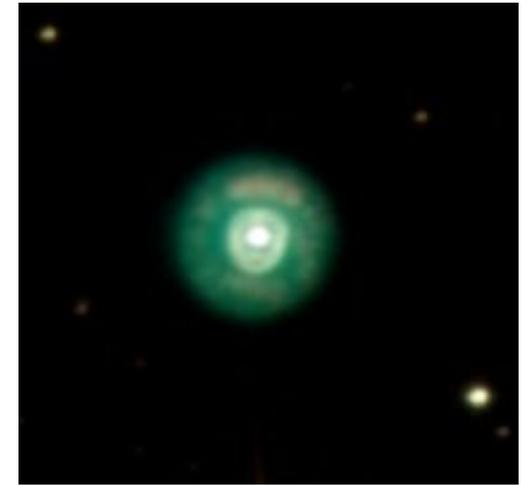


Astronomie



Kursjahr 2016/17

Leibniz Kolleg Tübingen

PD Dr. Thorsten Nagel

Kapitel 3

Sternentwicklung – Vom Leben und Sterben der Sterne

Übersicht

- Hertzsprung Russel Diagramm
- Sternentstehung
 - Molekülwolke, Jeanskriterium, Protostern, HH Objekte, Simulation, Beispiele
- Hauptreihenphase
 - zentrales H Brennen, pp und CNO, Nukleosynthese, Zeitdauer, massenabhängigkeit
- Rote Riesen Phase
 - RGB, AGB, thermische Pulse, Nukleosynthese
- Endstadien: WD, NS oder BH
 - Extreme Physik, Nukleosynthese

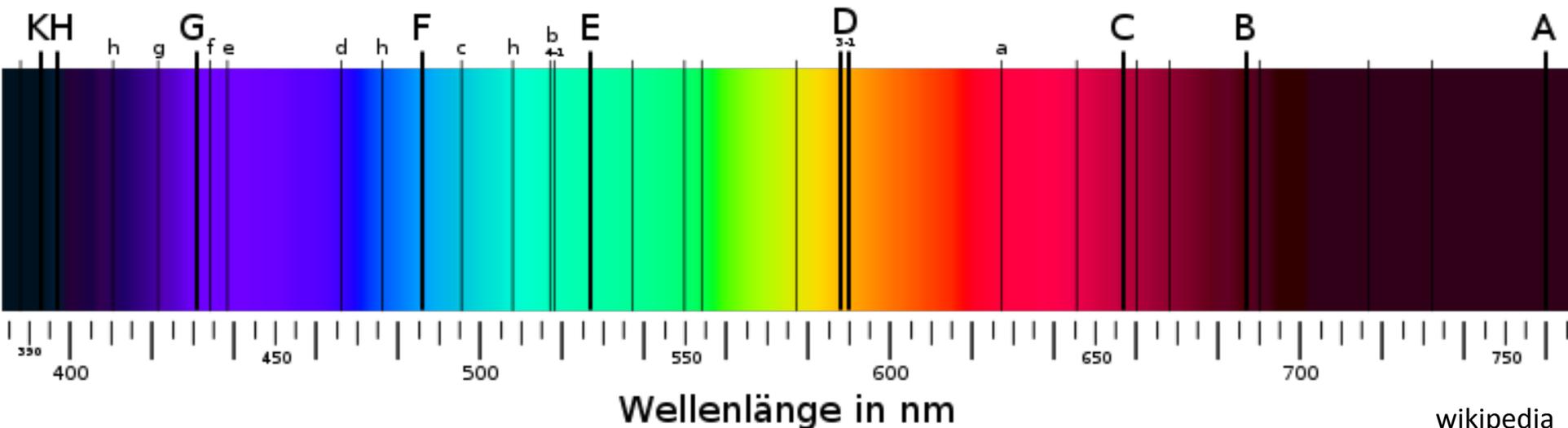
Sternspektroskopie

- 1802: William Hyde Wollaston beobachtet zum ersten Mal Spektrallinien im Sonnenspektrum
- 1814-1823: Joseph v. Fraunhofer beobachtet ebenfalls Spektrallinien im Sonnenspektrum ("Fraunhofer Linien")



Sternspektroskopie

- 1802: William Hyde Wollaston beobachtet zum ersten Mal Spektrallinien im Sonnenspektrum
- 1814-1823: Joseph v. Fraunhofer beobachtet ebenfalls Spektrallinien im Sonnenspektrum ("Fraunhofer Linien")

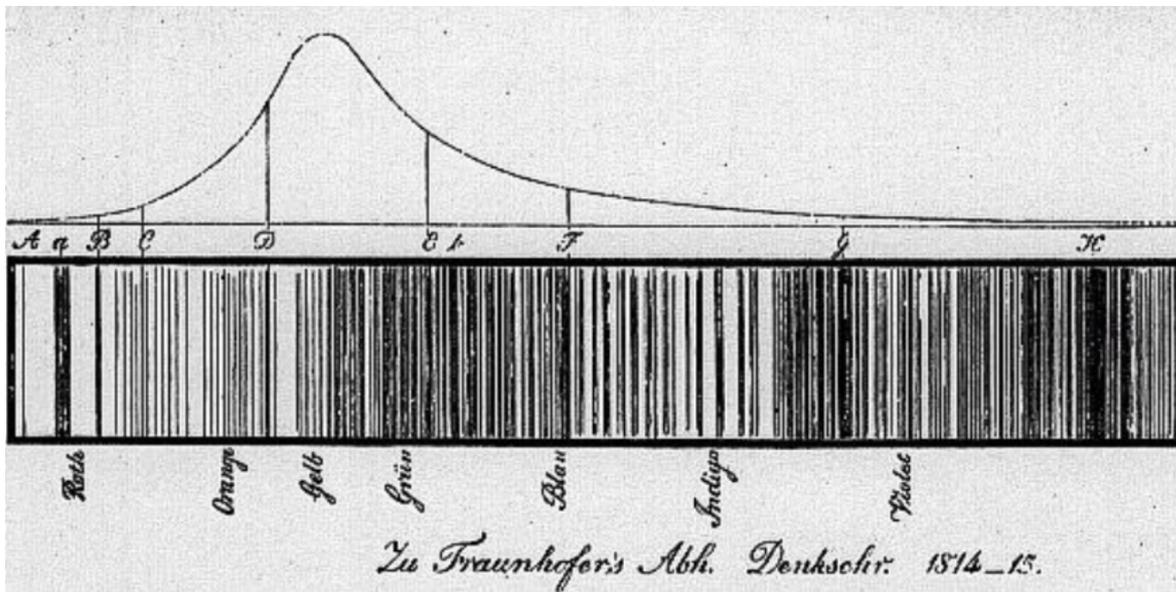


Sternspektroskopie

- 1802: William Hyde Wollaston beobachtet zum ersten Mal Spektrallinien im Sonnenspektrum
- 1814-1823: Joseph v. Fraunhofer beobachtet ebenfalls Spektrallinien im Sonnenspektrum ("Fraunhofer Linien")
- Katalogisiert mehr als 500 Absorptionslinien systematisch, bezeichnet sie mit Buchstaben von rot nach blau

Sternspektroskopie

- untersucht außerdem mit Hilfe eines Objektivprismenspektroskopes die Spektren von Venus und einigen Sternen (z.B. Sirius, Pollux, Beteigeuze)
- erkennt: unterschiedliche Sterne können unterschiedliche Spektren haben



Sternspektroskopie

- 1823, Sir John Frederick William Herschel: Spektrallinien können Informationen über die Zusammensetzung stellarer Materie liefern



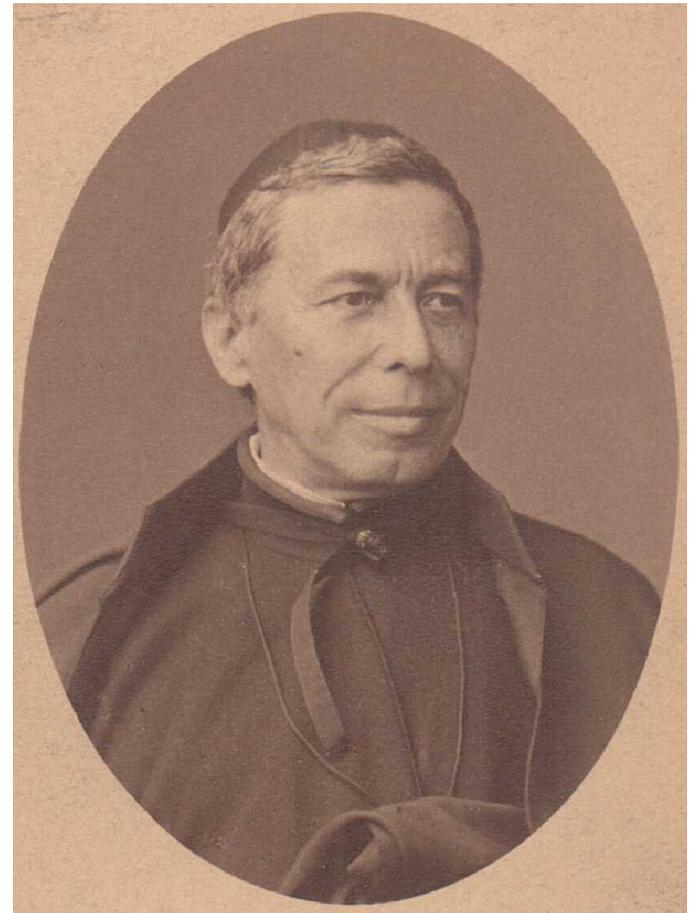
Sternspektroskopie

- 1860, Gustav Robert Kirchhoff und Robert Wilhelm Bunsen: Absorptionslinien in Sternspektren sind das Gegenteil der Emissionslinien der selben Elemente in Laborexperimenten (Flammen)
- Stärke der Absorptionslinie ist ein Maß für die Häufigkeit des Elements



Sternspektroskopie

- 1860er: Spektralklassifikation nach Pater Secchi



Sternspektroskopie

- 1860er: Spektralklassifikation nach Pater Secchi
 - I: Starke Wasserstofflinien; blau-weiße Sterne (z.B. Sirius, Wega)
 - II: Metalllinien; gelb-orange Sterne (z.B. Sonne)
 - III: Banden (Titanoxid), zu blau hin stärker werdend; orange-rote Sterne (z.B. Beteigeuze)
 - IV: Banden (Kohlenstoff), zu rot hin stärker werdend; tiefrote Sterne, dunkler als 5. Größe
 - V: Emissionslinien im Spektrum

Sternspektroskopie



Sternspektroskopie

- Ende 19. Jhd., Edward Pickering und sein "Harem" (Williamina Fleming, Antonia Mauri, Annie Cannon und 12 weitere Frauen): umfangreiche Spektralklassifikation der Sterne
- photographische Spektrogramme, gewonnen mit Objektivprismen
- erste Spektralkataloge von Williamina Fleming (1890, Harvard annals, Band 27), Buchstaben A-Q in alphabet. Reihenfolge



Sternspektroskopie

- Annie Cannon klassifiziert 225 300 Spektrogramme (Henry-Draper-Katalog, 1918-1924, Harvard annals, Band 91-99), Feinunterteilung der Harvardsequenz
- Umsortieren der Spektralsequenz:
O B A F G K M
- morphologische Unterteilung anhand des Aussehens der Spektrallinien



Sternspektroskopie

- 1925, Cecilia Payne: Saha-Gesetz erklärt die Variation der stellaren Linienstärken

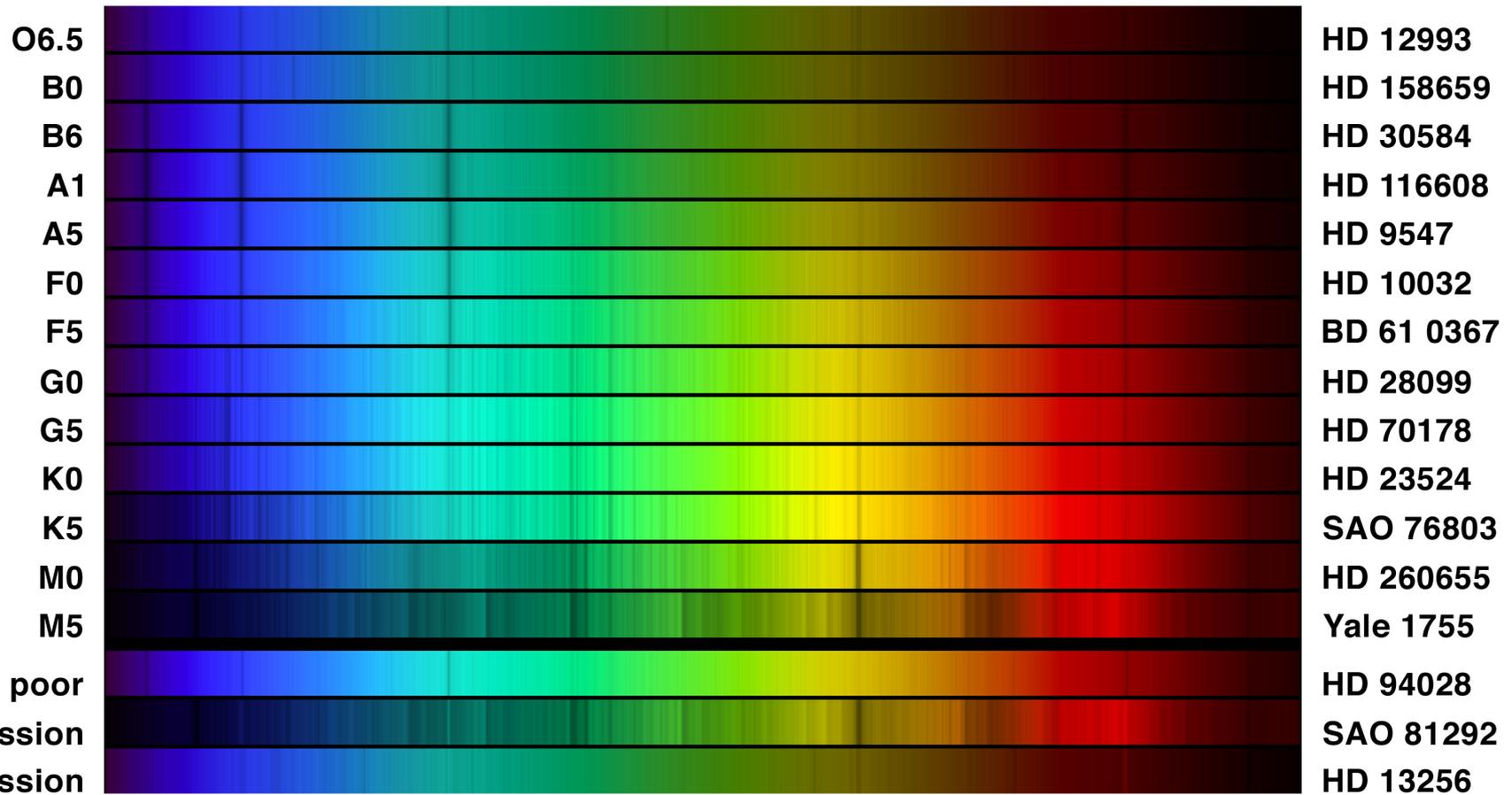


Sternspektroskopie

- 1925, Cecilia Payne: Saha-Gesetz erklärt die Variation der stellaren Linienstärken
- Harvard Spektralsequenz ist ein Maß für die Temperatur. Alle Sterne haben ungefähr dieselbe chemische Zusammensetzung.
- Spektralsequenz O B A F G K M(R N): sinkender Temperaturverlauf

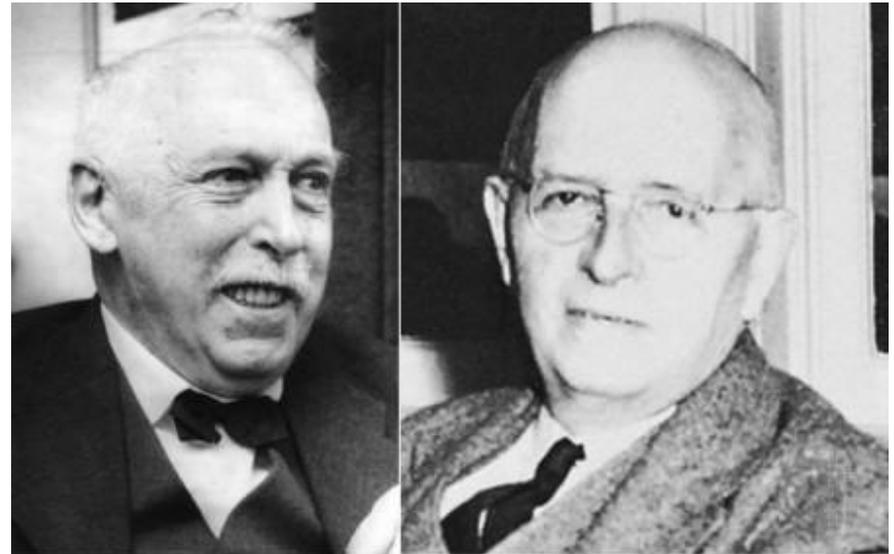
Sternspektroskopie

Spektralklassen



Hertzsprung-Russel Diagramm

- 1908/1913, Ejnar Hertzsprung und Henry Norris Russell: erstellen unabhängig voneinander ein Diagramm, das die absolute Helligkeit gegen den Spektraltyp abbildet.



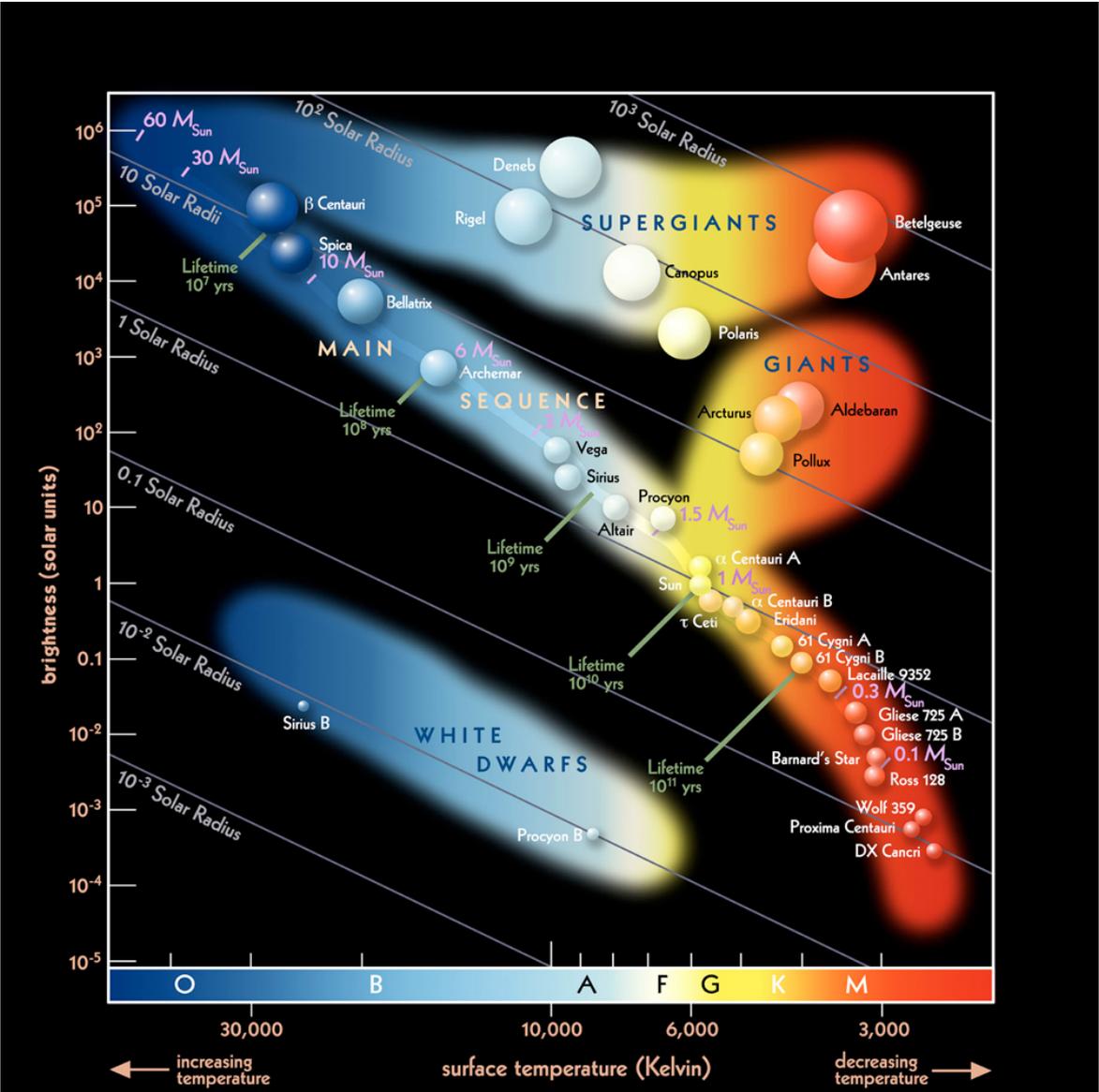
Ejnar Hertzsprung

Henry Norris Russell

Hertzsprung-Russel Diagramm

- 1908/1913, Ejnar Hertzsprung und Henry Norris Russell: erstellen unabhängig voneinander ein Diagramm, das die absolute Helligkeit gegen den Spektraltyp abbildet.
- Sterne bevölkern nur einen ganz bestimmten Bereich dieses Parameterraumes.
- Das sog. Hertzsprung-Russell Diagramm wird zum wichtigsten Diagramm der modernen Astrophysik.

Hertzprung-Russel Diagramm



Sternentstehung

- In den Spiralarmen der Galaxien gibt es riesige Molekülwolken (10^5 - $10^6 M_{\text{sol}}$ bei 150LJ Ausdehnung)
- Bestehen hauptsächlich aus H_2 , auch CO , NH_3 , Staub
- Filamentartige Struktur, sehr kalt 10K, $n=100 / \text{cm}^3$



ESO

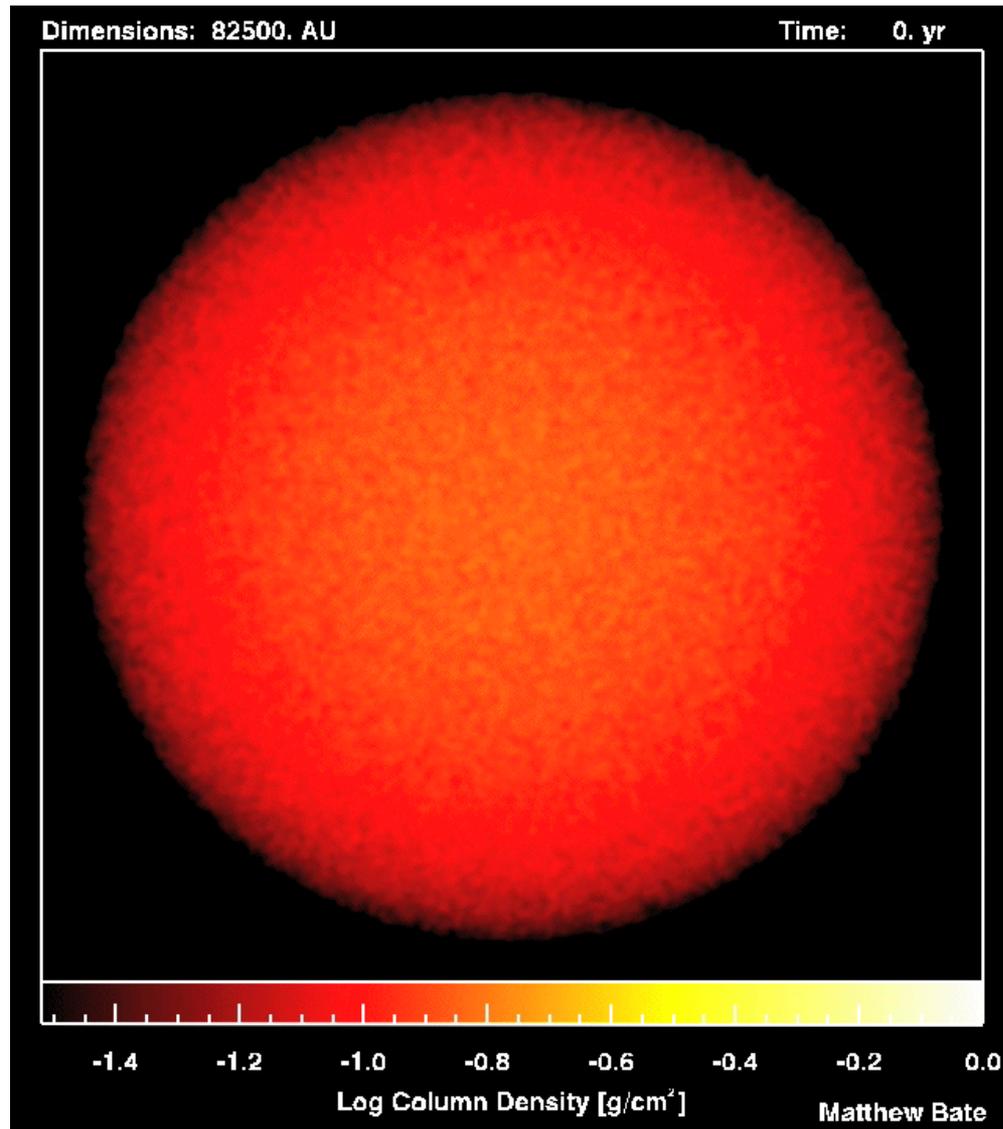
NOAO,
AURA



Sternentstehung

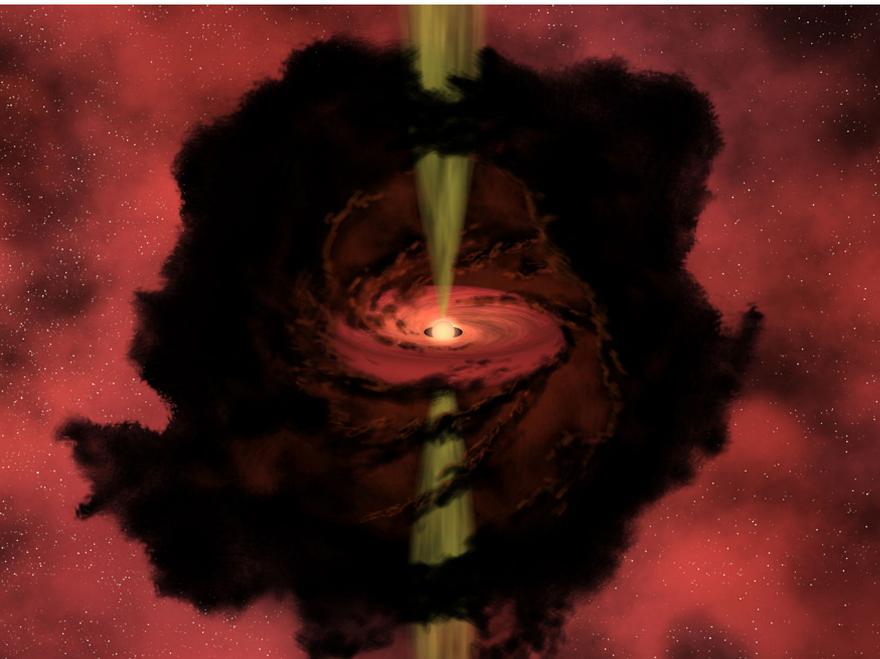
- Jeans-Kriterium für Stabilität einer Wolke
- Größere Region kollabiert und fragmentiert, einzelne Klumpen kollabieren weiter
- Temperatur steigt, hydrostatisches Gleichgewicht entsteht, Kollaps stoppt: 10-20AE großer Kern aus H₂
- Temperatur steigt weiter an, bis H₂ Moleküle in H Atome zerlegt sind
- Verbraucht Energie, zweiter Kollaps setzt ein bis neues hydrostat. Gleichgewicht entsteht mit H
- Kern 2-3 R_{sol} : Protostern

Sternentstehung



Sternentstehung

- Kern gewinnt an Masse und Helligkeit durch Akkretion weiter einfallender Materie aus der Wolke
- Rotation führt zur Ausbildung einer Scheibe (100AE)
- Senkrecht zur Scheibe entstehen bipolare Jets



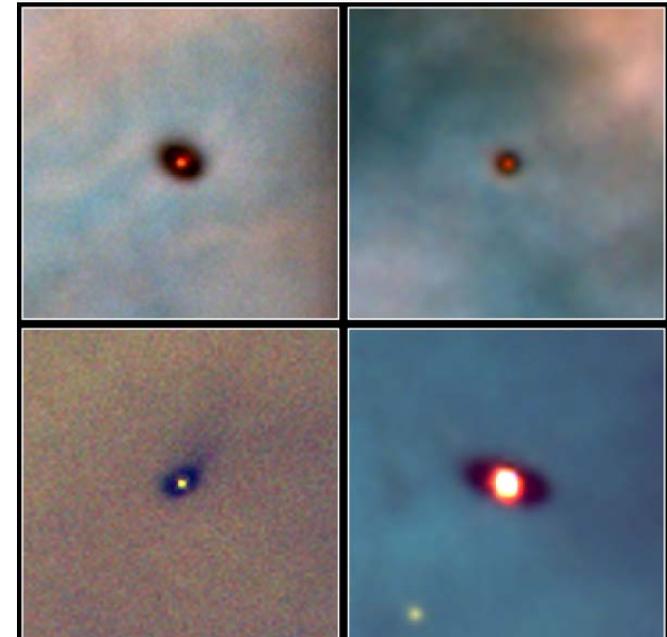
NASA



ESO

Sternentstehung

- Eigenkontraktion wird wichtigster Energielieferant
- Vorhauptreihenstern entsteht, sog. T Tauri Stern
- Protoplanetare Scheibe für etwa 10^6 Jahre
- Temperatur im Zentrum des Protosterns steigt an, bis Fusion von H einsetzt: Stern
- Mindestens $0,08 M_{\text{sol}}$ notwendig
- Masse $<0,08 M_{\text{sol}}$: Brauner Zwerg
- Hauptreihenstadium beginnt



Sternentstehung



Omeganebel M17, ESO

Sternentstehung



Orionnebel M42,
Thorsten Nagel

Hauptreihenphase

- Allgemein gilt für die Leuchtkraft L eines Sterns mit Radius R und Oberflächentemperatur T :

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

- Masse zwischen $0,08 M_{\text{sol}}$ und ca. $200 M_{\text{sol}}$
- Im Zentrum Fusion von H zu He
- Bis $1,5 M_{\text{sol}}$: pp Kette, ab $1,5 M_{\text{sol}}$: CNO Zyklus
- Lebensdauer extrem abhängig von Masse:
 - bei $1 M_{\text{sol}}$ 10 Milliarden Jahre
 - bei $10 M_{\text{sol}}$ 10 Millionen Jahre

Hauptreihenphase

pp-Kette I

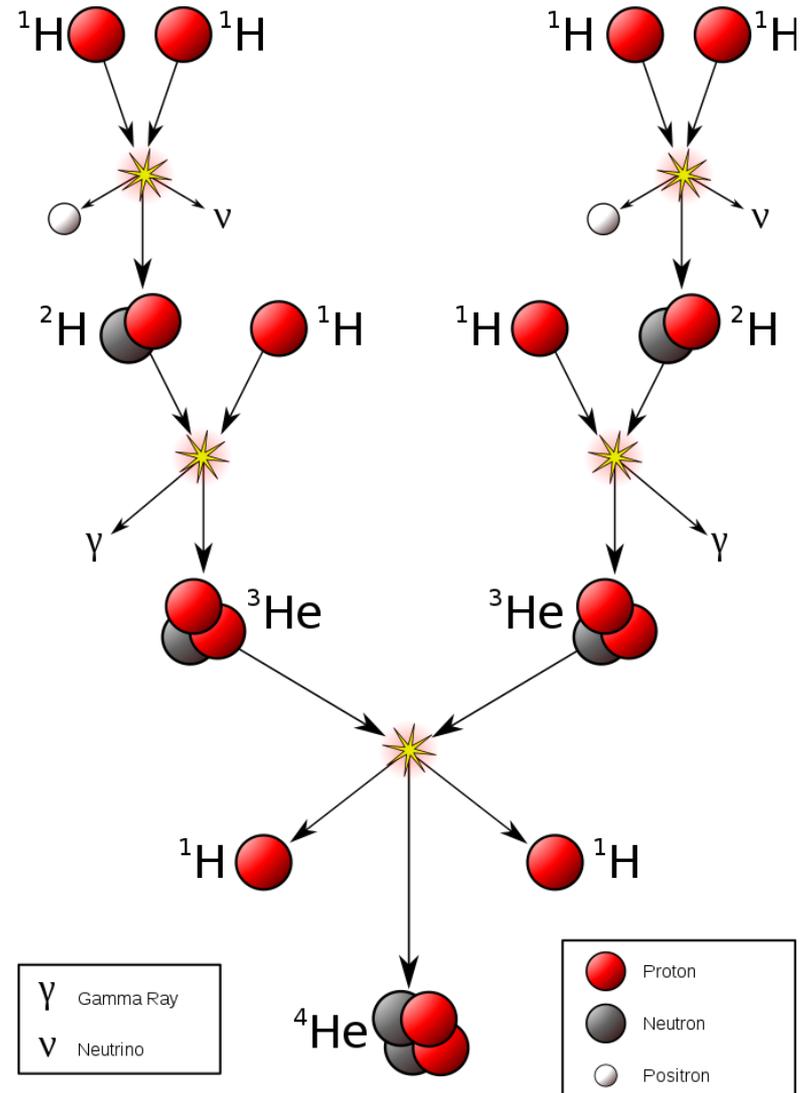
erster Schritt 14 Milliarden Jahre für bestimmtes Proton

Lebensdauer des Deuterium ^2H nur etwa 1,4s

Nach 10^6 Jahren fusionieren 2 ^3He Kerne

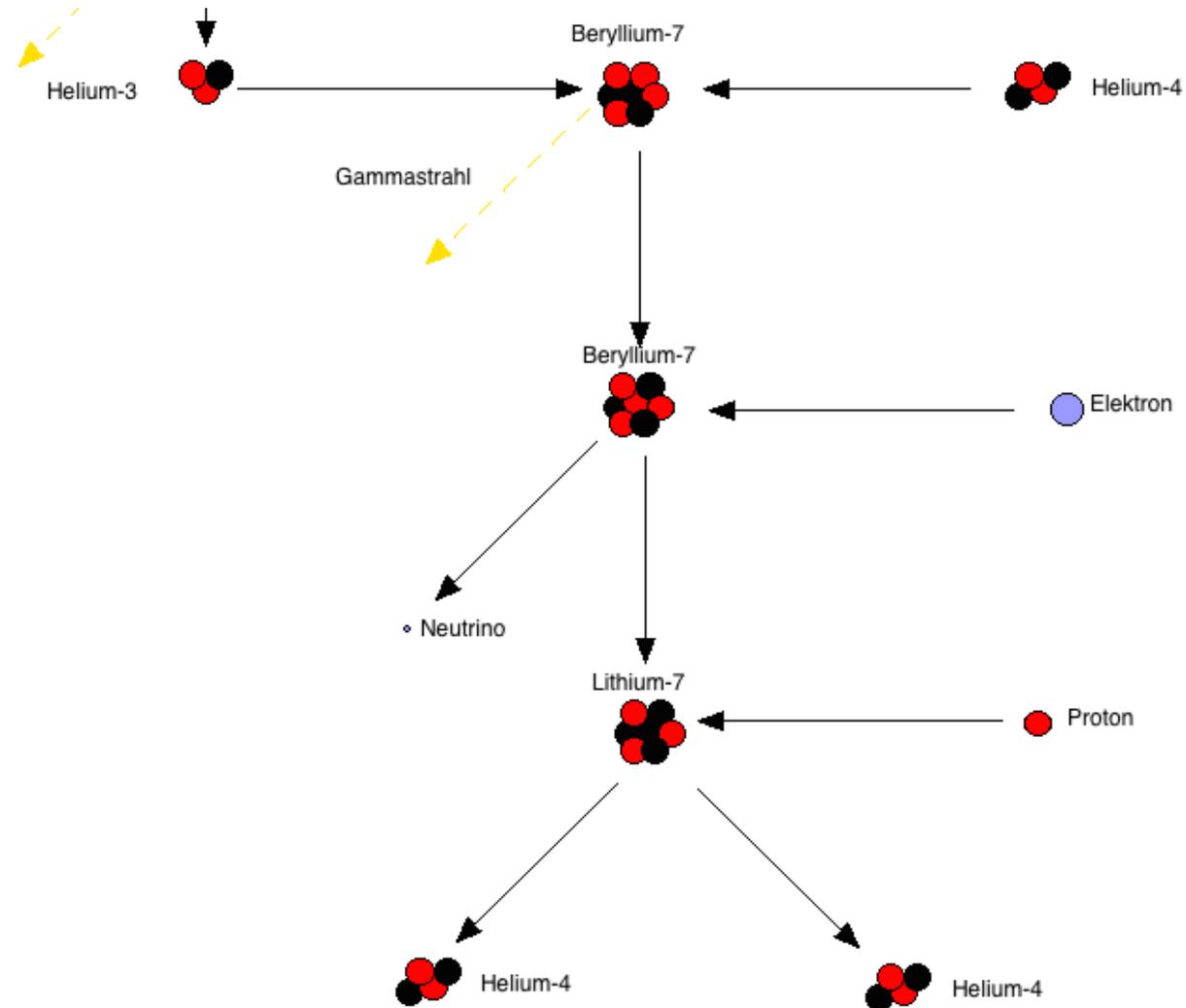
Energiegewinn 26 MeV

Dominierender Prozess in der Sonne



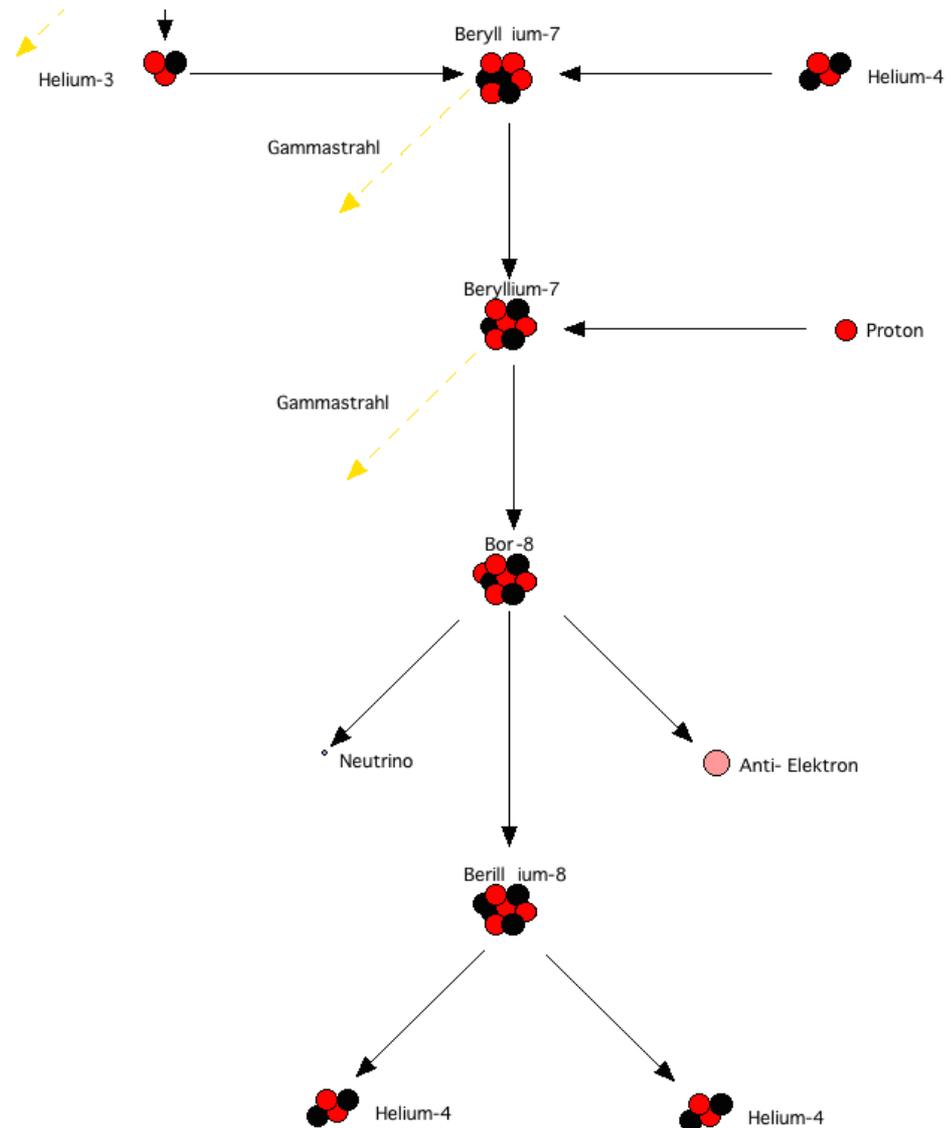
Hauptreihenphase

pp-Kette II



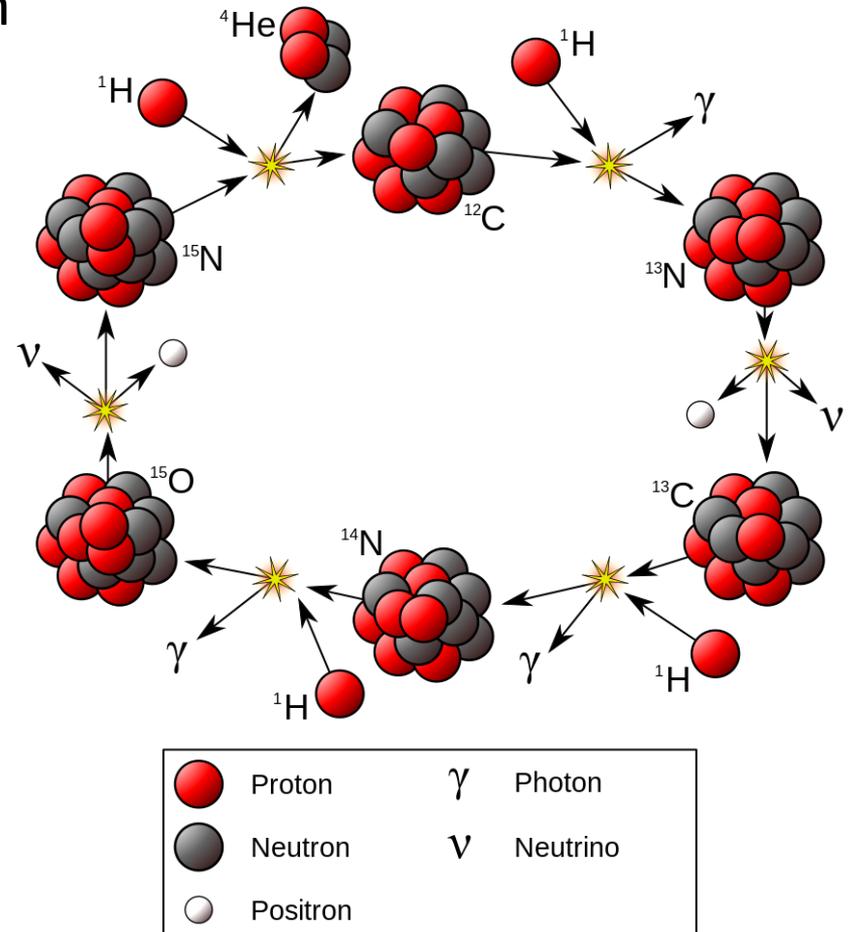
Hauptreihenphase

pp-Kette III



Hauptreihenphase

- CNO Zyklus (Bethe-Weizsäcker-Zyklus)
 - C, N und O als Katalysatoren
 - dominiert ab 30 Mio K
 - Energiegewinn 25 MeV
 - netto $4 \text{ } ^1\text{H} \rightarrow \text{}^4\text{He}$



Rote Riesen Phase

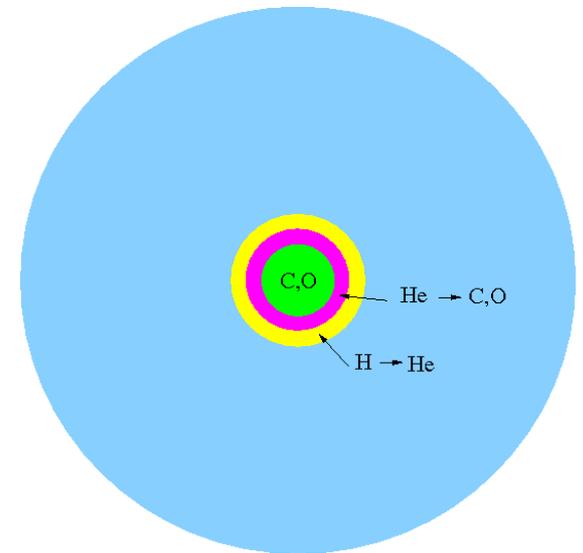
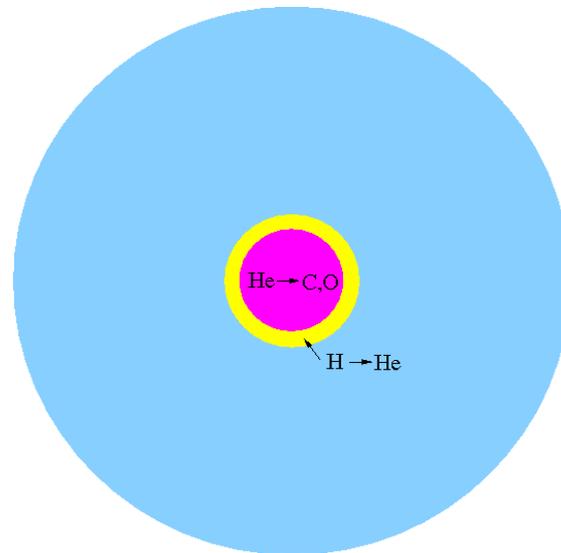
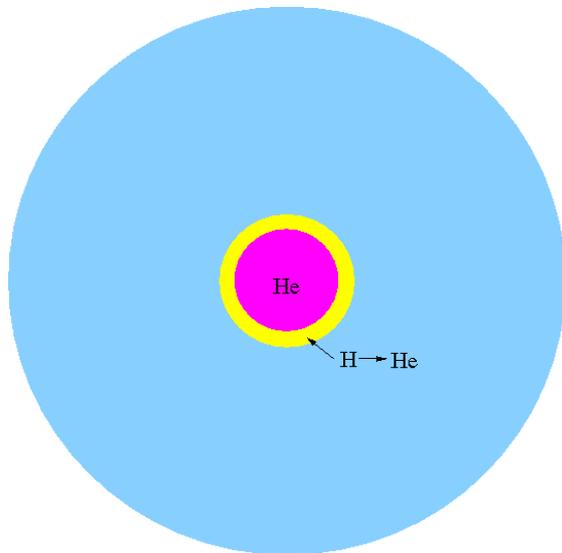
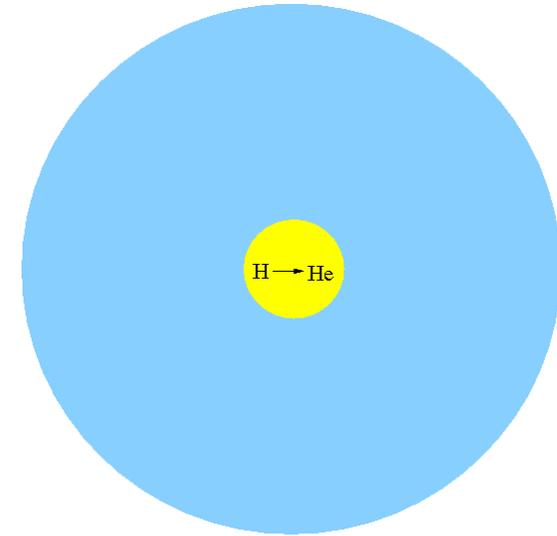
- Sind 10-20% der Anfangsmasse des Sterns in Helium umgewandelt: Verlassen der Hauptreihe
- H-Fusion im Kern stoppt, He-Kern kontrahiert da Energiequelle versiegt
- H-Fusion in Schale um He-Kern herum
- Hülle des Sterns dehnt sich aus: Roter Riese
- im HRD: Riesenast RGB
- Temperatur im Kern steigt durch Kontraktion immer weiter an

Rote Riesen Phase

- Bei ca. 100 Mio K zündet die Heliumfusion, Stern braucht dafür Mindestmasse von $0,4 M_{\text{sol}}$
- Horizontalast: He-Fusion im Kern im 3-alpha-Prozess
 - $4\text{He} + 4\text{He} \rightarrow 8\text{Be} + 4\text{He} \rightarrow 12\text{C}$
- Wenn alles He im Kern zu C umgewandelt: Kern kontrahiert erneut, Kerntemperatur steigt, Hülle expandiert
- Im HRD: asymptotischer Riesenast

Rote Riesen Phase

- Sternmasse $< 8 M_{\text{sol}}$:
 - H- und He-Schalenbrennen
 - Keine Fusion mehr im Kern



Rote Riesen Phase

- Sternmasse $< 8 M_{\text{sol}}$:
 - H- und He-Schalenbrennen
 - Keine Fusion mehr im Kern
 - Extrem starker Sternwind, thermische Pulse
 - Äußere Hüllen werden abgestoßen, Massenverlust bis 90%
 - Freigelegter Kern extrem heiss, regt abgestoßene Hülle zum Leuchten an: **Planetarischer Nebel** PN

Planetarische Nebel



Ringnebel in der Leier, M57
Thorsten



Großer Hantelnebel, M27
Thorsten

Planetarische Nebel



Helix Nebel, NGC7293
Thorsten

Rote Riesen Phase

- Sternmasse $< 8 M_{\text{sol}}$:
 - H- und He-Schalenbrennen
 - Keine Fusion mehr im Kern
 - Extrem starker Sternwind, thermische Pulse
 - Äußere Hüllen werden abgestoßen, Massenverlust bis 90%
 - Freigelegter Kern extrem heiss, regt abgestoßene Hülle zum Leuchten an: **Planetarischer Nebel PN**
 - Nach ca. 50.000 Jahren PN nicht mehr zu sehen
 - Kern wird zu $^{12}\text{C}/^{16}\text{O}$ **Weißem Zwerg** und kühlt ab

Endstadium: Weißer Zwerg

- Etwa so groß wie die Erde
- Masse 0,1 bis 1,4 M_{sol} , meist 0,6 M_{sol}
- Chandrasekhar Grenzmasse für Stabilität: 1,44 M_{sol}
- Mittlere Dichte ca. 1 Tonne pro cm^3
- Keine Fusionsprozesse mehr, nur noch Auskühlen
- Verschiedene Typen: DA, DB, DO, DQ, DZ und Mischungen, je nach Zusammensetzung der Atmosphäre

Rote Riesen Phase

- Sternmasse $> 8 M_{\text{sol}}$:
 - Weitere Fusionphasen nacheinander im Kern bzw. Schalen
 - $\text{C} + \text{C} \rightarrow \text{O}, \text{Ne}, \text{Mg}$, 800 Mio K, 100 Jahre
 - $\text{Ne} + \text{Ne} \rightarrow \text{O}, \text{Si}, \text{S}$, 1500 Mio K, 1 Jahr
 - $\text{O} + \text{O} \rightarrow \text{Si}, \text{S}, \text{Ar}$, 2000 Mio K, mehrere Monate
 - $\text{Si} + \text{Si} \rightarrow \text{Fe}$, 4000 Mio K, 1 Tag
 - Zwiebelschalenstruktur mit Eisenkugel im Zentrum
 - Fusion im Kern stoppt, da bei Eisen die höchste Bindungsenergie pro Nukleon erreicht ist, ist kein Energiegewinn mehr möglich

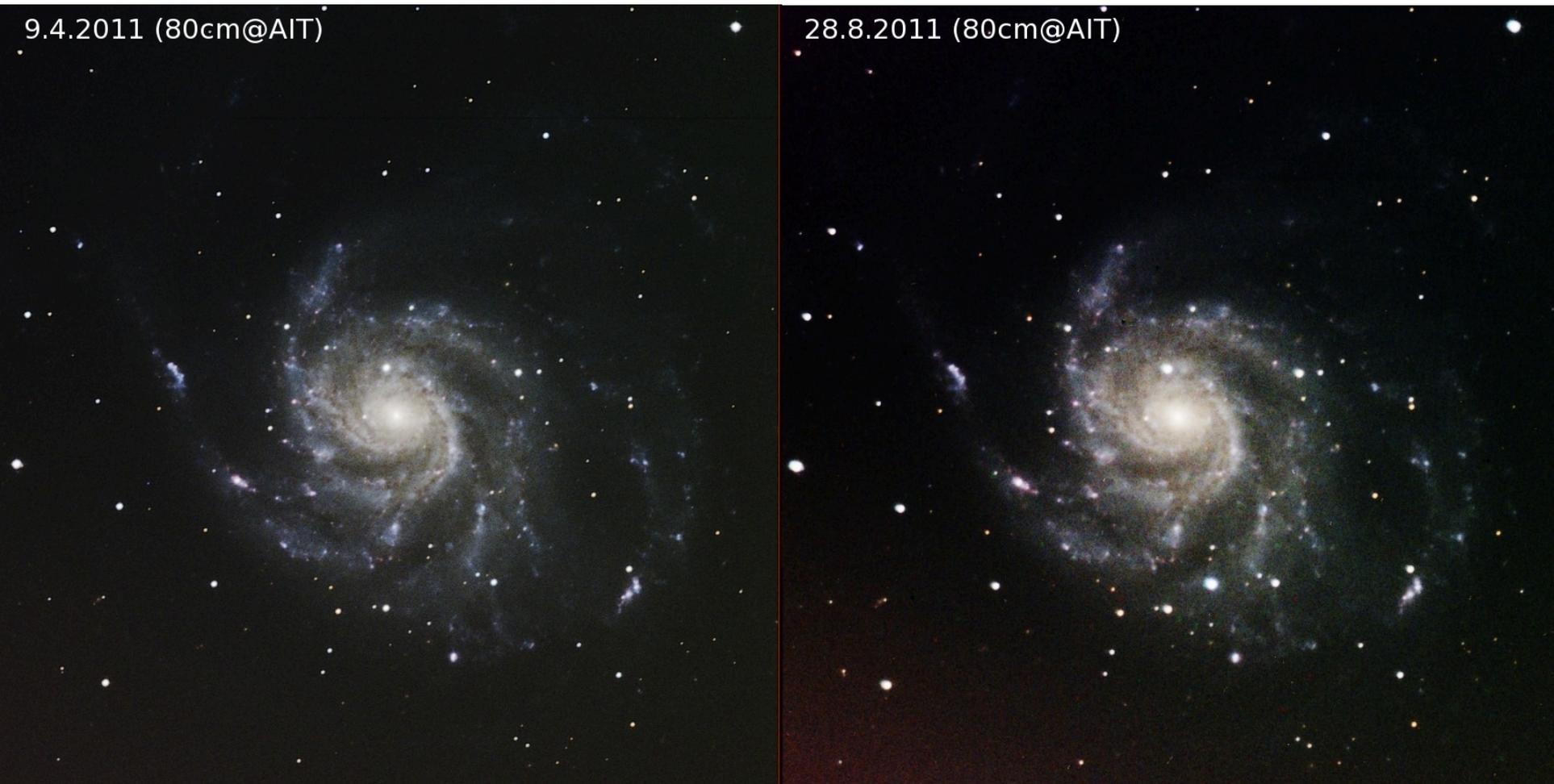
Rote Riesen Phase

- Sternmasse $> 13 M_{\text{sol}}$:
 - Kerntemperatur ca. 10 Mrd K, Eisenkern wird photodesintegriert zu Protonen und Neutronen
 - Kern kollabiert in Sekundenbruchteilen
- $8 M_{\text{sol}} < \text{Sternmasse} < 13 M_{\text{sol}}$:
 - Protonen und Elektronen werden zu Neutronen
 - Kern kollabiert in Sekundenbruchteilen
- **Neutronenstern** entsteht, stabil wenn $M_{\text{NS}} < 2-3 M_{\text{sol}}$

Rote Riesen Phase

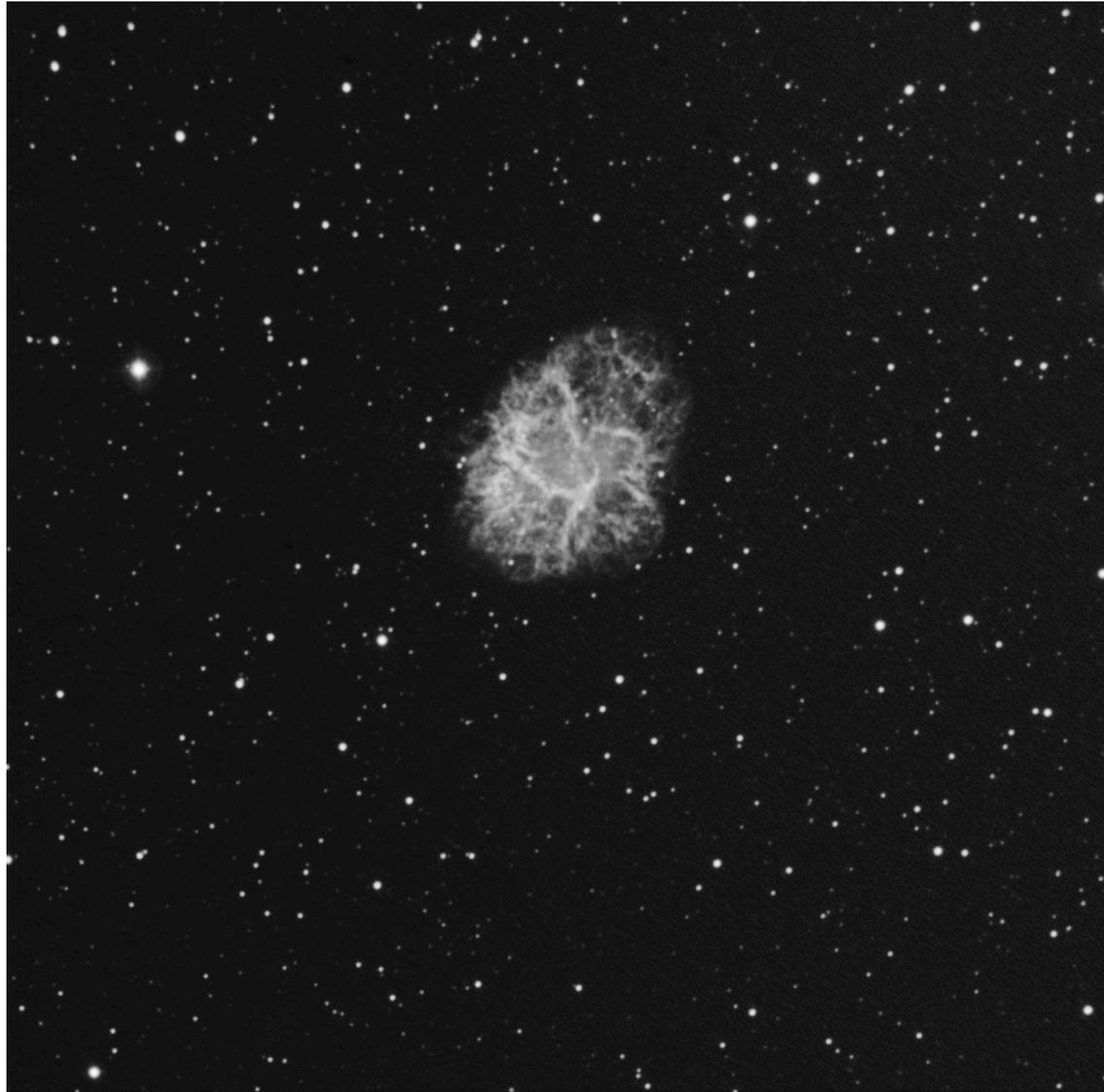
- Äußere Schichten des Sterns fallen auf den Neutronenstern, prallen ab und werden zurück geschleudert
- Reicht die Energie, unterstützt durch nach außen fliegende Neutrinos, um die Hülle wegzuschleudern: **Supernova**
- Überwiegt die einfallende Materie, stürzt alles wieder zurück auf den NS, seine Masse wächst
- Wenn $M_{\text{NS}} > 2-3 M_{\text{sol}}$: Kollaps zum **Schwarzen Loch**

Supernova



Supernova in der Galaxie M101
Thorsten

Supernova



Supernovaüberrest
Crab-Nebel, M1
Thorsten

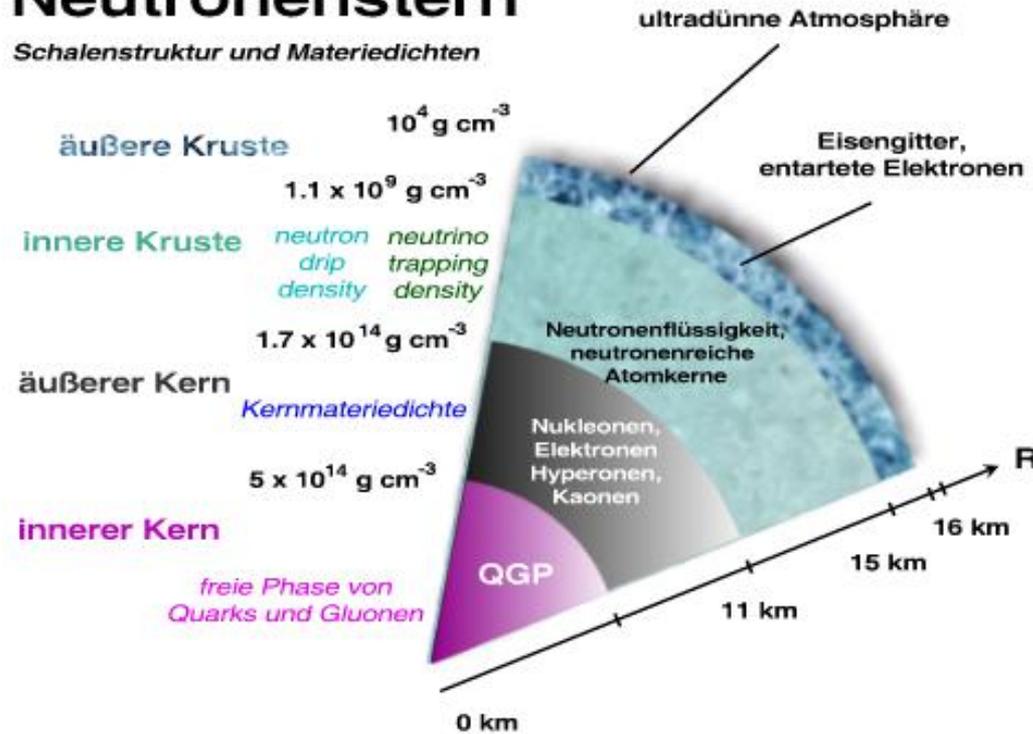
Endstadium: Neutronenstern

- Etwa 20 km groß
- Masse etwa $2 M_{\text{sol}}$
- Tolman-Oppenheimer-Volkoff Grenzmasse für Stabilität: ca. $1,5 - 3,2 M_{\text{sol}}$
- Mittlere Dichte ca. 5×10^{17} kg pro m^3 (dichter als ein Atomkern)
- Fluchtgeschwindigkeit ca. $1/3$ Lichtgeschwindigkeit
- Extrem starkes Magnetfeld 10^8 Tesla
- Innerster Aufbau unbekannt

Endstadium: Neutronenstern

Neutronenstern

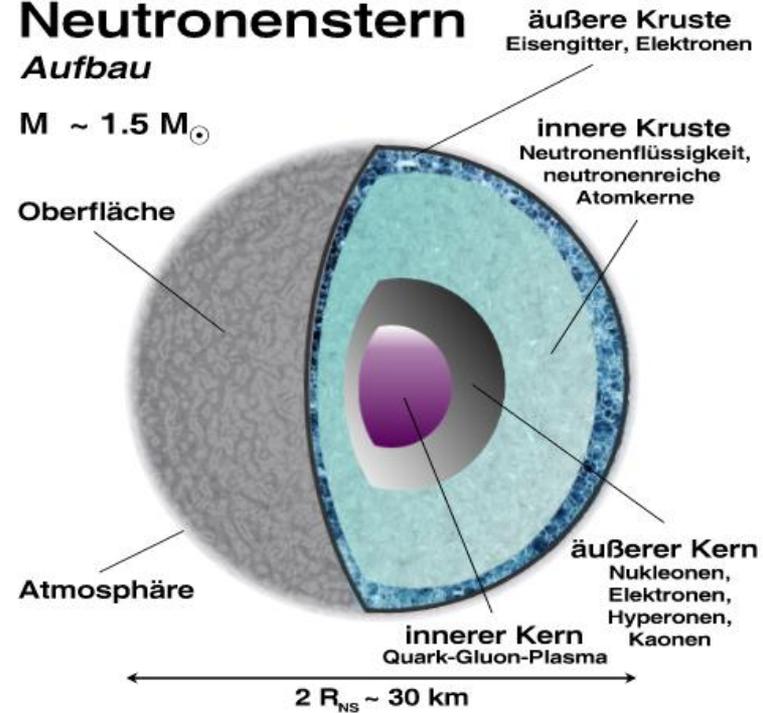
Schalenstruktur und Materiedichten



Neutronenstern

Aufbau

$M \sim 1.5 M_{\odot}$



Endstadium: Schwarzes Loch

- Mathematische Singularität
- Bei $M_{\text{BH}} = 10 M_{\text{sol}}$ ca. 30 km großer Ereignishorizont, auch Schwarzschild-Radius genannt
- Innerhalb des Ereignishorizonts kann nichts entkommen, auch Licht nicht
- Beobachtung nur indirekt möglich, Doppelsternsystem z.B. Cyg X-1

Nukleosynthese

- Primordial (Urknall): H, ^3He , ^4He , ^7Li
- Spallationsprozesse im ISM: Li, Be, B
- Fusionsprozesse und Anlagerung von α -Teilchen:
He, C, N, O, F, Ne, Na, Mg, Al, Si, P, S, Cl, Ar, K, Ca, ... Fe, Co, Ni
 - $^{12}\text{C} + ^{12}\text{C} \rightarrow ^{23}\text{Na} + \text{p} + 2,241 \text{ MeV}$
 - $^{14}\text{N} + \alpha \rightarrow ^{18}\text{F} + 4,42 \text{ MeV}$
 - $^{28}\text{Si} + ^{28}\text{Si} \rightarrow ^{56}\text{Ni} + \gamma$ und dann $^{56}\text{Ni} \rightarrow ^{56}\text{Fe} + 2\text{e}^+ + 2\nu$

Nukleosynthese

- Primordial (Urknall): H, ^3He , ^4He , ^7Li
- Spallationsprozesse im ISM: Li, Be, B
- Fusionsprozesse und Anlagerung von α -Teilchen:
He, C, N, O, F, Ne, Na, Mg, Al, Si, P, S, Cl, Ar, K, Ca, ... Fe, Co, Ni
- Trans-Eisen-Elemente durch Neutronenanlagerung
 - s-Prozess: langsame Anlagerung im Vergleich zu β -Zerfall, stabile Kerne bis Massenzahl 210
 - r-Prozess: schnelle Anlagerung im Vergleich zu β -Zerfall, hoher Neutronenfluss nötig, findet nur in Supernovae statt, neutronenreiche Kerne, schwerste Elemente

Nukleosynthese

Wichtigstes Paper zu stellarer Nukleosynthese:

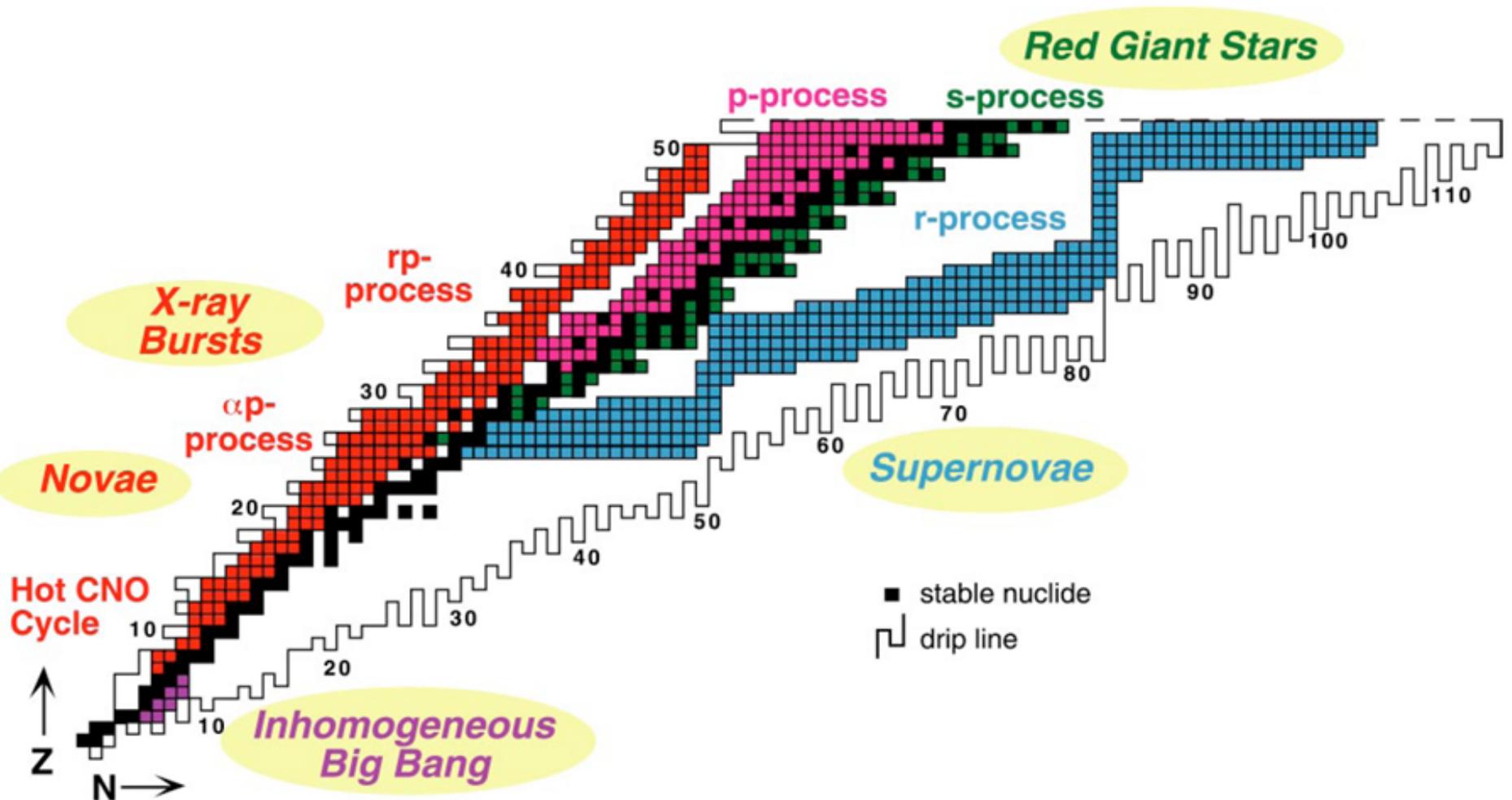
B²FH (1957) „Synthesis of the Elements in Stars“

In Reviews of Modern Physics

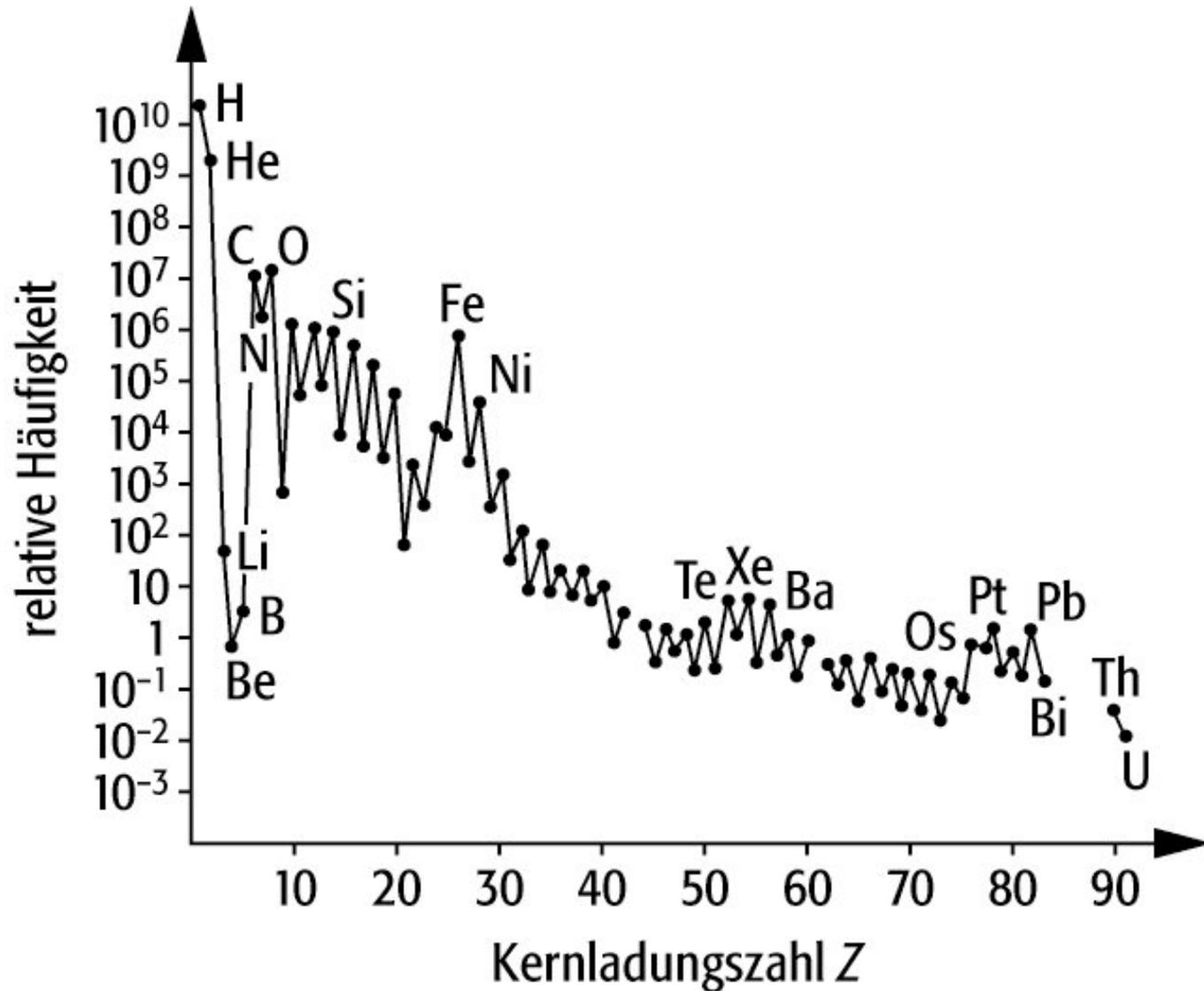
Margaret Burbidge, Geoffrey Burbidge, William Fowler, Fred Hoyle

Nobelpreis in Physik für William Fowler 1983

Nukleosynthese



Nukleosynthese



Sternentwicklung

