

ENTSTEHUNG VON WEISSEN ZWERGEN

Udo Dehm

1 Einleitung

Weißer Zwerge (WZ) stellen eine finale Entwicklungsphase eines Sterns dar. Sie entstehen aus Sternen geringer bzw. mittlerer Anfangsmassen ($M_i \leq 10 \pm 2 M_\odot$ [1]). Mehr als 97 % aller Sterne, darunter auch die Sonne, werden am Ende ihres Entwicklungszyklus zu WZ.

WZ haben keine nukleare Energiequelle. Durch Abgabe ihrer gespeicherten thermischen Energie durch Strahlung kühlen sie sich langsam ab und bekommen dadurch eine immer schwächer werdende Leuchtkraft.

Die durch Beobachtungen bestimmte typische Masse eines WZ beläuft sich auf $M_f \approx 0.6 M_\odot$. Dies hängt mit der Verteilung der Anfangsmassen der WZ-Vorgängersterne auf der Hauptreihe und dem Verlauf der Anfangsmassen (M_i)- Endmassen (M_f)- Relation (siehe Abschnitt 5) zusammen. Je flacher hierbei die $M_f(M_i)$ -Kurve verläuft, desto enger ist das Massenspektrum der WZ (siehe auch Abbildung 5.1).[5] Gleichzeitig weisen WZ eine Größe (Radius) vergleichbar der eines Planeten auf, was zu einer hohen Dichte, starken Oberflächenschwerebeschleunigung, geringen Leuchtkraft und hohen effektiven Temperatur führen kann. Bei sehr hohen Dichten besteht die Möglichkeit, dass das Elektronengas entartet. Dieses unterliegt der quantenmechanischen Beschreibung (Pauli Prinzip), die die Zustandsgleichungen bestimmt. Der durch das entartete Elektronengas aufgebrachte Druck wirkt der Gravitationskraft entgegen. Dies führt zu stabilen WZ. Durch den Grenzfall der vollständig relativistischen Entartung des Elektronengases ergibt sich zudem eine obere Grenzmasse, die sog. CHANDRASEKHAR Masse. Dieses beläuft sich auf ca. $1.44 M_\odot$. [4]

In dieser Ausarbeitung geht es um die Entstehung von Weißen Zwergen. Es werden zunächst die verschiedenen Haupttypen von WZ aufgezeigt. Anschließend werden in Abschnitt 3 anhand eines typischen WZ die einzelnen Phasen der Entstehung skizziert. In Abschnitt 4 geht es um den Mechanismus des Massenverlusts, den ein WZ während seiner Entwicklung erfährt. Zuletzt wird in Abschnitt 5 die Beziehung der Anfangsmasse eines Vorgängersterns und der Endmasse (Masse des WZ) betrachtet.

2 Haupttypen von Weißen Zwergen

In diesem Abschnitt werden die verschiedenen Typen von Weißen Zwergen aufgezeigt. Prinzipiell existieren drei verschiedene Haupttypen von Weißen Zwergen, die nach ihrer chemischen Zusammensetzung unterschieden werden: Kohlenstoff-Sauerstoff-WZ (CO-WZ), Sauerstoff-Neon-Magnesium-WZ (ONeMg-WZ) und Helium-WZ (He-WZ).

Wie bereits erwähnt beenden Sterne niedriger bzw. mittlerer Masse ihre Lebenszeit als WZ. Je nach Anfangsmasse¹ M_i eines Sterns entstehen durch Massenverlust auf dem asymptotischen Riesenast (AGB, von engl. 'asymptotic giant branch') entweder CO-WZ oder ONeMg-WZ. Hierbei kann jeweils eine obere Grenze der Anfangsmassen festgelegt werden; einerseits durch die beobachtete M_i - M_f -Relation für CO-WZ, andererseits durch theoretische Argumente für ONeMg-WZ.

ZAMS- Sterne mit Anfangsmassen $M_i \lesssim 8 M_\odot$ entwickeln sich zu CO-WZ.[3] Nach dem zentralen Heliumbrennen reicht die Masse des Sterns nicht aus, um eine ausreichend hohe Temperatur im Zentrum des Sterns zu erzeugen, die zur Zündung von Kohlenstoff und Sauerstoff notwendig wäre.[7] Die Verteilung der Anfangsmassen auf der Hauptreihe und die M_i - M_f -Relation führen dazu, dass die meisten WZ im Universum CO-WZ sind. Deshalb wird in Abschnitt 3 eine genauere Betrachtung der Entstehung von solchen 'typischen' WZ herangezogen.

Sterne mit Anfangsmasse im Bereich $M_i \approx 8 - 10 M_\odot$ beenden ihre Lebenszeit als ONeMg-WZ.[3] Hier führt die Kernkontraktion nach dem zentralen He-Brennen direkt zum Zünden des Kohlenstoffbrennens.[7]

Ca. 10 % der WZ besitzen Massen, die unter $M_f = 0.4 M_\odot$ liegen. Da die heutigen Galaxien noch nicht alt genug sind, um solche WZ durch die Entwicklung eines einzelnen Sterns hervorzubringen, müssen diese WZ in Doppelsternsystemen entstanden sein. Solche Doppelsternsysteme können sowohl massearme CO-WZ als auch He-WZ hervorbringen. Für He-

¹Mit Anfangsmasse ist die Masse eines ZAMS- Sterns gemeint (von engl. 'zero age main sequence' - Alter Null-Hauptreihe), d.h. die Masse eines Hauptreihensterns zu Beginn des zentralen Wasserstoffbrennens.

WZ ist diese Art der WZ-Entstehung sogar die einzige Möglichkeit, da der Massenverlust von massearmen Sternen ($M_i \lesssim 2.5 M_\odot$) bei der Einzelsternentwicklung auf dem ersten Riesenast, d.h. vor dem Zünden des He-Brennens, zu gering ist, um die Hülle in diesen Sternen abzutragen. In Doppelsternsystemen entzieht ein Begleitstern dem nun sichtbaren He-WZ durch Massentransfer die Hülle, bevor dieser die Rote Riesen Entwicklungsphase beenden kann.[1]

3 Entstehung eines typischen WZ

Im Folgenden wird das Entstehen eines typischen WZ (CO-WZ) anhand eines HERTZSPRUNG-RUSSEL Diagramms (siehe Abbildung 3.1) beschrieben. Darin sind die wichtigsten Entwicklungsphasen des WZ eingezeichnet. Betrachtet wird in diesem konkreten Fall ein ZAMS- Stern mit $M_i = 3.5 M_\odot$, der nach seiner Entwicklung in einem CO-WZ mit Masse $M_f = 0.66 M_\odot$ resultiert. Der hier beschriebene Vorgang folgt vor allem ALTHAUS et al.[1] Für eine detailliertere Beschreibung siehe CARROLL & OSTILIE [2], KIPPENHAHN et al.[3], sowie RITTER [4, 5].

Während des zentralen Wasserstoffbrennens entwickelt sich der Stern auf der Hauptreihe. Nachdem der Wasserstoff erschöpft ist, bläht sich der Stern zu einem roten Riesen auf, in dessen Zentrum Helium zu Kohlenstoff und Sauerstoff verbrannt wird.

Nach der Phase des zentralen Heliumbrennens geht die Sternentwicklung hin zur AGB-Phase. In dieser Phase tritt das Heliumbrennen in einer das Zentrum umgebenden äußeren dünnen Schale auf. Diese wird instabil und der Stern durchläuft wiederkehrende thermische Instabilitäten, sog. thermische Pulse. Durch die sich nach außen bewegende He-fusionierende Schale vergrößert sich die Masse des CO-Kerns. Außerdem wird während dieser Phase ein Großteil der wasserstoffreichen Hülle abgestoßen (mehr zum Mechanismus des Massenverlusts siehe Abschnitt 4).

Nachdem die Hülle abgegeben wurde, bewegt sich der Überrest des Sterns relativ schnell nach links im HERTZSPRUNG-RUSSEL Diagramm, d.h. die Effektivtemperatur nimmt zu. Es kann zur Entstehung eines planetarischen Nebels kommen.² In dieser Phase liegen die direkten Vorfahren der WZ als Zentralster-

²Ob ein planetarischer Nebel entsteht, hängt vom Verhältnis der Zeitskala, mit der die Hülle expandiert, d.h. das Gas sich verdünnt und der Zeitskala auf der der Proto-WZ eine Effektivtemperatur von $T_{\text{eff}} \gtrsim 30000 \text{ K}$ erreicht, ab. Beide Zeitskalen, insbesondere aber letztere hängen von der Masse des künftigen WZ ab. Bei WZ-Massen von $M_f \gtrsim 0.6 M_\odot$, wie im vorliegenden Beispiel, erreicht der Proto-WZ eine ausreichend hohe Effektivtemperatur in so kurzer Zeit, dass der Nebel optisch dick ist solange der WZ heiß und leuchtkräftig ist. Wenn der Nebel optisch dünn wird ist die UV-Strahlung des WZ zu gering, um den Nebel noch zu ionisieren. Bei WZ-Massen von $M_f \lesssim 0.55 M_\odot$ benötigt der Proto-WZ so lange um die nötige Effektivtemperatur zu erreichen, dass sich der Nebel schon aufgelöst hat, bevor er ionisiert werden kann.

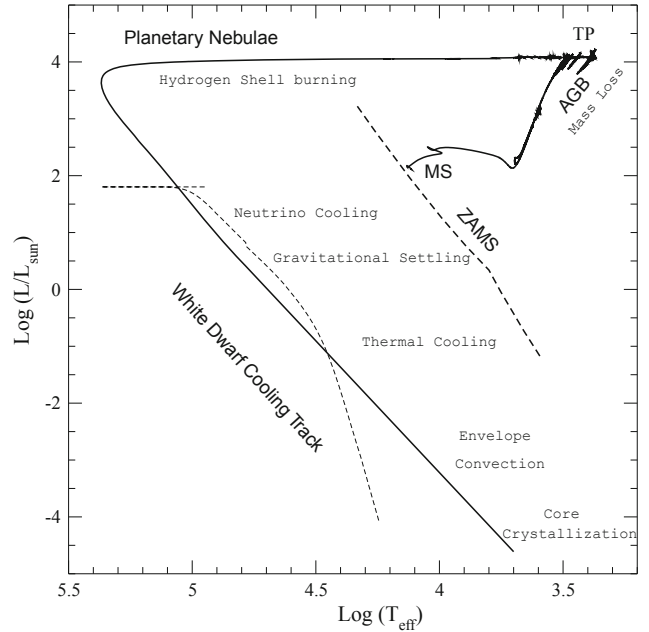


Abb. 3.1: In diesem HERTZSPRUNG-RUSSEL Diagramm wird die Entstehung eines typischen Weißen Zwergs dargestellt. Es wird die vollständige Entwicklung eines $3.5 M_\odot$ Sterns von der ZAMS-Phase über die AGB- und Planetarische Nebel-Entwicklungsphase aufgezeigt.[1, S. 498]

ne in einem Gas- bzw. Plasmagemisch, welches durch den Massenverlust des Sterns entstanden ist, vor. Da in dieser Phase kein Wasserstoff mehr vorhanden ist, kommt die Energiegewinnung durch nukleare Fusion vollständig zum Erliegen. Die Oberflächenleuchtkraft verringert sich stark und der Stern betritt die finale Phase seiner Lebenszeit, die Phase der Weißen Zwerge.

Der WZ entwickelt sich anschließend mit fast konstantem Radius im HERTZSPRUNG-RUSSEL Diagramm entlang einer diagonalen Linie im WZ-Gebiet. Durch Abgabe der gespeicherten thermischen Energie kühlt der WZ immer weiter ab, wobei auch seine Leuchtkraft abnimmt.

4 Der prinzipielle Mechanismus: Verlust der wasserstoffreichen Hülle

Es gibt mehrere Möglichkeiten für Sterne geringer bzw. mittlerer Massen ihre Hüllen zu verlieren. Sie erleiden überwiegend in den späten Entwicklungsphasen (bei hoher Leuchtkraft, großem Radius, niedriger Effektivtemperatur) einen nennenswerten Massenverlust. Nach Verlust der Hülle kann diese als Gas oder Plasma den Überrest des Sterns als sog. Planetarischen Nebel umgeben (siehe auch Abschnitt 3).

Massenverluste können zum einen durch stellare Winde (ähnlich dem Sonnenwind) entstehen. Hier können neutrale oder geladene Gasteilchen durch hohe ki-

netische Energien das Gravitationspotential des Sterns verlassen. Außerdem können staubgetriebene Winde der dominierende Effekt für den Massenverlust sein. Durch Strahlung wird hierbei ein Druck auf den in der abströmenden Hülle sich bildenden Staub ausgeübt. Diese staubgetriebenen Winde können zudem durch Stoßwellen, die durch Pulsationen ausgelöst werden, verstärkt werden. Ein weiterer Mechanismus für einen Massenverlust ist der Abwurf der Hülle aufgrund von dynamischen Instabilitäten, die z.B. durch Rekombination des Wasserstoffs entstehen.

Desweiteren kann, wie bereits oben erwähnt, ein Massentransfer in geeigneten Doppelsternsystemen stattfinden. Ein solches System kann z.B. aus einem HR- Stern und dem Vorgängerstern des WZ bestehen. Hierbei können die Außenbereiche des WZ-Vorläufers, der sich als Folge seiner Entwicklung sehr stark ausdehnt und dabei umso größer wird je größer die Masse des Proto-WZ ist, in den Anziehungsbereich seines Begleiters gelangen, sofern der Abstand der beiden Sterne klein genug ist.

5 Die Anfangsmassen- Endmassen- Relation

Die Anfangsmassen- Endmassen- Relation stellt die Masse M_f eines WZ mit der Masse M_i seines Hauptreihen- Vorgängersterns in Zusammenhang. Sie quantifiziert also den gesamten Massenverlust eines Sterns während seiner Entwicklung und ist daher ein wichtiger Informant für das Verständnis von chemischen Zusammensetzungen und der Effizienz von Sternentstehung in Galaxien. Sie gibt auch Auskunft über Art und Zeitpunkt des Massenverlusts. Abbildung 5.1 zeigt einen typischen Verlauf der $M_f(M_i)$ Beziehung. Der beobachtete Verlauf der $M_i - M_f$ - Relation legt nahe, dass der Massenverlust auf dem AGB (nach dem zentralen Heliumbrennen) sehr schnell erfolgen muss (nur wenige thermische Pulse), da die Anfangskernmasse auf dem AGB nicht viel kleiner ist als $M_f(M_i)$. Diese Aussage wird auch gestützt durch die Beobachtung von planetarischen Nebeln. Demnach muss ein wesentlicher Teil der Hüllenmasse auf einer Zeitskala, die vergleichbar oder kleiner ist als die Lebensdauer der Phase der planetarischen Nebel, abgestoßen worden sein.

Die $M_i - M_f$ - Relation kann u.a. auf der Grundlage von WZ, die sich in einem Sternhaufen (Cluster) befinden, bestimmt werden. Hierzu werden von WZ im Haufen Spektren genommen, mit deren Hilfe dann die Oberflächenbeschleunigung g und die Effektivtemperatur T_{eff} der WZ ermittelt wird. Mit theoretischen Modellen für verschiedene WZ- Massen kann der Verlauf der Abkühlphase der WZ simuliert werden. Durch Vergleich eines bestimmten $g - T_{\text{eff}}$ Paares

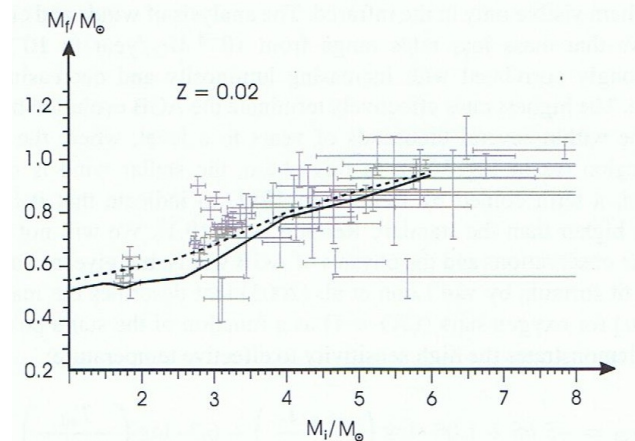


Abb. 5.1: Die Anfangsmassen- Endmassen- Relation. Dargestellt sind experimentelle Daten mit Fehlerbalken, sowie eine empirische Relation (gestrichelte Linie) und eine theoretisch berechnete Beziehung (durchgezogene Linie). Theoretische Berechnungen basieren auf einem theoretischen AGB Entwicklungsmodell für eine Metallizität $Z = 0.02$. [3, S. 432]

mit den theoretischen Rechnungen kann auf die Masse M_f , sowie die Abkühlzeit t_{cool} eines WZ geschlossen werden. Durch theoretische Isochronen- Fits kann andererseits das Alter des Sternenhaufens t_{clus} bestimmt werden. Die Differenz aus $t_{\text{clus}} - t_{\text{cool}}$ ergibt die Lebenszeit t_{prog} des Vorgängers des WZ von der Hauptreihe bis zum Start der WZ- Abkühlung. Unter Zuhilfenahme von Massen-Lebenszeit Beziehungen von theoretischen, stellaren Entwicklungsmodellen kann von t_{prog} direkt auf die Anfangsmasse M_i des Vorgängersterns geschlossen werden. [6]

Mit dieser relativ aufwendigen Bestimmung der $M_i - M_f$ - Relation ist diese auch anfällig für Unsicherheiten. Die größte systematische Unsicherheit kommt von der Altersbestimmung des Sternhaufens. Auch experimentelle Unsicherheiten bei der Bestimmung von g und T_{eff} sind ebenfalls zu beachten.

WZ allgemein sind Gegenstand aktueller Forschung, im Speziellen insbesondere auch die $M_i - M_f$ - Relation. Immer bessere technische Hilfsmittel und fortgeschrittenere theoretische Modelle resultieren in einer exakteren Bestimmung der $M_i - M_f$ - Relation. Salaris et al. [6], Williams et al. [7], Zhao et al. [8] u.v.m. widmen sich deshalb der $M_i - M_f$ - Relationsbestimmung.

Als Ergebnis finden alle Nachforschungen, dass massereichere Vorgängersterne sich zu massereicheren WZ entwickeln. Beobachtungen lassen aufgrund ihrer großen Unsicherheiten (siehe Abbildung 5.1) eine lineare Beziehung ($M_f \propto M_i$) zu. Allerdings könnten verschiedene Steigungen (in $M_i - M_f$ - Diagrammen) in verschiedenen Massenbereichen vorliegen. Lineare

Fits an die Messwerte sind zum jetzigen Forschungsstand letztendlich Ergebnisse des Wunsches nach Einfachheit. Je nach den angenommenen Massenverlustmechanismen und Massenverlustsraten zeigen theoretische Rechnungen, dass die $M_i - M_f$ -Relation nicht linear sein muss.

Zudem wird eine Abhängigkeit von der Metallizität festgestellt. Zhao et al. [8] fanden einen klaren Trend, der zeigt, dass für eine gegebene Anfangsmasse, metallreichere Vorgängersterne einen höheren Massenverlust auf dem asymptotischen Riesenast erfahren. Dies hat zur Folge, dass die gebildeten WZ weniger Masse haben und die $M_i - M_f$ -Relation flacher verläuft. Auch Williams et al. [7] kamen zu der Erkenntnis, dass in metallreicheren Systemen (z.B. Galaxien) masseärmere WZ vorliegen.

Literatur

- [1] ALTHAUS, L. G. ; CÓRSICO, A. H. ; ISERN, J. ; GARCÍA-BERRO, E.: Evolutionary and pulsational properties of white dwarf stars. In: *The Astronomy and Astrophysics Review* 18 (2010), 471-566. <http://dx.doi.org/10.1007/s00159-010-0033-1>. – DOI 10.1007/s00159-010-0033-1. – ISSN 0935-4956
- [2] CARROLL, B. W. ; OSTLIE, D. A.: *An Introduction to Modern Astrophysics*. Massachusetts : Addison-Wesley, 1996
- [3] KIPPENHAHN, R. ; WEIGERT, A. ; WEISS, A.: *Stellar Structure and Evolution*. 2. Ed. Berlin : Springer Verlag, 2013
- [4] RITTER, H.: Vorlesungsskript Innerer Aufbau und Entwicklung von Sternen I. <http://www.mpa-garching.mpg.de/mpa/lectures/lectures-de.html>
- [5] RITTER, H.: Vorlesungsskript Innerer Aufbau und Entwicklung von Sternen II. , Nr. 29, 32, 33. <http://www.mpa-garching.mpg.de/mpa/lectures/lectures-de.html>
- [6] SALARIS, M. ; SERENELLI, A. ; WEISS, A. ; BERTOLAMI, M. M.: Semi-empirical White Dwarf Initial-Final Mass Relationships: A Thorough Analysis of Systematic Uncertainties Due to Stellar Evolution Models. In: *The Astrophysical Journal* 692 (2009), Nr. 2, 1013. <http://stacks.iop.org/0004-637X/692/i=2/a=1013>
- [7] WILLIAMS, K. A. ; BOLTE, M. ; KOESTER, D.: Probing the Lower Mass Limit for Supernova Progenitors and the High-Mass End of the Initial-Final Mass Relation from White Dwarfs in the Open Cluster M35 (NGC 2168). In: *The Astrophysical Journal* 693 (2009), Nr. 1, 355. <http://stacks.iop.org/0004-637X/693/i=1/a=355>
- [8] ZHAO, J. K. ; OSWALT, T. D. ; WILLSON, L. A. ; WANG, Q. ; ZHAO, G.: The Initial-Final Mass Relation among White Dwarfs in Wide Binaries. In: *The Astrophysical Journal* 746 (2012), Nr. 2, 144. <http://stacks.iop.org/0004-637X/746/i=2/a=144>