

M ($M_{\odot}$)	t (Mjr)	R ($R_{\odot}$)	L ($L_{\odot}$)	T_o ($^{\circ}\text{C}$)	T_c (miljn $^{\circ}\text{C}$)	ρ_c (g cm^{-3})	Aantal (t.o.v. 1 $M_{\odot}$)
0,5	52 600	0,50	0,05	4138	9,8	141	7,07
0,8	11 600	0,79	0,38	5380	13,4	156	2,34
1,0	4900	1,01	1,05	6080	15,9	157	1,00
1,5	1660	1,95	6,75	6930	20,9	102	0,131
2,0	582	2,23	20,4	8500	22,5	69,8	0,0232
2,5	405	2,80	57,8	9800	24,1	48,7	0,009 59
3,0	246	3,09	120	11 100	25,2	37,8	0,003 80
5,0	70,6	4,19	895	15 700	28,6	18,7	0,000 327
10,0	12,7	5,74	8590	23 500	32,8	8,53	0,000 011 6
20,0	5,18	8,78	67 900	31 700	37,0	4,40	0,000 000 93
50,0	2,41	15,9	527 000	39 300	41,4	2,34	0,000 000 05

Tabel 6.1: Enkele eigenschappen van stermodellen met de samenstelling van de Zon, halverwege de hoofdreeks: de massa M , de leeftijd t in miljoenen jaren, de straal R , de lichtkracht L , de temperatuur aan het oppervlak en in het centrum (T_o in $^{\circ}\text{C}$ en T_c in miljoenen $^{\circ}\text{C}$), de centrale dichtheid ρ_c en het aantal sterren met deze massa voor iedere ster met 1 $M_{\odot}$. De leeftijd van de 0,5 $M_{\odot}$ -ster is bijna 4 keer de leeftijd van het heelal.

lichtkracht ($L_{\odot}$). Andere hoofdreekssterren lijken vaak op de Zon, maar hun eigenschappen schalen met de massa van die ster (zie Tabel 6.1). Zo zijn lichtere hoofdreekssterren iets kleiner, een stuk koeler en veel lichtzwakker dan de Zon, terwijl zwaardere sterren op de hoofdreeks juist iets groter, een stuk heter en veel lichtkrachtiger zijn. Zo heeft een ster van 10 zonsmassa's (10 $M_{\odot}$) op de hoofdreeks een straal van 6 $R_{\odot}$, een lichtkracht van circa 10 000 $L_{\odot}$ en een oppervlaktetemperatuur van zo'n 23 000 $^{\circ}\text{C}$. Doordat zo'n zware ster een ongeveer 10 keer grotere waterstofvoorraad heeft, maar een 10 000 keer hoger verbruik, duurt de hoofdreeksfase dus slechts een duizendste van die van de Zon. Hoofdreekssterren van 0,8 $M_{\odot}$ of minder hebben meer dan de leeftijd van het heelal nodig om te evolueren en deze zien we dus altijd 'jong'. Zware sterren zijn zeldzaam (voor iedere 10 $M_{\odot}$ -ster zijn er bijna 100 000 'zonnen'), lichte sterren komen zeer veel voor (zie Tabel 6.1).

De hoofdreeks is de langstdurende fase uit het actieve leven van een ster (ongeveer 80%), zodat de meeste sterren die we waarnemen hoofdreekssterren zijn. Zolang waterstoffusie plaatsvindt in de kern is de ster in evenwicht en veranderen zijn lichtkracht en oppervlaktetemperatuur maar weinig. Als het waterstof opraakt verandert de ster echter drastisch. De kern bestaat nu helemaal uit helium en doordat er geen fusie meer plaatsvindt gaat deze heliumkern samentrekken. Hierdoor nemen druk en temperatuur in de kern toe, zodat net buiten de kern een schil ontstaat waarin de druk en temperatuur hoog genoeg worden voor de zogenaamde *schilverbranding*³ van waterstof. In dit proces wordt waterstof uit de mantel van de ster omgezet in helium en toegevoegd aan de kern. Hierbij wordt de kern

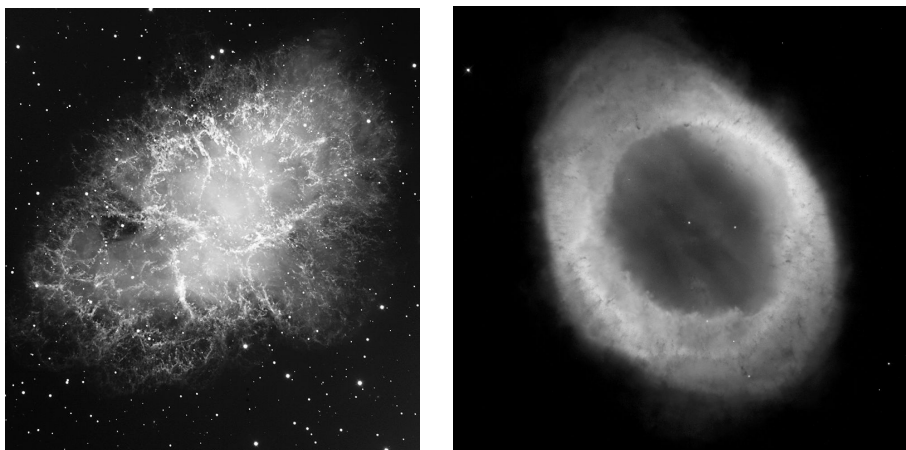
³Het begrip *verbranding* wordt vaak gebruikt voor *kernfusie*.

steeds zwaarder, compacter en heter. Door de hoge temperatuur in het centrum van zo'n ster dijt de ster uit. De mantel koelt hierdoor af en wordt convectief, dat wil zeggen dat het energietransport plaatsvindt door middel van opstijgende hete gasbellen. Als de mantel helemaal convectief is, zwelt de ster nog verder op. Het oppervlak van de reuzenster ligt zo ver van het hete centrum dat het koeler is dan voorheen en daardoor rood van kleur. Dit type ster wordt een *rode reus* genoemd. Sterren die lichter zijn dan ongeveer $2,4 M_{\odot}$ kunnen een straal tot $150 R_{\odot}$ hebben op de rode-reuzentak, zwaardere sterren zwellen minder op (zie bijvoorbeeld Figuur 5.1 op pagina 86). Als de Zon een rode reus wordt kan zij een lichtkracht bereiken die 1000 keer haar huidige lichtkracht bedraagt. Er wordt aangenomen dat deze reuzensterren door de hoge lichtkracht en de lage zwaartekracht aan het oppervlak veel materie verliezen in een zogenaamde *sterrenwind*, al is het moeilijk om uit de waarnemingen of theorie te bepalen hoeveel dit precies is.

Voor alle sterren die zwaarder zijn dan $0,8 M_{\odot}$ worden aan het einde van de rode-reuzenfase de centrale druk en temperatuur hoog genoeg om heliumfusie mogelijk te maken. Hierbij wordt helium gefuseerd tot koolstof en zuurstof. Bij sterren met lage massa (minder dan $2,4 M_{\odot}$) is de druk in de kern onafhankelijk van de temperatuur. Wanneer heliumfusie begint neemt de temperatuur toe, maar de kern expandeert in eerste instantie nog niet doordat de druk gelijk blijft. Hierdoor versnelt de heliumfusie totdat de ontkoppeling tussen temperatuur en druk opgeheven wordt, de kern alsnog expandeert en de fusiesnelheid omlaag gaat. Deze explosieve heliumverbranding wordt de *heliumflits* genoemd. Bij sterren met een massa groter dan $2,4 M_{\odot}$ komt de heliumfusie geleidelijk op gang.

De ster is nu aanbeland op de *horizontale tak*. In de kern vindt heliumfusie plaats, om de kern bevindt zich nog steeds de waterstoffusieschil. Als het helium in de kern opraakt, gaat de koolstof-zuurstofkern op zijn beurt krimpen en de buitenlagen van de ster gaan weer uitzetten, net als aan het einde van de hoofdreeks. Sterren zwaarder dan ongeveer $10 M_{\odot}$ kunnen vele van deze kernfusiestadia doorlopen. Bij ieder volgend stadium worden zwaardere elementen geproduceerd en ieder volgend stadium verloopt sneller. Zo heeft een ster van $10 M_{\odot}$ een hoofdreeksfase van ongeveer 20 miljoen jaar, de heliumfusie duurt ongeveer 2 miljoen jaar, koolstoffusie zo'n 1000 jaar, zuurstoffusie 2 jaar en siliciumfusie 3 dagen. Uit silicium worden uiteindelijk ijzer en nikkel aangemaakt en door middel van kernfusie kan uit deze elementen geen energie meer worden gehaald. Dit leidt tenslotte tot het instorten van de ijzer-nikkelkern van de ster tot een *neutronenster* of misschien een zwart gat. Een neutronenster is een bal met een massa van ongeveer $1,4 M_{\odot}$ en een diameter van slechts 20 km, een zwart gat is iets zwaarder en kleiner. Bij de implosie van de kern komt voldoende energie vrij om de buitenlagen van de ster de ruimte in te blazen. Zo'n explosie van een zware ster staat bekend als een *supernova* (zie Figuur 6.1a).

In dit proefschrift bekijken we de evolutie van sterren die te licht zijn om een supernova-explosie te ondergaan, al komen er ook neutronensterren voor, waarvan we dus weten dat ze in het verleden door een supernova moeten zijn gevormd. Als een ster lichter dan ongeveer $10 M_{\odot}$ het helium in zijn kern verbrand heeft, trekt de koolstof-zuurstofkern samen en wordt heter. Om deze kern ontstaat nu een nieuwe schil, waar heliumfusie plaatsvindt. Daarbuiten bevindt zich nog steeds de waterstoffusieschil (zie Figuur 6.2). Zo'n ster bevindt

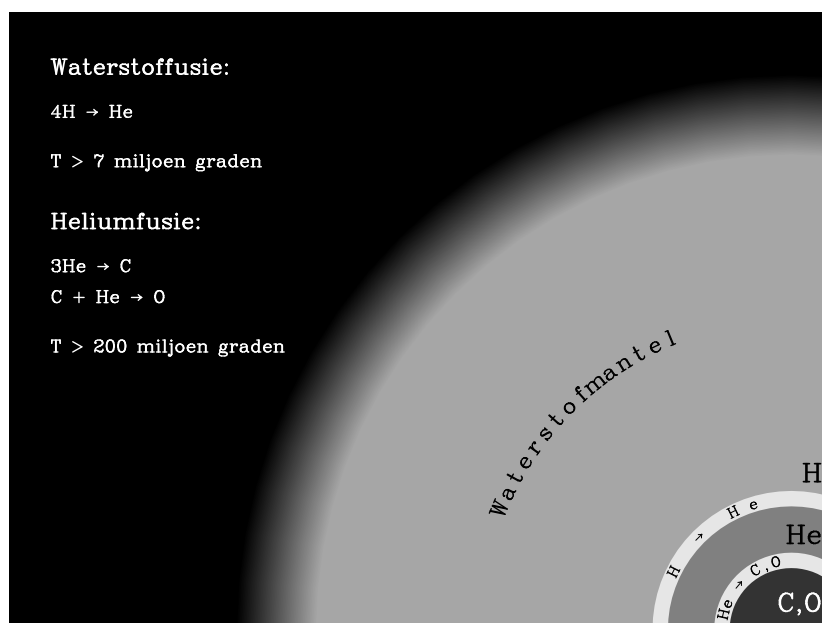


Figuur 6.1: De overblijfselen van sterren. *Links (a)*: De Krabnevel is het restant van een supernova, de explosie van een zware ster (Foto: European Southern Observatory). *Rechts (b)*: De Ringnevel is een planetaire nevel, het eindstadium van een lichte ster. In het centrum is de centrale ster nog zichtbaar (Foto: The Hubble Heritage Team (AURA/STScI/NASA)).

zich op de *asymptotische reuzentak* (asymptotic giant branch, AGB) en wordt een AGB-ster genoemd. Doordat de twee verbrandingsschillen hun brandstof van de buitenkant halen en het fusieproduct aan de binnenkant aan de kern toevoegen, ‘eten’ de schillen zich als het ware een weg naar buiten. Intussen ontwikkelt de ster zogenaamde ‘Mira-pulsaties’, waarbij de ster uitzet en samentrekt met een periode van ongeveer een jaar. Als de ster expandeert koelt het oppervlak sterk af. Hierdoor kan zich stof vormen, wat ervoor zorgt dat de ster zijn buitenste laag snel verliest. Dit gaat zo door totdat de kern van de ster overblijft, omgeven door de ijle nevel die gevormd is uit de vroegere buitenlagen van de ster.

De sterkern bestaat uit koolstof en zuurstof, of — voor de zwaardere sterren — uit zuurstof en neon. De vroegere buitenlagen van zo’n ster worden nog een tijd aangestraald door het energierijke licht van de centrale ster en zijn zichtbaar als een *planetaire nevel* (Figuur 6.1b) om de kern van de ster. In de voormalige sterkern vindt nu geen fusie meer plaats. De ‘ster’ straalt nog door zijn hoge temperatuur, maar koelt hierdoor af en wordt dus steeds zwakker. Zo’n overblijfsel van een ster wordt een *witte dwerg* genoemd. Het overblijfsel van de Zon zal vermoedelijk een koolstof-zuurstof witte dwerg zijn met een massa van ongeveer $0,6 M_{\odot}$, al is dit getal onzeker door de onzekerheid in het massaverlies door de sterrenwind tijdens de reuzenfase en de AGB-fase. Een witte dwerg van $0,6 M_{\odot}$ heeft een diameter van ongeveer $0,015 R_{\odot}$, zo’n 10 000 km. Zwaardere witte dwergen hebben een sterkere zwaartekracht en zijn door de grotere compressie kleiner.

Figuur 7.1 op pagina 143 toont een kleur-magnitude-diagram waarin de ‘kleur’ $B - V$ en visuele magnitude V van 20 546 nabije sterren is uitgezet. Van rechtsonder naar links-

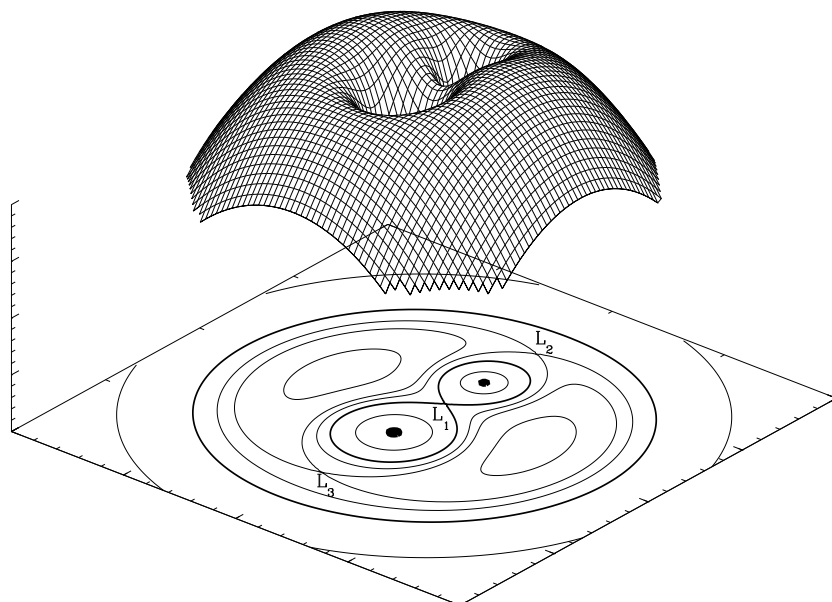


Figuur 6.2: Schematische doorsnede van de kern van een AGB-ster, van binnen naar buiten: de inerte koolstof-zuurstofkern (C,O), de heliumfusieschil, de inerte heliumlaag (He), de waterstoffusieschil en de waterstofmantel (H).

boven is de hoofdreeks (MS). GB is de reuzentak, HB de horizontale tak en WDs zijn witte dwergen. De lijnen zijn evolutiesporen van stermodellen voor 0,5, 1,0, 2,5, 5 en $10 M_{\odot}$. De gestreepte lijn toont het einde van de evolutie van de $1 M_{\odot}$ -ster, die uiteindelijk een witte dwerg wordt. De lichtkracht L en temperatuur T_{eff} geven een indicatie, maar gelden strikt genomen voor de hoofdreeks.

6.2 Evolutie van dubbelsterren

Van de circa 5000 sterren die men met het blote oog kan waarnemen blijken zo'n 2000 eigenlijk dubbelsterren of meervoudige sterren te zijn. Men denkt dat globaal geldt dat ongeveer 60% van alle sterren zich in een dubbelster bevindt. De ster die het dichtst bij de Zon staat, Proxima Centauri, maakt deel uit van een 'driedubbelster', als begeleider van het veel nauwere paar α Centauri, dat met het blote oog kan worden waargenomen. Sterren in een dubbelster zijn gebonden door elkaars zwaartekracht en draaien in banen om elkaar heen. Wanneer de sterren ver van elkaar staan, zoals in het geval van Proxima Centauri, merken zij weinig van hun begeleiders en zo'n ster zal zijn evolutie effectief als enkele ster doorlopen. Zulke dubbelsterren hebben baanperiodes van 10 jaar of meer. Voor



Figuur 6.3: Driedimensionale weergave van het potentiaalveld van een dubbelster met een massaverhouding van 2, in een stelsel dat coroteert met de dubbelster. De druppelvormige gebieden in de equipotentiaalplot op de bodem van de figuur zijn de Roche-lobben van de twee sterren (dikke lijnen). De punten L_1 , L_2 en L_3 zijn de punten van Lagrange waar de krachten elkaar opheffen. Via het zadelpunt L_1 kan gas van de ene ster naar de andere vloeien als deze zijn Roche-lob vult.

dubbelsterren met een baanperiode van minder dan 10 jaar geldt dat de sterren tijdens de reuzenfase of op de AGB ongeveer zo groot kunnen worden als de afstand tussen de twee sterren. Het is duidelijk dat de twee sterren elkaar dan sterk zullen beïnvloeden en dat de situatie in zo'n geval totaal anders is dan het geval van een enkele ster.

Om te bedenken wat er in een nauwe dubbelster zoal kan gebeuren, stellen we ons een deeltje voor dat zich in de buurt van een van de twee sterren bevindt. Het deeltje wordt dan aangetrokken door de zwaartekracht van de ster en zal naar de ster toe vallen. Als het deeltje zich van de eerste ster af beweegt, in de richting van de tweede ster, dan wordt de zwaartekracht van de eerste ster steeds zwakker en die van de tweede ster steeds sterker. Vanaf een bepaald punt zal het deeltje dus eerder naar de tweede ster vallen dan naar de eerste ster. In werkelijkheid speelt hierbij niet alleen de zwaartekracht van de twee sterren een rol, maar ook de centrifugaalkracht die wordt geïntroduceerd door de baanbeweging in de dubbelster. Het deeltje beweegt dus in het potentiaalveld van deze drie krachten en dit is weergegeven in Figuur 6.3.

De *Roche-lobben* die in de Figuur worden getoond vormen het gebied waar een ster bin-

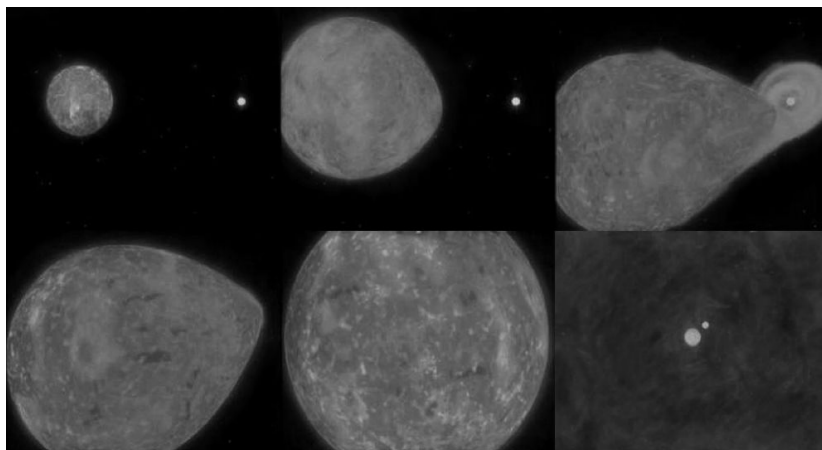
nen moet blijven om zijn gas aan zich gebonden te houden. In Tabel 6.1 zagen we dat een zwaardere ster sneller evolueert. Van de twee sterren in een dubbelster zal de zwaarste ster dus als eerste van de hoofdreeks afkomen en gaan opzwellen tot een rode reus. Wanneer de ster groter wordt dan zijn Roche-lob, kan het gas van deze ster, via het eerste punt van Lagrange (L_1 in Figuur 6.3), naar de tweede ster vloeien. Er vindt dus materie-overdracht plaats van de zwaardere ster naar zijn begeleider. Aangezien de massa de belangrijkste factor is die de eigenschappen van een ster bepaalt, kan de evolutie van zo'n ster drastisch veranderen. Wanneer de donorster zijn waterstofmantel al voor de AGB verliest door materie-overdracht naar zijn begeleider, ontstaat een witte dwerg die veel lichter is dan de witte dwerg die zou zijn gevormd wanneer de ster zich niet in een dubbelster zou bevinden. Als de materie-overdracht voor of op de rode-reuzentak gebeurt, ontstaat bovendien een helium witte dwerg, in plaats van een koolstof-zuurstof witte dwerg. Daarnaast verandert de baanperiode van een dubbelster aanzienlijk bij materie-overdracht, doordat met de materie impulsmoment⁴ wordt overgedragen.

Wanneer de begeleider van de donorster voldoende groot is en de materie-overdrachtsnelheid niet te hoog, dan zal de begeleider het overgedragen gas kunnen invangen. Als deze ster een hoofdreeksster is, dan kan hij behoorlijk aan massa winnen en zich gaan gedragen als een zwaardere ster. M materie-overdracht kan vervolgens in de omgekeerde richting plaatsvinden, nadat de begeleider zelf ook van de hoofdreeks af geëvolueerd is. Echter, in het geval dat de begeleider een compacte ster is, zoals een neutronenster, dan draagt de materie te veel impulsmoment om de ster direct te raken en er vormt zich een *accretieschijf* om het compacte object (zie afbeeldingen *a* en *b* op de voorplaat). Het gas in de accretieschijf wordt versneld door de sterke zwaartekracht van het compacte object, wordt verhit en zendt grote hoeveelheden röntgenstraling uit. We zien deze dubbelsterren als *röntgendubbelsterren* (X-ray binaries). Als de materie-overdrachtsnelheid hoog genoeg is kan een deel van de materie zelfs de dubbelster verlaten.

Wanneer een reuzenster zijn Roche-lob vult is de materie-overdrachtsnelheid vaak erg hoog. De ster heeft dan een diepe convectieve mantel en wanneer zo'n ster een beetje gas verliest doordat hij zijn Roche-lob overvult, dan zet de ster uit en overvult zijn Roche-lob nog meer. Hierdoor neemt de materie-overdrachtsnelheid toe, de ster zet verder uit, enzovoorts. De materie-overdracht is in dat geval instabiel en de begeleider van zo'n ster is in het algemeen niet in staat zoveel gas in zo korte tijd in te vangen. Men denkt dat de mantel van de donor zo snel uitzet, dat deze de begeleider ook omhult en er sprake is van een *gemeenschappelijke mantel* (common envelope). De kern van de donor en de begeleider draaien nu rond binnen deze mantel. Door de wrijving van het gas spiraliseren de twee sterren naar elkaar toe (*spiral-in*) en de baanperiode neemt dus (sterk) af (zie Figuur 6.4).

Een andere methode waarmee dubbelsterren kunnen worden herkend is door de snel-

⁴Met het begrip *impulsmoment* wordt in de natuurkunde de hoeveelheid draaiing aangegeven. Impulsmoment kan net als energie niet verloren gaan, maar wel worden overgedragen. Een voorwerp heeft meer impulsmoment wanneer het sneller draait, zwaarder is of een grotere draairadius heeft. Een bekend voorbeeld van impulsmoment-behoud is de ijsdanser die al draaiende zijn armen intrekt; de draairadius wordt kleiner en dus moet de draaisnelheid groter worden. Als de draaisnelheid niet groter zou worden, zou er impulsmoment verloren zijn gegaan. Als de ijsdanser spontaan sneller zou gaan draaien, zou er impulsmoment worden geproduceerd.



Figuur 6.4: Wanneer een reuzenster zijn Roche-lob vult kan de materie-overdracht instabiel zijn. Er ontwikkelt zich dan een gemeenschappelijke mantel waarbinnen de twee sterren naar elkaar spiraliseren, zodat een zeer nauwe dubbelster kan ontstaan (zie de hoofdstekst en afbeeldingen *c* en *d* op de voorplaat).

heid van sterren te meten. Wanneer twee sterren om elkaar heen draaien, beweegt over het algemeen immers de ene ster naar ons toe terwijl de andere van ons af beweegt en omgekeerd. Dit gedrag herhaalt zich met een periode die gelijk is aan de baanperiode van de dubbelster. Door middel van het Doppler-effect⁵ kan deze periodieke verandering worden gevonden en de verhouding in radiële snelheden van de twee sterren is een maat voor hun massaverhouding. Een voorbeeld van zo'n waarneming en de radiële snelheden die hieruit gemeten worden is te vinden in Figuur 1.3 op pagina 11.

In de buurt van de Zon is de gemiddelde afstand tussen sterren vrij groot; in de orde van een *parsec*⁶. De kans dat een (dubbel)ster door een andere ster wordt beïnvloed is daardoor zeer gering en het is aannemelijk dat (dubbel)sterren een geïsoleerd bestaan leiden. Dit is echter anders in gebieden met een hoge sterdichtheid, zoals in het centrum van een sterrenstelsel of in een *bolvormige sterhoop* (zie Figuur 6.5). In het centrum van een bolvormige sterhoop, of bolhoop, kan de sterdichtheid een miljoen keer hoger zijn dan in de buurt van de Zon en hierdoor is de kans op 'botsingen' tussen sterren een biljoen keer groter. Zo'n botsing kan een fysieke botsing zijn tussen twee sterren, maar bijvoorbeeld ook een 'ontmoeting' tussen een ster en een dubbelster of twee dubbelsterren. Bij zo'n ontmoeting kan uitwisseling plaatsvinden tussen de sterren van de dubbelster en de ontmoetende sterren, zodat een totaal andere dubbelster kan ontstaan. Het blijkt dat het aantal heldere röntgendubbelsterren in bolhopen naar verhouding veel groter is dan elders in ons

⁵Het Doppler-effect is ook verantwoordelijk voor de verschuiving in toon van de sirene van een ambulance bij naderen of verwijderen.

⁶Een parsec is 3,26 lichtjaar, ongeveer 30 biljoen kilometer (30 000 000 000 000 km).



Figuur 6.5: De bolvormige sterhoop M15 in het sterrenbeeld Pegasus is net niet zichtbaar met het blote oog. De bolhoop herbergt twee heldere röntgenbronnen. In 2005 werd ontdekt dat een van deze twee bronnen een ultracompacte röntgendubbelster is met een baanperiode van slechts 23 minuten. (Foto: NOAO/AURA/NSF).

Melkwegstelsel en men vermoedt dan ook dat dit te maken heeft met de hoge sterdichtheid in de bolhopen, bijvoorbeeld doordat deze dubbelsterren zijn ontstaan uit botsingen tussen (sub)reuzensterren en neutronensterren.

6.3 Dit proefschrift

In dit proefschrift worden twee typen compacte dubbelsterren onderzocht. In hoofdstuk 2 en 3 onderzoeken we het ontstaan van de heldere röntgendubbelsterren in bolvormige sterhopen. We laten zien dat een van de drie scenario's die zijn bedacht om het ontstaan van deze dubbelsterren te verklaren te weinig of zelfs helemaal geen heldere röntgendubbelsterren oplevert binnen de leeftijd van het heelal. In hoofdstuk 4 wordt een heldere röntgendubbelster in ons Melkwegstelsel onderzocht. Aan de hand van waargenomen uitbarstingen op de neutronenster en een hoog gehalte van neon ten opzichte van zuurstof tonen we aan dat de donorster waarschijnlijk het overblijfsel is van een helium witte dwerg die mogelijk door een inspiralisering in een nauwe baan om de neutronenster is gekomen. In hoofdstuk 5 onderzoeken we de vorming van dubbele witte dwergen, die twee fases van materie-overdracht moeten hebben doorlopen. We concluderen dat onze modellen de waargenomen massa's en

baanperiodes goed verklaren, maar dat het moeilijk is om het leeftijdsverschil tussen de componenten ook te verklaren.

6.3.1 Ontstaan en evolutie van compacte röntgendubbelsterren

In de bolvormige sterhopen die bij ons Melkwegstelsel horen worden 13 heldere röntgenbronnen waargenomen. Dit zijn röntgendubbelsterren en van deze 13 dubbelsterren hebben er zeker 3, waarschijnlijk 5 en mogelijk 6 – 8 een ultrakorte baanperiode van minder dan ongeveer 40 minuten (zie Tabel 1.1 op pagina 5). Dit zijn er in verhouding veel meer dan in ons Melkwegstelsel en de verklaring wordt gezocht in het feit dat de sterdichtheid veel hoger is in de bolhopen dan in het vlak van de Melkweg. In (de centra van) bolhopen vinden veel meer botsingen tussen sterren plaats dan in het galactisch vlak, en een van de theorieën luidt dan ook dat de ultracompacte dubbelsterren ontstaan uit de botsing van een (sub)reuzenster met een neutronenster. In zo'n geval ontstaat een witte dwerg die materie kan overdragen naar de neutronenster en tijdens de materie-overdracht wordt de baanperiode altijd groter.

Een andere theorie zegt dat een ster van ongeveer $1 M_{\odot}$, die zijn Roche-lob vult aan het einde van de hoofdreeks en zijn materie overdraagt naar een neutronenster, ook kan leiden tot een ultracompacte röntgendubbelster. Normaal gesproken wordt de baanperiode in zo'n geval langer, maar wanneer de ster een ster magnetisch veld heeft en een sterke sterrenwind, dan kan dit leiden tot een kortere periode. Het gas dat de ster in de wind verlaat wordt in dit geval namelijk meegesleurd door de magnetische veldlijnen, die ervoor zorgen dat de wind tot op grote afstand nog coroteert met de ster. Het effect is dan vergelijkbaar met een ijsdanser die zijn armen langzaam uitstrekt; hij gaat langzamer roteren, in dit geval doordat er impulsmoment van de ster wordt afgevoerd door de wind. Dit is slechts een zwak effect, maar het kan miljarden jaren aanhouden. De ster gaat hierdoor langzamer om zijn as draaien en dit proces wordt *magnetische remming* (magnetic braking) genoemd.

De rotatie van een ster die materie overdraagt in een dubbelster is door getijdenkrachten gekoppeld aan de baanbeweging van de dubbelster (net als in het geval van de Maan die altijd met dezelfde zijde naar de Aarde gekeerd is). Het impulsmoment dat wordt verloren door magnetische remming wordt hierdoor effectief uit de baan onttrokken, waardoor de dubbelster nauwer wordt en de baanperiode dus korter! De periode bereikt bij een bepaalde waarde een minimum en neemt vervolgens weer toe. Andere onderzoekers hebben aangetoond dat op deze manier ultracompacte dubbelsterren kunnen worden gevormd waarvan de minimumperiode rond de 5 minuten ligt. Dit scenario wordt ook wel *magnetische vangst* genoemd. Het voordeel van deze theorie is dat het een waargenomen dubbelster in een bolhoop zou kunnen verklaren, waarvan de baanperiode 11 minuten is en lijkt af te nemen. Ons onderzoek toont echter aan dat om een baanperiode van 5 minuten te bereiken meer tijd nodig is dan het heelal oud is. Een periode van 11 minuten lukt net, maar wij vinden dat er zeer specifieke beginomstandigheden vereist zijn om zo'n periode te kunnen bereiken. Dit betekent dat de kans zeer gering is dat deze sterren in de natuur daadwerkelijk gevormd worden, en dat we dit ontstaansscenario dus waarschijnlijk kunnen verwerpen (hoofdstuk 2).

In hoofdstuk 3 zetten we het onderzoek naar het scenario van de magnetische vangst

voort. We gebruiken nu een modernere wet om de magnetische remming te beschrijven, die empirisch is bepaald uit waarnemingen van roterende sterren in de sterhopen Pleiaden en Hyaden. Dit resulteert in een zwakkere afremming, waardoor de kortste minimumperiodes verschuiven van ongeveer 11 minuten naar 70 minuten. Hiermee is het scenario van de magnetische vangst definitief van de baan. Dit betekent dat het afnemen van de baanperiode van de 11-minuten dubbelster op een andere manier verklaard moet worden. Het is inderdaad mogelijk dat de dubbelster versneld wordt in het zwaartekrachtsveld van de bolhoop waarin hij zich bevindt en dat hierdoor een schijnbare periode-afname veroorzaakt wordt. Daarnaast werd enkele maanden na het uitbrengen van dit artikel een artikel van een andere onderzoeksgroep gepubliceerd, waarin de onderzoekers laten zien dat ze met behulp van de eerder genoemde botsingen alle waargenomen röntgenbronnen in bolhopen kunnen verklaren.

De heldere röntgendubbelsterren in bolhopen kunnen dus worden verklaard door botsingen. Zo'n botsing is het meest waarschijnlijk wanneer een ster een (sub)reus is en in dat geval zal de begeleider van de neutronenster zeer waarschijnlijk een helium witte dwerg zijn. In het galactisch vlak is de sterdichtheid te gering voor zulke botsingen. Men vermoedt dat de heldere röntgendubbelsterren die daar worden waargenomen ontstaan zijn uit een inspiralisering van een ster met een neutronenster. In zo'n geval kan een helium witte dwerg, een koolstof-zuurstof witte dwerg of zelfs een zuurstof-neon witte dwerg ontstaan. Na de inspiralisering wordt impulsmoment verloren door gravitatiestraling, totdat de baanperiode zo kort is dat de witte dwerg zijn Roche-lob vult en materie gaat overdragen. Vanaf dat moment gaat de dubbelster röntgenstraling uitzenden en wordt de baanperiode weer langer.

Zo'n röntgendubbelster in het galactisch vlak is 2S 0918–549. Doordat dit systeem in optisch licht relatief zwak is en in röntgenstraling erg helder, bestaat het vermoeden dat het hier om een ultracompacte dubbelster gaat. Uit het röntgenspectrum van de dubbelster volgt dat de verhouding neon/zuurstof hoger is dan in bijvoorbeeld de Zon. Hieruit trokken onderzoekers de conclusie dat het hier om een zuurstof-neon witte dwerg zou gaan. In hoofdstuk 4 wordt echter de waarneming van een lange uitbarsting op de neutronenster van 2S 0918–549 besproken. Zulke lange röntgenuitbarstingen kunnen alleen worden verklaard wanneer helium en eventueel waterstof op het oppervlak van de neutronenster aanwezig is en dit kan weer alleen het geval zijn wanneer de begeleider helium (en eventueel waterstof) overdraagt naar de neutronenster. In een witte dwerg komt geen waterstof voor en helium is (nog) niet waargenomen. De vraag die we proberen te beantwoorden in hoofdstuk 4 is dus: wat is de donorster van 2S 0918–549?

Een zuurstof-neon witte dwerg lijkt uitgesloten, ten eerste omdat deze erg zeldzaam zijn (en er nog drie van deze dubbelsterren zijn waargenomen) en ten tweede omdat deze witte dwergen zwaarder zijn dan $1 M_{\odot}$ en om die reden waarschijnlijk uit elkaar worden gescheurd wanneer ze materie zouden overdragen naar een neutronenster. Dan blijven dus een helium witte dwerg en een koolstof-zuurstof (CO) witte dwerg over. We hebben modellen berekend voor sterren van verschillende massa's die eerst een heliumkern en later een CO-kern ontwikkelen. Hierin tonen we aan dat tijdens de waterstoffusie, die moet leiden tot de vorming van de heliumkern, zuurstof wordt afgebroken, terwijl er met neon niets gebeurt.

Om die reden is de neon/zuurstof-verhouding in een heliumkern of een helium witte dwerg dus hoog. Tijdens heliumfusie wordt juist veel zuurstof aangemaakt. In een CO-kern is de verhouding neon/zuurstof dus juist erg laag (zie Tabel 4.4 op pagina 76). We concluderen dat de donorster in 2S 0918–549 dus waarschijnlijk een helium witte dwerg is, gebaseerd op de lange röntgenuitbarsting en de hoge neon/zuurstof-verhouding. We stellen daarom in hoofdstuk 4 voor dat wanneer de materie-overdrachtsnelheid in 2S 0918–549 niet al te hoog is, er een grote hoeveelheid helium kan worden opgespaard voordat deze ontbrandt. Als de heliumlaag dan ontbrandt gebeurt dit in een lange uitbarsting, zoals is waargenomen. Wat we niet kunnen verklaren is dat er geen helium wordt waargenomen in het spectrum. Er is echter ook niet onomstotelijk bewezen dat er geen helium aanwezig is en dus zou een toekomstige waarneming van helium in 2S 0918–549 het bestaan van een heliumdonor kunnen bevestigen.

6.3.2 De vorming van dubbele witte dwergen

Wanneer een reuzenster zijn Roche-lob vult is de materie-overdracht vaak instabiel en kan een gemeenschappelijke mantel ontstaan, gevolgd door een inspiralisering van de twee sterren binnen de mantel (zie Figuur 6.4). Bij de inspiralisering komt baanenergie vrij uit de dubbelster. Om te schatten hoeveel de baanperiode korter wordt tijdens dit proces neemt men vaak aan dat er voldoende baanenergie vrij moet komen om de mantel te ontbinden en de ruimte in te sturen. De bindingsenergie van de stermantel, die we kunnen uitrekenen met behulp van een sterevolutiecode, geeft dus een idee van de hoeveelheid energie die moet worden vrijgemaakt uit de baan van de dubbelster en hieruit kunnen we de verandering in baanperiode tijdens de inspiralisering berekenen. Dit is de methode van ‘energiebalans’.

In hoofdstuk 5 gebruiken we deze methode om te evolucie van dubbele witte dwergen te reconstrueren. Aangezien deze witte dwergen vrijwel allemaal te licht zijn om niet in een dubbelster te zijn gevormd, en aangezien de dubbelsterbanen slechts enkele zonsstralen groot zijn (zie Tabel 5.1 op pagina 83), veel minder groot dus dan de reuzenster die zo’n witte dwerg produceert, weten we dat al deze witte dwergen gevormd moeten zijn na materie-overdracht in de dubbelster en dat de baanperiode tijdens de laatste materie-overdrachtsfase behoorlijk moet zijn geslonken. We proberen een aantal scenario’s, zoals stabiele materie-overdracht waarbij de begeleider al het gas invangt en we laten zien dat dit proces niet alle waargenomen dubbelsterren kan verklaren. Ook de inspiralisering met energiebalans blijkt niet voldoende te zijn om alle dubbelsterren te produceren. We gebruiken daarom de veronderstelling van andere onderzoekers dat in een inspiralisering niet de energie, maar het impulsmoment behouden is. Het blijkt dat een variant op deze methode inderdaad de waargenomen massa’s en baanperiodes van de dubbele witte dwergen kan verklaren, zonder dat er impulsmoment verloren gaat of geproduceerd wordt. We vinden ook dat het reproduceren van het gemeten leeftijdsverschil van de twee componenten in de dubbelster een stuk lastiger is. Een voorbeeld van een scenario waarin een dubbele hoofdreeksster via twee fases van een inspiralisering evolueert tot een dubbele witte dwerg is te vinden in Figuur 1.4 op pagina 13.