

Sterne





Welche Sternparameter lassen sich durch Beobachtungen ermitteln?



1. Sternhelligkeiten

Seit der Antike wird die Helligkeit der mit freiem Auge sichtbaren Sterne in 6 Größenklassen eingeteilt

-> 1858 „Psychophysisches Grundgesetz“

$$\Delta m = m_A - m_B = -2.5 \log \left(\frac{I_A}{I_B} \right)$$

$$m = 2.5 \left(\log I(\text{Wega}) - \log I \right)$$

Objekt	Helligkeit
Sonne	- 26.7
Vollmond	- 12.7
Venus	- 4.6
Sirius	- 1.46
Polarstern	+ 1.97
Schwächste Sterne ...	~ + 30

Sternhelligkeiten allein sagen noch nichts über die Physik eines Sterns aus

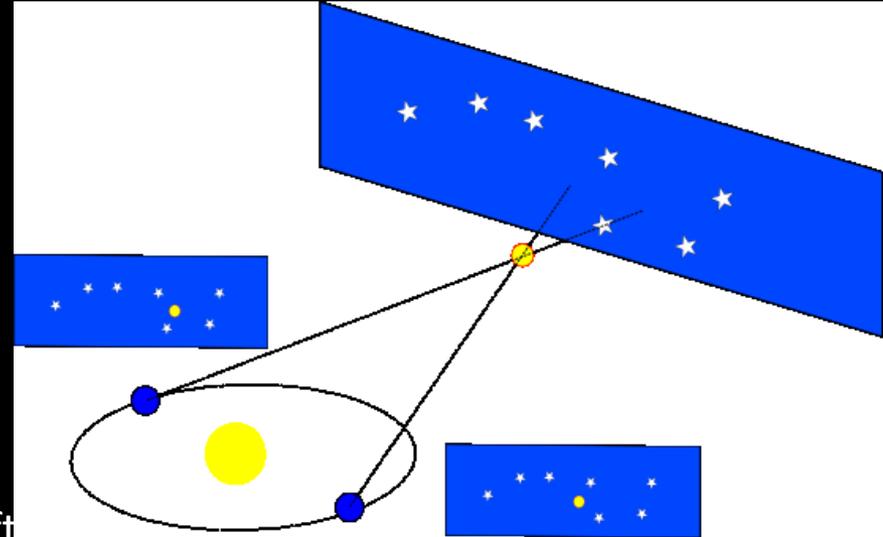
→ 2. Entfernung

Entfernungsbestimmung ist ein wichtiges, aber schwieriges Unterfangen in der Astronomie

-> Bessel 1838

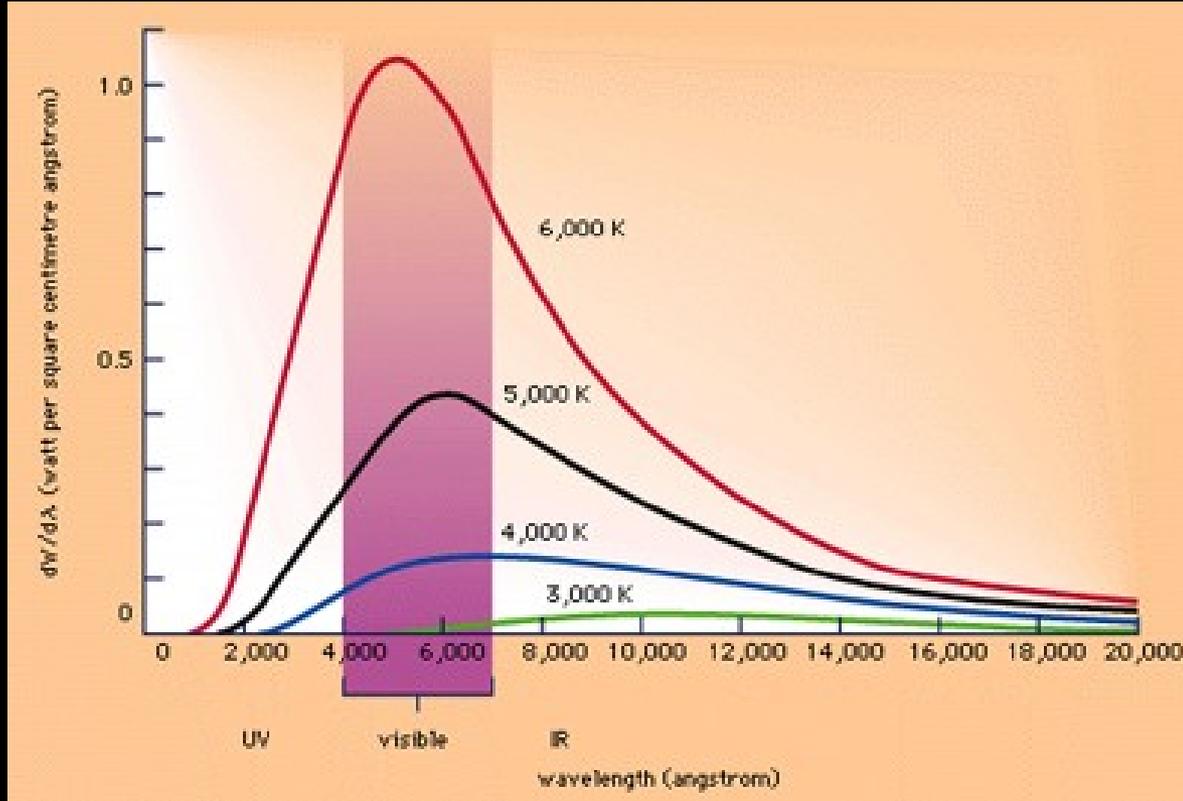
Wenn die Entfernung zu einem Stern bekannt ist, kann seine Helligkeit als Maß für seine Leuchtkraft verwendet werden

-> Einheitsentfernung $10 \text{ pc} = 32.6 \text{ Lj}$ → Absolute Helligkeit



Objekt	Scheinbare H.	Absolute H.	Entfernung
Sonne	-26.7	+ 4.7	8 Lichtminuten
Sirius	- 1.46	+ 1.4	~ 8.6 Lj
Polarstern	+ 1.97	- 3.6	~ 430 Lj
Deneb	+1.25	- 8.6	~ 4000 Lj

3. Sternfarbe



Die Farbe ist ein Maß für die effektive Temperatur eines Sterns – Photosphärentemperatur

→ Mehrfarbenphotometrie

Beteigeuze

Entfernung ca. 600 Lj

Helligkeit +0.5 (abs. - 5.0)

Farbe Orange

effektive Temperatur ~ 3450 K

Roter Riesenstern

Rigel

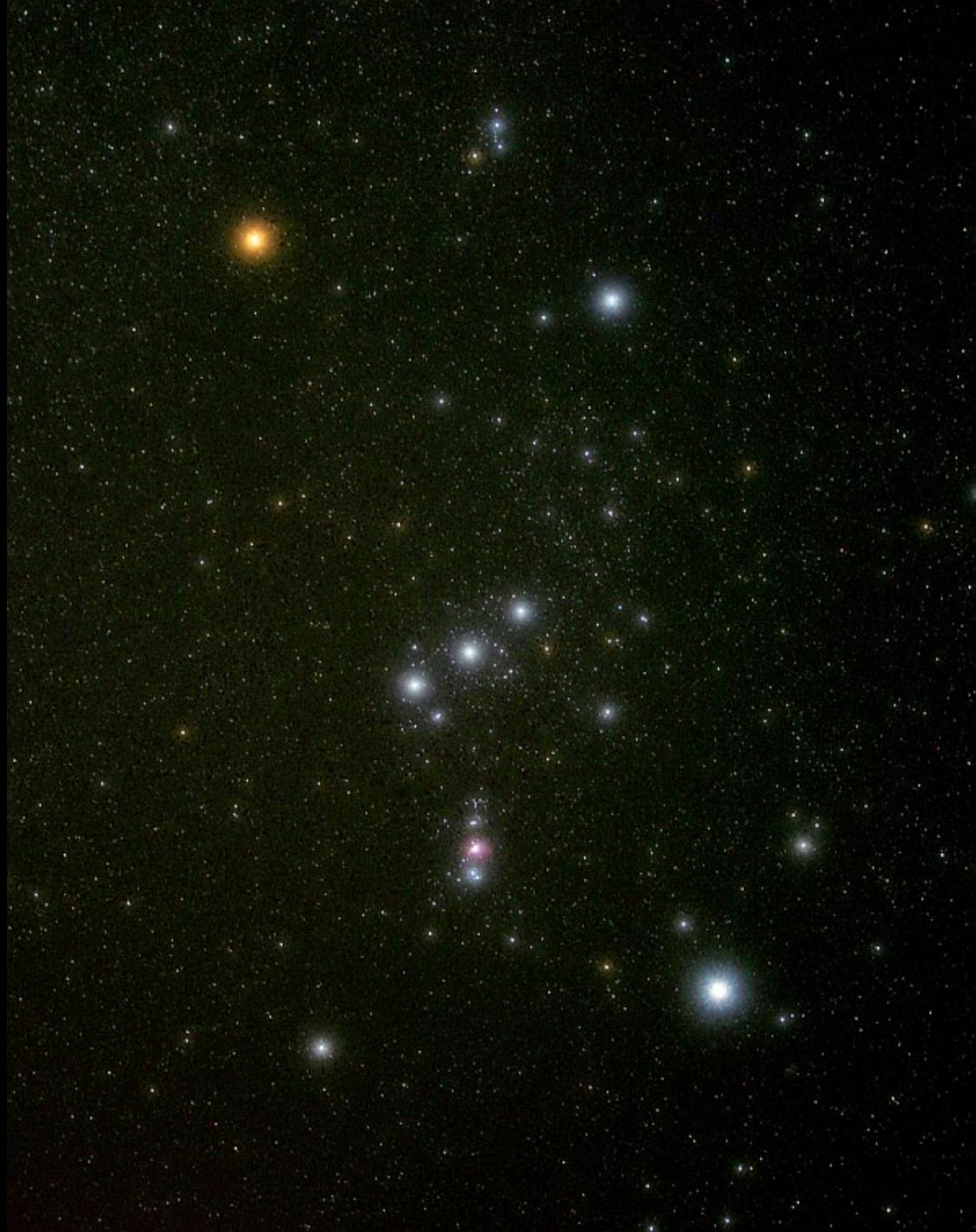
Entfernung ca. 770 Lj

Helligkeit +0.1 (abs. - 6.7)

Farbe Blau

effektive Temperatur ~ 12300 K

Riesenstern



4. Sterndurchmesser

Aufgrund der riesigen Entfernungen können (bis auf wenige Ausnahmen) Sterne optisch nicht aufgelöst werden, d.h. sie erscheinen punktförmig.

Nahe Sterne: Bestimmung ihres Winkeldurchmessers + Entfernung = Sterndurchmesser

$$D = R \tan \alpha \approx R \alpha$$

Methoden, um den Winkeldurchmesser direkt zu bestimmen:

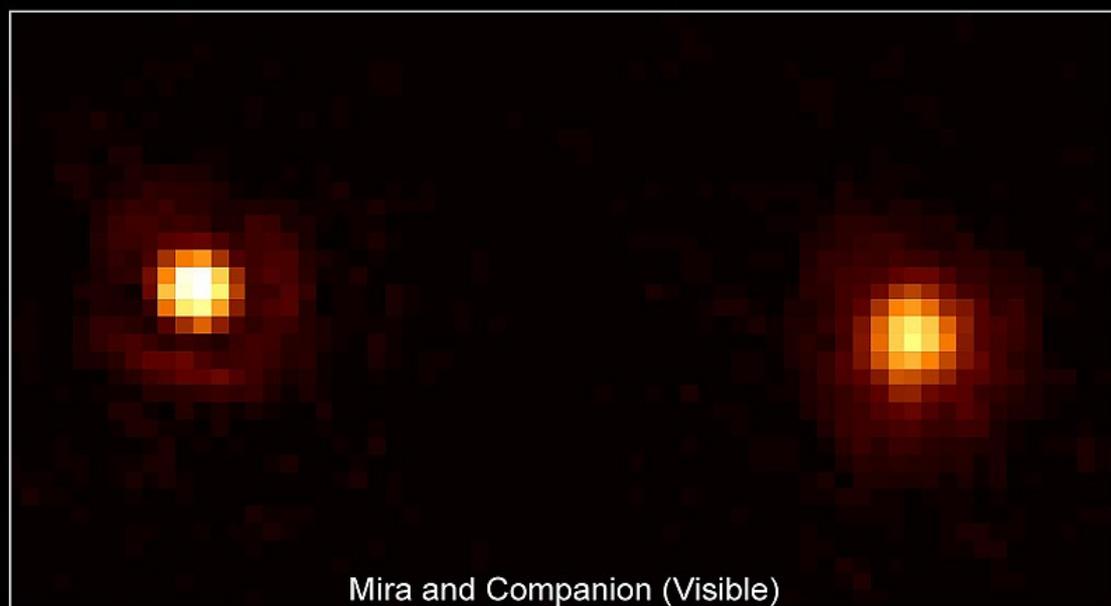
- Auflösung durch Großteleskope (z.B. Hubble, Keck)
- Optische Interferometrie (z.B. Mt. Paranal, Keck-Teleskope)
- Speckle-Interferometrie
- Sternbedeckungen durch den Mond
- Microlensing-Ereignisse
- Photometrische Doppelsterne (Lichtkurve)
- Baade-Wesselink-Verfahren bei Pulsationsveränderlichen

Omikron Ceti (Mira A)

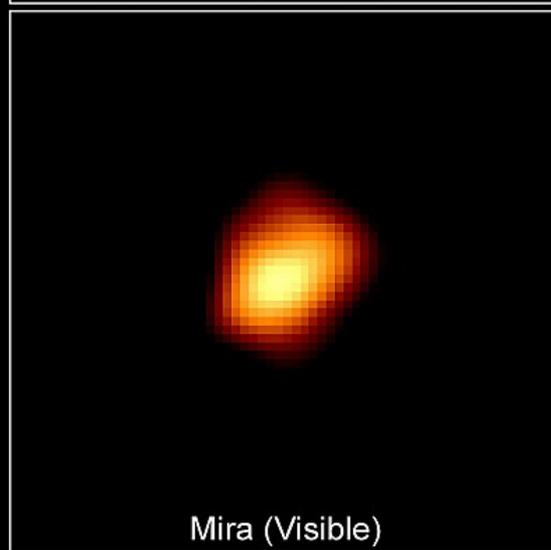


Mira B (VZ Ceti) und Mira A

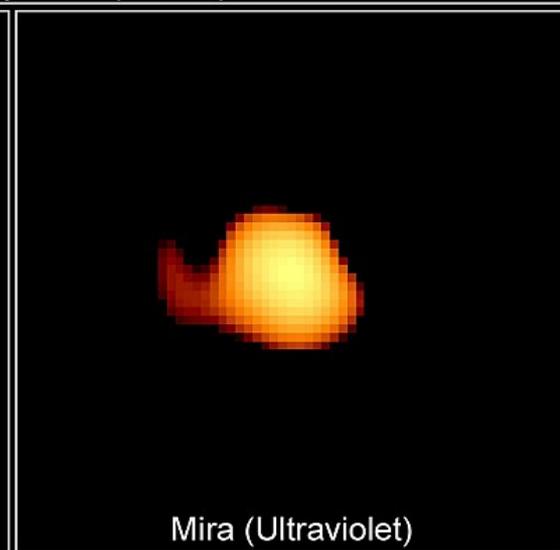
Masse 1.2 M(Sonne)
Leuchtkraft 8400 – 9360 L(Sonne)
Helligkeit variabel 2m bis 9m
Entfernung ~ 300 Lj



Mira and Companion (Visible)



Mira (Visible)



Mira (Ultraviolet)

Mira A gehört zu den wenigen Sternen, die sich mit dem Hubble-Teleskop räumlich auflösen lassen.

Beteigeuze

Durchmesser

290 – 480 Millionen km

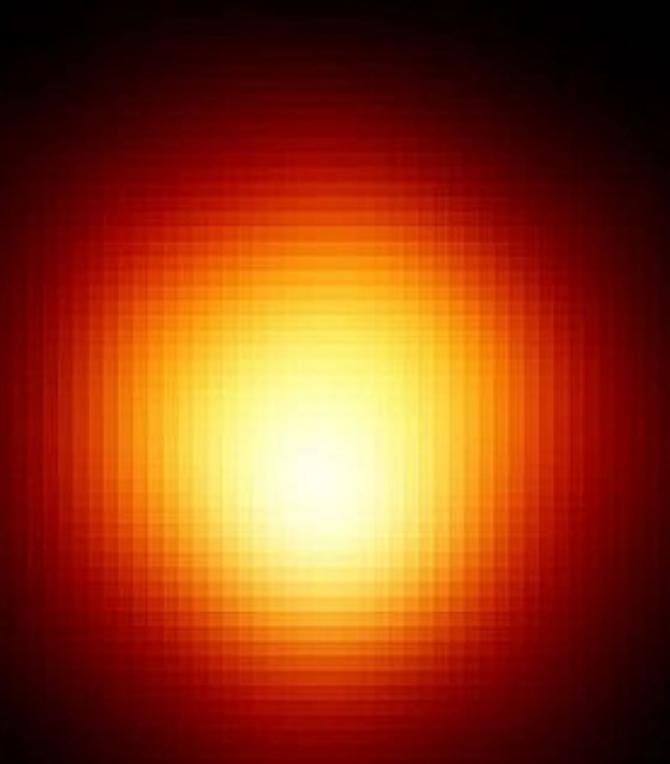
= 660 Sonnendurchmesser

Masse ~20 M(Sonne)

Leuchtkraft ~55000 L(Sonne)

Helligkeit var. 0.3m bis 0.9m

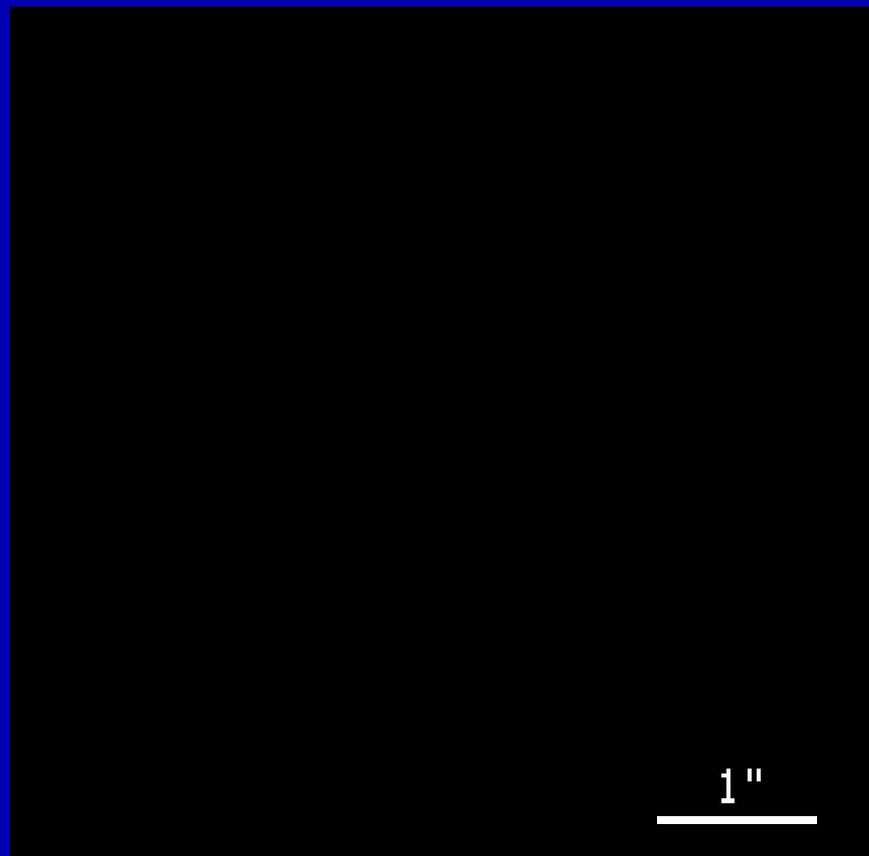
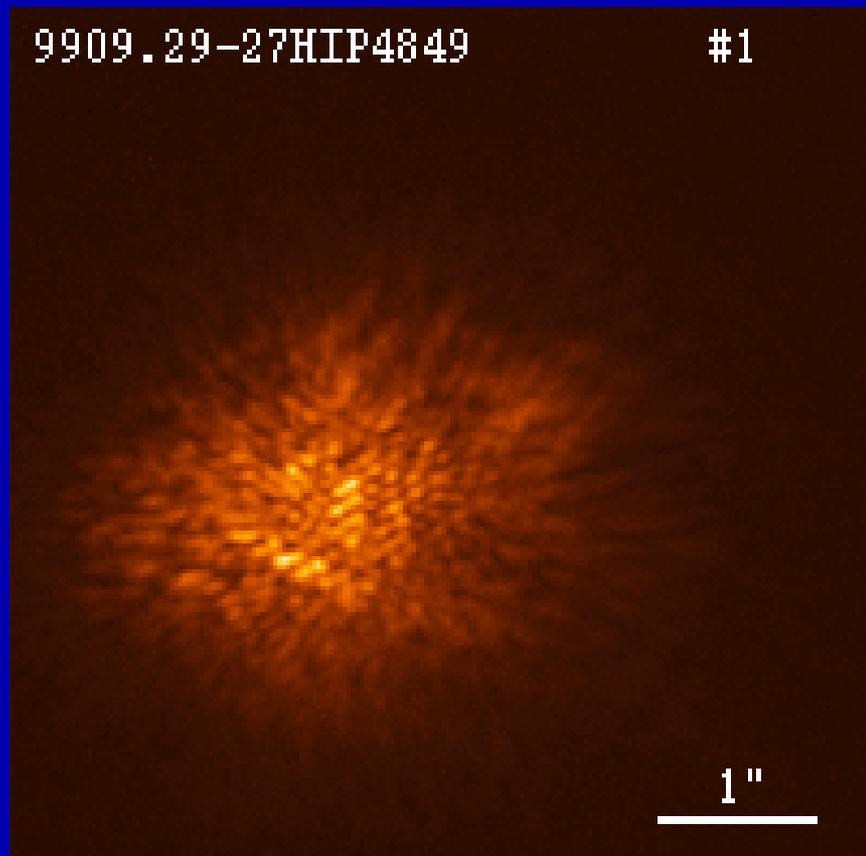
Entfernung ~ 700 Lj



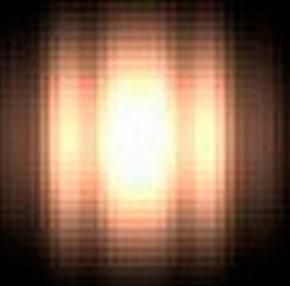
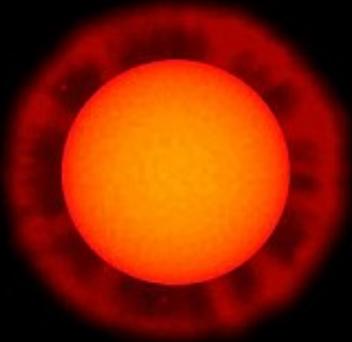
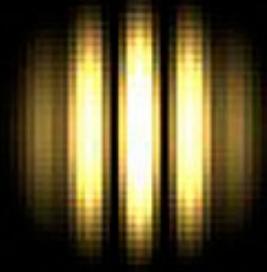
Speckle-Interferometrie

9909.29-27HIP4849

#1

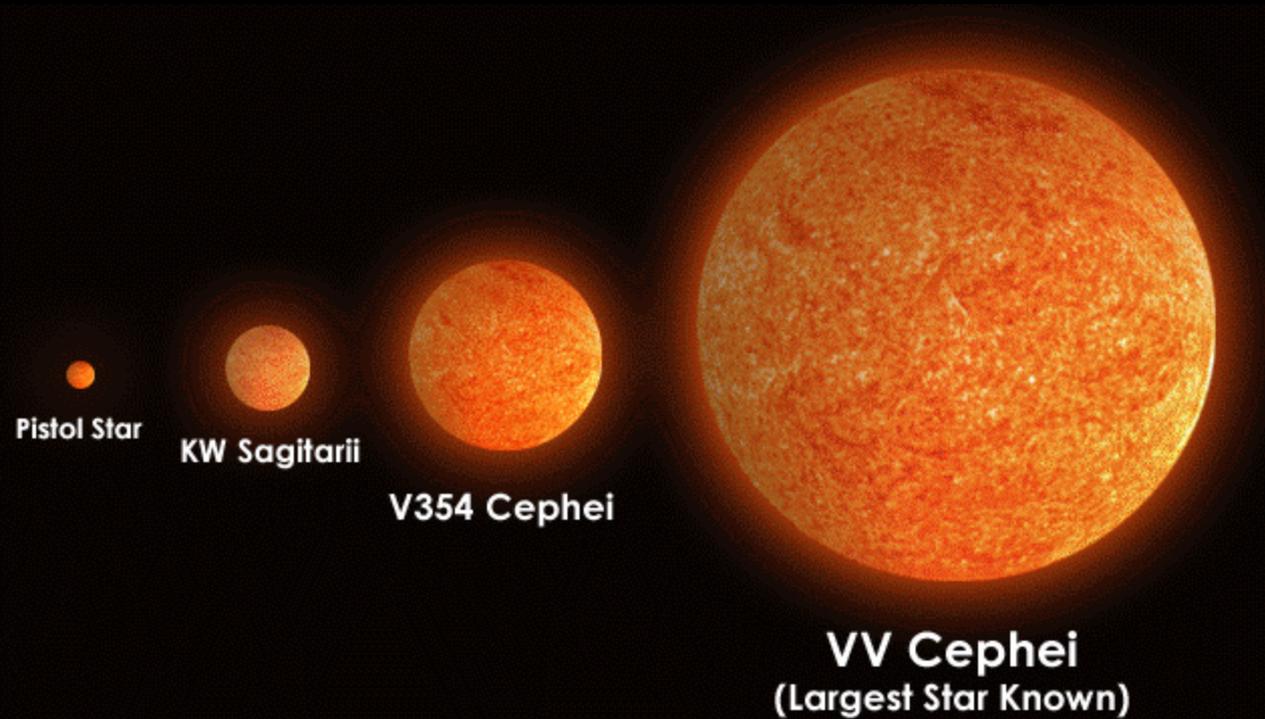


Aus „Fringes“ werden Sternscheibchen ...



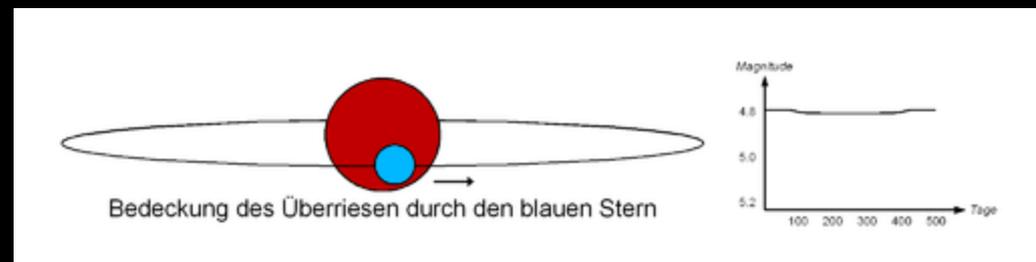
Die größten bekannten Sterne ...

Vergleich Sonne VV Cep



Sonne

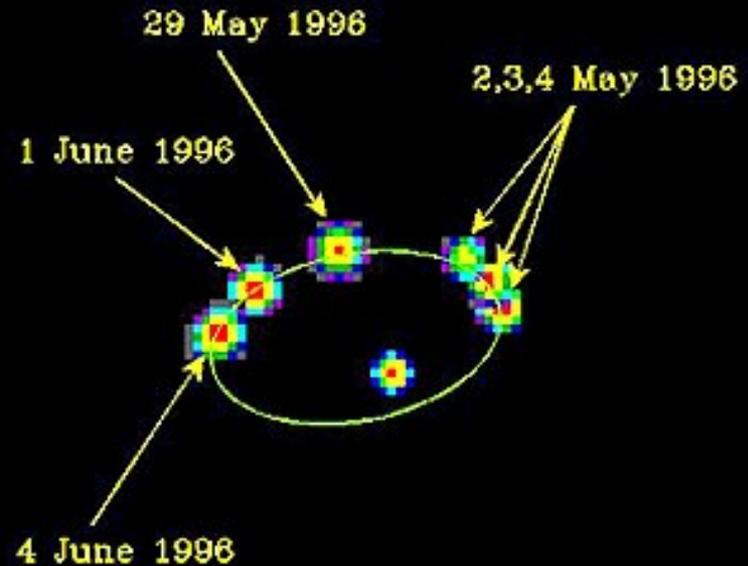
VV Cep 1900 facher Sonnendurchmesser (Oberfläche außerhalb Saturnbahn)
Masse ~ 100 M(Sonne)



5. Sternmassen

Die Bestimmung von Sternmassen ist sehr schwierig.

- Beobachtung von Doppelsternen → Massensumme (3. Keplersches Gesetz)
- Akkretionsprozesse bei Weißen Zwergen, Neutronensterne und Schwarzen Löchern
- Spektroskopische Schwerkrafteffekte
- Dynamik von Sternhaufenmitgliedern



Die massenreichsten bekannten Sterne ...

Für die Sternmasse existiert keine theoretische Obergrenze, aber für die Leuchtkraft:

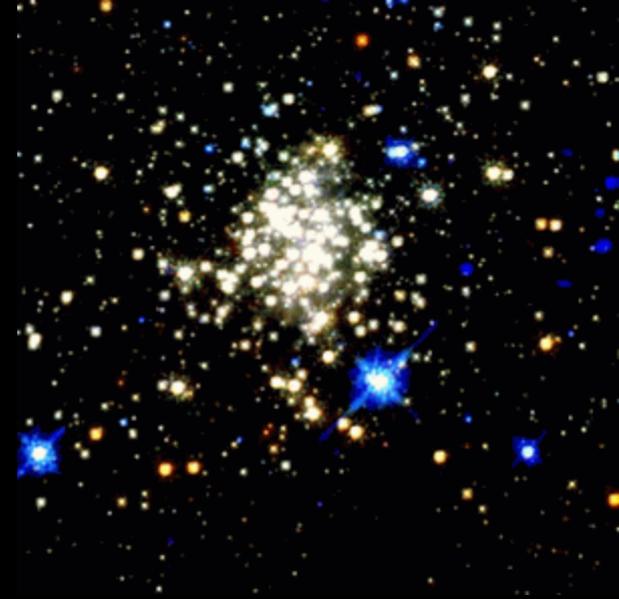
→ **Eddington –Limit** ca. $33000 \frac{M}{M_{\odot}} L_{\odot}$

Die Natur begünstigt die Entstehung massearmer Sterne.
Sterne mit einer Masse $> 10 M(\text{Sonne})$ sind selten.

Massereichste Sterne:

LBV's (*Luminous Blue Variable*) ~ 50 bis $150 M(\text{Sonne})$

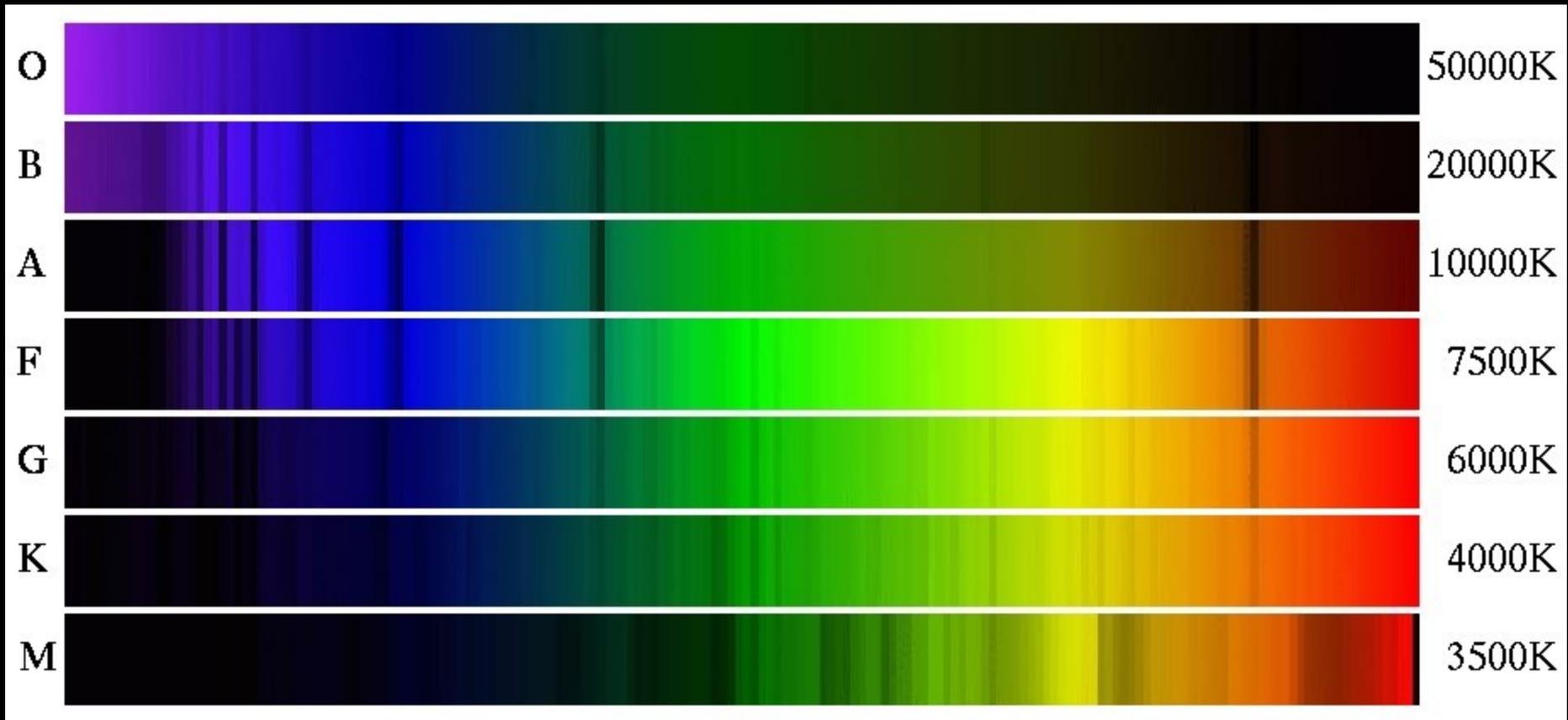
Pistolenstern: $\sim 150 M(\text{Sonne}) \sim 1.7$ Millionen mal so hell wie die Sonne



Der Arche Cluster enthält hauptsächlich junge Sterne mit einer Masse $> 50 M(\text{Sonne})$

6. Sternspektren

Sternspektren widerspiegeln die physikalischen Verhältnisse in den Sternatmosphären



→ Theorie der Sternatmosphären = Theorie des Strahlungstransport in der durchsichtig werdenden äußeren dünnen Sternhülle

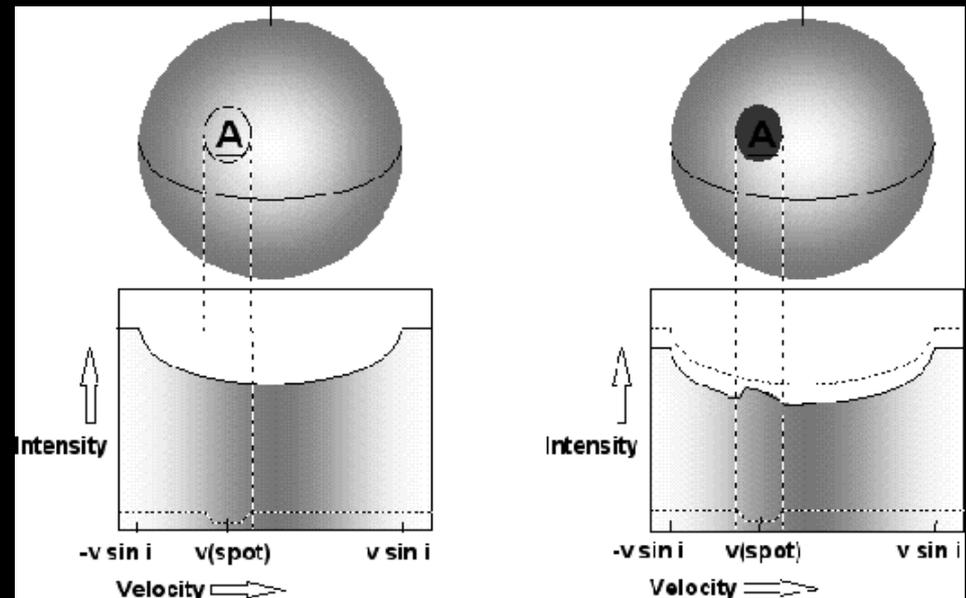
Sternspektren sind die wichtigsten empirischen Informationsquellen über die physikalische Struktur der Sternatmosphären

- Temperatur + Temperaturprofile, Leuchtkraft
- Druck + Druckprofile
- Häufigkeit chemischer Elemente
- kinematische Größen (Rotation, Pulsation, Masseströme in Form von Sternwinden)
- Oberflächenstrukturen – Doppler-Tomographie
- Seismische Daten über das Sterninnere
- Magnetfelder

→ Qualitative und quantitative Spektralanalyse

- Geometrie
- Hydrodynamik
- Thermodynamik
- Plasmaphysik
- Atomphysik
- Strahlungstransport

Doppler Imaging



Was ist ein Stern ?

Ein Stern ist eine Plasmakugel, die durch interne Energieerzeugungsprozesse (meist Kernfusion) oder entartete Quantensysteme zumindest zeitweise im hydrodynamischen Gleichgewicht gehalten wird.

Parameter: Masse, chemische Zusammensetzung (H, He, „Metalle“)
Der Rest ergibt sich aus der Physik

Die Entwicklung eines Sterns ist die Geschichte seiner Kontraktion

→ Virialsatz: Die innere Energie eines Sterns entspricht der Hälfte der potentiellen Gravitationsenergie

-> wenn ein Stern kontrahiert, wird eine Hälfte der freiwerdenden potentiellen Gravitationsenergie in den Kosmos abgestrahlt, während die andere Hälfte die innere Energie (d.h. Temperatur) erhöht.

Ein Stern kann Energie gewinnen, in dem er kontrahiert ...

Ein Stern ist ein mathematisch sehr einfaches Gebilde ...

Grundgleichungen der Sternentwicklung:

$$\ddot{r} = -\frac{Gm}{r^2} - 4\pi r^2 \frac{\partial P}{\partial m}$$

dynamische und strukturelle Änderungen

$$\dot{u} + P \frac{\partial}{\partial t} \left(\frac{1}{\rho} \right) = q - \frac{\partial F}{\partial m}$$

thermische Änderungen

$$\dot{X} = f(\rho, T, X)$$

chemische Änderungen aufgrund thermo-
nuklearer Prozesse

+ geeignete Anfangsbedingungen

+ geeignete Randbedingungen

Sternentwicklung

Das Leben eines Sterns besteht aus langen Phasen, wo er sich im hydrodynamischen Gleichgewicht befindet und Phasen, wo kurzzeitig der Kern kollabiert, um Energie-defizite auszugleichen.

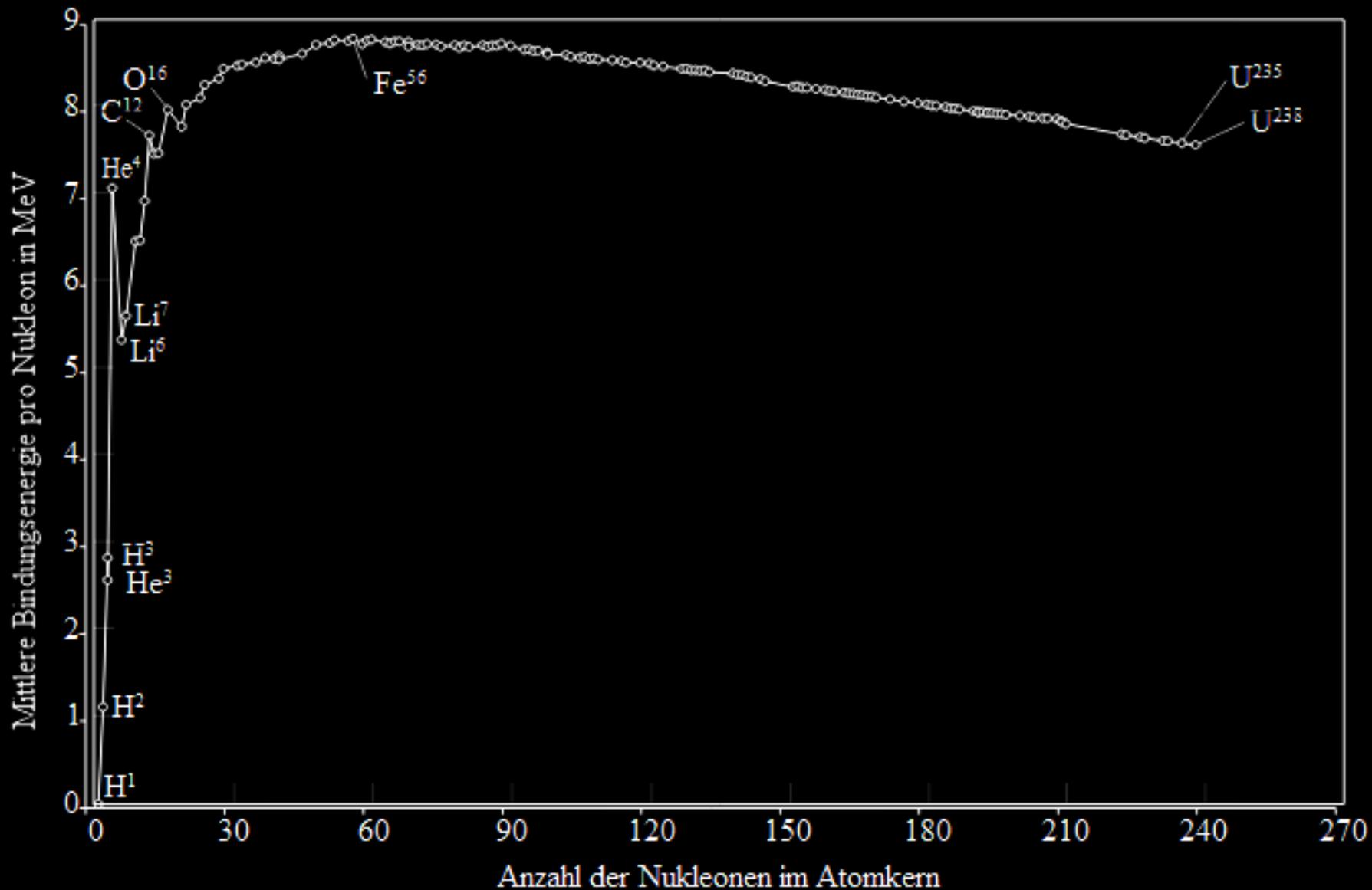
Sterne entstehen in kühlen dichten Gas- und Staubwolken (Molekülwolken) und enden je nach Masse als entartete Sterne (Weiße Zwerge, Neutronensterne) oder Schwarze Löcher.

Nukleare Prozesse in Sternen

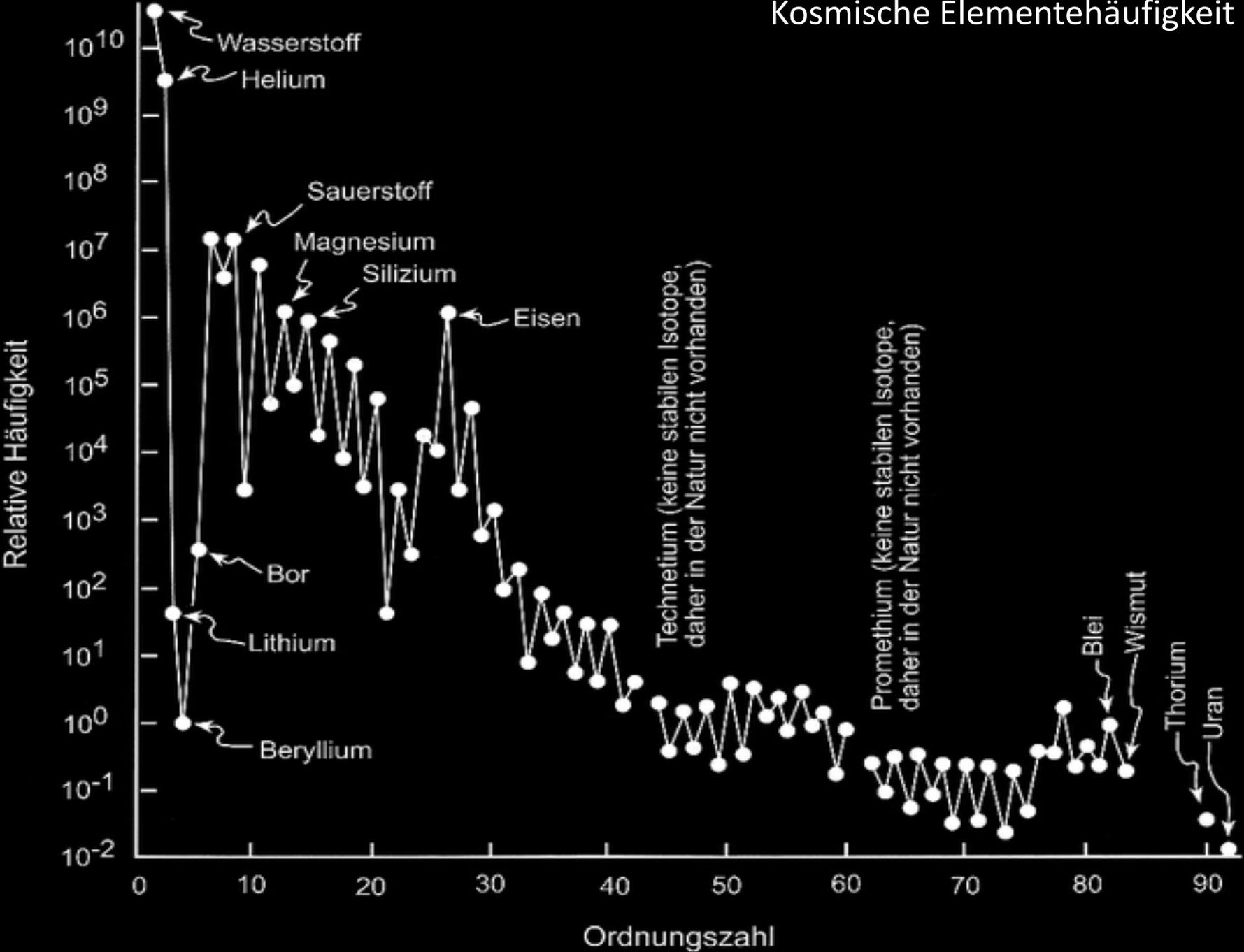
Kernfusionsprozesse liefern die thermische Energie, um den Gas- und Strahlungsdruck zu erzeugen, die den Stern im hydrodynamischen Gleichgewicht hält.

- > thermonukleare Prozesse hängen entscheidend von der Temperatur ab!
nur in den Kernzonen von Sternen treten gewöhnlich Kernfusionsprozesse auf
- > welche Kernfusionsprozesse möglich sind, hängt nur von der Masse eines Sterns ab
- > Kernfusion liefert nur bis zum Element Eisen ($Z=26$) Energie

Mittlere Bindungsenergie pro Nukleon als Funktion der Massezahl



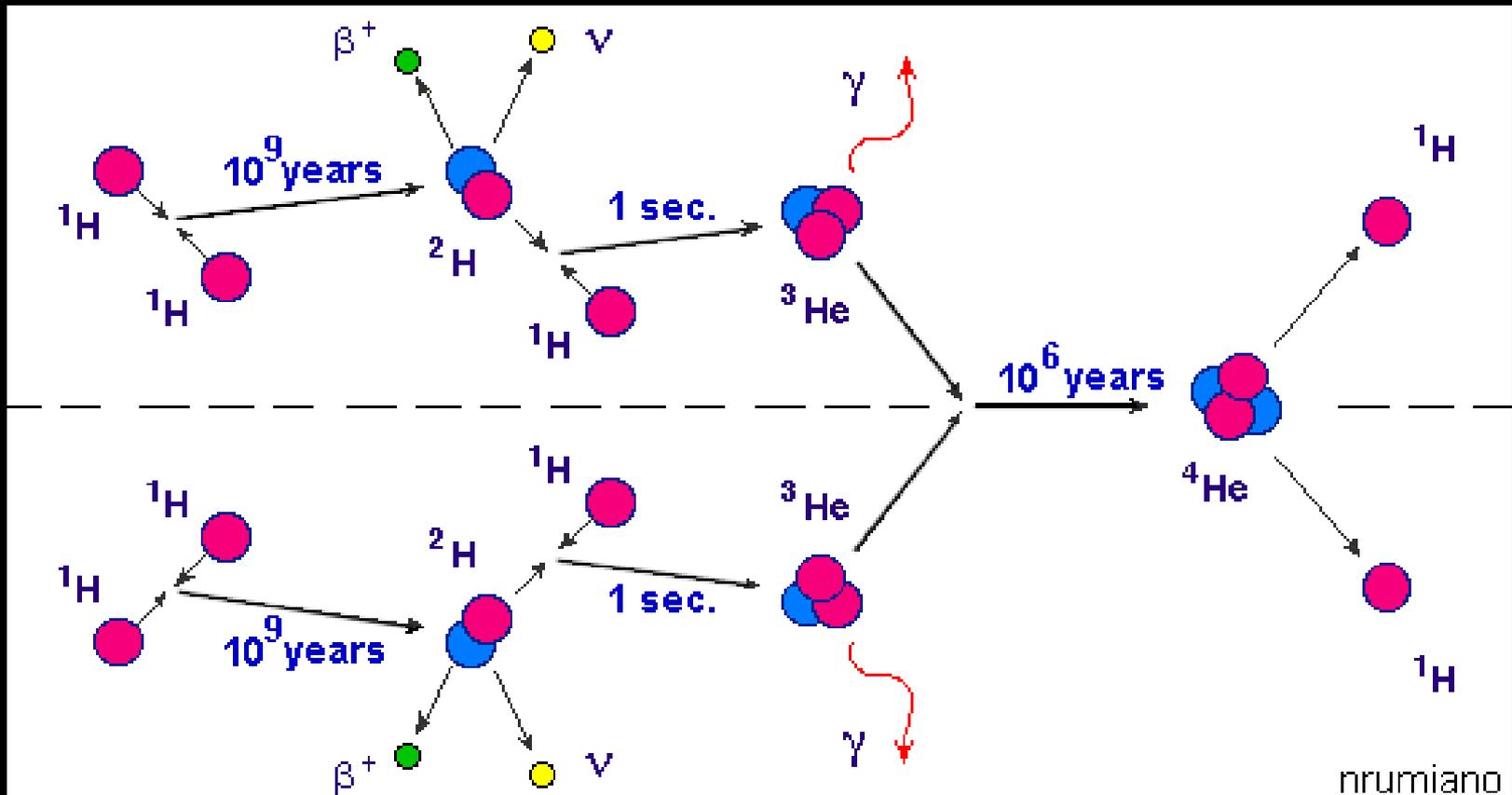
Kosmische Elementhäufigkeit



Wasserstoffbrennen

Sterne, die ihren Energiehaushalt durch Wasserstoffbrennen bestreiten, nennt man Hauptreihensterne

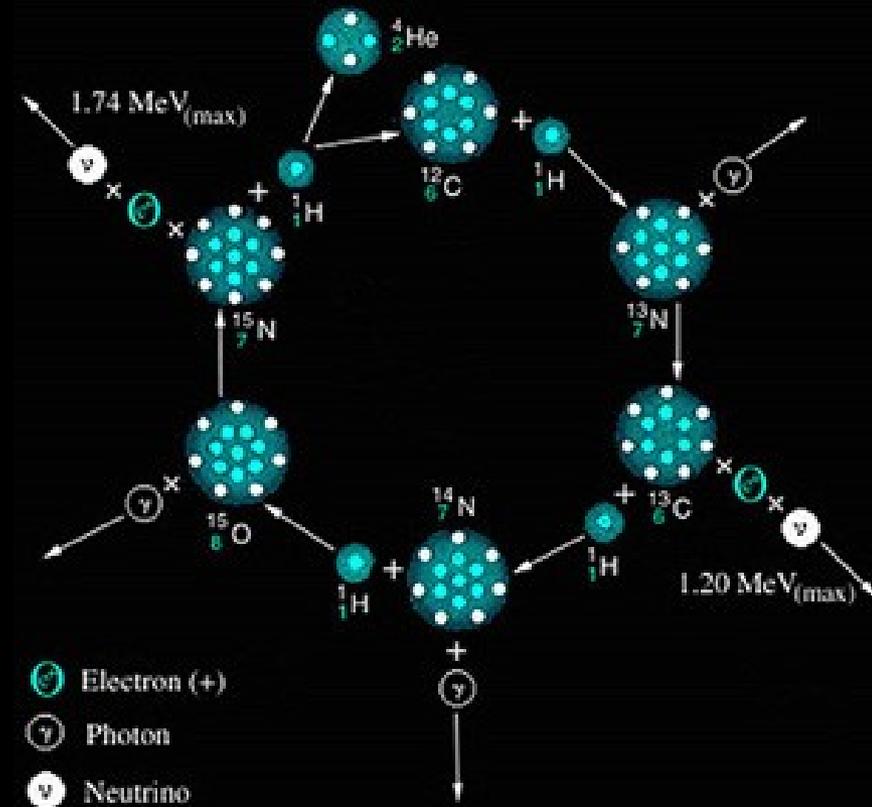
pp-Zyklus 10 – 14 Millionen K



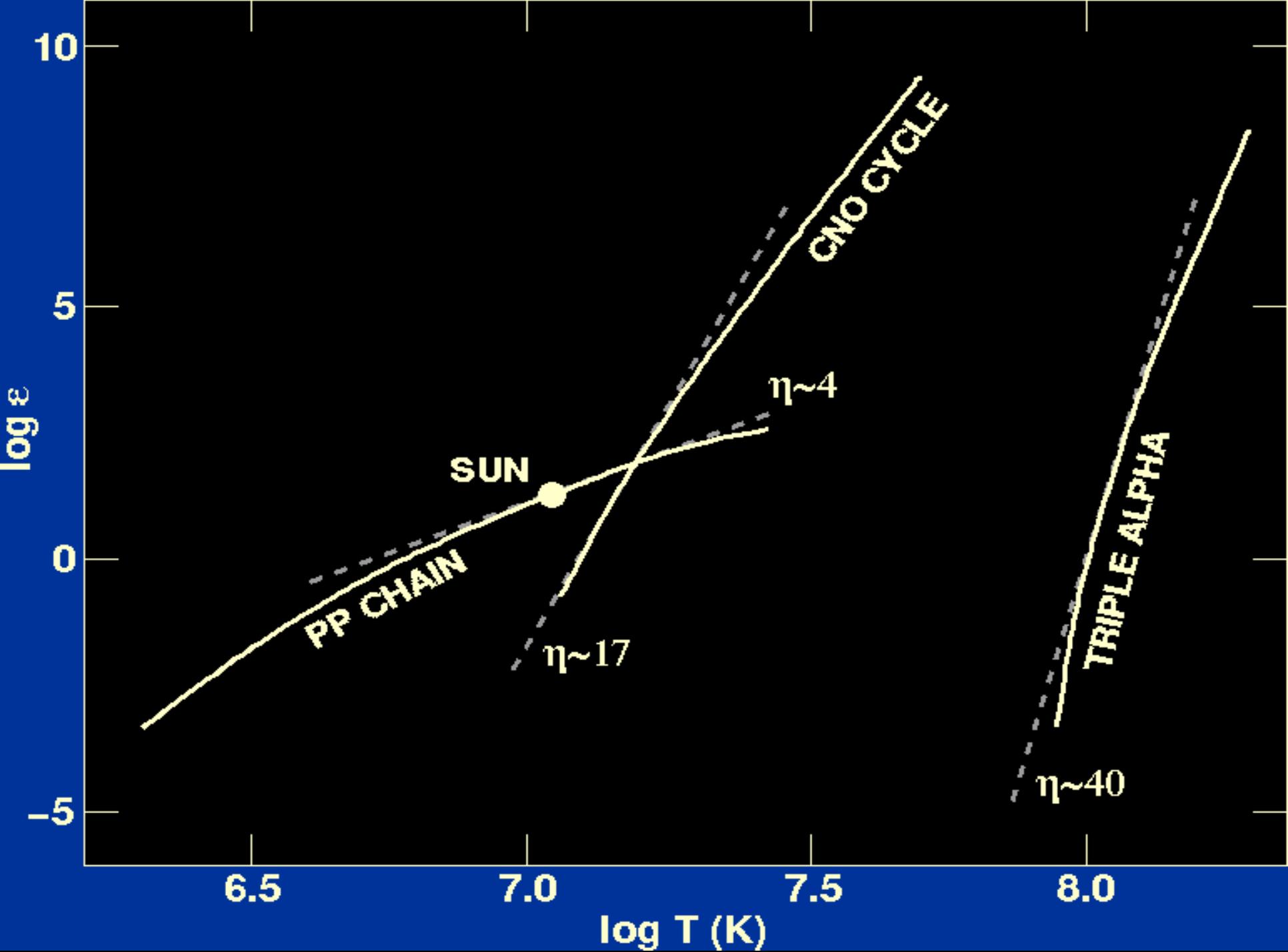
Bethe-Weizsäcker-Zyklus (CNO-Zyklus)

beginnt ab 13 Millionen K $q_{(CNO)} \sim T^{17}$

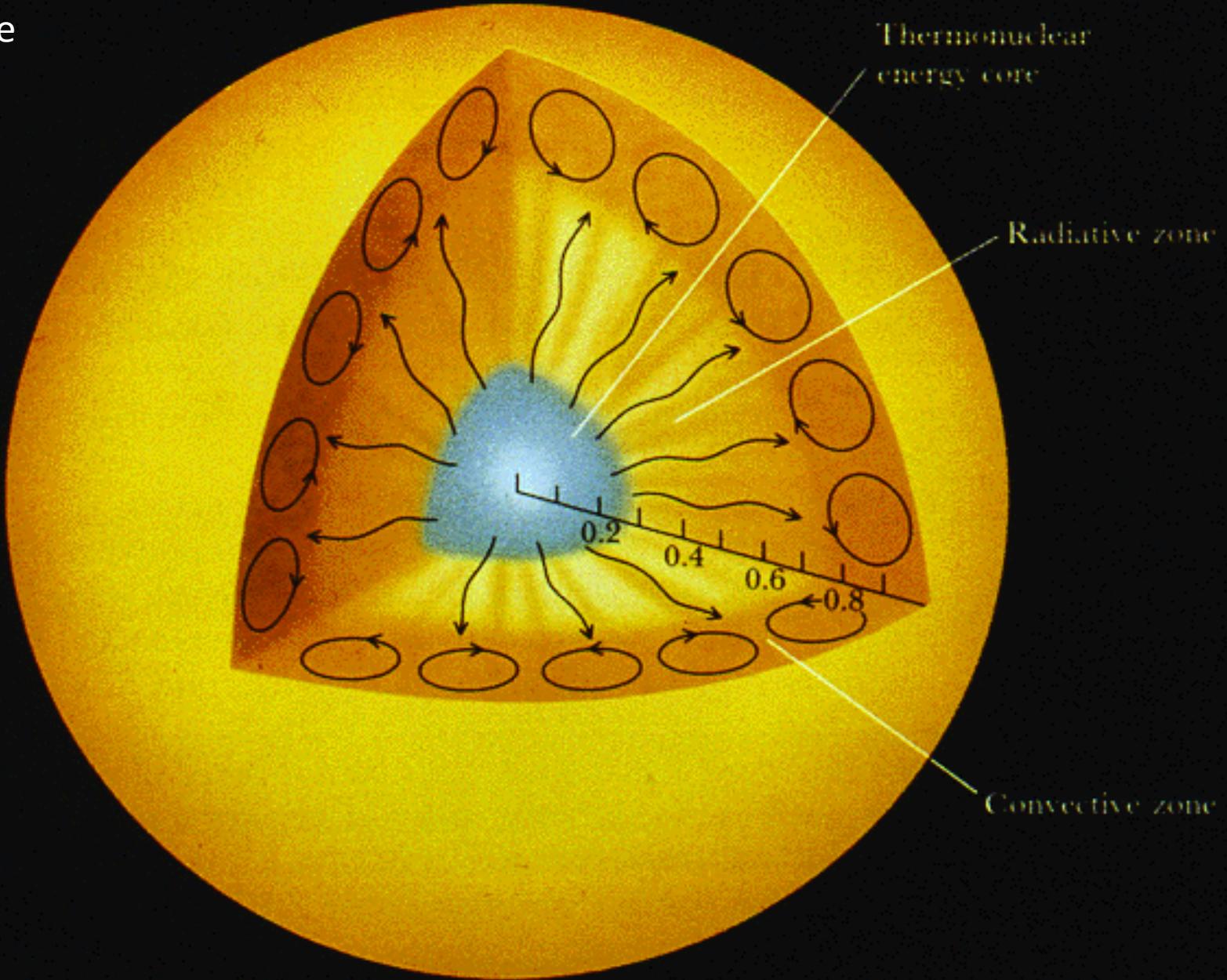
	Lebensdauer
$^{12}\text{C} + ^1\text{H} \rightarrow ^{13}\text{N} + \gamma + 1,95 \text{ MeV}$	$1,3 \cdot 10^7$ Jahre
$^{13}\text{N} \rightarrow ^{13}\text{C} + e^+ + \nu_e + 1,37 \text{ MeV}$	7 Minuten
$^{13}\text{C} + ^1\text{H} \rightarrow ^{14}\text{N} + \gamma + 7,54 \text{ MeV}$	$2,7 \cdot 10^6$ Jahre
$^{14}\text{N} + ^1\text{H} \rightarrow ^{15}\text{O} + \gamma + 7,35 \text{ MeV}$	$3,2 \cdot 10^8$ Jahre
$^{15}\text{O} \rightarrow ^{15}\text{N} + e^+ + \nu_e + 1,86 \text{ MeV}$	82 Sekunden
$^{15}\text{N} + ^1\text{H} \rightarrow ^{12}\text{C} + ^4\text{He} + 4,96 \text{ MeV}$	$1,12 \cdot 10^5$ Jahre



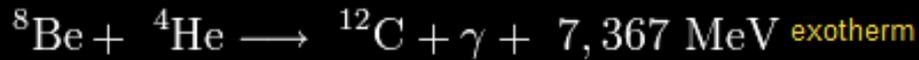
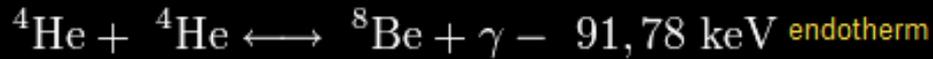
Dieser Zyklus spielt bei der heutigen Sonne nur eine geringe, mit der Zeit aber stetig wachsende Rolle (der kontinuierliche Leuchtkraftanstieg wird durch einen langsam immer effektiver werdenden CNO-Zyklus hervorgerufen).



Innerer Aufbau der Sonne

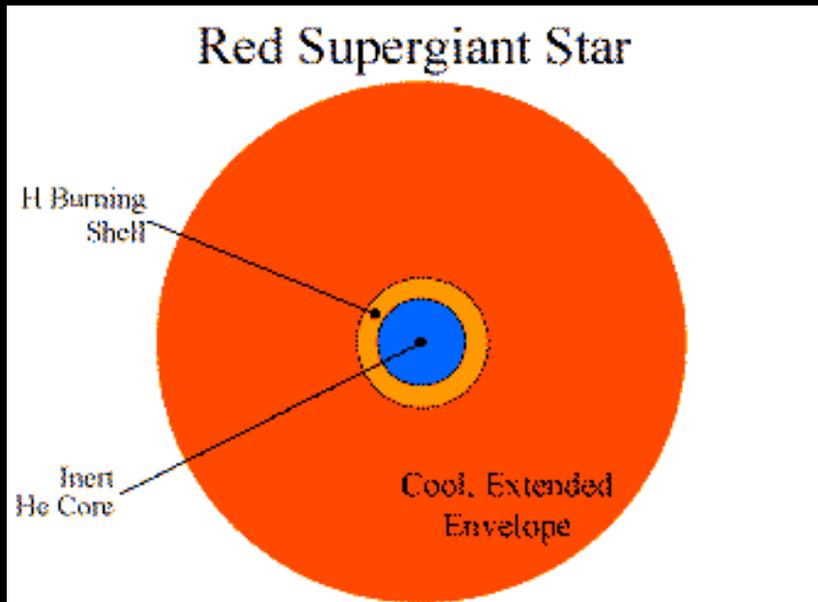
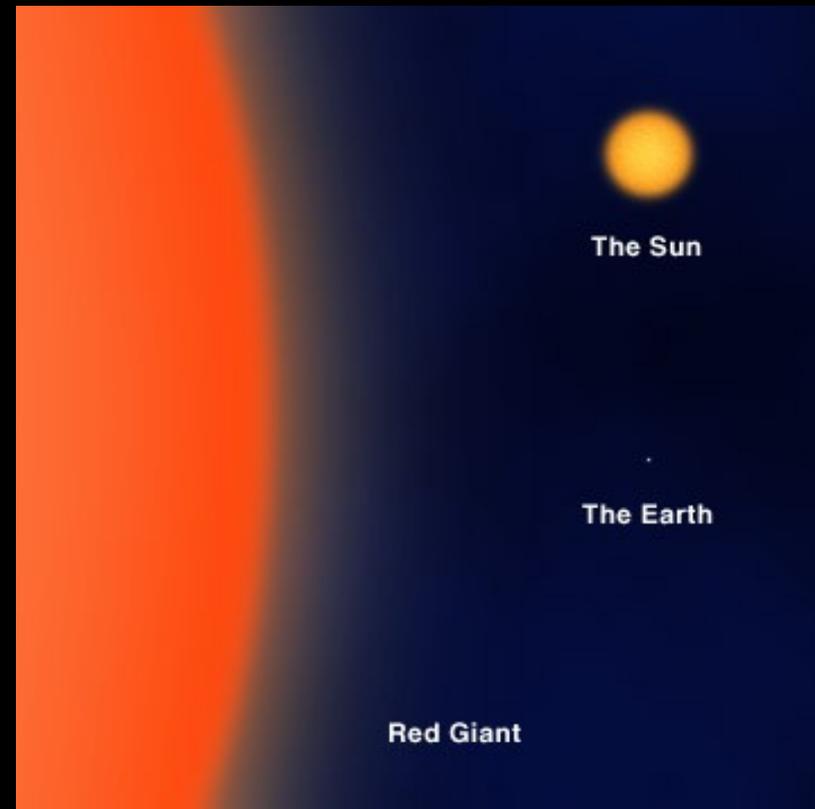
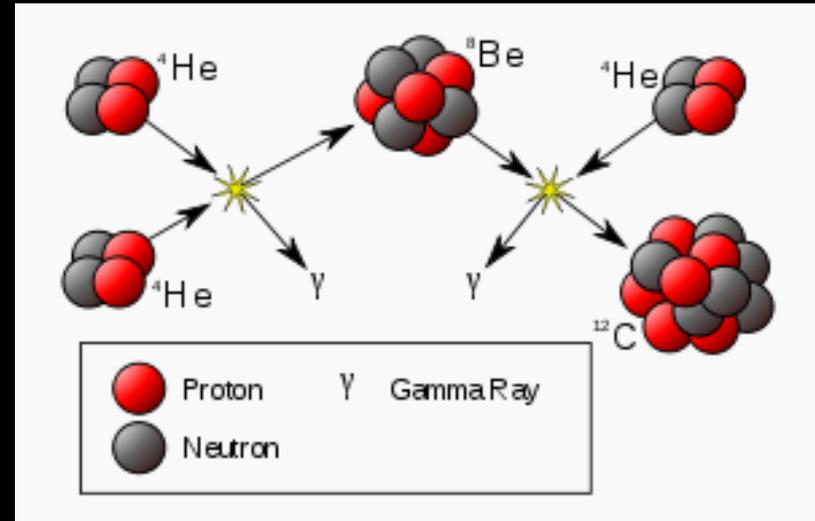


Tripel-Alpha-Prozeß (Salpeter-Prozeß)



„Heliumbrennen (ab $T > 10^8 \text{ K}$) $q \sim T^{(20 \dots 30)}$ “

Der Hauptreihenstern wird zu einem Roten Riesen



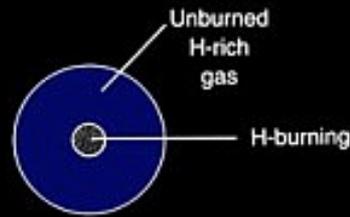
Weitere Kernfusionsprozesse zum Synthetisieren von Elementen oberhalb von Sauerstoff ($Z=8$) erfordern Sterne mit einer Masse $> 8 M(\text{Sonne})$

Kohlenstoffbrennen (Mg) / Neonbrennen (O, Mg) / Sauerstoffbrennen (S, P, Si)

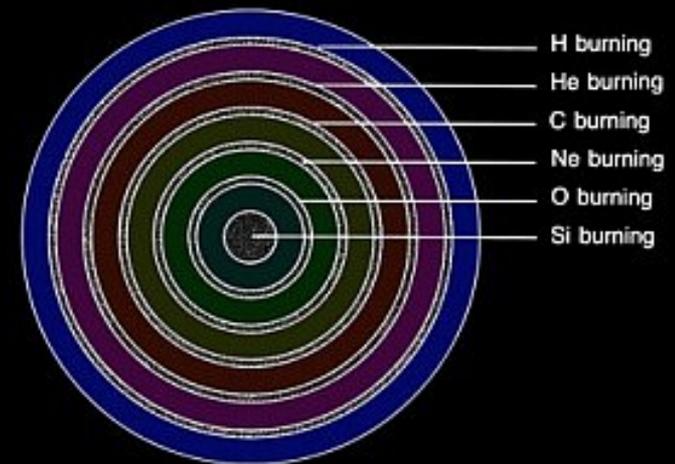
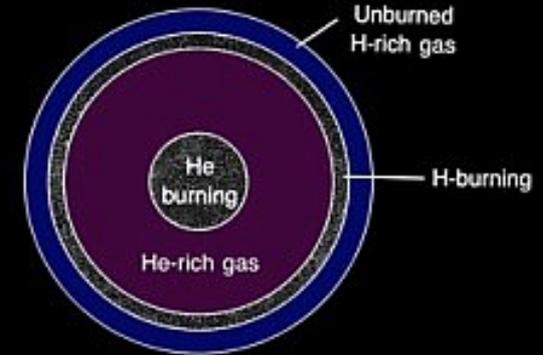
→ Neon, Schwefel, Phosphor, Silizium, Magnesium

Siliziumbrennen (Fe)

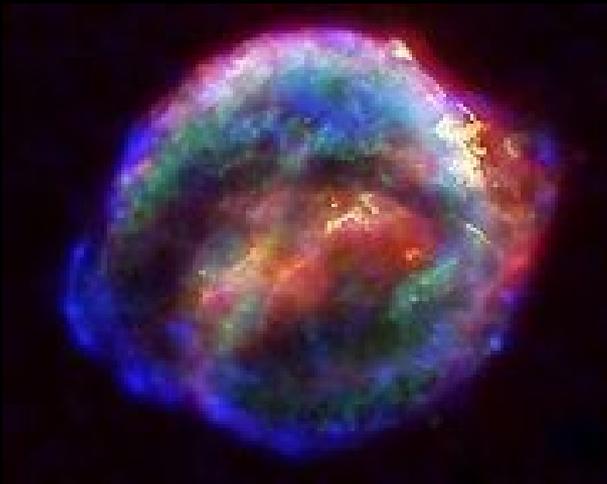
→ Nickel, Cobalt, Eisen, Kupfer



Small star evolution



Large star structure



Supernovaexplosion

Wie entstehen Elemente oberhalb von Z=26 (Eisen) ?

Elemente oberhalb von Eisen können nicht durch thermonukleare Reaktionen erzeugt werden, da sie endotherm (d.h. nur bei Energiezufuhr) verlaufen.

Supernovaexplosionen -> bei Kernkollaps (Eisenkern kollabiert zu einem entarteten Neutronenstern oder einem Black hole)

→ dabei entstehen riesige Neutronenflußdichten ($> 10^{22}$ Neutronen / pro cm^2)

→ **r-Prozeß (r=rapid)**

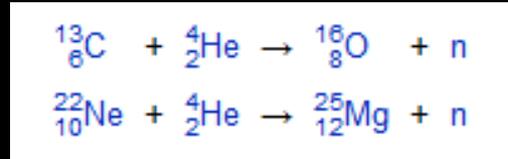
Neutronen werden von Atomkernen eingefangen -> Aufbau von Kernen großer Massezahl
Neutronen unterliegen β -Zerfall -> Protonen entstehen -> Elemente mit großem Z

maximal erreichbare Massenzahlen um 260 → Curium (Z=96), Rutherfordium (Z=104)

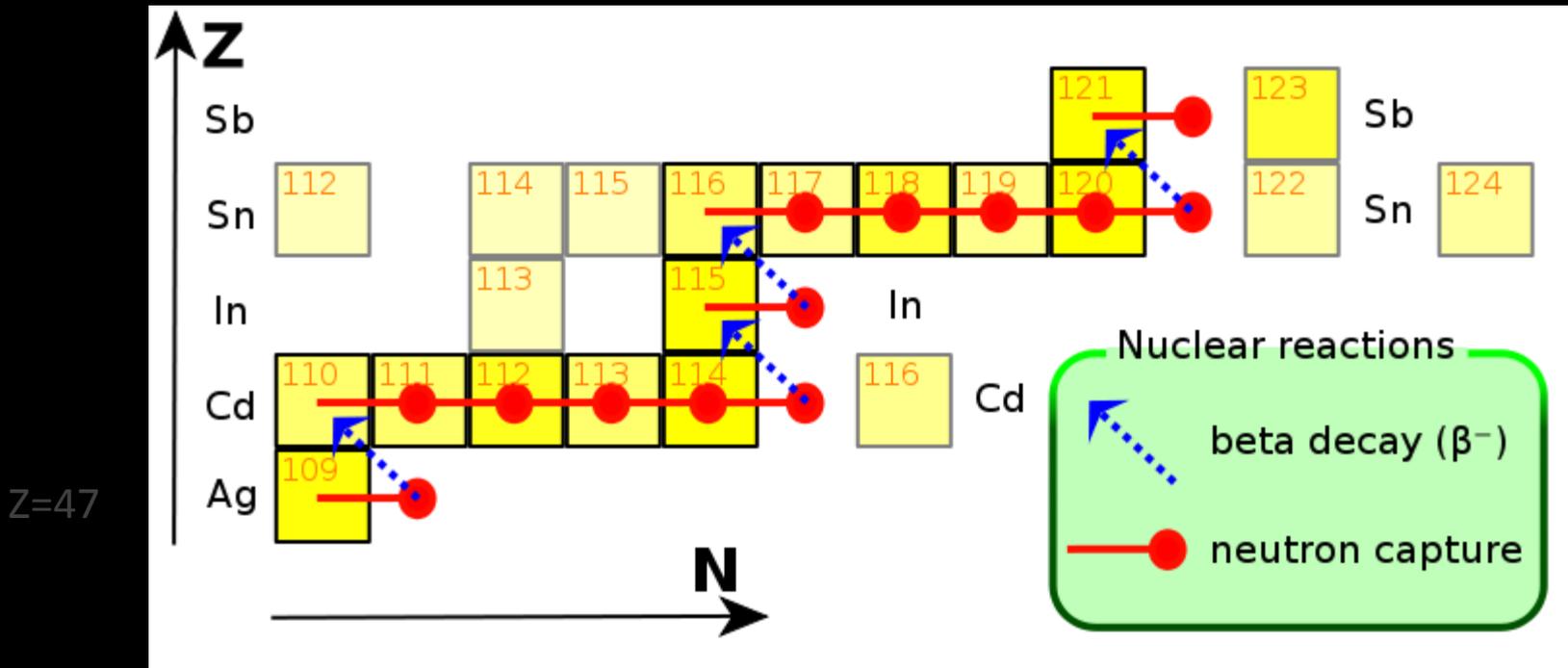
Über radioaktive Zerfallsreihen unterschiedlicher Halbwertszeiten entstehen eine Vielzahl stabiler Elemente oberhalb des Eisens

Massereiche Sterne im **asymptotischen Riesenast** mit geschichteten Schalenbrennen

→ **s-Prozeß** (*s=slow*)



Entstehung von Elementen bis maximal Actinium (Z=89) durch Neutroneneinfangprozesse mit β -Zerfall, wobei Elemente unterhalb Blei und Wismut entstehen können.



Länge der einzelnen Brennphasen für massereiche Sterne ($M > 11 M(\text{Sonne})$)

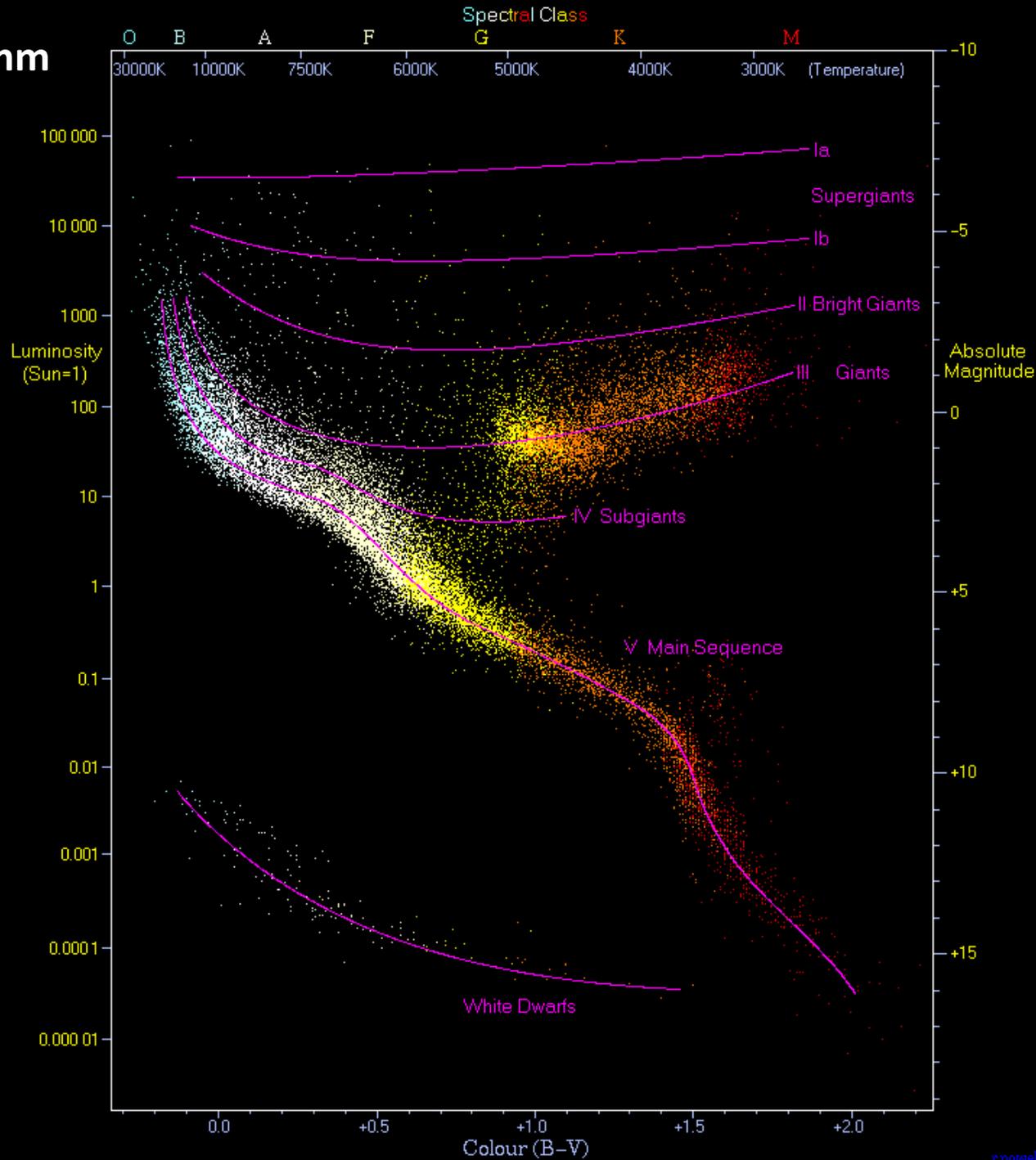
Brennmaterial (bzw. Fe)	Brennvorgang (Nukleosynthese)	Temperatur in Millionen Kelvin	Dichte (kg/cm^3)	Brenndauer
H	Wasserstoffbrennen	40	0,006	10 Millionen J.
He	Heliumbrennen	190	1,1	1 Million J.
C	Kohlenstoffbrennen	740	240	10.000 Jahre
Ne	Neonbrennen	1.600	7.400	10 Jahre
O	Sauerstoffbrennen	2.100	16.000	5 Jahre
Si	Siliciumbrennen	3.400	50.000	1 Woche
Fe-Kern	Kernfusion schwerster Elemente	10.000	10.000.000	-

Die Sonne gelangt nur bis zum Heliumbrennen. Ihr Hauptreihendasein währt rund 10 Milliarden Jahre. Der Weg zum Weißen Zwerg dauert dann nur noch wenige Hundert Millionen Jahre – das Dasein als Weißer Zwerg währt dann quasi ewiglich ...

Hertzsprung-Russel-Diagramm

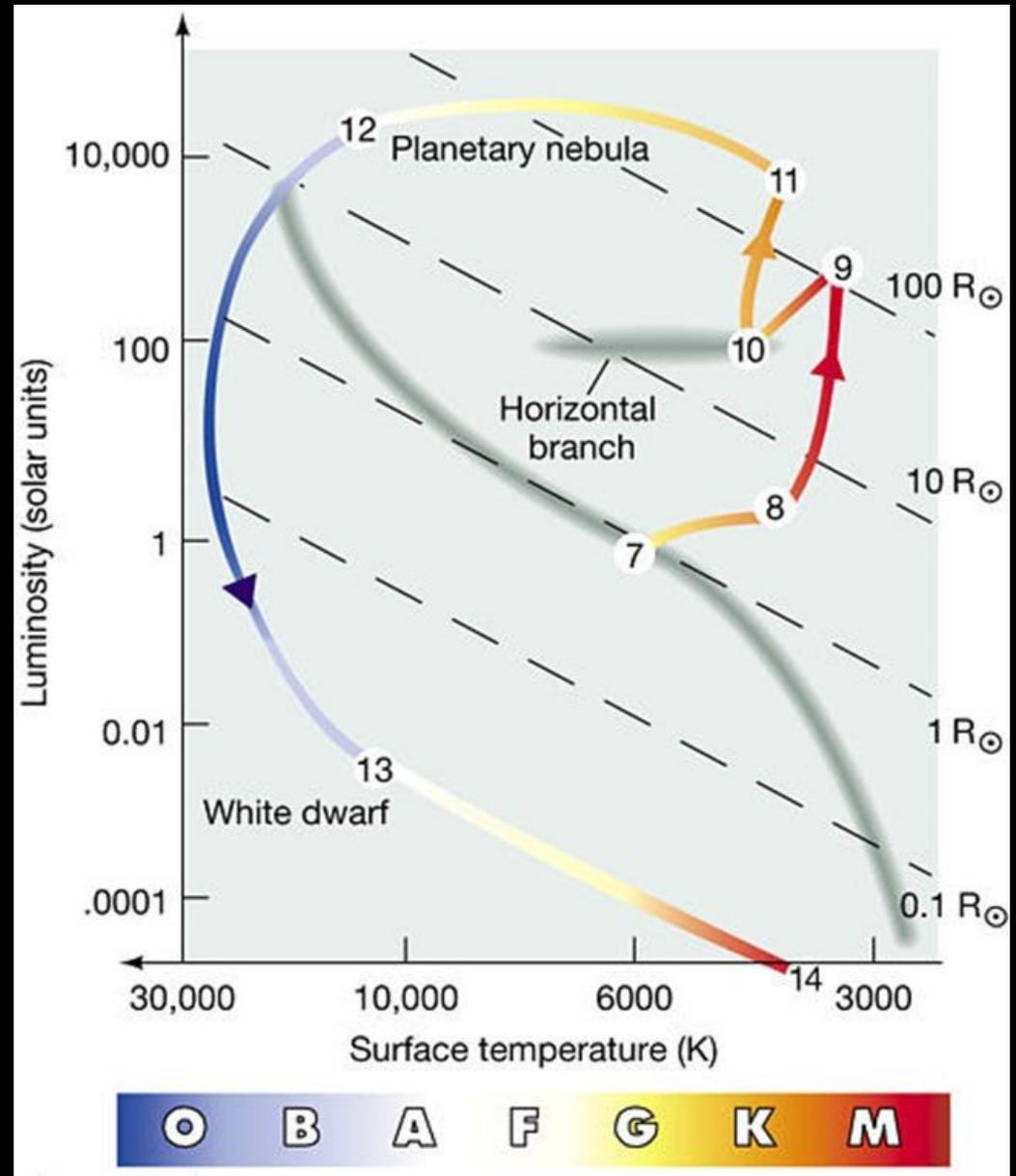
Die Sternphysik muß erklären, warum Sterne nur ganz bestimmte Parameterbereiche im Temperatur-Leuchtkraft-Diagramm einnehmen

Das Hertzsprung-Russel-Diagramm widerspiegelt die Entwicklung von Sternen unterschiedlicher Ausgangsmasse.



Entwicklung eines massearmen Hauptreihenstern ähnlich der Sonne

- 7. Hauptreihenposition
- 8. Unterriesenast
- 9. Helium-Flash / Riesenast
- 10. Roter Riese
- 10-11. Übergang zum asympt. Riesenast – therm. Pulse
- 12-13. Übergang zum Weißen-Zwerg



Übergang zum Helium-Brennen – Der Helium-Flash

Wenn der Wasserstoff im Kern aufgebraucht ist, wird der Helium-Kern instabil und beginnt zu kollabieren

→ dabei wird nach dem Virialsatz potentielle Energie frei, deren eine Hälfte thermalisiert wird -> die Temperatur im Sternkern steigt an!

erreicht dabei der Sternkern das 64-fache der Zündtemperatur des pp-Zyklus, dann setzt der 3Alpha-Prozeß ein und Helium wird zu Kohlenstoff und Sauerstoff fusioniert („Heliumbrennen“)

aber zuvor:

Kern kontrahiert, Temperaturzunahme erreicht dabei aber nicht 100 Millionen Grad zum Zünden des Kohlenstoffbrennens

Heliumkern entartet, d.h. der Druck und Dichte hängt nicht mehr von der Temperatur ab
-> Fermienergie des Elektronengases > thermische Energie

Bei weiterer Temperaturerhöhung setzt Helium-Brennen ein -> wird nach Aufhebung der Entartung schlagartig immer effektiver → **Heliumflash** ($q \sim T^{40}$)

(100 Milliarden Sonnenleuchtkräfte in wenigen Sekunden!)

Zusammenfassung

Das Wasserstoff-Schalenbrennen lässt die Hülle des Sterns expandieren

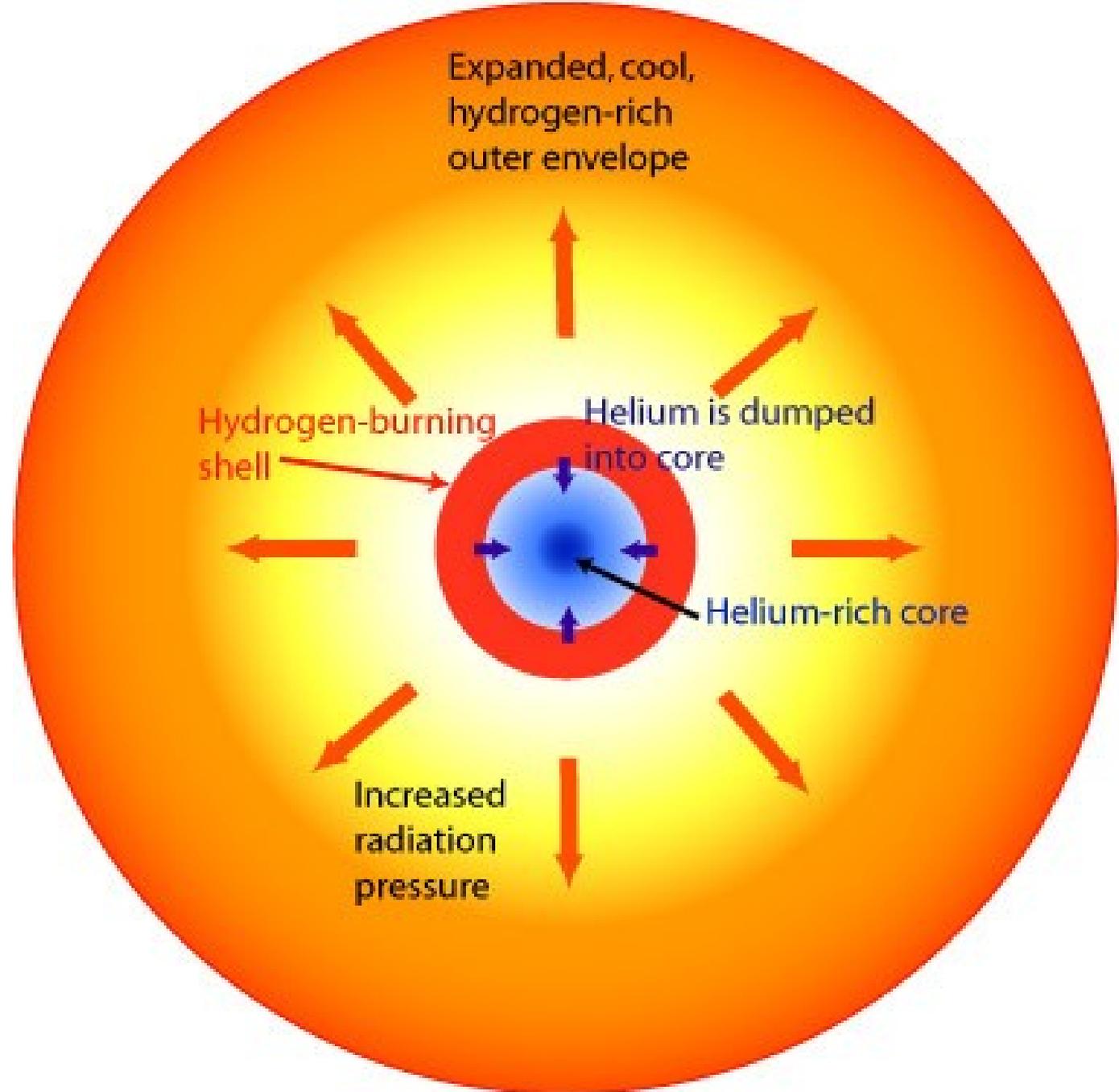
→ **Roter Riese**

Konvektive Hülle
kontrahierender
He-Kern

Nach He-Flash,
Sternhülle bricht
zusammen

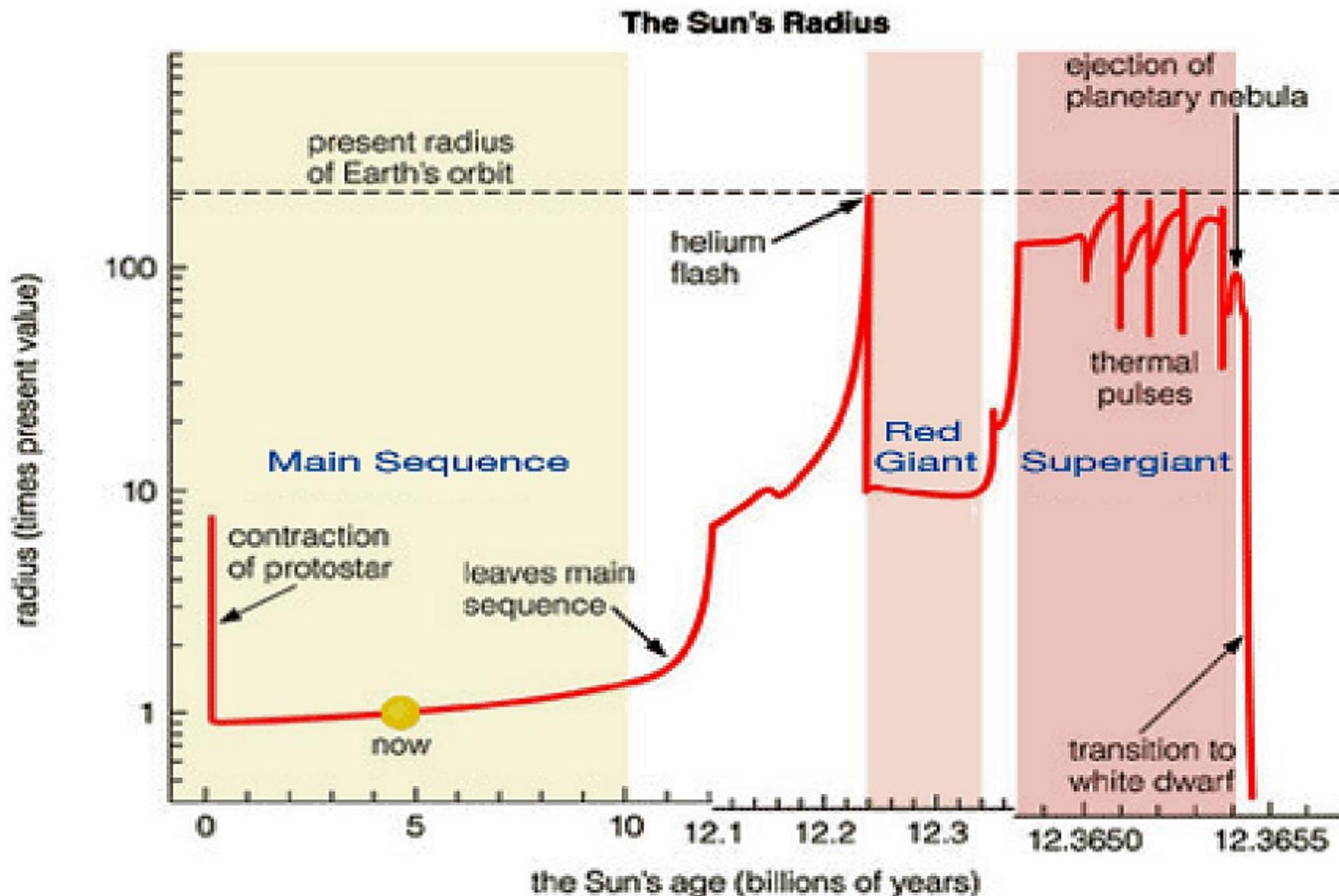
Horizontalast-Stern
Supergigant

~ 100 L(Sonne)



Hydrogen Shell Burning on the Red Giant Branch

Fallbeispiel: Lebenslauf unserer Sonne

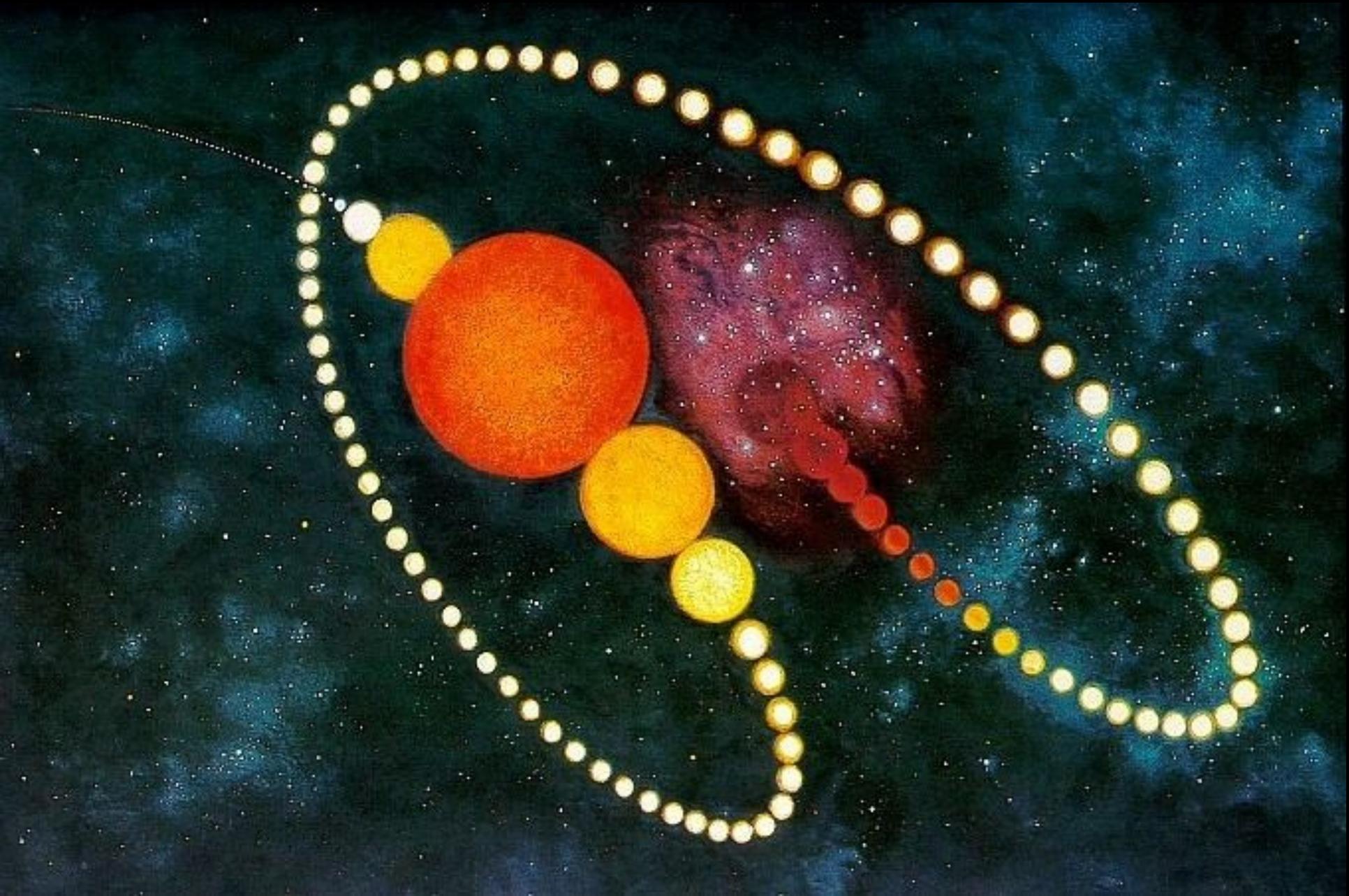




Unsere Sonne endet in ca. 8 Milliarden Jahren als Weißer Zwergstern ...



Entwicklungsweg der Sonne über 12,5 Milliarden Jahre ...



Endstadien der Sternentwicklung

1. die schwere Masse = Gravitationsladung ist additiv und nicht abschirmbar
2. ein Stern ist nur dann stabil, wenn er sich im hydrodynamischen Gleichgewicht befindet

Schwerkraft muß durch Gasdruck in jedem Punkt im Stern ausgeglichen werden

„Normale Sterne“ Gasdruck wird durch hohe Temperaturen erzeugt
Strahlungsverlust (=Kühlung) muß durch Energieerzeugungsprozesse,
welche die Temperatur und damit den Gasdruck konstant halten,
permanent ausgeglichen werden (thermonukleare Reaktionen)

Es gibt bei jedem „normalen“ Stern einen Punkt, wo die Energieerzeugungsraten absinken

- damit der Stern stabil bleibt, muß er anderweitig Energie (=Wärme) erzeugen
- **Kontraktion** -> Temperaturerhöhung im Kern -> neuer Kernfusionszyklus

Was passiert aber, wenn die im Kern erreichten Temperaturen nicht ausreichen, um einen weiteren Kernfusionszyklus einzuleiten oder wenn bei massereichen Sternen sich ein Eisenkern ausgebildet hat, in dem keine weiteren exothermen Kernreaktionen mehr möglich sind?

→ das endgültige Schicksal eines solchen Sterns hängt von der Masse seines Kerns ab (der immer kleiner als die Sternmasse ist)

→ Stabilisierung aufgrund nichtthermischer Druckerzeugung

→ keine Stabilisierung mehr möglich -> Entstehung eines Schwarzen Lochs

→ Endkollaps führt zur völligen Zerstörung des Sterns -> kein stellarer Überrest



GRENZMASSE

Sternkerne mit einer Masse unterhalb der Chandrasekhar-Grenze von $\sim 1.5 M(\text{Sonne})$ werden durch den Entartungsdruck eines Elektronengases stabilisiert

→ **Weiße Zwergsterne**

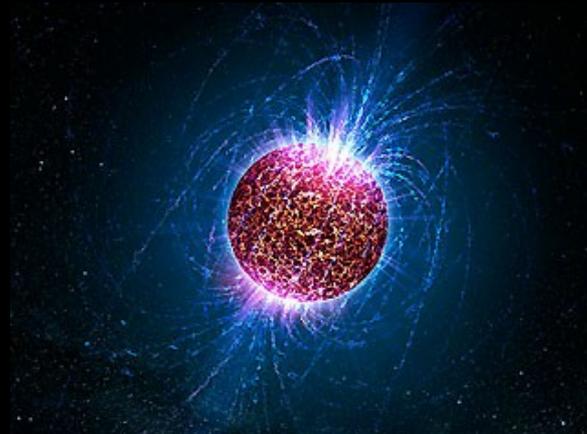
Liegt die Masse zwischen der Chandrasekhar-Grenzmasse und der Oppenheimer-Volkoff-Grenzmasse von $\sim 3 M(\text{Sonne})$, dann wird der Stern durch den Entartungsdruck einer Neutronenflüssigkeit stabilisiert

→ **Neutronensterne**

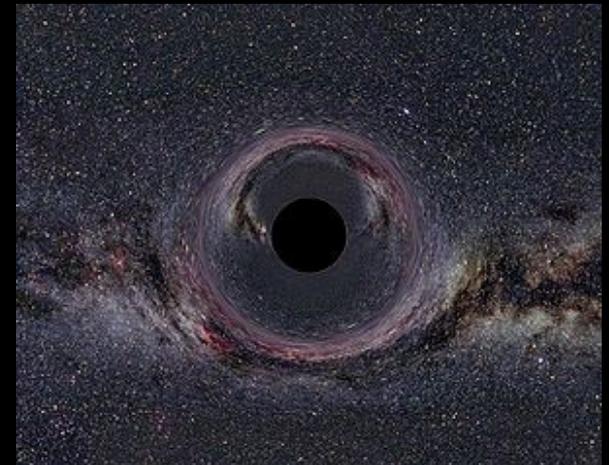
Oberhalb von $3 M(\text{Sonne})$ gibt es keine Stabilisierungsmöglichkeit mehr. Der Stern kollabiert im freien Fall zu einem **Schwarzen Loch**.



~ Erdgröße



~ 30 km



~ 10 km

Wie gelangen die fusionierten Elemente in den kosmischen Raum?

Da die Elemente im tiefsten Inneren eines Sterns produziert werden, müssen sie, um einmal biologisch wirksam werden zu können, irgendwie in den interstellaren Raum gelangen.

→ Sternwinde

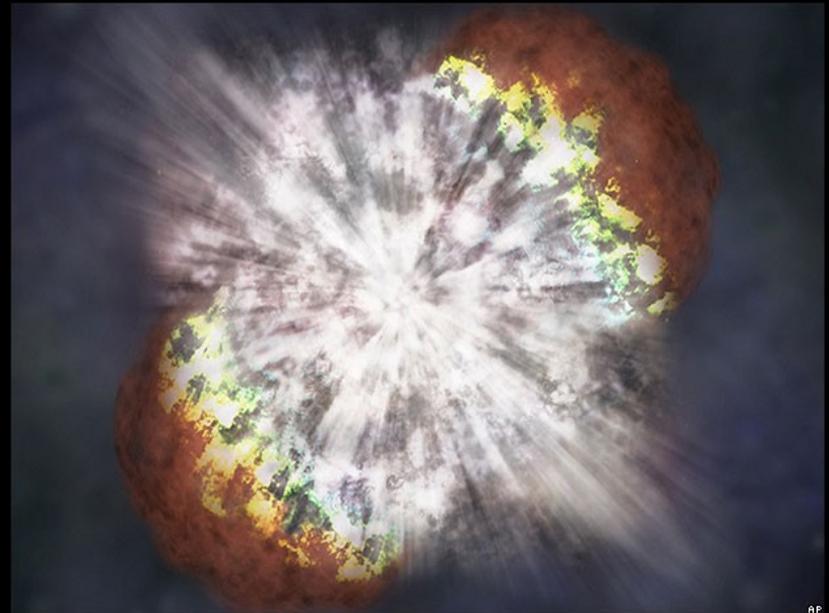
→ Abstoßung von Hüllen während bestimmter Entwicklungsstadien

(es muß konvektive Stadien geben, die in der Lage sind, die Sternatmosphäre mit schwereren Elementen aus dem Sternkern anzureichern)

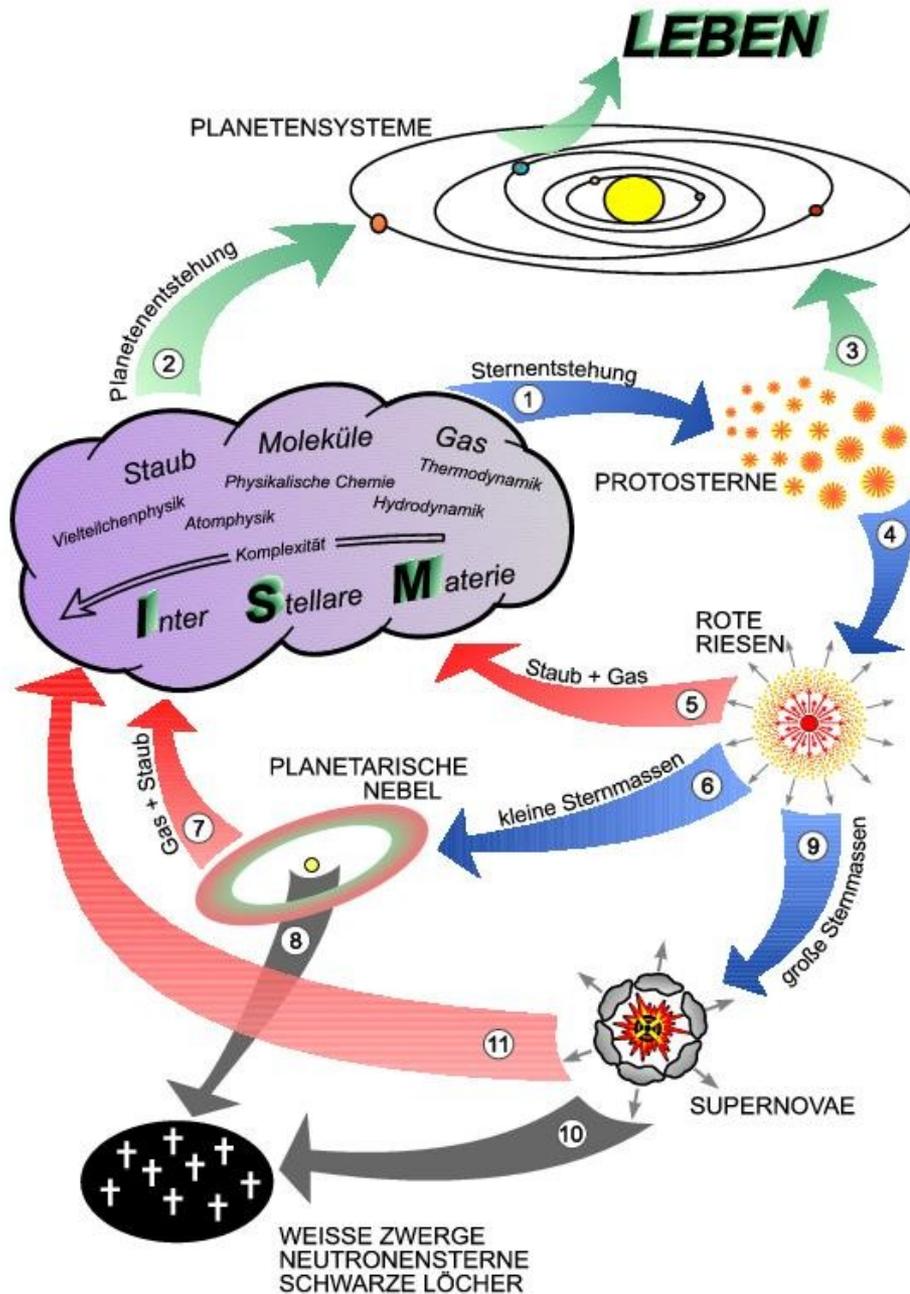
→ Sternexplosionen (insbesondere Supernovae)

Anreicherung der interstellaren Materie mit Elementen $Z > 2$

Konzentration nimmt mit jeder Stern-
generation zu



Kosmischer Materiekreislauf



Sobald Atome Elektronen einfangen (kühle Sternatmosphäre, interstellarer Raum) beginnt die Domäne der

CHEMIE

Im Inneren der Sterne gibt es keine chemischen Prozesse (Chemie beginnt bei $T \sim 3000$ K)



Die Folien dieser Vorlesung finden Sie neben anderen Material in dem Blog

<http://wincontact32Naturwunder.blogspot.com>

Wer weiterhin Interesse an Astronomie hat, in der Zittauer Volkssternwarte findet jeden Mittwoch, 19 Uhr, eine Vortragsveranstaltung statt - Platz im Vortragsraum ist noch genügend vorhanden ;-)

Öffentliche Beobachtung am Spiegelteleskop der Zittauer Volkssternwarte jeden Donnerstag bei geeignetem Wetter (Sommerpause beachten).

ASTRONOMIETAG 2011 9. April VST

- nachmittags Sonnenbeobachtung
- abend Beobachtungen mit dem 30 cm und 40 cm Spiegelteleskop
- Ausstellung Raumfahrt in den Räumen der VSTW