



Präsentationen der Professoren

[Eigenschaften, Sternentstehung](#) ⓘ
[Sternarten und Sternentwicklung](#) ⓘ

Weitere interessante Infos

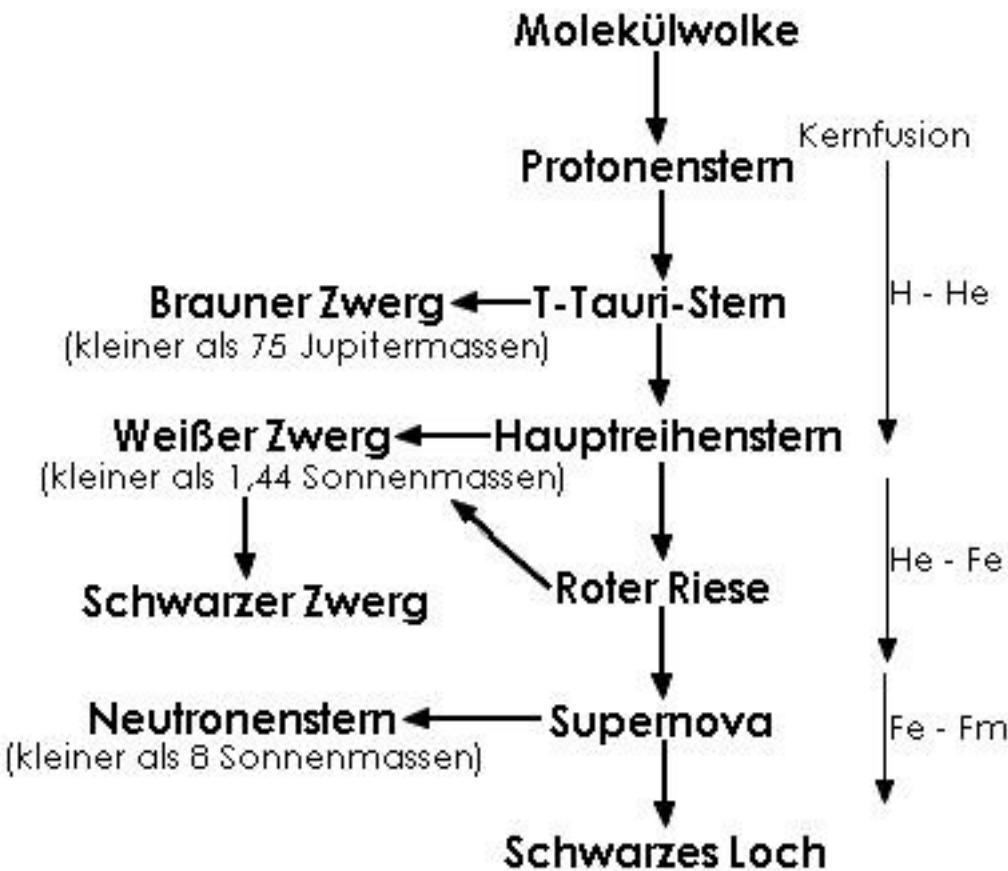
[Astronomia](#) ⓘ
[Sternengeschichten](#) ⓘ

Inhalt

Überblick.....	2
Molekülwolken	4
Was an der Sternentstehung noch unklar ist.....	5
Protonensterne	6
T-Tauri-Sterne.....	7
Hauptreihensterne.....	9
Protoplanetare Scheiben (Keplerscheiben)	11
Rote Riesen	12
Weiße Zwerge.....	13
Supernova-Typ 1	14
Supernova-Typ 2	14
Ablauf von Supernovae	14
Nebel von Supernovae	14
Neutronensterne	16
Schwarze Löcher	17
Mehrfachsternsysteme	18
Variable Sterne.....	21
Stellare Winde.....	23
Sternbewegungen	24
Sterngruppen (Assoziationen)	24
Sternhaufen	25

Überblick

Im Skriptum werden sowohl Sternentwicklung als auch die Sternarten beschrieben, weil die Eigenschaften der einzelnen Sternarten meistens direkt aus der Entwicklung hervorgehen bzw. die weitere Entwicklung des Sterns beeinflussen.

**Abb.6.1.: Die Sternentwicklung**

Sterne entstehen in einem planetarischen Nebel, der sich in den Spiralarmen einer Galaxie befindet. Wenn die Masse zu klein für eine Kernfusion ist (unter 75 Jupitermassen), fallen sie aufgrund ihrer Eigengravitation zusammen und werden zu braunen Zwergen. Wenn die Masse groß genug ist, fangen sie mit der Kernfusion von Wasserstoff zu Helium an. Durch diese Energie blähen sie sich auf und erzeugen Wärme und Licht. Man nennt solche Sterne Hauptreihensterne. Auch unsere Sonne ist ein Hauptreihenstern. Irgendwann wird der Stern alle seine Wasserstoffatome in Heliumatome umgewandelt haben. Es gibt zwar Elemente, in die man Helium weiter fusionieren kann, aber dafür braucht man noch mehr Masse. Wenn der Stern nicht die erforderliche Masse (1 Sonnenmasse, die Sonne schafft es gerade noch sich zu einem roten Riesen aufzublähen) besitzt, fällt er ähnlich wie ein brauner Zwerg wegen seiner Gravitation in sich zusammen. Der einzige Unterschied: Er hat noch etwas Energie von der Kernfusion über und kann noch nachglühen. Deshalb schaut er für uns weiß aus und wird als weißer Zwerg bezeichnet. Irgendwann hat er auch nicht mehr genug Energie zum nachglühen und wird zu einem schwarzen Zwerg, das ist aber noch nie vorgekommen, weil unser Universum noch nicht alt genug ist. Wenn ein Stern, so wie unsere Sonne, genug Masse hat, die Kernfusion fortzusetzen, entstehen alle Elemente, die sich im Periodensystem zwischen Helium und Eisen befinden. Durch die Energie, die bei dieser Kernfusion frei wird, bläht sich der Stern noch weiter auf und leuchtet rötlich. Jetzt wird er als roter Riese bezeichnet. Auch der größte Stern den wir kennen (Betelgeuze), ist ein roter Riese. Wenn der Stern alle seine Moleküle zu Eisen fusioniert hat, gibt es keine weitere Möglichkeit mehr, Energie durch Kernfusion zu erzeugen. Schließlich ist Eisen bereits das Element, das die meiste Energie besitzt. (Alle Elemente, die sich im Periodensystem hinter Eisen befinden, besitzen weniger Energie. Deshalb kann man auch in diesem Bereich durch Kernspaltung Energie erzeugen). Spätestens jetzt fällt der Stern aufgrund seiner Gravitation zusammen. Wenn er eher klein ist

(unterhalb der Chandrasekhhargrenze von 1,44 Sonnenmassen), wird er, so wie ein Hauptreihenstern, zu einem weißen Zwerg. Wenn seine Masse groß ist, ist die Auswirkung seiner Gravitation verheerender. Es kommt zu einer riesigen Explosion, einer sogenannten Supernova. Dabei entstehen alle natürlichen Elemente, welche sich im Periodensystem jenseits von Eisen befinden. Am Ende ist die Masse so sehr verdichtet, dass nicht einmal funktionierende Atome existieren. Es entsteht ein Neutronenstern, der bläulich leuchtet. Wenn die Masse des roten Riesen größer als 8 Sonnenmassen ist, wird die Masse durch die Supernova sogar so stark verdichtet, dass die Entweichgeschwindigkeit größer als die Lichtgeschwindigkeit ist. In diesem Fall leuchtet der Stern nicht mehr, weil das Licht nicht mehr schnell genug ist, um dem Stern zu entkommen. Es handelt sich um ein schwarzes Loch. Ein schwarzes Loch können wir nur noch indirekt oder durch Gravitationswellen messen. Deshalb wissen wir wenig über schwarze Löcher.

Molekülwolken



20% der Gasmasse unseres Universums befindet sich in sogenannten „Molekülwolken“. Das heißt, die Masse wird nicht von einem Himmelskörper angezogen, sondern es ist nur Gas, das sich gegenseitig anzieht. Durch diese Gravitation wird das Gas sehr stark zusammengedrückt. So kommt es, dass diese 20% der Gasmasse nur 1% des Gasvolumens ausmachen. An den Stellen, an denen sich Magnetfelder oder Turbulenzen befinden, kann sich die Gaswolke nicht so stark zusammenziehen. Ein Beispiel für so eine Molekülwolke ist der Orionnebel. Irgendwann ist der Druck so stark, dass die Atome kaputt gehen. Es entwickelt sich ein neuer Aggregatzustand, das Plasma (Das ist ein vierter Aggregatzustand zusätzlich zu fest, flüssig und gasförmig. Wir kennen ihn zum Beispiel vom Feuer). Da jetzt auch der Platz innerhalb der Atome ausgefüllt werden kann, kann sich der Teil der Gaswolke, mit den kaputten Atomen,

noch stärker zusammenziehen. Die Geschwindigkeit (τ) mit der das passiert, hängt nur von der Dichte (ρ) der Wolke ab.

$$\tau \approx \frac{1}{\sqrt{G\rho}}$$

Insgesamt kollabiert eine Molekülwolke durchschnittlich 4-Millionen Jahre lang. Die Atome versuchen sich währenddessen wieder zu stabilisieren. Wenn genug Atome da sind, gelingt das auch: Die Wasserstoffmoleküle fusionieren sich zu Helium und die dadurch entstehende Energie ist stark genug, um den Stern vor noch weiterem Kollabieren zu schützen. Es entsteht ein Hauptreihenstern wie unsere Sonne. Wenn nicht genug Atome da sind, haben sie keine Chance durch Kernfusion der Gravitation entgegenzuwirken. Irgendwann ist der Stern so stark verdichtet, dass gar keine Kernfusion möglich ist. Deshalb kann er auch weder Wärme noch Licht abgeben. Es entsteht ein Himmelskörper, der einem Planeten sehr stark ähnelt. Er wird in der Astronomie als brauner Zwerg bezeichnet.

[In diesem Skriptum wurden die Molekülwolken nur in Bezug auf die Sternentwicklung beschrieben. Mehr Informationen über Molekülwolken gibt es im Skriptum über das ISM ⓘ](#)

Was an der Sternentstehung noch unklar ist

Auf den ersten Blick erscheint die Sternentstehung logisch. Wenn man diesen Prozess genauer durchdenkt, kommt man darauf, dass einige Entwicklungen so nicht funktionieren können, wie es die Theorie beschreibt.

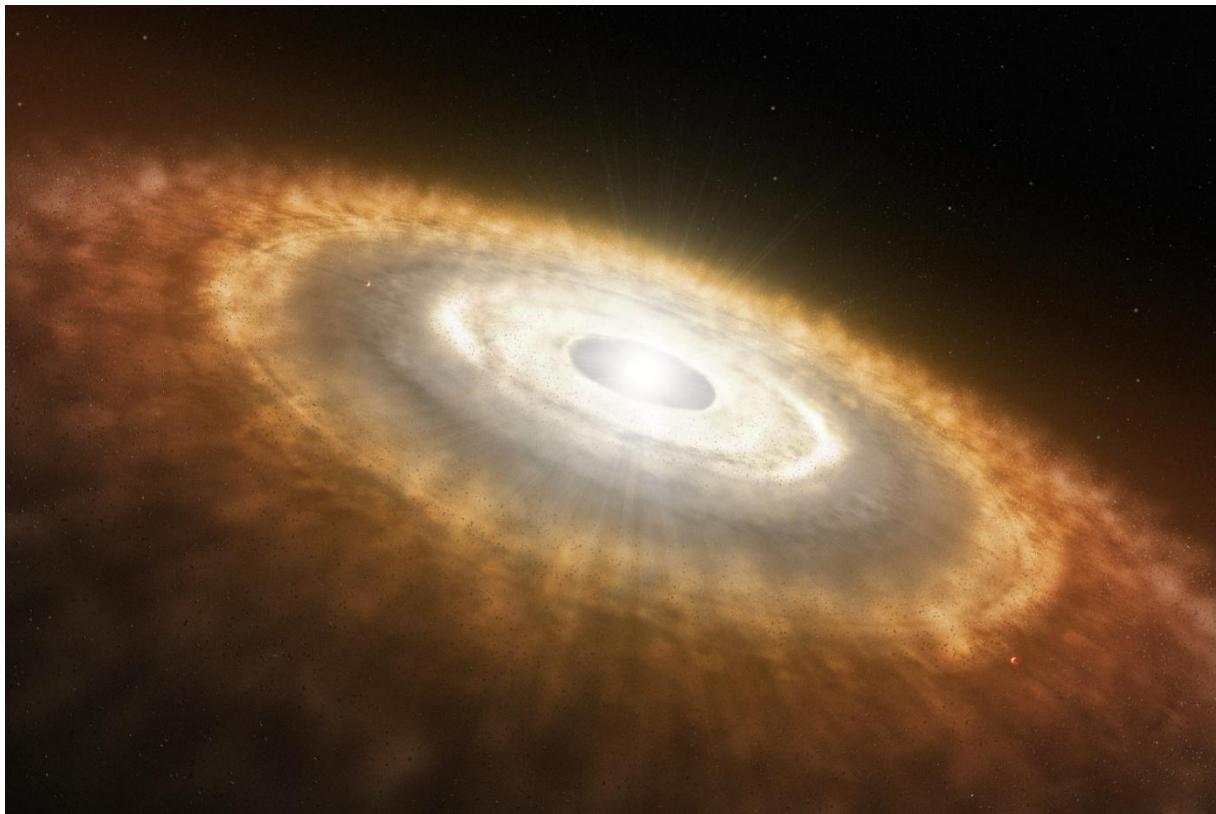
Masse: Die Masse einer Molekülwolke ist viel zu groß, um zu einem Hauptreihenstern oder zu einem braunen Zwerg zu kollabieren. Laut Computerberechnungen müsste die Molekülwolke gleich zu einem schwarzen Loch kollabieren.

Jeansinstabilität: Die Molekülwolken sind so ausgedehnt, dass sie gar nicht gravitativ zusammenhalten dürften. Stattdessen sollten sie von anderen Himmelskörpern angezogen werden, die es in und in der Umgebung von Molekülwolken ausreichend gibt und von dieser Gravitation auseinandergerissen werden.

Geschwindigkeit: Jeder Stern rotiert. Je weiter außen, desto schneller ist die Rotation. Das wird anschaulich klar, wenn man sich ein Karussell vorstellt. Steht man am Karussell weit innen, dreht man sich nur langsam. Steht man am Rand des Karussells bewegt man sich sehr schnell. Die Molekülwolken sind so groß, dass die Rotation der Molekülwolken außen schneller als die Lichtgeschwindigkeit sein müsste und das widerspricht der Relativitätstheorie.

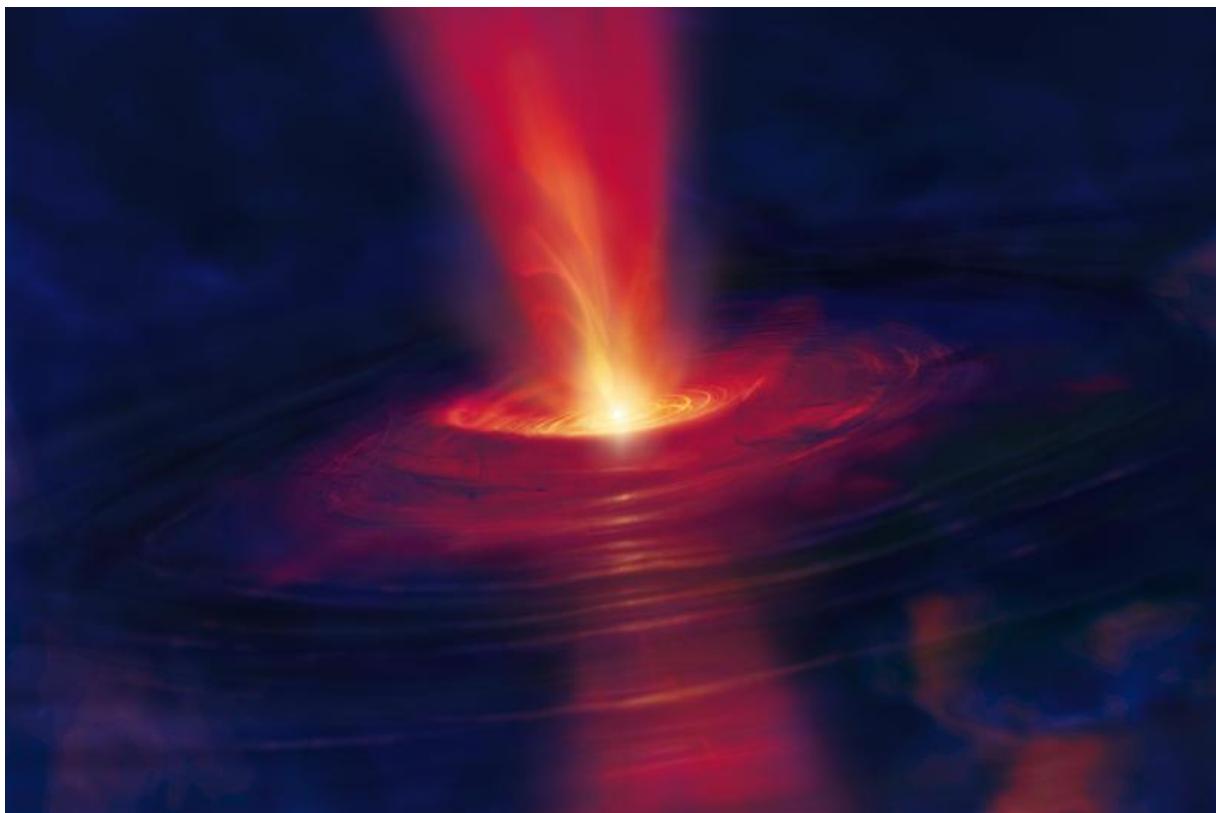
Magnetfeld: Für die Sternentstehung ist ein Magnetfeld erforderlich, dass so stark wäre, dass der Stern kollabieren würde.

Protonensterne



Während der Stern von einer Molekülwolke zu einem Hauptreihenstern oder einem braunen Zwerg zusammenfällt, nennt man ihn Protonenstern. Ein Protonenstern ist nicht im stellaren Gleichgewicht, er fällt ja in sich zusammen, also wirkt mehr Energie nach innen als nach außen. Die Ausdehnung hängt sehr stark vom Alter ab: Am Anfang ist der Protonenstern so groß wie eine Molekülwolke, am Ende - je nach Art des Protonensterns - entweder so groß wie ein kleiner Hauptreihenstern oder überhaupt nur noch so groß wie ein brauner Zwerg. Die Kernfusion fängt schon an, bevor der Stern eine stabile Masse erreicht hat. Das ist notwendig, weil die Masse eines Hauptreihensterns ohne Kernfusion nicht stabil wäre. Durch die Kernfusion kann auch ein Protonenstern schon Wärme und Licht erzeugen. Auch die Wechselwirkungen mit der Umgebung - wie zum Beispiel über Sonnenwinde - findet bereits in Protonensternen statt.

T-Tauri-Sterne

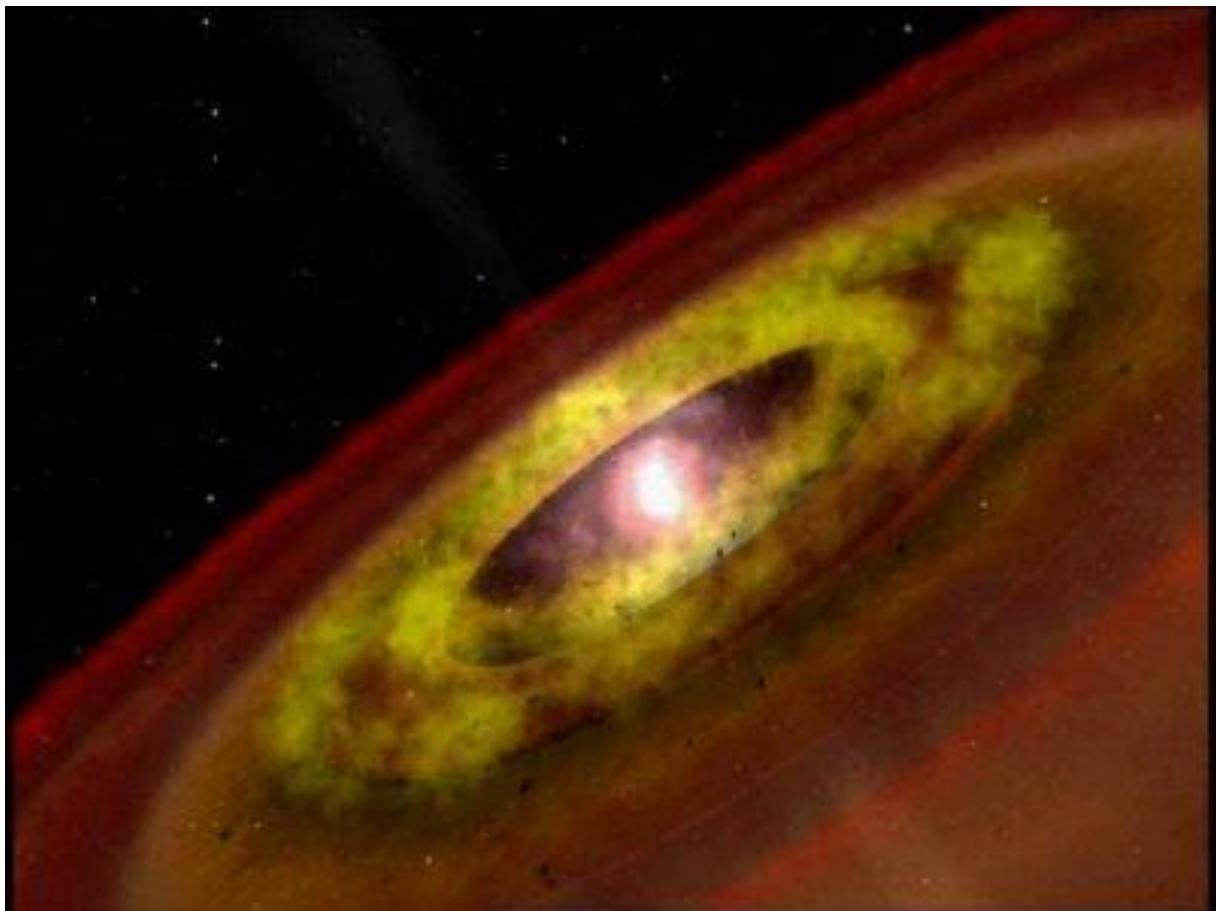


Die Protonensterne fallen mit einer sehr hohen Geschwindigkeit in sich zusammen. Es erscheint also logisch, dass sie nicht abrupt stehenbleiben, wenn sie die Größe eines Hauptreihensterns erreicht haben.

Stattdessen machen sie eine ähnliche Entwicklung durch, wie ein Pendel. Ein Pendel wird von der Gravitation nach unten gezogen. Am tiefsten Punkt bleibt das Pendel nicht abrupt stehen, sondern fliegt wegen der Trägheit weiter und verlangsamt sich bis die Gravitationskraft in die andere Richtung die Überhand gewinnt.

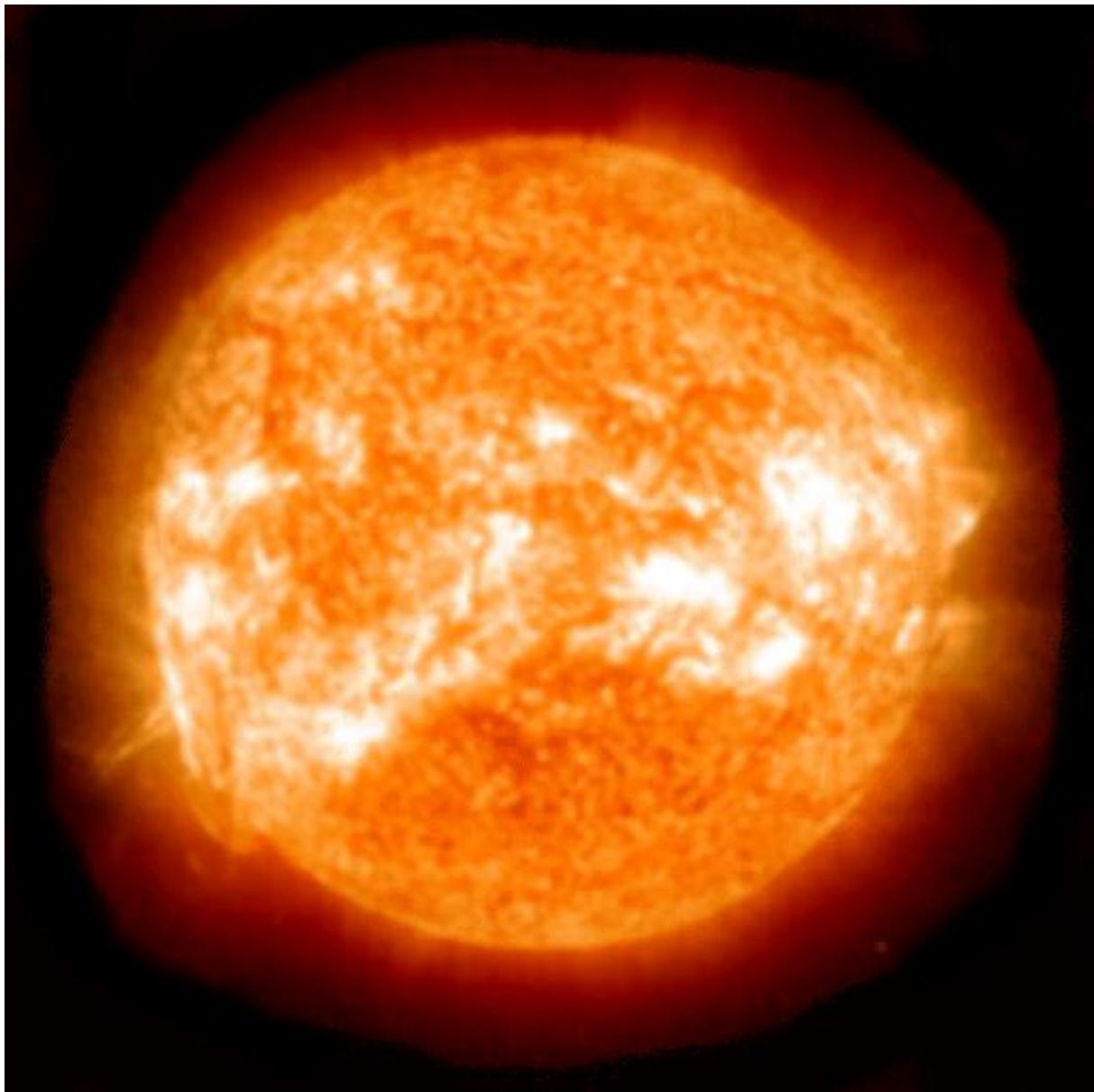
Auch bei den Protonensternen ist es so, dass sie zuerst beim Überschreiten der stabilen Masse nur langsamer werden. Erst wenn sie schon etwas kleiner sind, nimmt die Kernfusion wieder überhand und dehnt den Stern wieder bis über die stabilen Masse hinaus. So pendelt der Stern zwischen 0,7 und 3 Sonnenmassen bzw. zwischen den Spektralklassen F und M hin- und her. Während dieser Phase heißt der Stern T-Tauri-Stern. Die T-Tauri-Sterne wurden nach dem als erstes entdeckten T-Tauri-Stern T-Tauri benannt, ähnlich wie die Monde von anderen Planeten nach unserem Mond benannt wurden

Ein Pendel hört wegen des Luftwiderstands sehr schnell zu schwingen auf. Im Universum gibt es keine Luft, sodass der Stern nur von der Reibung des interstellaren Mediums leicht gebremst wird. Dadurch kann der Stern hunderte Jahre lang hin- und herpendeln.

T-Tauri

Der bekannteste (weil von uns aus gesehen mit 141pc Entfernung nächste) T-Tauri-Stern heißt T-Tauri. Die Eigenschaften des Sterns sind deswegen besonders interessant, weil man mit seiner Hilfe auch auf die Eigenschaften von anderen T-Tauri-Sternen schließen kann, die weniger bekannt sind. T-Tauri ist 10-Millionen Jahre alt und hat dauerhaft weniger als 3 Sonnenmassen. (Die genaue Masse variiert wegen der Pulsationen). Er rotiert sehr schnell mit einer Geschwindigkeit von 20km/s. Zum Vergleich: Ein Passagierflugzeug fliegt nicht einmal mit 3km/s, die Erde rotiert gar nur mit einem halben Kilometer pro Sekunde. Die hohe Rotationsgeschwindigkeit hat auch verheerende Auswirkungen auf das Magnetfeld des Sterns, sodass oft eine Gischt aus Plasma (ein sogenannter Jet) von T-Tauri nach oben fließt. T-Tauri befindet sich in einem Dreifachsystem, das heißt, dass drei T-Tauri-Sterne gegenseitig umeinander kreisen. T-Tauri ist davon der größte und deshalb für uns besser sichtbar als die anderen zwei. Wir haben in unserer Umgebung beobachtet, dass sich die meisten T-Tauri-Sterne in einem Mehrfachsystem befinden.

Hauptreihensterne



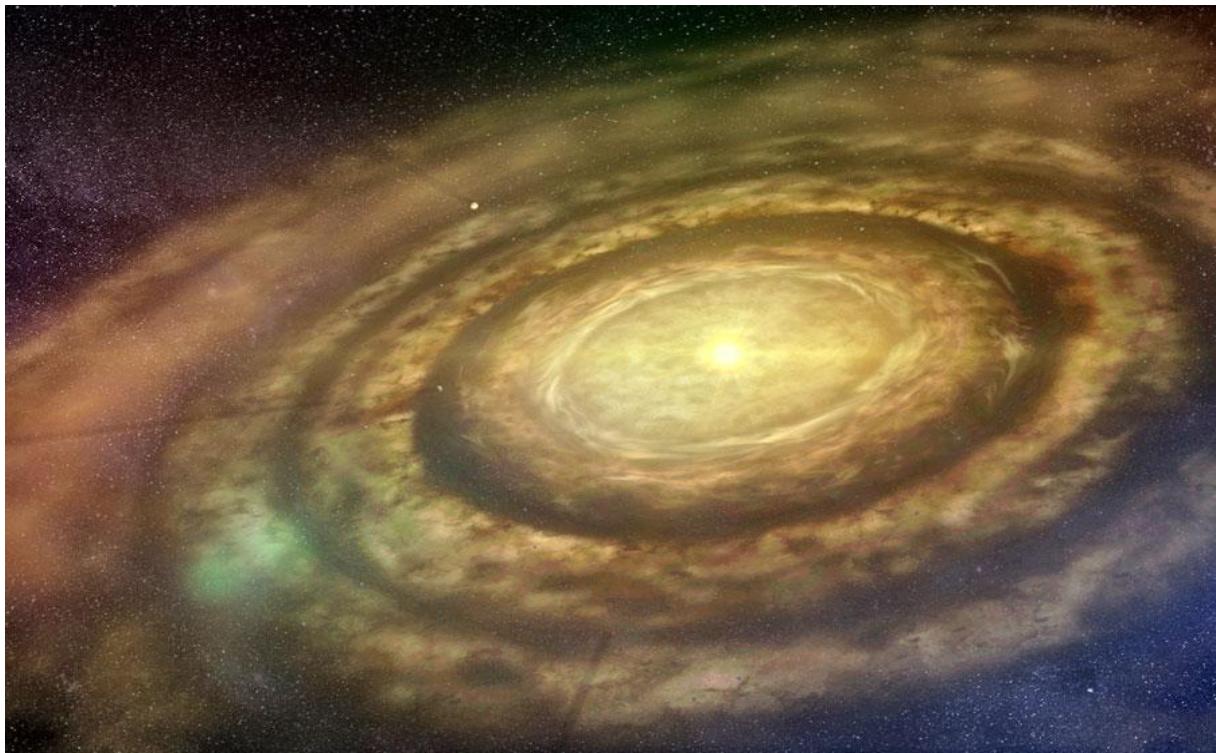
Wenn der Stern eine Phase erreicht hat, bei der die Gravitationsenergie und die Energie der Kernfusion gleich stark sind, sodass der Stern eine stabile Größe hat, nennt man ihn Hauptreihenstern. Diese Bezeichnung kommt daher, dass sich die Hauptreihensterne im Hertzsprung-Russel-Diagramm entlang einer großen Linie aneinanderreihen. Insgesamt nimmt die Masse eines Sterns zu, weil seine Gravitation immer mehr Material aus der Umgebung ansaugt. Die Massenabspaltungen (z.B. beim Sonnenwind) sind um einiges kleiner. Mit zunehmender Masse nehmen auch Temperatur und Leuchtkraft zu. Je massereicher der Stern ist, desto schneller schreitet die Kernfusion voran, weil mehr Druck auf die Wasserstoffatome ausgeübt wird. Durch diese zusätzliche Energie entsteht auch mehr Strahlung, weshalb die Leuchtkraft gar proportional zur Masse hoch 3 ist

$$L \sim M^3$$

Die Kernfusion läuft mit zunehmendem Alter des Sterns immer schneller ab. Deshalb ist auch unsere Sonne schon in der Halbzeit bei den Hauptreihensternen, obwohl sie erst 30% des Wasserstoffs in Helium fusioniert hat. Im Skriptum über die Sonne wird darauf genauer eingegangen. Je massereicher die Hauptreihensterne sind, desto kürzer existieren sie. Insgesamt ist die Phase, in der ein Stern ein Hauptreihenstern ist, die längste Phase der Sternentwicklung. Deshalb sind auch die Hauptreihensterne die häufigsten Sterne im Universum.

[Ein typisches Beispiel für einen Hauptreihenstern ist unsere Sonne. Über sie existiert ein eigenes Skriptum ⓘ](#)

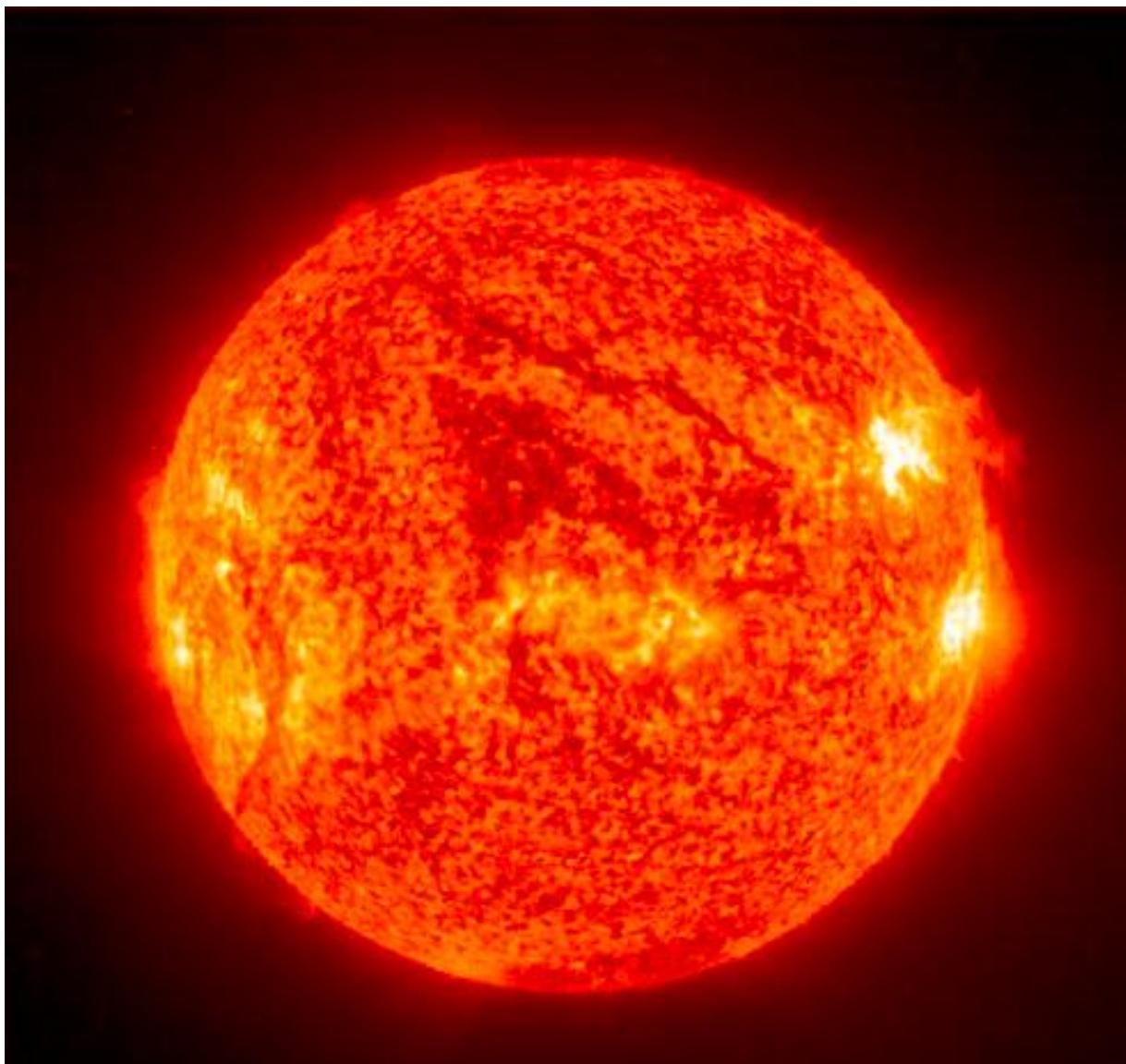
Protoplanetare Scheiben (Keplerscheiben)



Sehr bald nach der Sternentstehung beginnt auch die Entstehung des Sternsystems. Die schnelle Rotation des Sterns am Anfang seiner Entstehung erzeugt eine enorme Fliehkraft, und es wird einiges an Masse herausgeschleudert. Das Material bildet eine protoplanetare Scheibe entlang des Sternäquators, weil dort die Rotation am stärksten ist. Deshalb bewegen sich auch heute noch alle unsere Planeten ungefähr in einer Ebene. Innerhalb der Keplerscheibe gibt es einige Wechselwirkungen: In der Nähe des Sterns ist die Gravitation stärker, das bewirkt, dass sich auch der Staub in der Mitte schneller bewegt als am Rand. Auch bei den Planeten unseres Sonnensystems hängt die Umlaufgeschwindigkeit von der Position des Planeten ab, je weiter innen sich ein Planet befindet, desto schneller umkreist er die Sonne. Wenn die Staubteilchen in der protoplanetaren Scheibe allerdings innen schneller als außen sind, reiben die Teilchen aneinander. Das sorgt dafür, dass die Winkelgeschwindigkeit nicht konstant ist. Auch Magnetfelder entstehen in den protoplanetaren Scheiben. Am interessantesten ist die Gravitation der Staubteilchen untereinander: Aufgrund der Gravitation verdichten sich die protoplanetaren Scheiben an unterschiedlichen Stellen zu Himmelskörpern. Je nach Position und Größe werden sie zu (Exo)planeten, Monden oder Zwergplaneten. Manche Himmelskörper stürzen wieder in den Stern oder kollidieren mit einem anderen Himmelskörper. Andere fliegen auch davon und werden zu Planemos (Körper wie Planeten, die jedoch um keinen Stern kreisen). Teilweise werden sie später wieder von anderen Sternen angezogen. Nicht die gesamte protoplanetare Scheibe verdichtet sich zu einem Planeten. Manche Teile verdampfen oder werden von anderen Himmelskörpern angezogen. Dadurch entstehen Eis- und Gasplaneten. Deshalb haben sie oft eine nebelartige Atmosphäre, weil sie direkt von den protoplanetaren Scheiben kommt.

Man kann aus der Planetenentstehung auch ungefähr errechnen, wie häufig welche Planetenarten vorkommen. (Durch Exoplanetenbeobachtung passiert das nicht, weil dabei heiße Jupiter eher beobachtet werden. Bei der Berechnung wird hingegen die Beobachtung nicht berücksichtigt und nur die Wirkung von Kräften einbezogen). Laut diesen Berechnungen entstehen nur vergleichsweise wenige erdähnliche Planeten.

rote Riesen



Nachdem alle Wasserstoffmoleküle zu Heliummolekülen fusioniert wurden, fängt der Stern (falls seine Masse größer gleich 1 Sonnenmasse ist) damit an, die Elemente, die sich im Periodensystem zwischen Helium und Eisen befinden, zu erzeugen. Das sorgt dafür, dass sich der Stern noch weiter aufbläht – er wird zu einem roten Riesen. Die Aufblähung ist wirklich gigantisch: Ein roter Riese ist im Schnitt 1000-fach leuchtkräftiger als die Sonne und hat eine Ausdehnung von 300 Sonnenradien. In unserem Sonnensystem würde ein roter Riese bis zur Marsbahn reichen. Ähnlich wie die T-Tauri-Sterne pulsieren auch die roten Riesen am Anfang ihrer Entwicklung. In ihren größeren Phasen sammeln sie einiges an interstellarem Medium ein, wodurch sich ihre Atmosphäre stark vergrößert.

[Erklärung der Sternatmosphäre im Skriptum über die Eigenschaften der Sterne ⓘ](#)

Weisse Zwerge



Wenn die Fusion eines Sterns nicht mehr fortgesetzt werden kann, fällt er (sofern er leichter als die Chandrasekhar-Grenzmasse von 1,44 Sonnenmassen ist), in sich zusammen und wird zu einem weißen Zwerp. Wenn ein Hauptreihenstern nach der Kernfusion von Wasserstoff zu Helium in sich zusammenfällt, besitzt der weiße Zwerp nur leichte Stoffe und wird als CO-weißer Zwerp bezeichnet. Fällt ein roter Riese nach der Kernfusion zu Eisen in sich zusammen, besitzt der weiße Zwerp schwerere Elemente bis Eisen und wird zu einem Fe-weißen Zwerp. Der Teil, der aufgrund der Trägheit nicht mit fällt, bleibt als Nebel zurück. Da die weißen Zwergen keine Kernfusion mehr betreiben können, leuchten sie nur noch schwach von ihrer ehemaligen Kernfusion nach. Die Leuchtkraft beträgt lediglich ein tausendstel der Sonnenmasse. Die mangelnden Kernfusionen führen auch dazu, dass es keine Gegenkraft zur Gravitation gibt. Dadurch sind die weißen Zwergen sehr klein (bis zu 1/1000 Sonnenmasse) und so dicht, dass ihr Aufbau mit den derzeit bekannten Gesetzen der Physik nicht mehr beschrieben werden kann. Erreicht ein weißer Zwerp mehr als 1,44 Sonnenmassen, was zum Beispiel durch die Anziehung von Materialien eines anderen nahe gelegenen Sterns möglich ist, ist die Eigengravitation so groß, dass sich der weiße Zwerp nicht mehr im stellaren Gleichgewicht halten kann. Diese Grenzmasse nennt man Chandrasekhar-Masse. Sie ist bei weißen Zwergen so klein, weil die weißen Zwergen aufgrund ihrer Eigengravitation und durch fehlende Kernfusion immer dichter werden. Im Laufe ihres Lebens kühlen weiße Zwergen langsam aus und ihre Leuchtkraft wird immer schwächer. Nach 10^{10} Jahren haben sie vollständig aufgehört zu leuchten. Dann nennt man sie schwarze Zwergen. Diese Objekte gibt es in unserem Universum allerdings noch nicht, weil das Universum noch nicht alt genug dafür ist.

Supernova-Typ 1

Wenn ein weißer Zerg die Chandrasekhar-Grenzmasse überschreitet kommt es zu einer Explosion, weil der weiße Zerg seine große Eigengravitation nicht mehr verkraftet und deshalb in sich zusammenfällt. Man nennt diese Explosion Supernova vom Typ 1. Dabei werden enorme Energien von 10^{44} Joule frei. Zum Vergleich: Die gesamte Menschheit verwendet in einem Jahr nur 5×10^{20} Joule. Die Geschwindigkeit, mit der der weiße Zerg in sich zusammenfällt beträgt 10.000km/s. Mit dieser Geschwindigkeit könnte man die gesamte Erde in nur 4 Sekunden umrunden. Nach der Supernova bleibt vom weißen Zerg überhaupt nichts mehr übrig, weil alle seine Teile bei der Explosion weggeschleudert werden. Die Supernova vom Typ 1 wird am Anfang sehr schnell heller und wird nach kurzer Zeit langsam immer dunkler.

Supernova-Typ 2

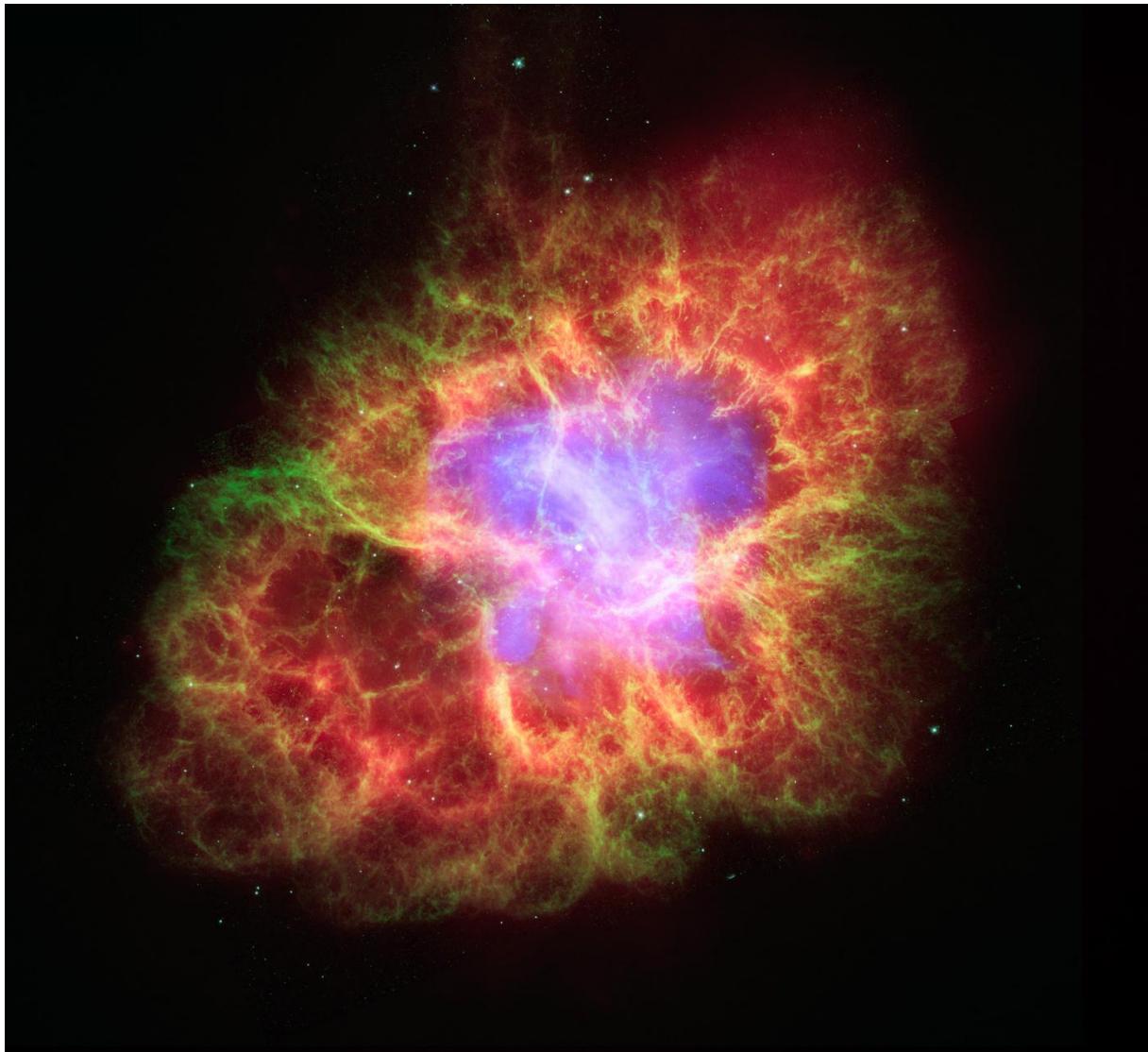
Eine Supernova vom Typ 2 entsteht, wenn ein roter Riese die Kernfusion bis Eisen durchgeführt hat. Dann hat er nämlich keine Möglichkeit mehr, Energie durch Kernfusion zu gewinnen und kollabiert deshalb unter seiner eigenen Gravitation. Dabei werden enorme Energiemengen freigesetzt: Auf jedes Kilogramm Masse kommt eine Energie von 10^{14} Joule. Das ist so viel, wie ganz Österreich innerhalb eines Monats verbraucht. Schließlich hat sich die Supernova zu einem Neutronenstern verdichtet. Wenn die Masse so groß ist, dass die Entweichgeschwindigkeit größer als die Lichtgeschwindigkeit ist, können keine Lichtstrahlen mehr entweichen. Da wir dieses Objekt nur noch durch Gravitationswellen oder indirekt durch die gravitative Auswirkung auf seine Umgebung messen können, sprechen wir von einem schwarzen Loch. Die Supernova vom Typ 2 bleibt am Anfang lange Zeit gleich hell, dann fällt ihre Helligkeit langsam ab.

Ablauf von Supernovae

Jede Supernova beginnt mit einer Explosion. Dabei werden so lange Teile des Stoffs ausgestoßen, bis die Masse der ausgestoßenen Stoffe in etwa so groß wie die Masse des ISM, das der Stern verdrängt hat, ist. Dann folgt die Sedovphase. Bei der Sedovphase bildet sich aufgrund des Drucks eine heiße Blase um den Stern mit der Supernova. In der Kühlphase kühl der Stern ab und dehnt sich dabei weiter aus. Erst dann implodiert der Stern je nach Masse zu einem Neutronenstern oder schwarzen Loch. Dabei entstehen auch alle natürlichen Elemente, die schwerer als Eisen sind.

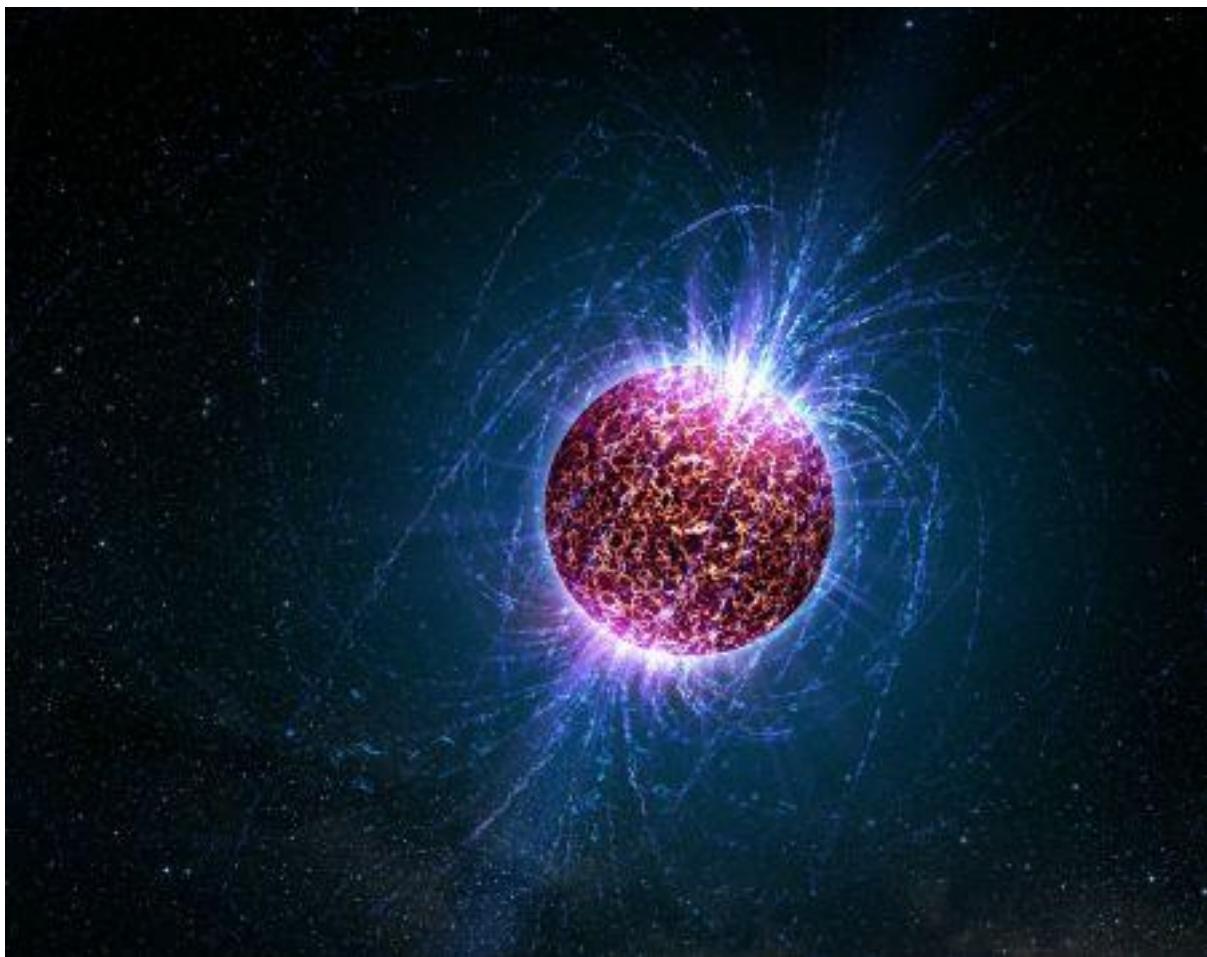
Nebel von Supernovae

Bei einer Supernovaexplosion verdichtet sich der Stern nicht nur, sondern es fliegen, so wie bei jeder Explosion, Teile in alle Richtungen weg. Für uns (aus der Entfernung) sieht das so aus wie ein Nebel der sich ausdehnt. Die Ausdehnung wird kaum langsamer, weil im Weltraum kein Luftwiderstand besteht. Nur sehr schwach werden die Teilchen vom interstellaren Medium gebremst. Irgendwann sind die Teilchen so weit auseinander (und der Nebel daher so dünn), dass er für uns aus nicht mehr sichtbar ist.

Krebsnebel

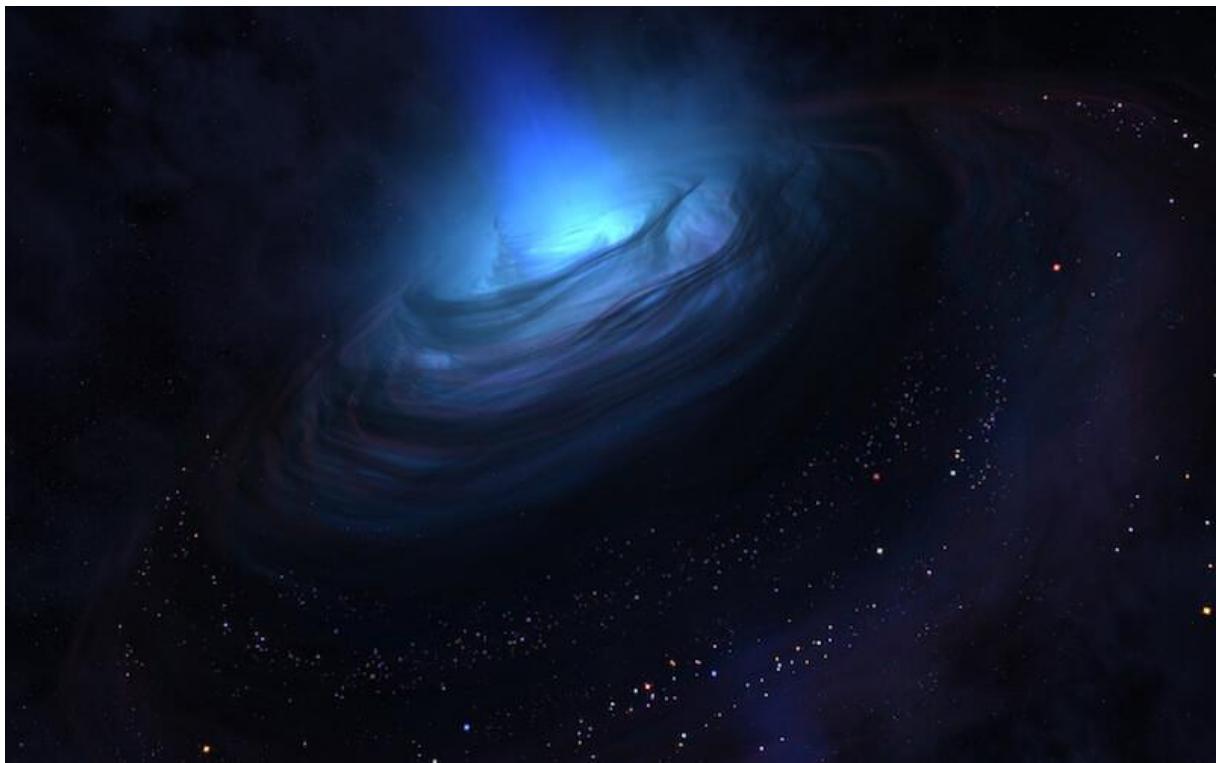
Ein Beispiel für eine solche Beobachtung ist der Krebsnebel. Es wurde überliefert, dass er im Jahr 1054 23 Tage lang in China zu sehen war. Die Helligkeit schwankte zwischen 8 und 16 mag, das ist noch dunkler als die Helligkeit des Neptun. Trotzdem konnten die alten Chinesen, die den Neptun nicht gekannt haben, diesen Nebel beobachten. Schließlich ist er wegen seiner Ausdehnung viel auffälliger. Weil seitdem ein derartiger Nebel nicht mehr beobachtet worden ist, stützt sich die Erforschung auf diese historischen Aufzeichnungen. Aus der Dauer der Sichtbarkeit kann man schließen, dass sich der Nebel mit einer Geschwindigkeit von 1800km/s ausgedehnt hat. Mit dieser Geschwindigkeit könnte man die Erde in nur einer halben Minute umrunden. Heute kann man den Pulsar beobachten, der bei dieser Supernovaexplosion übrig geblieben ist. Der ist deswegen besonders interessant, weil man daraus schließen kann, dass ähnliche Pulsare bei ähnlichen Supernovaexplosionen entstanden sein müssten. Der Pulsar dreht sich 30 Mal pro Sekunde, was für einen Pulsar durchschnittlich ist. Er strahlt in allen Wellenlängen: Vom Radio- bis zum Gammabereich.

Neutronensterne



Wenn ein massereicher roter Riese alle Elemente bis Eisen fusioniert hat, hat er keine Energie mehr, um seine Ausdehnung aufrecht zu erhalten und fällt wegen seiner Gravitation zu einem Neutronenstern zusammen. Ein Neutronenstern hat eine ähnliche Kruste wie ein Kristall. Erst innen drinnen zeigt sich das wahre Ausmaß der gravitativen Zerstörung: Die Atome sind keine Atome in unserem Sinne mehr: Normalerweise bestehen Atome ja fast ausschließlich aus Leere. Wenn der Atomkern 1 Meter groß und in der Sternwarte wäre, würde sich der Rand des Atoms erst in Erdberg befinden. Aufgrund der Gravitation wurden allerdings die Atome so weit zusammengedrückt, dass das ganze Konstrukt nur noch die Dichte eines Atomkerns hat, also die gesamte Strecke von der Sternwarte bis Erdberg in alle Richtungen wurde in den 1 Meter großen Kreis gequetscht. Das ist ein weiterer Aggregatzustand (wie fest, flüssig, gasförmig oder Plasma) den wir nur von Neutronensternen kennen. Man nennt diesen Zustand superfluid. Die Dichte ist mit 10^{15} g/cm³ über den ganzen Stern hinweg ungefähr genau so groß, wie in einem Atomkern, sodass ein Neutronenstern 1,5 bis 3-mal so schwer wie die Sonne ist, obwohl er mit einem Radius von 10km locker in Wien Platz hätte. Aber nicht nur die Dichte eines Neutronensterns ist rekordverdächtig, auch das Magnetfeld ist bei einem Neutronenstern ganz besonders stark.

Pulsare



Wenn Neutronensterne schnell rotieren, nennt man sie Pulsare. Man kann Pulsare gut daran erkennen, dass sich ihre Strahlung in jedem Frequenzbereich laufend ändert, also scheinbar pulsiert. In Wirklichkeit pulsieren die Pulsare nicht. Vielmehr kommt die scheinbare Helligkeitsänderung daher, dass der Stern Seiten hat die stärker leuchten und Seiten die schwächer leuchten und uns diese Seiten abwechselnd zuwendet (So ähnlich wie ein Leuchtturm). Deshalb nennt man diesen Effekt auch Leuchtturmeffekt.

Langsamer werden die Neutronensterne nicht: Wenn sie durch Wechselwirkung mit ihrer Umgebung gebremst werden, steigt der Druck auf die Kruste und es kommt zu einem Pulsarbeben, das ist ähnlich wie ein Vulkanausbruch, nur dass es auf einem Neutronenstern mit superfluidem Quark-Gluonen-Plasma passiert. Das Quark-Gluonen-Plasma setzt allerdings um einiges mehr Energie frei, als ein Vulkan auf der Erde. Nur durch diese Energie beschleunigt der Neutronenstern so stark, dass die Wechselwirkung mit der Umgebung mehr als ausgeglichen ist. Solche Pulsarbeben können je nach Pulsar Sekunden oder auch nur Millisekunden dauern.

Schwarze Löcher

Schwarze Löcher sind Himmelskörper, bei denen die Entweichgeschwindigkeit größer als die Lichtgeschwindigkeit ist. Dadurch erreicht uns auch kein Licht von schwarzen Löchern und wir können ihre Anwesenheit nur indirekt oder durch Gravitationswellendetektion errechnen. Normalerweise sind schwarze Löcher extrem massereich. Schließlich muss ein roter Riese eine extrem große Masse haben, damit seine Gravitation stark genug ist, um den Stern zu einem schwarzen Loch zu verdichten. Die wirklich definierende Eigenschaft, weil davon die Entweichgeschwindigkeit abhängt, ist aber die Dichte. Theoretisch könnte auch ein schwarzes Loch nur so massereich wie die Erde sein, allerdings müsste dafür die Erde auf 1mm Radius verdichtet werden. Um so massereich wie die Sonne zu sein, würden 3km ausreichen.

Diesen Radius nennt man Schwarzschildradius. Wie groß der Schwarzschildradius ist, kann man sich für jede beliebige Masse mit der Formel

$$R_s = \frac{2GM}{c^2}$$

ausrechnen. Das heißt aber nicht, dass so kleine schwarze Löcher existieren, sondern nur dass es prinzipiell möglich wäre. Wahrscheinlich gibt es sie aber nicht, weil wir keinen Grund kennen, wieso sich so eine kleine Masse so stark verdichten sollte.

[Mehr interessante Daten über Schwarze Löcher ↗](#)

Mehrfachsternsysteme

Die Sterne entstehen alle in Molekülwolken (also nah beieinander). Zudem üben sie aufeinander eine gravitative Anziehungskraft aus, sodass sie näher zusammenrücken. Dadurch ist es sehr wahrscheinlich, dass sich Sterne umkreisen und unwahrscheinlich, dass sich Sterne nicht umkreisen. Unsere Sonne ist also im Universum diesbezüglich eine Ausnahmeherrscheinung. Die meisten Sterne in unserem Universum sind Doppelsternsysteme, es gibt aber auch Dreifach- und Vierfachsternsysteme.

Sternentwicklung

Wenn sich in einem Mehrfachsternsystem ein Stern zum Beispiel zu einem roten Riesen ausdehnt, der andere aber nicht und die Masse über einen Lagrangepunkt hinaus geht, fließt diese Masse zum jeweiligen anderen Stern. Jenseits des Lagrangepunktes ist schließlich die Masse des anderen Sterns stärker. Infolgedessen kann es, je nach fehlender Ausdehnung, passieren, dass Sterne zusammenwachsen oder eben der rote Riese kleiner und die anderen Sterne größer werden, als es ohne ihren Sternpartner der Fall wäre. Es gibt auch die Möglichkeit, dass Sterne zusammenwachsen oder ihre Größe anpassen. Besonders kritisch ist es, wenn einer der Sterne ein weißer Zwerg ist und so viel Masse anzieht, dass er die Chandrasekhar-Masse überschreitet. Dann kann es nämlich zu einer Supernova kommen, die das gesamte restliche Sternsystem mit in den Tod reißt. Wenn ein Stern weit genug entfernt und stabil genug ist, besteht auch die Möglichkeit, dass er die Supernova eines Partnersterns übersteht. So kann es passieren, dass sich selbst ein Mehrfachsternsystem mit einem schwarzen Loch bildet. Oft zieht das schwarze Loch das Material seines Begleitsterns an und saugt ihn damit aus.

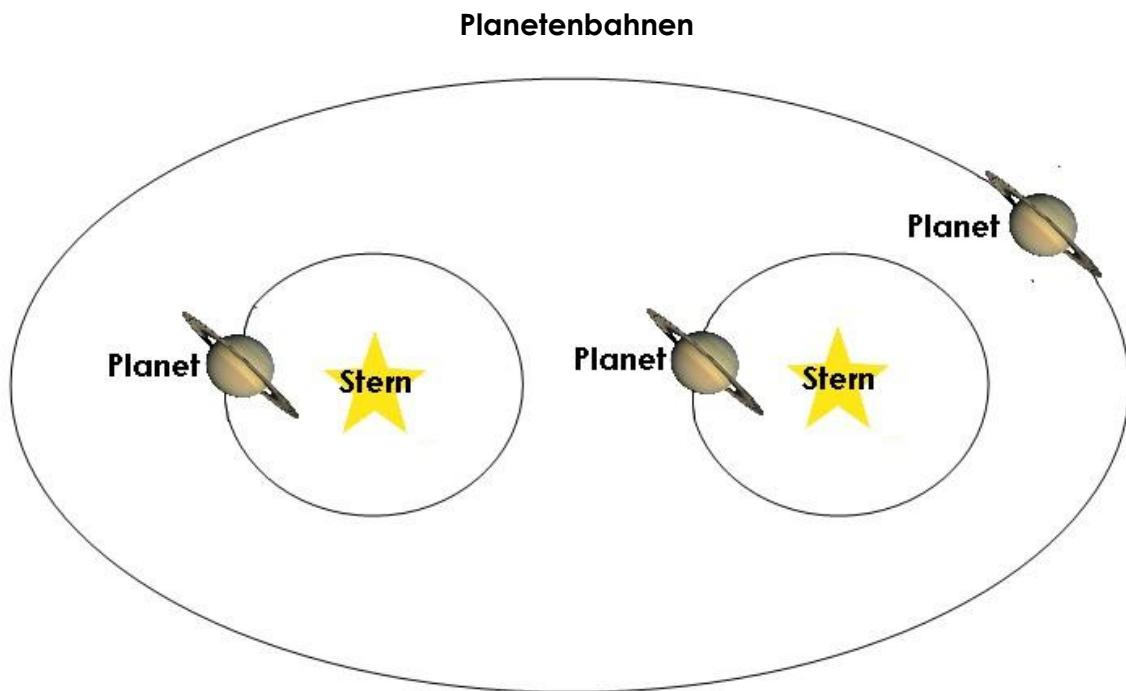


Abb. 6.2.: Mögliche Planetenbahnen in einem Doppelsternsystem

Je nach Abstand des Planeten von den Sternen bewegen sich die Planeten nur um einen oder auch um mehrere Sterne. Dabei kommt es vor allem darauf an, ob sie weiter oder weniger weit als der Lagrangepunkt entfernt sind. Schließlich ist hinter dem Lagrangepunkt die Gravitation des anderen Sterns größer, sodass der Planet von seiner Bahn um den einen Stern auf eine Bahn um den anderen Stern abgelenkt wird. Richtig elliptisch wird die Bahn des Planeten dadurch aber nicht mehr. Vielmehr ist sie an den Stellen, wo kein Stern ist, eingedehnt. Die Formel für die Umlaufbahnen lautet dabei

$$\sum_{i=1}^n \left(-\frac{GM_i}{r_i} \right) - \frac{1}{2}\omega^2 s^2$$

wobei G die Gravitationskonstante, M_i die Masse des i-ten Sterns, r_i der Radius des i-ten Sterns, n die Anzahl der Sterne, ω die Winkelgeschwindigkeit und s der Ort ist.

Weitere Wechselwirkungen

Ähnlich wie der Mond mit seiner Gravitation auf der Erde Ebbe und Flut auslöst, kann auch in einem Mehrfachsternsystem ein Stern auf die ihm zugewandte Seite eines Partnersterns Gezeitenkräfte ausüben. Das kann je nach Größe der Anziehungskraft zu heftigen Pulsationen führen.

Die magnetische Wirkung der unterschiedlichen Sterne kann ähnlich wie die Gravitation auch magnetische Teile des Sterns beeinflussen. Das führt dazu, dass die magnetischen Teile des Sterns stark pulsieren, die nicht magnetischen durch die Reibung mit den magnetischen Teilen zumindest schwach pulsieren.

Wenn beide Sterne sehr schwer sind, können die Massen der Sterne beim Bewegen auch Gravitationswellen (Wellen in der Raumzeit) auslösen.

[Erklärung der Gravitationswellen im Instrumenteskriftum ⓘ](#)

Entdeckung

Die Entdeckung von Mehrfachsternsystemen gestaltet sich meist schwierig: Die Mehrfachsterne sind so nah beieinander, dass sie sich gegenseitig überstrahlen. Ähnlich wie bei der Exoplanetenentdeckung gibt es zahlreiche Tricks um sie doch noch zu messen. Die Namen dieser Methoden enthalten alle den Namen Doppelsterne, weil Doppelsterne im Universum am häufigsten vorkommen. Prinzipiell kann man damit aber alle Mehrfachsterne messen, ähnlich wie man bei der Exoplanetenentdeckung auch mehrere Exoplaneten entdecken kann, die um denselben Stern kreisen.

Visuelle Doppelsterne: Die Mehrfachsterne sind weit genug voneinander entfernt, damit sie sich nicht gegenseitig überstrahlen.

Photometrische Doppelsterne (Bedeckungsveränderliche): Der eine Stern zieht vor dem anderen Stern vorbei. Da die Leuchtkraft der beiden Sterne nicht gleich groß ist, merkt man einen Unterschied in der Helligkeit.

Astrometrische Doppelsterne: Die Mehrfachsterne umkreisen einander gegenseitig. Diese Bewegung kann man, wenn sie parallel zur Erde ist, am „Wackeln“, wenn sie orthogonal (im rechten Winkel) ist an der Rotverschiebung erkennen.

Spektroskopische Doppelsterne: Man führt eine Spektralanalyse durch. Wenn ein Mehrfachstern vor dem anderen vorbeizieht (ähnlich wie bei einer Sonnenfinsternis) werden manche Wellenlängen von Elementen des anderen Sterns abgehalten und es sind mehr Striche (Frauenhoferlinien) auf dem Spektrum sichtbar.

Gravitationslinseneffekt: Bei den Exoplaneten kann man den Gravitationslinseneffekt nur anwenden, wenn sie in der Nähe ihres Sterns sind. Bei den Mehrfachsternen wirkt der Gravitationslinseneffekt sowieso immer, weil die Sterne ja selber schon eine große Masse haben.

Vergleich: Exoplaneten- und Mehrfachsternentdeckung

Mehrfachstern	Exoplanet
Visuelle Doppelsterne	Direkte Beobachtung
Bedeckungsveränderliche	Transitmethode
Astrometrische Doppelsterne	Gravitationsmessung
Spektroskopische Doppelsterne	Spektralanalyse
Wirkt sowieso	Gravitationslinseneffekt

Alle Entdeckungsmethoden bezüglich der Exoplaneten werden im Skriptum „Erforschung der (Exo)planeten“ beschrieben. Die Mehrfachsternentdeckungen funktionieren analog dazu.

[Skriptum „Erforschung der \(Exo\)planeten“ ⓘ](#)

Unechte Doppelsterne

Es gibt Sterne, die am Himmel so nahe beieinander stehen, dass man meinen könnte, sie gehören zu Mehrfachsternsystemen. Tatsächlich sind sie oft weit voneinander entfernt, weil ihre Entfernung zur Erde unterschiedlich groß ist.

Sirius

Das mit nur 2,6 Parsec Entfernung von uns aus gesehen nächste Mehrfachsternsystem ist Sirius. Sirius ist ein Doppelsternsystem, in dem sich zwei weiße Zwerge gegenseitig umkreisen. Diese Sterne heißen Sirius A und Sirius B. Sirius A ist deutlich massereicher, leuchtkräftiger und größer als Sirius B. Deshalb kann man Sirius A auch um einiges besser erkennen. Die Sterne liegen 20 Astronomische Einheiten voneinander entfernt, das ist so weit, wie die Entfernung zwischen Sonne und Uranus. Dennoch umlaufen die Sterne einander gegenseitig in nur 50 Jahren.

SS433

SS433 ist ein Doppelsternsystem mit einem schwarzen Loch. In nur 13 Tagen kreist der Stern um das schwarze Loch. Das ist total schnell, wenn man bedenkt, dass Merkur, der schnellste Planet unseres Sonnensystems und der nächste Planet zu unserer Sonne, mit 88 Tagen mehr als 6-mal so lang braucht. Der entscheidende Unterschied ist, dass das schwarze Loch 21-mal soviel Masse wie die Sonne hat und den Stern dementsprechend stark beschleunigt. Aufgrund der Trägheit kommt nicht die gesamte Masse des Sterns mit der Rotation mit. Deshalb fließt laufend Materie mit einem Viertel der Lichtgeschwindigkeit ab. Die Neigung der Drehachse, die auf unserer Erde über Jahrhunderte hinweg gleich bleibt, ändert sich innerhalb von nur 163 Tagen, also nicht einmal einem halben Jahr. SS433 befindet sich in der Mitte eines Supernovaüberrests. Das heißt aber nicht zwangsläufig, dass das der Rest der Supernova ist, die das schwarze Loch gebildet hat, weil sich Sterne, schwarze Löcher und Doppelsternsysteme im Laufe ihrer Entwicklung bewegen.

[Mehr interessante Daten über SS433 ↗](#)

Variable Sterne

Zu den Variablen Sternen gehören alle Sterne, deren Strahlung nicht über längere Zeit konstant bleibt. Das kann einerseits daran liegen, dass sie, so wie die T-Tauri-Sterne, tatsächlich pulsieren (physische Veränderliche) oder aber auch daran, dass wir ihre Strahlung so wie bei den Pulsaren nur unregelmäßig beobachten können (Optische Veränderliche). Oft ist es schwer, optische von physischen Veränderlichen zu unterscheiden, weil sie von uns aus gesehen den gleichen Eindruck am Himmel machen.

Optisch Veränderliche

Rotationsveränderliche: Ein Stern leuchtet nicht auf allen Seiten gleich hell. Durch seine Rotation sehen wir abwechselnd die hellere und die dunklere Seite, ähnlich wie bei einem Leuchtturm.

Bedeckungsveränderliche: Ein Stern wird von einem anderen Objekt (meistens einem anderen Stern, weil das sonst zu wenig Unterschied macht) verdeckt, so ähnlich wie bei einer Sonnenfinsternis, nur dass der andere Stern selber mit einer anderen Leuchtkraft leuchtet.

Magnetische Veränderliche: Die Magnetfelder der Sterne rufen Sternflecken hervor. Da sich die Anzahl der Sternflecken laufend ändert, ändert sich auch die Helligkeit des Sterns ständig.

Physisch Veränderliche

Pulsationen: Pulsationen kann man am besten messen, wenn sie entweder parallel oder orthogonal (im rechten Winkel) zur Erde entstehen. Wenn sie parallel sind, erkennt man ein „Wackeln“, wenn sie orthogonal sind, eine Rotverschiebung. Wenn sie in einem anderen Winkel sind oder in alle Richtungen gehen, sieht man beides.

Flaresterne: Bei Flaresternen wird Material in sogenannten Flares hinausgeschleudert. Oft (aber nicht immer) fällt dieses Material wieder auf den Stern zurück. Im Gegensatz zu den Pulsationen verändert sich nicht nur die Größe, sondern auch die Masse des Sterns.

Novae und Supernovae: Bei Novae und Supernovae ändert sich die Helligkeit gewaltig. Zuerst nimmt sie stark zu, weil bei der Explosion so viel Energie in der Form von Licht entsteht, dann nimmt sie ab, weil der Stern sein Material bei der Explosion herausschleudert und dabei viel an Masse verliert.

Benennung

Ähnlich wie die Messung der Leuchtkraft ist auch die Benennung der Variablen Sterne historisch gewachsen und erscheint daher sehr unlogisch. Die Sterne werden größtenteils nach Sternbild geordnet und dann auf gewöhnungsbedürftige Weise „durchnummieriert“. Die nicht naheliegenden Stellen habe ich in der unten stehenden Tabelle aufgelistet.

Anzahl der Entdeckung	Nummer
1	R
2	S
9	Z
10	RR
11	RS
18	RZ
19	QR
20	QS
334	AZ
335	V335

Es gibt Variable Sterne, die nicht nach diesem Muster benannt wurden. Manche Sterne werden zum Beispiel nach ähnlichen Sternen benannt oder auch nach der Pulsationsgeschwindigkeit, der Sternart oder den Eigenschaften geordnet.

[Einteilung des Himmels in Sternbilder im Maßeinheitenskriptum \(i\)](#)

Lichtkurven

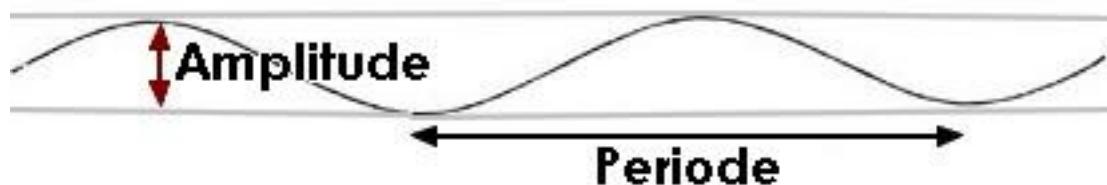


Abb.6.3.: Periode und Amplitude einer Welle

Periode: Die Periode ist die Zeit, bis die Lichtkurve wieder von vorne beginnt. Je nach Sternart stellt das die Rotationsperiode oder die Pulsationsperiode dar. Oft gibt es auch gar keine Periode, weil sich die Lichtkurve nicht wiederholt.

Amplitude: Die Amplitude legt fest, wie stark sich die Helligkeit eines variablen Sterns ändert. Um sie zu messen, muss man die minimale Helligkeit von der maximalen Helligkeit abziehen.

Fourierreihen: Jede periodische Funktion (also auch eine Lichtkurve) lässt sich durch eine Fourierreihe, also eine unendliche Folge von Sinus- und Cosinusfunktionen darstellen. Wenn die Funktion besonders gleichmäßig ist, lässt sie sich auch aus endlichen Folgen von solchen Reihen darstellen. Ein Beispiel dafür ist die Sinusfunktion, in der nur eine Funktion summiert wird. Da die Lichtkurven sehr unregelmäßig sind, wäre das aber ein großer Zufall.

Asteroseismologie

Die Seismologie ist die Erforschung von Erdbeben. Die Asteroseismologie erforscht die „Sternbeben“, also die Pulsation der Sterne. Das Wort Sternbeben steht deshalb unter Anführungszeichen, weil bei der Pulsation der ganze Stern bebt, beim Erdbeben bebt immer nur ein kleiner Teil der Erde. Aufgrund der Art der Pulsationen kann man auf das innere des Sterns schließen. Zum Beispiel kann man erkennen, wie träge der Stern pulsiert oder wie stark sich der Stern beim nach innen Pulsieren zusammendrücken lässt und das mit den Trägheits- und Druckeigenschaften der Elemente auf der Erde vergleichen. Für solche Zwecke muss man sehr genau messen und den Stern deshalb auch dementsprechend lang beobachten.

Long Period Variables (LPVs)

LPVs sind variable Sterne mit langen Perioden von ungefähr einem Jahr. So lange Perioden kommen nur dann zustande, wenn der Stern entsprechend groß ist, so dass Pulsieren dementsprechend viel Zeit in Anspruch nimmt. Durchschnittlich haben diese Sterne den 500-fachen Sonnenradius und sind 1000-mal so leuchtkräftig. Dennoch haben sie nur ungefähr eine Sonnenmasse, sodass sie sich beim Pulsieren weit zusammendrücken lassen. Die Schwankungen sind so stark, dass das Material zu träge ist um mitzukommen. Die Molekül- und Staubwolken die dabei entstehen, beeinflussen die Lichtkurve, sodass sie sehr unregelmäßig ist. Am Ende der Entwicklung entsteht aus den abgestoßenen Teilchen ein planetarer Nebel.

Stellare Winde

Stellare Winde sind dafür verantwortlich, dass Teile der Sterne abgetragen werden und ins interstellare Medium wandern. Das geschieht mit einer atemberaubenden Geschwindigkeit von 2000 – 3000km/s, das ist die 100-fache Schallgeschwindigkeit. Wenn die Materialien mit dieser Geschwindigkeit ins interstellare Medium stürzen, wirbeln sie es ordentlich durcheinander. Das nennt man auch Bow shock. Bei unserer Sonne können wir die stellaren Winde als Sonnenwind beobachten. Insgesamt geht bei Sonnenwinden jedes Jahr ungefähr die Masse unserer Erde verloren. Besonders heftig sind stellare Winde bei jungen Sternen, weil dort durch die schnelle Rotation und das Pulsieren große Teile aus dem Stern herausgeschleudert werden. Auch bei einer Supernova wird viel Material weggeschleudert. Insgesamt kommen aber die meisten Staubteilchen von roten Riesen, weil sie insgesamt die größte Masse ausmachen. Sterne die weniger als 15 Sonnenmassen aufweisen, haben nicht den notwendigen stellaren Massenverlust.

Die stellaren Winde kann man am besten anhand von sogenannten P-Cygni-Profilen beobachten. Durch die Stoffe, die beim stellaren Wind abhandenkommen, werden Strahlen verschlückt und es entstehen zusätzliche Absorptionslinien im Spektrum.

[Erklärung der Spektralanalyse im Instrumenteskriptum ⓘ](#)

Sternbewegungen

Wenn man sich die Orte, an denen sich Sterne befinden, im Vergleich zu ihrem Alter anschaut, kann man feststellen, dass sich junge Sterne meistens in Molekülwolken befinden. Das ist auch logisch, weil sie darin ja entstanden sind. Mit zunehmendem Alter entfernen sie sich jedoch wegen der gravitativen Auswirkung von anderen Sternen immer weiter aus ihren Molekülwolken. Bei alten Sternen kann man überhaupt keinen Zusammenhang mehr zwischen den Aufenthaltsorten von Sternen und Molekülwolken feststellen.

Sterngruppen (Assoziationen)

Oft bleiben Sterne die nah beieinander (aus derselben Molekülwolke) entstehen, durch gravitative Wechselwirkung ihr gesamtes Leben lang nah beieinander. Man erkennt solche Sterngruppen daran, dass sie nah beisammen sind und ungefähr dasselbe Alter haben. Ein Hauptreihenstern und ein Neutronenstern können nicht gut derselben Gruppe angehören, weil der Neutronenstern viel früher entstanden ist und bis der Hauptreihenstern entsteht, ist der Neutronenstern schon längst über alle Berge. Dadurch, dass immer dieselben Sternarten zu einer Gruppe gehören, kann man sie auch danach klassifizieren. Zum Beispiel ist eine T-Tauri-Assoziation eine Sterngruppe in der sich nur T-Tauri-Sterne befinden oder eine OB-Assoziation eine Sterngruppe, in der alle Sterne die Spektralklassen O und B aufweisen.

[Erklärung der Spektralklassen im Skriptum über die Eigenschaften der Sterne ⓘ](#)

OB-Assoziationen

OB-Assoziationen sind Sterngruppen mit 50 – 70 Sternen, die sich alle in den Spektralklassen O und B befinden. Die Gravitation untereinander ist nur sehr schwach, weshalb viele wieder davonfliegen. Irgendwann werden alle Sterne auseinandergeflogen sein. Eine OB-Assoziation ist normalerweise sehr leuchtkräftig und strahlt vor allem in den UV-Bereich. Für uns sehen diese Gruppen oft aus wie Nebel, weil wir die einzelnen Sterne nur mit guten Teleskopen auseinander halten können. Bisher hat man 70 OB-Assoziationen entdeckt. Beispiele dafür sind der Orionnebel und der Rosettennebel.

T-Tauri-Assoziationen

In den T-Tauri-Assoziationen sind vor allem die T-Tauri-Sterne dominant. Manchmal schwindeln sich aber auch ein paar OB-Sterne dazu. Die T-Tauri-Sterne haben ein ganz besonders starkes Magnetfeld. Dadurch strahlen die T-Tauri-Assoziationen ganz besonders viele Röntgenstrahlen aus. Die T-Tauri-Assoziationen sammeln sich scheibenförmig an. (In der Astronomie sind die meisten Anordnungen scheibenförmig auch unser Sonnensystem und unsere Galaxie liegt in einer Scheibe). Diese Scheibe hat einen Radius, der 100 – 1000-fach so groß ist wie der Radius der Erdbahn. Da zwischen den Sternen aber noch einiges an Abstand herrscht, hat die gesamte Assoziation nur ein Hundertstel bis ein Tausendstel der Sonnenmasse. Eine bekannte T-Tauri-Assoziation befindet sich im Orionnebel, in der Nähe der Trapezsterne.

R-Assoziationen

Eine R-Assoziation besteht aus jungen Sternen, die nur 1-Million Jahre alt sind. Sie befinden sich noch in der Molekülwolke aus der sie entstanden sind. In diesem Zustand heißt die Molekülwolke Reflexionsnebel. (Dafür steht auch die Abkürzung R).

Sternhaufen

Im Gegensatz zu Sterngruppen sind Sternhaufen nicht entwicklungsbedingt nah zusammen, sondern weil sie sich gegenseitig angezogen haben. Sie befinden sich innerhalb einer Galaxie, besitzen jedoch im Vergleich zur restlichen Galaxie eine hohe Sterndichte. Sie werden in offene Sternhaufen, Kugelsternhaufen und Supersternhaufen eingeteilt.

Offener Sternhaufen

Offene Sternhaufen sind gravitativ nicht langfristig aneinander gebunden, weil dafür die Gravitation zu schwach ist und sie sehr unterschiedliche Eigenbewegungen haben. Sie bestehen hauptsächlich aus jungen Sternen, die dadurch auch sehr metallreich sind. Ein bekannter offener Sternhaufen sind die Plejaden.

Kugelsternhaufen

Kugelsternhaufen sind um einiges dichter, als offene Sternhaufen und die Sterne sind gravitativ aneinander gebunden. In ihnen befinden sich alte Sterne, die wenig Metall besitzen. Kugelsternhaufen befinden sich meistens rund um eine Galaxie in einem galaktischen Halo. Ein Beispiel für einen Kugelsternhaufen ist Omega Centauri.

Supersternhaufen

Supersternhaufen besitzen Sterne mit einem durchschnittlichen Alter und einer durchschnittlichen Metallhäufigkeit. Sie sind durch ihre häufigen Sternentstehungen sehr langlebig und sehr massereich. Ein Beispiel für einen Supersternhaufen ist Westerlund.