine Angaben zu $[\text{Fe}/\text{H}]$ gefunden. Deswegen wurden ihre Metallizitäten anhand der beobachteten Werte von m_1 abgeschätzt. Diese Abschätzung war Voraussetzung, um den Stern in das passende Gitter einzuordnen. Auch wenn die angenommenen Werte für $[\text{Fe}/\text{H}]$ nicht genau sind, sind die dadurch möglicherweise entstandenen Ungenauigkeiten nur sehr klein. Die Abschätzung des Metallgehaltes ist sehr realistisch und die Unterschiede in den Gittern für unterschiedliche Metallizitäten sind gering.

4.4.2 $\log g$ und T_{eff} (nach van Albada & de Boer)

Van Albada & de Boer (1975) ermitteln in ihrer Arbeit Formeln, mit deren Hilfe aus den beobachteten Parametern $\log g$ und T_{eff} berechnet werden können. Mit diesen Berechnungen konnten für die RR Lyr Kurven von $\log g$ und T_{eff} über die Periode erstellt werden. Abbildung 4.7 zeigt diese Kurven für die beiden RR Lyr TW Lyn (links) und RR Gem (rechts). Jeweils oben ist die Kurve von T_{eff} unten die von $\log g$ dargestellt. Alle Sterne haben die höchste Temperatur im Helligkeitsmaximum während der Höchstwert von $\log g$ unmittelbar davor ($\sim \Phi = 0.95$) zu sehen ist.

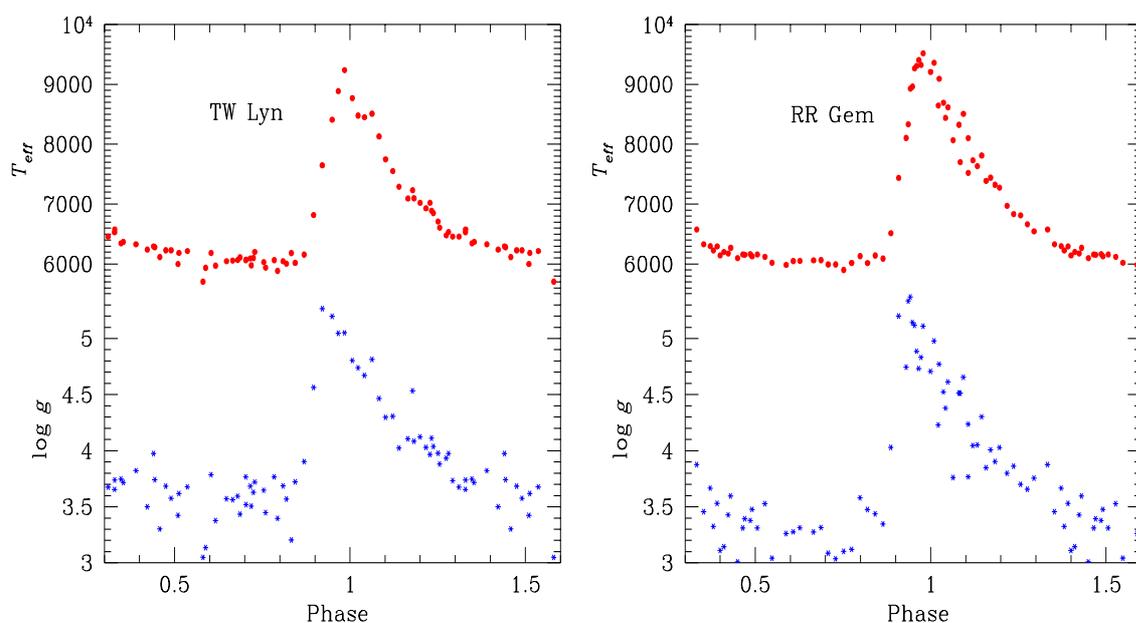


Abbildung 4.7: T_{eff} und $\log g$ von TW Lyn (links) und RR Gem (rechts) nach den Photometrie- und Konversionsformeln von van Albada & de Boer (1975). Der Verlauf von T_{eff} (oben) und $\log g$ (unten) wird über die ganze Periode der Sterne gezeigt.

Der Temperaturanstieg beginnt erst kurz vor dem maximalen Licht bei $\Phi \sim 0.9$. Der Anstieg von $\log g$ dagegen beginnt bereits etwas früher in der Periode nämlich bei $\Phi \sim 0.85$.

Tabelle 4.8 zeigt die Werte für T_{eff} (Spalte 3 - 6) und $\log g$ (Spalte 7 - 10) der RR Lyr nach den Formeln von van Albada & de Boer (1975). Angegeben sind jeweils die Werte

Tabelle 4.8: Die Werte der RR Lyrs von T_{eff} und $\log g$ nach den Formeln von van Albada & de Boer (1975). Angegeben sind T_{eff} und $\log g$ im Maximum der Helligkeit, bei $0.3 < \Phi < 0.6$ sowie bei Phase $\Phi = 0.93$ und $\Phi = 0.96$.

Stern	Periode [d]	T_{eff}				$\log g$			
		max	$0.3 < \Phi < 0.6$	$\Phi = 0.93$	$\Phi = 0.96$	max	$0.3 < \Phi < 0.6$	$\Phi = 0.93$	$\Phi = 0.96$
BR Tau	0.3905928	8052	5320	5560	6675	4.96	3.14	3.75	4.76
TZ Aur	0.39167479	7661	5528	5686	7268	3.98	2.03	3.06	3.76
RR Gem	0.397292	9448	6131	6571	7431	5.02	3.24	3.74	5.22
AR Per	0.425551	7049	5624	6093	-	4.02	2.77	3.43	-
BH Aur	0.456089	6735	5123	5887	6204	3.45	2.17	3.68	3.66
AA CMi	0.476327	7713	6114	6632	7277	3.69	2.43	3.37	3.55
TW Lyn	0.4818620	9254	6310	7676	8867	4.95	3.58	3.86	5.26
CI And	0.4847280	8859	6973	7600	8680	4.72	3.58	4.27	4.47
SZ Gem	0.501127	9148	6273	6567	8399	4.69	3.07	3.41	4.41
SY Ari	0.5666815	7480	6021	6404	7126	3.54	2.97	3.39	4.02
X CMi	0.571380	8464 ^a	6515	-	-	4.83 ^a	2.85	-	-
AS Cnc	0.617520	9080	6427	6822	8184	4.89	3.32	4.11	5.13

a Maximum nicht beobachtet; Werte von $\Phi = 1.04$.

im Helligkeitsmaximum, das Mittel aller Werte von $0.3 < \Phi < 0.6$, das das gesamte Lichtminimum umfaßt, bei $\Phi = 0.93$ und bei $\Phi = 0.96$. Zusätzlich ist die Periode der Sterne (Quellen s. Tab. 4.4) in Spalte 2 der Tabelle 4.8 eingetragen.

4.5 Diskussion der Ergebnisse

4.5.1 Vergleich der Ergebnisse für T_{eff} und $\log g$

Ein Vergleich der Ergebnisse der beiden Berechnungsmethoden für T_{eff} und $\log g$ (nach Clem et al. 2004 und van Albada & de Boer 1975) zeigt keine großen Unterschiede in den erhaltenen Werten (s. Tab. 4.7 und 4.8). Die Temperaturen für das Helligkeitsmaximum nach Clem et al. sind geringfügig niedriger bei Sternen mit einer Periode von < 0.5 d und bei RR Lyrs mit Perioden von > 0.5 d etwas höher. Teilweise können die Unterschiede auch an der genaueren Bestimmung der Werte bei der Berechnung nach van Albada & de Boer (1975) liegen, während die Ablesung aus dem Gitter bei den Zwischenwerten nur eine ungefähre Abschätzung erlaubt. Für die Minima ergeben sich nach van Albada & de Boer höhere Temperaturen. Dies liegt jedoch vor allem daran, dass hier über alle Werte im Bereich von $0.3 < \Phi < 0.6$ gemittelt wurde. Bei den Temperaturen im Bereich $\Phi = 0.93$ zeigt der Vergleich beider Tabellen ein uneinheitliches Bild. Eine Hälfte der Werte ist höher, während die andere Hälfte nach Clem et al. niedriger ist als nach der Methode von van Albada & de Boer. Eindeutig höher, wenn auch mit geringen Differenzen, sind die Ergebnisse für T_{eff} bei $\Phi = 0.96$ nach van Albada & de Boer. Im allgemeinen liegt der Unterschied bei weniger als 100 Grad, nur für TW Lyn beträgt er mehr als 500 Grad.

Die Unterschiede der Ergebnisse bei $\log g$ entsprechen denen bei T_{eff} (Ausnahme bei $\Phi = 0.96$). Auch $\log g$ ist im Maximum bei den Sternen kürzerer Periode nach Clem et al. niedriger und bei denen mit $P > 0.5$ d höher als nach van Albada & de Boer.

Bei $\Phi = 0.96$ zeigt sich ein Zusammenhang von T_{eff} und $\log g$. Bei dieser Phase sind alle Temperatur-Werte nach van Albada & de Boer höher und entsprechend ebenso alle Werte von $\log g$.

Interessant ist der Vergleich der Werte, die sich für die Phasen $\Phi = 0.93$ und $\Phi = 0.96$ ergeben. Alle Werte der Temperaturen in den Tabellen 4.7 und 4.8 liegen bei $\Phi = 0.93$ nur wenig über der Temperaturen im Minimum der Helligkeit. Zu dieser Phase des Zyklus hat der Anstieg der Temperatur zwar schon begonnen, aber die starke Erhöhung von T_{eff} der RR Lyrs erfolgt erst danach. So sind die Temperaturen bei $\Phi = 0.96$ bereits wesentlich höher, meistens schon nahe bei den Maximums-Temperaturen. Das zeigt auch die Abbildung 4.4. Hier sind die Werte bei $\Phi = 0.93$ durch eine blaue Ellipse markiert. Auch in dieser Abbildung ist deutlich zu erkennen, dass die Temperatur zu diesem Zeitpunkt der Periode höher ist als im Helligkeitsminimum, aber die Sterne noch relativ kühl sind. Erst danach erfolgt der steile Anstieg von Temperatur und Helligkeit. Der Stern wird dann schnell heißer und damit blauer, wie auch die Werten von $b - y$ zeigen (s. auch Abbildung 4.2 und 4.5).

Die Werte von T_{eff} , die in dieser Arbeit ermittelt wurden, liegen bei allen Sternen im Helligkeitsmaximum zwischen 7000 und 9500 K mit einem Mittelwert von 8226 K (nach van Albada & de Boer) bzw. zwischen 7250 und 8900 K mit einem Mittelwert von 8095 K (nach Clem et al.). Im Minimum liegen die Werte zwischen 5300 und 7000 Grad (Mittelwert 6004 K) bzw. zwischen 5150 und 6750 Grad (Mittelwert 5820 K) . Für sieben der hier untersuchten 12 RR Lyrs wurden Maximums-Temperaturen über 8000 Grad gefunden. Es sind dies BR Tau, RR Gem, TW Lyn, CI And, SZ Gem, X CMi und AS Cnc. Diese Maximums-Temperaturen sind konsistent mit den Werten, van Albada & de Boer (1975) für WCrt, SV Hya, SS Leo und ST Vir ermittelten.

Die T_{eff} von fünf Sternen (TZ Aur, AR Per, BH Aur, AA CMi und SY Ari) liegt im Maximum unter 8000 Grad. Dies sind Temperaturen wie sie Oke (1966) und Oke et al. (1962, 1960) in ihren spektroskopischen Arbeiten über SU Dra , X Ari, und RR Lyr gefunden haben.

Die in dieser Untersuchung ermittelten Werte der Minimums-Temperaturen sind geringer als die Werte, die in den Arbeiten der eben genannte Autoren gefunden wurden. Die Spanne zwischen den extremen Temperaturen des Zyklus, die hier ermittelt wurde, ist somit größer als in der Literatur.

Die Werte für $\log g$ liegen im Maximum im Bereich von 3.4 bis 5.0 und 2.1 - 3.5 im Minimum. Diese Werte für $\log g$ sind etwas höher als die von von Oke et al. . In der Arbeit von van Albada & de Boer wurden die Werte von $\log g$ für $0.3 < \Phi < 0.6$ angegeben. Diese Angaben entsprechen sehr gut den hier gefundenen Werten für $\log g$.

In der Abbildung 4.8 ist für TW Lyn T_{eff} gegen $\log g$ aufgetragen. Auch in dieser Abbildung entsteht eine vergleichbare Hysterese, wie auch bei dem Auftrag der Werte, die in Zusammenhang mit T_{eff} und $\log g$ stehen - wie z.B. die Farbindices $b - y$ gegen $c1$. Der Wert von $\Phi = 0.96$, der in dieser Abbildung angezeigt ist, läßt erkennen, dass zu dieser Phase $\log g$ schon im Maximum ist, das Maximum der Temperatur aber noch nicht erreicht ist.

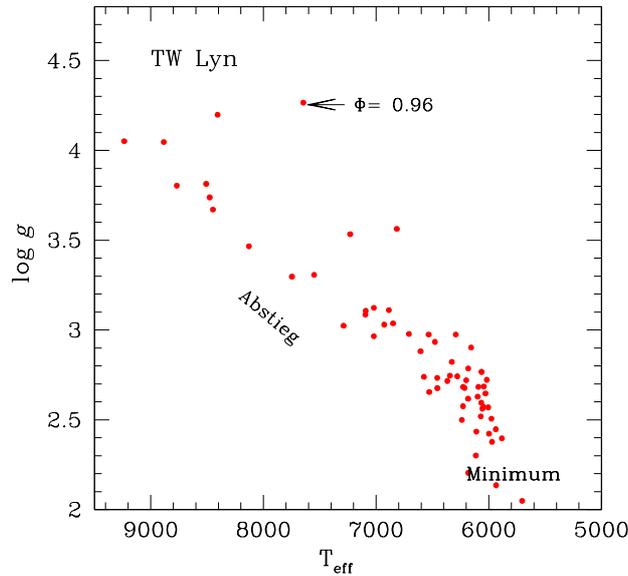


Abbildung 4.8: T_{eff} gegen $\log g$ bei TW Lyn. Der Wert von $\Phi = 0.96$ sowie Abstieg und Minimum der Helligkeit sind angegeben.

4.5.2 Buckel

Mehrere der beobachteten RR Lyr (BH Aur, BR Tau, AS Cnc, SY Ari, SZ Gem, X CMi und TW Lyn) zeigen im Helligkeitsminimum kurz vor dem Aufstieg zum Maximum in ihrer Lichtkurve einen “Buckel” den sogenannten “bump”. Dabei nimmt die Helligkeit um 0.1 bis maximal 0.2 mag zu und fällt anschließend auf den niedrigsten Stand (s. Abbildung 4.2 und 4.5). Dieses Verhalten der Lichtkurve macht sich auch in den Farbindexen $b - y$, $u - v$ und $c1$ bemerkbar. Dort sind die Magnituden-Differenzen in diesem “Buckel”, entsprechend der geringeren Amplitude der Farbindexe, zwar geringer, aber deutlich sichtbar.

Bono & Stellingwerf (1994) haben in ihrer theoretischen Arbeit Modelle der RR Lyr untersucht. Nach ihrer Ansicht steht der Buckel in den Lichtkurven in engem Zusammenhang mit der absoluten Helligkeit und effektiven Temperatur des Sterns. Er entsteht kurz vor dem Erreichen des kleinsten Radius. Die Ursache sind Schockfronten, die zu dieser Phase der Periode die Oberfläche des Sterns erreichen. Diese Schockfronten führen dazu, dass die äußeren Schichten der Hülle des Stern für eine kurze Zeit expandieren, ehe sie wieder weiter zusammenfallen und der minimale Radius des Zyklus erreicht wird. Diese Schockfront heizt zudem die Hülle des Sterns auf und mit der Temperatur steigt auch die Helligkeit in dieser Phase. Nach Bono & Stellingwerf (1994) ist diese geringe Helligkeitsdifferenz relativ größer je geringer die Helligkeit des RR Lyr an sich ist. Der Buckel erscheint bei den RR Lyr geringer Helligkeit relativ stark. Bei gleicher Leuchtkraft eines Sterne nimmt die Höhe des Buckels ab je weiter der RR Lyr am roten Rand des Instabi-

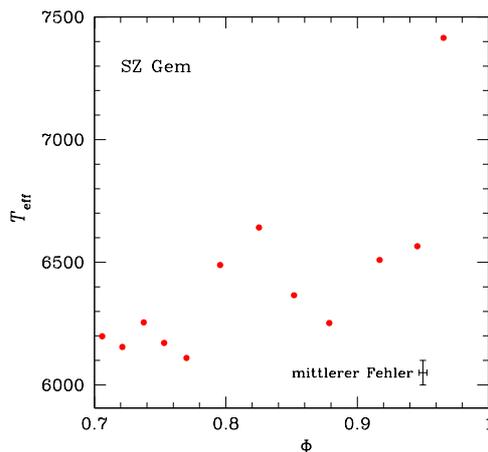


Abbildung 4.9: T_{eff} von SZ Gem bei $0.7 < \Phi < 1$. Die Erhöhung der Temperatur im Bereich des "Buckels" der Lichtkurve vor dem Maximum wird in diesem Ausschnitt besonders deutlich. Der Fehlerbalken links zeigt den mittleren Fehler der Abbildung.

litätsstreifens liegt (Bono & Stellingwerf 1994). Diese theoretischen Erkenntnisse werden durch diese Untersuchung klar bestätigt. Die RR Lyr's mit dem höheren Buckel sind auch die heißeren und somit "blauer" der untersuchten Sterne.

Abbildung 4.9 zeigt für SZ Gem T_{eff} gegen die Phase im Bereich des Buckels bei $0.7 < \Phi < 1$. Hier ist die Zunahme von T_{eff} in diesem Bereich um ~ 400 Grad deutlich erkennbar. Auch in den älteren spektroskopischen Arbeiten von Oke & Bonsack (1960) an an RR Lyr und von Oke (1966) an X Ari wird diese Temperaturerhöhung im Bereich des Buckels gezeigt.

Tsesevich (1975) gibt ebenfalls eine Schockfront als Ursache für den kurzfristigen Anstieg der kurzwelligen Strahlung an, wie er bei Phase $\Phi = 0.93$ in dem Farbindex $u - v$ zu erkennen ist (s. Abbildung 4.3 und Abschnitt 4.3). Dieses Phänomen zeigt sich jedoch nur in den Farbindizes $u - v$ und $c1$, eine allgemeine Erhöhung der Temperatur läßt sich dagegen nicht erkennen. Der Buckel wird noch einmal im Kapitel 5 anhand von Untersuchungen an Spektren von RR Lyr's angesprochen.

4.5.3 Radien und Radialgeschwindigkeiten der Hüllen der RR Lyr's

Um den Radius eines RR Lyr's zu bestimmen, ist die Kenntnis seiner Leuchtkraft L und seiner Temperatur oder seines $\log g$ und seiner Masse notwendig. In dieser Arbeit wurden Leuchtkraft (s. Abschnitt 4.3), T_{eff} und $\log g$ (s. Abschnitt 4.4) der RR Lyr's ermittelt. Deswegen wurden Leuchtkraft und Temperatur der Sterne zur Bestimmung der Radien herangezogen.

Berechnung der Radien

Die Leuchtkraft der Sterne kann aus der beobachteten Helligkeit und seiner Entfernung errechnet werden. Mit Hilfe des Entfernungsmoduls

$$m - M = 5 \cdot \log(r) - 5; \quad \text{mit } r \text{ in pc} \quad (4.8)$$

wurde die absolute Helligkeit der Sterne mit y -Filter bestimmt. Die Helligkeit mit y -Filter ist geeignet, weil in diesem Filterbereich die bolometrische Korrektur B.C. am geringsten und gut bekannt ist. Die Entfernungen der RR Lyr wurden der Literatur entnommen (Beers et al. 2000, Fernley et al. 1998, Layden 1994). Dann wurde die Leuchtkraft der Sterne im Verhältnis zu den Werten der Sonne bestimmt. Es wurde folgende Beziehung benutzt:

$$M_{\text{bol}} = M_{\text{bol}\odot} - 2.5 \cdot \frac{L}{L_{\odot}}; \quad \text{mit } M_{\text{bol}\odot} = 4.74 \quad (4.9)$$

Die Beziehung, die sich aus dem Gesetz von Stefan-Boltzmann ergibt

$$L = 4 \cdot \pi \cdot R^2 \cdot \sigma \cdot T_{\text{eff}}^4 \quad (4.10)$$

kann dann zur Bestimmung der Radien verwendet werden, wenn die Sonnenwerte als Vergleichswerte genommen werden. Die Beziehung lautet in logarithmischer Form:

$$2 \cdot \log\left(\frac{R_{\text{RR Lyr}}}{R_{\odot}}\right) = \log\left(\frac{L_{\text{RR Lyr}}}{L_{\odot}}\right) - 4 \cdot \log\left(\frac{T_{\text{RR Lyr}}}{T_{\odot}}\right) \quad (\text{de Boer \& Seggewiss 2007})(4.11)$$

Dabei beträgt $R_{\odot} = 696260$ km, $T_{\odot} = 5800$ K und $L_{\odot} = 3.85 \cdot 10^{33}$ erg s⁻¹.

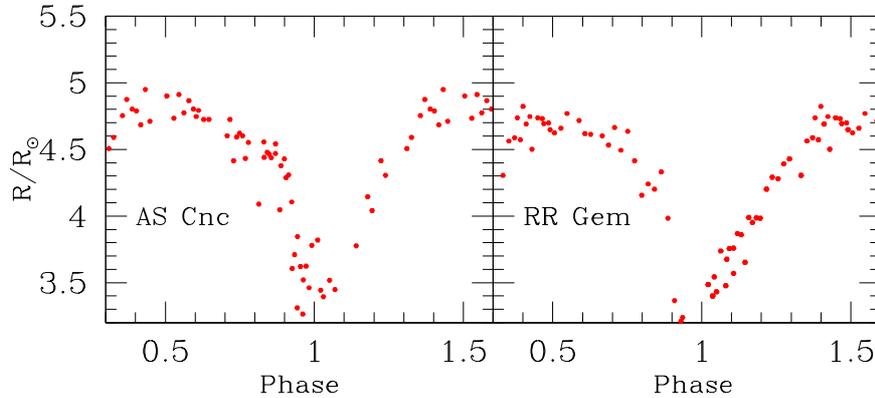


Abbildung 4.10: Die Radien in R_{\odot} von AS Cnc (links) und RR Gem (rechts) im Verlauf ihrer Periode. Der größere Radius von AS Cnc im Vergleich zu RR Gem entspricht der längeren Periode von AS Cnc.

Abbildung 4.10 zeigt die so errechneten Radien in R_{\odot} der RR Lyr AS Cnc (links) und RR Gem (rechts) im Verlauf des Zyklus. Die Radien der RR Lyr sind am kleinsten bei $\Phi = 0.96$ kurz vor dem Maximum der Helligkeit, das bei $\Phi = 1$ liegt. Die größten Radien

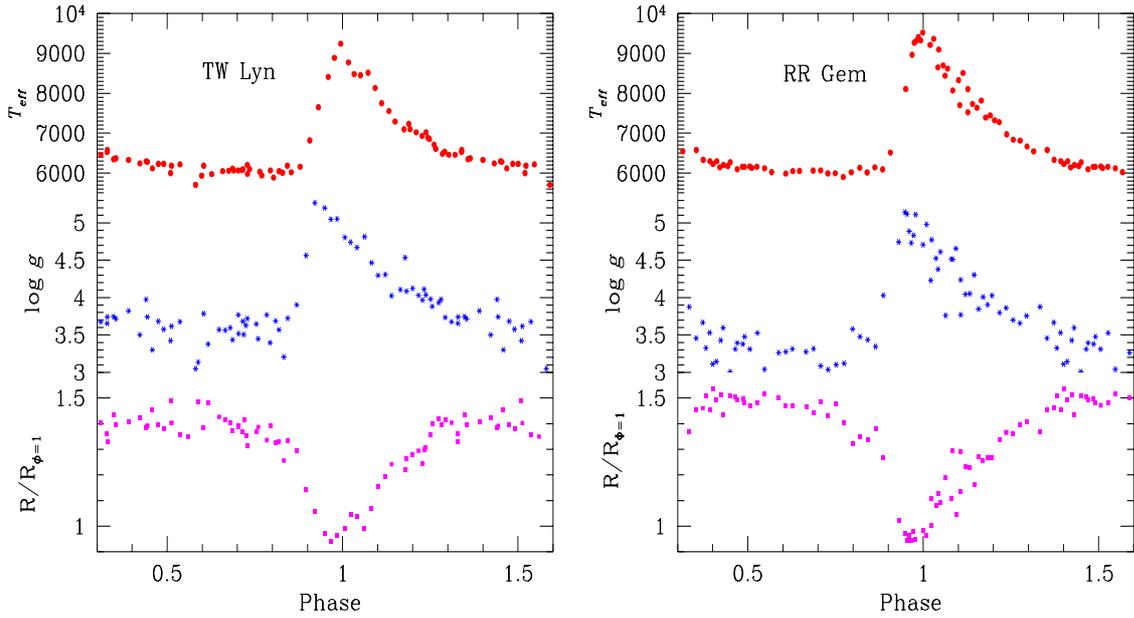


Abbildung 4.11: T_{eff} , $\log g$ und die Variation des Radius ($R/R_{\Phi=1}$) von TW Lyn (links) und RR Gem (rechts) über die ganze Periode der Sterne.

haben die Sterne bei $\Phi \simeq 0.5$ während das Minimum der Helligkeit erst später bei $\Phi > 0.8$ liegt (s. Abb. 4.2). Eine vergleichbare Kurve des Radiusverlaufes zeigt auch Smith (1995) von RX Eri.

Die zeitliche Abfolge der Maxima von T_{eff} , $\log g$ und Radius wird in Abbildung 4.11 gezeigt. Diese Abbildung zeigt, wie die Abbildung 4.7, T_{eff} , und $\log g$ von TW Lyn (links) und RR Gem (rechts), aber in Abbildung 4.11 ist noch jeweils die Variation des Radius in $R/R_{\Phi=1}$ hinzugefügt. Die Kurven von T_{eff} entsprechen in ihrem Verlauf dem der Lichtkurven. Der Zeitpunkt der höchsten Temperatur des Sterns ist auch der des Lichtmaximums. Die Kurven von $\log g$ und $R/R_{\Phi=1}$ sind zueinander gegenläufig. Der kleinste Radius entspricht, wie erwartet, dem höchsten $\log g$ und liegt ebenfalls bei $\Phi = 0.96$. Dies ist auch schon in den Untersuchungen von van Albada & de Boer (1975) gezeigt worden. Aus spektroskopischen Untersuchungen erhalten Oke, J. B., Bonsack (1960) und Oke (1966) ebenfalls Kurven, die eine vergleichbare Variation der Radien zeigen.

Marconi et al. (2005) berechnen in ihrer Arbeit die mittleren Radien der RRLyrs ausgehend von der Perioden-Helligkeits-Beziehung, durch die auch ein Zusammenhang von Radius und Periode gegeben ist. Mit der dort angegebenen Formel wurden die mittleren Radien der hier untersuchten RRLyrs berechnet. Es ergaben sich je nach der Periodenlänge der Sterne mittleren Radien von $4.18 R/R_{\odot}$ bis $6.00 R/R_{\odot}$. Dies ist in guter Übereinstimmung mit den Radien, die in dieser Arbeit aus der Leuchtkraft, der Temperatur oder dem $\log g$ der RRLyrs abgeleitet wurden.

Berechnung der Radialgeschwindigkeitsvariation der Sternoberflächen

Aus den erhaltenen Radien wurde die Änderung der Radialgeschwindigkeit der Hüllen der RR Lyrs errechnet. Dazu wurde die Radiusänderung in Schritten von 0.02 der Phase berechnet. Nur für $0.9 < \Phi < 1$ wurden Schritte von 0.01 gewählt, da die Radiusänderung in diesem Zeitraum sehr schnell erfolgt. Aus diesen Radiusänderungen und den, anhand der Periode, bekannten Zeitintervallen kann dann die Radialgeschwindigkeitsänderung der Hüllen berechnet werden nach der Formel:

$$\frac{\Delta R}{\Delta t} = \frac{R_{\Phi=i} - R_{\Phi=i+0.02}}{t_{\Phi=i} - t_{\Phi=i+0.02}} = v_{\text{rad}} \quad (4.12)$$

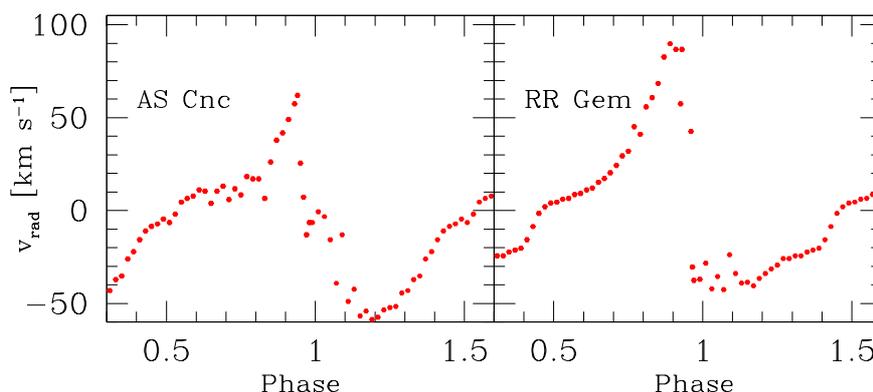


Abbildung 4.12: Die Radialgeschwindigkeitsänderung von AS Cnc (links) und RR Gem (rechts) errechnet aus Temperatur und Leuchtkraft der Sterne im Verlauf ihrer Periode.

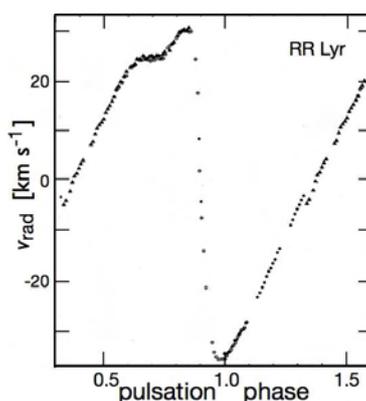


Abbildung 4.13: Die Radialgeschwindigkeitsskurve von RR Lyr nach Chadid (2000) Abb. 2. Diese Radialgeschwindigkeitsskurve wurde von Chadid aus hochaufgelösten Spektren gewonnen.

Die Radialgeschwindigkeitsänderungen nach Gleichung 4.12 sind in Abbildung 4.12 für AS Cnc (links) und RR Gem (rechts) dargestellt. Auffällig sind bei beiden Radialgeschwin-

digkeitskurven die großen Geschwindigkeitsänderungen im Bereich um das Helligkeitsmaximum der Sterne bei $\Phi = 1$. Ab $\Phi = 0.8$ zeigen die Sterne die größte positive Radialgeschwindigkeit, die sich bei $\Phi \sim 1$ zur größten negativen Radialgeschwindigkeit ändert. An der Stelle bei $0.6 < \Phi < 0.8$, an der in der Lichtkurve der Buckel liegt, zeigen die Radialgeschwindigkeitskurven einen kleinen Absatz, eine flachere Stelle, ehe der steile Anstieg der Radialgeschwindigkeit beginnt. Das ist der Zeitpunkt an dem die Farbindices $u - v$, $v - b$ und $c1$ ihr Extremum haben (s. Abb. 4.3). Dieses Verhalten entspricht den theoretischen Erkenntnissen von Bono & Stellingwerf (1994). Danach expandieren die äußeren Schichten der Hülle des Stern auf Grund von Schockfronten für eine kurze Zeit, ehe sie zum kleinsten Radius des Zyklus zusammenfallen (s. Abschnitt 4.5.2).

Chadid (2000) hat Radialgeschwindigkeitskurven von RR Lyrae aus hochaufgelösten Spektren gewonnen wurden. Die dort gezeigte Radialgeschwindigkeitskurve (s. Abbildung 4.13) hat ebenfalls einen kleinen Absatz bei $0.6 < \Phi < 0.8$, verläuft aber sonst glatter als die Kurven, die hier durch die Radiusänderungen gewonnen wurden. Die Zu- und Abnahme der Radialgeschwindigkeit verteilt sich über den ganzen Zyklus. In der Photometrie werden andere Schichten der Sternatmosphäre erfaßt als in der Spektroskopie. Schon Oke (1966) berichtet von unterschiedlichen Radialgeschwindigkeiten, die sich bei der Auswertung von Spektrallinien des Wasserstoffs beziehungsweise von Metalllinien ergeben. Diese Linien entstehen in unterschiedlichen Schichten in der Hülle der RR Lyrs.

Radialgeschwindigkeit aus $\log g$

Um den Verlauf der Radialgeschwindigkeitskurven durch eine zweite Berechnung zu verifizieren, wurden die Radien der RR Lyrs auch mit der Formel des Gravitationsgesetzes in relativen Sonnenmassen:

$$\frac{g_{\text{RR Lyr}}}{g_{\odot}} = \frac{M_{\text{RR Lyr}}}{M_{\odot}} \cdot \left(\frac{R_{\text{RR Lyr}}^2}{R_{\odot}^2} \right)^{-1} \quad (4.13)$$

berechnet. Dabei wurde die Masse der RR Lyrs mit $0.55 M_{\odot}$ angesetzt. Dieser Wert ist innerhalb von 10% für alle RR Lyrs gültig.

Aus den so erhaltenen Radien wurde in der oben beschriebenen Weise die Radiusänderung in Schritten von 0.02 der Phase ermittelt und daraus mit der Formel 4.12 die Radialgeschwindigkeit berechnet. Abbildung 4.14 zeigt diese Radialgeschwindigkeitskurven. Die aus dem $\log g$ berechneten Kurven zeigen wie die in Abb. 4.12 eine große Zu- und Abnahme der Radialgeschwindigkeit in einem kleinen Teil der Periode bei $< 0.7\Phi < 1.05$. Bei den Kurven in Abbildung 4.14 ist die Stelle des Buckels in der Lichtkurve durch eine Abnahme der Radialgeschwindigkeit hervorgehoben. Der Stern expandiert für eine kurze Zeit ehe er weiter zum kleinsten Radius zusammenfällt. Das Maximum der Radialgeschwindigkeit liegt, wie in Abbildung 4.12, bei $\Phi \sim 0.92$ und damit früher im Zyklus als das Helligkeitsmaximum bei $\Phi = 1$. Die Radialgeschwindigkeitsvariation ist in den Kurven in Abbildung 4.14 größer als bei den Kurven in Abbildung 4.12.

Chadid (2000) zeigt außer den Radialgeschwindigkeitskurven (s. Abb. 4.13) auch Kurven die aus Variationen der Halbwertsbreiten von Spektrallinien des Eisens abgeleitet wurde. Abbildung 4.15 zeigt einen Vergleich der Radialgeschwindigkeitskurve von AS Cnc (links), die aus $\log g$ berechnet wurde, mit einer dieser Kurven aus Variationen der Halbwerts-

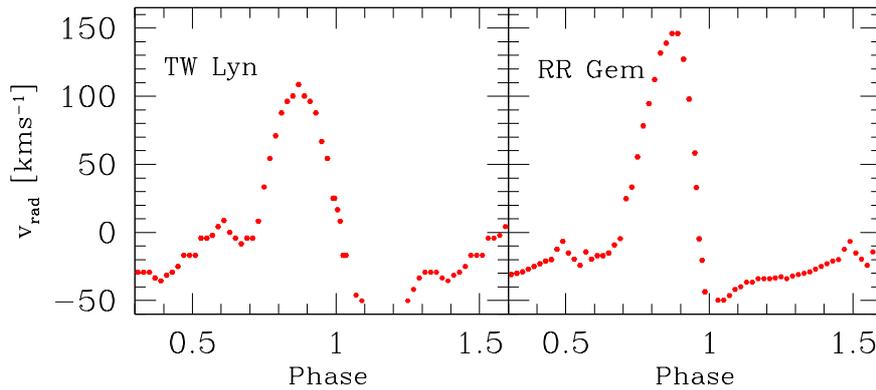


Abbildung 4.14: Die Radialgeschwindigkeitsvariation von TW Lyn (links) und RR Gem (rechts) im Verlauf ihrer Periode berechnet mit der Gravitation der Sterne.

breiten von Chadid (2000; seine Abbildung 7) (rechts). ASCnc ist ein RRLyr mit ausgeprägtem Buckel in der Lichtkurve bei $0.6 < \Phi < 0.8$ (s. Abb. 4.2). In seiner Radialgeschwindigkeitskurve aus $\log g$ zeigt sich in dieser Phase des Zyklus eine Unterbrechung der Zunahme der Radialgeschwindigkeit durch eine schnelle Abnahme. Dann beginnt der steile Anstieg zum kleinsten Radius. Hier zeigt sich die Expansion in der Atmosphäre von ASCnc im Bereich des Buckels.

Abbildung 4.15 (rechts) zeigt zum Vergleich eine Kurve aus Chadid (2000), die aus Variationen der Halbwertsbreite einer Spektrallinie des Eisens abgeleitet wurden. Damit beruhen die beiden Kurven (Abb. 4.15 (links und rechts)) auf unterschiedlichen Phänomenen, die aber miteinander zusammenhängen. Die Halbwertsbreiten hängen ab von der Temperatur (höhere Temperatur bedingt größere Halbwertsbreiten) und der Turbulenz der Schichten (z.B. in Schockfronten die eine Linienverbreiterung und Linienverdopplung hervorrufen können). Die beiden Kurven in Abbildung 4.15 (links und rechts) sind einander sehr ähnlich. Sowohl die Zunahme der Radialgeschwindigkeit im Bereich des Buckels als auch das steile Maximum beim kleinsten Radius bei ASCnc entspricht den Änderungen der Halbwertsbreiten, Ebenso findet sich der Verlauf der schnellen Abnahme der Radialgeschwindigkeit bis zum größten Radius des Pulsationszyklus bei $\Phi \sim 1.4$ in der Kurve von Chadid wieder. Dass diese beiden Kurven einander so ähnlich sind, zeigt den Zusammenhang von Turbulenz und Temperatur mit der Radialgeschwindigkeit bei den RRLyrs. An der Stelle des Buckels gibt es Turbulenzen in der Atmosphäre, hervorgerufen durch Schockfronten und der Stern expandiert gleichzeitig. Bei $\Phi \simeq 0.92$ sind die Temperaturen des Sterns sehr hoch und es gibt ebenfalls Schockfronten da, nach Tsesevich (1966), die äußeren Schichten der Sternatmosphäre bereits zusammenfallen, während weiter innenliegende Schichten noch expandieren. Die Radialgeschwindigkeitskurve zeigt an dieser Stelle eine schnelle Zunahme der Geschwindigkeit, da der Stern zu seinem kleinsten Radius kontrahiert.

Die Unterschiede in den Radialgeschwindigkeitskurven wie sie in den Abbildungen 4.14 aus $\log g$ berechnet, gegenüber Abbildung 4.12 aus Leuchtkraft und Temperatur zu sehen sind, beruhen auf den unterschiedlichen Schichten in der Hülle der Sterne, die beobachtet

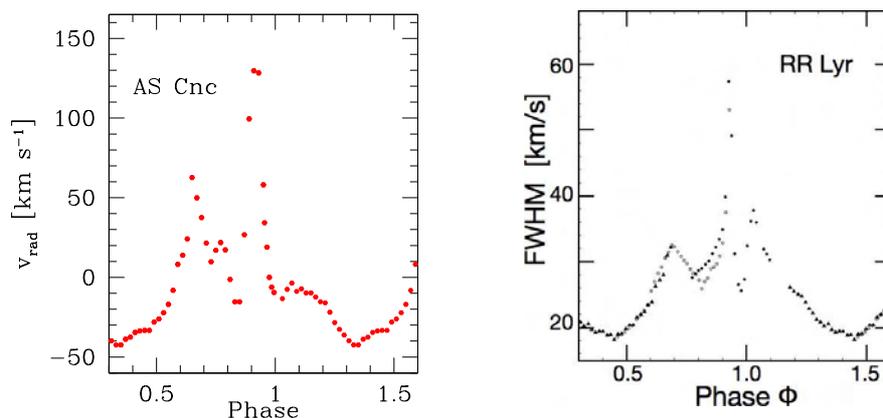


Abbildung 4.15: Vergleich der Radialgeschwindigkeitskurve von AS Cnc aus $\log g$ (links) und einer Kurve von RR Lyr aus Halbwertsbreiten einer Absorptionslinie des Eisens nach Chadid (2000) Abb. 7 (rechts).

wurden. Die Berechnung von $\log g$ erfolgt im Wesentlichen aus dem Farbindex $c1$ der auf Beobachtungen mit u, v und b -Filtern beruht, während die Temperatur aus Beobachtungen mit b und y Filtern errechnet wird und somit Strahlung in längeren Wellenlängen berücksichtigt. Das Licht der verschiedenen Wellenlängen entstammt aus Schichten der Atmosphäre in denen $\tau \simeq 1$ beträgt, aber für unterschiedliche Wellenlängen kann diese Schicht in unterschiedlichen Tiefen in der Hülle des Sterns liegen. Unterschiedliche Schichten in der Atmosphäre der RR Lyr weisen unterschiedliche Radialgeschwindigkeiten auf. Auch Bono & Stellingwerf (1994) zeigen dies an Hand theoretischer Berechnungen.

4.6 Der Veränderliche NSV 26190

Bei der Auswertung der Aufnahmen der RR Lyr auf dem Observatorium Calar Alto vom Jan. 2005 erwies sich ein Stern, der ursprünglich als Vergleichssterne für den RR Lyr-Stern GM And vorgesehen war, als veränderlich (s. Abschnitt 4.2.2). Eine Literaturrecherche ergab, dass dieser Stern im NSV-Katalog der vermuteten Variablen von Samus et al. (2004) unter der Bezeichnung NSV 26190 aufgeführt ist sowie in einer Fußnote in der Arbeit von Schmidt et al. (1990) erwähnt wird: “GM und C3: Variable. The period cannot be determined from the available data ...” Weitere Erwähnungen dieses Sterns in der Literatur wurden nicht gefunden. Bei den Aufnahmen auf dem Calar Alto wurde vor allem versucht, GM And über seine ganze Periode vollständig zu beobachten. Deswegen reichten die Daten nicht aus, um daraus die Periode von NSV 26190 zu bestimmen. Die Minima von NSV 26190 wurden nicht durchgehend beobachtet. Die Beobachtung war an diesen Stellen der Lichtkurve unterbrochen. Um die vollständige Periode zu erhalten, wurde NSV 26190 während dreier Nächte (24., 25. und 29. 8. 2007) auf dem Observatorium Hoher List mit dem 1 m Cassegrain-Spiegel mit Fokalreduktor in den Filtern Johnson B und V für insgesamt 19.2 Stunden beobachtet.

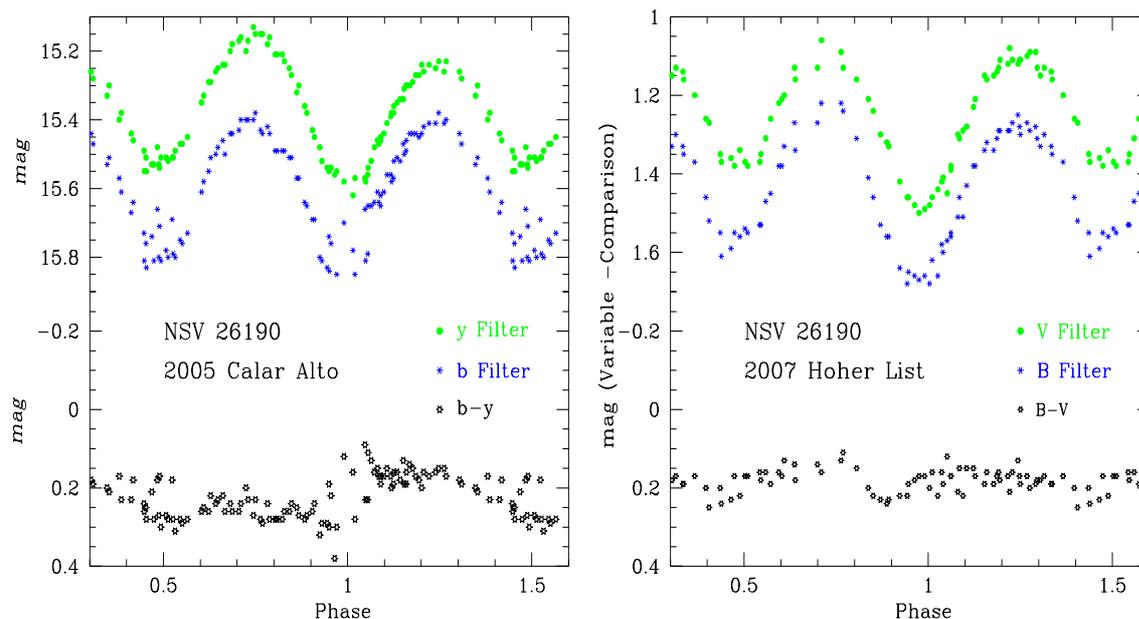


Abbildung 4.16: Die Lichtkurve des Veränderlichen NSV 26190 vom Observatorium Calar Alto (links) und vom Observatorium Hoher List (rechts). Die Abbildung links zeigt oben die Lichtkurven im y - und b -Filter und darunter den Farindex $b - y$ (in Magnituden), rechts die Lichtkurven mit V - und B -Filter und darunter den Farindex $B - V$ (in differentieller Photometrie).

Aus diesen Daten ließ sich die Periode des Sterns bestimmen und eine Gesamtlichtkurve über die ganze Periode erstellen. Abbildung 4.16 (rechts) zeigt diese Lichtkurve aus den Aufnahmen vom Hohen List in differentieller Photometrie. Deutlich sind die beiden etwas unterschiedlich tiefen Minima zu erkennen. Der Farindex $B - V$ zeigt nur wenig Variation. Die Periode wurde zu $0.353401113 (\pm 0.000973)$ d bestimmt. Diese Lichtkurve und die kurze Periode von ungefähr $8 \frac{1}{2}$ Stunden zeigen, dass es sich bei NSV 26190 um ein enges Sternsystem handelt, bei dem zwei Sterne sich gegenseitig bedecken. Solche Bedeckungsveränderliche Sterne sind W-UMa Sterne (Hoffmeister et al. 1984). Das tiefere Minimum (Hauptminimum) entspricht der Bedeckung des helleren Sterns, das weniger tiefe der des Schwächeren. Dieses Nebenminimum zeigt eine kurze Phase konstanten Lichtes, in der der schwächere (und wahrscheinlich auch kleinere) Stern hinter dem anderen durchgeht. Mit der gefundenen Periode wurde die Lichtkurve von NSV 26190 aus den Aufnahmen vom Calar Alto in den Strömgren-Filtern y (oben) und b (zweite Kurve) erstellt (Abbildung 4.16 links). Hier sind die Magnituden des Sterns angegeben. In den Aufnahmen dieser engbandigen Filter zeigt sich der Farindex $b - y$ (unten) etwas variabler als bei den Breitbandfiltern V und B .

Für NSV 26190 wurden folgende Elemente bestimmt:

Stern:	NSV 26190	GSC 2267 690	Position:	00 00 06.48 +35 22 00.6
Periode:	0.353401113 d	± 0.000973 d	Minimum 2:	bei $\Phi = 0.5$
Erstepoche:	2454337.3854 [JD] (Hauptminimum 1)			

Helligkeit:	[mag]	Maximum	Minimum 1	Minimum 2
<i>y</i> -Filter:		15.15	15.60	15.52

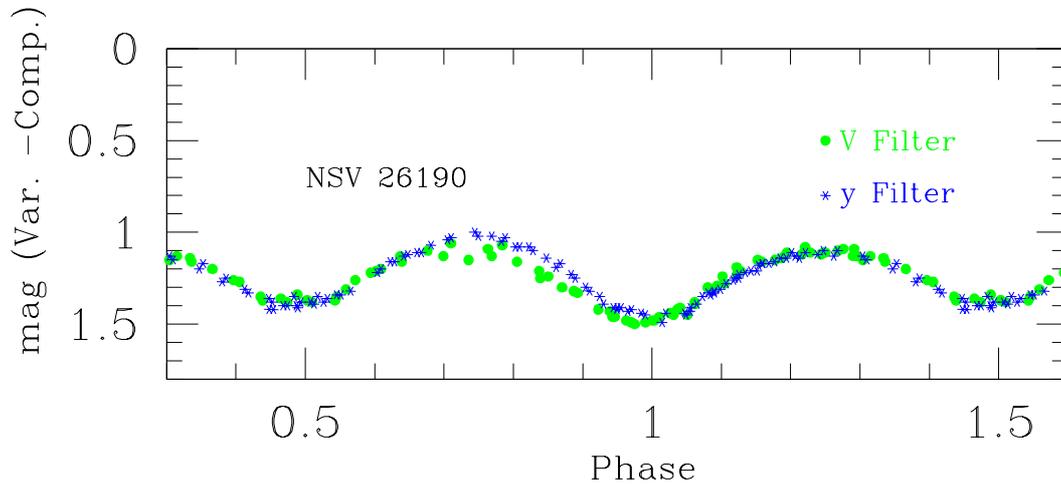


Abbildung 4.17: Die Lichtkurve des Veränderlichen NSV 26190 aus allen Daten vom Observatorium Calar Alto (*y*-Filter, Januar 2005) und vom Observatorium Hoher List (*V*-Filter, August 2007) in differentieller Photometrie. Die Daten beider Beobachtungszeiträume lassen sich mit der ermittelten Periode in einer Lichtkurve zusammenfassen.

Aus allen Daten vom Jan. 2005 vom Observatorium Calar Alto und Aug. 2007 vom Observatorium Hoher List wurde eine Gesamt-Lichtkurve erstellt. Dazu wurde differentielle Photometrie verwendet, da die Aufnahmen in den beiden Zeiträumen mit unterschiedlichen Filtern (Strömgren- bzw. Johnson-Filter) aufgenommen wurden. Diese Lichtkurve zeigt Abbildung 4.17. Sie läßt auch erkennen, dass die Periode des Sterns zumindest über den Zeitraum von 2.5 Jahren stabil geblieben ist, und sich mit dem errechneten Wert darstellen läßt.

Kapitel 5

Pulsierende Atmosphäre der RR Lyrae Sterne

Bereits im letzten Kapitel (Kap. 4) wurde die Variation von T_{eff} und $\log g$ der RR Lyrs anhand der Strömgren-Photometrie gezeigt. Dabei wurde auch deutlich, welchen Einfluß die Variation der Metalllinienstärke auf den Farbindex $m1$ hat. In diesem Kapitel wird die Änderung der Absorptionslinien die Atmosphäre der RR Lyrs genauer untersucht. Deshalb sollen die Ergebnisse, die mit der Strömgren-Photometrie gewonnen wurden, mit spektroskopischen Untersuchungen ergänzt werden.

5.1 Spektroskopie einiger RR Lyrae Sterne

Es wurden fünf RR Lyrs (TZ Aur, RS Boo, RR Gem, TW Lyn und XZ Cyg) spektroskopisch beobachtet. Bei vier Sternen - nämlich RS Bootis, RR Gemini, TZ Aurigae und TW Lyncis - konnte die ganze Pulsationsperiode spektroskopisch überdeckt werden. Von 3 dieser Sterne liegt eine Strömgren-Photometrie über die ganze Periode vor. Zwei RR Lyrs wurden spektroskopiert, von denen keine photometrischen Aufnahmen gemacht wurden. RS Bootis wurde über seine ganze Periode beobachtet und XZ Cygni wetterbedingt nur über 57% der Periode.

5.1.1 Die spektroskopierten 5 RR Lyrs.

Die wesentlichen Parameter der 5 spektroskopierten RR Lyrs (TZ Aur, RS Boo, RR Gem, TW Lyn und XZ Cyg), wurden der Literatur entnommen. Sie sind in Tabelle 5.1 zusammengefasst. Diese Tabelle macht deutlich, dass die Sterne einen weiten Bereich in Metallizität überdecken von $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.29$ (RR Gem) bis $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.44$ (XZ Cyg). Die Spektraltypen der 5 Sterne überdecken den Bereich von A5 bis F6.

Die Spektren der Sterne sind einander sehr ähnlich und lassen keine großen Unterschiede erkennen. Abbildung 5.1 zeigt die Spektren von TZ Aur (oben links), RS Boo (oben rechts), RR Gem (unten links) und TW Lyn (unten rechts), die während des Helligkeitsmaximum gewonnen wurden. In diesen Spektren dominieren die Balmerabsorptionslinien.

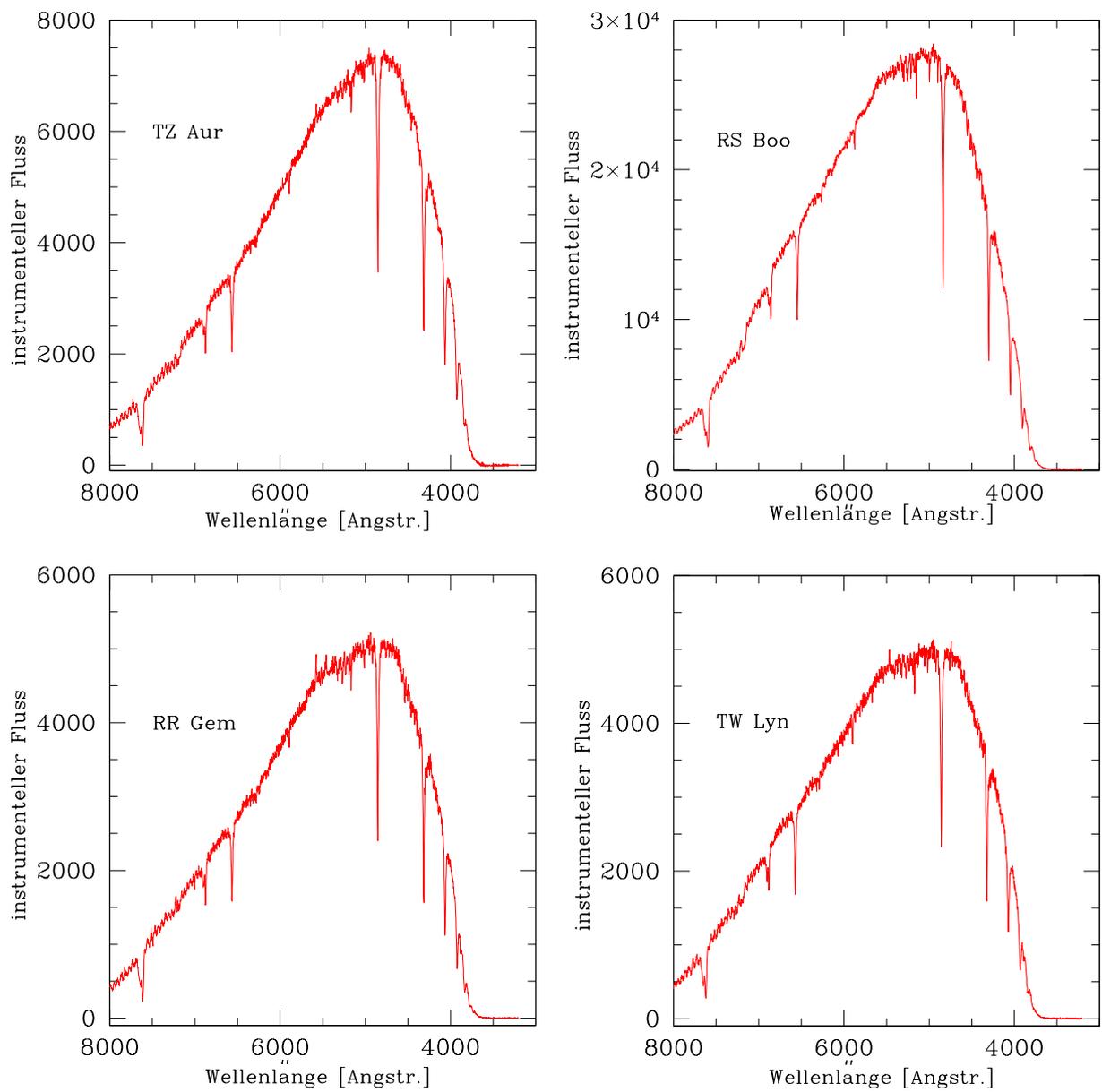


Abbildung 5.1: Die Spektren der 4 RR Lyrs, die über eine ganze Pulsationsperiode spektroskopiert wurden: TZ Aurigae und RS Bootis (oben) sowie RR Gemini und TW Lyncis (unten). Alle 4 Abbildungen zeigen die Spektren der Sterne im Maximum der Helligkeit.

Tabelle 5.1: Literaturwerte der 5 spektroskopierten RR Lyrs. Die Werte der Magnituden, Perioden und der Spektraltyp stammen aus dem GCVS (Kholopov et al. 1998-2003). Für die Quellen der übrigen Werte s. Kapitel 2.

Stern	α	δ 2000		Entfernung [kpc]	Magnitude [mag]	Periode [d]	[Fe H]	Spektraltyp	
TZ Aur	07 11	35.018	40 46	37.13	1.645	11.08–12.45	0.39167479	-0.66	A9–F6
RR Gem	07 21	33.530	30 52	59.45	1.270	10.62–11.99	0.39729300	-0.29	A9–F6
TW Lyn	07 45	06.294	43 06	41.56	1.877	11.00–12.30	0.48186200	-1.24	F6–F8 ^a
XZ Cyg	09 32	29.306	56 23	17.50	0.573	8.9–10.16	0.4665952	-1.44	A5–F5
RS Boo	14 33	33.214	31 45	16.63	0.787	9.69–10.84	0.37733896	-0.36	A7–F5

^a im GCVS als unsicher bezeichnet

Tabelle 5.2: Die Aufnahmedaten der Spektren der RR Lyrs aus 2005 und 2006. Alle Spektren wurden am Observatorium Hoher List mit dem 1 m Cassegrain Teleskop mit Fokalreduktor und dem Grism S300 gewonnen.

Stern	Datum	N	JD _{max}	Quelle d. Max.
RS Bootis	31. 3./1. 4. 2005	23	2453461.5953	Poschinger pr. com.
RS Bootis	1./2. 4. 2005	7		
TZ Aurigae	14./15. 1. 2006	19	2453750.5671	Quester pr. com.
TZ Aurigae	23./24. 1. 2006	13		
RR Gemini	23./24. 1. 2006	22	2453760.0974	Hübscher et al. , 2005
RR Gemini	24./25. 1. 2006	25		
TW Lyncis	27.28. 1. 2006	39	2453763.4514	Hübscher et al. , 2005
TW Lyncis	28./29. 1. 2006	4		
XZ Cygni	15./16. 8. 2006	11	2453966.3472	Hübscher et al. , 2005
XZ Cygni	16./17. 8. 2006	6		
XZ Cygni	18./19. 8. 2006	13		

Tabelle 5.3: Die Aufnahmedaten der Spektren der RV-Standard-Sterne aus 2005 und 2006. Alle Spektren wurden am Observatorium Hoher List mit dem 1m Cassegrain Teleskop mit Fokalreduktor und dem Grism S300 gewonnen.

Anzahl der RV-Standard-Sterne	Datum	Anzahl der Spektren
3	10./11.11. 2005	5
4	14./15.1. 2006	9
5	23./24.1. 2006	7
4	24./25.1. 2006	9
2	27.28.1. 2006	2
9	28./29.1. 2006	11

5.1.2 Gewinnen der Daten und Reduktion

Die Spektren der RR Lyr wurden am Observatorium Hoher List aufgenommen. Dazu wurde das 1m Cassegrain Teleskop mit Fokalreduktoren genutzt. Das Teleskop hat mit Fokalreduktoren eine Brennweite von $f = 368$ cm. Es wurde die, mit Wasserstoff gekühlte, Enzian Kamera mit einem gedünnten $2 \times 1K$ CCD-Chip verwendet. Das Spektrum wurde mit einem - in den Strahlengang einschiebbaren - Spalt und dem Grism S300 mit einer Dispersion von ungefähr 2.5 Angström pro Pixel¹ erzeugt. Das Spektrum umfaßt die Wellenlängen von 3600 bis 8000 Angström. Die Dispersion der Spektren erfolgt in dieser instrumentellen Anordnung so, dass der lange Wellenlängenbereich auf der linken Seite des Spektrums liegt. Die kürzeren, blauen Wellenlängenbereiche liegen rechts im Spektrum.

Die Daten

Die Spektren wurden in mehreren Nächten zwischen März 2005 und August 2006 gewonnen (s. Tabelle 5.2). Dabei wurde versucht die gesamte Periode der RR Lyr zu überdecken, was auch weitgehend gelang. Da an allen Aufnahme-Tagen war das Wetter nicht ideal war, denn es zogen immer wieder Wolken durch das Blickfeld, entstanden einige kleinere Lücken im Verlauf der Periode. Trotzdem konnte das Ziel, Spektren von vollständigen Perioden der RR Lyr aufzunehmen, im wesentlichen erreicht werden mit Ausnahme von XZ Cygni. Als erster Test (zur Untersuchung ob die Dispersion des Grism S300 ausreicht, um die Phänomene der pulsierenden Atmosphäre der RR Lyr zu erkennen) wurden im März 2005 während 2 Nächten die Spektren von RS Bootis aufgenommen. Zusätzlich wurden nach jedem 3. Spektrum Kalibrationsaufnahmen mit Spektrallampen von Neon, Argon, Xenon und Quecksilber aufgenommen.

Im Januar 2006 wurden in 4 Nächten die Spektren der Sterne TZ Aurigae, RR Gemini und TW Lyncis gewonnen. Außerdem wurden insgesamt 43 Spektren von RV-Standard-Sternen aufgenommen (s. Tabelle 5.3). Die Belichtungszeit der Spektren der RR Lyr betrug zwischen 700 s und 900 s je nachdem in welcher Phase der Stern sich befand, um die Belichtungsstärke im Minimum und Maximum der Helligkeit anzugleichen. Die wesentlich helleren Standard-Sterne wurden entsprechend kürzer belichtet. Bei den Aufnahmen von XZ Cygni (August 2006) wurde vor und nach jedem Sternspektrum ein Lampenspektrum (s. Abb. 5.2) aufgenommen.

Reduktion der Daten

Alle Spektren wurden mit Programmen von IRAF reduziert. Nach der Bias-Subtraktion wurden die Spektren mit dem Paket Apall linearisiert, indem die Summe von 10 Spalten der Apertur gebildet wurde und der Himmelshintergrund abgezogen wurde. Auf diese Weise wurden auch die Linien, die aus der Straßenbeleuchtung der umliegenden Orte stammen, entfernt.

Einschränkend muß erwähnt werden, dass dieser Abzug der Artefakte nicht mehr vollständig gelang, wenn die Elevation des Sterns während der Aufnahme kleiner als 25° über dem Horizont war. Ein Beispiel dafür zeigt Abbildung 5.3. Dieses Spektrum von RR Gemini

¹genauer s. Abschnitt 5.1.3

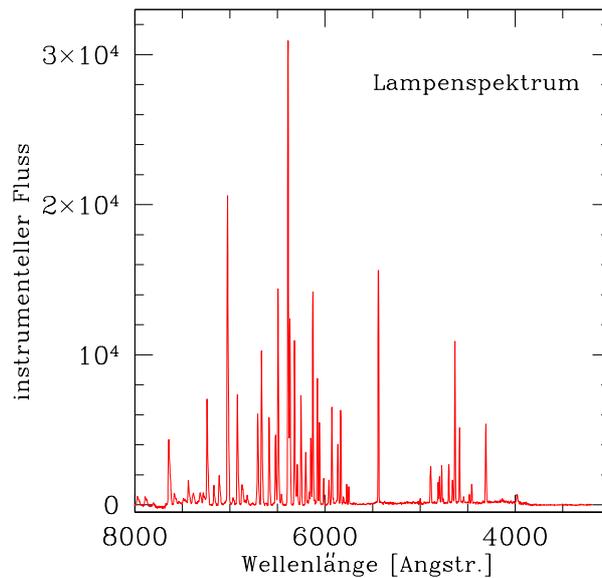


Abbildung 5.2: Das Spektrum der Kalibrationslampen mit Argon, Neon, Quecksilber und Xenon.

wurde aufgenommen als der Stern nur 19° über dem Horizont stand. Es zeigt (von links nach rechts) in Emission die gelbe Natrium-Doppellinien bei $\lambda = 5895.9$ und 5889.9 Angström (1) sowie mehrere Quecksilber-Linien bei $\lambda = 5790.6$ und 5769.6 Angström (2) (gelbe Doppellinien), $\lambda = 5460.7$ Angström (3) und $\lambda = 4358.3$ Angström (4) (grüne bzw. blaue Linie). Auf Spektren, die bei größerer Elevation des Sterns aufgenommen wurden, konnten diese Artefakte eliminiert werden.

Die Kalibrierung der Lampenspektren wurden mit dem Iraf-Programm Identify vorgenommen. Einige Linien wurden von Hand identifiziert und die restlichen anschließend von dem Programm kalibriert. In allen Fällen ergab sich eine gute Zuordnung der Linien zu den Wellenlängen. Abbildung 5.2 zeigt eines der Kalibrationspektren mit den Linien von Argon, Neon, Quecksilber sowie Xenon und Tabelle 5.4 ein Beispiel für die Linienzuordnung durch das Programm. Schwieriger war die Kalibration der Stern-Spektren. Bei einer automatischen Wellenlängenzuordnung anhand der Lampenspektren wurden nicht alle Linien identifiziert. Deswegen wurde die Kalibration der Stern-Spektren auf Wellenlängen ebenfalls mit dem Iraf-Programm Identify vorgenommen. Die auffälligen Balmerabsorptionslinien dienen dabei als Referenzlinien (s. Abschnitt 5.3.2).

5.1.3 Dispersion der Spektren

Die Dispersion der Spektren wurde anhand der Lampenspektren (s. Abb. 5.2) ermittelt. Es wurden die Abstände der Linien in den verschiedenen Wellenlängenbereichen gemessen. Dabei ergab sich eine durchschnittliche Dispersion von 2.3 Angström pro Pixel. Allerdings zeigte sich, dass die Dispersion nicht über den ganzen Wellenlängenbereich linear ist. Im roten Wellenlängenbereich (zwischen 7644 und 6305 Angström) beträgt sie 2.331

Tabelle 5.4: Identifizierung der Linien des Lampenspektrums. Die Wellenlängen wurden den Linien von dem Iraf-Programm Identify zugeordnet.

Lage der Linie [Pixel]	gemessene Wellenlänge	theoretische Wellenlänge [Angström]	Element
246.50	7644.5116	7642.	Xe
251.49	7632.24064	7635.1	Ar
332.83	7439.84406	7438.9	Ne
418.15	7243.60293	7245.2	Ne
507.90	7034.39358	7032.4	Ne
552.32	6930.44118	6929.5	Ne
573.99	6879.80232	6882.	Xe
644.39	6716.06444	6717.	Ne
660.10	6679.65266	6678.3	Ne
723.68	6532.493	6532.9	Ne
734.88	6506.55615	6506.5	Ne
779.66	6402.72576	6402.3	Ne
788.12	6383.05755	6382.9	Ne
821.87	6304.51891	6304.7892	NeI
838.74	6265.20092	6266.495	NeI(5)
858.34	6219.50966	6217.2813	NeI(1)
882.95	6162.10415	6163.5939	NeI(5)
891.22	6142.82488	6143.0623	NeI(1)
910.88	6096.98512	6096.163	NeI
920.74	6074.03128	6074.3377	NeI(3)
939.53	6030.27756	6029.9971	NeI(3)
962.65	5976.53428	5975.534	NeI
977.10	5943.00813	5944.8342	NeI(1)
1002.70	5883.50542	5881.9	NeI
1016.40	5851.29468	5852.4878	NeI(6)
1041.59	5790.56713	5790.6558	Hg
1049.68	5770.46587	5769.5981	Hg
1058.65	5747.81455	5748.299	NeI(13)
1468.00	4807.	4807.	Xe
1527.43	4671.2	4671.2	Xe
1787.60	4077.8313	4077.8313	Hg
1975.05	3663.2739	3663.2739	Hg
1979.86	3654.84	3654.84	Hg

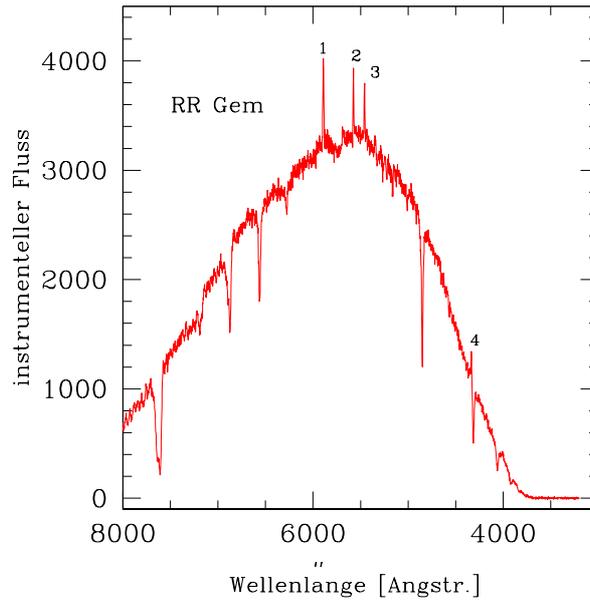


Abbildung 5.3: Spektrum von RR Gem, aufgenommen als der Stern nur 19° über dem Horizont stand. Deutlich sichtbar sind (deswegen) Linien der Straßenlaternen der umliegenden Orte: Natrium bei $\lambda = 5895.9$ und 5889.9 Angström (1), Quecksilber bei $\lambda = 5790.6$, 5769.6 Angström (2), 5460.7 Angström (3) und $\lambda = 4358.3$ Angström (4).

Angström pro Pixel, im blauen Wellenlängenbereich (zwischen 4807 und 3655 Angström) 2.253 Angström pro Pixel. Abbildung 5.4 zeigt die Abweichung der Dispersion von der Linearität. Die gestrichelte Linie (linke Abb.) entspricht der Kalibration im roten Wellenlängenbereich (bei $\lambda = 7000$ Angström). Bei den kürzeren Wellenlängen trifft sie die Werte des Plots nicht mehr. Die rechte Abbildung zeigt die Differenzen der gemessenen Wellenlängen zur angenommenen Kalibrationsgeraden. Mit kürzeren Wellenlängen wird die Abweichung zunehmend größer.

Da diese Abweichungen zu groß sind, um mit einer Kalibrationsgleichung das ganze Spektrum zu kalibrieren, wurde die Kalibration für 3 Bereiche gesondert berechnet. Abbildung 5.5 (links) zeigt diese 3 Bereiche (a,b,c), für die folgende Kalibrationsgleichungen erstellt wurden.

- a) Roter Wellenlängenbereich ≤ 700 Pixel; entspricht 8200 Angström bis 6400 Angström

$$\lambda [\text{Angstr.}] = \text{Pixel} \cdot -2.331 + 8217.9 \quad (5.1)$$

- b) Mittlerer Wellenlängenbereich zwischen 700 und 1100 Pixel; entspricht 6400 Angström bis 5600 Angström

$$\lambda [\text{Angstr.}] = \text{Pixel} \cdot -2.336 + 8224.2 \quad (5.2)$$

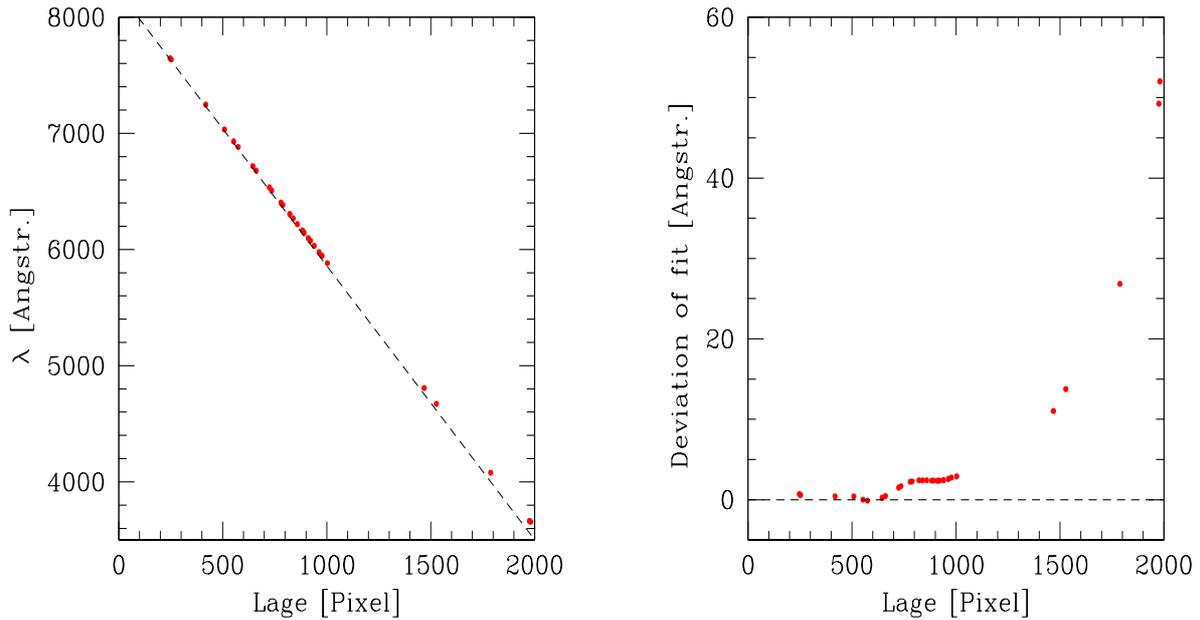


Abbildung 5.4: Die Dispersion der Spektren anhand des Emissions-Lampenspektrums. Die gestrichelte Linie (links) zeigt die Kalibration im roten Teil des Spektrums (bei $\lambda \sim 7000$). Die Abweichung dieses Fits bei kürzeren Wellenlängen ist zu erkennen. Die rechte Abbildung zeigt die Abweichungen der Werte ($\lambda - \lambda_{\text{rote Kalibration}}$) von der Kalibration im roten Bereich in vergrößertem Maßstab.

- c) Blauer Wellenlängenbereich ≥ 1100 Pixel; entspricht 5600 Angström bis 3500 Angström

$$\lambda [\text{Angstr.}] = \text{Pixel} \cdot -2.253 + 8112.2 \quad (5.3)$$

Die gestrichelte Linie in der Abbildung 5.5 (links) zeigt diese Kalibrationen für die jeweiligen Bereiche. Die Abweichungen von dieser Kalibration sind in Abbildung 5.5 (rechts) in vergrößertem Maßstab gezeigt. Dadurch konnte erreicht werden, dass die Abweichungen wesentlich kleiner sind, als es bei einer Kalibration des ganzen Spektrums mit nur einer Kalibrationsgleichung der Fall wäre.

Die Trennung der Natrium-Doppellinie bei $\lambda = 5895.92$ und 5889.95 Angström (siehe Abb. 5.6) zeigt anschaulich die Auflösung der Spektren. Sie ist entsprechend der Dispersion von 0.44 Pixel pro Angström recht gut.

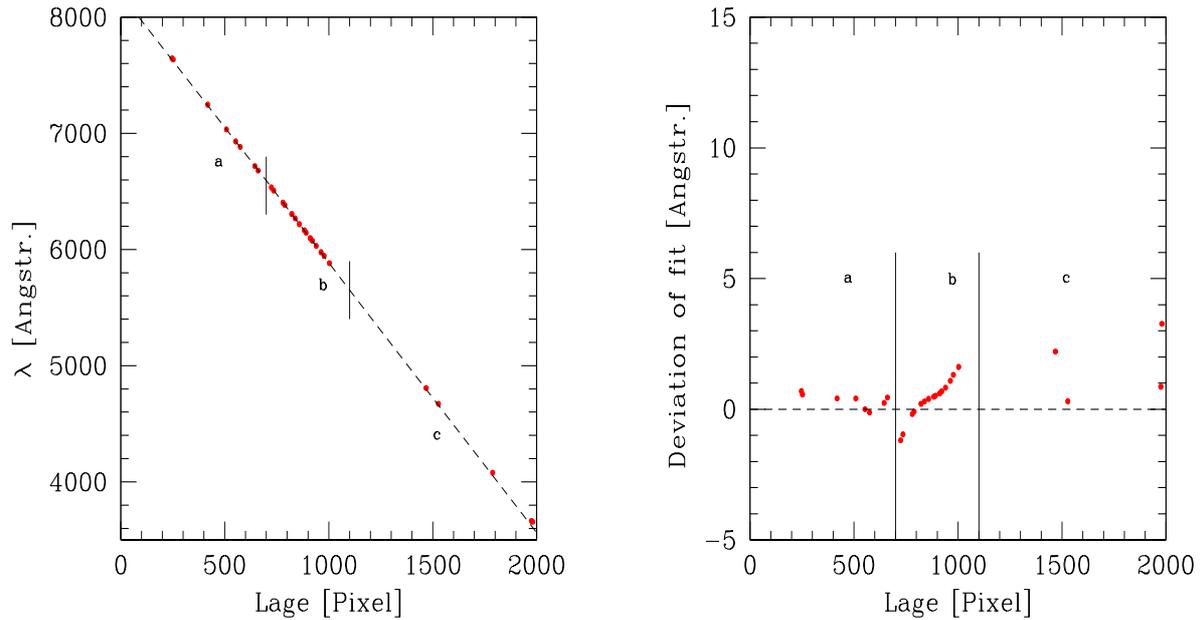


Abbildung 5.5: Die Wellenlängenkalibration der Spektren anhand des Emissions-Lampenspektrums. Die Abbildung (links) zeigt die drei Bereiche (a,b,c) für die gesonderte Kalibrationsgleichungen verwendet wurden. Die gestrichelte Linie zeigt diese Kalibrationen. Die Abweichung dieses Fits sind in der rechten Abbildung in vergrößertem Maßstab dargestellt.

5.2 Untersuchung der Atmosphäre von 5 RR-Lyrae-Sternen

Nach der Kalibration der Spektren wurden die Spektrallinien identifiziert. Abbildung 5.7 zeigt die stärksten Spektrallinien, deren Lage und Wellenlänge in Tabelle 5.5 angegeben ist.

In Tabelle 5.2 (Spalte 4) sind die Helligkeitsmaxima der Sterne aus der Literatur angegeben (Quelle: Tabelle 5.2 Spalte 5), mit deren Hilfe die Phasen der Perioden der RR Lyrs berechnet wurden. Dazu wurde die gleiche Formel (4.1) verwendet, wie für die Auswertung der Lichtkurven (s. Kapitel 4.2.3). Die Perioden der Sterne sind in Tabelle 5.1 angegeben.

5.2.1 Variation der Spektrallinien

Bei den Spektren, die im Maximum beziehungsweise im Minimum der Helligkeit der RR Lyrs aufgenommen wurden, zeigen sich große, auffällige Änderungen in Stärke und Tiefe der Balmerabsorptionslinien. Um diese Änderungen genauer zu untersuchen, wurde bei allen Spektren das Kontinuum abgezogen (mit den Programmen des IRAF Paketes). Danach wurden die Variationen der Linien-Stärke weiter ausgewertet. Ein Beispiel für die

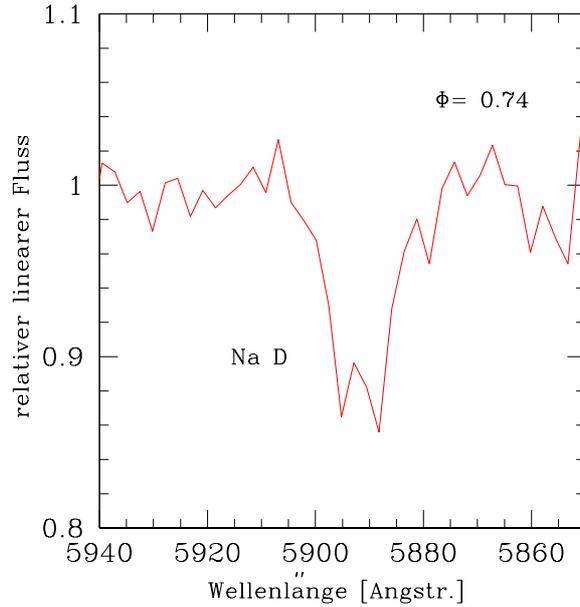


Abbildung 5.6: Die Na-D Doppel-Linie bei $\lambda = 5895.92$ und 5889.95 Angström im Stern TZ Aur. Die spektrale Auflösung beträgt etwa 2.3 Angström pro Pixel.

Änderungen der Linienstärke zeigt Abbildung 5.8, in der die H_β -Linie aus Spektren von RR Gem zweimal abgebildet ist. Die H_β -Linie des Spektrums bei maximaler Phase ($\Phi = 1.0$) ist sichtbar tiefer und stärker als bei Phase $\Phi = 0.5$. Das Verhältnis der Äquivalentbreite W_λ der Linie im Lichtmaximum zur Linie im Lichtminimum beträgt 1.6. Das selbe Verhältnis ergibt sich für die Tiefe der Linien.

Abbildung 5.9 zeigt die Veränderung der Stärke der Balmerabsorptionslinien am Beispiel der H_α -Linie im Spektrum von TW Lyn. Hier ist die Variation während einer Periode vom Maximum bei Phase $\Phi = 1.0$ über die Phasen $\Phi = 1.1, 1.2, 1.4$ bis zum Minimum bei Phase $\Phi = 0.7$ gezeigt. Ein Vergleich der atmosphärischen O_2 -Linie mit der H_α -Linie in den Spektren läßt die Änderung der Stärke der H_α -Linie deutlich erkennen. Während die Stärke der atmosphärischen O_2 -Linie bei allen Phasen der Periode von TW Lyn nahezu gleich bleibt, ändert sich die Tiefe der H_α -Linien in Abhängigkeit von der Phase. Sie reicht von einer wesentlich tieferen H_α - als O_2 -Linie im Maximum bis zu einer tieferen O_2 - als H_α -Linie im Minimum.

Ein drittes Beispiel zeigt Abbildung 5.10 anhand der Balmerabsorptionslinien von H_β bis H_8 in den Spektren von TZ Aur. Gezeigt ist das Maximum bei Phase $\Phi = 1.03$ und das Minimum bei $\Phi = 0.79$. Die Variation der Balmerlinien ist auch hier klar zu erkennen. Diese Abbildung (Abb. 5.10) zeigt auch deutlich die Variation der Metalllinien. Besonders auffällig sind die Änderungen der Eisenlinie bei 4891 Angström (links neben H_β), des G-Bandes (rechts neben H_γ). Die Ca II K Linie bei 3934 Angström (rechts neben H_ϵ) ist im Lichtminimum deutlich zu erkennen, während diese Linie in dem Spektrum im Maximumlicht des Sterns nur schwach angedeutet ist. Die Emissionsstruktur links von H_γ im unteren Spektrum ist ein Artefakt. Es handelt sich um die blaue Hg-Linie bei 4358

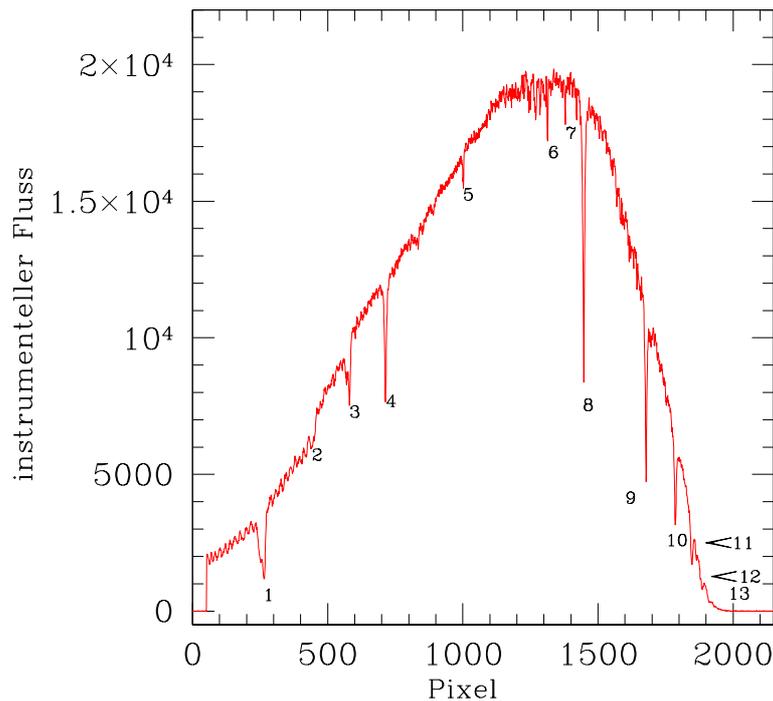


Abbildung 5.7: Identifikation der stärksten Linien im Spektrum von RS Bootis. Die Zahlen beziehen sich auf Tab. 5.5

Angström, die von der Straßenbeleuchtung der umliegenden Orte hervorgerufen wird.

5.2.2 Äquivalentbreiten

Wie im vorigen Abschnitt gezeigt wurde, ändern sich die Spektrallinien im Spektrum der RR Lyrs über den Verlauf einer Periode. Die Abnahme der Stärke der Wasserstoffabsorptionslinien und die gleichzeitige Zunahme der Stärke der Metalllinien im Minimum wurde an mehreren Beispielen gezeigt. Um diese Tatsache genauer zu erfassen, wurden die Äquivalentbreiten W_λ , mehrerer Spektrallinien aller 5 Sterne über die ganze Periode ausgemessen.

Bestimmung der Äquivalentbreiten und deren Fehler

Zum Ausmessen der Äquivalentbreiten wurden die Programme des Iraf-Paketes verwendet. Die Festlegung des Kontinuums von dem aus die jeweilige Linie gemessen wird, ist dabei von Einfluss auf die Messung. Eine ungenaue Bestimmung des Kontinuums ist die größte Fehlerquelle bei der Bestimmung der Äquivalentbreiten. Um dies zu vermeiden wurde jede Messung unabhängig voneinander dreimal durchgeführt. Aus den so erhaltenen Werten wurde das Mittel gebildet und der Fehler der Messung bestimmt. Dabei ergaben sich typische Fehler zwischen 0.01 und 0.11 Angström für alle Linien der Sterne

Tabelle 5.5: Identifikation der stärksten Linien im Spektrum von RS Bootis.

Nummer der Linie (siehe Abb. 5.7)	Wellenlänge [Angström]	Lage [Pixel]	
1 ^a	7628	258	O ₂ (atmosphärisch) A-Band
2 ^b	7186	446	H ₂ O (atmosphärisch) a-Band
3 ^c	6867	577	O ₂ (atmosphärisch) B-Band
4	6562.80	714	H _α
5 ^d	5893.94	1001	Na; Natrium-D Linien
6 ^e	5233	1313	FeI
7	5041	1378	FeI
8	4861.32	1447	H _β
9	4340.46	1678	H _γ
10	4101.73	1786	H _δ
11	3970.07	1847	H _ε
12	3889.05	1884	H ₈
13	3835.39	1909	H ₉

- a* Aus mehreren Linien von 7594 bis 7684 Ang.
b Aus mehreren Linien von 7168 bis 7394 Ang.
c Aus mehreren Linien von 6867 bis 6944 Ang.
d Doppelte Linie aus 5895.92 und 5889.95 Ang.
e Aus mehreren FeI Linien von 5227 bis 5233 Ang.

RS Boo, TZ Aur und RR Gem² mit Ausnahme Ca I K Linie deren Fehler zwischen 0.02 und 0.2 Angström lag. Der Grund dafür ist, dass sie im Maximum der Helligkeit des Sterns sehr schwach ist Da bei einigen Spektren das Signal zu Rausch Verhältnis auf Grund der stark wechselnde Wetterverhältnisse (während der Beobachtung kam es immer wieder zum Durchzug von Wolken) schlechter war, ergab sich ein mittlerer Fehler von 0.23 Angström bei Berücksichtigung aller vorhandenen Spektren. Für die Ca K Linie betrug dieser mittlere Fehler 0.47 Angström. Die Linien in den Spektren von XZ Cyg, die erst im August 2006 aufgenommen wurden, litten weniger durch die Wetterbedingungen. Sie hatten typische Fehler von unter 0.02 Angström und einen mittleren Fehler von 0.1 Angström für alle Linien aller Spektren. Leider konnten für XZ Cyg keine Spektren im Minimum des Zyklus aufgenommen werden. Die größte Streuung in der Äquivalenzbreite wiesen die Spektren von TW Lyn auf, da diese am meisten unter wechselndem Wetter gelitten hatten. Bei Spektren mit gutem Signal zu Rausch Verhältnis betrug der mittlere Fehler aller Linien 0.23 Angström. Bei Berücksichtigung aller Spektren von TW Lyn stieg er auf 0.46 Angström. Deswegen wurden einige Spektren von TW Lyn mit schlechtem Signal zu Rausch Verhältnis von der weiteren Auswertung ausgeschlossen. Bei der Berechnung der Linien-Verhältnisse wurde der Fehler aus den jeweiligen Einzelfehlern durch Fehlerfortpflanzung ermittelt.

Um sicher zu stellen, dass die Auswertungen bezüglich der Variation der Äquivalent-

²Die Bestimmung der Äquivalentbreiten der Na D-Linien von RR Gem wurde in einigen Spektren durch die Emissionslinien auf Grund der Straßenbeleuchtung behindert.

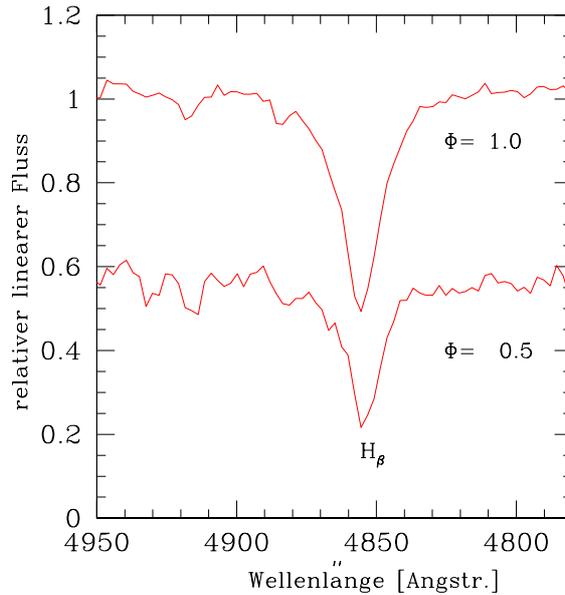


Abbildung 5.8: Die H_{β} -Linie im Spektrum von RR Gem im Maximum und Minimum der Helligkeit bei $\Phi = 1.0$ (oben) und $\Phi = 0.5$ (unten). Das untere Spektrum ist um -0.4 im relativen Fluß verschoben, um Überdeckungen zu vermeiden.

breiten der Linien (s. Abschnitt 5.2.2) nicht von weiteren Ungenauigkeiten aufgrund der Teleskopstellungen betroffen sind, ob die unterschiedlichen Stellungen des Teleskops in Elevation und Azimut einen Einfluß auf die Spektren haben, wurden neben den Sternlinien auch die Äquivalentbreiten der atmosphärischen O_2 -Linie bei $\lambda = 6867$ Angström vermessen. Abbildung 5.11 zeigt die Äquivalentbreite der atmosphärische Linie (unten) im Vergleich zu der der H_{β} Linie (oben). Abgesehen von einer geringen Streuung, die durch leichte Schwankungen der wetterbedingten Beleuchtungsstärke hervorgerufen wurde, zeigt die atmosphärische Linie eine konstante Äquivalentbreite über die ganze Periode von TZ Aur. Da diese Aufnahmen der Spektren von TZ Aur über die ganze Periode bei den unterschiedlichsten Teleskopstellungen in Azimut und Elevation aufgenommen wurden, zeigt dieser Vergleich der konstanten Äquivalentbreite der O_2 -Linie mit der, sich im Verlauf der Periode ändernden, Äquivalentbreite der H_{β} Linie, dass die Stellung des Teleskops keinen Einfluß auf die Linien-Breiten der Spektren hat. Die Dispersion der Spektren war ausreichend zur Bestimmung der Äquivalentbreiten. Somit kann festgestellt werden, dass die Bestimmung der Äquivalentbreiten der Linien sicher ist.

Äquivalentbreiten und Periode

Schon in dem Abschnitt 5.2.1 wurde die Änderung der Spektrallinien während der Periode der RRLyrs gezeigt. Anhand der Äquivalentbreiten lassen sich diese Änderungen nun mit Zahlenverhältnissen erfassen. Die Äquivalentbreiten der H_{α} -Linien und ihre Verhältnisse zueinander über die Periode von TW Lyn (s. Abbildung 5.9) sind in Tabelle 5.6 aufgeführt. Daraus ist ersichtlich, dass die H_{α} -Linie im Maximum der Helligkeit fast

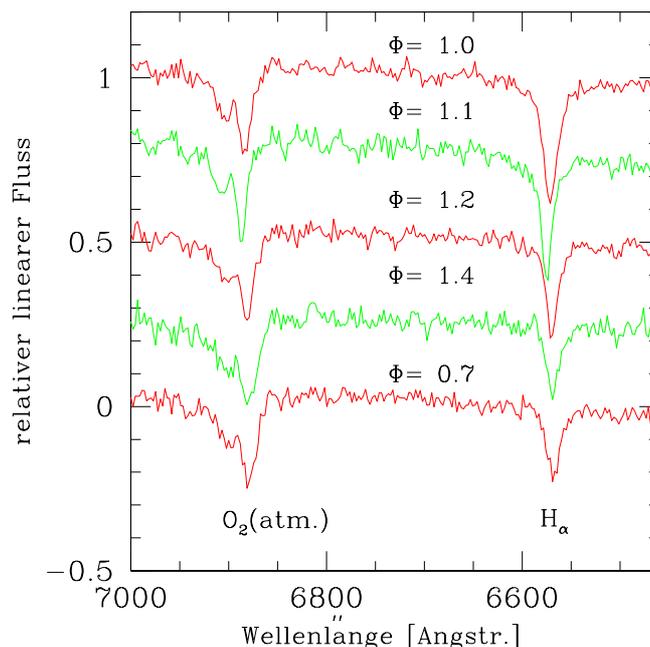


Abbildung 5.9: Die Variation der Stärke der H_α -Linie während der Periode in den Spektren von TW Lyn. Das oberste Spektrum zeigt das Maximum der Helligkeit, das untere das Minimum. Während sich die Stärke der H_α -Linie im Verlauf der Periode des Sterns ändert, ist die Stärke der atmosphärischen O_2 -Linie in allen Spektren fast gleich. Die Spektren sind jeweils um -0.25 im relativen Fluß verschoben, um Überdeckungen zu vermeiden.

die doppelte Äquivalentbreite wie im Lichtminimum hat.

Tabelle 5.6: H_α Linienstärke im Stern TW Lyn.

Phase	1.0	1.1	1.2	1.4	0.7
W_λ [Å]	8.13	6.45	5.81	5.18	4.40
relative Stärke	1.00	0.79	0.71	0.64	0.54

Die Änderung der Äquivalentbreiten der H_β -Linie und der Metalllinien im Verlauf der Periode sind in den Abbildungen 5.12 und 5.13 dargestellt. Sie zeigen für die Sterne TZ Aur, TW Lyn (Abb. 5.12), RR Gem und RS Boo (Abb. 5.13) einen ähnlichen Verlauf. Als Vergleich zu den Äquivalentbreiten ist in der oberen Reihe eine Lichtkurve des jeweiligen Sterns gezeigt. Die Lichtkurven von TZ Aur, TW Lyn und RR Gem sind mit v -Filter auf dem Observatorium Calar Alto aufgenommen worden (s. Kap. 4). Von RS Boo gab es keine Aufnahmen vom Observatorium Calar Alto. Die hier gezeigte Lichtkurve wurde mir von Herrn Poschinger, einem Amateurbeobachter, zur Verfügung gestellt. Sie wurde an demselben Tag aufgenommen wie die meisten Spektren von RS Boo. Die zweite Reihe in beiden Abbildungen zeigt die Äquivalentbreiten der Balmerlinie H_β . Diese nehmen während des

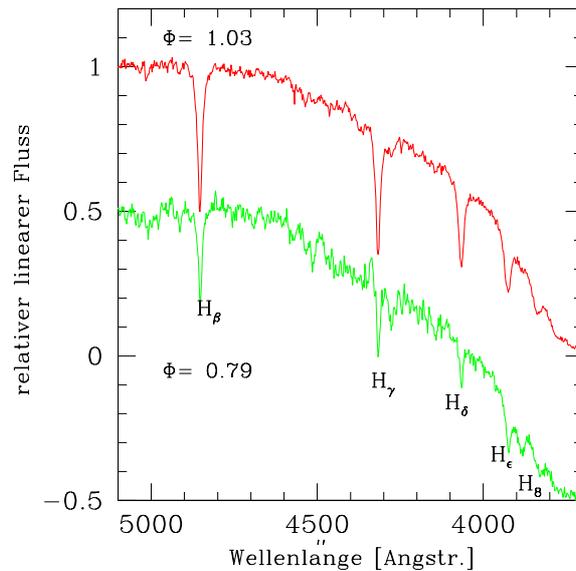


Abbildung 5.10: Die Variation der Balmerlinien von H_β bis H_8 während der Periode in Spektren von TZ Aur. Das obere Spektrum zeigt das Maximum der Helligkeit bei $\Phi = 1.03$, das untere das Minimum bei $\Phi = 0.79$. Außer den Wasserstofflinien ändert sich auch die Stärke der Metalllinien (s.Kap. 5.2.2). Die beiden Spektren sind um -0.5 im relativen Fluß verschoben, um Überdeckungen zu vermeiden.

Anstiegs der Helligkeit des RR Lyr zu. Die Zunahme erfolgt parallel mit dem Anstieg der Sternhelligkeit. Die Abnahme der Äquivalentbreiten nach dem Helligkeitsmaximum ist, wie die Abnahme der Magnitude, wesentlich langsamer als der Anstieg. Der Verlauf der Äquivalentbreiten-Änderung entspricht damit dem der Verlauf der Lichtkurve des Sterns. Dies war zu erwarten, da sowohl die Lichtkurve im v -Filter als auch die Äquivalentbreite der H_β -Linie eine Funktion der Temperatur des Sterns ist. Dieser Temperaturverlauf wurde im Abschnitt 4.4 ausführlich gezeigt. Der Verlauf der Äquivalentbreitenänderung der H_β -Linie mit der Phase der Periode entspricht dem der effektiven Temperatur, wie er durch die Strömgren-Photometrie ermittelt wurde.

Die Änderung der Äquivalentbreiten der Metalllinien ist dagegen gegenläufig zu der der Balmerlinien und der Lichtkurve. Die Äquivalentbreite Ca K Linie (dritte Reihe in allen Diagrammen der Abbildungen 5.12 und 5.13) beträgt in der Phase des maximalen Lichts fast Null, während sie im Minimum der Helligkeit der Äquivalentbreite der H_β -Linie vergleichbar ist (wie auch in Abb. 5.10 zu sehen ist). Die Äquivalentbreiten der Natrium D-Linien (jeweils untere Reihen der Abbildung 5.12 und 5.13) sind bei allen 4 Sternen geringer als die der anderen Linien. Zudem sind ihre Änderungen vergleichsweise klein. Sie haben bei allen vier Sternen ihr Minimum kurz nach dem Maximum der Lichtkurve (bei $\Phi \simeq 1.1$)³, aber bleiben auch im Helligkeitsmaximum der Sterne immer deutlich sichtbar. Dieser Verlauf der Linienstärke der Metalllinien konnte bereits in dem Farbindex $m1$

³Die Bestimmung der Äquivalentbreiten der Na D-Linien von RR Gem wurde in einigen Spektren durch die Emissionslinien der Straßenbeleuchtung behindert.

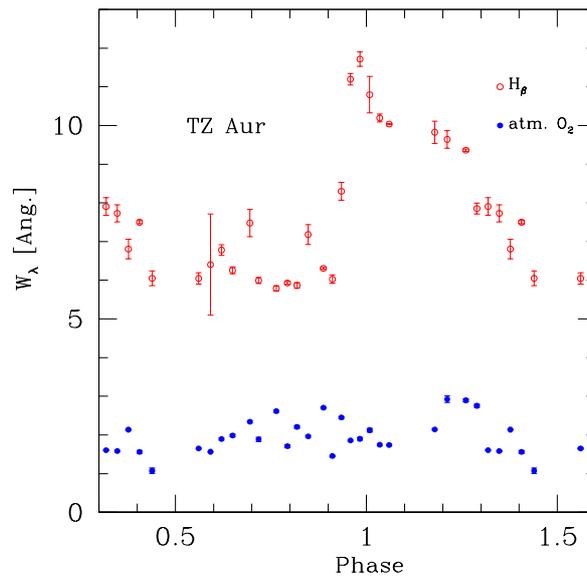


Abbildung 5.11: Vergleich der Äquivalentbreiten der Balmerlinie H_{β} (oben) und der atmosphärischen O_2 Linie bei $\lambda = 6867$ Angström (unten) im Verlauf einer Periode in Spektren von TZ Aur.

gezeigt werden (s. z.B. Abbildungen 4.2). Auch in diesen Beobachtungen ergänzen und bestätigen sich die photometrischen und spektroskopischen Untersuchungen gegenseitig.

Verhältnis der Äquivalentbreiten

Die Dominanz der Wasserstoffabsorptionslinien im Helligkeitsmaximum der RR Lyrs wird besonders deutlich, wenn man das Verhältnis der Äquivalentbreiten der H_{β} -Linie zur Na D- beziehungsweise Ca K-Linie bildet. Abbildung 5.14 zeigt dies für die Spektren von TZ Aur, XZ Cyg, RR Gem und RS Boo. In dem jeweils oberen Diagramm (offene Punkte) ist das Verhältnis der Äquivalentbreiten H_{β} zur Na D-Linie und in dem unteren (volle Punkte) das Verhältnis der Äquivalentbreiten H_{β} zur Ca K-Linie für den jeweiligen Stern dargestellt. Mit beginnendem Anstieg der Helligkeit bei $\Phi \sim 0.8$ nimmt die Äquivalentbreite der H_{β} -Linie zu, die Stärke der Metalllinien dagegen ab. So ändert sich das Verhältnis H_{β} zur Na D-Linie vom circa fünffachen Wert im Helligkeitsminimum auf das fünfzehnfache im Maximum. Die Wasserstoff-Linie wird zu diesem Zeitpunkt sogar bis zu 20 mal stärker als die Ca K-Linie. Dieser starke Unterschied in den Linienstärken erklärt sich durch die starke Änderung der Ca K-Linie. Im Maximum der Helligkeit verschwindet sie fast vollständig, während sie im Lichtminimum des Sterns so stark wird wie die Wasserstofflinie. Das Verhältnis der Äquivalentbreiten von H_{β} und Ca K beträgt im Lichtminimum $\simeq 1$. Bis nach dem Maximum der Helligkeit bei $\Phi \sim 1.2$ bleibt die Äquivalentbreite der Wasserstofflinien bei einem Vielfachen der Metalllinien.

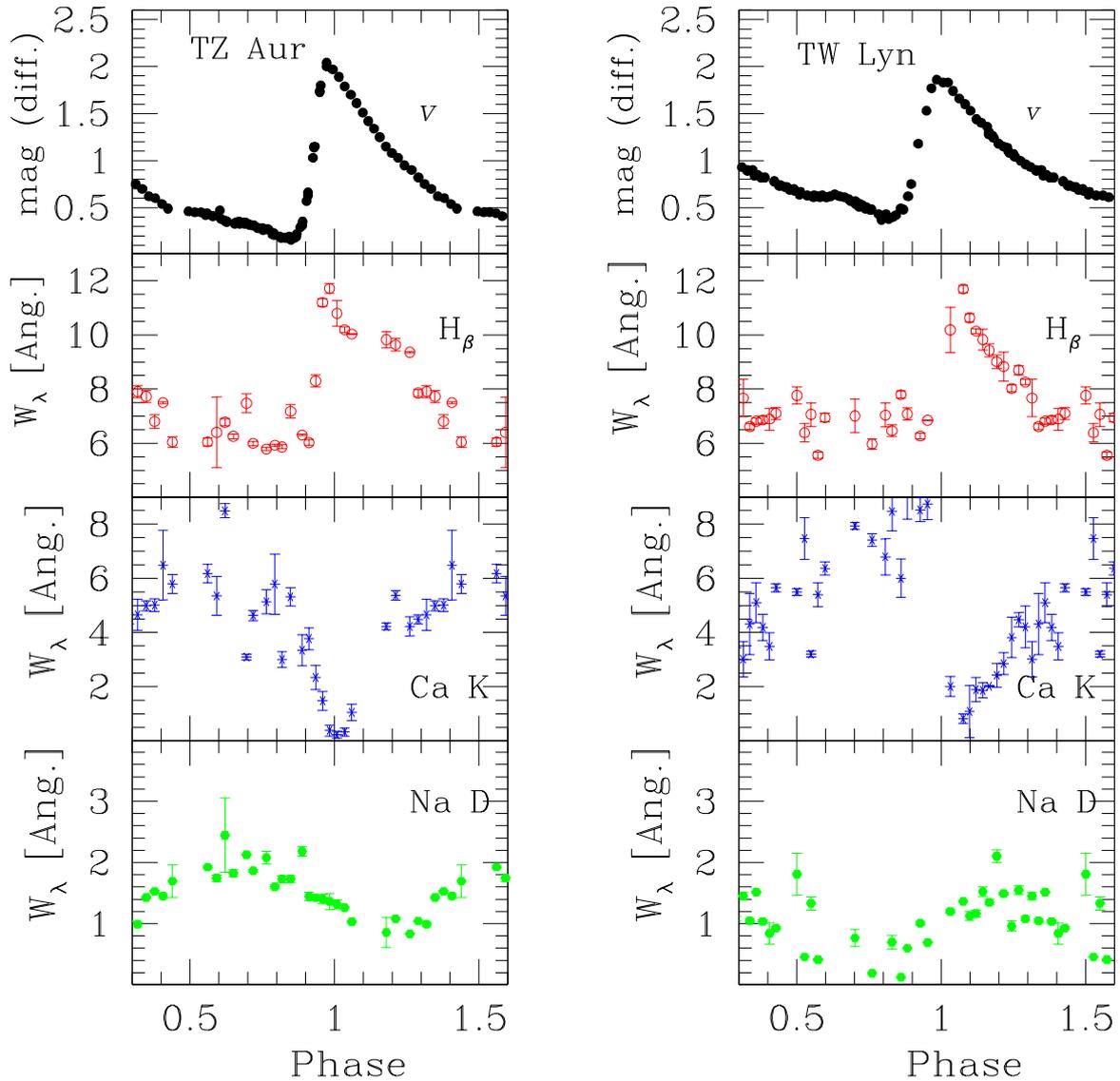


Abbildung 5.12: Variation der Äquivalentbreite W_λ der Balmerlinie H_β und der Metalllinien CaK und NaD im Verlauf der Periode in Spektren von TZ Aur (links) und TW Lyn (rechts). In beiden Abbildungen ist (von oben nach unten) die Lichtkurve des Sterns mit v -Filter (Aufnahme Calar Alto s. Kap. 4), die Variation der Äquivalentbreite der H_β -Linie (2. Abb.), der KalziumK Linie (3. Abb.) und der NatriumD Doppellinie (unten) gezeigt. Die Änderung der Äquivalentbreiten der H_β Linien hat einen ähnlichen Verlauf wie die Lichtkurve, die der der Metalllinien ist gegenläufig.

Vergleich Farbindex und Äquivalentbreite

Wie in Kapitel 4 bereits behandelt, bildet das Diagramm der Farbindices $b - y$ gegen $c1$ eine Hysterese (s. z.B. Abb. 4.4). Auch beim Auftrag der Farbe $b - y$ gegen die Äquivalentbreite der H_β -Linie (s. Abb. 5.15 links) ergibt sich eine solche Kurve. In dieser

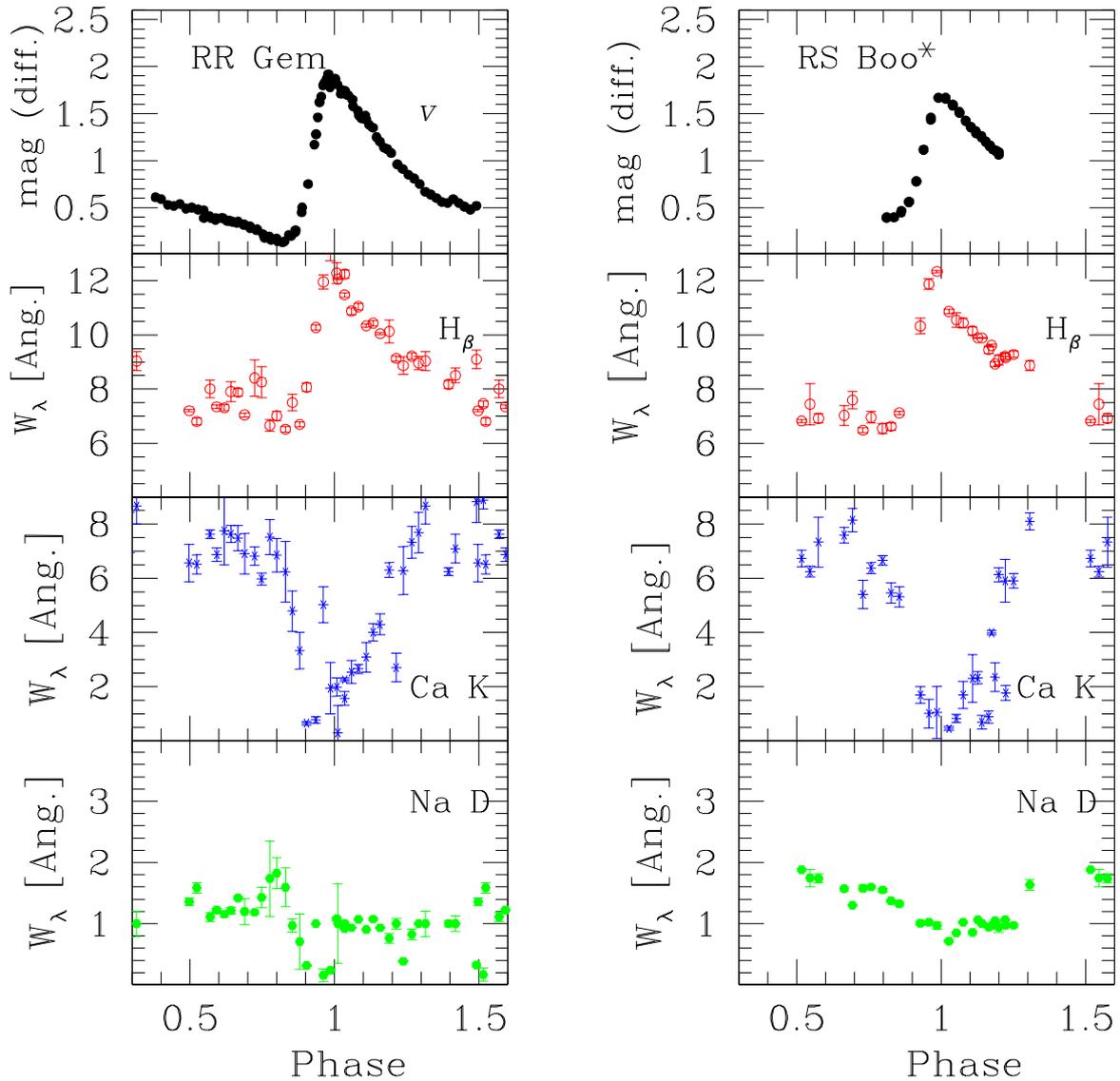


Abbildung 5.13: Variation der Äquivalentbreite W_λ der Balmerlinie H_β und der Metalllinien Ca K und Na D im Verlauf der Periode in Spektren von RR Gem (links) und RS Boo (rechts). In beiden Abbildungen ist (von oben nach unten) die Lichtkurve des Sterns, die Variation der Äquivalentbreite der H_β -Linie (2. Abb.), der Calcium K Linie (3. Abb.) und der Natrium D Doppellinie (unten) gezeigt. Während die Änderung der Äquivalentbreiten der H_β -Linien einen ähnlichen Verlauf haben wie die Lichtkurve, erfolgt die Änderung der Äquivalentbreiten der Metalllinien gegenläufig.

* Die Lichtkurve von RS Boo wurde von Herrn von Poschinger am 31.3./1.04.2005 mit einem APQ 130 mm Teleskop, UV/IR Sperrfilter und ST10XME CCD-Kamera aufgenommen. Die Messungen entsprechen etwa dem Wellenlängenbereich von 4500-6000 Å. Ich bedanke mich bei ihm, dass er mir die Lichtkurve für meine Arbeit zur Verfügung stellt.

Abbildung 5.15 (links) sind die Werte des Farindex $b-y$ aus den Aufnahmen von TZ Aur von Januar 2005 am Observatorium Calar Alto (s. Tabelle 4.2) gegen die Äquivalentbreiten

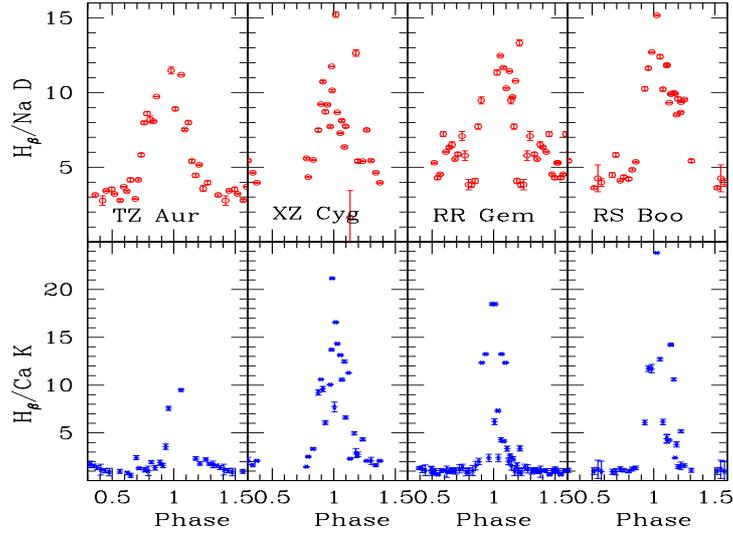


Abbildung 5.14: Das Verhältnis der H_{β} - zur NaD- und CaK-Linie in den Spektren der RR Lyr's TZ Aur, XZ Cyg, RR Gem und RS Boo (von links nach rechts). Das Verhältnis der H_{β} - zur NaD-Linie ist jeweils im oberen Diagramm (offene Punkte), das zur CaK-Linie unten (volle Punkte) dargestellt.

der H_{β} -Linie gleicher Phase aus Spektren dieses Sterns vom Observatorium Hoher List aus dem Januar 2006 aufgetragen. Da sich in der kurzen Zeitspanne des Helligkeitsanstieges sich nur wenige Punkte gemeinsamer Phase finden, wurden Mittelwerte der Farbindices $b - y$ und der Äquivalentbreiten der H_{β} -Linie in Schritten von 0.1 der Phase berechnet und als durchgezogene Linie in die Abbildung eingetragen. Die Pfeile geben den Verlauf der Kurve an. Abbildung 5.15 (rechts) zeigt die gleiche Darstellung der Äquivalentbreiten der H_{β} -Linie, aber gegen die Helligkeiten des Sterns mit v -Filter. Auch in diesem Diagramm ergibt sich eine Hysterese. Der Vergleich der beiden Abbildungen 5.15 und Abb. 4.4 (links) zeigt für den Stern TZ Aur den gleichen Verlauf der Hysterese, sowohl in dem Farbindex $b - y$ gegen die Äquivalentbreite der H_{β} -Linie, wie auch in den beiden Farbindices $b - y$ gegen $c1$. Der Helligkeitsanstieg der Lichtkurve von TZ Aur beginnt bei $\Phi = 0.9$. Der einzelne Punkt, der in beiden Diagrammen in Abbildung 5.15 im Aufstieg der Helligkeit zu sehen ist, liegt bei Phase 0.93. Dieser Punkt ist auch im aufsteigenden Ast der Abbildung 4.4 (links) zu sehen. Zu diesem Zeitpunkt ist die Temperatur des Sterns noch relativ kühl. Die übrigen Punkte des Maximums liegen bei $0.97 < \Phi < 1.1$. Der Abstieg reicht von $1.1 < \Phi < 1.4$ und die Minimumswerte liegen von $\Phi > 1.4$ bis $\Phi < 0.9$.

Die Hysterese, die sich in beiden Diagrammen (s. Abbildung 5.15 rechts und links) ergibt, verdeutlicht die Veränderungen, die in den unterschiedlichen Schichten der Atmosphäre des Sterns stattfinden. Bei gleicher Farbe $b - y$, d.h. gleicher Temperatur, zeigt das Spektrum im Aufstieg und Abstieg der Helligkeit unterschiedliche Äquivalentbreiten der H_{β} -Linie. Dies erklärt sich dadurch, dass während der Zunahme der Helligkeit die Temperatur des Sterns sehr schnell steigt und damit wird seine Farbe blauer. Gleichzeitig nimmt der Radius ab und die Schwerkraft zu (s. Abschnitt 4.5.3). Es ergibt sich bei gleicher Temperatur ein unterschiedlicher $\log g$. Dadurch wird die Stärke der Wasserstofflinien beeinflusst.

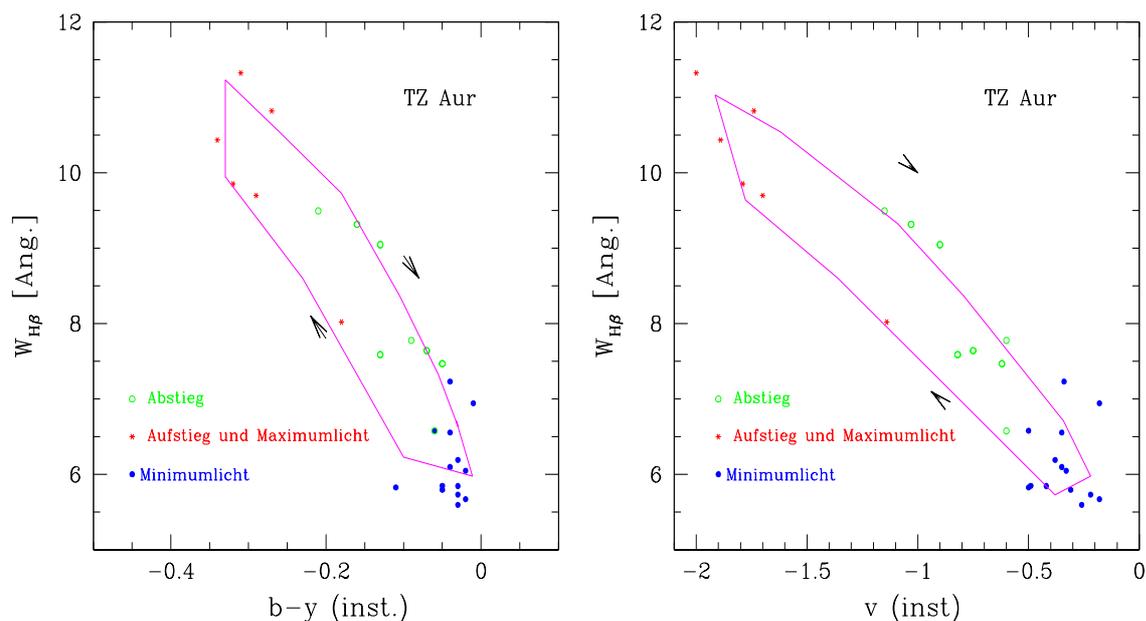


Abbildung 5.15: Die Variation der Äquivalentbreite von H_{β} -Linie gegen den Farbindex $b-y$ (links) und die Lichtkurve mit v -Filter (rechts). Beide Abbildungen zeigen die Messpunkte sowie die Verbindungslinie der Werte im Verlauf der Periode mit Mittelwerten in Schritten von 0.1 der Phase. Beide Kurven verlaufen im Uhrzeigersinn.

Nur durch das Zusammenspiel dieser Faktoren kommen die Hysteresen zustande. Was schon im Kapitel 4.4 mit Strömgren-Photometrie in den Farbindizes $b-y$ und $c1$ gezeigt wurde, läßt sich ebenfalls in den Spektren durch den Verlauf der Äquivalentbreiten der Wasserstofflinien erkennen. Das selbe Phänomen zeigt sich aber auch bei der Betrachtung der Farbe $b-y$ gegen die Helligkeit des RR Lyr's (s. Abbildung 5.15 rechts). Im Auf- beziehungsweise Abstieg sind bei gleicher Farbe unterschiedliche Helligkeiten zu erkennen. Auch hier ist die Bedeutung von Gravitation und Farbe für den jeweiligen Zustand des RR Lyr's zu erkennen.

Äquivalentbreiten und Elektronendruck

Die Stärke der Absorptionslinien in einem Sternspektrum wird durch verschiedene Faktoren bestimmt. Die im Spektrum sichtbaren Linien entstehen generell in den Gasschichten, deren optische Tiefe $\tau \simeq 1$ beträgt. Die Faktoren, die die Stärke beeinflussen, sind vorwiegend der Ionisationszustand und der Anregungszustand des jeweiligen Elements, die beide von der Temperatur bestimmt werden, sowie von dem Elektronendruck und der Oszillatorenstärke des Absorptionsüberganges. Alle Faktoren werden kurz beschrieben.

- Der Anregungszustand des Sternsgases
Der Anregungszustand des Sternsgases wird durch die Boltzmann-Gleichung be-

schrieben:

$$\frac{N_{i,m}}{N_i} = \frac{g_{i,m}}{Q(T)} \cdot e^{\frac{\chi_{i,m}}{kT}} \quad (5.4)$$

Dabei sind $N_{i,m}$ und N_i die Teilchenzahlen in den beiden betrachteten Anregungszuständen, $g_{i,m}$ das statistische Gewicht der beiden durch i und m bezeichneten Energieniveaus, $Q(T)$ die Zustandssumme, $\chi_{i,m}$ die Anregungsenergie des entsprechenden Energiesprungs, k die Boltzmannkonstante und T die absolute Temperatur.

Diese Gleichung gibt den Zusammenhang zwischen der Temperatur und dem Anregungszustand, in dem sich die Atome befinden. Mit Kenntnis der Atomkonstanten und der Temperatur läßt sich das Verhältnis der Atome in den beiden Anregungszuständen errechnen oder mit dem gemessenen Verhältnis der Anregungszustände die Temperatur des Sternngases bestimmen.

- Der Ionisationszustand

Der Ionisationszustand wird durch die Saha-Gleichung gegeben:

$$\log \left(\frac{N_{i+1}}{N_i} \cdot P_e \right) = -\frac{5040}{T} \cdot \chi_i + 2.5 \cdot \log T - 0.48 + \log \left(2 \cdot \frac{Q_{i+1}(T)}{Q_i(T)} \right) \quad (5.5)$$

Hier steht P_e für den Elektronendruck und χ_i für die Ionisationsenergie (die übrigen Bedeutungen siehe Formel 5.4).

Diese Gleichung steht für das Verhältnis der Ionisationszustände eines Elementes. Außer von der Temperatur hängt dieses Verhältnis von dem Elektronendruck in der betrachteten Atmosphärenschicht des Sterns ab.

- Der Elektronendruck

Der Elektronendruck P_e wird im wesentlichen von der Temperatur des Sternngases bestimmt sowie von der Dichte bei der betrachteten optischen Tiefe τ .

Der Zusammenhang von Temperatur und Elektronendruck ist offensichtlich. Bei höheren Temperaturen werden mehr Atome ionisiert. Die Anzahl freier Elektronen nimmt zu, und der Elektronendruck steigt. Den größten Beitrag zum Elektronendruck liefert als wichtigstes Element die Ionisation des Wasserstoffs.

- Die Oszillatorenstärke eines Absorptionsüberganges

Die Oszillatorenstärke des Absorptionsüberganges ist eine Eigenschaft des jeweiligen Energiesprungs, die in Laboruntersuchungen bestimmt werden kann.

Die Stärke der Absorptionslinien wird durch Voigt-Funktionen beschrieben. Wenn der Parameter $Nf\lambda$, der die Linienstärke bestimmt, groß ist, kann eine Linie in die Sättigung gehen. Dann kann aus der Linienstärke nicht mehr die Zahl der Teilchen abgeleitet werden. (Einzelheiten über die Spektrallinienbildung sind in Unsöld (1955) zu finden.)

Da die Spektren der RR Lyrs für die Ableitung zuverlässiger Teilchenmengen nicht ausreichend genau sind, soll versucht werden, die Stärken der $H\beta$, $H\gamma$, $Ca II K$ und $Na I D$ Linien für zwei unterschiedliche Temperaturen abzuschätzen. Für diese Berechnung soll

beispielhaft die Temperatur im Helligkeitsminimum der RR Lyrs bei der Phase = 0.8, die etwa der Temperatur der Sonnenatmosphäre entspricht, und die Temperatur $T = 8000$ K, des Helligkeitsmaximums der Lichtkurven der RR Lyrs genommen werden.

Tabelle 5.7: Anregungs- und Ionisationsverhältnisse von H, Ca und Na aus der Rechnung nach Boltzmann und Saha.

Element	Anregung	Ionisation	Häufigkeit
$T = 5400$			
H	$10^{-8.27}$	$10^{-4.13}$	1
Ca	$10^{-0.014}$	$10^{+2.95}$	$10^{-6.4}$
Na	$10^{-0.002}$	$10^{+3.85}$	$10^{-6.3}$
$T = 8000$			
H	$10^{-5.82}$	$10^{-0.49}$	1
Ca	$10^{-1.69}$	$10^{+4.79}$	$10^{-6.4}$
Na	$10^{-1.00}$	$10^{+5.30}$	$10^{-6.3}$

Die aus der Boltzmann- beziehungsweise Saha-Gleichung für die Elemente Wasserstoff, Kalzium und Natrium errechneten Anregungs- und Ionisationsverhältnisse sind in Tabelle 5.7 angegeben. Dabei sind für den Elektronendruck und das Mengenverhältnis von Kalzium und Natrium Sonnenwerte eingesetzt worden. Um damit die Teilchenmengen, die die Äquivalentbreite einer Absorptionslinie bestimmen, zu errechnen, muß berücksichtigt werden, dass die Na I D vom Grundniveau, die Balmerlinien vom ersten angeregten Niveau und die Ca II K Linie vom einfach ionisiertem Zustand ausgeht. Aus Tabelle 5.7 ergibt sich, dass bei $T = 5400$ K fast alle Wasserstoffatome (>99%) neutral sind, während Kalzium und Natrium bereits fast vollständig ionisiert sind. Der Faktor der neutralen Natriumatome, der zur Bildung der Na I D Linie zur Verfügung steht, beträgt nur $10^{-3.85}$ der Gesamtmenge des Natriums. Bei $T = 8000$ K sind auch die Wasserstoffatome teilweise ionisiert. Der Anteil der neutralen Wasserstoffatome beträgt jedoch noch 76% aller Wasserstoffatome.

Daraus ergeben sich für die relativen Teilchendichten bei $T = 5400$ K beziehungsweise bei $T = 8000$ K die Teilchenverhältnisse, die in Tabelle 5.8 angegeben sind.

Die relativen Teilchenmengen zeigen, dass es bei $T = 5400$ K etwa 80 mal mehr Ca II-Atome als H-Atome gibt, Atome die die Absorptionslinien der Ca II K Linie und der Balmer Serie hervorrufen können. Bei $T = 8000$ K ist das Verhältnis der Teilchenmengen 0.34. Bei Natrium gibt es bei $T = 5400$ K 100 mal weniger Na I Atome als Wasserstoffatome und bei $T = 8000$ K sind es $10^{-5.71}$ mal weniger Na I Atome als Wasserstoffatome, die die Na I D beziehungsweise Balmerlinien hervorrufen können. Diese theoretischen Werte der Teilchenmengen sind mit den Stärken der gemessenen Absorptionslinien in Einklang, bei denen im Lichtminimum der RR Lyrs die Äquivalentbreiten der Ca II K und Na I D Linie im Verhältnis zu denen der Balmerlinien stärker sind als bei den höheren Temperaturen im Lichtmaximum. Damit ist eine gute Deckung von theoretischen und gemessenen Werten dokumentiert.

Aus dem Verhältnis der gemessenen Äquivalentbreiten der Na I D Linie zur Ca I Linie bei 4226 Angström von TZ Aur wurden die Temperaturen der Sternatmosphäre abgeleitet.

Tabelle 5.8: Relative Teilchenmengen bei $T = 5400$ und 8000 K.

Element	aus	aus	aus	rel. Teilchen- verhältnis
	Anregung	Ionisation	Häufigkeit	
$T = 5400$				
H	$10^{-8.27}$	1	1	$10^{-8.27}$
Ca II	1	1	$10^{-6.4}$	$10^{-6.4}$
Na I	1	$10^{-3.85}$	$10^{-6.3}$	$10^{-10.15}$
$T = 8000$				
H	$10^{-5.82}$	$10^{-0.12}$	1	$10^{-5.94}$
Ca II	$10^{-0.01}$	1	$10^{-6.4}$	$10^{-6.41}$
Na I	$10^{-0.05}$	$10^{-5.30}$	$10^{-6.3}$	$10^{-11.65}$

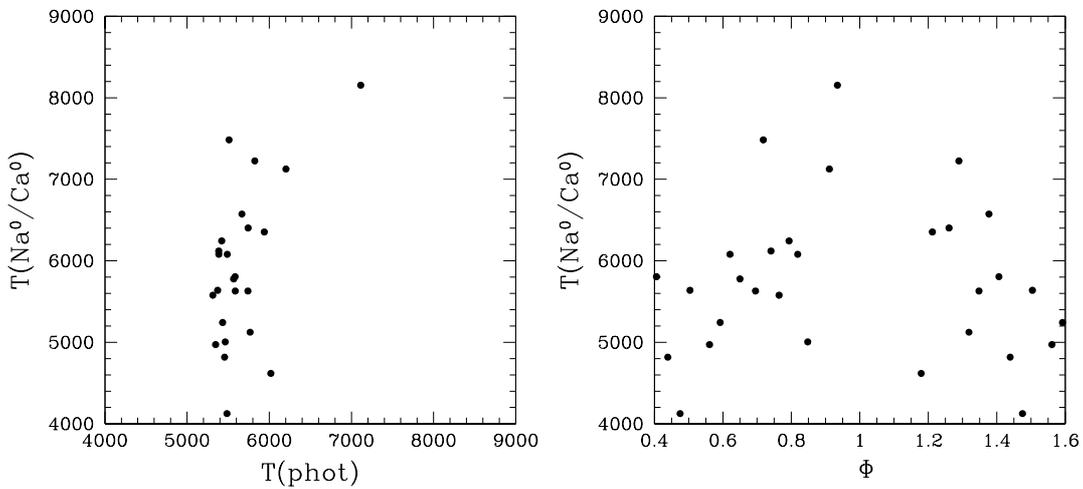


Abbildung 5.16: Vergleich der T_{eff} aus der Photometrie mit der Temperatur, die sich aus dem Verhältnis der Äquivalentbreite der Na I D Linie zur Ca I Linie bei 4226 Angström ergibt (links) sowie diese Temperatur aus den Linienbreiten im Verlauf des Pulsationszyklus von TZ Aur (rechts). Offenbar sind die Stärken der beiden Spektrallinien nicht gut zur Bestimmung von T_{eff} verwendbar.

Dabei ist anzumerken, dass diese Ableitung sehr ungenau ist, da die Na D Linie schon auf Sättigung hinweist (die D I Komponente ist ungefähr gleich stark wie die D II Komponente; s. Abb. 5.6). Da die Ca I und die Na I Linien ähnlich stark sind, kann doch mit dem Stärken-Verhältnis gearbeitet werden.

Abbildung 5.16 (links) zeigt diese Temperaturen im Vergleich mit den Temperaturen, die aus der Photometrie abgeleitet wurden. Es zeigt sich, dass bei beiden Auswertungen die Temperaturen im selben Bereich liegen. Dabei muß erwähnt werden, dass einige Werte aus dem Bereich des Helligkeitsmaximums des Sterns nicht verwendet werden konnte. Die gemessenen Äquivalentbreiten der Kalziumlinien in den Spektren des Lichtmaximums waren mit < 0.1 Angström kleiner als der durchschnittliche Fehler der Messung, sodass

ihre Verwendung kein aussagekräftiges Ergebnis brachte. Abbildung 5.16 (rechts) zeigt die Temperaturen aus dem Verhältnis der Äquivalentbreiten der Na I D Linie zur Ca I Linie bei 4226 Angström im Verlauf des Zyklus von TZ Aur. Verglichen mit den effektiven Temperaturen, die durch die Strömrenphotometrie ermittelt wurden (s. Abb. 4.6 links), zeigt sich hier eine größere Streuung der Werte. Daraus muß geschlossen werden, dass die Befürchtung der Sättigung der Linien richtig war und dass Verhältnis so nicht zur Bestimmung von T_{eff} verwendet werden kann.

5.3 Radialgeschwindigkeit

Die Ursache für die Variation der Helligkeit der RR Lyrs ist die Änderung der Temperatur und des Radius der Sterne. Aus der Radius-Änderung auf Grund der Pulsation ergibt sich die Variation der Radialgeschwindigkeit ihrer Hüllen. Die Radialgeschwindigkeitsvariation, die aus den Wasserstoff Linien abgeleitet wird, ist dabei größer als die, die sich aus den Metalllinien ergibt (Smith 1995). Die Spanne der Radialgeschwindigkeiten beträgt bei den Balmer Linien bis zu 120 km s^{-1} ; bei den Metalllinien $\simeq 70 \text{ km s}^{-1}$ (Oke 1966).

5.3.1 Radialgeschwindigkeits-Bestimmung

Zur Bestimmung der Radialgeschwindigkeit der Hüllen der RR Lyrs sollten die Linienverschiebungen in den Spektren herangezogen werden. Die Zuordnung der Wellenlängen im Spektrum wurde anhand der Lampenspektren und mit Hilfe der Balmer Linien in den Sternspektren selbst vorgenommen. Da die Lage der Linien in den Spektren um mehrere Pixel schwankte, wurde als Grundlage der Berechnung der Abstand zweier Linien gewählt. Wie die Formel

$$\lambda = \frac{v}{c_0} \cdot \lambda_0 + \lambda_0 \quad c_0 = \text{Lichtgeschwindigkeit} \quad \lambda_0 = \text{Ruhewellenlänge} \quad (5.6)$$

zeigt, hängt nicht nur die Wellenlänge einer Spektrallinie, sondern auch der Abstand zweier Linien unterschiedlicher Wellenlänge voneinander von der Radialgeschwindigkeit ab.

Tabelle 5.9 zeigt in Spalte 2-4 eine Berechnung der Wellenlängenänderung der 3 Balmerlinien H_α , H_β und H_γ für die Radialgeschwindigkeiten von -50 bis $+50 \text{ km s}^{-1}$. In der oberen Reihe zeigt Spalte 5-7 die Verschiebung der jeweiligen Linie gegen die Ruhewellenlänge und Spalte 8 und 9 die Differenz der Verschiebung von $H_\alpha - H_\beta$ beziehungsweise $H_\alpha - H_\gamma$ in Angström. In der unteren Reihe sind diese Werte in Pixel angegeben, berechnet mit der für die jeweiligen Wellenlängen gültigen Dispersion. In der maximalen Radialgeschwindigkeitsspanne, die zu erwarten ist (um die 100 km s^{-1}), beträgt die Differenz, die bestimmt werden muß, 0.32 Pixel.

5.3.2 Probleme der Bestimmung der Radialgeschwindigkeit

Um zu klären, ob die Bestimmung der Radialgeschwindigkeiten der Pulsation möglich ist und ob die Messungen auf Subpixelwerte ausreichend genau sind, wurden einige Tests durchgeführt. Zum Vergleich mit den Sternspektren, wurden in den Lampenspektren

Tabelle 5.9: Berechnung der Wellenlängenverschiebung bei verschiedenen v_{rad} und der Differenzen der Balmerlinien in Angström und Pixel.

v_{rad} [km s^{-1}]	H_α	H_β [Angström]	H_γ	Verschiebung der Linien			Differenz der Verschiebung	
				H_α	H_β [Angström]	H_γ	$\text{H}_\alpha - \text{H}_\beta$ [Angström]	$\text{H}_\alpha - \text{H}_\gamma$ [Pixel]
-50.0	6561.71	4860.51	4339.74	-1.09	-0.81	-0.72	-0.28	-0.37
				-0.47	-0.35	-0.32	-0.12	-0.16
-40.0	6561.92	4860.67	4339.88	-0.88	-0.65	-0.58	-0.23	-0.30
				-0.38	-0.28	-0.26	-0.10	-0.13
-30.0	6562.14	4860.83	4340.03	-0.66	-0.49	-0.43	-0.17	-0.22
				-0.28	-0.21	-0.19	-0.07	-0.10
-20.0	6562.36	4861.00	4340.17	-0.44	-0.32	-0.29	-0.11	-0.15
				-0.19	-0.14	-0.13	-0.05	-0.06
-10.0	6562.58	4861.16	4340.32	-0.22	-0.16	-0.14	-0.06	-0.07
				-0.09	-0.07	-0.06	-0.02	-0.03
0.0	6562.80	4861.32	4340.46	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00
				0.00	0.00	0.00	0.00	0.00
10.0	6563.02	4861.48	4340.60	0.22	0.16	0.14	0.06	0.07
				0.09	0.07	0.06	0.02	0.03
20.0	6563.24	4861.64	4340.75	0.44	0.32	0.29	0.11	0.15
				0.19	0.14	0.13	0.05	0.06
30.0	6563.46	4861.81	4340.89	0.66	0.49	0.43	0.17	0.22
				0.28	0.21	0.19	0.07	0.10
40.0	6563.68	4861.97	4341.04	0.88	0.65	0.58	0.23	0.30
				0.38	0.28	0.26	0.10	0.13
50.0	6563.89	4862.13	4341.18	1.09	0.81	0.72	0.28	0.37
				0.47	0.35	0.32	0.12	0.16

die Abstände zweier starker Neon-Linien im roten Spektralbereich bei $\lambda = 7245$ und $\lambda = 6929$ Angström ausgemessen. Diese Abstände waren in allen Lampenspektren auf Subpixel gleich. Dann wurde die Lage der atmosphärischen Linien des Sauerstoffs, die auf jedem Sternspektrum vorhanden sind und ebenfalls im roten Spektralbereich liegen, bei $\lambda = 7594$ Angström und $\lambda = 7168$ Angström vermessen. Allerdings zeigen die Werte für diese Linien eine Streuung von bis zu 12 Angström. Um diese Streuung zu eliminieren, wurden die Abstände beider Linien als Differenz der entsprechenden Werte gebildet. Diese Differenz muß konstant sein, da der Abstand der atmosphärischen Linien voneinander keine Abhängigkeit von der Radialgeschwindigkeit des Sterns hat. Auch die Linienabstände aus diesen Messungen wiesen eine Streuung auf, die zwar im Subpixelbereich lag, aber für eine sichere Bestimmung der Radialgeschwindigkeit zu groß war, da die Abstände, die bestimmt werden müssen, ebenfalls im Bereich von Pixelbruchteilen liegen. Damit ist die Dispersion der Spektren ist zu gering, um diese Messungen durchführen zu können.

Da die Spektren der RV-Standardsterne, die zur Kalibration der Radialgeschwindigkeiten aufgenommen wurden, die gleiche geringe Auflösung aufweisen, konnte auch sie nicht zur Bestimmung der Radialgeschwindigkeiten herangezogen werden. Damit ließ sich für diese spektroskopischen Messungen eine Bestimmung der Radialgeschwindigkeiten der Pulsation nicht zufriedenstellend durchführen.

Appendix

Im Anhang dieser Arbeit sind die Veröffentlichungen zu der vorliegenden Arbeit angefügt. Es handelt sich dabei um:

1. Maintz, G.; Proper identification of RR Lyrae Stars brighter than 12.5 mag
Diese Veröffentlichung beschreibt die Arbeiten zur Erstellung eines Katalogs mit genauen Positionen der helleren RR Lyrs bis zu einer Helligkeit im Lichtmaximum von 12.5 mag (laut GCVS). Sie wurde 2005 in A&A 442 Seite 381 - 384 veröffentlicht.
2. Maintz, G. & de Boer, K. S.; RR Lyrae stars: kinematics, orbits and z-distribution
Diese Arbeit enthält die Ergebnisse des Kapitels 2 dieser Arbeit. Sie wurde 2005 in A&A 442 Seite 229 - 238 veröffentlicht.

Proper identification of RR Lyrae stars brighter than 12.5 mag^{*}

G. Maintz

Sternwarte der Universität Bonn, Auf dem Hügel 71, 53121 Bonn, Germany
e-mail: gmaintz@astro.uni-bonn.de

Received 12 April 2005 / Accepted 13 July 2005

ABSTRACT

RR Lyrae stars are of great importance for investigations of Galactic structure. However, a complete compendium of all RR-Lyraes in the solar neighbourhood with accurate classifications and coordinates does not exist to this day. Here we present a catalogue of 561 local RR-Lyrae stars ($V_{\max} \leq 12.5$ mag) according to the magnitudes given in the Combined General Catalogue of Variable Stars (GCVS) and 16 fainter ones. The Tycho2 catalogue contains ≈ 100 RR Lyr stars. However, many objects have inaccurate coordinates in the GCVS, the primary source of variable star information, so that a reliable cross-identification is difficult. We identified RR Lyrae from both catalogues based on an intensive literature search. In dubious cases we carried out photometry of fields to identify the variable. Mennessier & Colome (2002, A&A, 390, 173) has published a paper with Tyc2-GCVS identifications, but we found that many of their identifications are wrong.

Key words. astrometry – stars: variables: RR Lyr – catalogs

1. Introduction

RR Lyrae stars (RR Lyrs) are classical variables of the instability strip. They are one of the primary distance indicators, which is why they have often been investigated to determine their absolute magnitude and their distances (see, e.g., references in Fernley et al. 1998). In addition, RR Lyrs provide an excellent sample of stars to investigate kinematics in the galaxy (see, e.g., Beers et al. 2000; Layden 1994; Layden et al. 1996; Dambis & Rastorguev 2001; Martin & Morrison 1998; Altmann & de Boer 2000).

Several studies have recently been carried out on other horizontal-branch (HB) stars. Altmann et al. (2004) published a study of the orbits and halo distribution of sdB stars, extending earlier work by de Boer et al. (1997). A similar study on RHB stars has been completed, too (Kaempfer et al. 2005). It thus appeared worthwhile to also investigate the orbits and the ensuing z -distribution of RR Lyrs (Maintz & de Boer 2005).

For such purposes the distance of the stars as well as accurate data of proper motion and radial velocity are required. A good source for astrometric data is the Tycho-2 catalogue (Høg et al. 2000, Tyc2) since it provides astrometric data for more than 2.5 million stars. However, one first has to identify the RR Lyrs in that catalogue.

We took the Combined General Catalogue of Variable Stars (Kholopov et al. 1998, GCVS) as a basic source for compiling an unbiased sample of RR Lyrs. The GCVS is, as the authors

write, “the only reference source on all known variable stars ... The total number of designated variable stars has now reached 31 918”. However, the coordinates given in GCVS are not as accurate as one would like for, specifically, cross-correlations with other catalogues. The positions in GCVS are said to be accurate “to 1 s of arc”. But we found that this accuracy is too optimistic. In some cases the coordinates denoted not the variable but another star. In even more cases, at the location given by the coordinates there was no star at all. According to the authors of GCVS, “the Sternberg Institute has started preparation of an electronic release GCVS 4.2 which will contain improved light elements, classifications etc., along with sufficiently accurate positional information”.

In this paper we present a list of RR Lyrs, with $V_{\max} \leq 12.5$ mag, all present in the GCVS, but now with absolutely reliable positions. It includes 286 Hipparcos and Tycho stars (ESA 1997; HIP), of which 104 only in Tyc2, as well as 273 in the GSC (Lasker et al. 1996), and a few USNO-A2 stars (the USNO-A2 is published by Monet et al. 1998). Our list contains the names used in each of these catalogues.

2. Comparing catalogues

As a first step we began with an identification of RR Lyr stars in the GCVS with a brightness at maximum of $V_{\max} \leq 12.5$ mag. We then proceeded to inspect their positions by looking up the original finding charts. It emerged from that already that several RR Lyrs were not identified properly. Thus a full inspection of all the basic data was required.

^{*} Full Table 1 is only available in electronic form at the CDS via anonymous ftp to cdsarc.u-strasbg.fr (130.79.128.5) or via <http://cdsweb.u-strasbg.fr/cgi-bin/qcat?J/A+A/442/381>

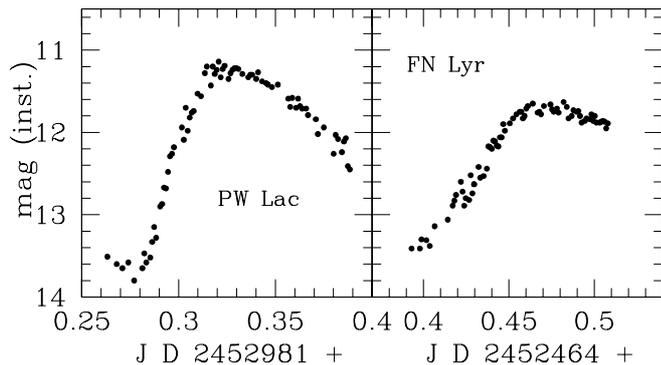


Fig. 1. Light-curve of PW Lac (*left panel*) and FN Lyr (*right panel*) observed at the observatory of Maintz. Such data was used to identify the RR Lyrae stars in their fields.

Because it was impossible to observe all RR Lyrs ourselves, and especially stars from the southern hemisphere could not be observed by us, we made a literature search to find the missing ones. We followed very strict principles. First, papers which give a finding chart or image identifying the variable by observing its light-curve were regarded as a reliable reference. Second, we used papers giving the Tyc2 or GSC number of the star, by the same criteria. Beside this we tried to find the original record of discovery and the finding chart given there. It takes considerable effort to do so, especially if only very old finding notes exist, which are not available electronically.

All images, finding charts and records of the discoverer were examined in the same way as our own observations. We compared them with the DSS and overlaid them with Tyc2 and GSC from the Vizier catalogue service using the Aladin interactive sky atlas. However, for some GCVS stars the identification was still elusive and it was decided to go and observe the fields anew to properly identify the particular RR Lyrs.

3. Observation and identification of RR Lyrae stars

The best way to identify RR Lyrs in the field of stars is to observe the fields and look for the star with RR Lyr like variability.

For 34 fields time series were obtained in Bonn, using a 8" Schmidt-cassegrain Meade telescope and an OES Alpha-Mini CCD-camera with an IRR-UV-Cut filter (B&W 486). This equipment is fully sufficient for taking series of images for several hours allowing to define the light-curve. Usually about every minute an image was taken. For an example of light-curves see Fig. 1.

The data reduction was made with the OES-Fleischmann software provided with the camera. We identified the RR Lyr easily by its characteristic variability. We then compared our image with the DSS as described in Sect. 2. With this procedure we extracted name and coordinates of the star in question from the Tyc2 and GSC catalogue, respectively.

For 22 stars time series were observed at the Observatory Hoher List with the 1 m Cassegrain-Telescope using the Cassegrain focus with focal reducer ($f = 368$ cm) and the HoLiCam 2048×2048 pix CCD camera. For the reduction of these CCD-images we used standard CCD reduction routines

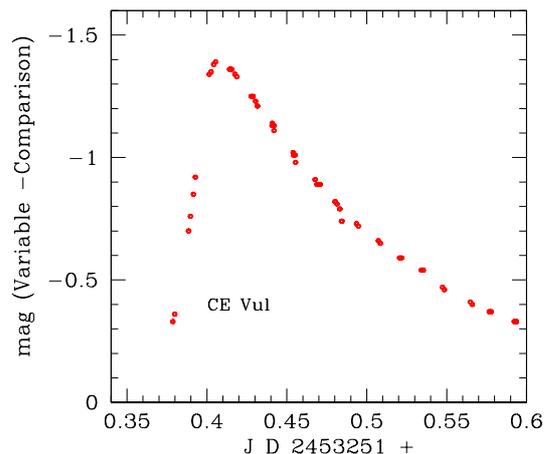


Fig. 2. Light-curve of CE Vul observed at the observatory “Hoher List” of the Sternwarte of the Univ. of Bonn. Such data was required to identify RR Lyrae stars in their fields.

(DAOPHOT under IRAF) to determine positions and magnitudes of all stars on the frames. The RR Lyr in question was identified by its light-curve (for an example see Fig. 2) and its identification number and coordinates were obtained by comparing with the DSS overlaying with the Tyc2 or GSC, too.

4. The final catalogue

We give all RR Lyrs with $V_{\max} \leq 12.5$ mag (according to GCVS) in one list, but we mention that the 186 RR Lyrs from the HIP which are included in our catalogue, are taken from HIP directly needing no further identification.

Our final catalogue contains 577 RR Lyrs with the following information in the columns

- 1: name of the variable (GCVS);
- 2+3: catalogue (H = Hip, T = Tyc2, G = GSC, UA2 = USNO – A2) + number; an asterisk points at an individual note to the star¹;
- 4+5: α, δ (2000) given in the particular catalogue;
- 6: V magnitude in maximum light;
- 7: class of RR Lyr based on light-curve;
- 8+9: first epoch and period;
- 10: date of last observed maximum light known by us;
- 11: source of first epoch and period if not taken from GCVS or HIP.

If the star is taken from HIP, the magnitude in maximum light, type of variability, first epoch and period are from the HIP Variability Annex. If this information comes from another catalogue, it is from the GCVS, except when new information for first epoch and period are available in the literature.

The date of the last observation of maximum light mostly comes from amateur observers. They regularly observe variables of all kinds and they obtain light-curves of RR Lyrs as well, achieving correct maximum epochs. This column is, although not complete, very useful to make predictions of maximum light.

¹ The source of identification is available from gmaintz@astro.uni-bonn.de

Table 1. 561 RR-Lyrae Stars with maximum light ≤ 12.5 mag according to GCVS plus 16 fainter ones.

Name of star	Cat	Nr	α_{2000}	δ_{2000}	V_{\max} (mag)	Type	First ep. (JD)	Per. (d)	Last observ. (JD)	Source of period
SW And	H	1878	00 23 43.090	29 24 03.62	9.22	RRab	2448500.0384	0.4422620000	53260.1300	
XX And	H	6029	01 17 27.415	38 57 02.03	10.20	RRab	2448500.6580	0.7227550000	53045.3410	
AT And	H	116958	23 42 30.832	43 00 51.66	10.51	RRab	2448500.2310	0.6169170000	53232.5870	
BK And	G	323500127	23 35 06.022	41 06 10.51	12.50	RRab	2429146.4500	0.4215985000	51321.8076	
CI And	H	8939	01 55 08.294	43 45 56.47	11.78	RRab	2448500.0022	0.4847280000	52695.3060	
DK And	G*	364500701	23 28 45.910	50 34 29.35	12.50	RR:	2429130.4070	0.2436553000		
DM And	T	277300253	23 32 00.707	35 11 48.87	12.40	RRab	2435717.4310	0.6303890000	51335.8300	
DR And	T	228600352	01 05 10.707	34 13 06.24	12.00	RRab	2437220.3190	0.5631180000	52620.4385	
DU And	G	283600362	02 30 31.337	40 50 33.11	12.50	RR	2436051.4500	0.6067160000	51469.4641	
OV And	T	278701874	00 20 44.206	40 49 40.80	10.40	RRab	2439026.4780	0.4705810000	52983.4265	1
V395 And	H	117111	23 44 32.143	46 22 48.59	7.57	RRc:	2448500.2660	0.3423280000		
WY Ant	H	50289	10 16 04.946	-29 43 42.41	10.40	RRab	2448500.5339	0.5743410000	51869.6630	
SY Aps	G*	926500960	14 39 24.130	-72 49 35.62	12.20	RR:	2451904.0650	0.2789100000		2
TY Aps	H	72444	14 48 50.012	-71 19 41.88	11.27	RRab	2448500.4217	0.5016950000	52823.5250	
TY Aps	H	72444	14 48 50.012	-71 19 41.88	11.27	RRab	2448500.4217	0.5016950000	52823.5250	
UY Aps	UA2	0150 14253525	14 59 34.440	-71 47 53.77	12.00	RRab	2425326.5400	0.4825200000	51921.9800	
VX Aps	G	942900076	15 59 56.690	-75 13 21.00	11.50	RRab	2434239.3610	0.4845780000	51927.5010	
...	
...	

The sources of first epoch and period if not from HIP or GCVS:

- 1 Rossiger, S., & Busch, H. 1988, Mitt. Verand. Sterne 11, 133.
- 2 A. Paschke, priv. communication.

... ..
... ..

Individual notes:

- DK And type EW is also possible. A. Paschke, priv. communication.
 SY Aps type EW is also possible. A. Paschke, priv. communication.

If a star could not be identified in its field, because no second source for identification besides the GCVS was available (and no variable was found in our observation of the field) our catalogue has 999999999 as number. This happened in eight cases. The position given for these stars is taken from the GCVS. If there are no data for period or first epoch in the GCVS and no information is found otherwise, its first epoch and period is given as 9999999.9999 and 9.99999999, respectively.

For 6 stars without Tyc2 or GSC number we give identifications and coordinates (2000) from the USNO-A2.0. Magnitudes and elements are taken from the GCVS.

For three stars (DM And, CQ Lac and UZ Eri) being members of Tyc2, there are no proper motions available in the Tyc2. Therefore those stars are not useful for further investigations based on Tyc2.

X CMi is identified as GSC 168-406 while Schmidt et al. (1995) identified it as GSC 168-562. However, comparing their finding chart with the chart from Tsesevisch & Kazanasmas (1971), we found that in both charts there is only one star at the position of X CMi while the POSS gives a close pair. GSC 168-562 is the preceding star of the pair and is very faint

(15.25 mag according to GSC III aJ). That is why we adopt that X CMi is the following star (168-406) with a magnitude of 12.34 mag (GSC III aJ).

Mennessier & Colome (2002, hereafter MC) gave results for 172 RR Lyrae stars identified to be Tyc2 stars. They did the identification blindly, using the GCVS as source of the positions and magnitudes of the RR Lyrs. They were successful in finding many RR Lyrs at Tyc2 star positions. But they did not find all and, as it turned out during our search, their list is wanting since they misidentified a large fraction of their stars.

For 78 stars of their 172 we agree with the identifications of MC. In 93 cases we found their stars being misidentified. We found 27 Tyc2 stars which are not given by MC. From the misidentified ones we found 84 in the GSC and 3 in the USNO-A2, while for 3 Tyc2 stars (NOCas, V672 Aql, V1823 Cyg²) we found another identification number than given by MC. The misidentification mostly happens, when the star was fainter than the magnitudes given in the GCVS. Of the MC paper stars, 3 are not mentioned in our list: V1823 Cyg (see IBVS 4997), UUCam (Schmidt et al. 1995), CE Aqr

² According to IBVS Nr 4997, V1823 Cyg is a W-UMa star and not a RR Lyrae star. It is of course not included in our catalogue.

(A. Paschke, priv. commun.), *because they are not* RR Lyrs. 14 stars of their list are fainter than our limiting magnitude, but we added these stars to our list for completeness.

5. Summary

We present a catalogue listing 561 RR Lyrs with $V_{\max} \leq 12.5$ mag (plus 16 fainter ones) with exact coordinates. Most of them come from the GCVS. 21 have recently been recovered (of the new found RR Lyrs 2 have a V_{\max} of 12.52 and 12.53 mag respectively). 27 RR Lyrs are previously unknown as members of Tyc2. Data of first epoch and period are given if available. The dates of the last maxima observed come mostly from amateur observers and (even if this data is incomplete) allow to calculate trust-able predictions.

As an example, the beginning of the catalogue is given in Table 1.

Acknowledgements. This research has made use of the Simbad database, operated at CDS, Strasbourg, France. We thank Karl Wälke and Wolfgang Grimm who donated the Atlas of Finding Charts for Variable Stars by Tsevisch and Kazanasmas. We thank Franz Agerer, Wolfgang Moschner, Konstantin von Poschinger and K. Bernhard for sending several identifications of stars from their observations. We thank Anton Paschke for sending maximum light times of recent observations.

References

- Altmann, M., & de Boer, K. S. 2000, A&A, 353, 135
 Altmann, M., Edelmann, H., & de Boer, K. S. 2004, A&A, 414, 181
 Beers, T. C., Chiba, M., Joshii, Y., et al. 2000, AJ, 119, 2688
 de Boer, K. S., Aguilar Sanchez, Y., Altmann, M., et al. 1997, A&A, 327, 577
 Dambis, A. K., & Rastorguev, A. S. 2001, AstL, 27, 108
 ESA, 1997, The Hipparcos and Tycho Catalogues, ESA SP1200, and its Variability Annex: Periodic variables
 Fernley, J., Barnes, T. G., Skillen, I., et al. 1998, A&A, 330, 515
 Høg, E., Fabricius, C., Makarov, V. V., et al. 2000, Tycho-2 catalogue (Tyc2)
 Kaempf, K. S., de Boer, K. S., & Altmann, M. 2005, A&A, 432, 879
 Kholopov, P. N., Samus, N. N., Durlevich, O. V., et al. 1990, General Catalogue of Variable Stars, 4rd edn., Vol. IV (Moscow: Nauka) (GCVS)
 Lasker, B. M., Russel, J. N., & Jenkner, H. 1996, The HST Guide Star Catalogue, Version 1.2
 Layden, A. C. 1994, AJ, 108, 1016
 Layden, A. C., Hanson, R. B., Hawley, S. L., et al. 1996, AJ, 112, 2110
 Maintz, G., & de Boer, K. S. 2005, A&A, 442, 229
 Martin, J. C., & Morrison, H. L. 1998, AJ, 116, 1724
 Mennessier, M. O., & Colomé, J. 2002, A&A, 390, 173
 Schmidt, E. G., Chab, J. R., & Reiswig, D. E. 1995, AJ, 109, 1239
 Monet, D., Bird, A., Canzian, B., et al. 1998, A Catalogue of Astrometric Standards (USNO-A V2.0)
 Tsevisch, V. P., & Kazanasmas, M. S. 1971, Atlas of Finding Charts for Variable Stars, Moscow

RR Lyrae stars: kinematics, orbits and z -distribution^{*}

G. Maintz and K. S. de Boer

Sternwarte der Universität Bonn, Auf dem Hügel 71, 53121 Bonn, Germany
e-mail: [gmaintz;deboer]@astro.uni-bonn.de

Received 12 April 2005 / Accepted 8 July 2005

ABSTRACT

RR Lyrae stars in the Milky Way are good tracers to study the kinematic behaviour and spatial distribution of older stellar populations. A recently established well documented sample of 217 RR Lyr stars with $V < 12.5$ mag, for which accurate distances and radial velocities as well as proper motions from the Hipparcos and Tycho-2 catalogues are available, has been used to reinvestigate these structural parameters. The kinematic parameters allowed to calculate the orbits of the stars. Nearly 1/3 of the stars of our sample have orbits staying near the Milky Way plane. Of the 217 stars, 163 have halo-like orbits fulfilling one of the following criteria: $\Theta < 100$ km s⁻¹, orbit eccentricity > 0.4 , and normalized maximum orbital z -distance > 0.45 . Of these stars roughly half have retrograde orbits. The z -distance probability distribution of this sample shows scale heights of 1.3 ± 0.1 kpc for the disk component and 4.6 ± 0.3 kpc for the halo component. With our orbit statistics method we found a (vertical) spatial distribution which, out to $z = 20$ kpc, is similar to that found with other methods. This distribution is also compatible with the ones found for blue (HBA and sdB) halo stars. The circular velocity Θ , the orbit eccentricity, orbit z -extent and $[\text{Fe}/\text{H}]$ are employed to look for possible correlations. If any, it is that the metal poor stars with $[\text{Fe}/\text{H}] < 1.0$ have a wide symmetric distribution about $\Theta = 0$, thus for this subsample on average a motion independent of disk rotation. We conclude that the Milky Way possesses a halo component of old and metal poor stars with a scale height of 4–5 kpc having random orbits. The presence in our sample of a few metal poor stars (thus part of the halo population) with thin disk-like orbits is statistically not surprising. The midplane density ratio of halo to disk stars is found to be 0.16, a value very dependent on proper sample statistics.

Key words. astrometry – stars: kinematics – stars: variables: RR Lyr – Galaxy: halo – Galaxy: structure

1. Introduction

Studying the spatial distribution of stellar populations in the Milky Way requires well defined tracer objects. Among the large variety of stars, those of horizontal-branch (HB) nature are well suited. HB stars are core-He burners after the red-giant phase whose envelopes have little ($< 0.1 M_{\odot}$) to perhaps $0.7 M_{\odot}$, leading to a location on the HB from the very blue to red (sdB, HBB, HBA, RR Lyr, RHB stars). They had an initial mass on the main sequence of $< 2.5 M_{\odot}$ which means that some of the RR Lyrae stars are only about 1 Gyr old and therefore belong to the younger disk population. In particular the blue HB stars and RR Lyrae variables are easy to find. For the RR Lyrae stars (RR Lyrae) the mean absolute magnitude is well calibrated using data from the HIPPARCOS (de Boer et al. 1997a; Fernley et al. 1998). The distances of blue HB stars are easily determined utilising their well defined M_V . For the blue HB stars, models based on the evolutionary nature allow to derive T_{eff} and $\log g$ from their spectra, thus leading to a fairly accurate M_V as well. Red HB stars are less easy to identify, but the HIPPARCOS data allow to isolate nearby ones from the parallax based CMD (Kaempf et al. 1995).

As a result of many years of work on the nature and distribution of sdB stars (Heber 1986; Moehler et al. 1990; Theissen et al. 1993; Saffer et al. 1994; Villeneuve et al. 1995) the idea emerged to include radial velocity and proper motion data allowing to calculate the kinematical properties of these stars, including the calculation of orbits (following Odenkirchen & Brosche 1992). Several such studies have been carried out thus far.

Using sdB stars, de Boer et al. (1997b) derived from the orbit statistics of 41 stars a z -distribution with a scale height of ≈ 1 kpc plus a hint of the existence of a more extended population. The existence of this latter population was substantiated by Altmann et al. (2004) in a sample of 114 stars, showing a halo group with a z -distribution which one can characterise by a scale height of ≈ 7 kpc. Recently, using the CMD identification of red HB stars, Kaempf et al. (2005) presented a similar study of the RHB star distribution. They find a disk-like distribution with a z -scale height of perhaps up to 0.8 kpc and an indication for an extended population with a scale height of ≈ 5 kpc.

It is therefore natural to carry out a similar study for RR Lyrae stars since their nature is intermediate to RHB and sdB stars. This has become reliably possible using the recent magnitude limited ($V < 12.5$ mag) complete catalogue of RR Lyrae stars (Maintz 2005), a catalogue free of all kinds of misidentification.

^{*} Table 1 is only available in electronic form at <http://www.edpsciences.org>

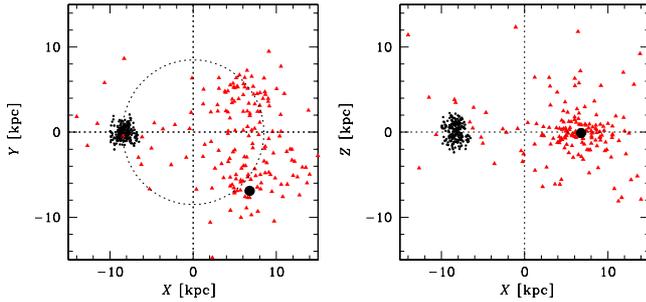


Fig. 1. Distribution of the RR Lyrae of our sample today (hexagons) and 100 Myr ago (triangles), equivalent to about half a galactic revolution. The full circle shows the position of the Sun 100 Myr ago. At left the distribution projected on the Galactic plane, at right perpendicular to the plane (along the X -axis). The circle in the left panel shows the 8.5 kpc radius.

Section 2 describes the basic data and in Sect. 3 we present the results of our calculations. We analyse the velocities in Sect. 4 as well as correlations between velocity and other parameters like metallicity. The implications of our findings are discussed in Sect. 5 and a comparison with results from other studies in Sect. 6.

2. Data

2.1. The sample

The RR Lyrae used for the present investigation are taken from the well documented sample established by Maintz (2005). She checked the identification of RR Lyrae of the GSC with $V < 12.5$ mag against finding charts and with new observations.

For the present investigation we restricted ourselves to those RR Lyrae from her list which were observed in the Hipparcos mission (see The Hipparcos and Tycho Catalogues, ESA 1997; Hip and the Tycho 2 catalogue, Høg et al. 2000 Tyc2). Our sample thus has the best positions and proper motions available. Furthermore, radial velocities have to be known. Of the 104 RR Lyrae found in the Tyc2 we used 62, the other 42 having no reliable v_{rad} . From the Hip we could use 154 of the 182 RR Lyrae for the same reason. Our data for radial velocity as well as distance from the galactic center came from sources in the literature (Beers et al. 2000; Fernley et al. 1998; Layden 1994). We note that these authors used slightly different methods to come to stellar distances. We thus have investigated 217 RR Lyrae for their kinematic behaviour. Our sample has no kinematical bias. The limits are the limiting magnitude of the Hip and Tyc2 catalogues, combined with the availability of the v_{rad} data.

The present location of the RR Lyrae of our sample in the X, Y and in the X, Z plane is shown in Fig. 1 with hexagons. Evidently, RR Lyrae have been searched for and found foremost at higher galactic latitudes, avoiding the crowded region of the disk. Furthermore, since our sample is magnitude limited, those stars included while suffering from interstellar extinction have a smaller distance for their apparent magnitude.

The RR Lyrae being located now in the solar neighbourhood spread with time to nearly any galactic location (see Fig. 1,

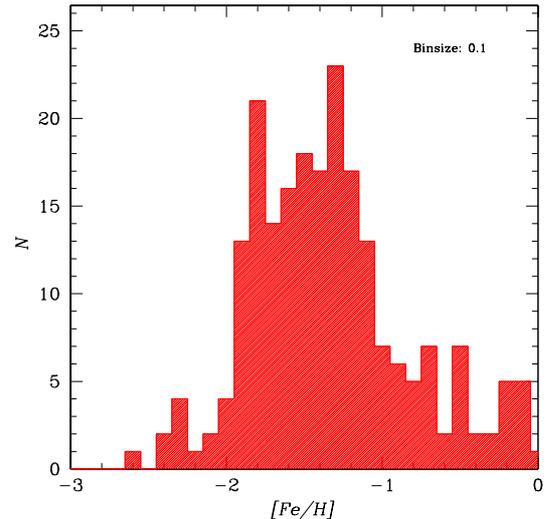


Fig. 2. Histogram of the distribution of our stars in $[\text{Fe}/\text{H}]$. RR Lyrae cover a range from solar like values to very metal poor. Most stars show metallicity $-2 < [\text{Fe}/\text{H}] < -1$. Note that several stars have metallicities near the solar value.

triangles). Many must have been at almost any location, both at very small and very large galactocentric radius and at small and large z -distance. This means, that our sample of 217 RR Lyrae contains stars one can label as part of a halo, of a thick disk, and of a thin disk population (not claiming these are sharp population distinctions). The last category has kinematics keeping them confined to the galactic plane and thus they may be underrepresented in our sample. Among the 217 are, however, several RR Lyrae with solar abundances (see Sects. 2.2 and 3.2), suggesting that the lack of stars with thin disk kinematics need not be excessive.

2.2. Metallicity of the RR Lyrae

The metallicity of our stars is taken from the literature. We use data given by Beers et al. (2000), Fernley et al. (1998) and Layden (1994). As shown in Fig. 2, the metallicity of RR Lyrae ranges from solar values to very low values of -2.6 dex. A broad peak in Fig. 2 shows that most of the stars of our sample have metallicities of $-2 < [\text{Fe}/\text{H}] < -1$. A small tail represents stars with still lower metallicity. These abundances indicate, following the usual arguments, that most of the stars are of population II. But there are RR Lyrae with higher metallicity as well: 46 stars have $[\text{Fe}/\text{H}] > -1$. We have in our sample 27 RR Lyrae with a metallicity of $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.7$ and 11 stars even have $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.3$. This suggests that the lack of relatively young RR Lyrae (likely having kinematics keeping them near the plane) cannot be excessive.

3. Kinematics and orbits

We have analysed the distribution of various kinematical aspects of our sample. To get the information for the overall kinematics of the RR Lyrae and to attempt to come to a separation of disk and halo we calculated their orbits.

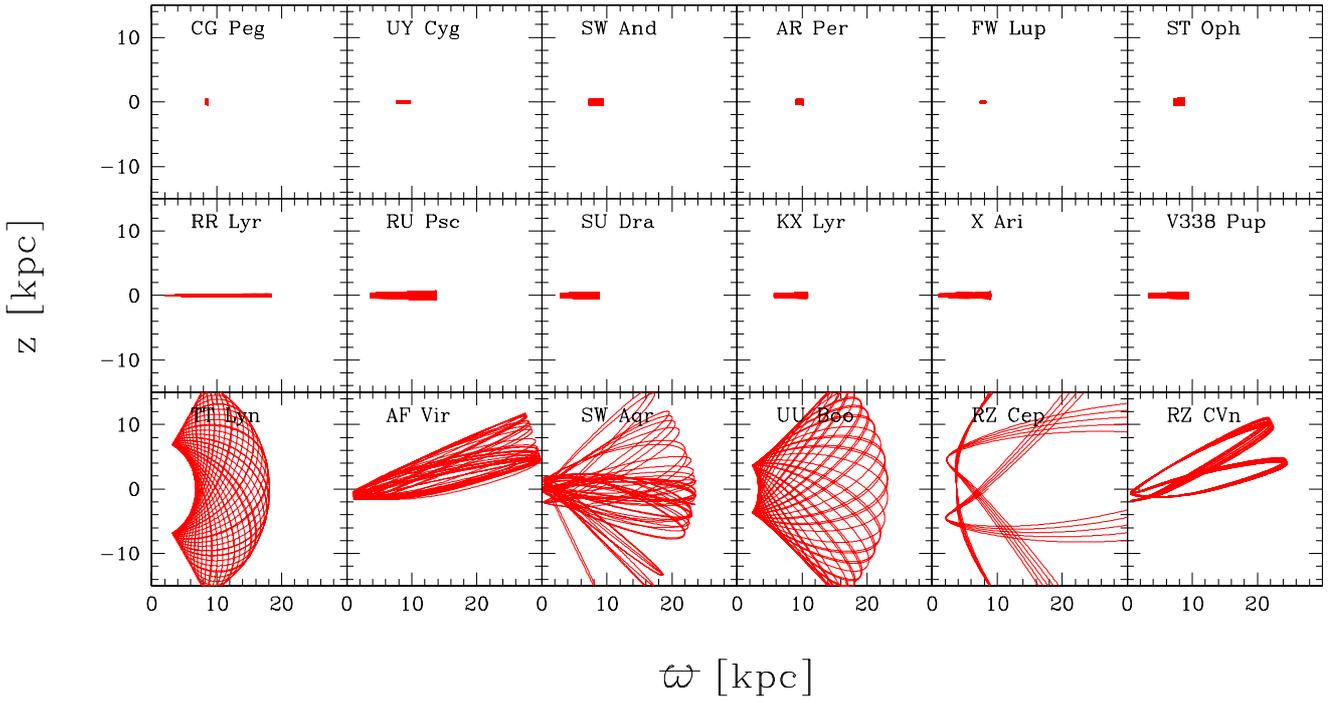


Fig. 3. Meridional plots of some of the calculated RR Lyrae stars orbits. The orbits are calculated over a times pan of 10 Gyr. *The top row* shows orbits of thin disk star candidates. *The middle row* shows the orbit of RR Lyrae itself (*on the left*) and five more stars with elliptic orbits in/near the plane. *The bottom row* shows orbits of stars moving far out into the halo. For the orbit of the Sun see de Boer et al. (1997b, their Fig. 1).

Table 1. Electronic table; positions, velocities (given in the Galactic euclidian system $XYZUVW$ and Θ, Φ) and orbital data (R_a, R_p, z_{\max} , normalised z -extent, nze and eccentricity ecc) of the stars of our sample. This table is only available in electronic form at <http://www.edpsciences.org>.

Name	X	Y	Z	U	V	W	Φ	Θ	R_a	R_p	z_{\max}	nze	ecc
	[kpc]			[km s $^{-1}$]					[kpc]			-	-

3.1. Calculating velocities and orbits

The observational parameters $\alpha, \delta, d, \mu_\alpha, \mu_\delta, v_{\text{rad}}$ were transformed into X, Y, Z, U, V, W (for details see de Boer et al. 1997b). Also the orbital velocity projected to the galactic plane, Θ , and the velocity towards the galactic centre, Φ , were calculated. Orbits were calculated over a time span of 10 Gyr¹ taking steps of 1 Myr. Following de Boer et al. (1997b) the eccentricity, ecc , of the orbit and the apo- and perigalactic distances, R_a and R_p , were calculated as well as the maximum z -distance reached, z_{\max} , and its galactic radial distance normalised z -extent, nze ,

$$ecc = \frac{R_a - R_p}{R_a + R_p} \quad \text{and} \quad nze = \frac{z_{\max}}{\omega(z_{\max})}. \quad (1)$$

For the values for our stars see Table 1 available in electronic form.

¹ This long time allows to show more clearly the shape of the orbits.

3.2. The orbits and the orbit parameters

The meridional sections of the orbits of RR Lyrs (see Fig. 3) show very different shapes. About half of the stars of our sample have perigalactic distances $R_p \leq 3$ kpc. 65 RR Lyrs reach a perigalactic distance $R_p \leq 1$ kpc. Three stars (DR And, AM Vir and AV Vir) reach perigalactic distances less than 0.1 kpc. The other extreme is represented by 5 RR Lyrs (CI And, AL CMi, TW Lyn, AR Per and SS Psc) which have perigalactic distances more than 9 kpc and always stay beyond the solar circle.

Of the 217 RR Lyrs 63 have boxy orbits and stay close to the plane. A subset of 29 makes only small excursions in ω (Fig. 3 top row), 34 have planar but very eccentric orbits (Fig. 3 middle row). The orbit of RR Lyr itself is not like that of a disk population star (even although its z_{\max} is only 0.21 kpc and its $nze = 0.01$), because its orbit has $ecc = 0.8$ with $R_a = 18.4$ kpc and $R_p = 2.1$ kpc.

154 of the RR Lyrs show orbits resembling those of the bottom row. The shape of these orbits is really chaotic, and shows movements perpendicular to the plane. These stars partly have orbits going to very small galactocentric distances and some of them reach very large apogalactic distances, with as an extreme $R_p \approx 51$ kpc (for SX Agr).

The statistics of the circular component Θ of the velocity is shown in Fig. 4. In our sample we have 87 RR Lyrs with retrograde orbits. We compared the characteristics of these stars with the prograde ones. Among the retrograde part of our sample there are no stars with a metallicity $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.9$ (see Sect. 4 upper left panel). Considering the retrograde group separately shows that the peak at high eccentricities in Fig. 5 (left panel) is nearly completely due to the retrograde RR Lyrs,

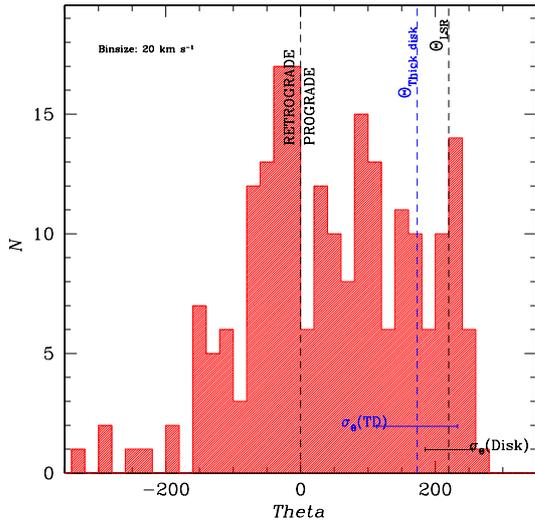


Fig. 4. Histogram of the distribution of our stars in Θ ($\Theta_{\odot} = 220 \text{ km s}^{-1}$). Some stars show circular velocities regarded to be characteristic for the thick and thin disk, respectively (see dashed lines). Θ_{LSR} , $\Theta_{\text{thick disk}}$ and the velocity dispersions for thick and thin disk as found by Ojha et al. (1994) are indicated. Most RR Lyrs are halo stars and the high peak represents the RR Lyrs with retrograde motion.

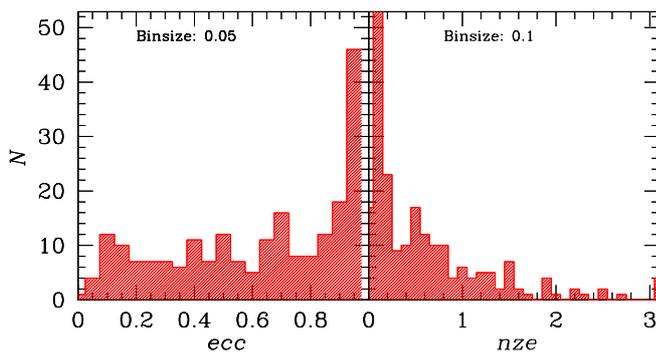


Fig. 5. Histograms showing the distributions of ecc (at left) and nze (at right) for the RR Lyrae stars of the sample. Note the flat distribution of ecc at low values and the peak at $ecc \approx 0.9$. Values of nze lie predominantly between 0 and 1, with a local minimum at $nze \approx 0.4$ and a long tail up to $nze = 3$.

while the stars with prograde orbits show a flat distribution over the whole metallicity range.

The eccentricities ecc of the orbits as well as the values of nze span a large range (see Fig. 5).

The eccentricity of the orbit of the majority of our stars is $ecc > 0.45$. The distribution has an absolute maximum at $ecc = 0.9$ and a shallow local minimum at $ecc \approx 0.6$.

The distribution of the normalised z -extents shows a maximum at low values $nze < 0.2$, a local minimum at $nze = 0.4$ followed by another peak at $nze \approx 0.6$. There are 109 RR Lyrs with $nze \leq 0.4$ and only 45 RR Lyrs reach $nze \geq 1$. A separation in stars with prograde and retrograde orbits does not change the appearance of the nze diagram. Both groups show high peaks at low values of nze and a long flat tail.

3.3. Kinematic parameters and population type

The shape of a stellar orbit gives an indication of the population a star belongs to. *Disk-population* stars have orbits similar to those of the younger galactic stars, being rather circular and staying close to the plane. These are the ones most likely having been born in the disk. It is, from our data, not easy to discriminate between so-called thin- and thick-disk stars, a distinction which is not well defined anyway. The *halo population* consists of stars whose orbits are not akin to disk-like galactic rotation. They most likely have been born outside the disk of the Milky Way.

Using the above criteria (which were largely set by the distribution of the parameters of our stars as discussed above using Figs. 4 and 5), one can now roughly sort the stars according to populations. We define halo stars as those having $\Theta < 100 \text{ km s}^{-1}$ or $ecc > 0.4$ or $nze > 0.4$. Each one of the criteria alone suffices to make the star a non-disk born star, and thus a star belonging to the halo population.

Our statistics shows that out of the total of 217 stars, 140 stars have $\Theta < 100 \text{ km s}^{-1}$, 153 stars have $ecc > 0.4$, and 108 stars have $nze > 0.45$, while 163 stars fulfil at least one of the criteria. Or, there are (kinematically) just 54 classic disk stars in our sample.

3.4. z -probability plot and scale height

The sum of the orbits was used to derive the associated probability distribution of the z -distances of our RR Lyrae star sample. This distribution is equivalent to the statistical z -density gradient of the sample (for further details see de Boer et al. 1997b). One may fit the distribution with an exponential

$$\ln N(z) = \ln N_0 - \frac{z}{h}, \quad (2)$$

with N_0 being the density in the local galactic plane and h the scale height. The slope of the $\log N$ vs. z distribution gives the scale height. Figure 6 shows our z -distance statistics. It turns out the left and right side are not identical (which is statistically not to be expected with the sample size we have) but the differences are small. We fitted the left and right side separately. The left side gives scale heights of $1.25 \pm 0.1 \text{ kpc}$ for the steep central part and $4.47 \pm 0.3 \text{ kpc}$ for the flanks. On the right side the values found are $1.30 \pm 0.1 \text{ kpc}$ and $4.60 \pm 0.3 \text{ kpc}$, respectively. We arrived at these values after several tries, e.g., by changing the bin size and, because of small number statistics there, the limits of z to be included. For the fit of the central steep part we used a fitting interval of $[0.3, 2.9]$ and for the flanks $[5, 33]$. Given the similarity of the results we finally give one overall fit with $1.3 \pm 0.1 \text{ kpc}$ for the tight distribution and $4.5 \pm 0.3 \text{ kpc}$ for the extended distribution. The ratio of the mid-plane densities of the distributions is $N(0)_{\text{halo}}/N(0)_{\text{disk}} = 0.16$.

The component with a steep z -distribution can be associated with the disk population, both the thin and thick disk. We tried a 3 component fit to separate thin and thick disk but did not arrive at sensible results. It is, from this data, not possible to separate thin and thick disk.

The analysis of the z -distribution statistics indicates the presence of (perhaps at least) two populations. The disk

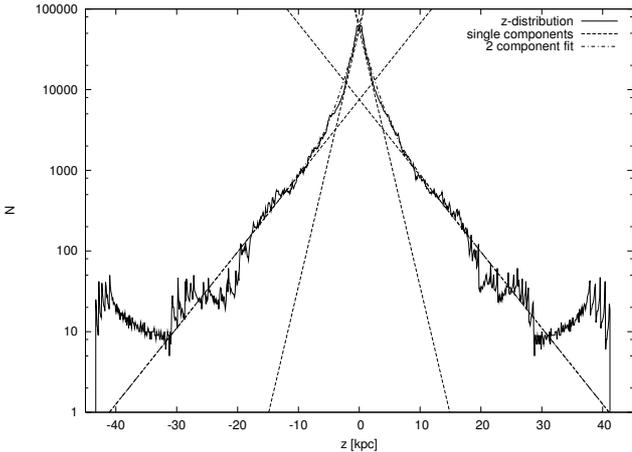


Fig. 6. The probability of the z -distance distribution of all stars of the sample, obtained by summing the individual $N(z)$ statistics for time steps of 1 Myr. The dashed lines show the two-component fit of the logarithmic distribution based on the scale heights $h = 1.3 \pm 0.1$ kpc for the “disk component” and $h = 4.5 \pm 0.3$ kpc for the “halo component”.

population consists of stars which stay near the plane, while the halo population ventures to larger z . In order to explore a possible sample bias in relation with the scale height of the halo population we have made two tests with subsamples, as follows.

First, we selected those stars which *at present* are within the disk, i.e., those stars with $z_{\text{present}} < 0.5$ kpc. We made the z -statistics of this sample, as well as of the complement, and compared the two. The large scale z -distribution of the $z_{\text{present}} < 0.5$ kpc group shows a pronounced peak near $z = 0$ kpc (which is of course what one expects). The z -distribution of the $z_{\text{present}} > 0.5$ kpc group resembles the distribution of the whole sample but the mid-plane peak is missing.

The flanks of the z -statistics toward large z of the two subsamples are very similar, indicating there is no sample selection in this sense, although the spatial distribution of the full sample is quite asymmetric (see Fig. 1).

In the subsample of the $z_{\text{present}} < 0.5$ kpc group we find a slight separation of the thin and thick disk component leading to a scale height of 0.38 ± 0.03 kpc for the thin disk. This value is only slightly higher than that given by Chen et al. (2001). We note that our $z_{\text{present}} < 0.5$ kpc sample contains 63 stars. Still, the separation of thin and thick disk is not well defined in our sample.

Second, we made a subdivision based on $z_{\text{max}} < 0.5$ kpc. Here the small z subsample is by definition restricted to stars staying close to the plane, while the $z_{\text{max}} > 0.5$ kpc subsample must contain predominantly halo stars. The small z subsample (see Table 4) shows in a $\ln N$ versus z diagram only a small high peak near $z = 0$ kpc (by definition). This is further discussed in Sect. 5.

The large z subsample shows a z -statistics quite similar to that of the full sample. It exhibits the scale height of 4.6 ± 0.3 kpc for the halo component, depending on the choice of bin size and the limits of z to be included. That value is hardly different from the halo scale height obtained from the full sample. Even the disk component is present with the same

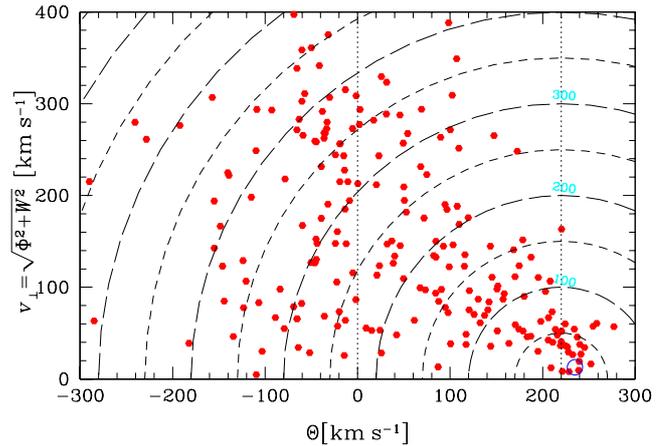


Fig. 7. Toomre diagram of Θ versus v_{perp} , the velocity perpendicular to the Galactic plane, showing the asymmetry in kinematics of the RR Lyrae stars. The dashed circles denote the peculiar velocity $v_{\text{pec}} = \sqrt{\Phi^2 + W^2 + (\Theta - \Theta_{\text{LSR}})^2}$ in km s^{-1} . The open circle shows the parameters of the Sun.

values of scale height as found for our full sample of RR Lyrae stars, which is not surprising finding a scale height of the disk component of 1.3 kpc. The presence of a disk component in this sample shows that the disk population is dominated by stars with orbits reaching beyond $z = 0.5$ kpc.

We thus conclude that there is no significant sample bias in our RR Lyrae star sample.

Altmann et al. (2004), dealing with sdB stars found with the same method a scale height of 0.9 kpc for the disk component and a halo component with a scale height of 7 kpc and Kaempff et al. (2005), considering RHB stars, give a scale height of 5 kpc for the halo component.

4. Sample statistics of Θ with ecc , n_{ze} , $[\text{Fe}/\text{H}]$

4.1. Circular velocity Θ

The RR Lyrae stars of our sample have a mean circular velocity of $\Theta = 47 \text{ km s}^{-1}$, but the stars cover a wide range (see also Table 2) with $+277$ and -321 km s^{-1} as extreme velocities.

Looking at the histogram of Θ (Fig. 4) the most pronounced peak in the distribution is the one near 0 km s^{-1} , marking the group which in a broad sense does not participate in galactic rotation.

The Toomre diagram (Fig. 7) allows to see the high asymmetry of our sample including many stars with peculiar velocities $v_{\text{pec}} > 100 \text{ km s}^{-1}$. This asymmetry is the so called asymmetric drift (for more on that see, e.g., the review by Majewski 1993). RR Lyrae stars with $\Theta \leq \Theta_{\text{LSR}}$ dominate our sample and the dispersion of data points is large. Only few stars with $\Theta \geq \Theta_{\text{LSR}}$ are present. This is clearly correlated with the high eccentricity of the orbits of most of the RR Lyrae stars as discussed in Sect. 3.2.

The Bottlinger diagrams (see Fig. 8) show the asymmetry of data points as well. At low values of Φ and W the RR Lyrae stars do not concentrate near Θ_{LSR} but have a great variety of kinematics. The kinematic dispersion of W exceeds that of Φ . The distribution of data points appears to be similar in the two panels. It seems to be symmetric in respect to both the $\Phi = 0$ axis (upper panel) and the $W = 0$ axis (lower panel).

Table 2. Mean values of U , V , W , Θ , Φ , angular momentum, eccentricity and nze with dispersions for (subsets of) the sample.

Subsample	N	\bar{U}	σ_U	\bar{V}	σ_V	\bar{W} σ_W		$\bar{\Theta}$ σ_Θ		$\bar{\Phi}$ σ_Φ		\bar{I}_z σ_{I_z}		\overline{ecc}	σ_{ecc}	\overline{nze}	σ_{nze}
						[km s ⁻¹]		[km s ⁻¹]		[km s ⁻¹]		[kpc km s ⁻¹]					
all	217	-3	158	+47	125	+3	85	+47	123	+5	159	+395	1027	0.61	0.30	0.63	0.79
[Fe/H] > -0.5	20	-2	48	+206	31	-3	38	+204	32	+3	53	+1718	356	0.19	0.13	0.09	0.11
[Fe/H] > -1	46	0	82	+165	93	-3	53	+168	90	+4	82	+1436	810	0.32	0.28	0.32	0.67
[Fe/H] ≤ -1	169	-4	173	+15	113	+5	92	+14	110	+6	175	+113	890	0.69	0.25	0.71	0.79
[Fe/H] ≤ -1.5	86	-25	177	-13	114	+5	97	-13	108	+27	181	-105	880	0.72	0.23	0.67	0.61
$ecc \leq 0.45^a$	58	-15	54	+195	40	-19	64	+196	40	+19	51	+1644	395	0.22	0.12	0.19	0.35
$ecc > 0.45$	149	+1	186	-2	92	+11	91	-3	88	0	188	-20	722	0.79	0.17	0.81	0.85
$P < 0.35$ d	20	-37	133	+44	116	+33	100	+44	115	+39	134	+387	990	0.59	0.30	0.64	0.49
$0.35 < P < 0.55$ d	103	+2	164	+68	137	+2	76	+68	135	+1	165	+583	1131	0.57	0.32	0.53	0.75
$P > 0.55$ d	91	-1	157	+22	108	-1	92	+21	106	+3	159	+170	861	0.68	0.26	0.74	0.87

^a Without seven stars having retrograde orbits.

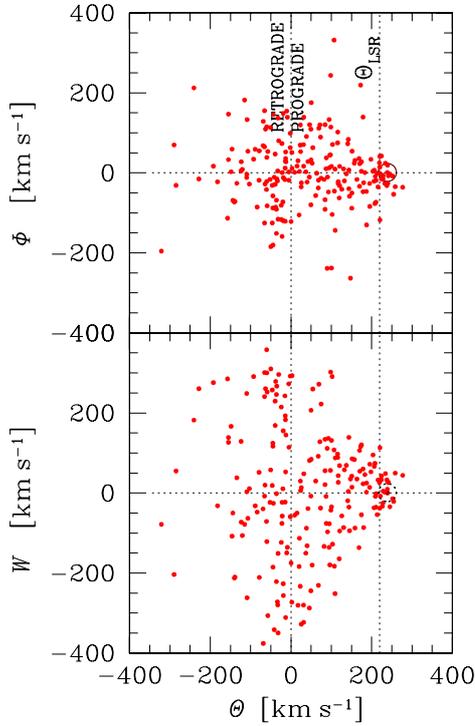


Fig. 8. Bottlinger and $\Theta - W$ diagrams show the orbital velocity of the RR Lyrae stars plotted against the velocity towards the Galactic centre (Φ , *top*) and perpendicular to the Galactic plane (W , *bottom*). A circle indicates the Solar values.

4.2. Discussion of sample metallicities in relation with orbits and periods

Given the orbit parameters, it is worthwhile to relate them with other parameters of RR Lyrae stars. For that, we have divided our sample in subgroups in various ways (Table 2). We used non kinematic selection criteria as metallicity and period but the kinematic criterion eccentricity as well. We choose as cuts $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.5$, > -1 , ≤ -1 , and ≤ -1.5 , for $ecc \leq 0.45$ and > 0.45 , and for period $P < 0.35$ d, $0.35 < P < 0.55$ d and $P > 0.55$ d.

Metallicity is not a kinematic parameter. Yet, metallicity gives no clear division between disk and halo stars. Stars with

$[\text{Fe}/\text{H}] \geq -1$ may be members of the disk group in view of their $\bar{\Theta}$ (in particular those with $[\text{Fe}/\text{H}] \geq -0.5$). But the velocity dispersion $\sigma_\Theta \approx 90$ km s⁻¹ is larger than expected for a pure disk population. So some of the RR Lyrae with $[\text{Fe}/\text{H}] \geq -1$ can be regarded to be halo stars.

The more metal-poor RR Lyrae with $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -1$ are candidates for halo stars. This is corroborated by the result of $\bar{\Theta} = 14$ km s⁻¹, $\sigma_\Theta = 110$ km s⁻¹, $\overline{ecc} = 0.69$ and $\overline{nze} = 0.71$ for this group. The velocity values of \bar{U} , \bar{V} and \bar{W} for the metal poor part of our sample are similar to several published halo samples (see Martin & Morrison 1998, their Table 5) even if in their works the cuts for halo stars are set at more metal poor levels. Therefore we give the results for RR Lyrae with $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -1.5$, too. For this group our results shows to be in good agreement with results of previous investigations (see Martin & Morrison 1998; Chen 1999). This metal-poor group of RR Lyrae has $\bar{\Theta} = -13$ km s⁻¹, i.e., a mean retrograde rotation with respect to the LSR².

Orbit eccentricity supposedly divides between younger and older stars (more gravitational interactions of disk stars lead to larger deviations from the originally circular orbits). The subdivision at $ecc = 0.45$ shows the expected correlations with kinematic parameters (see Table 2; notably \bar{I}_z). This subdivision does not correlate in a pronounced way with metallicity.

Note that we did not include 7 stars with retrograde orbits in the subgroup with $ecc \leq 0.45$ (Table 2). These 7 have a mean circular velocity $\bar{\Theta} = -165$ km s⁻¹ with dispersion of $\sigma_\Theta = 56$ km s⁻¹. Also Chiba & Yoshii (1997) report the presence of halo stars with low eccentricity orbits. Both results show that low eccentricity does not always mean that a star is a disk member. The 58 RR Lyrae are good candidates for disk stars (thin and thick disk).

Pulsation periods are related with the mass of the RR Lyrae, which is likely related with the development history of the star.

The groups with pulsation period $P < 0.35$ d and $P > 0.55$ d show both lower abundances than the large third group of periods $0.35 < P < 0.55$ d. It has the largest abundance and the largest dispersion $\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]}$. It is not a uniform

² Note that results for $\bar{\Theta}$ as given in the literature are sometimes based on $\Theta_\odot = 0$, sometimes on $\Theta_\odot = 220$ km s⁻¹.

Table 3. $[\text{Fe}/\text{H}]$ and Period with their dispersions for the 217 RR Lyrae stars of the sample.

Subsample	N	$\overline{[\text{Fe}/\text{H}]}$	$\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]}$	$\overline{\text{Period}}$ d	σ_{Period}
all	217	-1.33	0.51	0.51	0.12
$[\text{Fe}/\text{H}] > -0.5$	20	-0.28	0.16	0.44	0.06
$[\text{Fe}/\text{H}] > -1$	46	-0.55	0.30	0.44	0.09
$[\text{Fe}/\text{H}] \leq -1$	169	-1.54	0.32	0.53	0.11
$[\text{Fe}/\text{H}] \leq -1.5$	86	-1.80	0.23	0.56	0.12
$ecc \leq 0.45^a$	58	-0.90	0.57	0.47	0.09
$ecc > 0.45$	149	-1.48	0.36	0.53	0.11
$P < 0.35$ d	20	-1.39	0.48	0.29	0.07
$0.35 < P < 0.55$ d	103	-1.11	0.51	0.47	0.05
$P > 0.55$ d	91	-1.58	0.40	0.62	0.06

^a Not including seven stars having retrograde orbits.

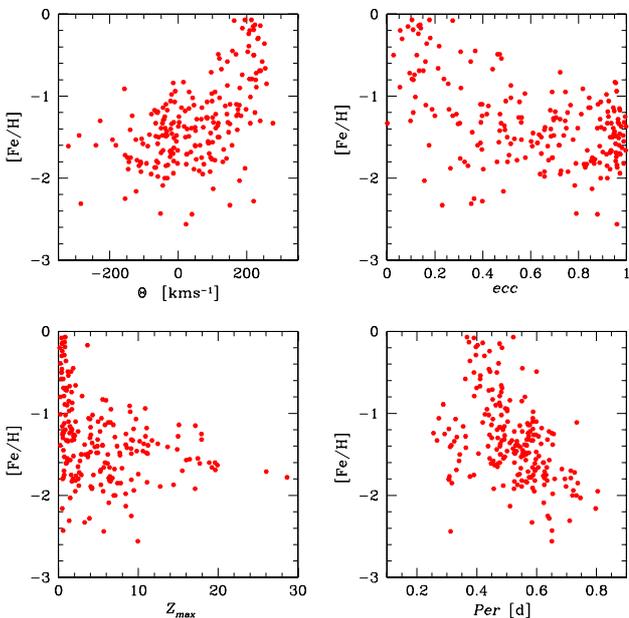


Fig. 9. The plot shows metallicity $[\text{Fe}/\text{H}]$ versus circular velocity Θ (upper left panel), ecc (upper right), nze (lower left) and period (lower right panel). RR Lyrae stars with $[\text{Fe}/\text{H}] > -1$ show more disk-like orbits, but more metal-poor stars present both, disk-like orbits and halo-like orbits having smaller Θ , large eccentricity ecc and large normalised z -distance nze . With $[\text{Fe}/\text{H}]$ versus period (lower right panel), note that there are 4 groups of stars. For the discussion see Sect. 4.2.

subsample of RR Lyrae stars. That this group is so different is also visible in Table 2. The dispersion in U , V , Θ , Φ , I_z and ecc is larger in this subsample than in the two other period groups. This fact can be noted as well in Fig. 9 (lower right panel).

The group with periods of < 0.35 d contains the RRc stars with abundances of $-2 < [\text{Fe}/\text{H}] < -1$. The metallicity of the second period group ranges from solar to $[\text{Fe}/\text{H}]$ of ≈ -2 . These are RRab stars. Note that the period increases in this group toward decreasing metallicity. Most of the RR Lyrae stars of our sample are in this group. It combines RR Lyrae stars with a large dispersion in metallicity and various orbit parameters, as can be recognised in Table 3, probably representing different ages.

The third group having periods ≈ 0.6 d are RRab stars as well but with lower abundances. This group is the field RR Lyrae equivalent to the RR Lyrae stars in Oosterhoff II clusters. This last group is a very small subsample of RR Lyrae stars with relative long periods and metallicities $[\text{Fe}/\text{H}] < -1.6$.

All parameters are considered in Table 3. RR Lyrae stars with $ecc > 0.45$ have lower abundances ($\overline{[\text{Fe}/\text{H}]} = -1.48$) than those with $ecc < 0.45$ ($\overline{[\text{Fe}/\text{H}]} = -0.90$), as we expected. Like in Table 2 we did not include 7 RR Lyrae stars with retrograde orbits having $ecc < 0.45$. We did so because these stars do not fit into the group of low eccentricity stars which are candidate disk stars. This group of retrograde RR Lyrae stars has a low metallicity of $\overline{[\text{Fe}/\text{H}]} = -1.85$.

Figure 9 shows the data of Tables 2 and 3 in graphical form: metallicity $[\text{Fe}/\text{H}]$ versus orbital velocity Θ , ecc , nze , and period. Dividing the RR Lyrae stars in metal-poor and metal-rich groups as Layden (1995), we also find that velocities for RR Lyrae stars with $[\text{Fe}/\text{H}] > -1$ reveal a distribution different than those with lower metallicities. High metallicity stars with more disk-like circular velocities Θ cluster both at low ecc and nze . But the separation is not a strict one. Even some data points with very low abundance $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -1.5$ show $\Theta \approx 200$ km s⁻¹, $ecc < 0.4$ and $nze < 0.2$. Altmann & de Boer (2000) found the same fact using a much smaller sample of RR Lyrae stars.

These findings are similar to those by Chiba & Yoshii (1998) who report that even stars with very low metallicity may have “nearly circular orbits with $ecc < 0.4$ ”. High metallicity does indicate disk-like kinematics, but low metallicity does all by itself not give sufficient information about the orbit shape. An eccentricity of < 0.4 is alone not a sufficient criterion for population. Chiba & Beers (2000) find in their investigation of metal-poor stars “a remarkable discontinuity of the rotational properties of the Galaxy” at $[\text{Fe}/\text{H}] \approx -1.7$ (see also their Fig. 3). Our sample of RR Lyrae stars does not confirm this. We find a continuous distribution in Θ , ecc and nze in the metallicity range $-2 < [\text{Fe}/\text{H}] < -1$. But we note that in a sample of 163 metal-poor halo stars chances are non-zero to find one with an orbit rather co-planar with the Milky Way disk.

5. Discussion of results

We calculated the orbits of the RR Lyrae stars of our sample and derived the z -distribution statistics. This led to scale heights for a disk group of RR Lyrae stars ($h_{\text{disk}} \approx 1.3$ kpc) and for a halo group ($h_{\text{halo}} \approx 4.5$ kpc). However, analysing for each star the parameters Θ , ecc , nze , and $[\text{Fe}/\text{H}]$ it became clear that all parameters are needed to classify a given star as a genuine disk or halo star. Of our 217 stars, 63 are truly disk like, 154 are halo like.

In our sample we have 87 RR Lyrae stars with retrograde orbits. We compared the characteristics of these stars with the prograde ones. Among the retrograde part of our sample there are no stars with metallicity $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.9$ (see Fig. 9 upper left panel). These retrograde rotating RR Lyrae stars are not separated from the rest of the sample in respect to z_{max} or period, but their group values of $\overline{ecc} = 0.79$, $\sigma_{ecc} = 0.20$, $\overline{nze} = 0.79$ and $\sigma_{nze} = 0.79$ are higher than the values for prograde halo candidates of about the same metallicity. We again conclude that most of the RR Lyrae stars of our sample are halo stars.

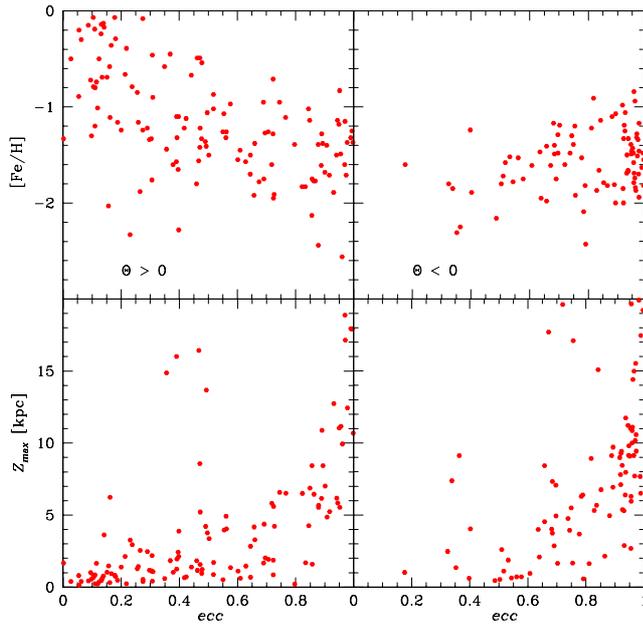


Fig. 10. Plots ecc against $[Fe/H]$ and Z_{max} . On the *left* side only RR Lyrae stars with prograde orbits ($\Theta > 0$) are plotted, on the *right* side only those with retrograde orbits ($\Theta < 0$). The eccentricities of the prograde RR Lyrae stars spread over the whole range of ecc while the retrograde ones show foremost higher eccentricities.

A different way of looking at the data is given in Fig. 10. There $[Fe/H]$ and Z_{max} are plotted against ecc for the prograde and retrograde RR Lyrae stars. Clearly, the continuous distribution indicated above is present for the prograde set, while the retrograde stars rather are metal poor and have orbits with predominantly larger eccentricity. In the retrograde set there are only stars with $[Fe/H] < -0.8$ and $ecc > 0.45$. We conclude from this that the prograde set does contain a good fraction of higher metallicity low-eccentricity orbit stars, in short younger RR Lyrae stars, while the retrograde set has only those with characteristics not like that of a younger galactic disk.

We took a special look at the stars not reaching beyond $Z_{max} = 0.5$ kpc. These stars are listed in Table 4. Among these stars are two with a much smaller metallicity than the rest and they turn out to have very eccentric orbits. These are RR Lyr itself, and V338 Pup whose orbit is retrograde. Thus 2 of 16 stars staying close to the plane turn out not to have disk-like orbits and thus belong to the halo population.

Chiba & Beers (2000) published a list of likely metal-weak thick disk stars including 3 RR Lyrae stars using as criterium $[Fe/H] \leq -1$, $ecc \leq 0.2$ and $183 < \Theta < 225$ km s $^{-1}$. In our sample we found 7 such RR Lyrae stars: the three found by Chiba & Beers (2000) plus TZ Aqr, RX Eri, V690 Sco and AT Ser. We confirm that there are metal-weak stars with classical disk orbits, which may be part of a metal-weak thick disk or in two cases (V494 Sco and V690 Sco) even thin disk star candidates having a $Z_{max} < 0.5$ kpc.

6. Halo distribution of RR Lyrae stars

The spatial distribution of RR Lyrae stars and other HB-like stars has been investigated several times based on diverse samples.

Table 4. 16 RR Lyrae stars staying close to the plane ($Z_{max} < 0.5$ kpc).

Name	$[Fe/H]$	Θ [km s $^{-1}$]	R_a [kpc]	R_p [kpc]	Z_{max} [kpc]	ecc
SW And	-0.24	206.0	9.43	7.25	0.47	0.13
AA CMi	-0.15	219.1	10.45	8.77	0.43	0.09
UY Cyg	-0.80	226.6	9.61	7.70	0.23	0.11
DM Cyg	-0.14	240.1	10.59	8.11	0.48	0.13
DX Del	-0.39	206.4	9.84	6.31	0.23	0.22
FW Lup	-0.20	209.2	8.24	7.38	0.13	0.06
RR Lyr	-1.39	109.4	18.37	2.08	0.21	0.80
CN Lyr	-0.58	245.3	10.64	7.70	0.32	0.16
KX Lyr	-0.46	203.2	10.86	5.76	0.41	0.31
AV Peg	-0.08	163.6	8.63	4.91	0.39	0.27
CG Peg	-0.50	221.4	8.67	8.21	0.39	0.03
AR Per	-0.30	232.4	10.26	9.06	0.40	0.06
HH Pup	-0.50	220.2	10.01	7.81	0.35	0.12
V338 Pup	-2.16	-123.2	9.36	3.24	0.46	0.49
V494 Sco	-1.01	210.9	8.54	6.73	0.21	0.12
V690 Sco	-1.16	198.1	8.49	5.81	0.48	0.19

In a pioneering study, Plaut (1965) derived a scale height of RR Lyrae stars in the solar vicinity of ≈ 2.3 kpc. In his review Majewski (1993) reports scale heights for the “intermediate population II”, being ≈ 1.5 kpc for RR Lyrae stars. In almost all cases, the studies used photometric distances perhaps together with radial velocity information. Proper motions have thus far been included in limited cases only.

The vertical scale height derived in this paper from the orbit statistics can be used for a comparison with results from other studies.

Kinman et al. (1994) used BHB stars (with colours between the blue edge of the RR Lyrae strip and the intersection of the HB with the main sequence, so rather HBA stars) to derive the structure of the halo from statistically complete samples. They assume a (spherical) radial distribution of the form

$$\rho = \rho_0 R_{gal}^{-3.5} \quad (3)$$

and find that the distribution of their HBA stars agrees with that. We have fitted our z -distribution to the barometric formula (Eq. (2)) and arrived at a scale height of ≈ 5 kpc (see Fig. 6). Transforming the run of densities of a radial distribution into an exponential vertical distribution at the location of the Sun ($\varpi = 8.5$ kpc) we find that the radial and the barometric relation (with $h = 5$ kpc) give a run of densities $N(z)$ which, for $5 < z < 20$ kpc, deviate from each other by only 20% (the barometric formula being a bit steeper). Thus our result from RR Lyrae star orbits shows a spatial distribution similar to the distribution of HBA stars from samples by Kinman et al. (1994).

The mean space density of RR Lyrae stars in the solar neighbourhood has been derived by Amrose & McKay (2001). They arrive at different values for different solar distances but their overall result is fairly summarised by $\rho = 5 \pm 1$ stars kpc $^{-3}$. They also derive a vertical distribution and give fits with the barometric formula allowing scale heights between 0.75 and 1.8 kpc (using a single exponential fit). However, from their Fig. 5 it is clear that the RR Lyrae stars show a steeper distribution at low z with $h \approx 1$ kpc, similar to our result, and a flatter one further out of $h > 2$ kpc.

Our data cannot be used to find an absolute mid-plane density. However, one could use the ratio of $N(0)_{\text{halo}}/N(0)_{\text{diskRR Lyrs}} = 0.16$ together with the Amrose & McKay value of $\rho = 5 \pm 1$ stars kpc^{-3} . Furthermore, the mid-plane ratio may be combined with the scale heights derived for the disk and halo components to get the ratio of all RR Lyrs in these components. The procedure is similar to that used by de Boer (2004) for sdB stars. We so find that the Milky Way has about half as many halo RR Lyrs than disk RR Lyrs. Since the midplane density ratio probably is still affected by systematic effects and the scale heights are, among various studies, only just consistent, the indicated total RR Lyr star ratio has to be regarded as a crude value.

The data from the Sloan Digital Sky Survey (SDSS) revealed numerous HB stars also at very large distances from the Milky Way disk (see, e.g., Yanny et al. 2000; Sirko et al. 2004). Vivas et al. (2001), using data from the QUEST survey for RR Lyrs, find an over-density of RR Lyrs at 50 kpc from the Sun. They surmise this over-density is part of the tidal stream associated with the Sagittarius dwarf spheroidal galaxy. From these new survey results we conclude that the halo is, on a large scale, apparently rather inhomogeneous so that RR Lyr distribution values will show to vary in different directions and at different distances.

7. Conclusions

RR Lyrs exist in the Milky Way as part of the disk and part of the halo. We separated the halo component from disk candidates using the shape of their orbits. Of 217 RR Lyrs, 154 or 71% are member of the halo population. Therein we find a retrograde rotating halo component of 87 RR Lyrs or more than half of our halo group. The (vertical) spatial distribution found with our orbit statistics method is, out to $z = 20$ kpc, similar to that found in other studies using classical methods. We show that there are RR Lyrs staying in the disk but which are member of the halo population.

Acknowledgements. The orbit programme was put at the disposal of the Bonn group by Michael Odenkirchen. We thank Martin Altmann for providing several plotting programs as well as constructive

criticism and Torsten Kaempf and Michael Geffert for helpful discussions and the referee, Tim Beers for suggestions that improved the paper.

References

- Altmann, M., & de Boer, K. S. 2000, *A&A*, 353, 135
 Altmann, M., Edelmann, H., & de Boer, K. S. 2004, *A&A*, 414, 181
 Amrose, S., & McKay, T. 2001, *ApJ*, 560, L151
 Beers, T. C., Chiba, M., Joshii, Y., et al. 2000, *AJ*, 119, 2688
 de Boer, K. S., Tucholke, H.-J., & Schmidt, J. H. K. 1997a, *A&A*, 317, L23
 de Boer, K. S., Aguilar Sánchez, Y., Altmann, M., et al. 1997b, *A&A*, 327, 577
 de Boer, K. S., 2004, *A&A*, 419, 527
 Chen, B., 1999, *A&A*, 344, 494
 Chen, B., Stoughton, C., Smith, J. A., et al. 2001, *ApJ*, 553, 184
 Chiba, M., & Yoshii, Y. 1997, *AJ*, 490, L73
 Chiba, M., & Yoshii, Y. 1998, *AJ*, 115, 168
 Chiba, M., & Beers, T. C. 2000, *AJ*, 119, 2843
 ESA 1997, The Hipparcos and Tycho Catalogues, ESA SP-1200
 Fernley, J., & Barnes, T. G. 1997, *A&AS*, 125, 313
 Fernley, J., Barnes, T. G., Skillen, I., et al. 1998, *A&A*, 330, 515
 Heber, U. 1986, *A&A*, 155, 33
 Kaempf, T. A., de Boer, K. S., & Altmann, M. 2005, *A&A*, 432, 879
 Kinman, T., Suntzeff, N. B., & Kraft, R. P. 1994, *AJ*, 108, 1722
 Lasker, B. M., Russel, J. N., & Jenkner, H. 1996, The HST Guide Star Catalogue, Version 1.2
 Layden, A. C. 1994, *AJ*, 108, 1016
 Layden, A. C. 1995, *AJ*, 110, 2312
 Maintz, G. 2005, *A&A*, 442, 381
 Martin, J. C., & Morrison, H. L. 1998, *AJ*, 116, 1724
 Majewski, S. R. 1993, *ARA&A*, 31, 575
 Moehler, S., de Boer, K. S., & Heber, U. 1990, *A&A*, 239, 265
 Odenkirchen, M., & Brosche, P. 1992, *AN*, 313, 69
 Ojha, D. K., Bienayme, O., Robin, A. C., et al. 1994, *A&A*, 284, 810
 Plaut, L. 1965, in *Galactic Structure*, ed. A. Blaauw, & M. Schmidt (Univ. Chicago Press), 267
 Saffer, R. A., Bergeron, P., Koester, D., et al. 1994, *ApJ*, 432, 351
 Sirko, E., Goodman, J., Knapp, G., R, et al. 2004, *AJ*, 127, 899
 Theisen, A., Moehler, S., Heber, U., et al. 1993, *A&A*, 273, 524
 Villeneuve, B., Wesemael, F., Fontaine, G., et al. 1995, *ApJ*, 446, 646
 Vivas, A. K., Zinn, R., Andrews, P., et al. 2001, *ApJ*, 554, L33
 Yanny, B., Newberg, H. J., Kent, S., et al. 2000, *ApJ*, 540, 825

Literaturverzeichnis

- van Albada, T. S. & de Boer, K. S., 1975, Pulsation Properties of Four RR Lyrae Stars, *A&A*, 39, 83
- Allen, C., Santillan, A., 1991a, *RMxA* 22, 255
- Altmann, M., & de Boer, K. S. 2000, *A&A*, 353, 135
- Altmann, M., Edelmann, H., & de Boer, K. S. 2004, *A&A*, 414, 181
- Amrose, S., & Mckay, T., 2001, *ApJ*, 560, L151
- Bailey, S. I., 1902, *Harv. Coll. Observ. Annals*, 38, No. 1
- Bailey, S. I., 1913, *Harv. Coll. Observ. Annals*, 78, No. 1
- Beers, T. C. ,Sommer-Larsen, J., *ApJS*, 96, 175
- Beers, T. C., Chiba, M., Joshii, Y., et al. 2000, *AJ*, 119, 2688
- Blazhko, S., 1907, *AN*, 175, 325
- de Boer, K. S., 1999, in *Harmonizing Cosmic Distance Scales in a Post-Hipparcos Era*, ASP Conference Series, vol. 167. Edited by Daniel Egret and Andre Heck
- de Boer, K. S., Drilling, J., Jeffrey, C. S. & Sion, E. M., 1998, 3rd Conf Faint Blue Stars, Ed. A. G. D. Philipp et al., Davis Press, p.513
- de Boer, K. S., Tucholke, H.-J., & Schmidt, J.H.K., 1997a, *A&A*, 317, L23
- de Boer, K. S., Aguilar Sánchez Y., Altmann M., et al. 1997b, *A&A*, 327, 577
- de Boer, K. S., 2004, *A&A*, 419, 527
- de Boer, K. S. & Seggewiss, W., 2007 *Skript: Stars and Stellar Evolution*
- Bolte, M., 1989 *AJ*, 97, 1688
- Bono, G. & Stellingwerf, R. F., 1994 *ApJS*, 93, 233
- Brown, T. M., Sweigart, A. V., Lanz, T., Landsman, W. B., Hubeny, I., 2001, *ApJ*, 562, 368
- Buonanno, R., Buzzoni, A., Corsi, C. E., Buzzoni, A., Cacciari, C., Ferraro, F. R., & Fusi Pecci, F., 1994, *A&A*, 290, 69
- Carbrera-Lavers, A., Bilir, S., Ak, S., Yaz, E., & Lopez-Corredoira, M., 2007, *A&A*, 464, 565
- Chadid, M., 2000, *A&A*, 359, 991

- Chen, B., 1999, A&A, 344, 494
- Chen, B., Stoughton, C., Smith, J. A., et al. 2001, ApJ, 553, 184
- Chiba, M. & Yoshii, Y., 1997, AJ, 490, L73
- Chiba, M. & Yoshii, Y., 1998, AJ, 115, 168
- Chiba, M. & Beers, T. C., 2000, AJ, 119, 2843
- Clem, J. L., VandeBerg, D. A., Grundahl, F. & Bell, R. A., 2004, AJ, 127, 1227
- Clement, Ch. M., Muzzin, A., Dufton, Q., Ponnampalam, T., Wang, J., Burford, A. R., Rosebey, T., Rowe, J. & Hogg, H. S., 2001, AJ, 122, 2587
- Cordes, M. O., 2004, Simultaneous multichannel photometry with BUSCA, Dissertation
- Cousens, A., 1983, MNRAS, 203, 1171
- Cox, J. P., 1980, in Theory of Stellar Pulsation, Princeton University Press, Princeton
- Dambis, A. K. & Rastorguev, A.S. 2001, AstL 27, 108
- Dehnen, W. & Binney, J., 1998, MNRAS, 294, 429
- Duerbeck, H. W. & Seitter, W. C., 1982, in: Landolt–Börnstein, Zahlenwerte und Funktionen aus Naturwissenschaft und Technik Band 2 Astronomie und Astrophysik Herausgeber Schaifers, K., & Voigt, H.H., Springer-Verlag Berlin, Heidelberg, New York
- Durrell, P. R. & Harris, W. E., 1993, AJ. 105
- ESA, 1997, The Hipparcos and Tycho Catalogues, ESA SP-1200
- Fernley, J., Barnes, T. G., Skillen, I., Hawley, S. L., Hanley, C. J., Evans, D. W., Solano, E. & Garrido, R., 1998, A&A, 330, 515
- Fernley, J. & Barnes, T.G., 1997, A&AS, 125, 313
- Ferro, A. A., Lopez, V. R., Giridhar, S. & Bramich D. M., 2007, arXiv:0711.4027v1, astro-ph
- Flynn, C., Sommer-Larsen, J. & Christensen, P.R., 1996, MNRAS, 281, 1027
- Fusi Pecci, F., Bellazzini, M., 1997, The Third Conference on Faint Blue Stars, Editor: Philip, A. G. D., Liebert, J., Saffer R. & Hayes D. S., Herausgegeben von L. Davis Press
- Gautschy, A. & Saio, H., 1996, Stellar Pulsations across the HR Diagram Annu. Rev, Astron. Astrophys., 34 551
- Geffert, M. & Maintz, G. 2000, A&AS, 144, 227
- Gehmeyr, M., ApJ, 1992, 399, 272
- Gehmeyr, M., ApJ, 1993, 412, 341
- Gillet, D. & Crowe, R. A., 1988, A&A 199, 242
- Gillet, D., Burki, G. & Crowe, R. A., 1989, A&A, 225, 445
- Gloria, K. A. 1990, PASP, 102, 338
- Heber, U., 1986, A&A, 155, 33

- Hodder, P. J. C., Nemec, J. M., Richer, H. B. & Fahlman G. G., 1992, AJ 103, 460
- Hoffmeister, C., Richter, G. & Wenzel, W., 1984, Veränderliche Sterne, Springer-Verlag, Berlin, Heidelberg, New York, Tokio
- Høg, E., Fabricius, C., Makarov, V.V., et al. 2000, Tycho-2 catalogue (Tyc2)
- Hübscher, J., Paschke, A., & Walter, F. 2005, IBVS 5657, (BAV MITTEILUNGEN NO. 173)
- Hübscher, J., IBVS 5643, (BAV MITTEILUNGEN NO. 172)
- Johnston, K. V., Spergel, D. N. & Hernquist, L., 1995 ApJ, 451, 598
- Johnson, J. A. & Bolte, M., 1998, AJ, 115, 693
- Kaempf, T. A., de Boer, K. S., & Altmann, M., 2005, A&A, 432, 879
- Keller, St. C., Murphy, S., Prior, S., DaCosta, G. & Schmidt, B., 2007, arXiv:0711.2337v1
- King, D. S. & Cox, J. P., 1968, PASP, 80, 365
- Kinman, T., Suntzeff, N. B., & Kraft, R. P., 1994, AJ, 108, 1722
- Kippenhahn, R. & Weigert, A., 1990, Stellar Structure and Evolution , Springer-Verlag, Berlin, Heidelberg, New York
- Kunder, A., Popowski, P., Cook, K. H. & Chaboyer, B., 2007, arXiv:0712.0389
- Kholopov, P.N., Samus, N. N., Frolov M. S., Durlevich, O. V. et al. 1990, General Catalogue of Variable Stars, 4rd ed., vol.IV, Nauka, Moscow. (GCVS)
- Samus N. N., Durlevich O. V. et al. 2004 Combined General Catalog of Variable Stars, (GCVS 4.2, 2004 Ed.)
- Samus N. N., Durlevich O. V. et al. 2004, Suspected Variable stars and Supplement, GCVS4.2, 2004 Ed. (NSV)
- Kerber, L. O., Javiel, S. C. & Santiago, B. X., 2001, A&A, 365, 324
- Kholopov, P. N., Samus, N. N., Durlevich, O. V. et al. 2004, General Catalogue of Variable Stars, 4rd ed., vol.IV, Nauka, Moscow. (GCVS4.2)
- Landolt, A., 1992 AJ, 104, 340
- Lasker, B. M., Russel, J. N. & Jenkner, H. 1996, The HST Guide Star Catalogue, Version 1.2
- Layden, A. C., 1994, AJ, 108, 1016
- Layden, A. C., 1995, AJ, 110, 2312
- Layden, A. C., Hanson, R. B., Hawley, S. L., Klemola, A. R. & Hanley, Ch. J., 1996, AJ 112, 2110
- Layden, A. C., 1997, PASP, 109, 524
- Layden, A. C., 1998, AJ, 115, 193
- Maintz, G., 2005, A&A, 442, 381
- Maintz, G. & de Boer, K. S., 2005, A&A, 442, 229

- Majewski, S. R. 1993, *ARA&A*, 31, 575
- Marconi, M., Nordgren, T., Bono, G., Schnider, G. & Caputo, F., 2005, *AJ*, 623, L133
- Martin, J. C. & Morrison, H. L., 1998, *AJ*, 116, 1724
- Mennessier, M. O. & Colom, J., 2002, *A&A* 390, 173
- Moehler, S., de Boer, K. S. & Heber, U., 1990, *A&A*, 239, 265
- Monet, D., Bird, A., Canzian, B. et al. 1998, *A Catalogue of Astrometric Standards (USNO-A V2.0)*
- Munteanu, A., Bono, G., Jose, J., Garcia-Berro, E. & Stellingwerf, R. F., 2005, *AJ*, 627, 454
- Pena, J. H., Daz, L. M. & Peniche, R., 1990, *RMxAA*, 20, 139
- Pena, J. H., Peniche, R., Hobart, M. A., de La Cruz, C. & Gallegos, A. A., 2005, *RMxAA*, 41, 461
- Pena, J. H. & Peniche, R., 2004, *RMxAA*, 40, 99
- Odenkirchen, M. & Brosche, P., 1992, *AN*, 313, 69
- Ojha, D. K., Bienayme, O., Robin, A. C. et al. 1994, *A&A*, 284, 810
- Oke, J. B., 1966, *ApJ*, 145, 468
- Oke, J. B., Giver, L. P. & Searle, L., 1962, *AJ*, 136, 393
- Oke, J. B. & Bonsack, S. J., 1960, *ApJ*, 132, 417
- Perry, Ch. L., Olsen, E. H. & Crawford, D. L., 1987, *PASP* 99, 1184
- Plaut, L. 1965, in "Galactic Structure", A. Blaauw & M. Schmidt (eds.); Univ. Chicago Press; p.267
- Poretti, E., Le Borgne, J. F., Vandebroere, J., Paschke, A., Klotz, A., Boer, M., Damerджи, Y., Martignoni, M. & Acerbi, F., 2007, arXiv0711.4310
- Preston, G. W., 1959, *ApJ*, 130, 507
- Reid, N., Majewski, S. R., 1993, *ApJ*, 409, 635
- Rossiger, S., Busch, H., 1988, *Mitt. Veränd. Sterne* 11, 133
- Saffer, R. A., Bergeron, P., Koester, D. et al. 1994, *ApJ*, 432, 351
- Sandquist, E. L., Bolte, M., Stetson, P. B. & Hesser, J. E., 1996, *ApJ*, 470, 910
- Shapley, H., 1914, *ApJ*, 40, 448
- Scheffler, H., 1982, in Landolt-Börnstein, Editor, Schaifers, K. & Voigt, H. H., VI, 2
- Scheffler, H. & Elsässer, H., 1984, in *Physik der Sterne und der Sonne*, B.I. Wissenschaftsverlag Mannheim, Wien, Zürich
- Scheffler, H. & Elsässer, H., 1992, in *Bau und Physik der Galaxis*, B.I. Wissenschaftsverlag Mannheim, Wien, Zürich
- Schmidt, E. G., Loomis, Ch. G., Groebner, A. T. & Potter, Ch. T., 1990, *AJ*, 360, 604

- Schmidt, E. G., 1993, AJ, 106, 2429
- Schmidt, E. G., Chab, J.R. & Reiswig, D. E., 1995, AJ, 109, 1239
- Schneider, H., in Landolt-Börnstein, Editor, Voigt, H. H., VI, 3, 1996
- Sirko, E., Goodman, J., Knapp, G., R. et al. 2004, AJ, 127, 899
- Smith, H. A., 1995, in RR Lyrae Stars, Cambridge University Press
- Smolec, R., 2005, AcA, 55, 595
- Strömgren, B. 1966, Annual Review of Astronomy and Astrophysics, 4, 433
- Szczygiel, D. M. & Fabrycky, D. C., 2007, MNRAS, 377, 1263
- Theisen, A., Moehler, S., Heber, U. et al. 1993, A&A, 273, 524
- Tsesevich, V. P. & Kazanasmas, M. S. 1971, Atlas of Finding Charts for Variable Stars, Moscow
- Tsesevich, V. P., 1975, in Pulsating Stars, Editor Kukarkin, B. V., John Wiley & Sons, New York
- Tsesevich, V. P., 1966, in RR Lyrae Stars, Kiev, Israel Program for Scientific Translations, 1969, IPST Press, Jerusalem
- Unsöld, A., 1955, Physik der Sternatmosphären, Springer-Verlag Berlin, Göttingen, Heidelberg
- Villeneuve, B., Wesemael, F., Fontaine, G. et al. 1995, ApJ, 446, 646
- Vivas, A. K., Zinn, R., Andrews, P. et al. 2001, ApJ, 554, L33
- Weigert, A. & Wendker, H. J. 1983 in Astronomie und Astrophysik ein Grundkurs, Physikverlag Weinheim
- Yanny, B., Newberg, H. J., Kent, S. et al. 2000, ApJ, 540, 825

Zusammenfassung

Die vorliegende Arbeit befaßt sich mit RR-Lyrae-Sternen (RR Lyrs). Dabei werden die RR Lyrs in zweierlei Hinsicht betrachtet nämlich sowohl in ihrer Kinematik in der Milchstraße als auch in ihren physikalischen Eigenschaft als pulsierende veränderliche Sterne. RR Lyrs gehören zu den Horizontalaststernen. Das sind Sterne, die in ihrer Evolution bereits das Hauptreihenstadium und das Riesenaststadium verlassen haben und jetzt in ihrem Kern Helium zu Kohlenstoff fusionieren. Die Altersspanne von RR Lyrs reicht von Objekten von ungefähr 1 Milliarde Jahren bis zu solchen, die älter sind als 10 Milliarden Jahre. Damit sind diese Sterne sehr gut geeignet für Studien der Kinematik der Milchstraße. Sie repräsentieren die alte Population II und die jungen Sterne der Population I und sind sowohl im Halo als auch in der Scheibe der Galaxis zu finden.

RR Lyrs sind als Gruppe für diese Untersuchungen auch deswegen besonders geeignet, weil sie an Hand ihres charakteristischen Lichtwechsels leicht aufzufinden sind, und weil sie relativ lichtstark sind und so über größere Entfernungen gefunden werden können. Deswegen kann man davon ausgehen, dass die RR Lyrs eine Stichprobe der Sterne der Milchstraße bieten, die nicht durch Auswahlwirkungen verfälscht wird.

Als zweites werden die RR Lyrs in ihrer Eigenschaft als pulsierende veränderliche Sterne betrachtet. Durch die Beobachtung mit schmalbandigen Filtern wurde aus den Farbindezes Temperatur, $\log g$ Radien und Radialgeschwindigkeiten der Sterne während ihres Pulsationszyklus ermittelt. Es wurde auch die Änderung der Absorptionslinien in Spektren betrachtet, die auf dem Observatorium Hoher List gewonnen werden konnten.

Kinematik und Bahnen der RR Lyrs

Kapitel 2 und Kapitel 3 befassen sich mit der Kinematik der RR Lyrs. Die genauen Positionen heller RR Lyrs wurden ermittelt und in einem Katalog mit 561 RR Lyrs zusammengestellt (Maintz 2005). Die übrigen Daten der RR Lyrs wurden der Literatur entnommen. Die ermittelten Daten der Positionen und Geschwindigkeiten von 217 RR Lyrs wurden zuerst in das euklidische Koordinatensystem (XYZ, UVW) übertragen. Es wurden die Orbital- (Θ) und Zentrifugalgeschwindigkeit (Φ) ermittelt. Danach wurden die Bahnen der RR Lyrs in der Galaxis berechnet uns zwar einmal mit Hilfe des Potentialmodels von Allen & Santillan (1991b) (AS) (Kap. 1) und zweitens auch mit dem Potentialmodel "2b" von Dehnen & Binney (1998) (DB) (Kap. 3).

Die Berechnung der Bahnen mit zwei unterschiedlichen Potentialmodellen der Galaxis stellt sicher, dass die Ergebnisse der Untersuchung nicht auf der Grundlage eines ausgesuchten Potentials beruhen sondern allgemein gültig sind. Aus diesen Bahnen wurde die perigalaktischen und apogalaktischen Entfernungen der RR Lyrs, ihre maximale Höhe

über der galaktischen Ebene und die Exzentrizität der Bahnen ermittelt.

In den Berechnungen nach dem Potential von Allen & Santillan (1991b) (Kap. 2) zeigte sich, dass über die Hälfte der Sterne Bahnen mit chaotischen Formen aufweisen. Diese Bahnen, die große Höhen über der galaktischen Scheibe erreichen und im allgemeinen große Exzentrizität haben, weisen diese Sterne als mögliche Halo Sterne aus. Es zeigte sich aber, dass eine kleine Exzentrizität nicht bedeutet, dass der Stern zur Scheibenpopulation gehört. Erst die Betrachtung aller Parameter ermöglicht eine Trennung der Sterne in Scheiben- und Halo-Population.

Es wurden die Zusammenhänge von Bahnparametern und der Metallizität der Sterne oder ihrer Periode untersucht. So haben alle RR Lyrs mit hohem Metallgehalt ($[\text{Fe}/\text{H}] > -1$) prograde Bahnen, während kein retrograder Stern eine Metallizität von $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.9$ hatte. Die retrograd rotierenden RR Lyrs unterscheiden sich nicht von den übrigen Sternen in z_{max} oder ihrer Periode, aber die Werte dieser Gruppe für $\overline{ecc} = 0.79$, $\sigma_{ecc} = 0.20$, $\overline{nze} = 0.79$ und $\sigma_{nze} = 0.79$ sind größer als die der prograden Halo-Sterne von etwa der selben Metallizität.

Bei den Berechnungen der Bahnen mit dem Potential der Milchstraße "2b" nach Dehnen & Binney (1998) (Kap. 3) ergaben sich für einzelne Sterne etwas unterschiedliche Bahnen. Die Orbits nach DB (Abb. 3.2 unten) erscheinen kompakter, geschlossener und auch symmetrischer als die nach AS. Trotz der leicht unterschiedlichen Bahnen, die sich bei den Berechnungen mit den beiden Potentialen ergaben, weist die Verteilung der 217 RR Lyrae Sterne in den Werten für R_p , R_a und z_{max} nur geringe Unterschiede auf (s. Tab. 3.1). Auch bei der die Exzentrizität haben nur wenige Sterne leicht unterschiedliche Werte. Etwas größer sind die Differenzen, die sich für die Höhe über der galaktischen Scheibe ergeben, die die Sterne erreichen. z_{max} ist nach dem Potential von AS - besonders bei Sternen, die Werte von $z_{\text{max}} > 5$ kpc erreichen, - teilweise größer als nach DB.

Bei der Bahngeschwindigkeit Θ zeigt sich die Wirkung der unterschiedlichen Voraussetzungen in den beiden Potentialen. Da im Potential von DB von einer um 15 km s^{-1} höheren Sonnengeschwindigkeit ausgegangen wird, differieren auch alle $\Theta_{\text{RR Lyrs}}$ um $\sim 15 \text{ km s}^{-1}$, mit Abweichungen von maximal -0.2 km s^{-1} .

Populationszugehörigkeit und Skalenhöhe

Zur Bestimmung der Skalenhöhe wurde aus der Summe aller Orbits die Wahrscheinlichkeits-Verteilung der z -Entfernungen aller RR Lyrs des Sampels ermittelt. Diese Verteilung entspricht dem statistischen z -Dichte Gradient. Mit der Exponentialgleichung 2.2 wurde aus der Steigung der $\log N$ gegen z Verteilung die Skalen-Höhe der Populationen ermittelt. Dabei ergaben sich für die Berechnungen mit dem Potential nach AS (Kap. 2) Skalenhöhen von 1.28 ± 0.1 kpc für die Scheiben-Population der Milchstraße und 4.54 ± 0.3 kpc für die Population des galaktischen Halos. Das Verhältnis der Dichten der Verteilung ist $N(0)_{\text{halo}}/N(0)_{\text{disk}} = 0.16$. Der Versuch, drei Komponenten an die z -Höhen Verteilung anzufitten, ergab keine vernünftigen Resultate. Mit diesen Daten ist daher keine Trennung der Scheiben-Population in die der Dicken und der Dünnen Scheibe möglich. Dieses Ergebnis für die Skalenhöhe wurde mit Tests mit mehreren Untergruppen der RR Lyrs überprüft und es ergaben sich immer konsistente Ergebnisse.

Bei der Analyse der Parameter Θ , ecc , nze , und $[\text{Fe}/\text{H}]$ für jeden der 217 Sterne wurde

deutlich, dass nur bei Einbeziehung aller Parameter ein Stern als Halo-Stern oder Mitglied der Scheiben-Population klassifiziert werden kann. Von den 217 Sternen des Samples sind 54 wirkliche Sterne der Scheiben-Population und 163 sind Sterne des galaktischen Halos. Das sind 75% der untersuchten Gruppe.

In dieser Gruppe gibt es auch 87 RR Lyrs mit retrograden Bahnen. Die Sterne mit retrograden Bahnen haben im allgemeinen eine sehr hohe Exzentrizität allerdings gibt es darunter auch 7 RR Lyrs mit $ecc \leq 0.45$. Diese Gruppe retrograd rotierender RR Lyrs hat einen geringen Metallgehalt von $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.85$. Die 54 Sterne mit $ecc \leq 0.45$ und prograden Bahnen, deren Bahngeschwindigkeit im Durchschnitt $\Theta = 196 \text{ km s}^{-1}$ beträgt, sind wahrscheinliche Kandidaten für Sterne der Dünne und Dicken Scheibe.

Es konnte auch eine Gruppe von 7 metallarmen RR Lyrs mit den Kriterien $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -1$, $ecc \leq 0.2$ and $183 < \Theta < 225 \text{ km s}^{-1}$, nachgewiesen werden. Dies bestätigt, dass es auch metallarme Sterne mit klassische Scheiben-Bahnen gibt.

Auch für die Berechnungen nach dem Potential von DB (Kap. 3) aus der Summe aller Orbits die Wahrscheinlichkeits-Verteilung der z -Entfernungen aller RR Lyrs des Samples ermittelt. Auch hier wurden mehrere Tests mit verschiedenen Untergruppen von RR Lyrs vorgenommen. Es wurden die nach DB die gleiche Bahngeschwindigkeit und die gleichen Grenzen der einzelnen Fits verwendet wie nach AS. Es ergab sich für das Potential nach DB für die Skalenhöhe der Scheiben-Population der selbe Endwert von $1.28 \pm 0.1 \text{ kpc}$ wie nach AS. Für die Halo-Population ergeben sich bei DB etwas geringere Werte von $4.41 \pm 0.3 \text{ kpc}$ gegen $4.54 \pm 0.3 \text{ kpc}$ nach AS. Beide Ergebnisse liegen aber innerhalb ihrer Fehlergrenzen. Auch ist das Verhältnis von $N(0)_{\text{halo}}/N(0)_{\text{disk}}$ mit 0.14 bei DB - entsprechend der geringeren Skalenhöhe für die Halo-Population - etwas geringer als das bei AS mit $N(0)_{\text{halo}}/N(0)_{\text{disk}} = 0.16$. Auch nach DB ließ sich für die untersuchte Gruppe von RR Lyrs keine Trennung der Populationen der Dicken und Dünne Scheibe erreichen.

Ein Vergleich der Orbitberechnungen mit den beiden unterschiedlichen Potentialen zeigt nur eine geringe Abhängigkeit der Ergebnisse von dem gewählten Potential. Zwar weichen die Ergebnisse für einzelne Sterne in den beiden Potentialen voneinander ab. Die Unterschiede in den Ergebnissen betreffen aber nur wenige Sterne der Gruppe. Die Werte und Orbits der meisten RR Lyrs sind in den beiden Potentialen fast gleich. Die gute Übereinstimmung der Ergebnisse der Orbitberechnungen mit den unterschiedlichen Potentialen nach AS und DB zeigt die Verlässlichkeit der Ergebnisse. Außerdem zeigt es, dass die Gruppe der 217 untersuchten RR Lyrs ausgewogen ist. Es zeigen sich keine Auswahldefekte, die die Ergebnisse verfälschen. Diese müßten sonst in der Untersuchung mit den unterschiedlichen Potentialen erkennbar sein.

Strömgrenphotometrie

Im Kapitel 4 wird eine photometrische Auswertung der Lichtkurven einiger RR Lyrs durchgeführt. Für die Photometrie der RR Lyrs wurden die Strömgren-Filter ausgewählt, die in der Busca-Kamera am 2.2 m Cassegrain Teleskop am Observatorium Calar Alto zur Verfügung stehen. Die Beobachtungen wurden in 3 Zeiträumen im Jan. und Dez. 2005 sowie im Nov. 2006 mit der Busca Kamera in simultaner Photometrie durchgeführt. Es wurden u , v , b , y , I und die beiden $\text{H}\beta$ -Filter ($\text{H}\beta_{\text{schmal}}$, $\text{H}\beta_{\text{weit}}$) eingesetzt. Durch Benutzung der Strömgren-Filter können einige physikalische Parameter wie $\log g$ und T_{eff} , sowie

deren Änderungen im Verlauf der Periode der beobachteten Sterne bestimmt werden.

Von 12 RR Lyr's konnten die Lichtkurven über die ganze Periode gewonnen werden. Nach der photometrischen Auswertung erfolgte die Kalibration der Helligkeiten mit Hilfe von Aufnahmen von Standardsternen mit den jeweiligen Filtern aus dem Katalog der *wvby* β Standards von Perry et al. (1987). Es wurden die Airmassfunktionen der verschiedenen Nächten mit Hilfe der langen Beobachtungsreihen der konstanten Vergleichssterne der RR Lyr's gewonnen. Die Kalibration des Nullpunktes wurde anhand der Standardsterne bestimmt. Zur Bestimmung der interstellaren Absorption wurde von Literaturwerten ausgegangen.

Aus den Lichtkurven mit den einzelnen Filtern wurden die Farbindizes $u - b, v - b, b - y, m1, c1$ und der Beta-Index $\beta_{eng} - \beta_{weit}$ gebildet. Abbildung 4.2 zeigt die Lichtkurven und Kurven der Farbindizes aller RR Lyr's, von denen mindestens 70% der Periode beobachtet wurden. In einem Diagramm in dem die beiden Farbindizes $b - y$ gegen $c1$ aufgetragen werden, ergeben sich im Verlauf des Pulsations-Zyklus der RR Lyr's Hysteresen. Diese Hysterese zeigt, dass die Helligkeit des Sterns - während des Auf- und Abstiegs - gleich sein kann aber unterschiedliche Temperaturen und $\log g$ vorliegen. Es ist ein Wechselspiel zwischen der Temperatur des RR Lyr's und seinem Radius, das diese Hysterese verursacht.

Aus den beiden Farbindizes $b - y$ und $c1$ wurde die Schwerebeschleunigung $\log g$ und der Temperatur T_{eff} der RR Lyr's bestimmt. Dazu wurde Eichung der Arbeit von Clem et al. (2004) herangezogen, die anhand von Modell-Atmosphären und synthetischen Spektren der Sterne die Korrelationen zwischen den beobachtbaren Werten und den Parametern $\log g$ und T_{eff} herstellt. Eine zweite Berechnung dieser Parameter wurde nach Gleichungen aus der Arbeit von van Albada & de Boer (1975) vorgenommen. Es ergaben sich bei allen Sternen im Helligkeits-Maximum Werte für T_{eff} zwischen 7000 und 9500 K mit einem Mittelwert von 8226 K (nach van Albada & de Boer 1975) bzw. zwischen 7250 und 8900 K mit einem Mittelwert von 8095 K (nach Clem et al. 2004). Im Minimum liegen die Werte zwischen 5300 und 7000 Grad (Mittelwert 6004 K) bzw. zwischen 5150 und 6750 Grad (Mittelwert 5820 K) .

Es konnte gezeigt werden, dass der "Buckel" der sogenannte "bump", der im Helligkeitsminimum kurz vor dem Aufstieg zum Maximum in der Lichtkurve mehrerer RR Lyr's zu erkennen ist, durch eine Aufheizung der Hülle der Sterne hervorgerufen wird. Diese Aufheizung beträgt z.B. für RR Gem ~ 400 Grad.

Aus den Werten von T_{eff} zusammen mit der Leuchtkraft der Sterne wurden die sich ändernden Radien der RR Lyr's während ihres Zyklus ermittelt. Außerdem konnte aus den Radiusänderungen pro Zeiteinheit die Radialgeschwindigkeitsänderungen der RR Lyr's berechnet werden und Radialgeschwindigkeitskurven des Pulsationszyklus erstellt werden. Diese Radialgeschwindigkeitskurven konnten mit einer zweiten Berechnung aus $\log g$ und der Masse der Sterne bestätigt werden.

Bei der Auswertung der Aufnahmen der RR Lyr's auf dem Observatorium Calar Alto vom Jan. 2005 erwies sich ein Stern, der ursprünglich als Vergleichssterne für den RR Lyr-Sterne GM And vorgesehen war, ebenfalls als veränderlich. Dieser Stern ist als NSV 26190 im NSV-Katalog der vermuteten Variablen von Samus et al. (2004) geführt. Es war aber weder der veränderlichen Typ noch seine Periode bekannt. Dieser Stern wurde als W-Uma Stern mit einer Periode von 0.353401113 d bestimmt.

Spektroskopie einiger RR Lyrae Sterne

Es wurden fünf RR Lyrs (TZ Aur, RS Boo, RR Gem, TW Lyn und XZ Cyg) spektroskopisch beobachtet, davon vier über ihre ganze Periode. Die Spektren der RR Lyrs wurden am Observatorium Hoher List aufgenommen. Außer den Sternspektren wurden auch Lampenspektren mit den Linien von Argon, Neon, Quecksilber und Xenon aufgenommen. Die Dispersion der Spektren wurde anhand dieser Lampenspektren ermittelt. Da die Dispersion nicht linear war, mußten für drei Bereiche (blauer, mittlerer und roter Wellenlängenbereich) gesonderte Dispersionsgleichungen benutzt werden. Die Dispersion der Spektren beträgt zwischen 2.331 (roter Bereich) und 2.253 Angström/Pixel (blauer Bereich).

Die Variation der Absorptionslinien mit der Periode der RR Lyrs wurde ausführlich behandelt. Während des Helligkeitsminimum der Sterne d.h. wenn die Temperatur der RR Lyrs am niedrigsten ist, zeigen sich die Metalllinien sehr deutlich, während sie in den Spektren im Maximumlicht des Sterns nur schwach angedeutet sind. In diesen Spektren im maximalen Licht der RR Lyrs dominieren die Absorptionslinien der Balmerreihe des Wasserstoffs. Dies zeigt sich z. B. auch in den Äquivalentbreiten der $H\alpha$ -Linie, die im Minimum nur ~ 0.5 der Äquivalentbreite der Linie im Licht-Maximum beträgt. Bildet man das Verhältnis der Äquivalentbreiten der $H\beta$ -Linie zur NaD- bzw. CaK-Linie so wird die Dominanz der Wasserstoff Linien im Maximum der Helligkeit von RR Lyrs besonders deutlich. Mit dem beginnenden Anstieg der Helligkeit bei $\Phi \sim 0.8$ nimmt die Äquivalentbreite der $H\beta$ -Linie zu, die Stärke der Metalllinien aber ab. So ändert sich das Verhältnis $H\beta$ zur NaD-Linie vom \sim fünffachen im Helligkeits-Minimum auf den zwanzigfache Wert im Maximum. In dem Diagramm der Farbe $b - y$ gegen die Äquivalentbreite der $H\beta$ -Linie ergibt sich eine Hysterese. Dies entspricht der Hysterese, die sich in dem Diagramm der Farbindizes $b - y$ gegen $c1$ ergab, was nicht verwundert, da sowohl der Farbindex $c1$ als auch die Äquivalentbreite der Wasserstoffabsorptionslinien von der Temperatur und der Gravitation der Sterne abhängen.

Lebenslauf

Danksagung

Für die hilfreiche Unterstützung und die freundliche Arbeitsatmosphäre während der langen Zeit, die ich hier gearbeitet habe, möchte ich mich bei allen Mitgliedern des Argelander-Institutes bedanken. Mein Dank gilt besonders folgenden Personen:

Prof. Dr. Klaas S. de Boer für die Möglichkeit diese Arbeit anzufertigen und die Übernahme des Referates. Ich danke ihm auch für seine immer freundliche Beratung und wertvolle Anregungen bei vielen Fragen.

Prof. Dr. Pavel Kroupa für die Übernahme des Koreferats.

Dr. Michael Geffert für nützliche Diskussionen. Außerdem danke ich ihm für grundlegenden Hilfen zur Arbeit am Computer und die Einweisung zur Arbeit am 1m Teleskop auf dem Hohen List. Diese Computer-Hilfen begleiteten meine ersten Schritte in der Computer-Arbeit und die Teleskop-Einweisung ermöglichte mir die Arbeit auf dem HL. Ohne die Beobachtungen am Hohen List wäre diese Arbeit nicht möglich gewesen.

Klaus Reif für die vielen Beobachtungen, die er mir am Observatorium Hoher List ermöglicht hat.

Oliver M. Cordes für die Begleitung zum Calar Alto und seine Hilfe während der Beobachtungsnächte mit Busca.

Martin Altmann für die Einführung in die Programme der Orbiberechnung und die Überlassung von einigen seiner Plotprogramme und die Einführung darin. Außerdem für viele anregende Diskussionen über astronomische Themen und auch andere.

Torsten Kaempf für die freundliche Zusammenarbeit, während wir beide an der Orbitberechnung arbeiteten. Er berechnete die Orbits von RHB-Sternen und ich die von RR Lyrs.

Ole Marggraf für viele Hilfen bei Computer-Problemen und besonders für die Hilfe bei der Installation und Aufrechterhaltung der Funktionstüchtigkeit meines Laptops.

Manuel Metz, der lange Zeit mit mir ein Zimmer teilte und immer ein freundlicher Nachbar war.

Elisabeth Danne und Alice Lindner für ihre freundliche hilfsbereite Art.

Allen aus der Werkstatt am Observatorium Hoher List für die geduldige Hilfe bei allen technischen Problemen, die sich bei der Beobachtung dort ergaben.

Franz Aggerer, Wolfgang Grimm, Joachim Hübscher, Wolfgang Moschner und Anton Pascke und Konstantin von Poschinger von der Bundesdeutschen Arbeitsgemeinschaft für Veränderliche Sterne e.V. (BAV). Sie haben mir Daten von RR Lyrs sowie Beobachtungen zur Verfügung gestellt, die mir bei der Arbeit geholfen haben.

Jean-Francois Le Borgne, der mir die Gemeinschaftslichtkurve von MW Lyr zur Verfügung stellte, bei der nur eine einzige von mir selber stammt.

Allen, die mit mir in der Sternwarte und dem Argelander-Institut gearbeitet haben, den ehemaligen und jetzigen Mitgliedern dieses Hauses. Sie alle haben dazu beigetragen, dass ich mich während der langen Jahre dort sehr wohl gefühlt habe und immer gerne dort gewesen bin. Vielen Dank dafür.