



Einführung in die Astronomie



AZM

Teil 1 – Geschichte der Astronomie und Entwicklung unserer Vorstellung von unserer Stellung im Universum

- Die Wurzeln der Astronomie
- Unser Platz im Kosmos
- Moderne Astronomie und Raumfahrt

Teil 2 – Das Sonnensystem

- Entstehung von Planetensystemen
- Aufbau unseres Sonnensystems
- Die Planeten und ihre Monde
- Der Erdmond
- Leben auf anderen Planeten

Teil 3 – Aufbau und Entwicklung der Sterne

- Allg. Betrachtungen und Zustandsgrößen der Sterne (Einteilung, Helligkeiten, Farben)
- Licht als Informationsträger (Spektrum und HRD)
- Aufbau der Sterne (Energiehaushalt, Zusammensetzung)
- Entwicklung der Sterne (Entstehung, Entwicklungswege, Endstadien)

Teil 4 – Galaxien und kosmische Zusammenhänge

- Unsere Milchstraße
- Sternhaufen, Kugelhaufen und interstellare Materie
- Entwicklung und Klassen von Galaxien
- Der Urknall und die Expansion des Universums

Die Sterne – Allgemeine Betrachtungen

- Einfache Beobachtungen und Überlegungen
- Bewegung der Sterne (Erddrehung, Eigenbewegung)
- Entfernungen (Lichtjahr und Parallaxe)
- Helligkeiten (Magnitudensystem)
- Benennung (Bezeichnungen, Eigennamen)
- Anzahl der Sterne
 - Am Himmel sichtbare Sterne (Auge, Teleskop)
 - Systematische Schätzungen, Eichfelder, Kataloge (Visuell, Fotografisch)
 - Moderne Methoden (Hipparcos und Gaia)
 - Räumliche Verteilung
- Beschaffenheit der Sterne
 - Physikalischen Eigenschaften
 - Größe
 - Masse (Gewicht)
 - Leuchtkraft
 - Temperatur
 - Alter
 - Weitere Zustandsgrößen (Druck, Dichte, Opazität, Magnetfelder)
 - Veränderliche Sterne
 - Chemische Eigenschaften (chem. Zusammensetzung nach Alter)
 - Dynamische Eigenschaften (innerer Aufbau, Zonen, Rotation)



Die Sterne – Allgemeine Betrachtungen – Was Sterne sind

Einfache Beobachtungen



Einfache Beobachtungen

Sterne sind

- nicht gleich hell
- Sind immer winzige Punkte am Himmel
- erscheinen immer am selben Platz zu stehen
- sind nicht gleich am Himmel verteilt
- haben eine leicht unterschiedliche Farbe

Helligkeit einer Lichtquelle nimmt mit dem Quadrat der Entfernung ab.

Beispiel: Straßenlaterne, Fenster.

Lichter haben unterschiedliche Intensitäten.

Beispiel Taschenlampe, Autoscheinwerfer, Kerze.

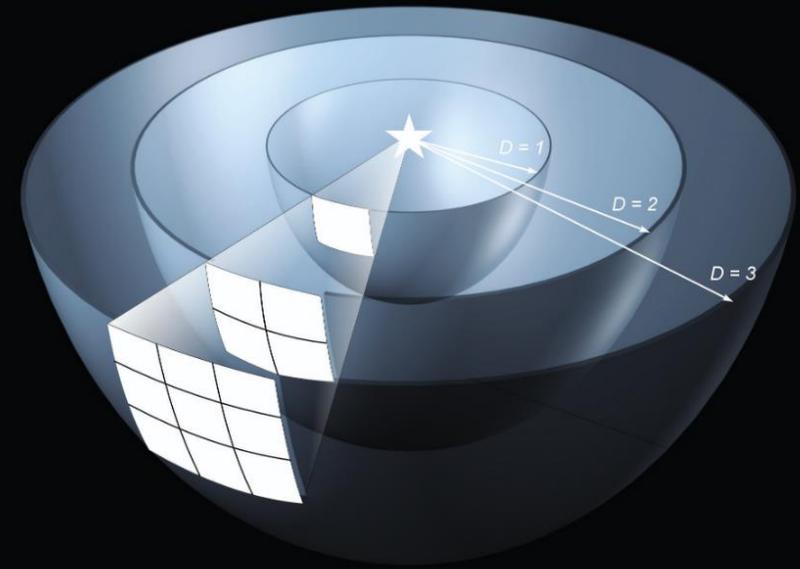
Größe der Lichtquelle wirkt sich auf die Leuchtkraft aus.

Körper (fest/gasförmig) verändern ihre Farbe mit der Temperatur

Erklärungsansätze:

Anaxagoras – glühende Steine, Giordano Bruno – ferne Sonnen

Sterne sind sehr heiße, riesige Gasbälle im Weltraum, die von sich aus leuchten, sodass sie über immense Entfernungen hinweg noch gesehen werden können. Sie leuchten über extrem lange Zeiträume hinweg, wobei sie ihre Leuchtkraft aus atomaren Prozessen beziehen. Ihre Bewegung am Himmel ist wegen dieser Entfernung so gering, dass sie im Laufe eines Menschenlebens kaum wahrnehmbar ist. Wegen ihrer ungleichförmigen Verteilung am Himmel bilden sie ein Sternsystem.



Bewegung der Sterne

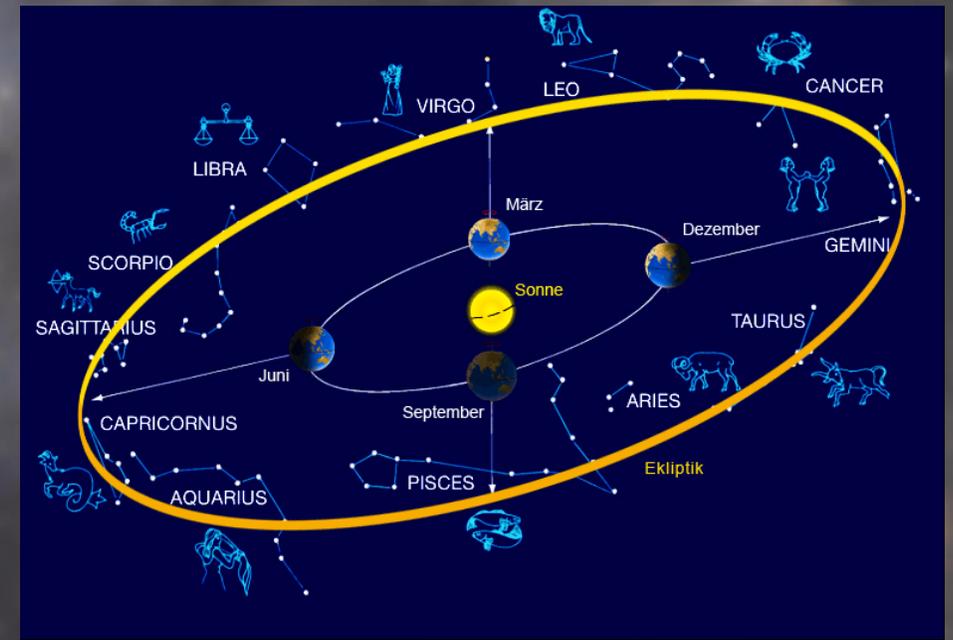
Tägliche und Jahreszeitliche Veränderung – Bewegung der Erde

Eigenbewegung – Messungen, Pfeilsterne

Assoziationen – aufgelöste Sternhaufen

Bewegung der Sterne

Doppelsterne



Bewegung der Sterne

Tägliche und Jahreszeitliche Veränderung – Bewegung der Erde

Eigenbewegung – Messungen, Pfeilsterne

Assoziationen – aufgelöste Sternhaufen

Bewegung der Sterne in der Milchstraße

Doppelsterne

- Eigenbewegung der Sterne beträgt jährlich nur wenige Bogensekunden oder Bruchteile davon
- 2 Komponenten – tangential, radial. Daraus räumliche Bewegung



Barnard's Pfeilstern Bewegung vor dem Sternenhintergrund im Zeitraum von 9 Jahren.

Bewegung der Sterne

Tägliche und Jahreszeitliche Veränderung – Bewegung der Erde

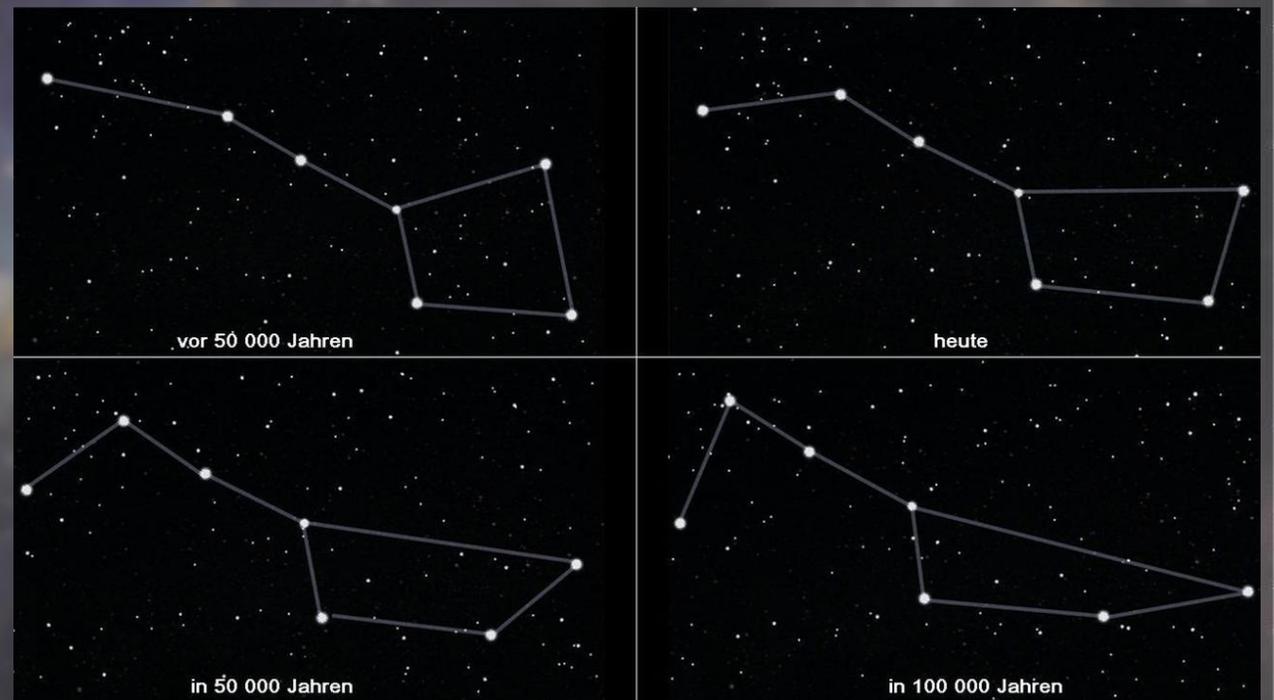
Eigenbewegung – Messungen, Pfeilstern

Assoziationen – aufgelöste Sternhaufen

Bewegung der Sterne in der Milchstraße

Doppelsterne

Sterne entstehen idR in Sternhaufen, die sich im Laufe der Zeit auflösen. Mitglieder können sich aber über lange Zeiträume hinweg gemeinsam bewegen. Dadurch ändert sich das Aussehen von Sternbildern. Beispiel: Bärenstrom



Bewegung der Sterne

Tägliche und Jahreszeitliche Veränderung – Bewegung der Erde

Eigenbewegung – Messungen, Pfeilsterne

Assoziationen – aufgelöste Sternhaufen

Bewegung der Sterne in der Milchstraße

Doppelsterne

Sterne sind in riesigen Sternensystemen – den Galaxien – organisiert. Die Sterne kreisen in einer differentiellen Rotationsbewegung um das Zentrum. Ältere Populationen (Population II – Sterne) haben andere Umlaufgeschwindigkeiten und bevölkern großteils die inneren Bereiche einer Galaxie.



Spiralgalaxis ähnlich unserer Milchstraße mit einem zentralen, balkenförmig ausgebildetem Bulge.

Bewegung der Sterne

Tägliche und Jahreszeitliche Veränderung – Bewegung der Erde

Eigenbewegung – Messungen, Pfeilsterne

Assoziationen – aufgelöste Sternhaufen

Bewegung der Sterne in der Milchstraße

Doppelsterne

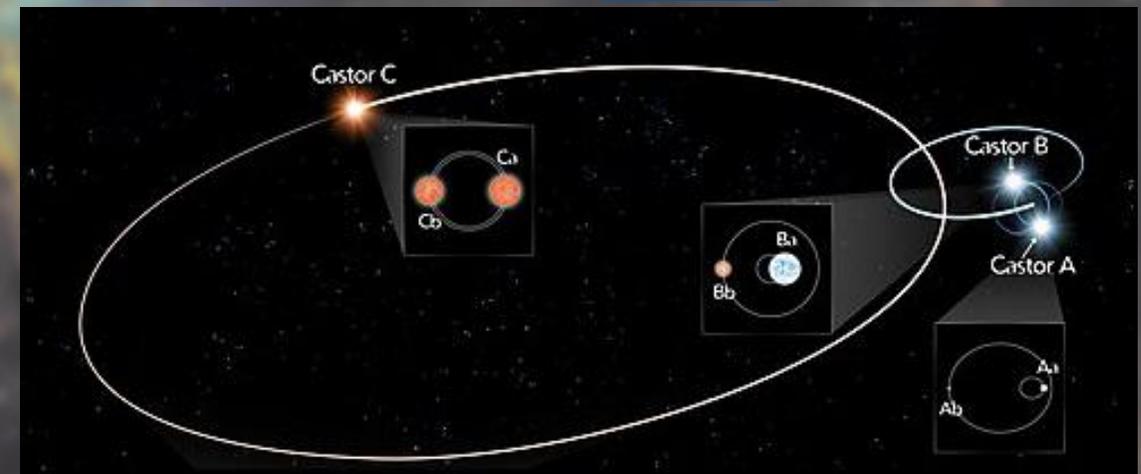
Die Positionsänderungen der Komponenten eines Doppelsternsystems lassen sich in nur wenigen Jahren deutlich wahrnehmen.

Rund die Hälfte aller Sterne sind Teil eines Doppel- oder Mehrfachsternsystems.

Spezialfall: Bedeckungsveränderliche Sterne (zB Algol)

Hauptkomponenten Castor A und B

Jahr	Abstand	Positions- winkel
1990	3"	76°
1995	3,5"	69°
2000	3,9"	65°
2005	4,3"	61°
2010	4,7"	57°



Beispiel: Castor – ein sechsfach-Stern in den Zwillingen

Entfernung der Sterne – Meßmethoden

Trigonometrische Parallaxe – bis zu 30 Parsec möglich

Während der jährlichen Bewegung der Erde um die Sonne „wackeln“ nahe gelegene Sterne vor dem Hintergrund weit entfernter Sterne hin und her.

1 Parsec ist dann jene Entfernung, in dem der Erdbahnradius unter einem Winkel von 1 Bogensekunde gesehen wird.

Das entspricht einer Entfernung von 3,26 Lichtjahren bzw. 206265 Astronomische Einheiten (Erdbahnradien).

1 Astronomische Einheit (AE) entspricht 150 Mio. km.

1 Lichtjahr ist die Strecke, die das Licht in einem Jahr zurücklegt.
Das sind rund 9,5 Billionen km.

Die Entfernung des nächsten Sterns α Cen beträgt kanpp 4,3 Lichtjahre bzw. gut 40 000 000 000 000 km.

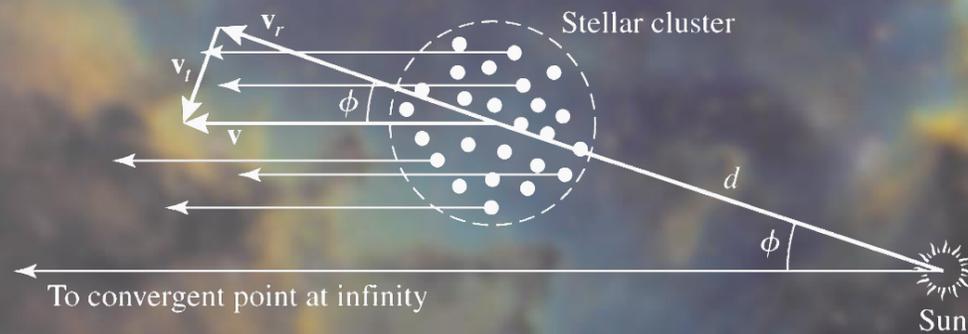
Die erste erfolgreiche Messung der Entfernung eines Sterns gelang F. W. Bessel am 9 Lj. entfernten Stern 61 Cygni im Schwan im Jahr 1838.



Entfernung der Sterne – Meßmethoden

Sternstrom-Parallaxe – bis zu 300 Parsec möglich

Erlaubt die Bestimmungsanhand der gemeinsamen Bewegung hin zu einem Fluchtpunkt.



Der nahe offene Sternhaufen Hyaden

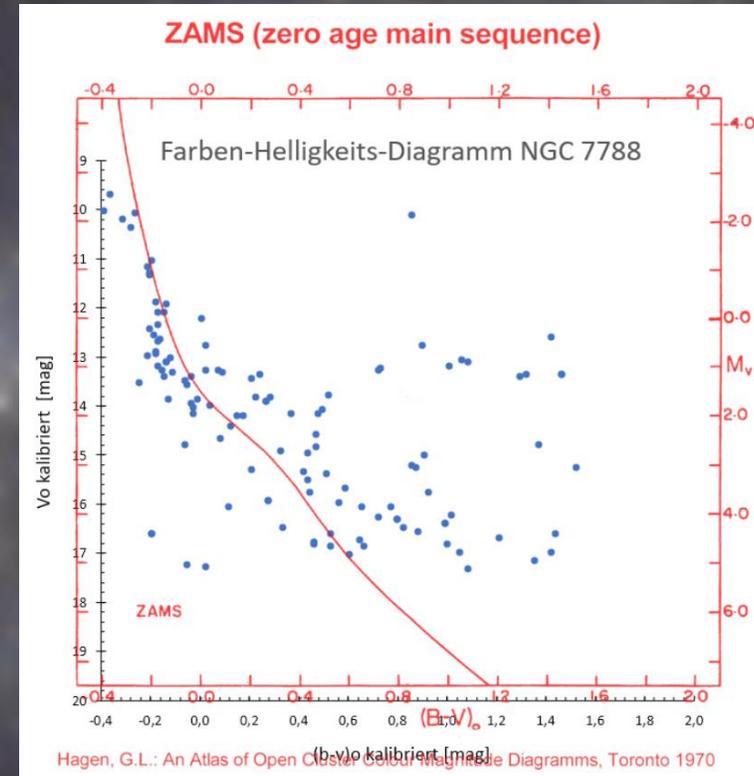
Entfernung der Sterne – Meßmethoden

Photometrische Parallaxe – bis zu 30.000 Parsec möglich

Durch Angleichung der Farben-Helligkeits-Beziehung eines Sternhaufens an die Standard-Hauptreihe lässt sich aus der Differenz der Helligkeiten – dem Entfernungsmodul – die Entfernung rückrechnen.

Es gilt:

$$m - M = -5 + 5 \lg d$$



Anpassung des Farben-Helligkeits-Diagramms eines Sternhaufens an die Hauptreihe

Entfernung der Sterne – Meßmethoden

Perioden-Leuchtkraft-Beziehung – bis zu 4 Mega-Parsec möglich

Für eine bestimmte Klasse regelmäßig veränderlicher Sterne (δ -Cepheiden, RR Lyrae-Sterne) ist eine genaue Beziehung zwischen der Pulsationslänge und der absoluten Helligkeit bekannt. Mit Hilfe des Entfernungsmoduls läßt sich wiederum die Entfernung rückrechnen.

Größere Distanzen können mit Hilfe von Supernova-Ausbrüchen und mit Hilfe der Rotverschiebung von Galaxien gemessen werden.



Die Perioden-Leuchtkraft-Beziehung wurde 1912 von Henrietta Swan Leavitt durch die Beobachtung von δ -Cep in der Großen Magellanschen Wolke entdeckt.

Helligkeiten der Sterne

Das Magnitudensystem

Die Helligkeit eines Sterns wird in sog. Magnituden bzw. Größenklassen angegeben. Eine höhere Zahl entspricht einer geringeren Helligkeit. Als Referenzstern wird Vega im Sternbild Lyra herangezogen. Er hat Mag 0. Es gibt nur sehr wenige Sterne 1. Größe oder heller. Mit zunehmender Mag-Zahl steigt die Anzahl der Sterne exponentiell an. Die schwächsten Sterne, die mit bloßem Auge sichtbar sind, gehören der 6. Größenklasse an, ist aber abhängig vom Alter und von äußeren Einflüssen.

Das Magnituden-System wurde vom griechischen Astronom Hipparchos (190-120 v. Chr.) eingeführt. Es ist ein logarithmisches System, wobei gilt, dass ein Stern 1. Größenklasse 100 mal heller als ein solcher 5. Größe ist. Dies entspricht dem natürlichen Empfinden.

Es muss zwischen scheinbarer und absoluter Helligkeit unterschieden werden. Die Helligkeit eines Sterns hängt ua. von seiner Entfernung ab. Die scheinbare Helligkeit ist jene, wie er uns am Himmel erscheint. Um die Helligkeiten von Sternen vergleichen zu können, muss der Wert der scheinbaren Helligkeit korrigiert werden. Mit dem Entfernungsmodul wird berechnet, welche Helligkeit ein Stern in einer Entfernung von 10 Parsec haben würde. Diese wird dann als die absolute Helligkeit bezeichnet.

	scheinb. Helligk.	abs. Helligk.	Bezeichnung	Name	Entfernung in Lj.
1	-1,46	1,43	α CMa	Sirius	8,6
2	-0,73	-5,64	α Car	Canopus	312,0
3	-0,27	4,13	α Cen	Alpha Centauri	4,4
4	-0,05 var	-0,31	α Boo	Arktur	37,0
5	0,03	0,58	α Lyr	Wega	25,3
6	0,08	-0,49	α Aur	Capella	42,0
7	0,18	-6,72	β Ori	Rigel	770,0
8	0,36	2,64	α CMi	Prokyon	11,4
9	0,42 var	-5,04	α Ori	Beteigeuze	640,0
10	0,5	-2,77	α Eri	Achernar	145,0
11	0,61	-5,42	β Cen	Hadar / Agena	525,0
12	0,76	2,21	α Aql	Altair	16,7
13	0,77	-4,17	α Cru	Acrux	320,0
14	0,87 var	-0,64	α Tau	Aldebaran	65,0
15	0,98	-3,56	α Vir	Spica	262,0
16	1,06 var	-5,39	α Sco	Antares	604,0
17	1,16	1,07	β Gem	Pollux	33,0
18	1,17	1,72	α PsA	Fomalhaut	25,1
19	1,25	-3,91	β Cru	Becrux	352,0
20	1,25	-8,47	α Cyg	Deneb	1550,0
21	1,36	-0,52	α Leo	Regulus	78,0
22	1,5	-4,10	ϵ CMa	Adhara	430,0
23	1,58	0,59	α Gem	Castor	52,0
24	1,59	-0,52	γ Cru	Gacrux	88,0
25	1,62	-5,05	λ Sco	Shaula	700,0

Liste der 25 hellsten Sterne

Namen und Bezeichnungen der Sterne

Es haben nur etwa 400 Sterne einen Eigennamen. Diese heute noch gebräuchlichen Namen stammen meist aus antiken Kulturen, vornehmlich aus dem vorderen Orient. Darüber hinaus haben Sterne meist eine oder mehrere Bezeichnungen.

Am gebräuchlichsten ist die von J. Bayer etablierte Methode, die Sterne in der Reihenfolge ihrer Helligkeit innerhalb eines Sternbilds zu bezeichnen. Dazu werden griechische Kleinbuchstaben, gefolgt von der lat. Abkürzung des Sternbilds verwendet. Demnach trägt der hellste Stern des Sternbilds Leier die Bezeichnung α Lyr. Der nächsthellste β Lyr usw. Da sich damit nur 26 Sterne bezeichnen lassen, wurde von J. Flemsteed ein System mit Nummern eingeführt. Daneben tragen Sterne noch die Nummern einer Reihe von Fundamental- und Spezial-Katalogen, in denen sie gelistet wurden. ZB. BD +12 34567 für einen Stern auf dem 12. Breitengrad, der im Katalog der Bonnen Durchmusterung aufscheint. Heute gebräuchlich sind die Bezeichnungen aus den Datensätzen der Astrometriesatelliten Hipparcos und Gaia.

Für veränderliche Sterne hat sich ein eigenes System etabliert. Hier werden die veränderlichen Sterne in der Reihenfolge der Entdeckung innerhalb eines Sternbilds mit einem oder zwei lat. Großbuchstaben, beginnend mit bezeichnet.



Das Sternbild Lyra

Sichtbare Sterne

Mit bloßen Auge sind in einer klaren Nacht weitab störender Lichtquellen etwa 3000 bis 6000 Sterne zu erkennen. Jüngere Augen mit einer besseren Dunkeladaption sind dabei von Vorteil.

Ein Teleskop hat den Vorteil einer lichtsammelnden Fläche. Die Anzahl der sichtbaren Sterne steigt mit dem Quadrat der Öffnung. Ein handelsüblicher Feldstecher mit 50 mm Öffnung zeigt bereits Sterne bis zur 10. Größenklasse.

Mit der Einführung von Detektoren, die die Lichtquanten über längere Zeiträume sammeln können, zB. Fotoplatten, CCDs uä. können Sterne bis zu einer Grenzhelligkeit, die sie nur noch knapp über der Helligkeit des Himmelshintergrunds abheben, erfasst werden.

Anzahl	Größenkl.	Mag
22	1	< 1,5
70	2	1,5 – 2,5
170	3	2,5 – 3,5
430	4	...
1200	5	...
4000	6	...
9110	6,5	< 6,5



Hyden im Stier: Mit bloßem Auge gesehen – durch einen Feldstecher betrachtet – auf einem Foto abgelichtet.

Systematische Zählungen

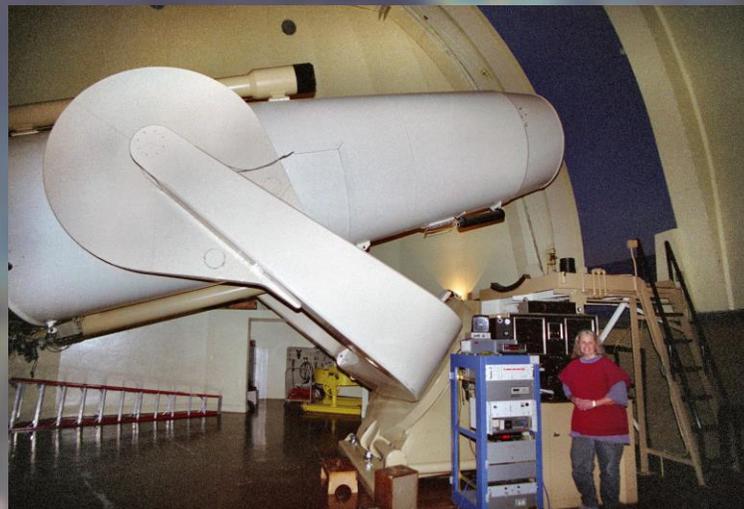
Die Anzahl der Sterne abschätzen zu können, ist ein schwieriges Unterfangen. Abhängig von der Größe der Optik sind in unterschiedlichen Regionen mehr oder weniger Sterne sichtbar. Eichfelder in unterschiedlichen galaktischen Breiten dienen einer groben Abschätzung. Eine vollständige Erfassung aller Sterne ist nur bis zu bestimmten Helligkeiten möglich. So wurden beispielsweise im Katalog der Bonner Durchmusterung mit seinem Pendant Cordoba Durchmusterung für den Südhimmel etwa 1 Million Sterne bis zur 16. Größe erfasst.

Die Auswertung fotografischer Aufnahmen, zB POSS, SDSS etc., reicht wesentlich weiter und mit dem modernen Gaia-Astrometriesatelliten konnten bislang 1,8 Mrd. Objekte bis zur 21. Größe hochpräzise erfasst werden.

m	$N(m)$ 0° bis 20°	$N(m)$ 40° bis 90°
4	0,013	0,0053
6	0,107	0,044
8	0,832	0,337
10	6,18	2,33
12	43,0	13,8
14	275	67,8
16	1550	267
18	7310	548
20	28200	2140



Himmelsglobus



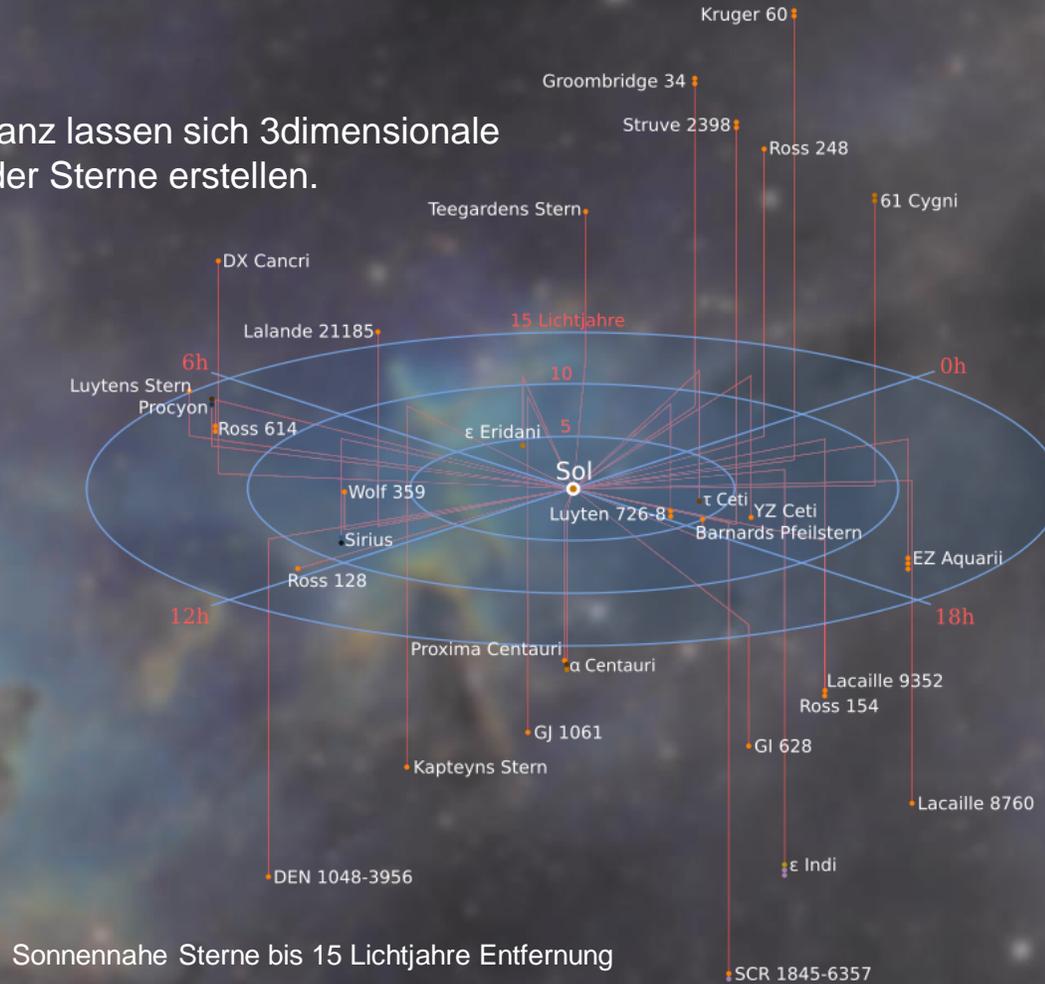
Oschin-Schmidt-Teleskop auf Mount Palomar



Astrometriesatellit Gaia

Räumliche Verteilung der Sterne

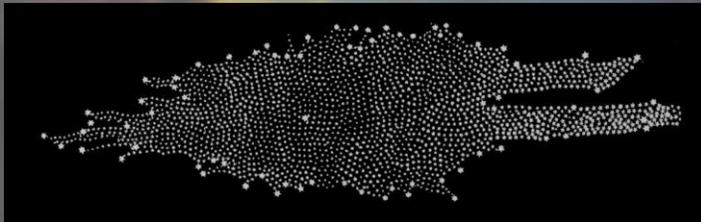
Mit den Angaben Richtung und Distanz lassen sich 3dimensionale Modelle der räumlichen Verteilung der Sterne erstellen.



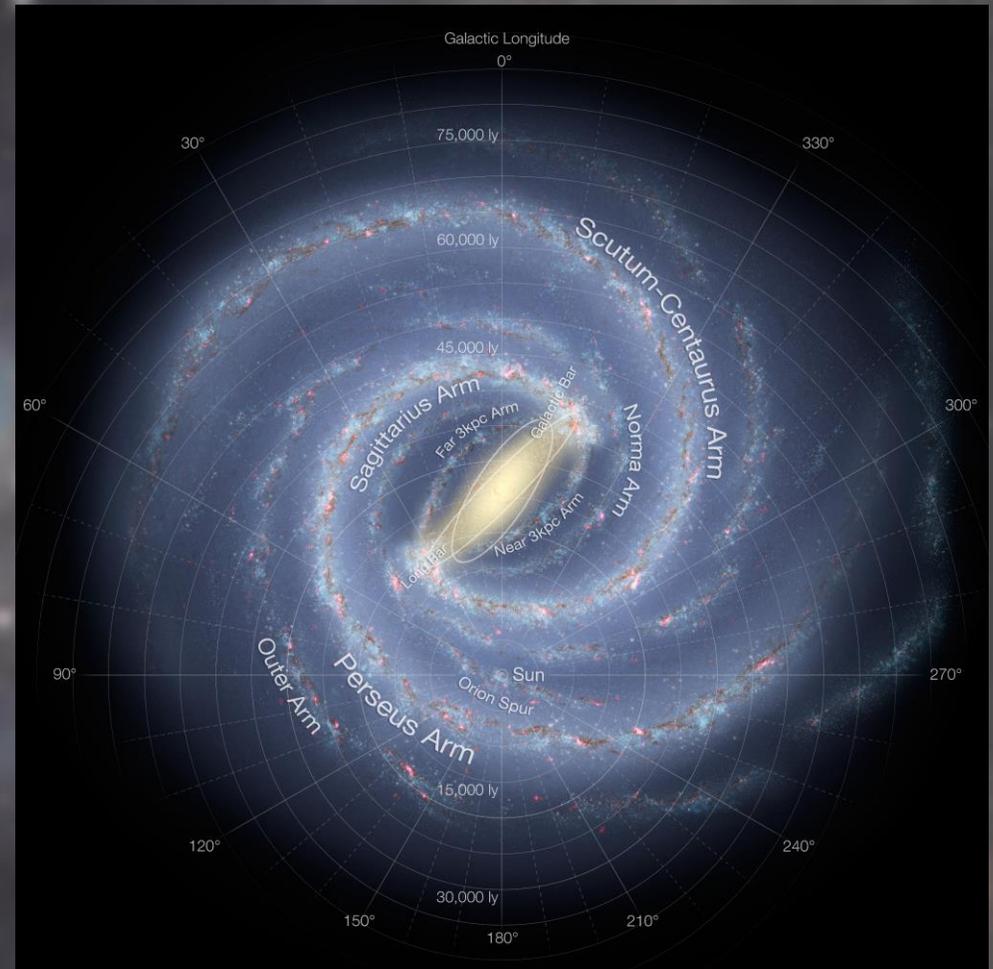
Räumliche Verteilung der Sterne

Mit den Angaben Richtung und Distanz lassen sich 3dimensionale Modelle der räumlichen Verteilung der Sterne erstellen.

Durch die genauen Daten tief reichender Surveys und unter Berücksichtigung der Extinktion (Lichtabschwächung) durch das interstellare Medium läßt sich unter Zuhilfenahme multispektraler Beobachtungsmethoden ein ungefähres Bild unserer Milchstraße erahnen.



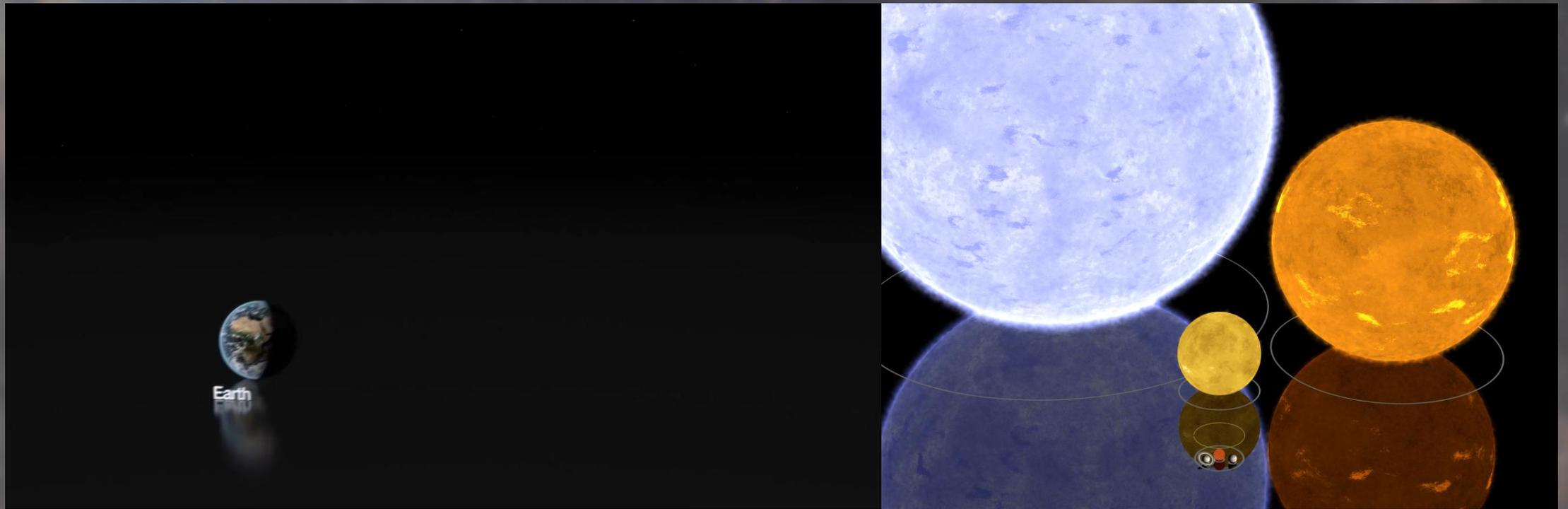
W. Herschels Vorstellung von unserer Milchstraße als Ergebnis seiner Sternzählungen aus dem Jahr 1795



Moderne Vorstellung von der Gestalt unserer Milchstraße

Physikalische Eigenschaften - Größe

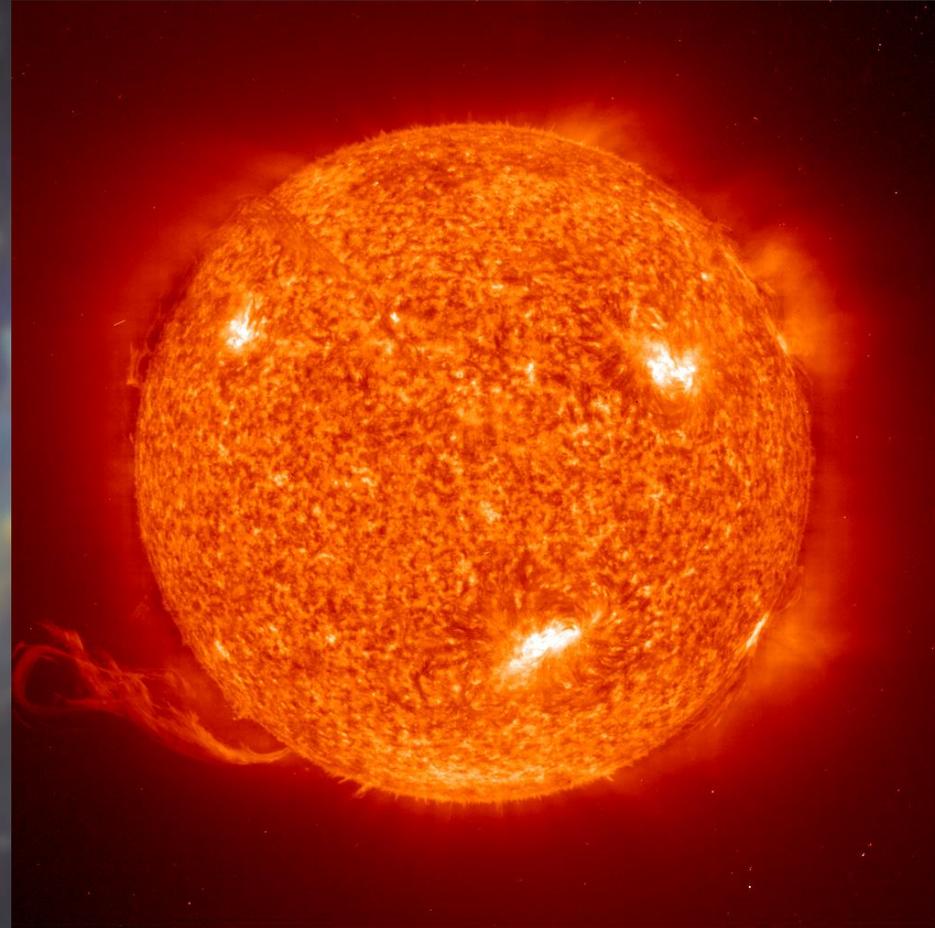
- Bezugspunkt: Sonnenradius (700.000 km)
- sehr weite Bandbreite (weiße Zwerge – rote Überriesen) (von ~ Erdgröße bis zu 1000 fachem Sonnenradius)
- abhängig von Anfangsmasse und Entwicklungsstand



Vergleich Alnilam – Sonne – Algorab – Teide 1

Physikalische Eigenschaften - Masse

- Masse ist das bestimmende Element
beeinflusst Größe, Temperatur und Leuchtkraft
und letztlich die Lebenserwartung
- Bezugspunkt: Sonnenmasse
($1 M_{\odot} \sim 330.000$ Erdmassen = $2 \cdot 10^{30}$ kg)
- sehr weite Bandbreite
(braune und rote Zwerge – Überriesen)
- Grenzwerte:
 - Braune Zwerge (10 ~ 80 Jupitermassen)
 - Rote Zwerge (0,08 ~ 0,5 M_{\odot})
 - Weißer Zwerge (0,5 ~ 1,4 M_{\odot})
 - Normale Sterne (0,5 ~ < 150 M_{\odot})
 - Neutronensterne (1,4 – 8 M_{\odot})
 - Schwarze Löcher (> 8 M_{\odot})
- Sonne setzt pro Sekunde 4 Mio t in
Strahlung um



Unsere Sonne im Licht der Wasserstofflinie H-alpha

Physikalische Eigenschaften – Kenngrößen im Hertzsprung-Russel-Diagramm

- Im Hertzsprung-Russel-Diagramm werden die Temperatur eines Sterns gegen seine Helligkeit grafisch erfasst.
- Es zeigt grob die Verteilung der Sterne über ihre Entwicklungsstadien.
- Es erlaubt eine Klassifizierung verschiedener Sterntypen und ermöglicht Aussagen über weitere physikalische Größen.
- Im Diagramm zeigen sich verschiedene charakteristische Bereiche.
- Voraussetzung ist die Kenntnis seiner wahren Leuchtkraft bzw. Helligkeit.
- Statt der genauen Spektralklasse kann auch ein Farbindex (b-v) verwendet werden.

HRD des Kugelhaufen Omega Centauri



Physikalische Eigenschaften – Kenngrößen im Herzprung-Russel-Diagramm

- Im Herzprung-Russel-Diagramm werden die Temperatur eines Sterns gegen seine Helligkeit grafisch erfasst.
- Es zeigt grob die Verteilung der Sterne über ihre Entwicklungsstadien.
- Es erlaubt eine Klassifizierung verschiedener Sterntypen und ermöglicht Aussagen über weitere physikalische Größen.
- Im Diagramm zeigen sich verschiedene charakteristische Bereiche.
- Voraussetzung ist die Kenntnis seiner wahren Leuchtkraft bzw. Helligkeit.
- Statt der genauen Spektralklasse kann auch ein Farbindex (b-v) verwendet werden.

HRD des Kugelhaufen Omega Centauri

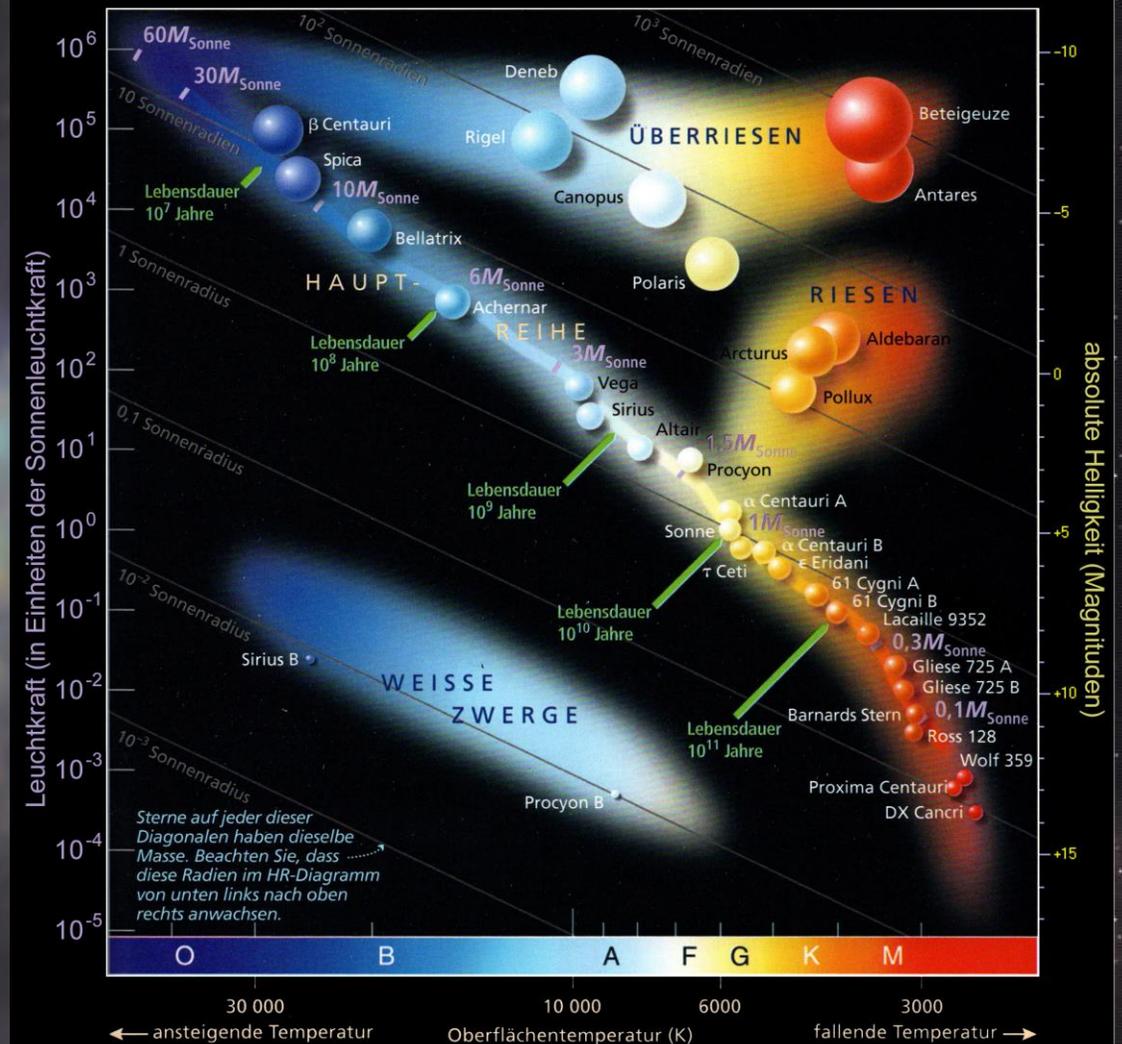


www.spacetelescope.org

Physikalische Eigenschaften – Temperatur und Farbe

- Spektralklassen
O, B, A, F, G, K, M sowie weitere spezielle Klassen (C, S, W, D, L, Y, T, Q)
- Merksatz: O Be A Fine Girl/Guy Kiss Me
- Oberflächentemperatur, Temperatur im Zentrum
Mit der Temperaturangabe ist immer Oberflächentemperatur gemeint.
Die Temperatur im Zentrum ist um ein Vielfaches höher und kann etliche Millionen Grad betragen.

Klasse	Charakteristik	Farbe	Temperatur in K	typ. Masse für Hauptreihe (M_{\odot})	Beispielsterne
O	ionisiertes Helium (He II)	blau	30000–50000	>18	Mintaka (δ Ori), Naos (ζ Pup)
B	neutrales Helium (He I), Balmer-Serie Wasserstoff	blau-weiß	10000–30000	5	Rigel, Spica, Achernar
A	Wasserstoff, Calcium (Ca II)	weiß	7500–10000	1,9	Wega, Sirius, Altair
F	Calcium (Ca II), Auftreten von Metallen	weiß-gelb	6000–7500	1,4	Prokyon, Canopus, Polarstern
G	Calcium (Ca II), Eisen und andere Metalle	gelb	5300–6000	1	Tau Ceti, Sonne, α Centauri A
K	starke Metalllinien, später Titan(IV)-oxid	orange	3900–5300	0,7	Arcturus, Aldebaran, ϵ Eridani, Albireo A
M	Titanoxid	rot-orange	2300–3900	0,3	Beteigeuze, Antares, Proxima Centauri



Physikalische Eigenschaften - Leuchtkraft

- Abhängig von Größe und Temperatur (Oberfläche x Temperatur)

$$L = 4\pi * R^2 * \sigma T^4$$

Leuchtkraftklassen

- Ia, Ib – Überriesen
- II – Helle Riesen
- III – Riesen
- IV – Unterriesen
- V – Zwerge (Hauptreihensterne)
- VI – Unterzwerge
- VII – Weiße Zwerge

- Stephan Boltzmann und das Wien'sche Verschiebungsgesetz

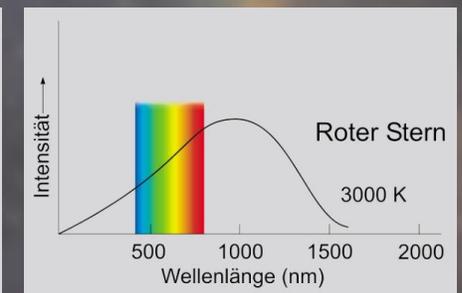
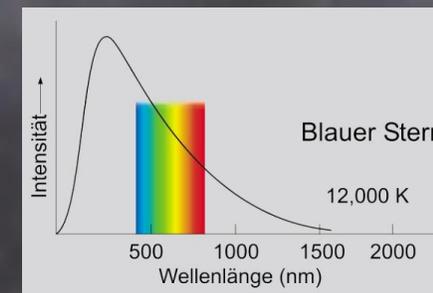
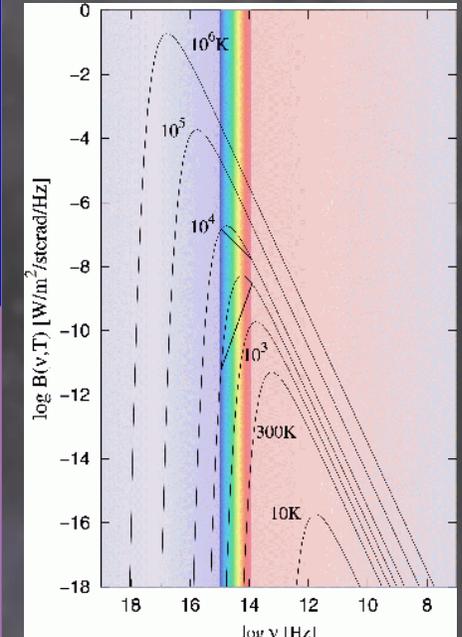
- Masse – Leuchtkraft Beziehung

$$L \sim M^{3,5}$$

(gilt streng genommen nur für Hauptreihensterne bis zur Spektralklasse A)

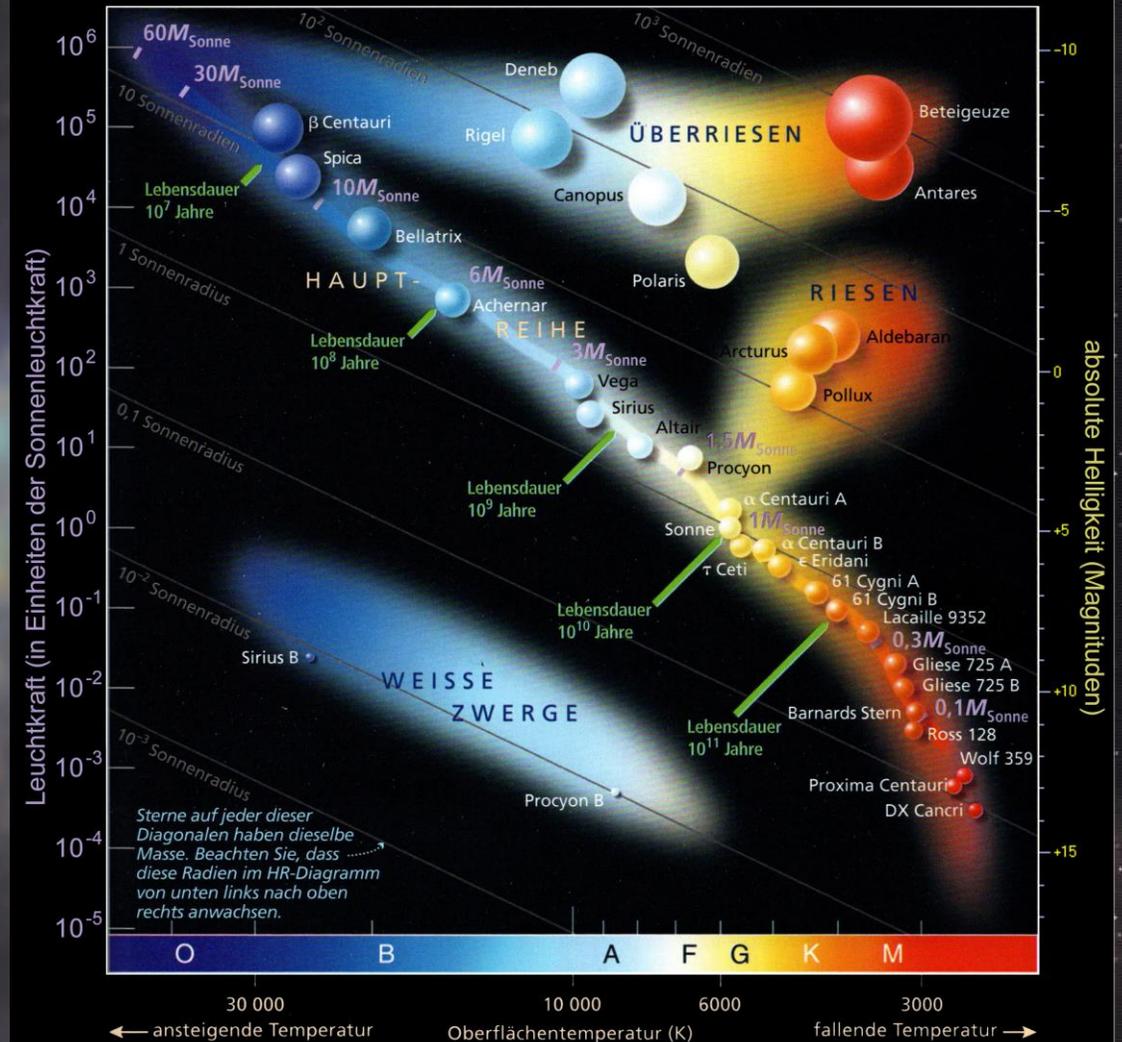
Main Sequence Stars							
	O	B	A	F	G	K	M
Spectral Type:	O	B	A	F	G	K	M
Temperature:	40 000K	20 000K	8500K	6500K	5700K	4500K	3200K
Radius (Sun=1):	10	5	1.7	1.3	1.0	0.8	0.3
Mass (Sun=1):	50	10	2.0	1.5	1.0	0.7	0.2
Luminosity (Sun=1):	100 000	1000	20	4	1.0	0.2	0.01
Lifetime (million yrs):	10	100	1000	3000	10 000	50 000	200 000
Abundance:	0.00001%	0.1%	0.7%	2%	3.5%	8%	80%

Giant Stars	White Dwarfs	Supergiant Stars
Low mass stars near the end of their lives.	Dying remnant of an imploded star.	High mass stars near the end of their lives.
Spectral Type: Mainly G, K or M	Spectral Type: D	Spectral Type: O, B, A, F, G, K or M
Temperature: 3000 to 10 000K	Temperature: Under 80 000K	Temperature: 4000 to 40 000K
Radius (Sun=1): 10 to 50	Radius (Sun=1): Under 0.01	Radius (Sun=1): 30 to 500
Mass (Sun=1): 1 to 5	Mass (Sun=1): Under 1.4	Mass (Sun=1): 10 to 70
Luminosity (Sun=1): 50 to 1000	Luminosity (Sun=1): Under 0.01	Luminosity (Sun=1): 30 000 to 1000 000
Lifetime (million yrs): 1000	Lifetime (million yrs): –	Lifetime (million yrs): 10
Abundance: 0.4%	Abundance: 5%	Abundance: 0.0001%



Physikalische Eigenschaften - Alter

- Alter bzw. Entwicklungsgrad zeigt Abhängigkeit von Masse (beginnend mit dem Erreichen der Hauptreihe)
- Massereiche Sterne altern sehr schnell (10 ... 100 Mio. J)
- Massearme Sterne können viele Mrd. Jahre alt werden
- Lage im HRD lässt Rückschlüsse auf das Alter zu
- Rote Zwerge haben extrem lange Lebensdauer (> 1 Billion J), keiner hat bislang die Hauptreihe verlassen
- Altersbestimmung von Sternhaufen mit Hilfe des HRD
- Sternpopulationen (Generationen I, II und III)



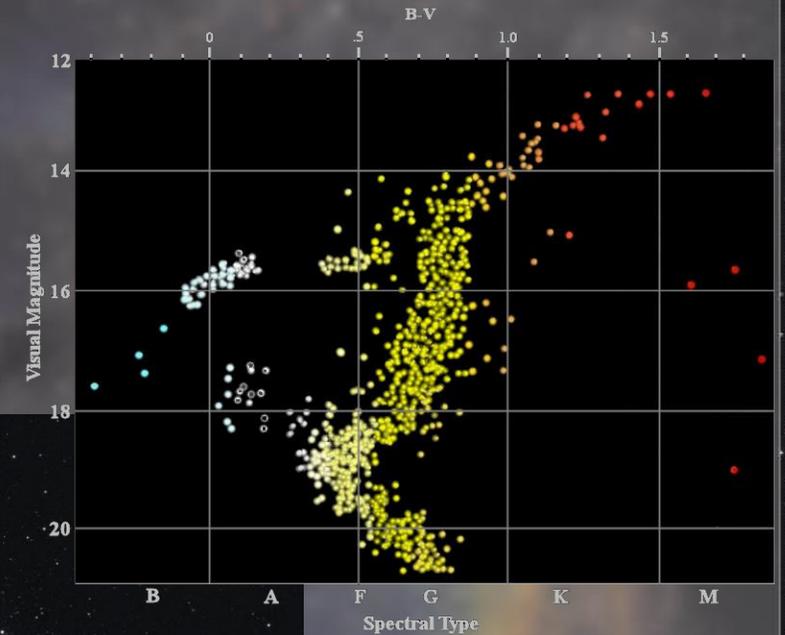
Physikalische Eigenschaften - Alter

- Alter bzw. Entwicklungsgrad zeigt Abhängigkeit von Masse (beginnend mit dem Erreichen der Hauptreihe)
- Massereiche Sterne altern sehr schnell (10 ... 100 Mio. J)
- Massearme Sterne können viele Mrd. Jahre alt werden
- Lage im HRD lässt Rückschlüsse auf das Alter zu
- Rote Zwerge haben extrem lange Lebensdauer (> 1 Billion J), keiner hat bislang die Hauptreihe verlassen
- Altersbestimmung von Sternhaufen mit Hilfe des HRD
- Sternpopulationen (Generationen I, II und III)

Sonderfall Sternhaufen:

Mitglieder haben

- gleiche Entfernung
- gleiches Alter
- gleiche chemische Zusammensetzung
- unterschiedliche Masse
- unterschiedliche Temperatur
- unterschiedliche Leuchtkraft

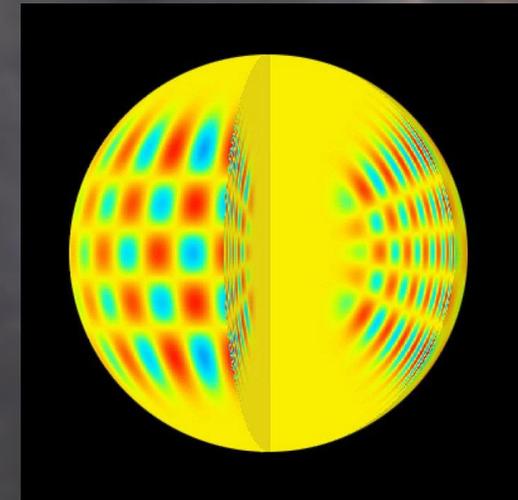
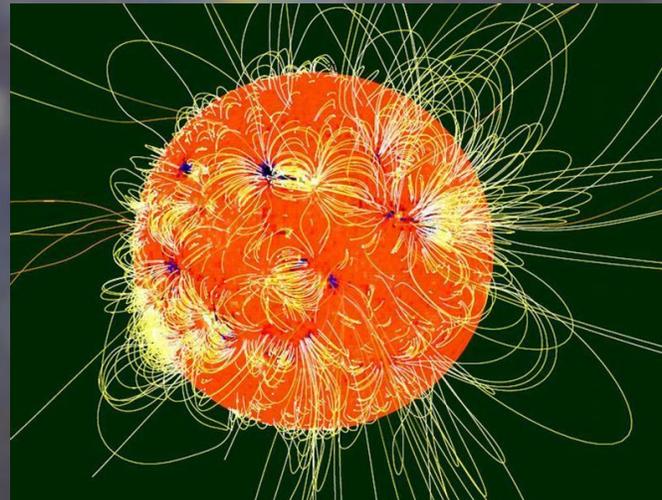
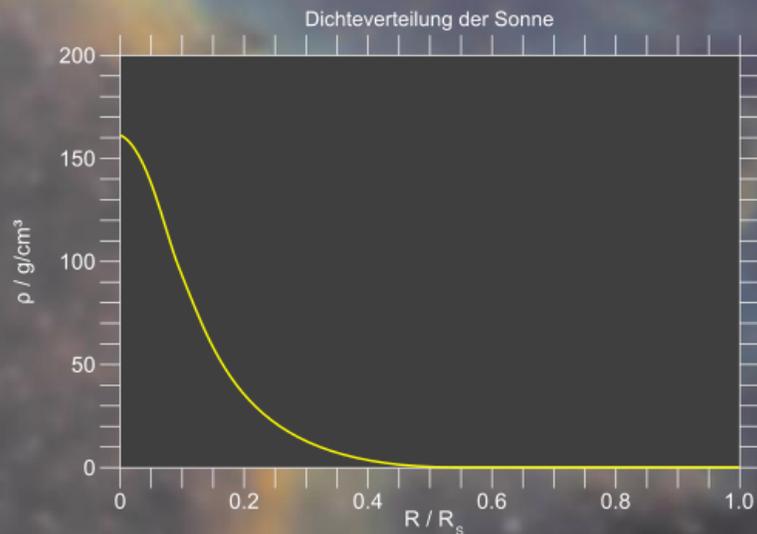


Kugelsternhaufen Messier 3
und zugehöriges HRD



Physikalische Eigenschaften – weitere Zustandsgrößen

- Druck – Druck, Dichte und Temperatur sind voneinander abhängige Größen ($p \propto \rho^* T$). Sie bestimmen die Fusionsrate und somit für die Strahlungsleistung eines (Hauptreihen-)Sterns.
- Opazität – Durchlässigkeit der Sternmaterie beeinflusst den Transport der Strahlungsenergie. Abhängig von Dichte und chemischer Zusammensetzung benötigt die Strahlungsenergie bis zu mehreren hunderttausend Jahren, um vom Kern bis an die Sternoberfläche zu dringen.
- Magnetfelder – durch konvektive Strömungen geladener Teilchen, Messung durch Analyse von Spektrallinien (Polarisation, Zeemann-Effekt), sehr stark in Neutronensternen, besonders in Magnetaren.
- Schwingungen – Sterne zeigen kompliziertes Schwingungsmuster.



Physikalische Eigenschaften – Instabile Phasen

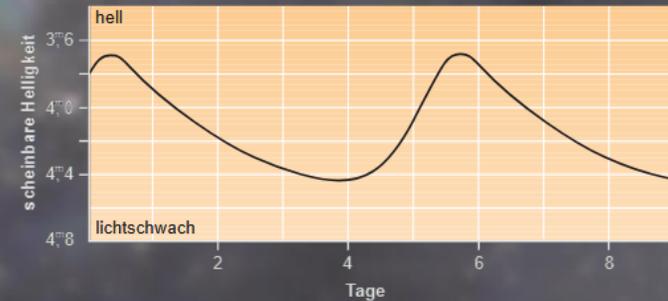
Im Laufe ihrer Entwicklung durchlaufen Sterne Phasen, in denen ihre Energieproduktion aufgrund geänderter physikalischer Bedingungen (zB Wechsel in der Effektivität von Proton-Proton-Reaktion gegenüber CNO-Reaktion, Anreicherung bestimmter Elemente, uä) oder anderen Umständen (zB Überfließen von Masse von einem Stern auf einen anderen in engen Doppelsternsystemen) anders ablaufen kann. Solche Umstellungen können sich in mehr oder weniger regelmäßigen Schwingungen der Zustandsgrößen Dichte, Radius, Temperatur, die sich in einer Änderung ihrer Helligkeit manifestieren, bemerkbar machen. Grundsätzlich werden solche Veränderungen im Verhalten von Sternen in zwei Klassen eingeteilt. Man spricht von

- Pulsierenden Sternen (periodisch oder halbperiodisch Veränderliche) – die Helligkeitsänderung resultiert aus einem Pulsieren des Sterns oder von
- Eruptiv veränderlichen Sternen, wenn diese Änderung einer oder mehrerer Zustandsgrößen einmalig oder unregelmäßig erfolgt.

Es gibt viele Unterarten von Veränderlichen Sternen, deren wichtigste Vertreter prototypisch und namensgebend für diese Klasse von Veränderlichen stehen. ZB RR-Lyrae-, W-Virginis-, UV-Ceti-Sterne, usw.

Die folgende Tabelle listet die wichtigsten Arten Veränderlicher Sterne:

- Pulsierende Veränderliche:
 - RR-Lyrae-Sterne
 - Cepheiden
 - Mirasterne
 - Halbregelmäßige und RV-Tauri-Sterne
- Eruptive Veränderliche
 - Zwergnovae (U-Geminorum-Sterne)
 - Novae
 - Supernovae
 - R-Coroniae-Borealis-Sterne



Lichtkurve eines δ -Cepheiden



Physikalische Eigenschaften – Innerer Aufbau und Rotation

Der Aufbau eines Sterns hängt von seiner Masse und seinem Alter ab.

- Kern – bei sehr hohen Temperaturen (10 Mio ~ < 200 Mio K) finden Fusionsprozesse statt. Nimmt ein vergleichsweise geringes Volumen ein.
- Schalen – massereiche Sterne haben einen komplexeren Aufbau. Sie weisen mehrere Schalen um den Kernbereich auf, in denen ebenfalls Kernprozesse (Schalenbrennen) statt finden.
- Strahlungszone – jener Bereich, in dem der Energietransport über Strahlung funktioniert. Hochenergetische Strahlung wird durch wiederholte Absorptions- und Reemission allmählich in niederenergetische Strahlung umgewandelt und nach außen abgegeben.
- Konvektionszonen – konvektive Strömungen transportieren die Energie sehr effektiv aus dem Zentrum an die Oberfläche.
- Atmosphären – äußere, meist sehr dünne Schichten. Späte Sterne (O, B) weisen oft keine Atmosphären auf.
- Rotation – das Rotationsverhalten kann sehr unterschiedlich sein und resultiert aus dem ursprünglichen Drehimpuls. Kann bei Neutronensternen ein Vieltausendfaches der Sonne betragen.



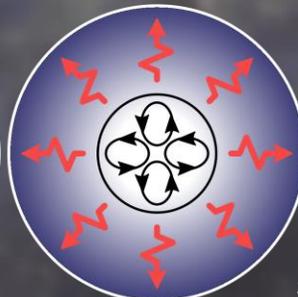
Vergleich Sonne – Vega



$M < 0.5$

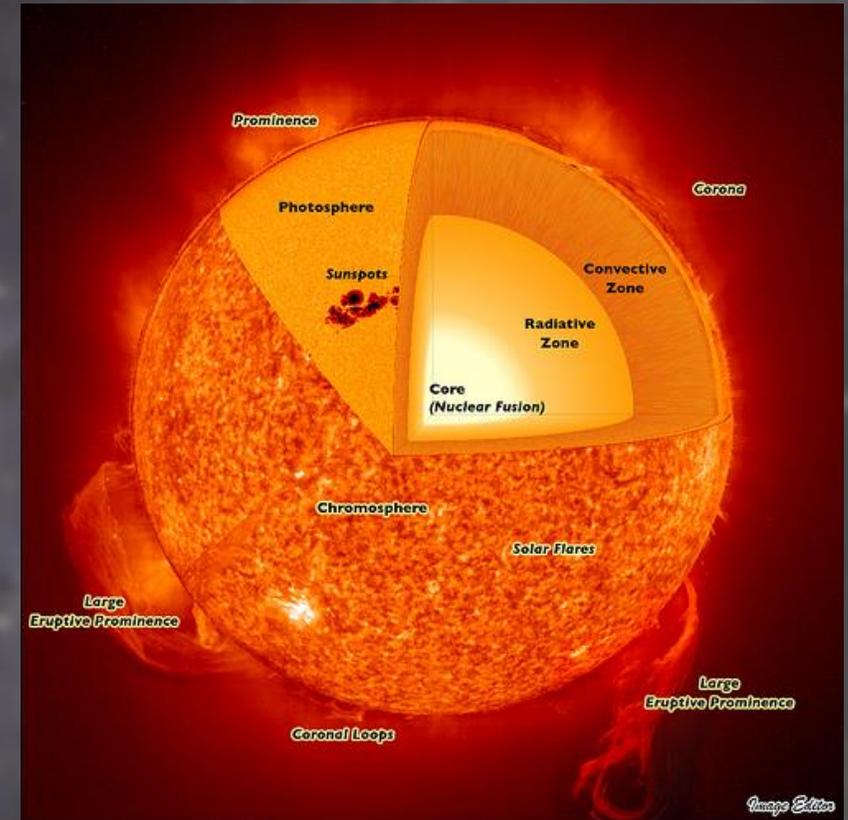


0.5 - 1.5



$M > 1.5$

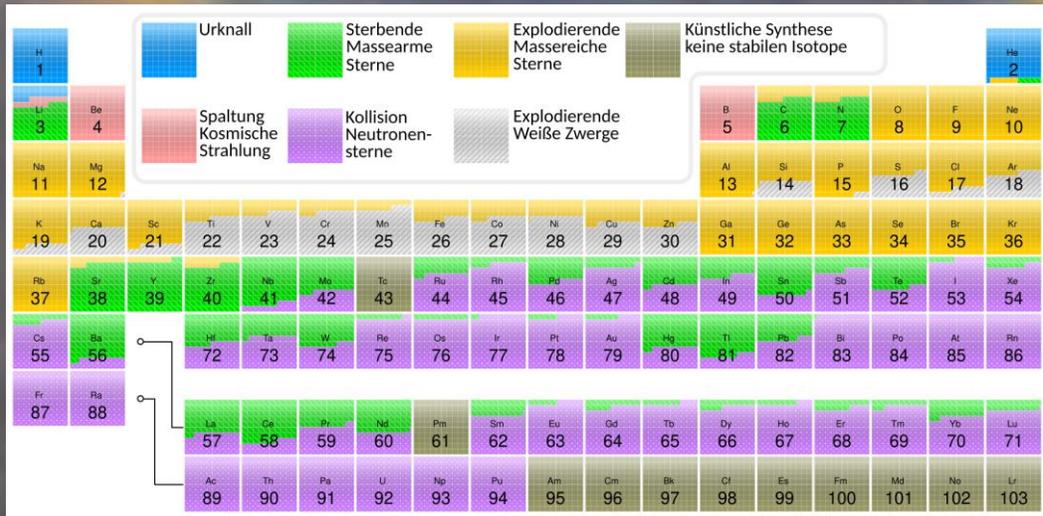
Schematischer Aufbau von Strahlungs- und Konvektionszonen für Sterne unterschiedlicher Massen



Innerer Aufbau der Sonne als Beispiel für einen Hauptreihenstern

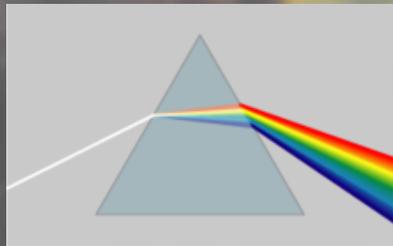
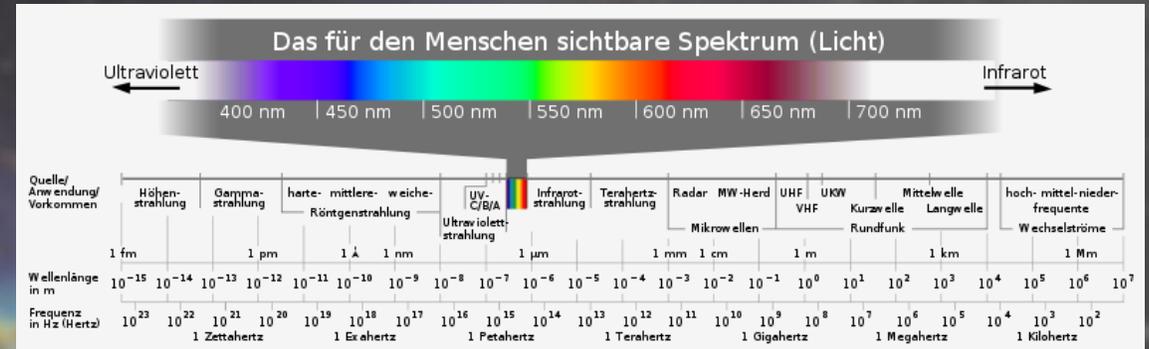
Chemische Eigenschaften

- Chemische Zusammensetzung – Sterne bestehen zum überwiegenden Teil aus Wasserstoff und Helium mit einem kleinen Anteil an schwereren Elementen (<0,1 %). Dabei verringert sich der Anteil schwerer Elemente mit zunehmender Massezahl.
- Metallizität – ist eine Kenngröße für den Anteil schwerer Elemente („Metalle“ – alle Elemente schwerer als H oder He). Sterne der Population I (zB Sonne) haben eine viel höhere Metallizität, als solche der Population II (ältere Sterne).
- Sternflecken, Kohlenstoffsterne – Manche Sterne weisen signifikante höhere Anteile bestimmter Elemente, zB. Kohlenstoff (C) oder Chrom in ihren Atmosphären auf.
- Kreislauf der Elemente – Die schweren Elemente werden in Sternen bzw. wurden in Sternen vergangener Generationen „erbrütet“ (Nukleosynthese) und werden bei Supernovaausbrüchen oder durch Sternwinde an das interstellare Medium abgegeben. Später entstandene Sterne sowie Planetensysteme enthalten daher meist einen Anteil an diesen schweren Elementen.

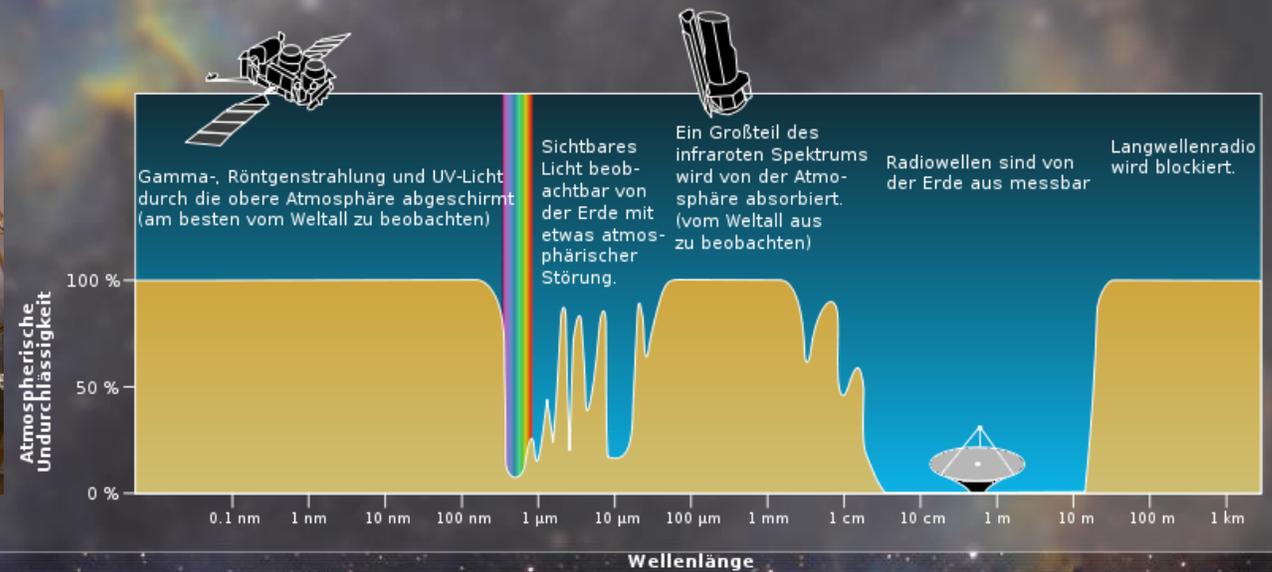
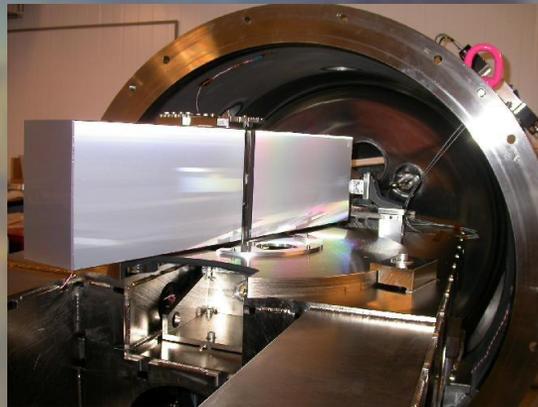


Periodensystem der Elemente nach ihrem Entstehungsort

- Richtung
 - Position
 - Bewegung
 - Optische Abbildung
- Intensität und Farbe (Detektoren, Filter)
 - Entfernung und räumliche Verteilung
- Spektrum
 - Physikalischen Eigenschaften
 - Chemische Eigenschaften
 - Dynamische Eigenschaften



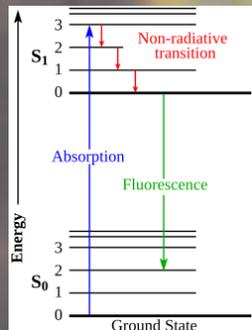
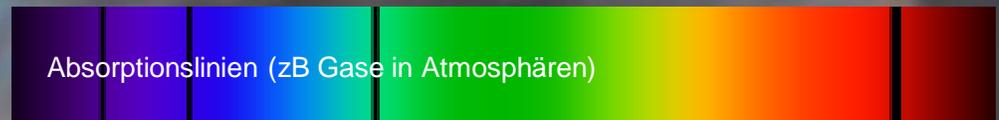
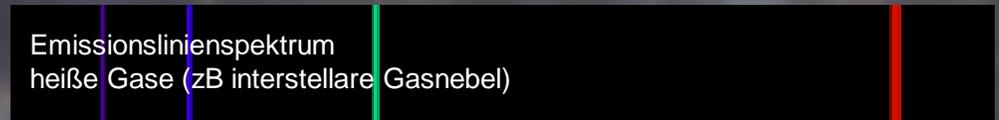
Echelle-Spektrograf HARPS



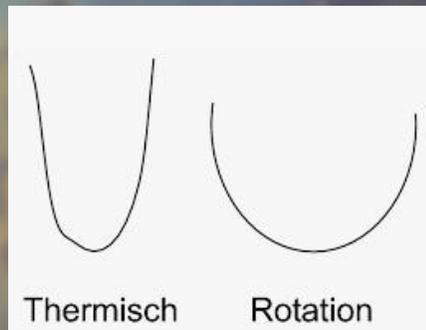
Spektrum

- Arten von Spektren
- Fraunhofer und Bunsen

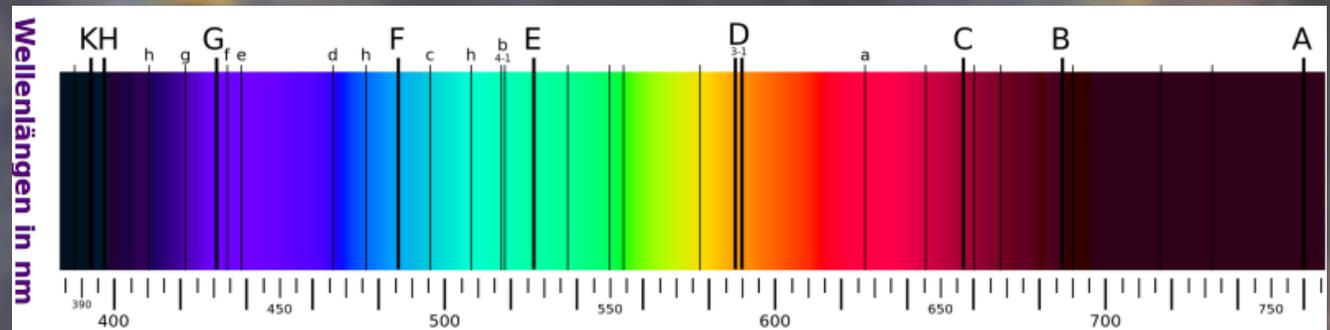
Ein Spektrum ist die Summe einer Vielzahl von Spektrallinien. Emissionslinien entstehen beim Übergang von Elektronen in Atomen oder Molekülen von einem angeregten Zustand zu einem tieferen Energieniveau. Die Wellenlänge entspricht der Differenz der Niveaus. Bei Absorptionslinien verhält es sich umgekehrt. Die Lage einer Spektrallinie (Wellenlänge) ist charakteristisch für ein bestimmtes Element. Die Form der Spektrallinie (Höhe, Breite, Intensitätsverteilung) erlaubt Rückschlüsse auf die physikalischen Gegebenheiten des emittierenden Körpers/Gases.



Diskrete Übergänge



Linienprofil bei thermischer bzw. Rotationsverbreiterung



Fraunhofer'sche Linien im Sonnenspektrum

Spektrum – Sternspektren und Charakteristika

Wenige stark verbreiterte Linien,
ionisiertes Helium (He II)

Wasserstofflinien (Balmer-Serie) und
neutrales Helium (H I) dominieren

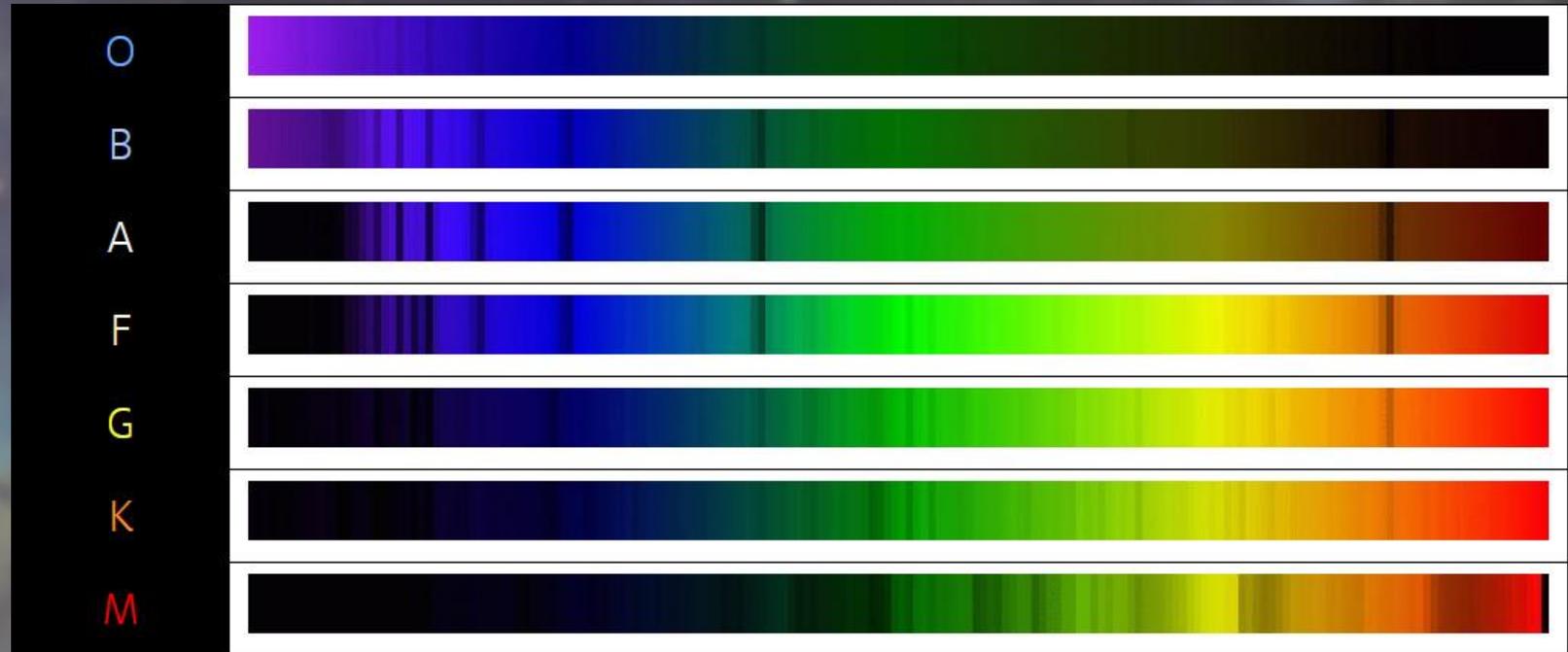
Sehr prominente Wasserstofflinien
und Calcium II – Linien

Wasserstoff und Calcium II – Linien
Auftreten von Metallen

Calcium II, Eisen und andere Metalle

Starke Metalllinien, bei späteren
Sternen (K 8, 9) Titan IV-Oxid

Viele sehr schmale Metalllinien,
Auftreten von Molekülbanden



Typische Spektren für Sterne der Spektralklassen O ... M

- Wie Sterne funktionieren
 - Energiehaushalt
 - Quellen der Energiegewinnung (Kernprozesse)
- Entwicklung der Sterne
 - Sternentstehung (wo und wie Sterne entstehen)
 - Entwicklungswege (Massenabhängigkeit)
 - Endstadien (Weiße Zwerge, Supernovae, Neutronensterne, Schwarze Löcher)
- Veränderliche Sterne
 - Periodisch veränderliche Sterne (RR Lyrae, δ -Cepheiden, Mira)
 - Eruptiv veränderliche Sterne (Novae, R CBr, UV Ceti)
- Die Sonne

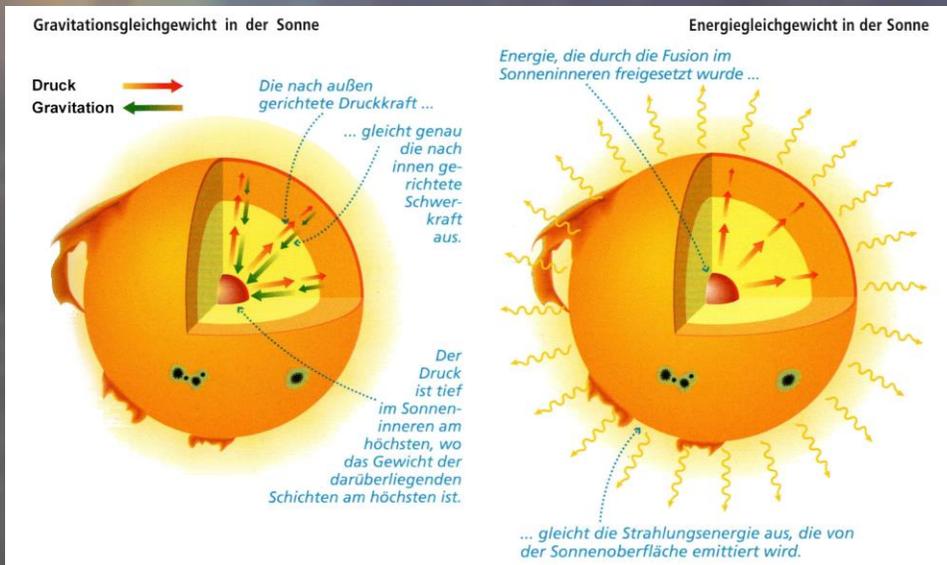
Wie Sterne funktionieren – Energiehaushalt

Die Sonne scheint offenbar seit vielen Mrd. Jahren. Weder chem. Prozesse noch Schwerkraftkontraktion können den Energieausstoß über solch lange Zeiträume erklären. Erst Einsteins Entdeckung, dass in der Masse selbst eine ungeheure Energiemenge steckt ($E = m c^2$), zeigte, dass die Sonne genug Energie für weitere Mrd. Jahre hat.

In Sternen wird die Energie durch Kernfusion erzeugt. Dazu werden sehr hohe Temperaturen von mehreren Mio Grad benötigt. Solche Bedingungen existieren nur in den Kernen, die durch die Schwerkraft der äußeren Schichten so stark kontrahiert und damit erhitzt werden, um die Fusionsprozesse in Gang zu halten. Die erzeugte Energie stabilisiert gleichzeitig den Stern solange ausreichend Brennstoff vorhanden ist.

Es existieren zwei Gleichgewichtsmechanismen zur Stabilisierung der Sterne:

1. Gravitationsgleichgewicht (hydrostatisches Gleichgewicht) – Druck des aufgeheizten Gases gleicht die Gravitation aus
2. Energiegleichgewicht – Die erzeugte Fusionsenergie wird an der Sternoberfläche zur Gänze abgestrahlt



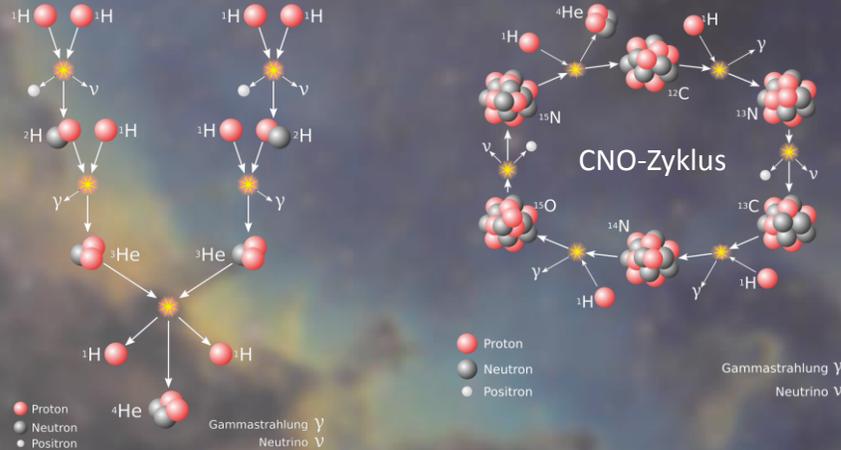
Sterne mit höherer Masse haben dichtere und heißere Kerne und somit eine höhere Fusionsrate. Sie besitzen aber auch eine größere Oberfläche, um die enormen Energiemengen abstrahlen zu können. Masse, Leuchtkraft und Temperatur sind voneinander abhängige Größen und folgen nichtlinearen Beziehungen. Aus diesem Grund verbrauchen massereiche Sterne ihren Brennstoff unverhältnismäßig schneller als solche mit geringer Masse. Die Verweildauer auf der Hauptreihe (stabile Phase) eines O-Sterns beträgt nur einige Millionen Jahre, während rote Zwerge bis zu hundert Milliarden Jahre alt werden können.

Durch die Fusionsreaktionen sinkt die Anzahl der freien Teilchen mit der Zeit. Das bewirkt ein allmähliches Schrumpfen des Kerns, einhergehend mit einer Erhöhung der Temperatur und somit der Fusionsrate, wodurch der Druck so erhöht wird, dass er die Gravitation ausgleichen kann.

Die Sonne verbraucht pro Sekunde ca. 4 Mio t ihrer Masse. Seit ihrer Entstehung vor 4,5 Mrd. Jahren ist ihre Leuchtkraft um etwa 30 % gestiegen.

Wie Sterne funktionieren – Energiequellen

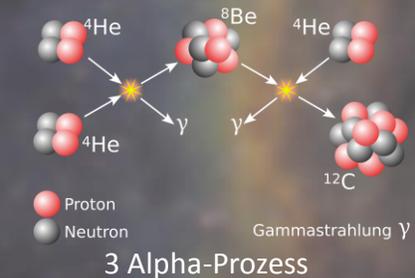
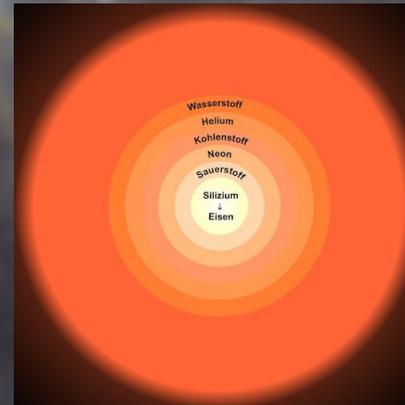
Sterne bestehen hauptsächlich aus Wasserstoff und etwas Helium. Als Energiequelle kommt die Kernfusion dieser Elemente in Frage. Der höchste Energiegewinn wird durch die Fusion von 4 Wasserstoffkernen (Protonen) zu einem Heliumatom erreicht. Der häufigste Prozess ist der sogen. Proton-Proton-Zyklus. Er dominiert bei Sternen geringer Masse und startet bereits ab etwa 4 Mio K. Ein weiterer Reaktionsprozess bei Sternen mit höheren Massen und höheren Kerntemperaturen (> 15 Mio K) ist der Bethe-Weizsäcker-Zyklus (CNO-Prozess), bei dem ebenfalls 4 Protonen zu einem Heliumkern verschmelzen.



Massereiche Sterne können weitere Elemente für Fusionsreaktionen nutzen. Die dabei erzeugten Energiemengen reduzieren sich mit zunehmender Nukleonenzahl und enden bei der Synthese von Eisen. Da die erforderlichen Kerntemperaturen ebenfalls steigen (zB Sauerstoffbrennen ab 1,4 Mrd. K), resultiert daraus ein sogenanntes Schalenbrennen. Einhergehend damit sind kürzer werdende instabile Phasen und eine ansteigende Änderung des Volumens (Rote-Riesen-Phase).

Neben primordial vorhandenem Kohlenstoff stammt der für den CNO-Zyklus nötige Kohlenstoff aus einem weiteren Fusionsprozess, dem 3 Alpha-Prozess. Hierbei werden bei entsprechend hohen Temperaturen (> 100 Mio. K) und genügend Helium-Kernen (Alpha-Teilchen) aus 3 Heliumatomen ein Kohlenstoff 12-Atom fusioniert.

Dieser Prozess wird als Helium-Brennen bezeichnet. Heliumbrennen kann auch in Sternen geringerer Masse stattfinden, wenn der Vorrat an Wasserstoff zur Neige geht und die Gravitation überwiegt. Dabei wird der Kern so weit komprimiert und aufgeheizt, dass genügend Hitze für den Prozess vorhanden ist (Helium-Blitz).



- Wasserstoffbrennen \rightarrow Heliumbrennen
 \rightarrow Kohlenstoffbrennen \rightarrow Neonbrennen
 \rightarrow Sauerstoffbrennen \rightarrow Siliziumbrennen

Die Entwicklung der Sterne – Entstehung von Sternen

Sterne werden aus dem interstellaren Medium, das hauptsächlich aus Wasserstoffgas in Spiralgalaxien vorkommt, gebildet. Wasserstoff in den Formen neutralen, atomaren Wasserstoffs (H I), ionisiertem (H II) oder molekularem Wasserstoff (H₂) befindet sich zusammen mit Spuren von anderen Elementen (D, He, C, O, Li, ...) innerhalb einer meist dünnen Schicht in der galaktischen Ebene. Es bildet dort wolkenartige Strukturen.

Sterne bilden sich ausschließlich in sehr kalten (10...30 K) und sehr dichten Wolken aus molekularem Wasserstoff. Diese Wolken befinden sich in einem kinematischen Gleichgewicht (Virialsatz: $2 E_k = -E_p$).

Durch Verletzung dieses Gleichgewichts durch äußere Trigger (zB. Schockwellen aus SN-Explosionen, Durchlaufen einer Dichtewelle, Begegnung mit anderen Sternen oder gravitativer Einfluss benachbarter Galaxien) können turbulente, lokale Dichtemaxima entstehen, die unter dem Einfluss der Eigengravitation zu kontrahieren beginnen und in Bereiche erhöhter Dichte (kompakte Dunkelwolken, Bok-Globulen) zerfallen. Ab einer bestimmten Dichtegrenze (Jeans-Kriterium) kollabieren diese Wolkenkerne und bilden Prästellare Kerne, aus denen die Sterne schließlich hervorgehen. Sterne entstehen in der Regel immer in Haufen aus mehreren Hundert bis zu einigen Tausend Sternen und sind – entsprechend ihrer Entstehungsgeschichte – immer in den Scheiben der Spiralgalaxien konzentriert.



Die Entwicklung der Sterne – Entstehung von Sternen

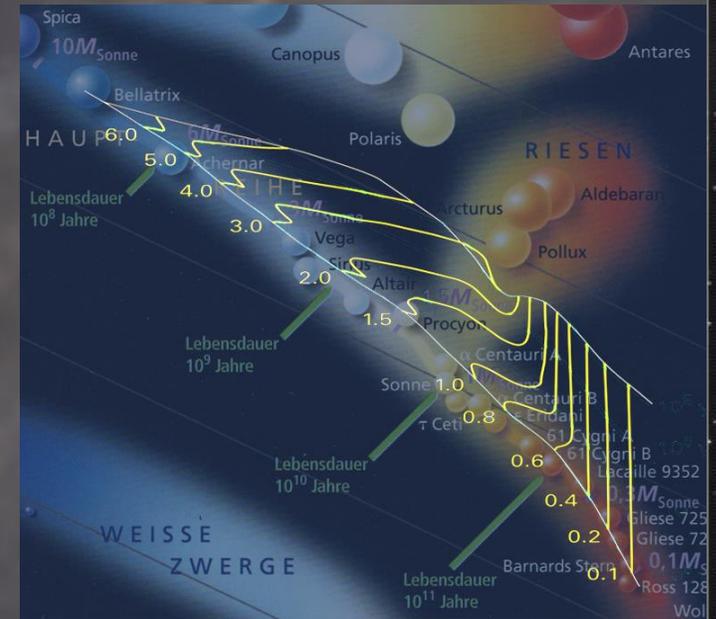
Die Drehimpulserhaltung sorgt dafür, dass die Rotationsgeschwindigkeit der zerfallenden Wolkenkerne mit zunehmender Kontraktion erhöht wird und sich scheibenförmige Protosterne bilden. Die Zentren dieser Akkretionsscheiben werden durch den steigenden Druck bis auf etwa 3000°K erhitzt.

Der einsetzende Strahlungsdruck verhindert die weitere Akkretion von Material aus der umgebenden Wolke und sorgt dafür, dass die neu entstandenen Sterne bzw. Sternhaufen frei gelegt werden. Aus diesem Grund können keine Sterne mit höheren Massen als etwa 150 Sonnenmassen entstehen.

Während dieser Entwicklungsphase besteht ein massearmer Protostern aus einer voll konvektiven Gaskugel, die im Verlauf von wenigen Millionen Jahren schrumpft und damit an Leuchtkraft einbüßt. Massereiche Protosterne verfolgen ein etwas anderen, viel schnelleren Entwicklungsweg. Diese lassen sich sehr gut in einem HRD nachverfolgen.

Der steigende Druck erhitzt die Zentren dieser Protosterne soweit, dass ab Temperaturen von knapp 4 Mio K Kernreaktionen in Form von Wasserstofffusion starten können.

Mit dem Erreichen der Hauptreihe ist die protostellare Entwicklung abgeschlossen und geht in einen Gleichgewichtszustand mit stabiler Energieerzeugung über (Alter 0).



Entwicklungswege von Protosternen von 0,1 - 6 Ms



Akkretionsscheibe mit bipolarem Jet (Herbig-Haro-Objekt 111)

Entwickelte Akkretionsscheibe um einen jungen T-Tauri-Stern

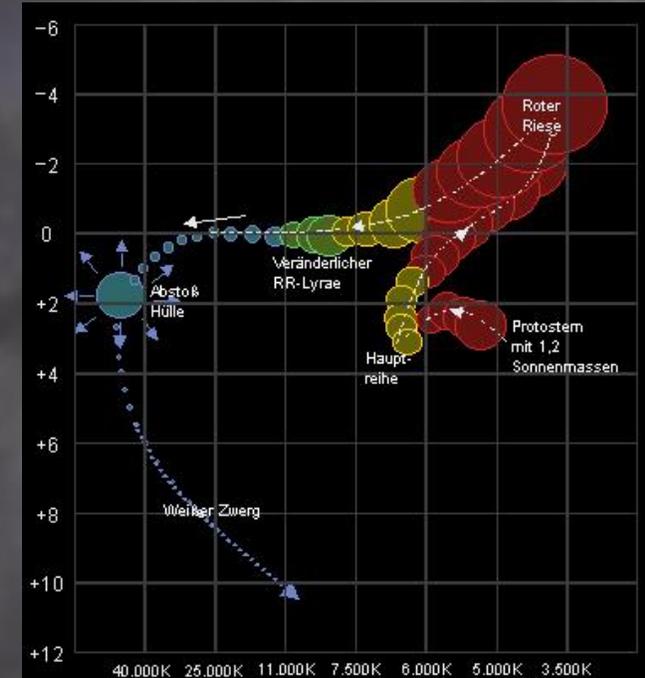


Die Entwicklung der Sterne – Entwicklung der Sterne

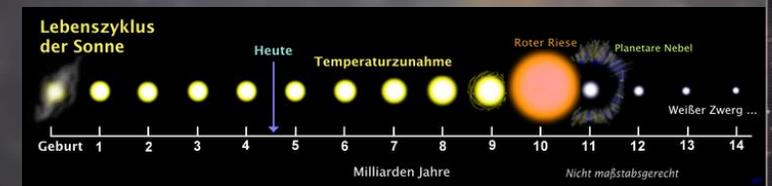
Die Entwicklung eines Sterns hängt primär von seiner Anfangsmasse ab und verläuft äußerst unterschiedlich.

Sehr massearme Sterne (Rote Zwerge mit 0,08 M_{\odot} bis 0,7 M_{\odot}) reichern während des Wasserstoff-Brennens Helium im Kern an und beenden ihr Hauptreihenstadium sobald der Wasserstoff-Vorrat zu Ende geht. Dabei verbrauchen sie bis zu 99% des ursprünglichen Vorrats. Da sie nicht die erforderliche Dichte und Temperatur erreichen, um das Helium-Brennen zu zünden, enden sie als Weiße Zwerge mit einem Helium-Kern.

Sterne mit Massen zwischen 0,7 und 2,3 Sonnenmassen weisen einen komplizierteren Entwicklungsweg auf. Während sich im Kern Helium ansammelt, verlagert sich das Wasserstoff-Brennen zunehmend in eine Schale um den Kern. Dadurch werden die äußeren Schichten aufgeheizt und der Stern dehnt sich aus. Damit kann auch mehr Energie über die größere Oberfläche abgegeben werden und die äußere Hülle wird kühler (Rote-Riesen-Phase). Da im Inneren aber noch die Gravitationskraft wirkt, schrumpft der (Helium-)Kern. Sind die erforderlichen Temperaturen für die Helium-fusion erreicht, können weitere Energien freigesetzt werden und höhere Elemente fusioniert werden. Der Stern durchläuft auch instabile Phasen (als RR-Lyrae-Stern) und stößt schließlich seine Hülle ab. Diese bildet einen planetarischen Nebel. Der Reststern endet ebenfalls als Weißer Zwerg, allerdings mit einem Kohlenstoff-Sauerstoffkern.



Entwicklungsweg eines sonnenähnlichen Sterns



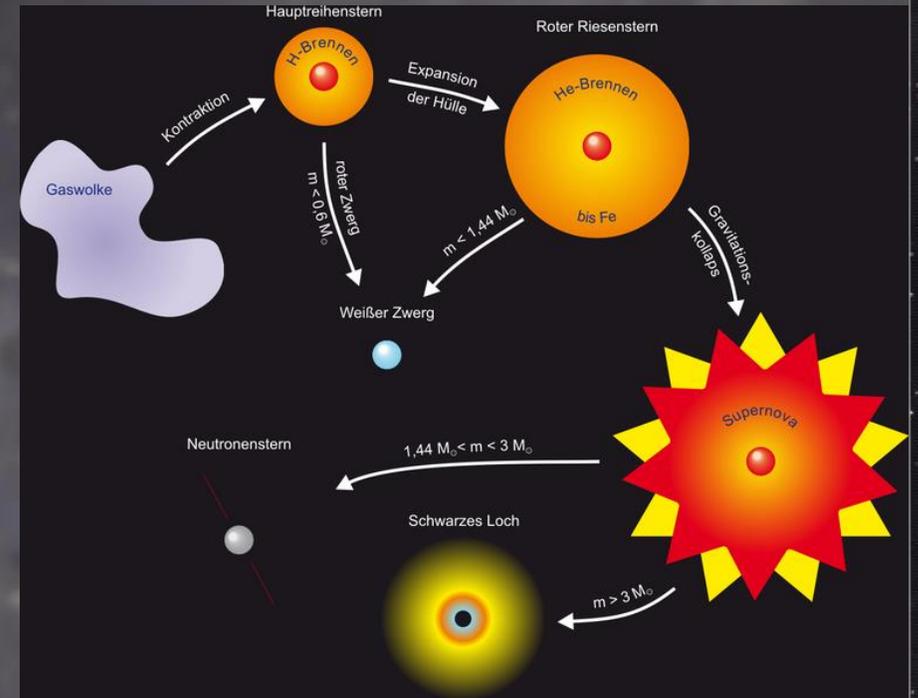
Die Entwicklung der Sterne – Entwicklung der Sterne

Die Entwicklung eines Sterns hängt primär von seiner Anfangsmasse ab und verläuft äußerst unterschiedlich.

Sehr massearme Sterne (Rote Zwerge mit $0,08 M_{\odot}$ bis $0,7 M_{\odot}$) reichern während des Wasserstoff-Brennens Helium im Kern an und beenden ihr Hauptreihenstadium sobald der Wasserstoff-Vorrat zu Ende geht. Dabei verbrauchen sie bis zu 99% des ursprünglichen Vorrats. Da sie nicht die erforderliche Dichte und Temperatur erreichen, um das Helium-Brennen zu zünden, enden sie als Weiße Zwerge mit einem Helium-Kern.

Sterne mit Massen zwischen $0,7$ und $2,3$ Sonnenmassen weisen einen komplizierteren Entwicklungsweg auf. Während sich im Kern Helium ansammelt, verlagert sich das Wasserstoff-Brennen zunehmend in eine Schale um den Kern. Dadurch werden die äußeren Schichten aufgeheizt und der Stern dehnt sich aus. Damit kann auch mehr Energie über die größere Oberfläche abgegeben werden und die äußere Hülle wird kühler (Rote-Riesen-Phase). Da im Inneren aber noch die Gravitationskraft wirkt, schrumpft der (Helium-)Kern. Sind die erforderlichen Temperaturen für die Heliumfusion erreicht, können weitere Energien freigesetzt werden und höhere Elemente fusioniert werden. Der Stern durchläuft auch instabile Phasen (als RR-Lyrae-Stern) und stößt schließlich seine Hülle ab. Diese bildet einen planetarischen Nebel. Der Reststern endet ebenfalls als Weißer Zwerg, allerdings mit einem Kohlenstoff-Sauerstoffkern.

Noch massereichere Sterne ($2,4$ bis $8 M_{\odot}$) oder darüber entwickeln sich ähnlich, die Prozesse sind aber weitaus komplexer (konvektiver Kern, Schalensbrennen, entartete Materie, ...) und laufen wesentlich schneller ab. In solchen massereichen Sternen werden schwerere Elemente in Schalenschichten fusioniert während sich im Kern vorwiegend Eisen anreichert, das nicht mehr für Fusion zur Verfügung steht. Wenn ihr Brennstoffvorrat erschöpft ist, können sie ihrer Eigengravitation nicht mehr standhalten. Die äußeren Schichten stürzen dann schlagartig in den Kernbereich, wodurch enorme Energiemengen – teils über Neutrinoemission – freigesetzt werden und die Hülle explosionsartig abgestoßen wird (Supernova Typ II, Ib, Ic). Die restliche Masse implodiert förmlich, wobei ungeheure Dichten erreicht werden. Je nach ursprünglicher Masse bleiben ein Neutronenstern oder ein Schwarzes Loch übrig.





Supernova-Überrest im
Sterbild Schwan

Die Entwicklung der Sterne – Entwicklung der Sterne

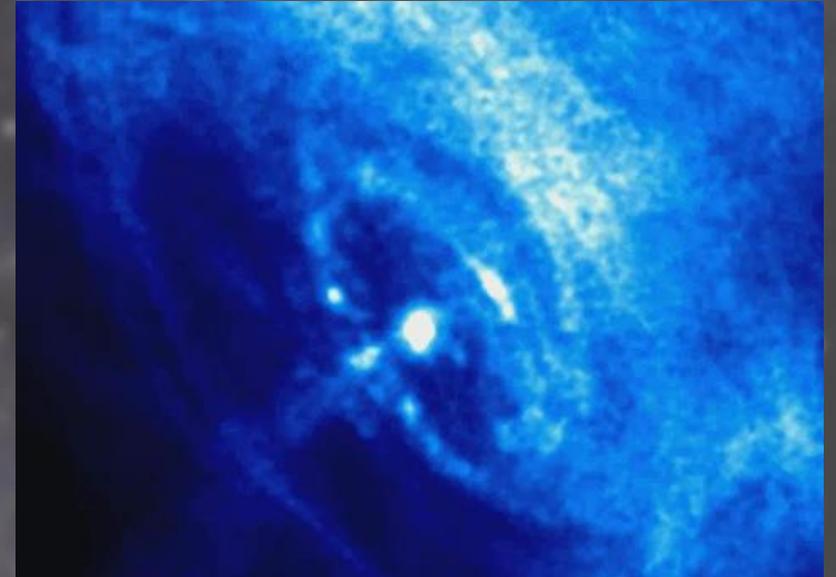
Neutronensterne sind die hochverdichteten Kerne ehemals massereicher Sterne von mehr als 8 Sonnenmassen und bestehen fast zur Gänze aus Neutronen. Diese Kerne wurden bei einer Supernovaexplosion frei gelegt, während die äußeren Schichten des Sterns abgestoßen wurden. Im Kern waren die Fusionsprodukte Eisen, Nickel und Kobalt angesammelt und auf Grund der enormen Gravitationskraft im Zuge des Sternkollapses so stark komprimiert, dass die Elektronen mit den Protonen der Atomkerne verschmelzen konnten und somit ein Neutronengas entstand, in dem die Atomkerne sozusagen ineinander geschoben wurden. Die Dichte erreicht im Schnitt etwa 4×10^{17} Kilogramm pro m^3 .

Die Masse eines Neutronensterns beträgt nur noch 1,4 bis 1,8 Sonnenmassen und die Größe reduziert sich auf wenige Kilometer ($10 \sim 15$ km). Wegen der Drehimpulserhaltung rotieren diese Gebilde enorm rasch, bis zu mehr als 700 Umdrehungen pro Sekunde konnten beobachtet werden.

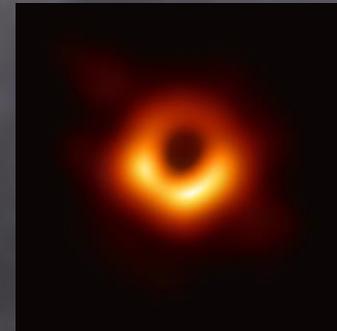
Die äußere Kruste dürfte ein kristallines Gemisch aus Nukleonen und Elektronen sein, reicht jedoch kaum tiefer als etwa 10 m. Der äußere Kernbereich besteht aus supraleitenden Neutronen und im Kern könnte ein Quark-Gluonen-Plasma sein.

Sie besitzen außerdem ein extrem starkes Magnetfeld. Wenn die Symmetrieachse seines Magnetfelds von der Rotationsachse abweicht, sendet er Synchrotronstrahlung entlang der Dipolachse aus, die als Radiosignal empfangen werden kann (Pulsar).

Aus Sternen mit noch höheren Massen ($> 50 M_{\odot}$) entstehen (stellare) Schwarze Löcher. Deren Gravitationspotenzial ist so stark, dass auch die entartete Materie des Reststerns nicht mehr stand halten kann. Welchen Zustand diese Materie einnimmt ist Gegenstand aktueller Forschung. Das Gravitationspotenzial ist so extrem, dass es die Raumzeit derart verändert, dass selbst Lichtquanten nicht mehr entkommen können.



Pulsar im Krebsnebel Messier 1



Supermassives Schwarzes Loch im Zentrum der Galaxie Messier 87

A futuristic blue spaceship is shown in the foreground, flying towards the right. The ship has a complex, angular design with various panels and lights. In the background, a large, bright, glowing sphere of light is surrounded by swirling blue energy fields and lens flare effects. A smaller, distant spaceship is visible in the upper center of the frame.

Danke für Ihre Aufmerksamkeit