

91% H und 9% He (O,C,N,Si,Mg,Fe $\leq 10^{-3}$)

a) Sonnen-Eigenschaften

$$M_S = 1.989 \cdot 10^{30} \text{ kg}$$

$$R_S = 6.96 \cdot 10^8 \text{ m}$$

$$V_S = 1.3 \cdot 10^{27} \text{ m}^3$$

$$\bar{\rho}_S = 1.41 \text{ kg/dm}^3 \quad (\frac{1}{4} \text{ von Erde})$$

SK = Solarkonst.

$$= \frac{L_S}{4\pi r_{SE}^2} = 1.36 \cdot 10^3 \text{ W/m}^2$$

$$L_S = 3.85 \cdot 10^{26} \text{ W}$$

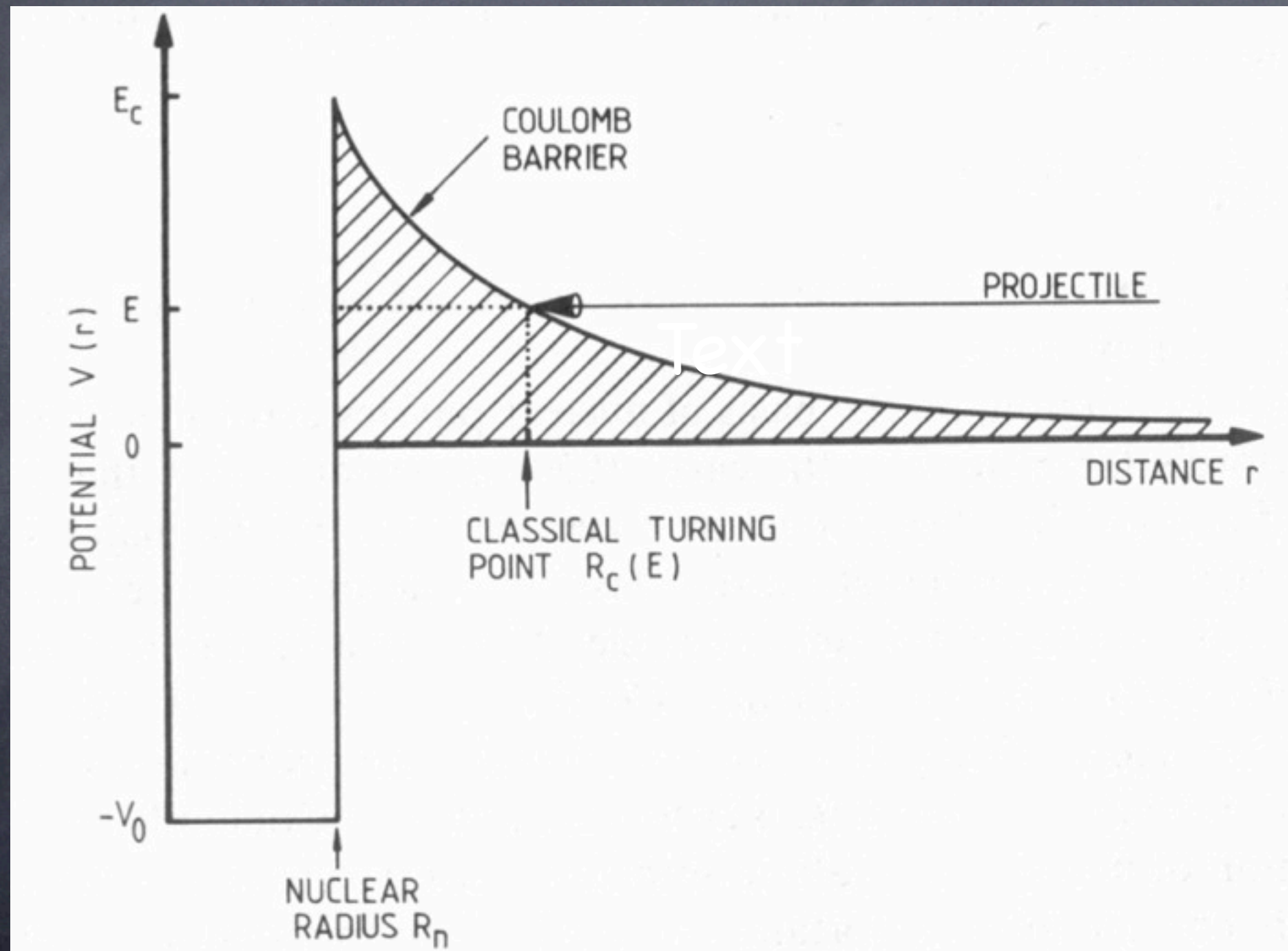
Massenabnahme $\frac{dM_S}{dt} = 4.2 \cdot 10^9 \text{ kg/s}$

→ $\Delta M_S(5 \cdot 10^9 \text{ a}) \approx 3.4 \cdot 10^{-4} M_S$

Wirkungsquerschnitt für geladene Teilchen:

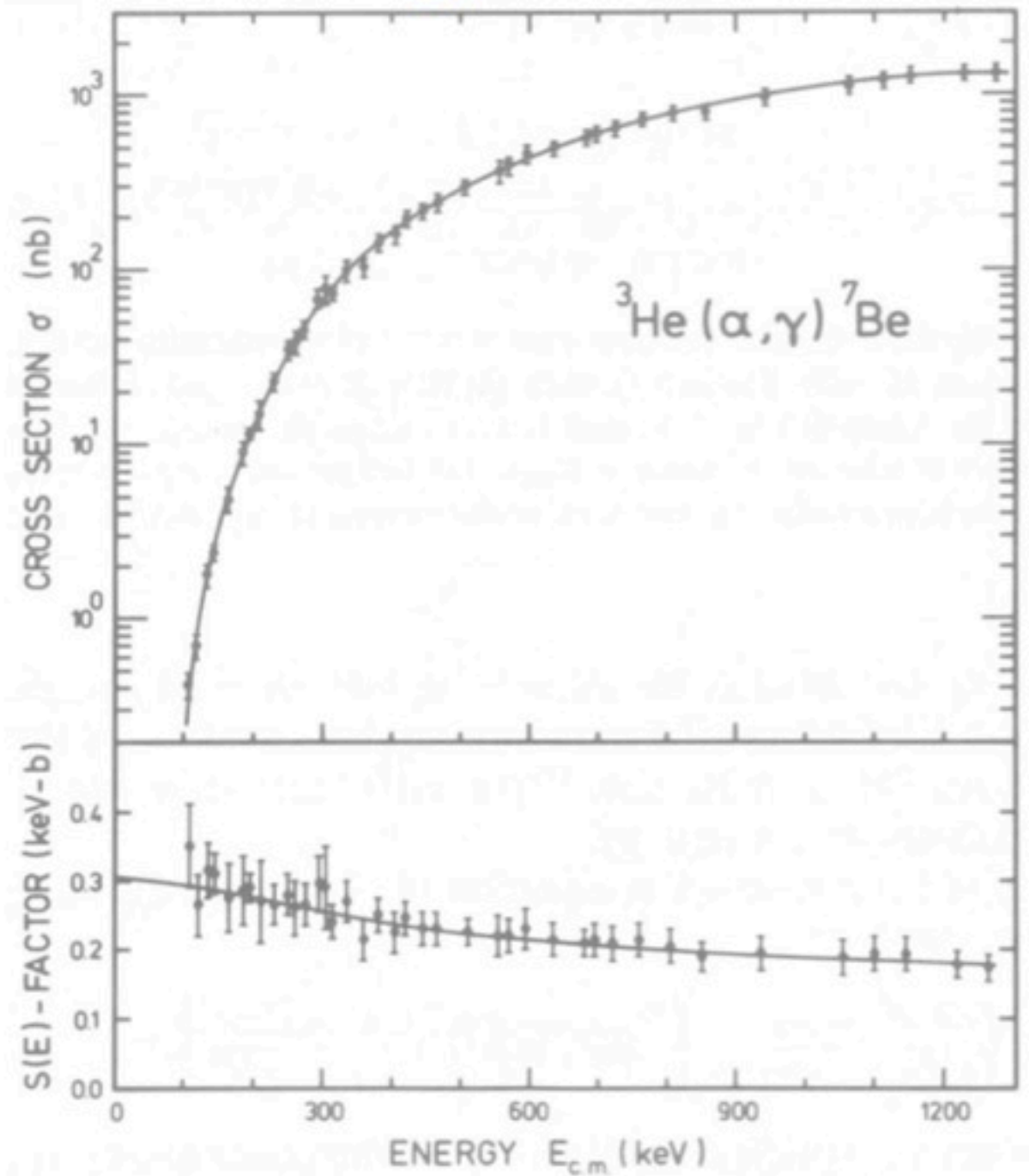
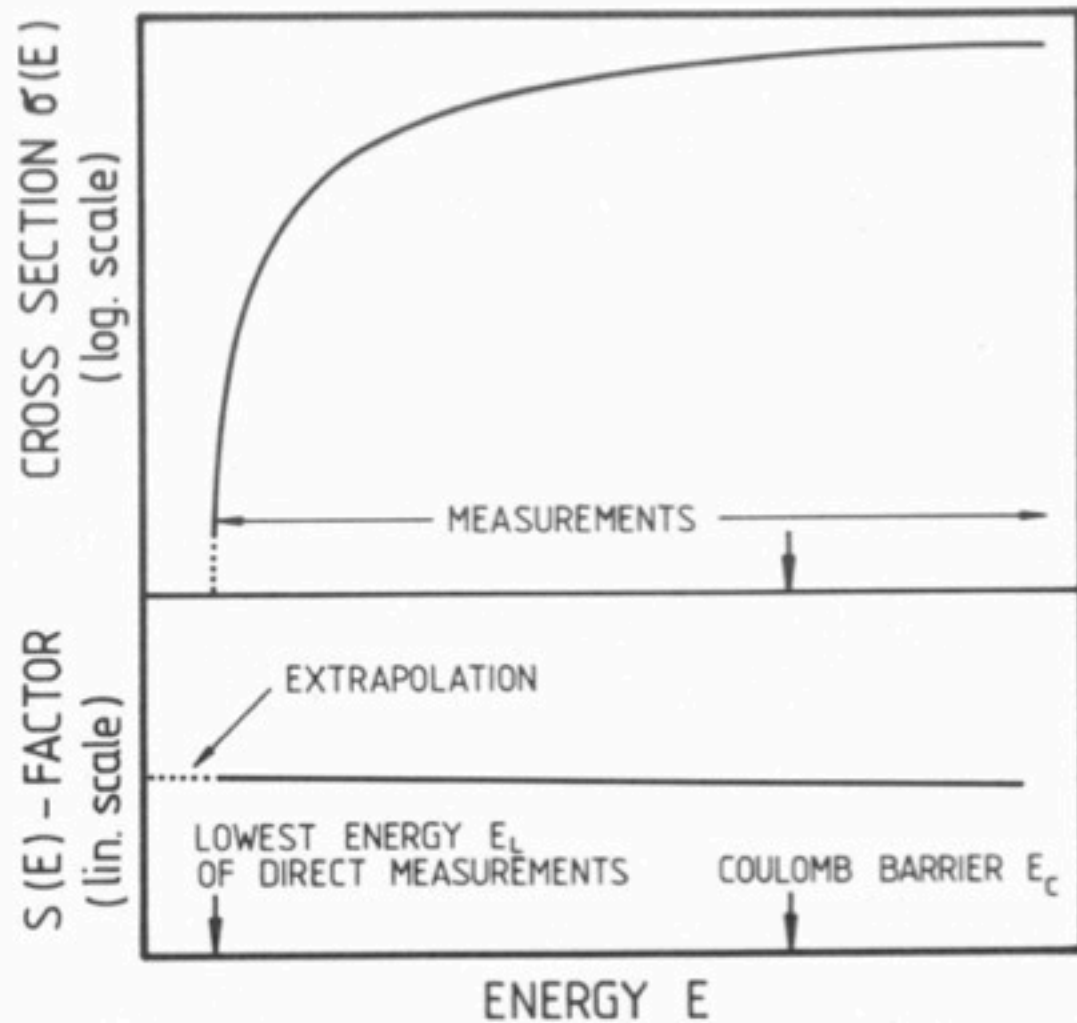
Plasma geladener Teilchen (Kerne, Elektronen) im Inneren eines Sterns.

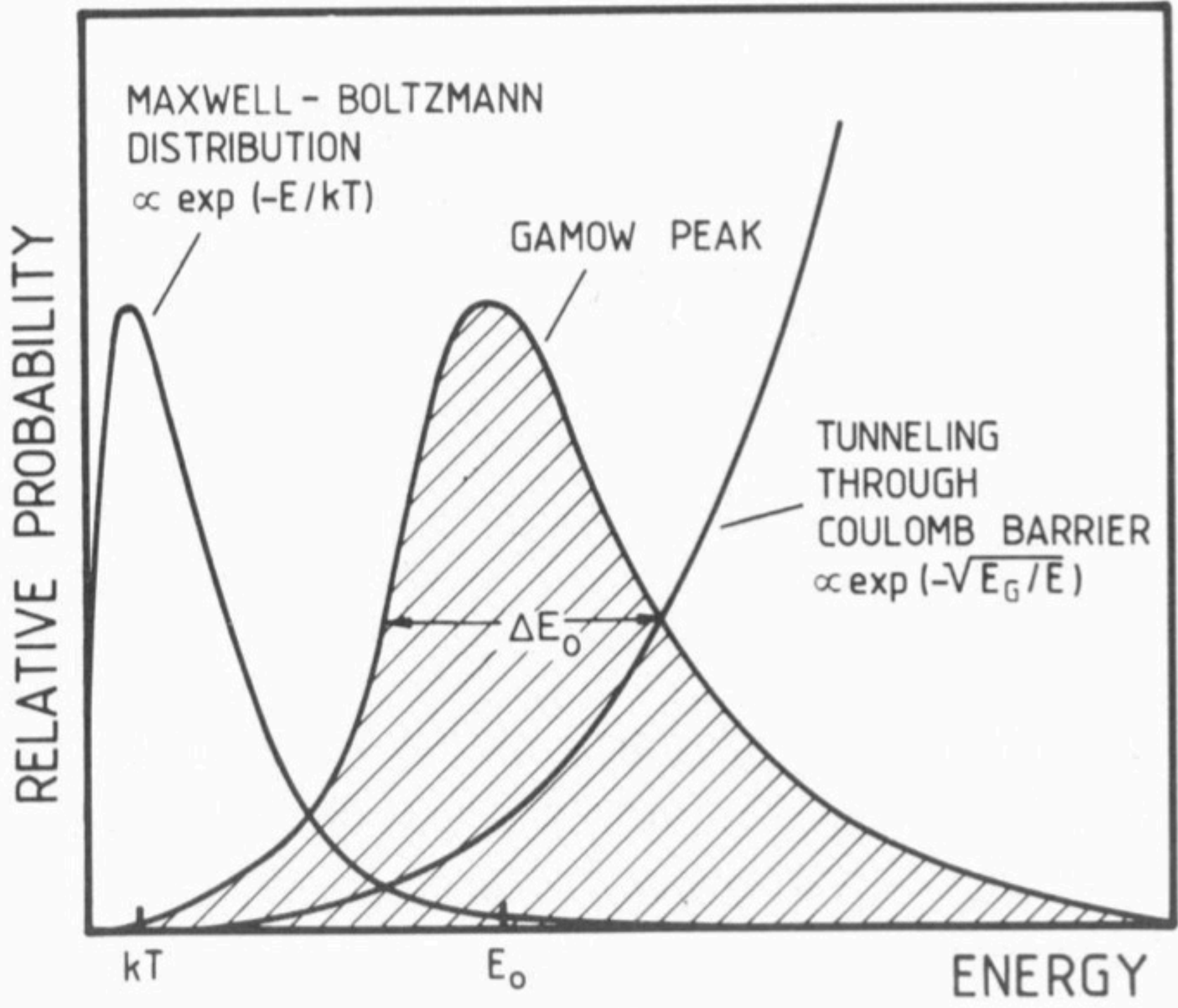
Kernreaktionen finden ueber Tunneleffekt statt. Coulomb Barriere für p+p Reaktion ist 550 keV. Typische Energie im Inneren der Sonne beträgt nur 1.35 keV



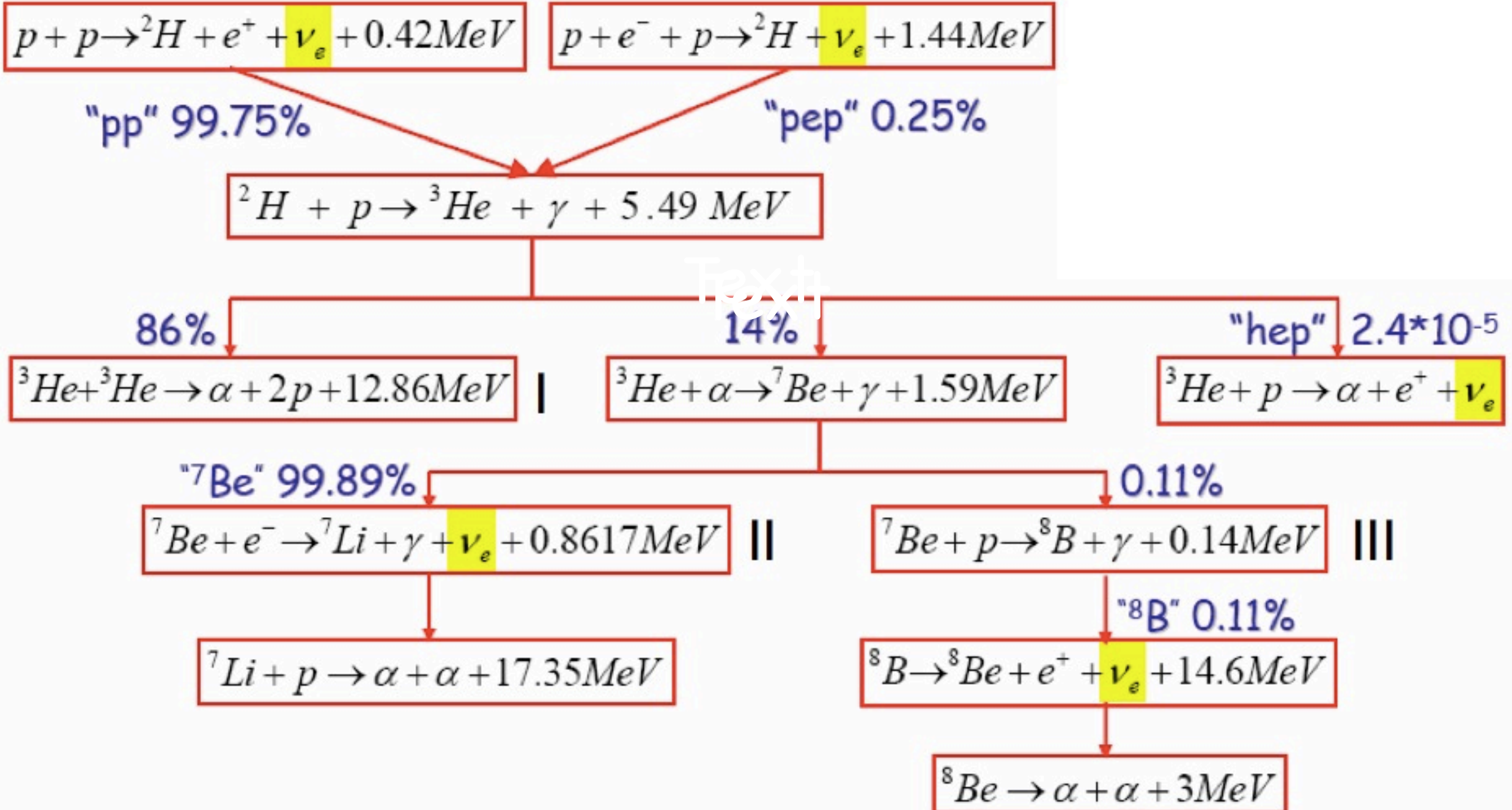
Astrophysikalische S-Faktor

S factor allows accurate extrapolations to low energy.



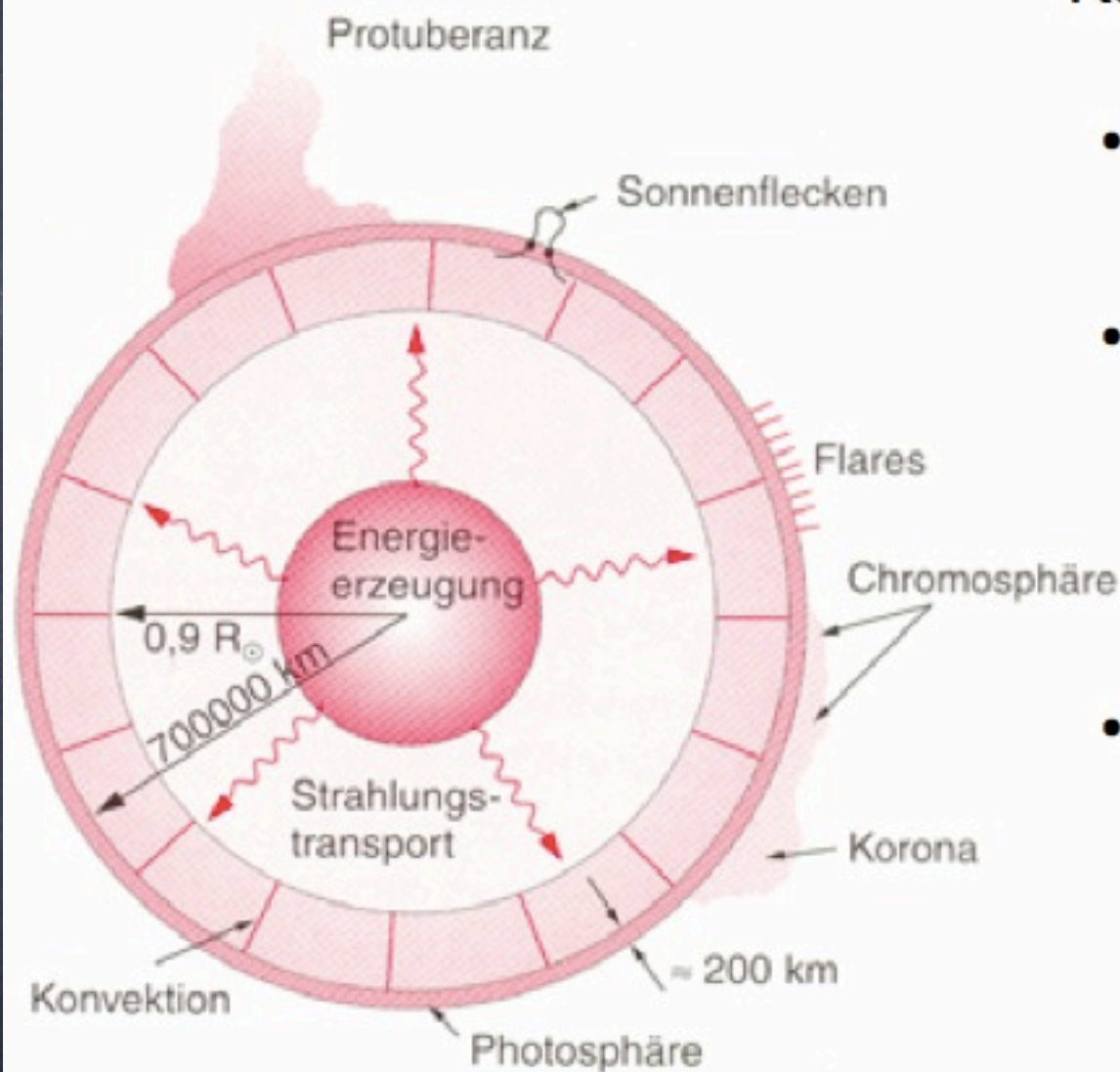


p-p Zyklus der Sonne



Text

c) Energietransport



Energieerzeugung im wesentlichen innerhalb Kugel mit Radius $r < 0.25R_S \rightarrow$ Energietransport

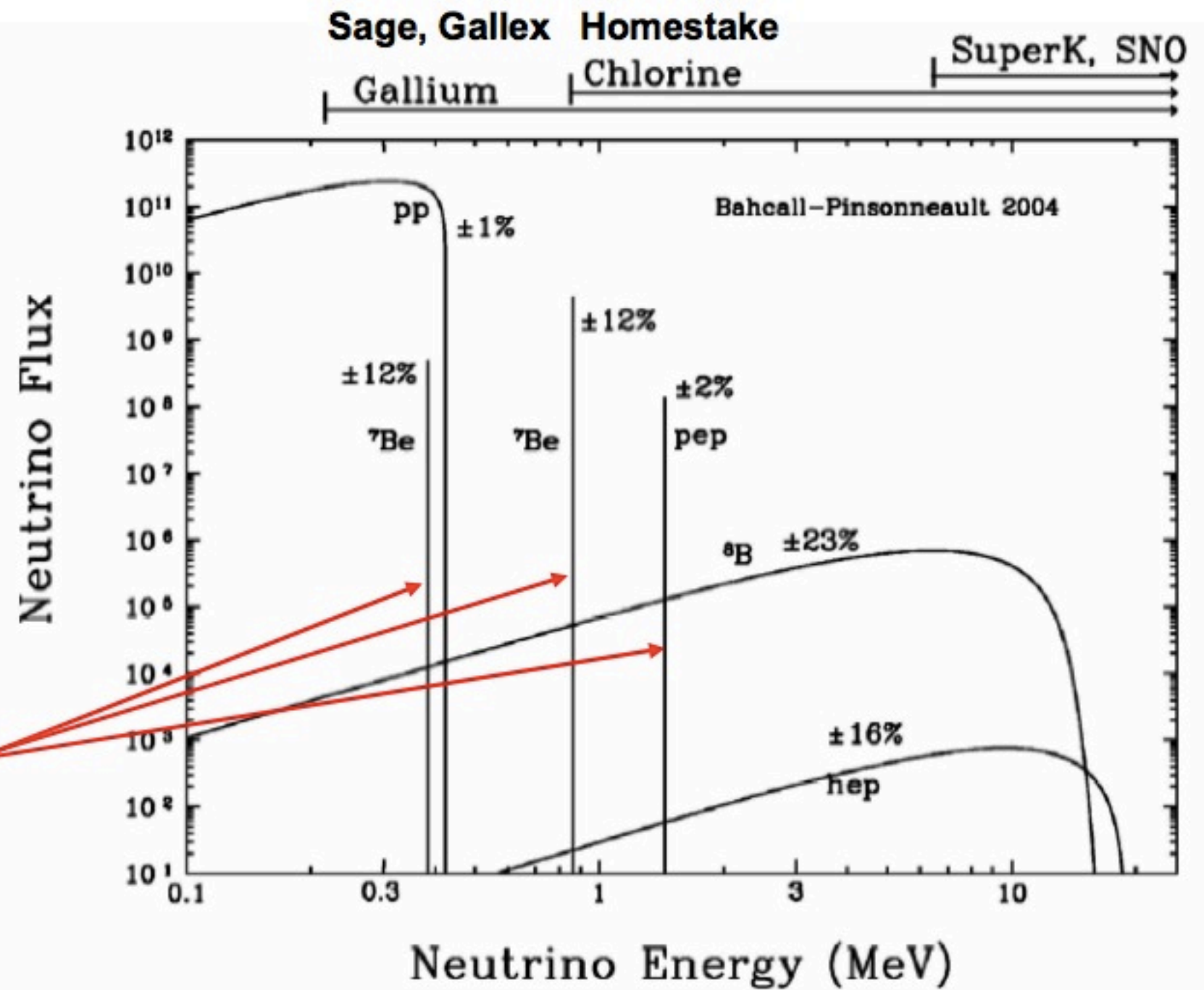
- Wärmeleitung im Innern der Sonne vernachlässigbar
 - Konvektion spielt bei Sonne nur im Außenbereich eine Rolle: $r = 0.84 \quad 0.98 R_S$
- Typische Transportzeiten durch Schicht mit 10^5 km Dicke: 55 h
- Im überwiegenden Teil der Sonne ($r < 0.84R_S$) wird Energie durch Strahlung transportiert.

Photonen $\rightarrow e^+e^- \rightarrow$ Bremsstrahlung d.h. Strahlungstransport ist nicht geradlinig

\rightarrow Diffusion:

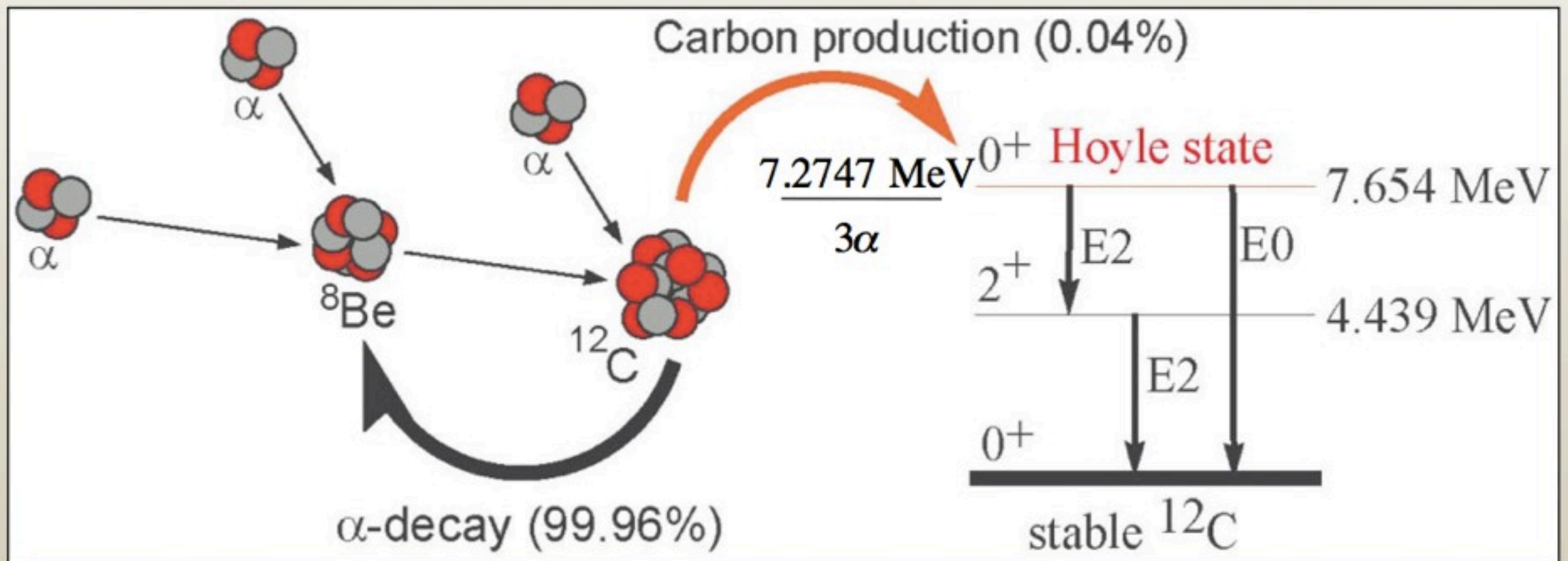
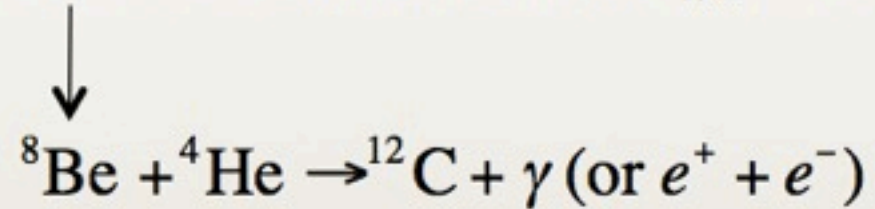
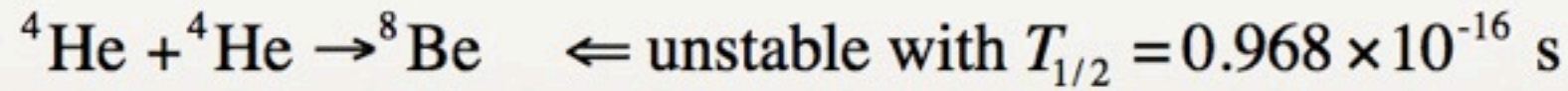
\rightarrow typ. Transportzeiten **$\sim 10^7$ Jahre.**

d) Sonnenneutrinos



2-body decays

He-Brennen - 3 alpha Prozess



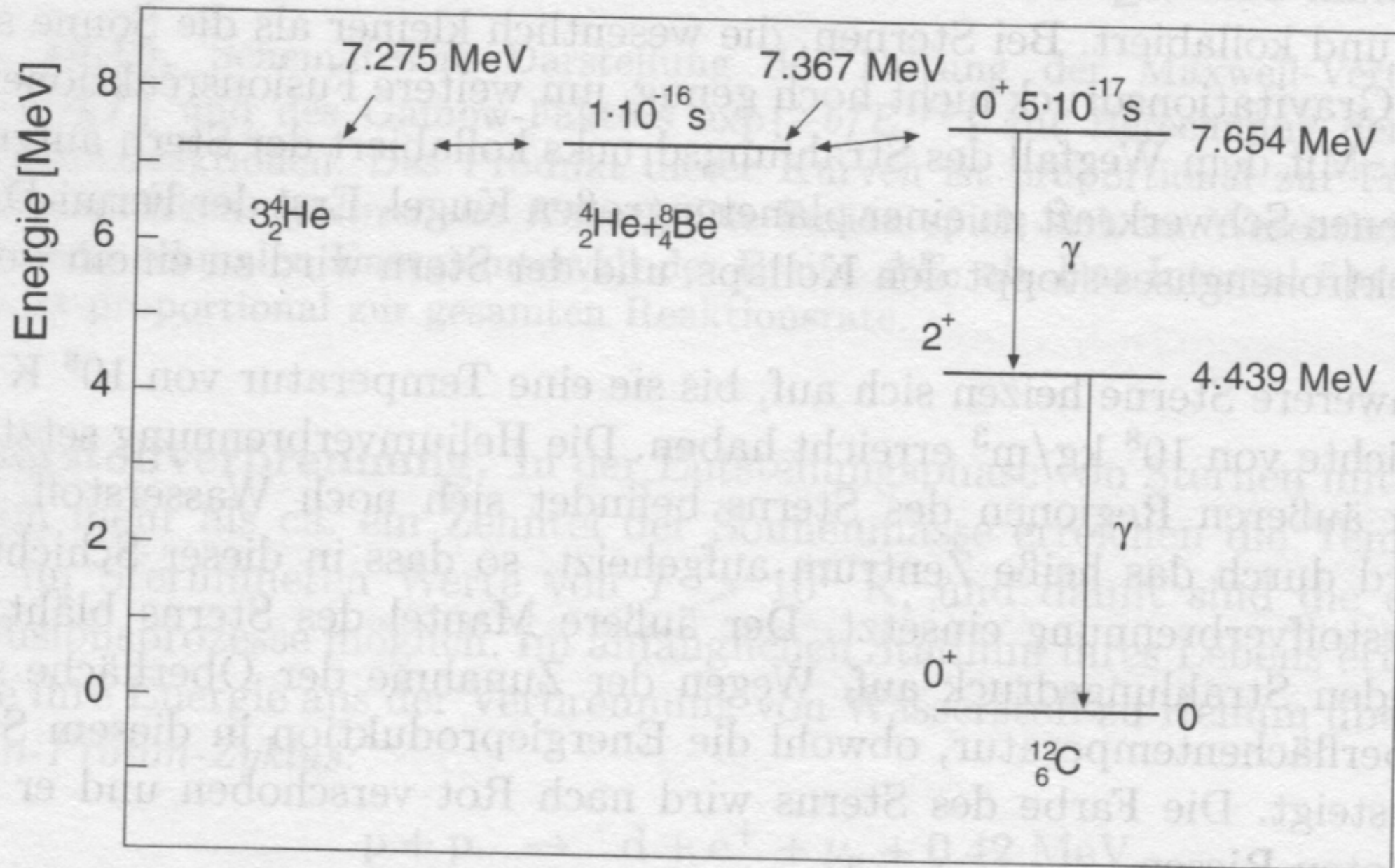
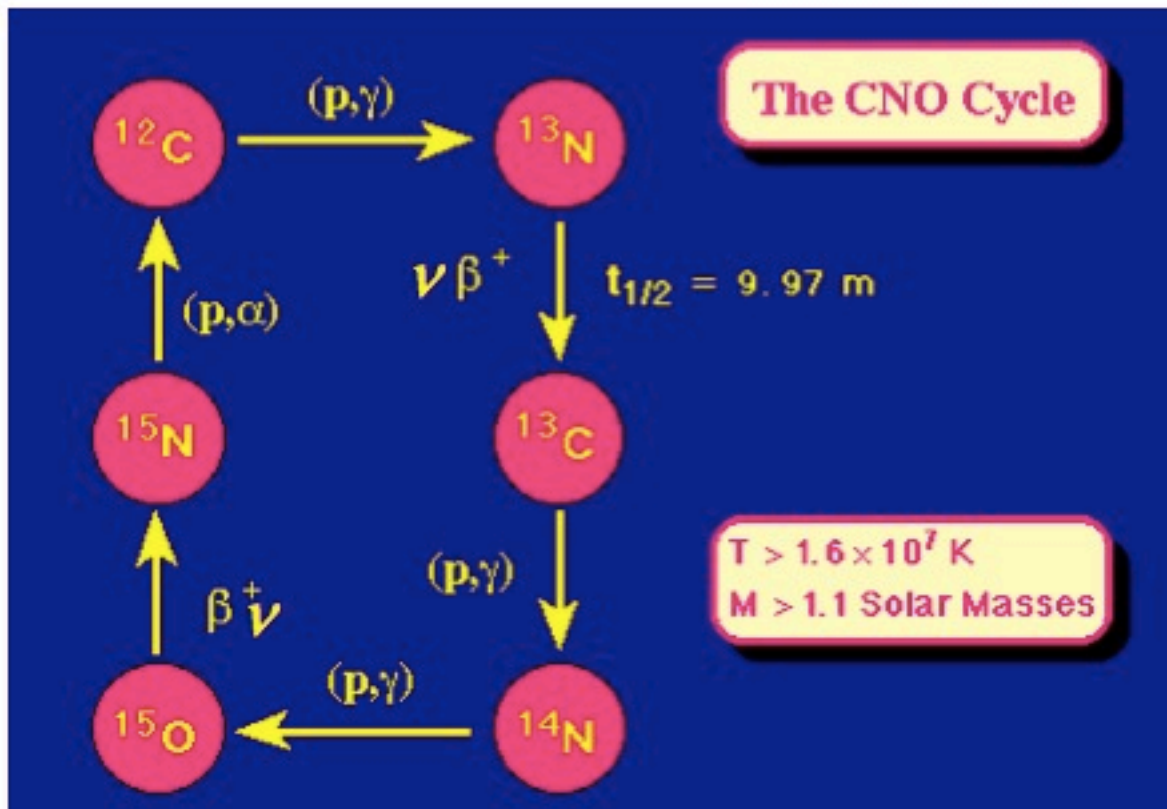
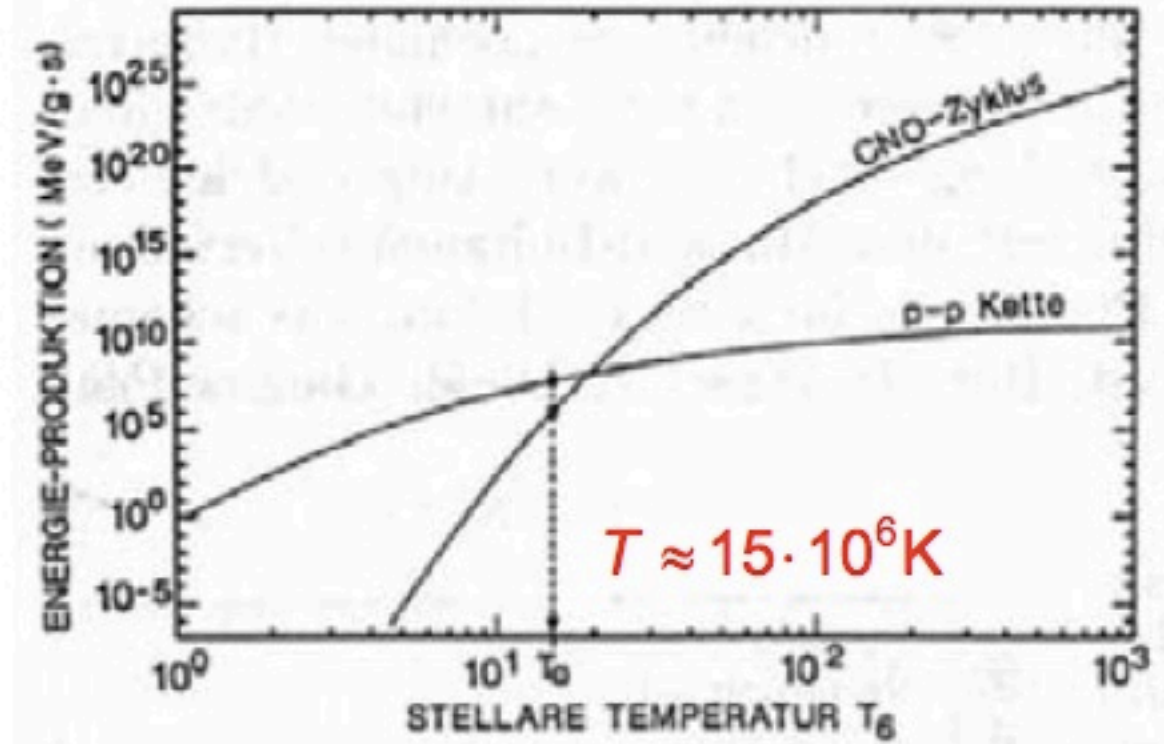


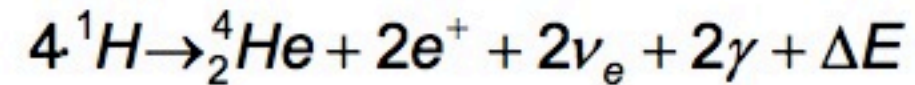
Abb. 19.11. Energieniveaus der Systeme 3α , $\alpha + ^8\text{Be}$ und ^{12}C . Knapp oberhalb des Grundzustandes des 3α -Systems und des $\alpha + ^8\text{Be}$ -Systems gibt es im Kern ^{12}C einen 0^+ -Zustand, der durch resonante Fusion von ^4He -Kernen erzeugt werden kann. Dieser angeregte Zustand zerfällt mit 0.04 % Wahrscheinlichkeit zum Grundzustand von ^{12}C .

CNO Zyklus (Bethe und Weizsäcker)

Weiterer Zyklus der bei Sonne aber nur untergeordnete Rolle spielt, aber bei heißeren Sternen den Hauptanteil der Energieerzeugung ausmachen kann.



Netto-Reaktion:



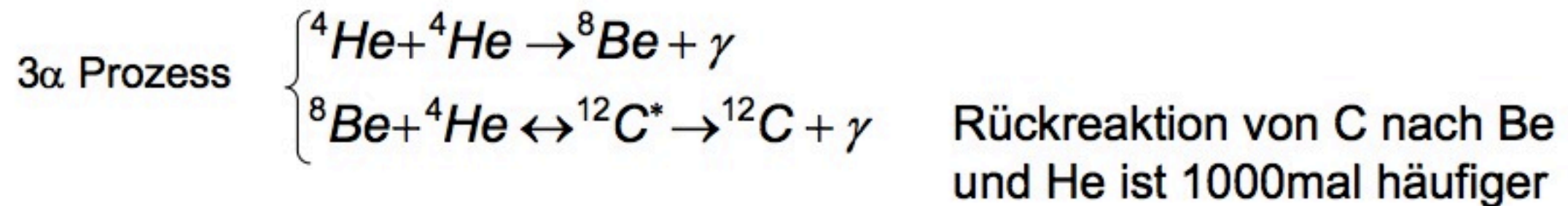
Kohlenstoff wirkt dabei als Katalysator

Wasserstoffbrennen:

ähnlich wie bei leichten Sternen

Heliumbrennen und α -Reaktionen:

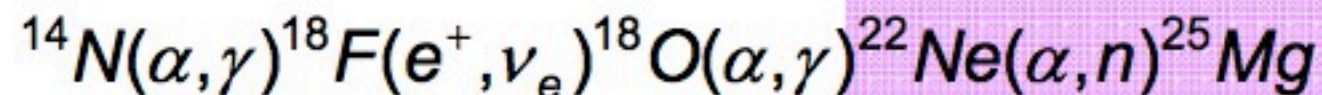
Ist Wasserstoff im Innern verbraucht steigt infolge von Kontraktion die Temperatur auf etwa 10^8 K und der Prozess des Heliumbrennens beginnt.



Weitere (α, γ) Reaktionen möglich:



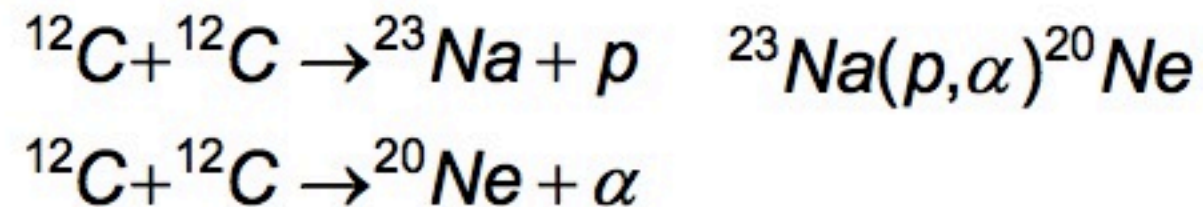
Bei höheren Temperaturen als beim 3 α Prozess kann auch ${}^{14}\text{N}$ (Produkt des CNO Zyklus) zerstört werden:



Liefert freie Neutronen zum Aufbau schwerer Elemente ($A > 56$) durch s-Prozess im "Roten Riesen"

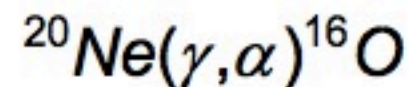
Kohlenstoffbrennen:

Nach Ende des Heliumbrennens und der α -Reaktionen kann bei Temperaturen von $6 \text{--} 7 \cdot 10^8 \text{ K}$ das Kohlenstoffbrennen einsetzen dessen wichtigste Reaktionen zu ^{20}Ne führen:

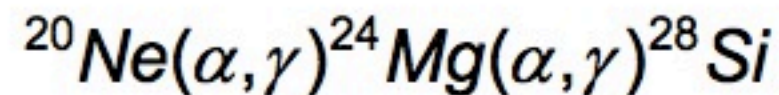


Weitere Brennphasen:

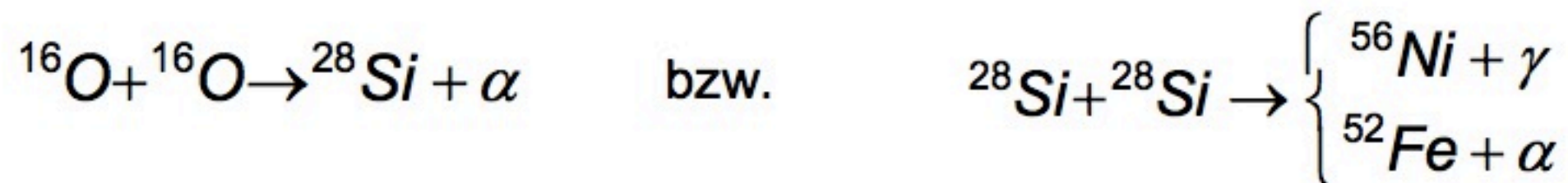
Neonbrennen: Bei Energien von $1.5 \text{--} 2 \cdot 10^9 \text{ K}$ sind thermische Photonen energiereich genug um ^{20}Ne durch Photodesintegration zu zerstören:

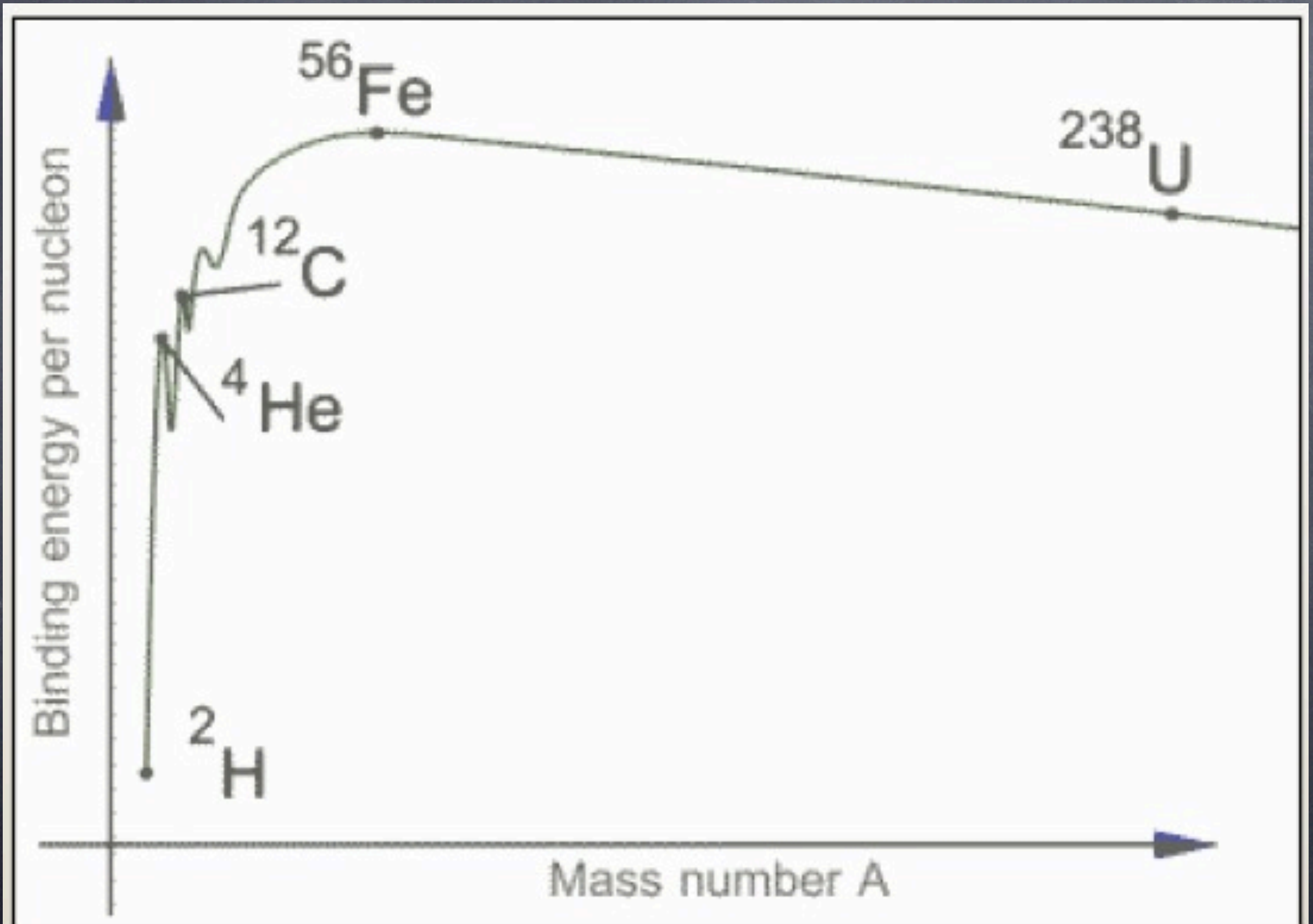


Durch Folgereaktionen
mit α Teilchen



Sauerstoffbrennen und Siliziumbrennen folgen bei noch höheren Temp.:





Brennphasen : Stern mit $M = 25 M_{\odot}$

Fusion of	Time to complete	Core temperature (K)	Core density (kg m^{-3})
H	7×10^6 yr	6×10^7	5×10^4
He	5×10^5 yr	2×10^8	7×10^5
C	600 yr	9×10^8	2×10^8
Ne	1 yr	1.7×10^9	4×10^9
O	0.5 yr	2.3×10^9	1×10^{10}
Si	1 day	4.1×10^9	3×10^{10}

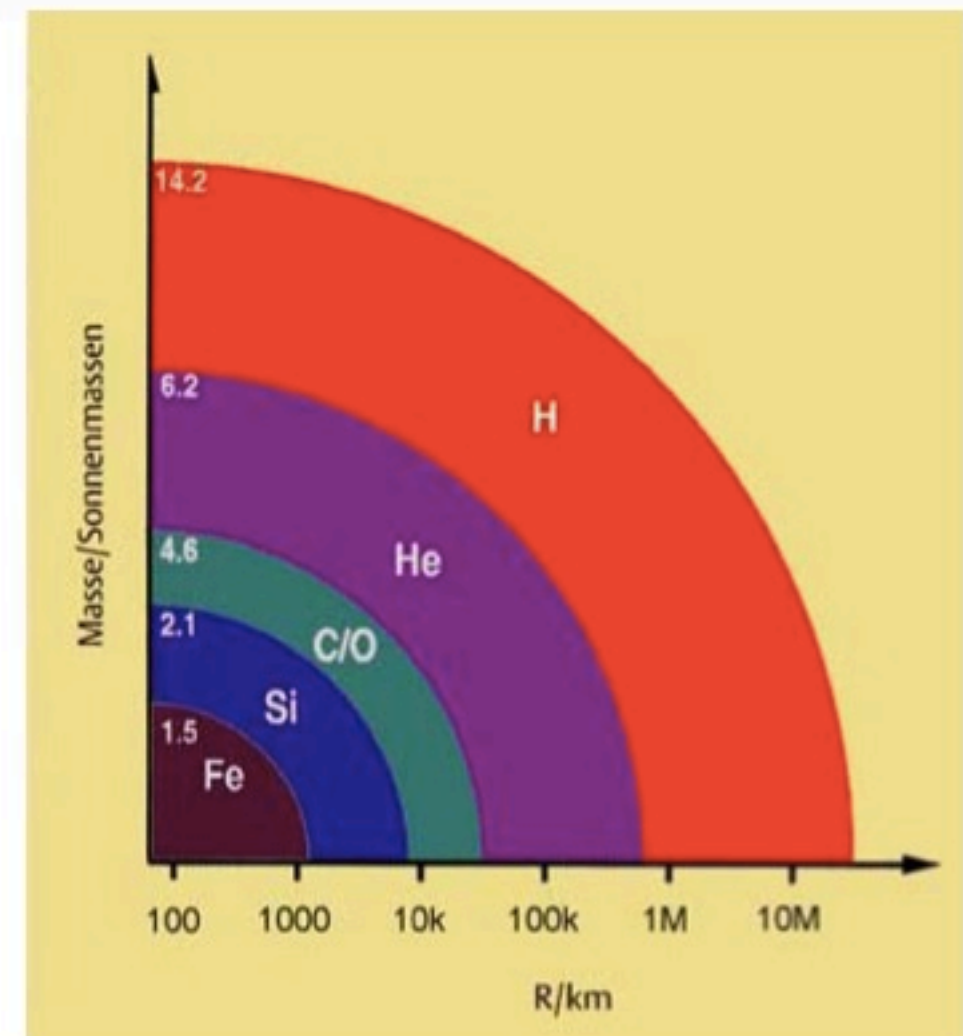
Brenndauern werden mit steigender Temperatur immer kürzer.

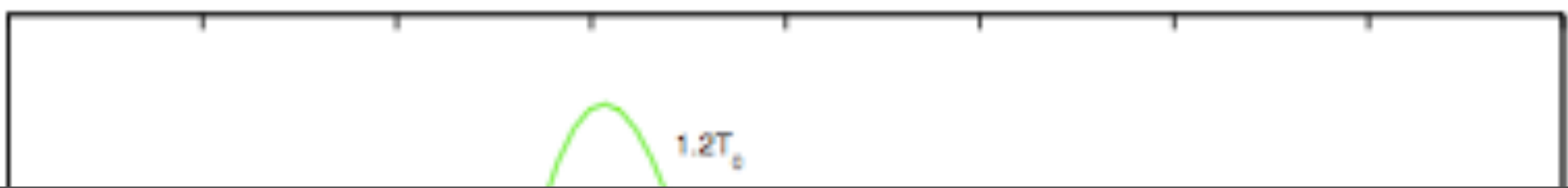
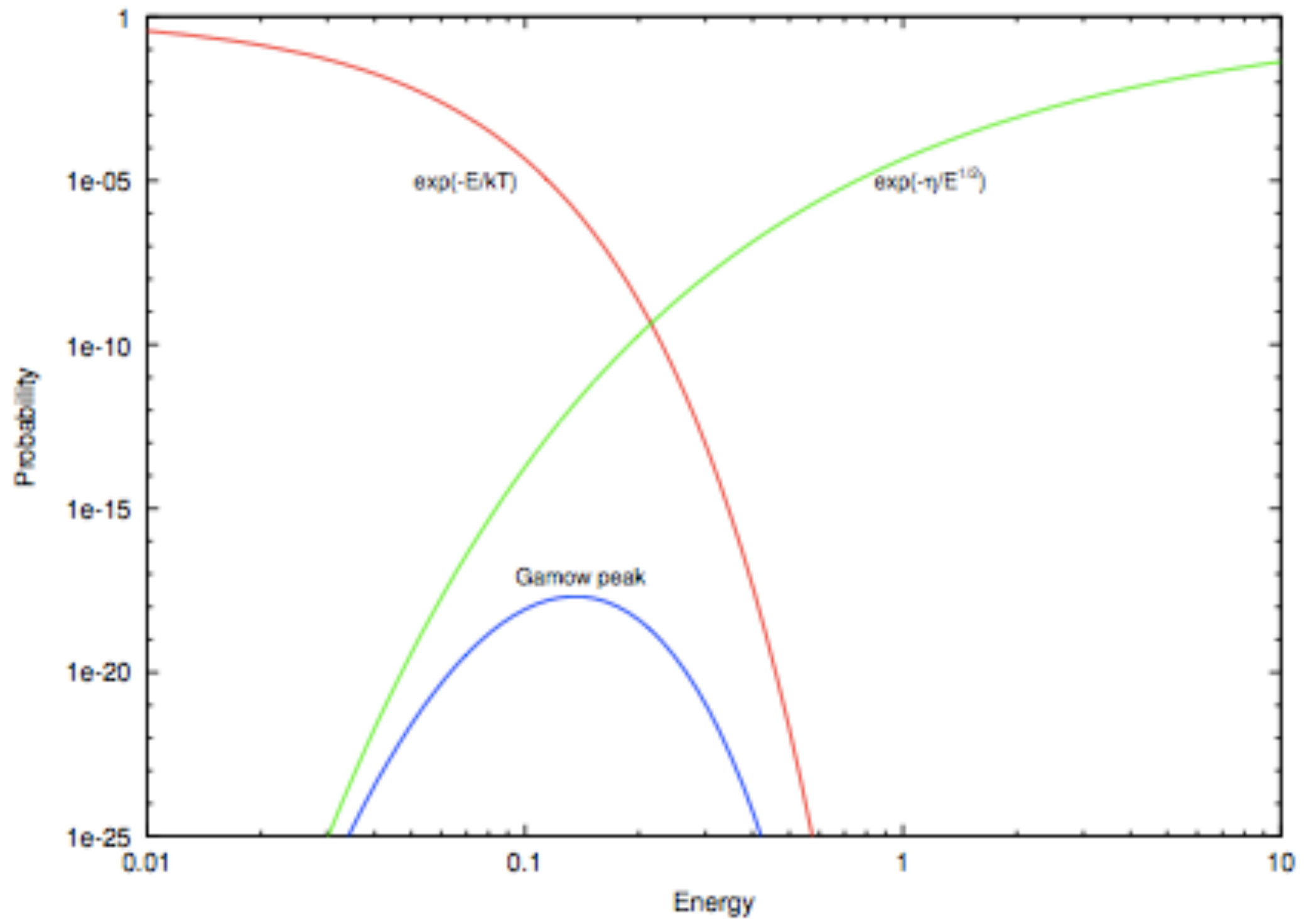
Endstadium :

Im Endstadium hat ein massereicher Stern eine Zwiebelschalenstruktur:

Eisenkern und Schalen in denen noch Fusionsprozesse laufen.

Stark aufgebläht: Roter Riesenstern





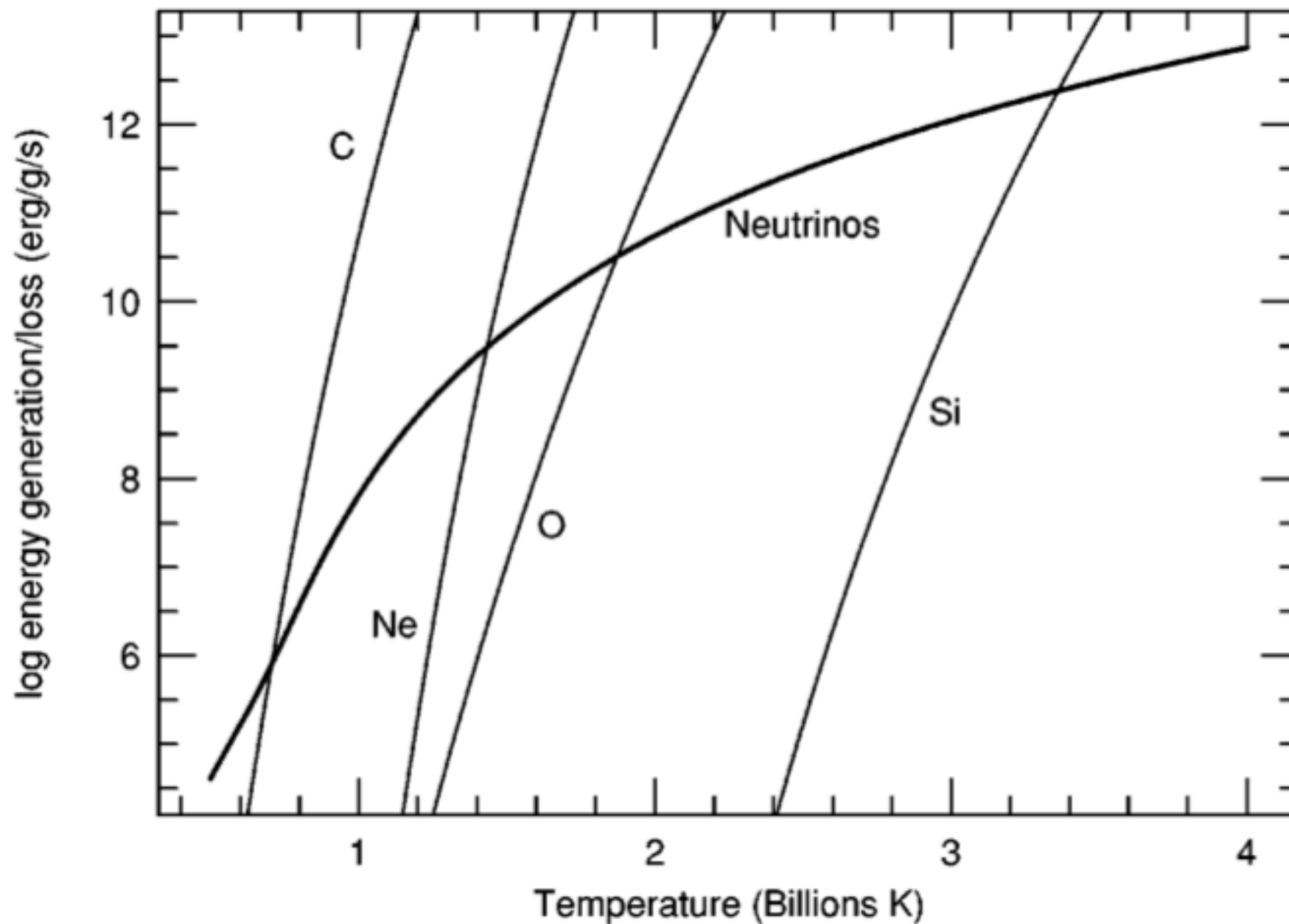


Figure 11.6. Energy generation rate and neutrino loss rate during the advanced evolution of a massive star. The center is assumed to follow a track approximating that shown in Fig. 11.5. The intersections of the nuclear burning lines with the neutrino loss line define the burning temperature of the corresponding fuel. The lifetime of each burning stage is approximately equal to the energy generated by nuclear burning ($\sim 4.0, 1.1, 5.0$ and 1.9×10^{17} erg/g for C-, Ne-, O- and Si-burning respectively) divided by the energy generated per gram and per second at balanced power as defined by the intersections of ϵ_{nuc} and ϵ_{ν} . Thus the lifetime ranges from several 10^3 years for C-burning to about a day for Si-burning! (Figure from Woosley, Heger & Weaver 2002.)

Table 11.1. Properties of nuclear burning stages in a $15 M_{\odot}$ star (from Woosley et al. 2002).

burning stage	T (10^9 K)	ρ (g/cm^3)	fuel	main products	timescale
hydrogen	0.035	5.8	H	He	1.1×10^7 yr
helium	0.18	1.4×10^3	He	C, O	2.0×10^6 yr
carbon	0.83	2.4×10^5	C	O, Ne	2.0×10^3 yr
neon	1.6	7.2×10^6	Ne	O, Mg	0.7 yr
oxygen	1.9	6.7×10^6	O, Mg	Si, S	2.6 yr
silicon	3.3	4.3×10^7	Si, S	Fe, Ni	18 d

TABLE I. Burning stages of stars.

Hydrogen burning						
M_{initial} M_{\odot}	T 10^7 K	ρ g cm^{-3}	M M_{\odot}	L $10^3 L_{\odot}$	R R_{\odot}	τ Myr
1 ^{a,b}	1.57	153	1.00	0.001	1.00	~1100
13	3.44	6.66	12.9	18.3	6.24	13.5
15	3.53	5.81	14.9	28.0	6.75	11.1
20	3.69	4.53	19.7	62.6	8.03	8.13
25	3.81	3.81	24.5	110	9.17	6.70
75	4.26	1.99	67.3	916	21.3	3.16
75 ^c	7.60	10.6	75.0	1050	9.36	3.44
Helium burning						
M_{initial} M_{\odot}	T 10^8 K	ρ 10^3 g cm^{-3}	M M_{\odot}	L $10^3 L_{\odot}$	R R_{\odot}	τ Myr
1 ^b	1.25	20	0.71	0.044	~10	110
13	1.72	1.73	12.4	26.0	359	2.67
15	1.78	1.39	14.3	41.3	461	1.97
20	1.88	0.968	18.6	102	649	1.17
25	1.96	0.762	19.6	182	1030	0.839
75	2.10	0.490	16.1	384	1.17	0.478
75 ^c	2.25	0.319	74.4	1540	702	0.332

Carbon burning

M_{initial} M_{\odot}	T 10^8 K	ρ 10^5 g cm^{-3}	M M_{\odot}	L $10^3 L_{\odot}$	R R_{\odot}	τ kyr
13	8.15	3.13	11.4	60.6	665	2.82
15	8.34	2.39	12.6	83.3	803	2.03
20	8.70	1.70	14.7	143	1070	0.976
25	8.41	1.29	12.5	245	1390	0.522
75	8.68	1.39	6.37	164	0.644	1.07
75 ^c	10.4	0.745	74.0	1550	714	0.027

Neon burning

M_{initial} M_{\odot}	T 10^9 K	ρ 10^6 g cm^{-3}	M M_{\odot}	L $10^3 L_{\odot}$	R R_{\odot}	τ yr
13	1.69	10.8	11.4	64.4	690	0.341
15	1.63	7.24	12.6	86.5	821	0.732
20	1.57	3.10	14.7	147	1090	0.599
25	1.57	3.95	12.5	246	1400	0.891
75	1.62	5.21	6.36	167	0.715	0.569
75 ^c	1.57	0.434	74.0	1560	716	0.026

Oxygen burning

M_{initial} M_{\odot}	T 10^9 K	ρ 10^6 g cm^{-3}	M M_{\odot}	L $10^3 L_{\odot}$	R R_{\odot}	τ yr
13	1.89	8.19	11.4	64.5	691	4.77
15	1.94	6.66	12.6	86.6	821	2.58
20	1.98	5.55	14.7	147	1090	1.25
25	2.09	3.60	12.5	246	1400	0.402
75	2.04	4.70	6.36	172	0.756	0.908
75 ^c	2.39	1.07	74.0	1550	716	0.010

TABLE I. (Continued).

M_{initial} M_{\odot}	T 10^9 K	ρ 10^7 g cm $^{-3}$	Silicon burning			τ d
			M M_{\odot}	L $10^3 L_{\odot}$	R R_{\odot}	
13	3.28	4.83	11.4	64.5	692	17.8
15	3.34	4.26	12.6	86.5	821	18.3
20	3.34	4.26	14.7	147	1090	11.5
25	3.65	3.01	12.5	246	1400	0.733
75	3.55	3.73	6.36	173	0.755	2.09
75 ^c	3.82	1.18	74.0	1540	716	0.209

^aCentral hydrogen-burning values for the current sun. From Bahcall, Pinsonneault, and Basu (2001).

^bCentral burning lifetimes and all helium-burning values (horizontal branch only). From Sackmann, Boothroyd, and Kraemer (1992).

^cStellar model with 0.0001 solar metallicity.

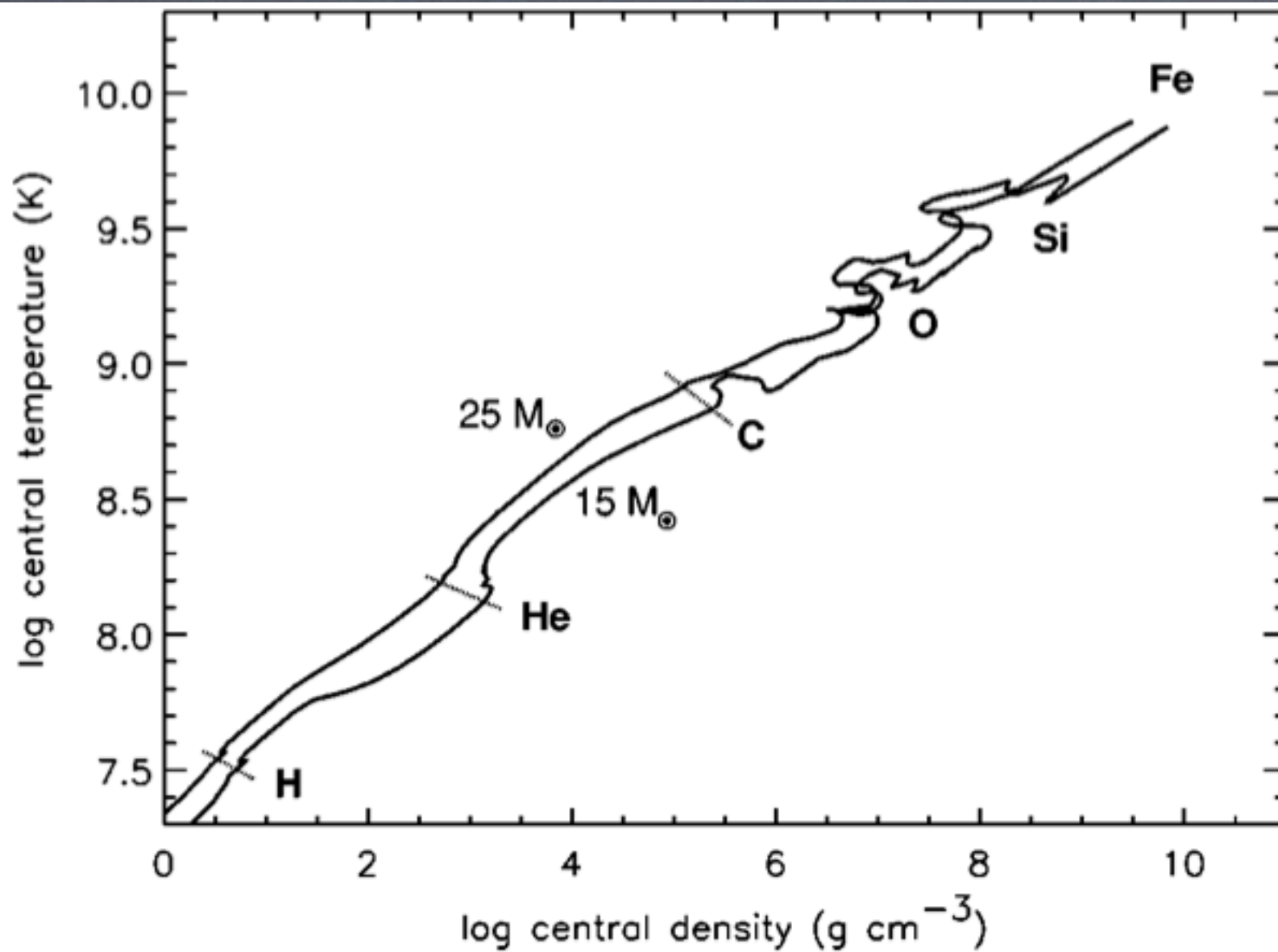
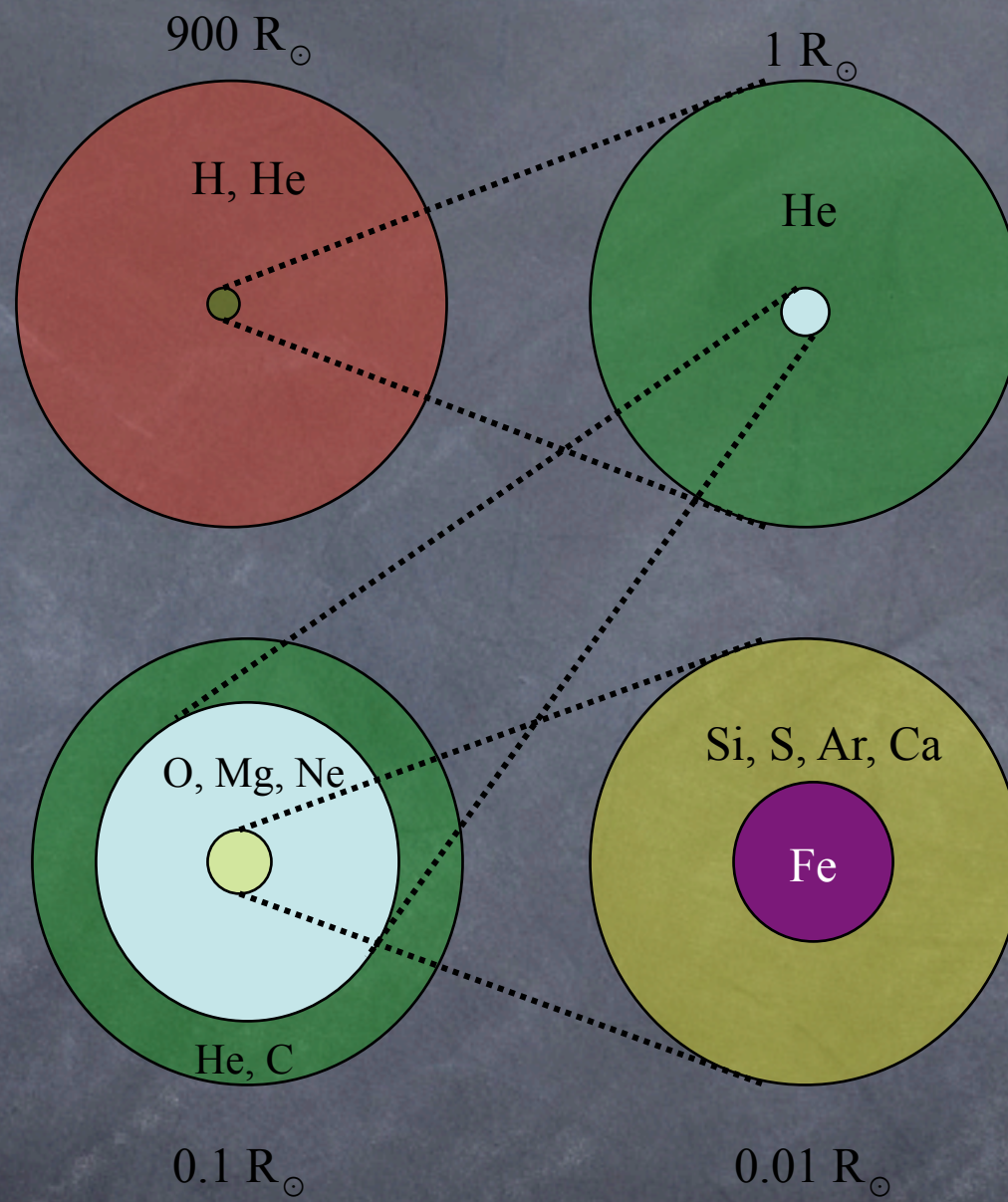


FIG. 1. Evolution of the central temperature and density in stars of $15 M_{\odot}$ and $25 M_{\odot}$ from birth as hydrogen-burning stars until iron-core collapse (Table I). In general, the trajectories follow a line of $\rho \propto T^3$, but with some deviation downwards (towards higher ρ at a given T) due to the decreasing entropy of the core. Nonmonotonic behavior is observed when nuclear fuels are ignited and this is exacerbated in the $15 M_{\odot}$ model by partial degeneracy of the gas.

Woosley, Heger, Weaver
 Rev. Mod Phys Vol.74, 2002



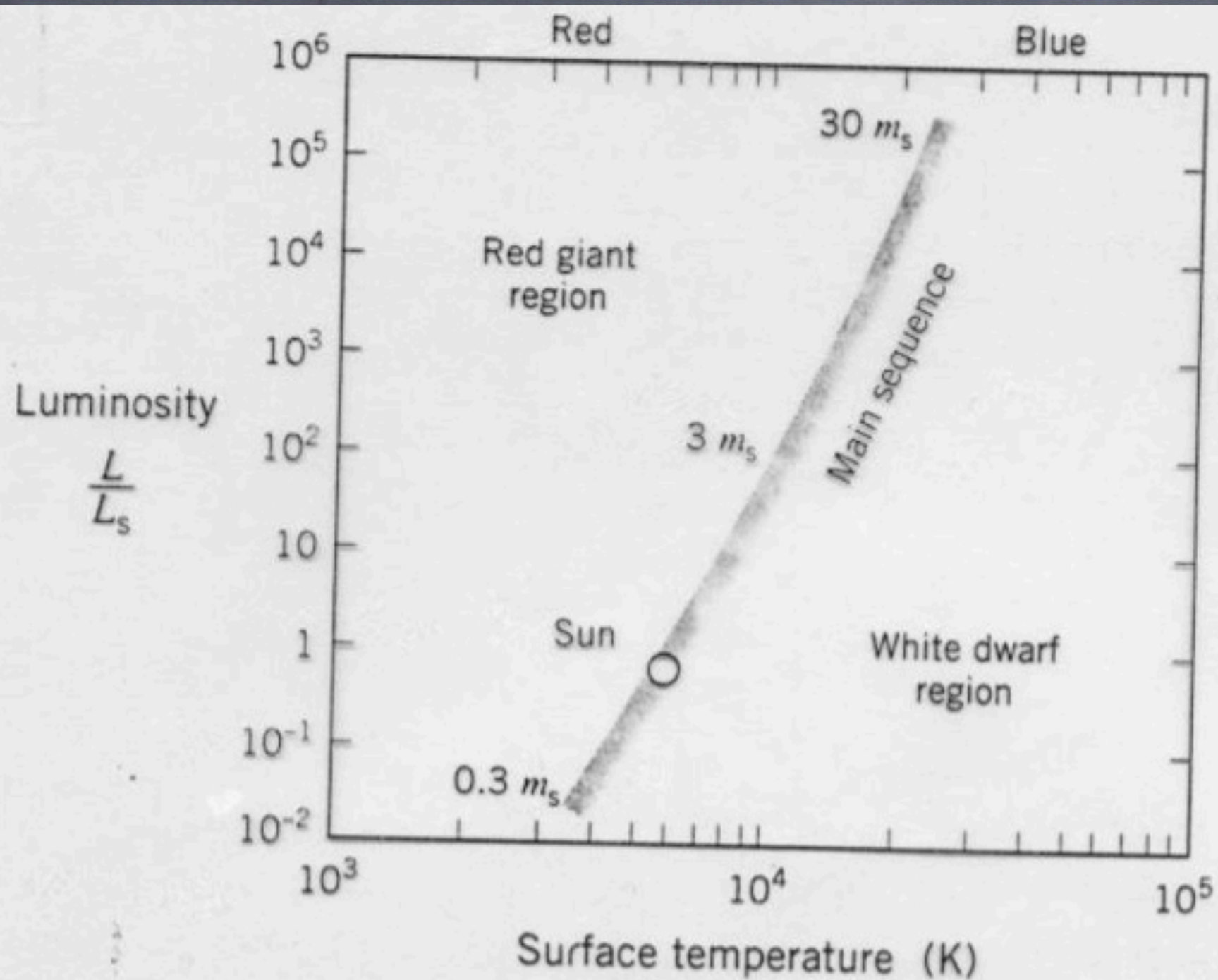
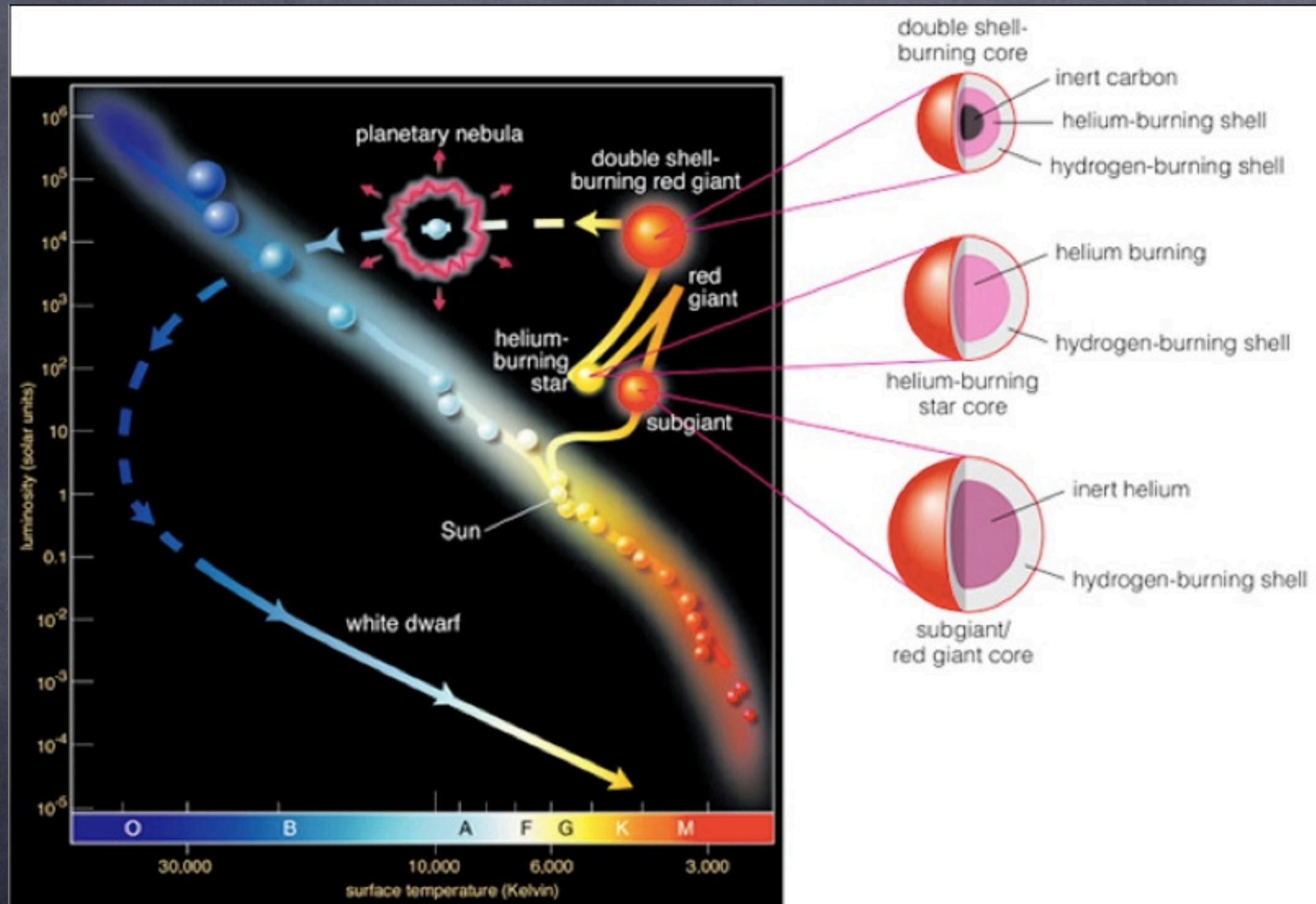
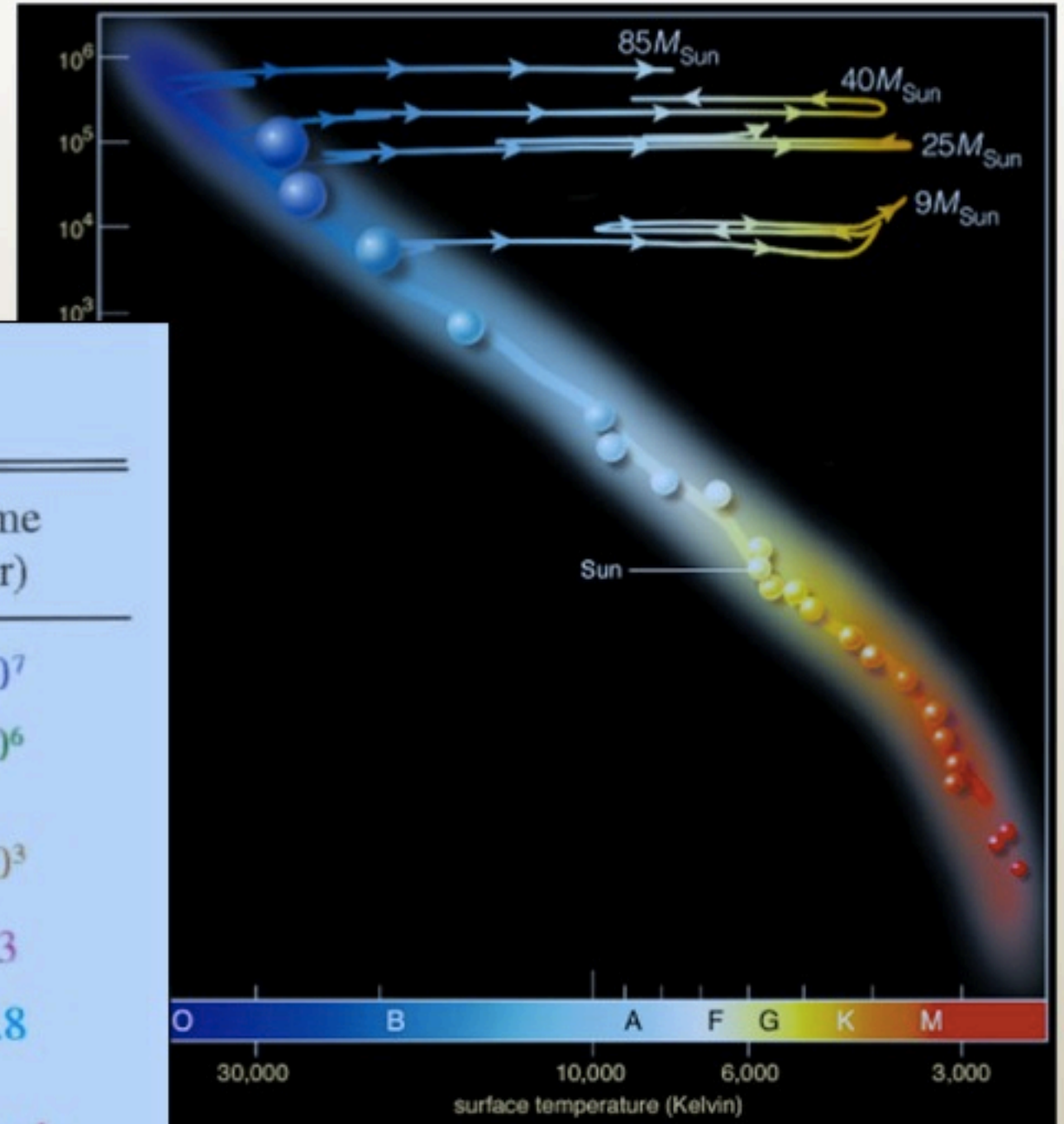


FIGURE 19-14 The Hertzsprung-Russell diagram. This diagram is used to classify stars according to their surface temperature and luminosity.

Evolution leichter Sterne



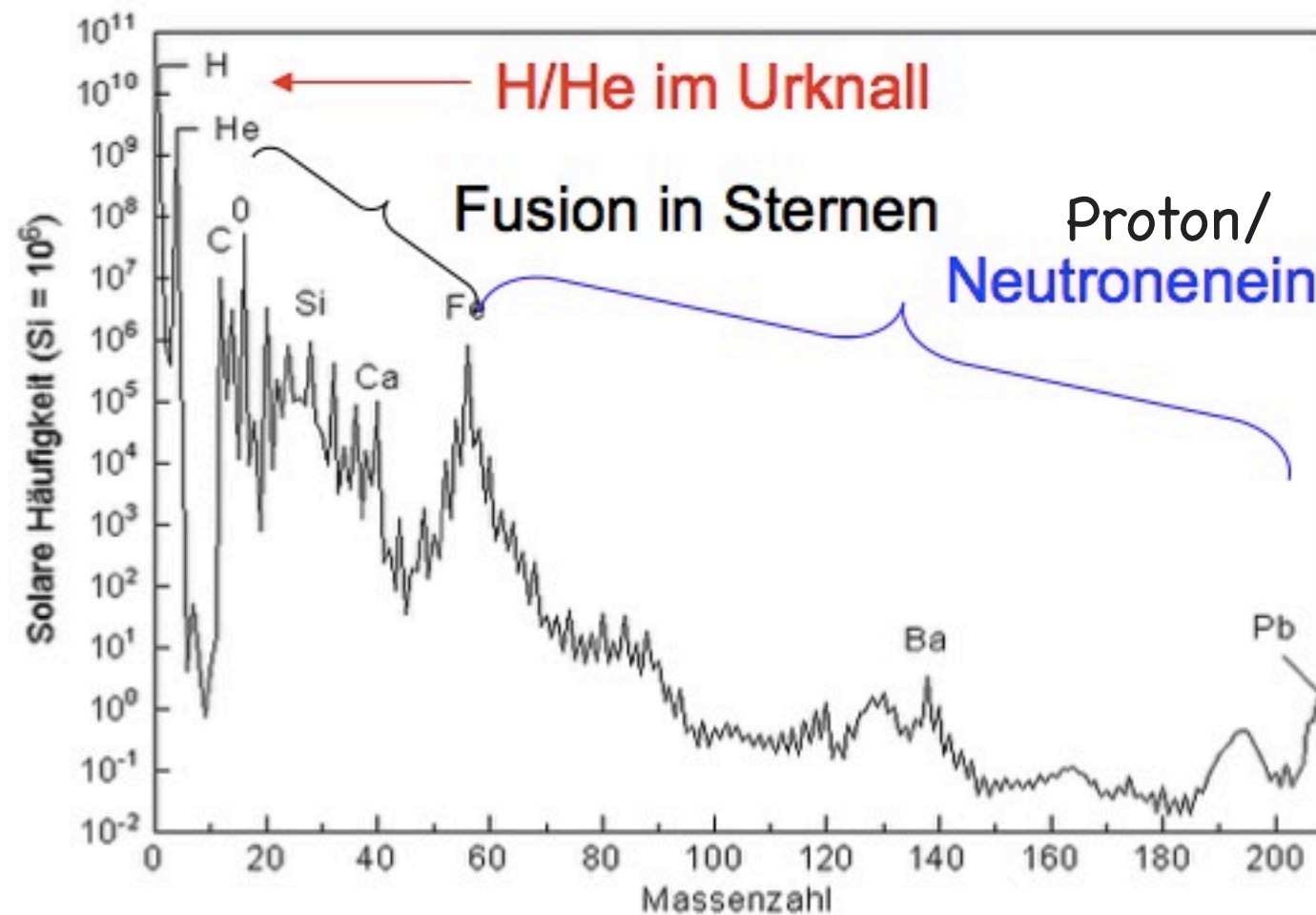
Entwicklung schwerer Sterne



Advanced Nuclear Burning Stages (e.g., 20 solar masses)

Fuel	Main Product	Secondary Products	Temp (10^9 K)	Time (yr)
H	He	^{14}N	0.02	10^7
He	C, O	$^{18}\text{O}, ^{22}\text{Ne}$ s- process	0.2	10^6
C	Ne, Mg	Na	0.8	10^3
Ne	O, Mg	Al, P	1.5	3
O	Si, S	Cl, Ar K, Ca	2.0	0.8
Si	Fe	Ti, V, Cr Mn, Co, Ni	3.5	1 week

- Entstehung schwerer Elemente nicht durch Fusion



Isotopenhäufigkeit im Sonnensystem relativ zur Häufigkeit von Si die auf 10^6 festgelegt ist.

- Entstehung schwerer Element durch Neutroneneinfangreaktionen:
 Saatkern fängt Neutronen ein, bis radioaktives Isotop entsteht
 → durch β Zerfall entsteht ein neues Element

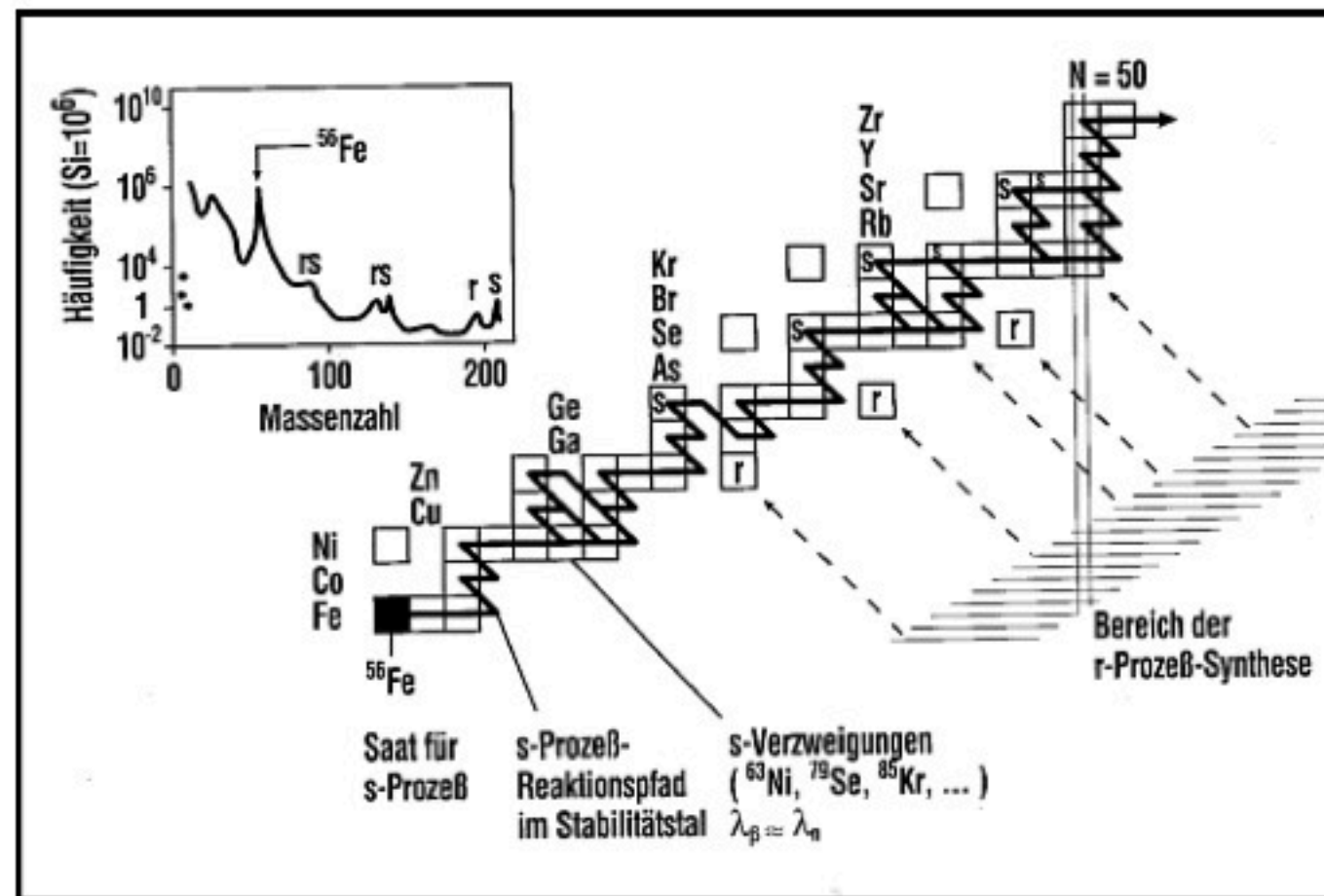
 Neutroneneinfang und β Zerfall wiederholen sich so dass sich sukzessive immer schwere Elemente bilden.

s-Prozess ("Slow neutron capture")

Neutronenbestrahlung der schweren Elemente

Neutroneneinfänge sind **langsamer** als β Zerfall.

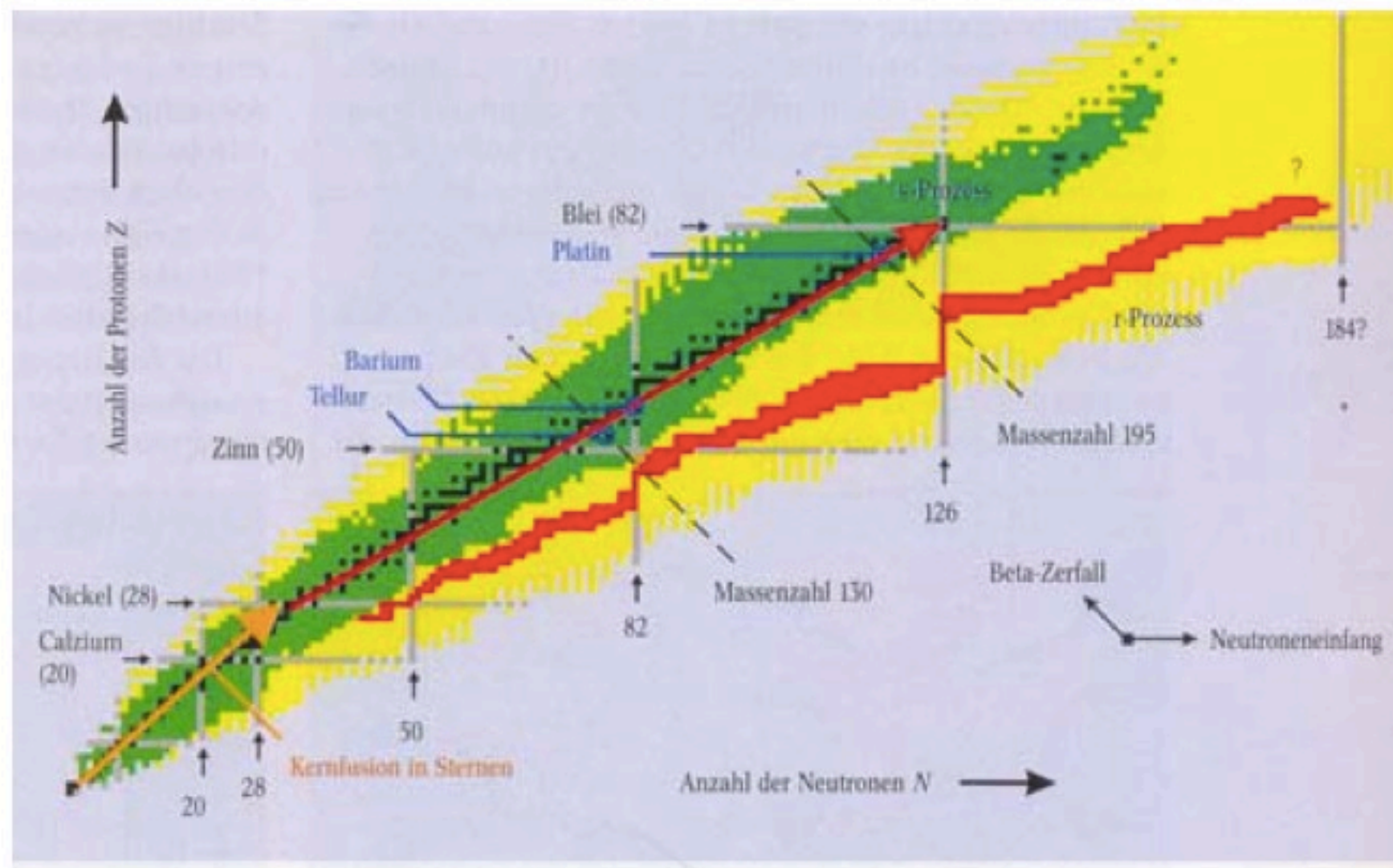
Durch β Zerfall entstehen stabile Kerne \Rightarrow Synthesepfad entlang des Stabilitätstals



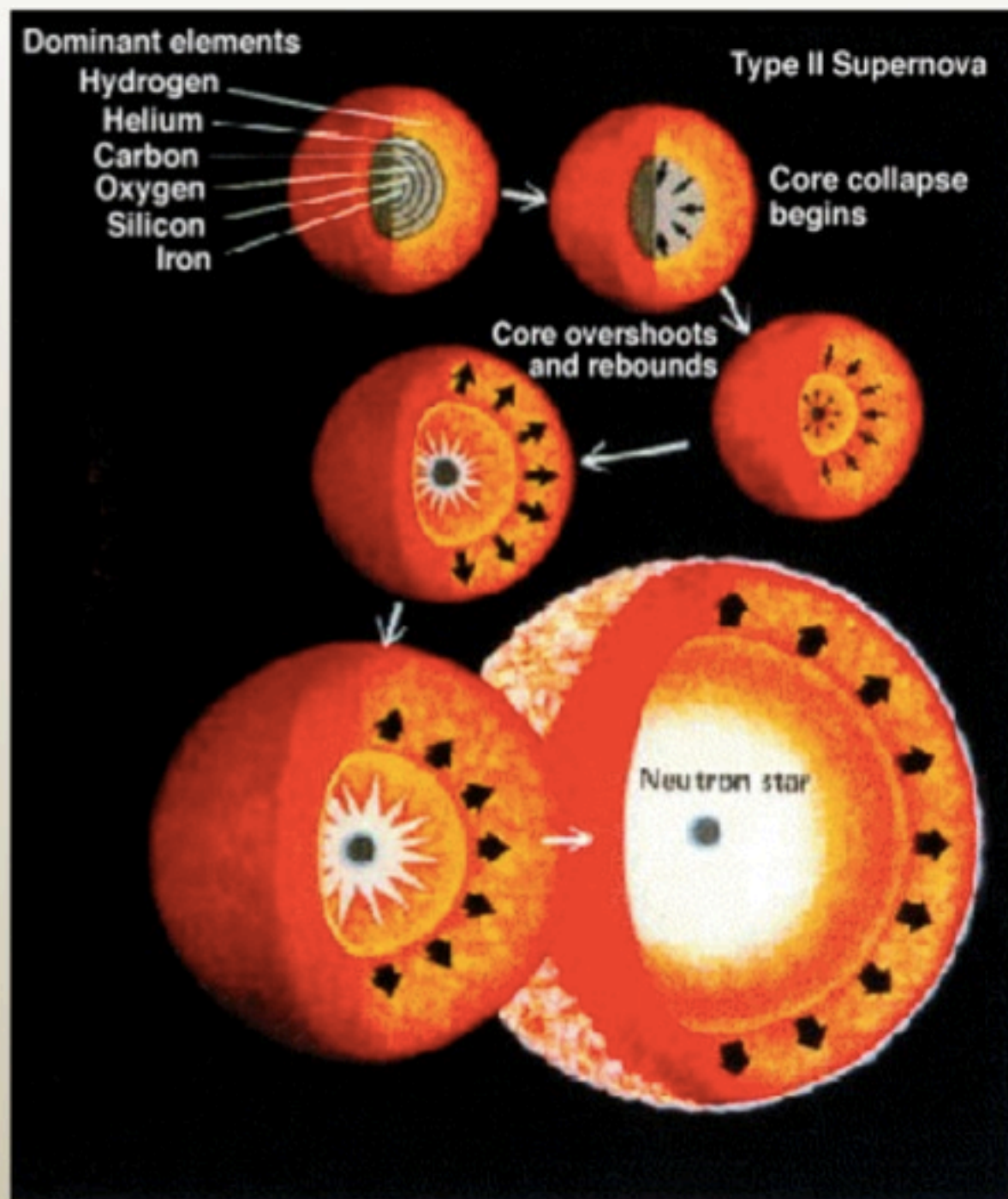
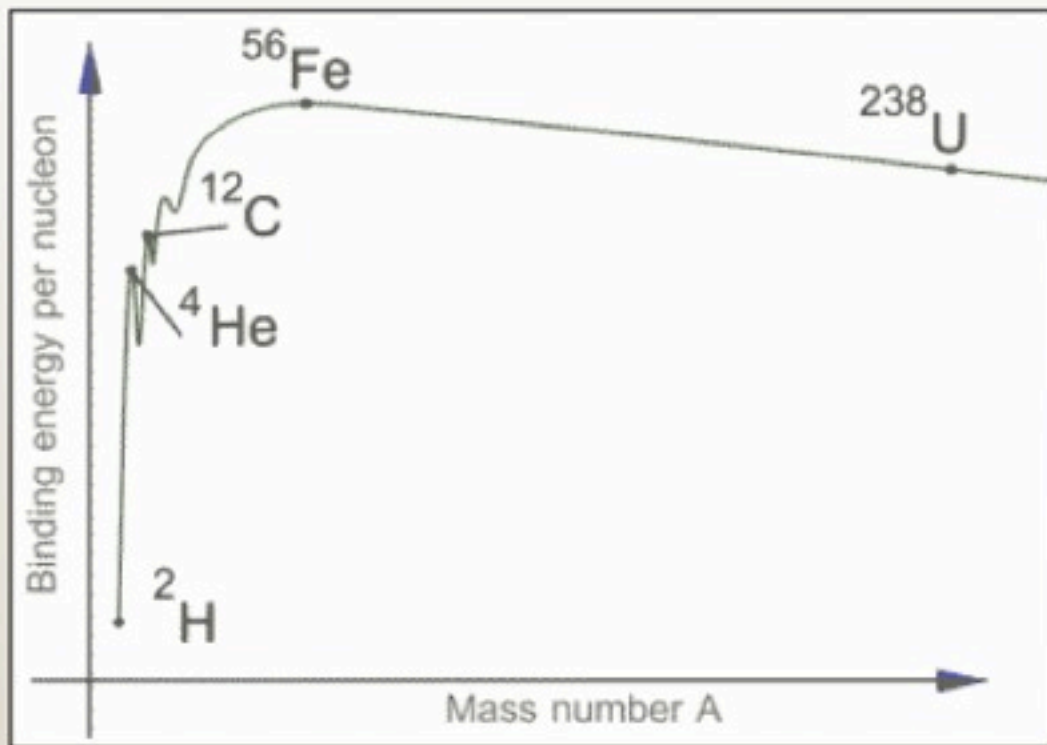
Prozess läuft während des Heliumbrennens in "Roten Riesen" ab und erklärt die Entstehung der Elemente bis $Z=82$ (Kerne mit größerem Z nicht mehr stabil genug um Neutronen anlagern zu können).

r-Prozess („rapid neutron capture“)

- Bei sehr hohen Neutronendichten: mittlere Neutroneneinfangzeit typ. 10^{-4} s, sehr viel kürzer als Halbwertszeit für β Zerfall
- Synthesepfad etwa 10-20 Masseneinheiten zum Stabilitätstal verschoben
- Entstehung neutronenreicher β -instabiler Kerne, die sich nach ihrer Bildung über eine Reihe von β Zerfällen in stabile Kerne umwandeln.
- Kurze Dauer des r-Prozess und die hohe Neutronendichten deuten daraufhin, dass Prozess wahrscheinlich in Super-Novae abläuft



Supernova Kernkollaps



„Krebs-Nebel“ ... Überrest einer Supernova aus dem Jahre 1054 n.Chr.



