



die genauen Eigenschaften hängen von der Sternmasse ab. Leichtere Sterne sind ein bisschen kleiner, etwas kühler und viel leuchtkraftschwächer als die Sonne, während schwerere Sterne ein bisschen grösser, etwas heisser und viel heller sind. Ein Stern von 10 Sonnenmassen ( $10 M_{\odot}$ ) auf der Hauptreihe hat einen Radius von  $6 R_{\odot}$ , eine Leuchtkraft von  $10\,000 L_{\odot}$  und eine Oberflächentemperatur von  $23\,500^{\circ}\text{C}$ . Weil ein solcher Stern einen etwa 10 mal grösseren Wasserstoffvorrat hat, aber auch einen 10 000 mal höheren Verbrauch, dauert seine Hauptreihenphase nur ein Tausendstel von der der Sonne. Sterne von  $0,8 M_{\odot}$  oder weniger brauchen mehr Zeit für die Hauptreihenphase, als das Universum alt ist und wir sehen sie deswegen immer jung. Schwere Sterne sind selten (auf jeden  $10 M_{\odot}$ -Stern gibt es fast 100 000 ‘Sonnen’), leichte Sterne kommen sehr häufig vor. Tabelle 6.1 auf Seite 128 zeigt von einigen Sternmodellen mit der Zusammenstellung der Sonne die Masse  $M$  in  $M_{\odot}$ , das Alter  $t$  in Millionen Jahren, den Radius  $R$  in  $R_{\odot}$ , die Leuchtkraft  $L$  in  $L_{\odot}$ , die Oberflächentemperatur  $T_o$  in  $^{\circ}\text{C}$ , die Zentraltemperatur  $T_c$  in Millionen  $^{\circ}\text{C}$ , die zentrale Dichte  $\rho_c$  in  $\text{g cm}^{-3}$  und die Anzahl von Sternen mit dieser Masse für jeden Stern mit  $1 M_{\odot}$ .

Die Hauptreihe ist die längste Phase im aktiven Leben eines Sterns (etwa 80%) und deswegen sind die meisten Sterne, die wir beobachten können, Hauptreihensterne. Solange Wasserstofffusion im Kern stattfindet, ist der Stern im Gleichgewicht und die Leuchtkraft und Oberflächentemperatur ändern sich nur wenig. Wenn der Wasserstoff im Kern aufgebraucht ist, ändert sich der Stern dagegen drastisch. Der Kern besteht jetzt völlig aus Helium, und da keine Fusion mehr stattfindet, zieht sich der Heliumkern zusammen. Dabei steigen Druck und Temperatur im Zentrum und demzufolge entwickelt sich um den Kern eine Schale, in der Temperatur und Druck hoch genug sind für das *Schalenbrennen*<sup>3</sup> von Wasserstoff. Beim Wasserstoffschalenbrennen wird Wasserstoff aus dem Mantel zu Helium fusioniert und zum Kern zugefügt. Dabei wird der Kern immer schwerer, dichter und heisser. Wegen der hohen Temperatur des Sternzentrums dehnt der Stern sich aus. Der Mantel wird dadurch konvektiv, das heisst, dass der Energietransport durch heisse aufsteigende Gasklumpen stattfindet. Wenn der Mantel ganz konvektiv ist, dehnt der Stern sich noch weiter aus. Die Oberfläche des Sterns befindet sich jetzt so weit weg vom heissen Kern, dass sie kühler ist als vorher und deswegen rot erscheint. Diese Sterne werden *Rote Riesen* genannt. Sterne leichter als circa  $2,4 M_{\odot}$  können Radien bis  $150 R_{\odot}$  am Rote-Riesen-Ast haben, schwerere Sterne dehnen sich weniger aus (siehe Abbildung 5.1 auf Seite 86). Wenn die Sonne ein Roter Riese wird, kann ihre Leuchtkraft das hundertfache ihrer heutigen Leuchtkraft betragen. Wahrscheinlich verlieren diese Riesensterne durch ihre grosse Leuchtkraft und geringe Oberflächengravitation viel Materie durch einen *Sternwind*, obwohl schwer festzustellen ist, wie gross dieser Verlust genau ist.

Für alle Sterne schwerer als  $0,8 M_{\odot}$  werden am Ende der Rote-Riesen-Phase der zentrale Druck und die Temperatur hoch genug um Heliumfusion zu ermöglichen. Dabei wird Helium zu Kohlenstoff und Sauerstoff fusioniert. Für Sterne mit geringer Masse (weniger als  $2,4 M_{\odot}$ ) ist der Druck im Zentrum unabhängig von der Temperatur. Wenn die Heliumfusion beginnt, steigt die Temperatur, aber der Kern expandiert anfänglich noch nicht, da der Druck gleich bleibt. Demzufolge beschleunigt die Heliumfusion, bis die Entkoppelung

<sup>3</sup>Der Begriff *Brennen* wird oft für *Kernfusion* verwendet.

zwischen Temperatur und Druck aufgehoben wird. Der Kern expandiert nachträglich und die Fusionsgeschwindigkeit sinkt. Dieses explosive Heliumbrennen wird *Heliumblitz* genannt. Für Sterne mit einer Masse höher als  $2,4 M_{\odot}$  findet die Heliumfusion von Anfang an gemächlich statt.

Der Stern ist jetzt auf dem *horizontalen Ast* angelangt. Im Kern findet Heliumfusion statt, um den Kern herum befindet sich immer noch die Wasserstofffusionsschale. Wenn das Helium im Kern aufgebraucht ist, zieht sich der Kohlenstoff-Sauerstoff-Kern zusammen und der äussere Mantel expandiert wieder, so wie am Ende der Hauptreihenphase. Sterne schwerer als ungefähr  $10 M_{\odot}$  können viele von diesen Kernfusionsstadien durchlaufen. Bei jeder folgenden Phase werden schwerere Elemente produziert und jede nächste Phase verläuft schneller. Für einen Stern von  $10 M_{\odot}$  dauert die Heliumfusion im Kern etwa 20 Millionen Jahre, die Heliumfusion 2 Millionen Jahre, die Kohlenstofffusion etwa 1000 Jahre, die Sauerstofffusion 2 Jahre und die Siliziumfusion 3 Tage. Aus Silizium werden schliesslich Eisen und Nickel produziert und aus diesen Elementen kann durch Kernfusion keine weitere Energie gewonnen werden. Dadurch kollabiert der Eisen-Nickelkern des Sterns zu einem *Neutronenstern* oder einem schwarzen Loch. Ein Neutronenstern ist ein Kugel mit einer Masse von circa  $1.4 M_{\odot}$  und einem Durchmesser von etwa 20 km, ein schwarzes Loch ist etwas schwerer und kleiner. Bei der Implosion des Sternkerns wird genügend Energie frei um den äusseren Mantel ins Weltall wegzuschleudern. Eine solche Explosion eines schweren Sterns wird eine *Supernova* genannt. Abbildung 6.1a auf Seite 130 zeigt den Krebsnebel, den Rest einer Supernova, die im Jahre 1054 sichtbar war.

In dieser Dissertation untersuchen wir die Entwicklung von Sternen, die zu leicht sind um eine Supernova-Explosion zu verursachen. Es kommen allerdings auch Neutronensterne vor, von denen wir wissen, dass sie aus Supernova-Explosionen entstanden sein müssen. Wenn ein Stern, der leichter als etwa  $10 M_{\odot}$  ist, sein Helium im Kern aufgebraucht hat, zieht sich der Kohlenstoff-Sauerstoff-Kern zusammen und wird heisser. Um diesen Kern herum entsteht eine neue Schicht, in der Helium fusioniert, ausserhalb gibt es immer noch die Wasserstofffusionsschale. Ein solcher Stern liegt auf dem *asymptotischen Riesenast* (asymptotic giant branch, AGB) und wird AGB-Stern genannt. Abbildung 6.2 auf Seite 131 zeigt schematisch den Aufbau eines AGB-Sterns, von innen nach aussen: den Kohlenstoff-Sauerstoff-Kern (C,O), die Heliumfusionsschale, die inerte Heliumschicht (He), die Wasserstofffusionsschale und den Wasserstoffmantel (H). Weil beide Fusionsschalen ihren Brennstoff von ausserhalb der Schale entnehmen und das Fusionsprodukt auf der Innenseite deponieren, 'essen' die Schalen sich einen Weg hinaus durch den Mantel. Währenddessen entwickelt der Stern 'Mira-Pulse', wobei er sich mit einer Periode von etwa einem Jahr ausdehnt und zusammenzieht. Bei jedem Puls kühlt die Oberfläche stark ab, es bildet sich Staub und dadurch verliert der Stern schnell seine äussere Schicht. Schliesslich bleibt nur der Kern übrig, umgeben von einem dünnen Nebel, der aus dem Sternmantel gebildet wurde.

Der Sternkern ist aus Kohlenstoff und Sauerstoff aufgebaut, oder — bei schwereren Sternen — aus Sauerstoff und Neon. Der frühere Sternmantel wird noch von dem energetischen Licht des Zentralsterns angestrahlt und ist als ein *Planetarischer Nebel* sichtbar. Abbildung 6.1b auf Seite 130 zeigt den Ringnebel, einen Planetarischen Nebel, dessen Zen-

tralstern noch sichtbar ist. In dem ehemaligen Sternkern findet jetzt keine Kernfusion mehr statt. Der ‘Stern’ strahlt noch wegen seiner hohen Temperatur, aber kühlt dabei ab und wird immer schwächer. Ein solcher Rest von einem leichten Stern wird ein *Weisser Zwerg* genannt. Von der Sonne wird vermutlich ein Kohlenstoff-Sauerstoff Weisser Zwerg mit einer Masse von  $0,6 M_{\odot}$  übrig bleiben. Diese Zahl ist allerdings wegen der Unsicherheit im Massenverlust durch den Sternwind während der Rote-Riesen-Phase und der AGB-Phase nicht genau bekannt. Ein Weisser Zwerg von  $0,6 M_{\odot}$  hat einen Durchmesser von etwa  $0,015 R_{\odot}$ , circa 10 000 km. Schwerere Weisse Zwerg haben eine grössere Gravitation und sind durch die stärkere Kompression kleiner. Abbildung 7.1 zeigt die verschiedenen Evolutionsstadien in einem Farben-Helligkeits-Diagramm.

## 7.2 Evolution von Doppelsternen

Von den circa 5000 Sternen, die man mit dem blossen Auge sehen kann, sind etwa 2000 eigentlich Doppelsterne oder Sterne in einem Mehrfachsystem. Man nimmt an, dass sich etwa 60% von allen Sternen in einem Doppelsternsystem befinden. Der nächste Stern nach der Sonne, Proxima Centauri, ist Mitglied von einem ‘Drei-Doppelsternsystem’ und ist der Begleiter von dem viel engeren Paar  $\alpha$  Centauri, das mit dem blossen Auge sichtbar ist. Sterne in einem Doppelsternsystem sind durch die Schwerkraft gebunden und umkreisen einander. Wenn die zwei Sterne weit entfernt von einander stehen, so wie bei Proxima Centauri, merken sie wenig von ihrem Begleiter und evoluierten praktisch wie einzelne Sterne. Solche Doppelsterne haben Bahnperioden von 10 Jahren oder mehr. Für Doppelsterne mit Perioden von weniger als etwa 10 Jahren gilt, dass die Sterne auf dem Rote-Riesen-Ast oder AGB ungefähr so gross werden wie der Abstand zwischen den zwei Sternen. In diesem Fall können beide Sterne einander natürlich stark beeinflussen und die Situation ist ganz anders als im Fall eines einzelnen Sterns.

Um zu überlegen was in einem engen Doppelsternsystem geschehen kann, stellen wir uns ein Teilchen vor, das sich in der Nähe von einem der zwei Sterne befindet. Das Teilchen wird von der Gravitation dieses Sterns angezogen und beginnt auf ihn zu stürzen. Wenn sich das Teilchen vom ersten Stern entfernt und sich dem zweiten Stern nähert, wird die Schwerkraft vom ersten Stern immer schwächer und die vom zweiten Stern immer stärker. Ab einem bestimmten Punkt wird das Teilchen stärker vom zweiten Stern angezogen als vom ersten. In Wirklichkeit spielt nicht nur die Gravitation, sondern auch die Zentrifugalkraft durch die Rotation des Doppelsternsystems eine Rolle. Das Teilchen bewegt sich im Potentialfeld von diesen drei Kräften. Eine dreidimensionale Wiedergabe eines solchen Potentialfelds für einen Doppelstern mit Massenverhältnis 1:2 wird in Abbildung 6.3 auf Seite 132 dargestellt. Die tropfenförmigen Gebiete in der Äquipotentialfigur am Boden der Abbildung (fette Linien) sind die *Roche-Lobes* der Sterne. Die Punkte  $L_1$ ,  $L_2$  und  $L_3$  sind die Punkte von Lagrange, in denen die Kräfte einander aufheben. Wenn ein Stern sein Roche-Lobe füllt, kann Gas durch den Sattelpunkt  $L_1$  vom einen zum anderen Stern strömen.

Das Roche-Lobe des Sterns ist das Gebiet, innerhalb dessen der Stern beschränkt bleiben soll um sein Gas an sich gebunden zu lassen. Wir haben aber vorher schon gesehen,

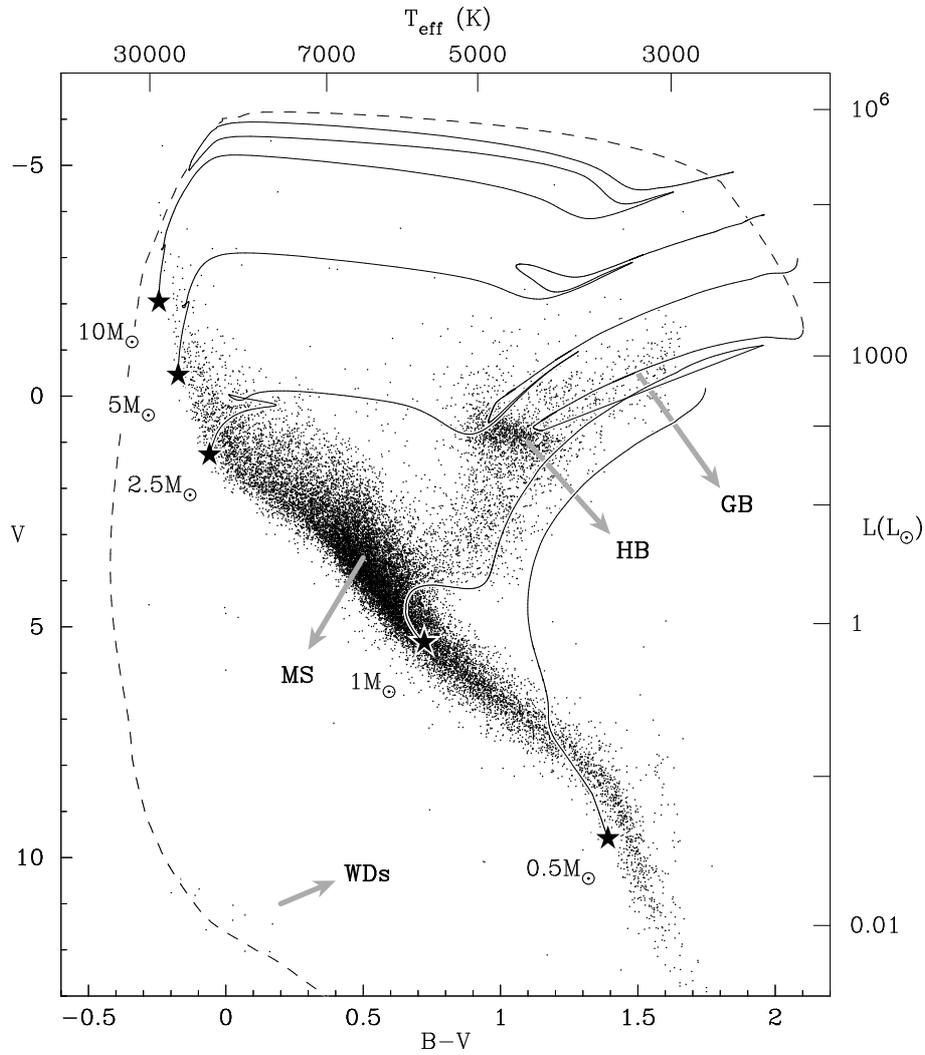


Abbildung 7.1: Ein Farben-Helligkeits-Diagramm zeigt die 'Farbe'  $B-V$  und visuelle Magnitude  $V$  von 20 546 nahen Sternen. Von rechts unten bis links oben verläuft die Hauptreihe (MS). GB ist der Riesenast, HB der horizontale Ast und WDs sind Weiße Zwerge. Die Linien sind Evolutionsspuren von Sternmodellen von  $0,5$ ,  $1,0$ ,  $2,5$ ,  $5$  und  $10 M_{\odot}$ . Die gestrichelte Linie zeigt das Ende des  $1 M_{\odot}$ -Modelles, wo der Stern schliesslich ein Weisser Zwerg wird. Es wird ein Hinweis auf die Leuchtkraft  $L$  und Temperatur  $T_{\text{eff}}$  gegeben, die Zahlenwerte gelten aber genau genommen für die Hauptreihe.

dass evoluiierende Sterne aufschwellen und dass sich schwerere Sterne schneller entwickeln. Von den zwei Sternen in einem Doppelsternsystem wird also der schwerere als erster von der Hauptreihe evoluiieren und zu einem Roten Riesen werden. Wenn der Stern grösser wird als sein Roche-Lobe, kann das Gas von diesem Stern über den Sattelpunkt  $L_1$  zum zweiten Stern strömen. Es findet dann Massenübertragung vom schwereren Stern zu seinem Begleiter statt. Da hauptsächlich die Masse des Sterns seine Evolution bestimmt, ändert sich die Evolution von einem solchen Stern drastisch. Wenn der Donorstern seinen Wasserstoffmantel schon vor dem AGB durch Massenübertragung verliert, entsteht ein Weisser Zwerg, der viel leichter ist als ein resultierender Weisser Zwerg eines Einzelsterns mit der selben ursprünglichen Masse. Wenn Massenübertragung vor oder während der Rote-Riesen-Phase stattfindet, entsteht ausserdem ein Weisser Zwerg aus Helium statt aus Kohlenstoff und Sauerstoff. Zusätzlich ändert sich die Bahnperiode während der Massenübertragung, da mit der Materie auch Drehimpuls<sup>4</sup> übertragen wird.

Falls der Begleiter des Donorsterns gross genug ist und die Geschwindigkeit der Massenübertragung nicht zu hoch, dann kann der Begleiter das übertragene Gas einfangen. Ist dieser Stern ein Hauptreihenstern, dann nimmt seine Masse signifikant zu und der Stern wird sich wie ein schwererer Stern verhalten. Massenübertragung kann daraufhin in die andere Richtung stattfinden, wenn der Begleiter selbst auch von der Hauptreihe evoluiert. Falls der Begleiter aber ein kompakter Stern ist, wie etwa ein Neutronenstern, dann hat die Materie zu viel Drehimpuls um den Begleiter direkt zu treffen. Um das kompakte Objekt herum entsteht in dem Fall eine *Akkretionsscheibe* (siehe vorderer Buchumschlag, Abbildungen *a* und *b*). Das Gas in der Akkretionsscheibe wird durch die starke Gravitation des kompakten Objekts beschleunigt, wird erhitzt und sendet viel Röntgenstrahlung aus. Wir sehen solche Doppelsterne als *Röntgendoppelsterne* (X-ray binaries). Wenn die Massenübertragungsgeschwindigkeit hoch genug ist, kann ein Teil der Materie den Doppelstern verlassen.

Füllt ein Riesenstern sein Roche-Lobe, dann ist die Massenübertragungsgeschwindigkeit oft sehr gross. Der Stern hat dann einen tiefen konvektiven Mantel. Verliert ein solcher Stern etwas Gas, weil er sein Roche-Lobe überfüllt, dann dehnt sich der Stern aus und überfüllt sein Roche-Lobe noch mehr. Dadurch steigt die Massenübertragungsgeschwindigkeit, der Stern dehnt weiter aus, und so weiter. Die Massenübertragung ist in diesem Fall instabil und der Begleiter eines solchen Sterns kann im Allgemeinen nicht soviel Gas in so kurzer Zeit einfangen. Der Mantel des Donorsterns dehnt so schnell aus, dass er auch den Begleiter umhüllt und so entsteht ein *gemeinsamer Mantel* (common envelope). Der Kern des Donors und der Begleiter umkreisen einander jetzt innerhalb dieses Mantels. Durch den Widerstand vom Gas spiralisieren beide Sterne aufeinander zu (spiral-in) und wird die Bahnperiode (viel) kürzer. Abbildung 6.4 auf Seite 134 zeigt eine Skizze dieses Prozesses der Einspiralisierung, siehe auch Abbildungen *c* und *d* auf dem vorderen Buchumschlag.

---

<sup>4</sup>Mit dem Begriff *Drehimpuls* wird in der Physik die Quantität der Rotation ausgedrückt. Drehimpuls geht wie Energie nicht verloren, kann aber übertragen werden. Ein Körper hat mehr Drehimpuls, wenn er schneller rotiert, schwerer ist oder einen grösseren Drehradius hat. Ein bekanntes Beispiel von Drehimpulserhaltung ist der Eistanzer, der seine Arme einzieht; der Drehradius wird kleiner und deswegen muss er schneller rotieren. Wenn die Rotationsgeschwindigkeit nicht grösser würde, ginge Drehimpuls verloren. Wenn der Eistanzer spontan schneller rotierte, würde Drehimpuls produziert.

Die Messung der Geschwindigkeit von Sternen ist eine andere Methode um Doppelsterne zu erkennen. Wenn zwei Sterne einander umkreisen, bewegt nämlich ein Stern auf uns zu, während der andere von uns weg bewegt, und umgekehrt. Dies wiederholt sich mit einer Periode, die gleich der Bahnperiode des Doppelsterns ist. Durch den Doppler-Effekt<sup>5</sup> kann diese periodische Änderung gefunden werden und das Verhältnis der Radialgeschwindigkeiten der beiden Sterne ist ein Mass für das Massenverhältnis. Ein Beispiel für eine solche Beobachtung und die Radialgeschwindigkeiten, die daraus abgeleitet wurden, wird in Abbildung 1.3 auf Seite 11 gezeigt.

In der Nähe der Sonne ist die Durchschnittsdistanz zwischen den Sternen mit ungefähr einem *Parsec*<sup>6</sup> relativ gross. Die Chance, dass ein Doppelstern von einem anderen Stern beeinflusst wird, ist dadurch sehr gering und man kann annehmen, dass Doppelsterne isoliert evolvieren. Das ist aber anders in Gebieten mit viel höheren Sterndichten, so wie im Zentrum einer Galaxie oder in einem *Kugelsternhaufen* (siehe Abbildung 6.5 auf Seite 135). Im Zentrum eines Kugelsternhaufens kann die Sterndichte eine Million mal dichter sein als in der Nähe der Sonne und dadurch ist die Chance auf 'Kollisionen' zwischen Sternen eine Billion mal grösser. Eine sogenannte Kollision kann eine direkte Kollision zwischen zwei Sternen sein, aber auch eine 'Begegnung' von einem Stern mit einem Doppelstern oder zwischen zwei Doppelsternen. Bei einer solchen Begegnung können Sterne des Doppelsternsystems mit den begegnenden Sternen ausgetauscht werden und es kann ein ganz anderer Doppelstern entstehen. Man beobachtet, dass die Zahl von hellen Röntgendoppelsternen in Kugelsternhaufen im Verhältnis grösser ist als sonstwo in unserer Milchstrasse. Dies ist vermutlich die Folge der höheren Sterndichte in Kugelsternhaufen, da ein solcher Doppelstern beispielsweise durch eine direkte Kollision zwischen einem Riesenstern und einem Neutronenstern gebildet wird.

### 7.3 Diese Dissertation

In dieser Dissertation werden zwei Typen von kompakten Doppelsternen erforscht. In den Kapiteln 2 und 3 untersuchen wir das Entstehen von hellen Röntgendoppelsternen in Kugelsternhaufen. Wir zeigen, dass eines der drei Szenarios, die erstellt wurden um das Entstehen dieser Doppelsterne zu erklären, zu wenig oder gar keine Röntgendoppelsterne innerhalb des Alters des Weltalls produziert. In Kapitel 4 wird ein heller Röntgendoppelstern in unserer Milchstrasse untersucht. Aufgrund von beobachteten Röntgenausbrüchen auf dem Neutronenstern und einem hohen Neon/Sauerstoff-Verhältnis zeigen wir, dass der Donorstern wahrscheinlich der Rest eines Helium Weissen Zwerges ist, der möglicherweise durch eine Einspiralisierung in eine enge Bahn um den Neutronenstern gekommen ist. In Kapitel 5 untersuchen wir die Formation von doppelten Weissen Zwergen, die zwei Phasen von Massenübertragung durchlaufen haben. Wir konkludieren, dass unsere Modelle die beobachteten Massen und Bahnperioden gut erklären, aber dass es schwieriger ist auch den

<sup>5</sup>Der Doppler-Effekt ist auch die Ursache, dass sich der Ton der Sirene verschiebt, wenn sich eine Ambulanz nähert oder entfernt.

<sup>6</sup>Ein Parsec sind 3,26 Lichtjahre, etwa 30 Billionen Kilometer (30 000 000 000 000 km).

Altersunterschied zwischen den Sternen zu erklären.

### 7.3.1 Formation und Evolution von kompakten Röntgendoppelsternen

In den Kugelsternhaufen unserer Galaxie sind 13 helle Röntgenquellen beobachtet worden. Diese sind Röntgendoppelsterne und von den 13 Doppelsternen haben sicher 3, wahrscheinlich 5 und möglicherweise 6 bis 8 eine ultrakurze Bahnperiode von weniger als circa 40 Minuten (siehe Tabelle 1.1 auf Seite 5). Das ist im Verhältnis mehr als in unserer Galaxie und die Erklärung liegt vermutlich in der viel höheren Sterndichte in Kugelsternhaufen. In einem Kugelsternhaufen finden mehr Kollisionen zwischen Sternen statt als in der galaktischen Ebene und eine der Theorien sagt, dass ein solcher ultrakompakter Doppelstern durch die Kollision von einem (Unter-)Riesensterne mit einem Neutronenstern entsteht. In diesem Fall entsteht ein Weisser Zwerg, der sein Gas zum Neutronenstern übertragen kann. Während einer solchen Massenübertragung nimmt die Bahnperiode immer zu.

Laut einer anderen Theorie kann ein Stern von ungefähr  $1 M_{\odot}$ , der sein Roche-Lobe am Ende der Hauptreihe füllt und sein Gas zu einem Neutronenstern überträgt, auch zu einem ultrakompakten Röntgendoppelstern werden. Normalerweise wird die Bahnperiode in so einem Fall länger, aber falls der Stern ein starkes Magnetfeld und einen starken Sternwind hat, kann das zu kürzeren Perioden führen. Das Gas, das den Stern im Sternwind verlässt, wird von den magnetischen Feldlinien mitgeführt und bis auf grosse Distanz zu Korotation mit dem Stern gezwungen. Dieser Effekt ist ähnlich wie bei einem Eistänzer, der seine Arme ausstreckt; er wird langsamer rotieren. Im Fall des Sterns ist der Grund, dass Drehimpuls durch den Wind vom Stern abtransportiert wird. Dieser Effekt ist nur schwach, er kann aber Milliarden Jahre lang anhalten. Der Stern wird dadurch langsamer rotieren und dieser Prozess wird *magnetisches Bremsen* (magnetic braking) genannt.

Die Rotation eines Sterns, der Masse in einem Doppelsternsystem überträgt, ist durch Gezeitenkräfte an die Bahnbewegung vom Doppelstern gekoppelt (wie der Mond, der immer die gleiche Seite zur Erde gekehrt hat). Der Drehimpuls, der durch das magnetische Bremsen verloren geht, wird dadurch effektiv aus der Bahn entnommen, wodurch die Bahn enger wird und die Periode kürzer. Die Bahnperiode erreicht bei einem bestimmten Wert ein Minimum und nimmt daraufhin wieder zu. Andere Forscher haben gezeigt, dass auf diese Weise Doppelsterne mit Minimumperioden von 5 Minuten gebildet werden können. Dieses Szenario wird *magnetischer Fang* genannt. Der Vorteil dieser Theorie ist, dass sie ein beobachtetes Doppelsternsystem erklären könnte, von dem die Bahnperiode 11 Minuten beträgt und abzunehmen scheint. Unsere Untersuchungen dagegen zeigen, dass ein Doppelstern länger braucht, als das Weltall alt ist, um eine Bahnperiode von 5 Minuten zu erreichen. Eine Minimumperiode von 11 Minuten ist gerade noch möglich, aber eine sehr spezifische Anfangssituation ist für eine so kurze Periode notwendig. Folglich ist die Chance sehr gering, dass diese Sterne in der Natur tatsächlich gebildet werden und daher können wir dieses Entstehungsszenario wahrscheinlich ausschliessen (Kapitel 2).

In Kapitel 3 führen wir die Untersuchungen des Szenarios des magnetischen Fangs fort. Wir verwenden jetzt ein neueres Gesetz um das magnetische Bremsen zu beschreiben,

das aus Beobachtungen von rotierenden Sternen empirisch bestimmt wurde. Die Folge ist ein schwächeres magnetisches Bremsen und eine Verschiebung der kürzesten Minimumperioden von circa 11 Minuten bis zu 70 Minuten. Damit ist das Szenario vom magnetischen Bremsen nicht mehr zutreffend. Das heisst aber, dass das Abnehmen der 11 Minuten-Periode auf eine andere Weise erklärt werden soll. Es ist tatsächlich möglich, dass der Doppelstern im Gravitationsfeld des Kugelsternhaufens, in dem er sich befindet, beschleunigt wird. Ausserdem wurde vor einigen Monaten ein Artikel von anderen Forschern publiziert, in dem gezeigt wird, dass man mit Sternkollisionen alle beobachteten Röntgenquellen in Kugelsternhaufen erklären kann.

Die hellen Röntgendoppelsterne in Kugelsternhaufen können also durch Kollisionen erklärt werden. Eine solche Kollision ist mit einem (Unter-)Riesen am wahrscheinlichsten und in diesem Fall wird der Begleiter des Neutronensterns ein Weisser Zwerg sein. In der galaktischen Ebene ist die Sterndichte zu gering für Sternkollisionen. Man vermutet, dass die hellen Röntgendoppelsterne hier durch eine Einspiralisierung in einem Doppelsternsystem mit einem Neutronenstern entstehen. So kann ein Weisser Zwerg aus Helium, Kohlenstoff und Sauerstoff, oder sogar Sauerstoff und Neon entstehen. Nach der Einspiralisierung verliert der Doppelstern durch Gravitationsstrahlung Drehimpuls, bis die Bahnperiode so kurz ist, dass der Weisse Zwerg sein Roche-Lobe füllt und Materie zum Neutronenstern überträgt. Ab diesem Moment sendet der Doppelstern Röntgenstrahlung aus und die Bahnperiode wird wieder länger.

Ein solcher Röntgendoppelstern in der galaktischen Ebene ist 2S 0918–549. Weil dieses System im optischen relativ schwach ist und im Röntgenbereich sehr hell, vermutet man, dass es sich um einen ultrakompakten Doppelstern handelt. Aus dem Röntgenspektrum des Doppelsterns schliesst man auf ein Verhältnis Neon/Sauerstoff, das höher ist als zum Beispiel in der Sonne. Daraus wird gefolgert, dass es sich um einen Weissen Zwerg aus Sauerstoff und Neon handelt. In Kapitel 4 wird die Beobachtung eines langen Ausbruchs auf dem Neutronenstern von 2S 0918–549 beschrieben. Solche lange Röntgenausbrüche können nur erklärt werden, wenn sich Wasserstoff und Helium auf dem Neutronenstern befinden. Das kann nur der Fall sein, wenn sein Begleiter Wasserstoff und Helium zum Neutronenstern überträgt. In einem Weissen Zwerg kommt kein Wasserstoff vor und Helium wurde (noch) nicht beobachtet. Die Frage, die wir in Kapitel 4 beantworten wollen, ist also: Was ist der Donorstern von 2S 0918–549?

Ein Sauerstoff-Neon Weisser Zwerg scheint ausgeschlossen, erstens weil diese Art sehr selten ist (und es wurden insgesamt vier dieser Doppelsterne gefunden) und zweitens weil diese Weissen Zwerge schwerer sind als  $1 M_{\odot}$  und deswegen wahrscheinlich auseinander gerissen werden, wenn sie Masse zu einem Neutronenstern übertragen. Damit bleiben also ein Helium Weisser Zwerg und ein Kohlenstoff-Sauerstoff (CO) Weisser Zwerg übrig. Wir berechneten Modelle für Sterne mit verschiedenen Massen, die zuerst einen Heliumkern und später einen CO-Kern produzieren. Wir zeigen, dass während der Wasserstofffusion, die zu der Formation eines Heliumkernes führen soll, Sauerstoff zerstört wird und mit Neon nichts passiert. Deswegen ist das Neon/Sauerstoff-Verhältnis in einem Heliumkern oder Helium Weissen Zwerg hoch. Während der Heliumfusion wird viel Sauerstoff produziert,

wodurch das Neon/Sauerstoff-Verhältnis in CO Weissen Zwergen sehr gering ist (siehe Tabelle 4.4 auf Seite 76). Wir folgern, dass der Donorstern in 2S 0918–549 wahrscheinlich ein Helium Weisser Zwerg ist, basierend auf dem langen Röntgenausbruch und dem hohen Neon/Sauerstoff-Verhältnis. Daher schlagen wir in Kapitel 4 vor, dass ein grosser Heliumvorrat aufgebaut werden kann, wenn die Massenübertragungsgeschwindigkeit nicht allzu hoch ist. Wenn die Heliumschicht dann schliesslich entzündet, gibt es einen langen Ausbruch, wie auch beobachtet wurde. Was wir nicht erklären können ist, dass kein Helium im Spektrum beobachtet wird. Es ist aber auch nicht eindeutig bewiesen, dass sich kein Helium im Doppelstern befindet und eine zukünftige Beobachtung von Helium könnte die Existenz vom Heliumdonor in 2S 0918–549 bestätigen.

### 7.3.2 Die Formation von doppelten Weissen Zwergen

Wenn ein Riesenstern sein Roche-Lobe füllt, ist die Massenübertragung oft instabil und ein gemeinsamer Mantel kann entstehen, gefolgt von einer Einspiralisierung der zwei Sterne innerhalb des Mantels (siehe Abbildung 6.4 auf Seite 134). Beim Einspiralisieren wird Bahnenergie aus dem Doppelsternsystem frei. Um abzuschätzen um wieviel die Bahnperiode bei einer Einspiralisierung kürzer wird, wird oft angenommen, dass genügend Bahnenergie freigemacht werden soll um den Mantel loszulösen und ins Weltall zu schicken. Die Bindungsenergie des Sternmantels, die wir mit dem Evolutionscode ausrechnen können, gibt also einen Hinweis auf die Quantität der Energie, die aus der Bahn des Doppelsterns freigemacht werden soll. Daraus können wir die Änderung der Bahnperiode während der Einspiralisierung berechnen. Dies nennt man die Methode der Energiebilanz.

In Kapitel 5 verwenden wir diese Methode um die Evolution von doppelten Weissen Zwergen zu rekonstruieren. Fast alle dieser Weissen Zwerg sind zu leicht um nicht in einem Doppelstern formiert zu sein. Die Bahnen der Doppelsterne sind nur einige Sonnenradien gross (siehe Tabelle 5.1 auf Seite 83) — viel kleiner also als der Riesenstern, der einen solchen Weissen Zwerg produziert. Daher wissen wir, dass alle dieser Weissen Zwerg nach der Massenübertragung im Doppelstern gebildet sind und dass die Bahnperiode während der letzten Massenübertragungsphase bedeutend kleiner geworden ist. Wir probieren verschiedene Szenarios aus, so wie stabile Massenübertragung, wobei der Begleiter das ganze Gas einfängt und wir zeigen, dass der Prozess nicht alle beobachteten Doppelsterne erklären kann. Auch die Einspiralisierung mit Energiebilanz reicht nicht aus um alle Doppelsterne zu produzieren. Wir verwenden darum die Annahme von anderen Forschern, dass während einer Einspiralisierung nicht die Energie, sondern der Drehimpuls erhalten wird. Wir finden, dass eine Variante dieser Methode die beobachteten Massen und Bahnperioden der doppelten Weissen Zwerg tatsächlich erklären kann, ohne dass Drehimpuls verloren geht oder produziert wird. Wir finden auch, dass es viel schwieriger ist die beobachtete Altersdifferenz der beiden Komponenten zu reproduzieren. Ein Beispiel eines Evolutions-szenarios, wobei ein doppelter Hauptreihenstern über zwei Phasen von Einspiralisierung zu einem doppelten Weissen Zwerg evoluiert, wird in Abbildung 1.4 auf Seite 13 gezeigt.