Sterne

Pulsierende Sterne

Grundlagen aus dem ersten Semester:
08-Sternarten und Sternentwicklung (Seite 21 - 23)
Fourierreihen

Grundsätzlich weisen alle Sterne eine periodische Pulsation auf, bei den meisten Sternen ist diese Pulsation jedoch vernachlässigbar gering und dadurch von der Erde aus gar nicht beobachtbar.

Bei einem stabilen Stern sind der Druck nach außen und die Gravitation nach innen gleich groß. Sobald aber eine Stelle ausgelenkt wird, ist eine der beiden Kräfte größer und zieht die Stelle wieder zurück. Aufgrund der Trägheit fällt sie aber weiter zurück als bis zur Gleichgewichtslage und die andere Kraft dominiert und zieht die Stelle wieder zurück. Da sich die Schwingdauer insgesamt nicht verlangsamt (Es verringert sich höchstens die Amplitude aufgrund von Reibung), schwingen alle Sterne ein bisschen. Bei den meisten Sternen ist die Schwingung jedoch vernachlässigbar gering.

1 Pulsationsmechanismen

Man unterscheidet zwischen dem Kappa-Mechanismus, bei dem eine Stelle zuerst nach innen ausgelenkt wird (in Form des griechischen Buchstaben κ), und dem Epsilon-Mechanismus, bei dem die Stelle zuerst nach außen ausgelenkt wird (in Form des griechischen Buchstaben ϵ) .

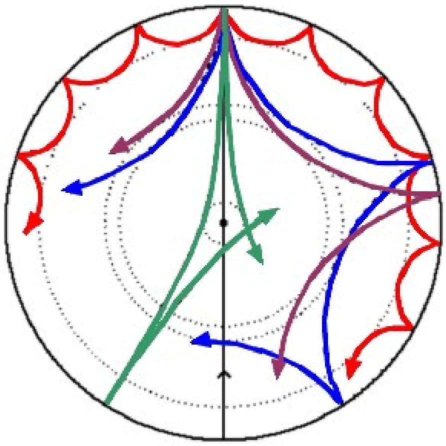
Kappa-Mechanismus

Zu Beginn des Kappa-Mechanismus wird ein Teil des Sterns durch eine äußere Störung (zum Beispiel einen Meteoriteneinschlag) nach innen bewegt. Da das Material jetzt enger zusammen ist, steigen Druck und Temperatur. Dadurch kommt auch die Strahlung nicht mehr so leicht heraus und staut sich im Stern. Der dadurch entstehende Strahlungsdruck führt dazu, dass sich das Material wieder so weit nach außen bewegt, bis die Strahlung aus dem Stern entweichen kann. Nachdem die Strahlung entwichen ist, fällt der Teil wieder zurück und es baut sich erneut Druck, Temperatur und Strahlungsdruck auf. Der Vorgang fängt von vorne an.

Epsilon-Mechanismus

Zu Beginn des Epsilon-Mechanismus erhitzt oder verdichtet sich der Stern in einem Gebiet, in dem Kernfusion stattfindet. Dadurch wird die Kernfusionsrate höher, sodass Druck und Temperatur ansteigen. Diese führen dazu, dass sich das Gebiet stärker ausdehnt. Dadurch nehmen jedoch wieder Temperatur und Dichte ab und das Gebiet fällt aufgrund der Gravitation wieder in sich zusammen. Dadurch steigen Druck und Temperatur erneut an, der Prozess beginnt von vorne.

Beide Mechanismen beginnen nur an einer Stelle des Sterns. Die Teilchen an dieser Stelle stoßen beim nach unten schwingen jedoch weitere Teile im inneren des Sterns an, die ihrerseits ausweichen und diesen Stoß so durch den gesamten Stern weitergeben, bis der Stern an vielen Stellen schwingt.



In dieser Grafik ist die typische Ausbreitungsrichtung einer Pulsation mit flachen Eintrittswinkel (rot), mittlerem Eintrittswinkeln (blau und violett) und steilen Eintrittswinkel (grün) eingezeichnet. Man erkennt, dass die Ausbreitungsrichtung stets nach außen gekrümmt ist, weil der Stern hier weniger dicht ist und die Teilchen deshalb dorthin leichter ausbreiten können. Dadurch gehen die Schwingungen auch nie durch die Mitte des Sterns. Je steiler der Eintrittswinkel der Pulsation ist, desto tiefer dringen die Strahlen ins innere des Sterns ein (siehe gestrichelte Linien in der Graphik).

Die Ausbreitungsgeschwindigkeit hängt sowohl von der Dichte, als auch von der Temperatur ab: Bei geringerer Dichte sind weniger Teilchen im Weg und die Pulsation kann sich schneller ausbreiten. Bei einer höheren Temperatur sind die Teilchen beweglicher und auch dadurch beschleunigt sich die Ausbreitung der Pulsation.

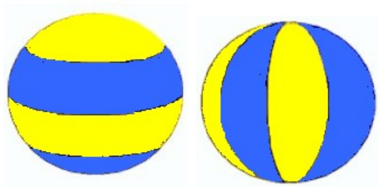
Man kann also durch die Beobachtung der Ausbreitung der Pulsationen auf den Aufbau des Sterns schließen. Die Wissenschaft, die sich damit beschäftigt, nennt sich Asteroseismologie (analog zur Seismologie auf der Erde, die sich mit Schwankungen der Erdoberfläche beschäftigt). Da die Helligkeitsunterschiede durch die Pulsationen nur sehr gering sind, benötigt man für diese Wissenschaft eine sehr hohe Genauigkeit. Diese erreicht man, indem man die Lichtkurve über eine lange Zeitdauer misst und Messungenauigkeiten durch eine Mittelung der Perioden minimiert.

Aus der Ausbreitungsgeschwindigkeit, kann man auf den Dichte- und Temperaturverlauf im Stern schließen. Durch typische Dichte- und Temperaturverläufe unterschiedlicher Zonen (zum Beispiel der Konvektionszone) innerhalb des Sterns, kann man die Lage dieser Zonen erkennen. Außerdem kann man aus der Trägheit der Pulsationen auf die Eigenrotation des Sterns schließen.

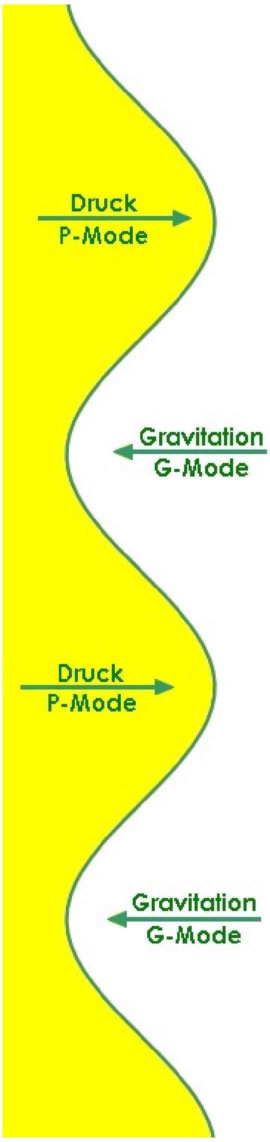
2 Pulsationsarten

Die Stärke und die Richtung der Pulsation ist an unterschiedlichen Stellen der Sternoberfläche verschieden. Obwohl durch die große Entfernung zum Stern, die einzelnen Schwingungen nicht sichtbar sind und man nur die über den gesamten Stern gemittelten Pulsationen beobachten kann, kann man ausrechnen, wie sich einzelne Pulsationen physikalisch verhalten müssten.

Man unterscheidet zwischen radialen Pulsationen, bei denen die Pulsationen parallel zum Äquator ablaufen (in der Grafik links dargestellt) und nichtradialen Pulsationen, bei denen die Pulsationen normal auf den Äquator ablaufen (in der Grafik rechts dargestellt).



In beiden Grafiken sind gelbe und blaue Gebiete dargestellt. Wenn sich die gelben Gebiete nach innen bewegen, bewegen sich die blauen Gebiete nach außen und umgekehrt. Die Schwingungen, die sich aufgrund der Gravitation nach innen bewegen, bezeichnet man als g-Mode (g wie gravity). Die Schwingungen, die sich aufgrund des Drucks nach außen bewegen, bezeichnet man als p-Mode (p wie pressure).

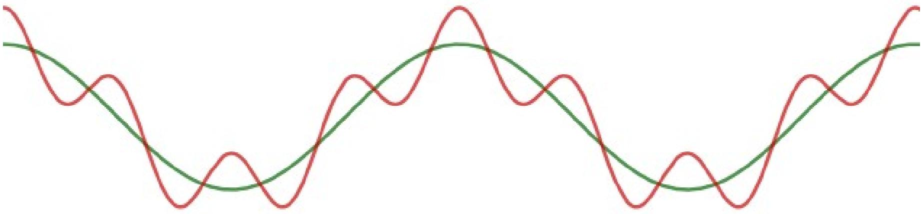


Der Kappa-Mechanismus beginnt mit einer g-Mode, der Epsilon-Mechanismus mit einer p-Mode

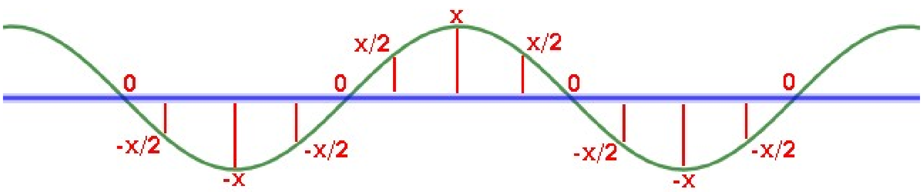
Radiale Pulsationen

Anmerkung: In diesem Kapitel sind alle Grafiken normal auf die Sternoberfläche und normal auf die Ausbreitungsrichtung der Pulsationen dargestellt.

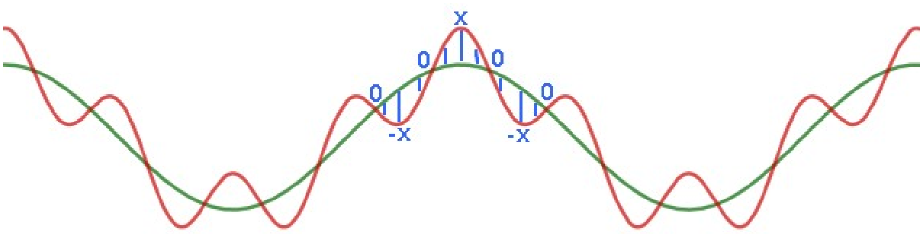
Bei den radialen Pulsationen unterscheidet man zwischen der Grundschwingung (auch Fundamentalmode genannt) und den Oberschwingungen. Die Grundschwingung entsteht durch die erste Auslenkung und die Oberschwingung entsteht dadurch, dass ein bereits pulsierender Teil noch einmal von der bereits bestehenden Schwingung ausgelenkt wird.



In dieser Graphik ist eine Grundschwingung (in grün) mit einer Oberschwingung (in rot) dargestellt. Auf der Oberschwingung können sich natürlich noch beliebig viele weitere Oberschwingungen befinden. Die Sternoberfläche entspricht der obersten Oberschwingung, alle anderen Linien sind nur Hilfslinien.



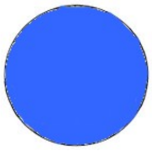
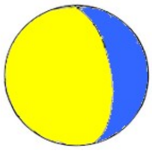
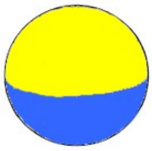
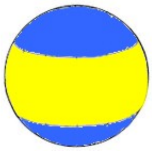
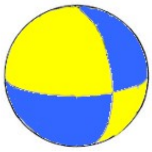
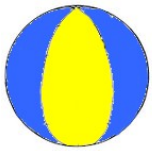
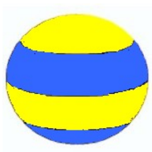
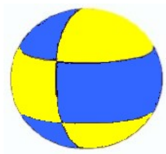
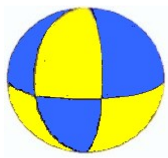
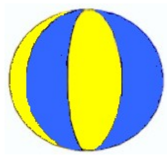
In dieser Grafik ist die Oberfläche, die der Stern im stabilen Gleichgewicht hätte, blau und die Auslenkung der Grundschwingung davon rot eingezeichnet. Während der Bewegung ändert sich in der Grundschwingung nur die Größe von x, das Verhältnis der Auslenkungen zueinander bleibt gleich. Die Schnittpunkte der blauen und der grünen Linie (man bezeichnet sie als Knoten) bewegen sich folglich gar nicht. Die Anzahl der Knoten einer Schwingung bezeichnet man als Ordnung.



Analog ist das bei der Auslenkung der Oberschwingung von der Grundschwingung (Auch hier ändert sich nur das x). Die Schnittpunkte der roten und der grünen Linie bewegen sich genau mit der Grundschwingung. Für jede weitere Oberschwingung ändert sich die Auslenkung von der darunterliegenden Schwingung genauso.

Nichtradiale Pulsationen

Die nichtradialen Pulsationen verhalten sich analog zu den radialen Pulsationen, stehen aber normal darauf. Es können sich auch radiale und nichtradiale Pulsationen überlagern. Diese Pulsationen werden analog zu den Quantenzahlen mit den Größen n, l und m beschrieben, nur dass diese die Knotenlinien statt den Schlitzen beschreiben.

	0	**1**	**2**	**3**
0				
1				
2				
3				

In dieser Tabelle sind die nach innen ausgelenkten Stellen des Sterns gelb und die nach außen ausgelenkten Stellen des Sterns blau dargestellt. l (in den Zeilen der Tabelle eingetragen) entspricht der Anzahl der Knotenlinien. m (in den Spalten der Tabelle eingetragen) entspricht der Anzahl der nichtradialen Knotenlinien. n (l - m) entspricht der Anzahl der radialen Knotenlinien.

3 Zeitliche Entwicklung

Die Länge der Grundschwingung ist nur von der mittleren Dichte des Sterns und nicht von seiner Auslenkung abhängig. Das heißt, je stärker der Stern ausgelenkt wird, desto schneller schwingt er zurück. Man bezeichnet diese Zeit als dynamische Zeitskala. Es gilt

$$\tau_{dyn} = \frac{1}{\sqrt{\bar{\rho} G}} \tag{3.1}$$

Diese Schwingungsdauer bleibt auch dann erhalten, wenn aufgrund der Reibung Amplitude und Geschwindigkeit zurückgehen. Wenn man die dynamische Zeitskala in Abhängigkeit von Masse und Radius ausrechnen möchte, setzt man für die mittlere Dichte die Masse durch die Volumsformel der Kugel ein.

$$\tau_{dyn} = \frac{1}{\sqrt{\frac{3MG}{4\pi r^3}}} \tag{3.2}$$

Diese Formel kann man vereinfachen, indem man den gesamten Bruch unter die Wurzel zieht, und den Doppelbruch durch Kehrwertbildung aufhebt.

$$\tau_{dyn} = \sqrt{\frac{4\pi r^3}{3MG}} \tag{3.3}$$

Selbst bei so vernachlässigbar kleinen Schwingungen, wie jenen, unserer Sonne, kann man die Formel anwenden. Man kommt dabei auf eine Schwingungsdauer von 20 Minuten. Analog wie bei der Nuklearen Zeitskala und der Kelvin-Helmholtz-Zeitskala kann man diese Zeit als Vorfaktor verwenden, wenn man problemoriente Größen in die Formel einsetzen möchte (Masse in Sonnenmassen und Radius in Sonnenradien). Die Formel ergibt sich dann zu.

$$\tau_{dyn} = 1200 \frac{M^{1/2}}{R^{3/2}} \tag{3.4}$$

Auch mit Hilfe des Radius und der Schalllaufzeit kann man die dynamische Zeitskala ausrechnen. Um diese Formel herzuleiten, benötigt man die Formel für das hydrostatische Gleichgewicht, dass der Stern im Ruhezustand einnehmen würde:

$$\frac{dP}{dr} = -\frac{G\rho m}{r^2} \tag{3.5}$$

Da wir uns für die Schwingungsdauer auf der Oberfläche interessieren, setzen wir für den Radius r den Sternradius R und für die integrierte Masse m die Gesamtmasse M ein.

$$\frac{dP}{dR} = -\frac{G\rho M}{R^2} \tag{3.6}$$

Die Dichte auf der Oberfläche, kann man als konstant annähern. In dem Fall erhält man durch Integration nach dem Radius

$$P = \frac{2G\rho M}{R} \tag{3.7}$$

Für die Masse kann man die Volumsformel der Kugel mal der Dichte einsetzen. Dadurch vereinfacht sich die Formel zu

$$P = \frac{8\pi R^2 G \rho^2}{3} \tag{3.8}$$

Division der Formel durch die Dichte ergibt

$$\frac{P}{\rho} = \frac{8\pi R^2 G \rho}{3} \tag{3.9}$$

Auf der linken Seite steht das Quadrat der Formel für die Schalllaufzeit. Man kann also vereinfachen

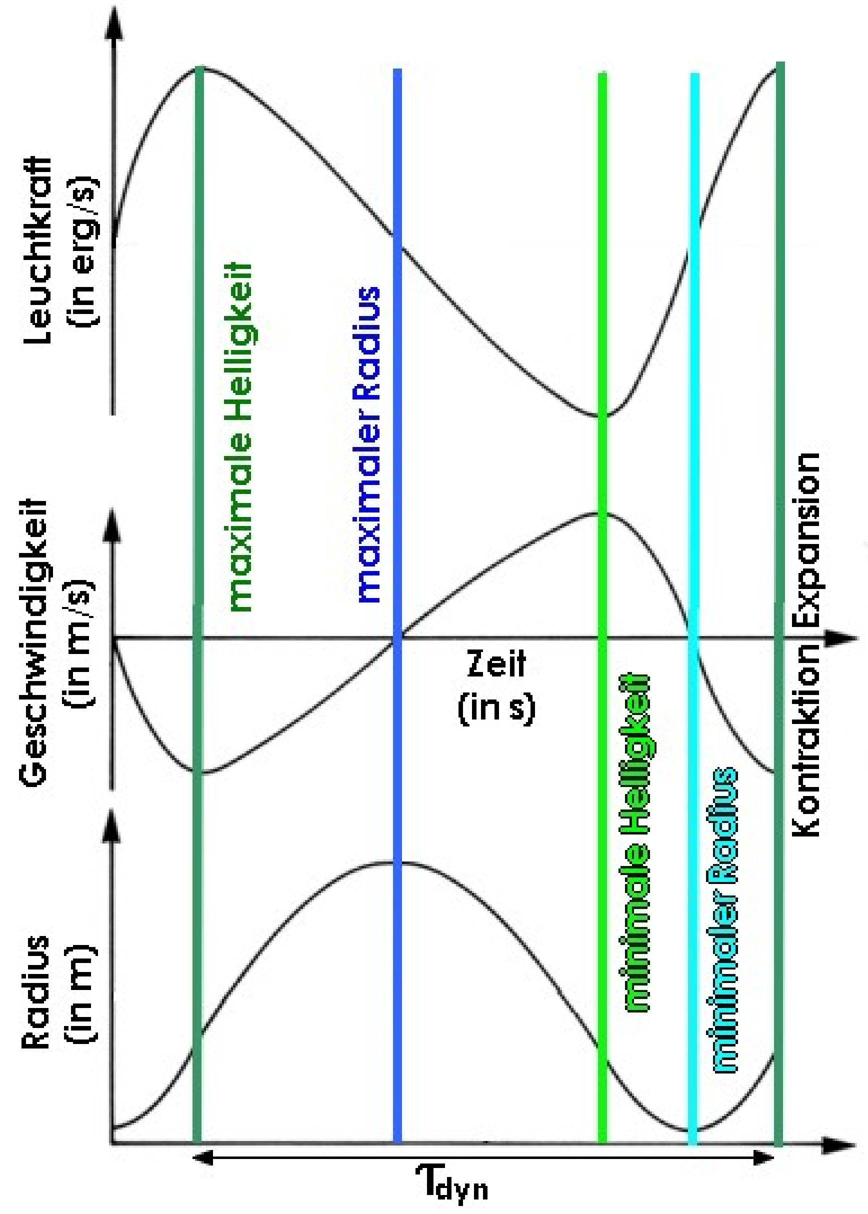
$$c_s^2 = \frac{8\pi R^2 G \rho}{3} \tag{3.10}$$

Umformen der Gleichung ergibt

$$\frac{1}{\sqrt{G\rho}} = \sqrt{\frac{8\pi}{3}} \frac{r}{c_s} \tag{3.11}$$

Auf der linken Seite steht die Formel 3.1. für die dynamische Zeitskala. Somit ergibt sich

$$\tau_{dyn} = \sqrt{\frac{8\pi}{3}} \frac{r}{c_s} \tag{3.12}$$



In dieser Grafik ist die Änderung von Radius, Geschwindigkeit und Leuchtkraft im Verlauf der dynamischen Zeitskala aufgetragen. Die Geschwindigkeit ist die Ableitung des Radius, daher ist sie beim maximalen und beim minimalen Radius 0. Die Leuchtkraft ist am stärksten, wenn der Stern am schnellsten kontrahiert, weil dann die leuchtenden Stoffe immer dichter werden und die Helligkeit erst mit Verzögerung angleichen. Aus dem entgegengesetzten Grund ist die Helligkeit bei der stärksten Expansion am geringsten.

4 Entdeckung

Durch die Pulsation des Sterns ändern sich Radius, Geschwindigkeit, Temperatur, Farbe und Leuchtkraft. Durch Beobachtung mehrerer dieser Größenänderungen, kann man darauf schließen, dass es sich um einen pulsierenden Stern handelt.

Leuchtkraft

Durch die periodische Änderung der Größe ändert sich auch die Leuchtkraft periodisch. Wenn man die Leuchtkraft als Funktion der Zeit aufträgt, entsteht folglich eine periodische Funktion, die sich als Fourierreihe darstellen lässt. Man verwendet normalerweise die so genannte Spektraldarstellung der Fourierreihe, weil man aus dieser Amplitude und Periodendauer direkt ablesen kann.

$$L(t) = A_0 + \sum_{k=1}^{\infty} A_k cos(k\omega t + \phi_k) \tag{4.1}$$

In dieser Formel ist A_k die Auslenkung zur Zeit k und ϕ_k die Phase zur Zeit k. $2\pi\omega$ stellt die Periodendauer dar, ω kann also im Fall von Rotationsveränderlichen und Bedeckungsveränderlichen Sternen (die ebenfalls eine periodische Leuchtkraftkurve aufweisen) als Winkelgeschwindigkeit interpretiert werden, bei pulsierenden Sternen bezeichnet man ω als Kreisfrequenz.

Farbe

Durch den Dopplereffekt ändert sich auch die Farbe des variablen Sterns periodisch: Wenn er sich nach innen bewegt, bewegt sich die Oberfläche etwas schneller von uns weg und der Stern erscheint leicht rotverschoben. Bei der Pulsation nach außen tritt der gegenteilige Effekt in Kraft und der Stern erscheint blauverschoben. Außerdem ändert sich die Farbe auch durch die periodischen Temperaturänderungen: Bei einer höheren Temperatur ist die Strahlung blauer. Die Farbänderungen erkennt man am besten an der Verschiebung der Emissions- und Absorptionslinien im Spektrum.

Geschwindigkeit

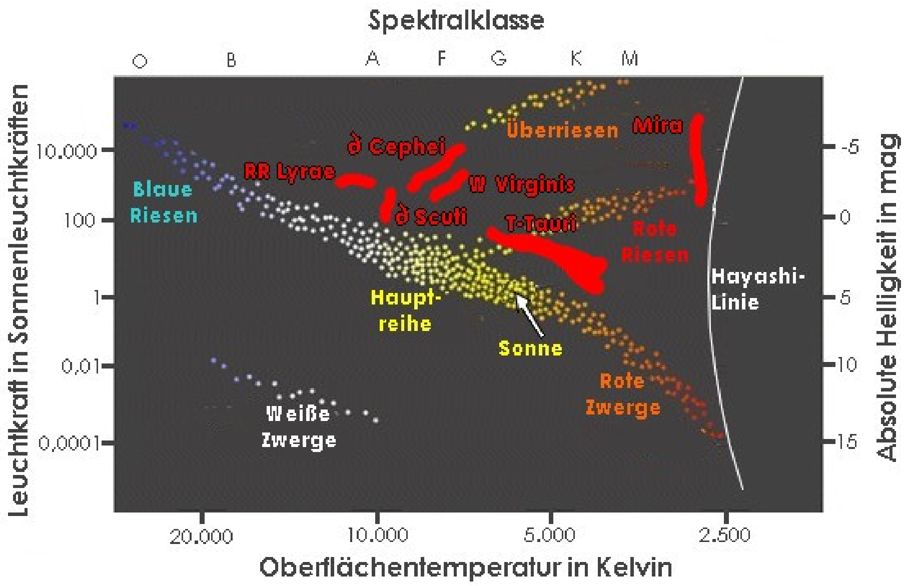
Die Geschwindigkeit des Sternzentrums ändert sich durch die Pulsationen nicht, weil die Masse erhalten und damit auch die gravitativen Auswirkungen gleich bleiben. Allerdings ändert sich die Geschwindigkeit der Oberfläche, weil man die Pulsationsgeschwindigkeit je nach Richtung entweder addieren oder abziehen muss.

Temperatur

Die Pulsation führt dazu, dass im Sterninneren Teilchen aneinander reiben und so zusätzliche Wärme entsteht. Außerdem wird durch den so entstehenden Druck die Kernfusion beschleunigt, was den Stern zusätzlich aufheizt.

5 Hertzsprung-Russel-Diagramm

Im Hertzsprung-Russel-Diagramm werden pulsierende Sterne normalerweise nicht eingezeichnet, weil sie sowohl Helligkeit als auch Spektraltyp ändern. Wenn man sie doch darstellt, werden sie als Fleck dargestellt, der sich bei all jenen Zuständen befindet, die der Stern kurzfristig einnimmt. Die meisten veränderlichen Sterne befinden sich in einem Instabilitätsstreifen oberhalb der Hauptreihe. In diesem Streifen pulsieren alle Sterne besonders stark. Je höher die Leuchtkraft ist, desto stärker pulsieren die Sterne, weil der hohe Strahlungsdruck destabilisierend wirkt.



In diesem Hertzsprung-Russel-Diagramm sind in rot sechs pulsierende Sterne eingezeichnet. Diese befinden sich alle im Instabilitätsstreifen über der Hauptreihe.

6 Beispiele

Es gibt zahlreiche Beispiele für variable Sterne. In diesem Skriptum werden die leuchtkräftigsten und zugleich massereichsten variablen Sterne (LBV), die größten variablen Sterne (LPV) und die Cepheiden, die zur Entfernungsbestimmung wichtig sind, vorgestellt.

Cepheiden

Eine besonders berühmte Klasse der pulsierenden Sterne sind die Cepheiden, die nach dem Stern δ Cephei benannt sind. Das besondere an ihnen ist die Perioden-Leuchtkraft-Beziehung, die eine Messung der Entfernung erlaubt. Diese Beziehung wurde erstmals 1912 von Leavitt und Shapley bei den Cepheiden in der kleinen Magellan'schen Wolke nachgewiesen.

Sternart	Gelbe Überriesen
Masse	4-15$M_\odot$
Pulsationsperiode	2-50 Tage
Helligkeitsunterschied	1 mag
Radiusänderungen	10% des Gesamtradius
Radiale Geschwindigkeiten	10-20km/s

Um die Entfernung eines Cepheiden auszurechnen, muss man zunächst die Periodendauer dieses Sterns bestimmen. Mit der Formel

$$M = -2,78 log(P) - 1,35 \tag{6.1}$$

(P steht für die Periodendauer in Tagen, M für die absolute Helligkeit in Magnituden) kann man die absolute Helligkeit des Cepheiden ausrechnen. Mit der Formel für das Entfernungsmodul

$$m - M = 5 log(\frac{r}{10}) \tag{6.2}$$

(r steht für die Entfernung zur Erde in Parsec, m für die scheinbare Helligkeit in Magnituden) erhält man die Entfernung des Cepheiden zur Erde.

Wenn man die Entfernung des Cepheiden kennt, kann man auch die Entfernung der Sterne abschätzen, auf welche die Cepheiden einen gravitativen Einfluss ausüben. Auf diese Art konnte man beispielsweise die Entfernungen der Galaxien in der lokalen Gruppe und im Virgohaufen bestimmen. Besonders genau ist diese Methode nicht: In der ungefähr 17 Megaparsec entfernten Galaxie M100 befinden sich 20 Cepheiden. Dennoch konnte man ihre Entfernung mit dieser Methode nur auf 2 Megaparsec genau abschätzen.

LBV

Die Abkürzung LBV steht für Luminous Blue Variables, was auf deutsch blauleuchtende Pulsare bedeudet.

Leuchtkraft	1 Mio $L_\odot$
Masse	60$M_\odot$
Periodendauer	Unterschiedlich

Da die Leuchtkraft nahe dem Eddingtonlimit ist, besteht die Gefahr, dass diese Grenze bei der Pulsation überschritten wird. Es handelt sich daher um sehr instabile Pulsationen. Bei dieser hohen Leuchtkraft ist auch der Strahlungsdruck extrem hoch und dominiert die äußeren Schichten des Sterns. Im Laufe der Zeit geben diese Sterne Masse in Form von nebelartigen Objekten, so genannten LBV-Nebulae, ab.

LPV

Die Abkürzung LPV steht für Long Period Variables, was auf deutsch Pulsare mit langen Perioden bedeudet.

Sternart	Rote Riesen
Radius	$500R_\odot$
Leuchtkraft	$1.000L_\odot$
Masse	$1M_\odot$
Periodendauer	1 Jahr

Bei den LPVs handelt es sich um semireguläre Variable, das heißt, dass regelmäßige Helligkeitsschwankungen existieren, die von unregelmäßigen Helligkeitsschwankungen unterbrochen werden. Das liegt daran, dass die Lichtkurven durch Stoßwellen, Molekül- und Staubbildung stark beeinflusst werden. Außerdem treibt der Staub Winde an, die zum Massenverlust führen. Am Ende stößt der Stern sogar seine gesamte Hülle ab. Diese wird zu einem planetarischen Nebel.

Radius	**Temperatur**	**Dichte**	**Vorgang**
1.000km	100 Mio. K	1 Mrd. nm^{-3}	Kernfusion
1AU	3000K	10 μm^{-3}	Molekülformation
10AU	1000K	1.000 - 1Mio mm^{-3}	Staubformation
1.000AU	100K	0,1 -10 mm^{-3}	H_2O-Maser
1pc	20K	0,1 - 10 cm^{-3}	OH-Maser

Kernfusion: Bei einem Radius von ungefähr 1000km findet in einem LPV die Kernfusion mittels Wasserstoff- und Heliumbrennen (s-Prozess) statt. Dabei entsteht Kohlenstoff und Sauerstoff, der einen Kern innerhalb dieses Radius bildet und sich außerhalb mit der Konvektionszone vermischt.

Molekülformation: Die Kohlenstoff- und Sauerstoffatome, die nicht im Kern bleiben, bewegen sich mit einer Geschwindigkeit zwischen 2 und 30km/s durch die Konvektionszone nach außen. Nach 10 bis 1000 Tagen sind sie 1AU vom Sternzentrum entfernt. Hier sind die Bedingungen ideal dafür, dass sich diese Atome mit anderen hier befindlichen Atomen zu Molekülen verbinden. Zunächst verbinden sich die Kohlenstoff- und Sauerstoffatome zu Kohlenmonoxidmolekülen.

Befinden sich mehr Sauerstoff- als Kohlenstoffmoleküle im LPV, fusionieren die überzähligen Sauerstoffatome zu H_2O, CO_2, H_2, CO, VO, TiO und SiO. Diese Sterne werden als Sauerstoffreiche LPVs bezeichnet.

Befinden sich mehr Kohlenstoff- als Sauerstoffatome im LPV entstehen CN, C_2, HCN, C_3 und C_2H_2. Diese Sterne werden als Kohlenstoffreiche LPVs bezeichnet.

Staubformation: Bei einer Entfernung von 10AU vom Sternzentrum verbinden sich die einzelnen Moleküle zu Staubkörnern. In den sauerstoffreichen LPVs entstehen Sillikate aus Magnesium- und Aluminiumoxid, in den kohlenstoffreichen LPVs amorpher Kohlenstoff und Siliciumcarbid.

Photochemische Reaktionen: Ab einer Entfernung von 1000AU werden die Moleküle durch die Einwirkung von Licht wieder auseinandergelöst. Diese Reaktionen nennt man photochemische Reaktionen.

Bei 1.000AU befindet sich der H_2O-Maser: Hier wird in sauerstoffreichen LPVs H_2O in OH und H zerlegt. In kohlenstoffreichen LPVs wird HCN in CN und H gespalten.

Im 1pc vom Zentrum entfernten OH-Maser werden in sauerstoffreichen LPVs die OH-Moleküle in Sauerstoff- und Wasserstoffatome gespalten. In kohlenstoffreichen LPVs werden die CN-Moleküle in Kohlenstoff- und Stickstoffatome getrennt.

Die Zerfallsrate beträgt in beiden Fällen zwischen 10^{-4} und 10^{-8} Sonnenmassen pro Jahr und die Atome bzw. Moleküle fliegen mit einer Geschwindigkeit zwischen 2 und 20km/s nach außen.