

Chemische Evolution im Universum und kosmische Bestandsaufnahme

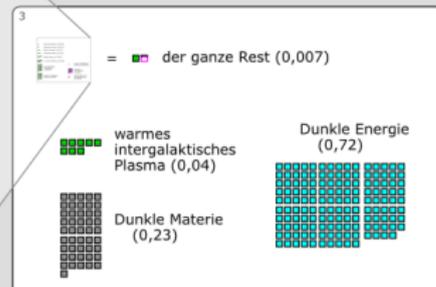
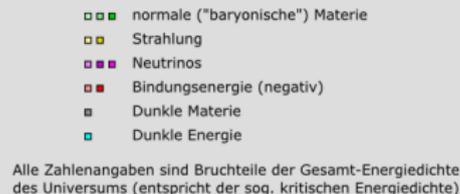
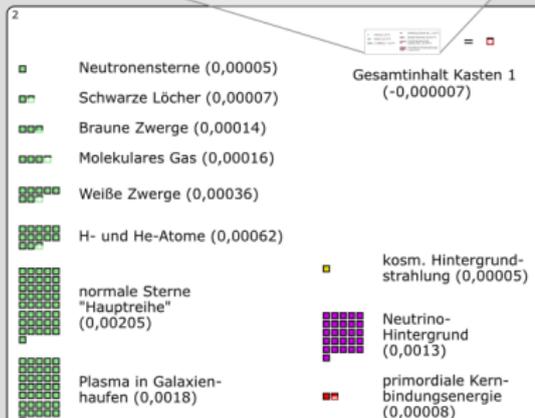
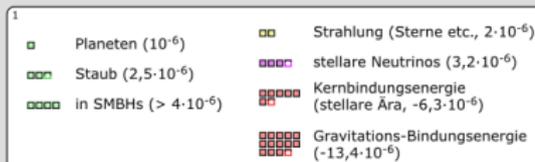
Kosmische Evolution für Nicht-Physiker

Markus Pössel

Haus der Astronomie

16.1.2018

Kosmische Bestandsaufnahme zur Jetzt-Zeit



Nähere Beschreibung: Blogbeitrag „Universelle Bestandsaufnahme“.

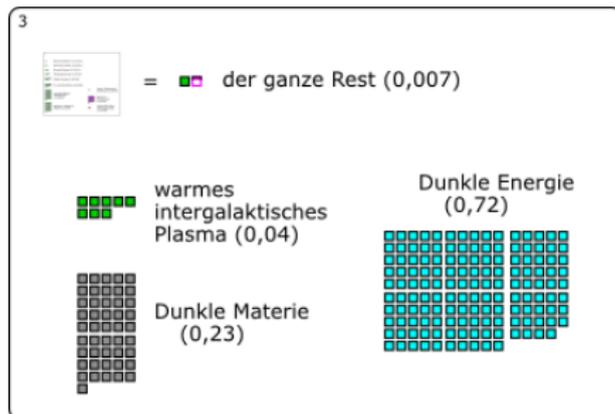
Alle Zahlenangaben: Bruchteile des Ganzen

Bestandsaufnahme: Herkömmliche Materie



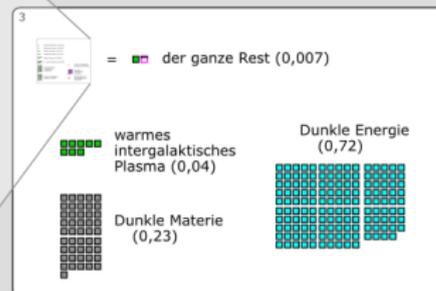
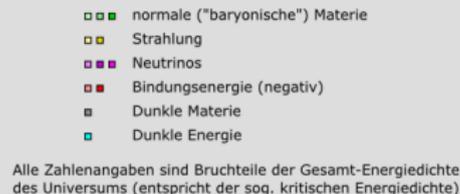
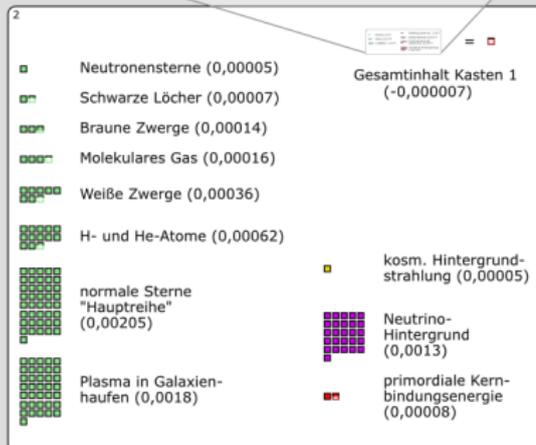
Nähere Beschreibung: Blogbeitrag „Universelle Bestandsaufnahme“
 Alle Zahlenangaben: Bruchteile des Ganzen

Bestandsaufnahme: Gesamtenergie



Nähere Beschreibung: Blogbeitrag „Universelle Bestandsaufnahme“
Alle Zahlenangaben: Bruchteile des Ganzen

Kosmische Bestandsaufnahme zur Jetzt-Zeit



Nähere Beschreibung: Blogbeitrag „Universelle Bestandsaufnahme“.

Alle Zahlenangaben: Bruchteile des Ganzen

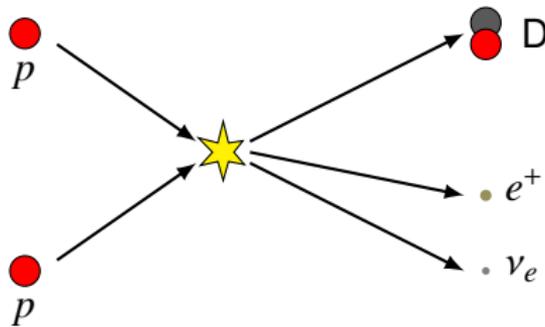
Chemische Evolution: Kernfusion

Am Anfang war der Wasserstoff — wie und wo entstehen andere chemische Elemente?

Aus einfachem Sternmodell hatten wir abgeleitet:

- Zentraldruck um die 10^9 bar
- Zentraltemperatur um die 10^7 K

... unter solchen Bedingungen könnte **Kernfusion** wichtig werden



Atomkerne: Größe

Rutherford-Experiment (Streuung von Alphateilchen [^4He -Kernen] an Goldfolie) und weitere:

$$a_{nuc} \sim 10^{-15} \text{ m} = 1 \text{ fm.}$$

Atome sind rund 10^5 mal größer als ihre Kerne!

LXXIX. *The Scattering of α and β Particles by Matter and the Structure of the Atom.* By Professor E. RUTHERFORD, F.R.S., University of Manchester*.

§ 1. **I**T is well known that the α and β particles suffer deflexions from their rectilinear paths by encounters with atoms of matter. This scattering is far more marked for the β than for the α particle on account of the much smaller momentum and energy of the former particle. There seems to be no doubt that such swiftly moving particles pass through the atoms in their path, and that the deflexions observed are due to the strong electric field traversed within the atomic system. It has generally been

E. Rutherford in Philosophical Journal, 1911

Atomkerne

Kernbausteine (Sammelbegriff **Nukleonen**):

Proton ● – elektrisch positiv geladen, $q = +e$

$$m_p = 1.6726 \cdot 10^{-27} \text{ kg} = 938.27 \text{ MeV}/c^2$$

Neutron ● – elektrisch neutral, $q = 0$

$$m_n = 1.6749 \cdot 10^{-27} \text{ kg} = 939.56 \text{ MeV}/c^2.$$

Atomkerne



Atomkernsorte = **Nuklid** charakterisiert durch: Ladungszahl Z = Zahl der Protonen, Massenzahl A = Protonenzahl plus Neutronenzahl

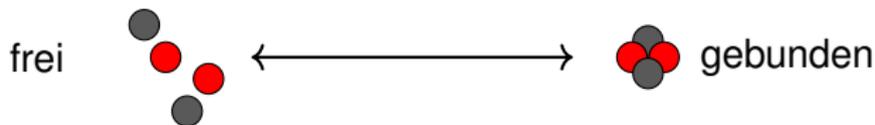
Protonenzahl entspricht chemischem Element: Nuklide mit gleichem Z heißen **Isotope** des betreffenden Elements

Schreibweise:

${}^A_Z\text{X}$, mit "X" der Elementabkürzung, z.B. ${}^{238}_{92}\text{U}$, oder X als Platzhalter

Häufiger nur mit Massenzahl: ${}^{238}\text{U}$

Atomkerne: Massen



Bindung durch **starke Kernkraft**. Summe der Massen der Atomkernbausteine:

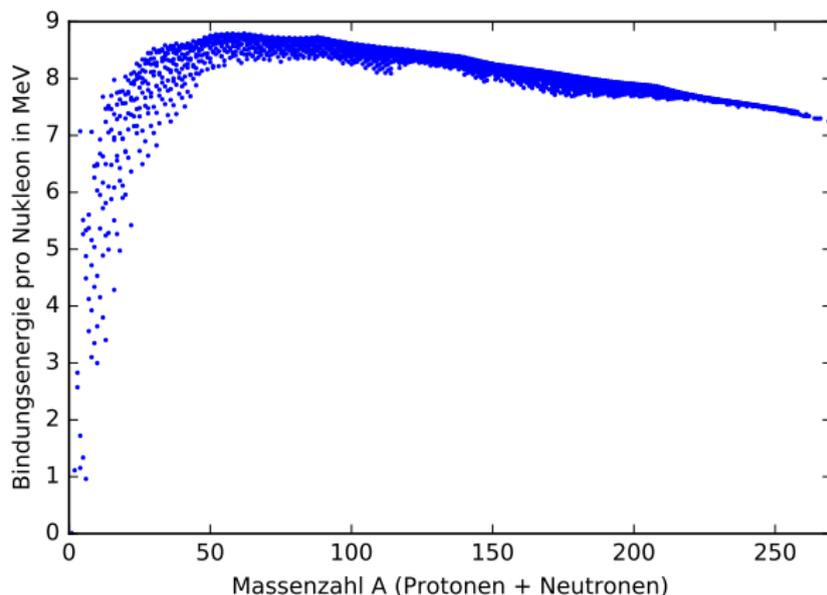
$$\bar{m}_{A,Z} = Z \cdot m_p + (A - Z) \cdot m_n.$$

Aber: Nicht $\bar{m}_{A,Z}$ ist die Masse des Atomkerns Z, A , sondern

$$m_{A,Z} = \bar{m}_{A,Z} - B_{A,Z}/c^2 \cdot A < \bar{m}_{A,Z},$$

mit $B_{A,Z}$ der **Bindungsenergie pro Nukleon**

Atomkerne: Bindungsenergie pro Nukleon



Daten: IAEA, Stand 2012

Was ist energetisch günstig: Spaltung oder Fusion?

Atomkerne: Bindungsenergien

Kern A, Z im Vergleich mit zwei Kernen A_1, Z_1 und A_2, Z_2 mit $A = A_1 + A_2$ und $Z = Z_1 + Z_2$:

$$m_{A,Z} = \bar{m}_{A,Z} - B_{A,Z}/c^2 \cdot A$$

und ditto für Teilkerne (unter Verwendung von $E = mc^2$):

$$(m_{A,Z} - m_{A_1,Z_1} - m_{A_2,Z_2}) c^2 = [B_{A_1,Z_1} - B_{A,Z}] A_1 + [B_{A_2,Z_2} - B_{A,Z}] A_2$$

Leichtere Kerne: **Kernfusion**

Schwere Kerne deutlich rechts von $A = 56$: **Kernspaltung**

Atomkerne: Beispiel Kernfusion

Element	D	${}^4\text{He}$
(Z,A)	(1,2)	(2,4)
$B_{A,Z}$ [MeV]	1.1	7.1
$E_B = B_{A,Z} \cdot A$ [MeV]	2.2	28.4



(in Wirklichkeit komplizierter, Zerfälle spielen eine Rolle)

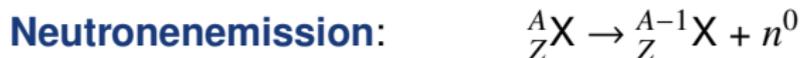
Atomkerne: Beispiel Kernspaltung

Element	^{236}U	^{141}Ba	^{92}Kr
(A,Z)	(92,236)	(56,141)	(36,92)
$B_{A,Z}$ [MeV]	7.6	8.3	8.5
$E_B = B_{A,Z} \cdot A$ [MeV]	1794	1170	782

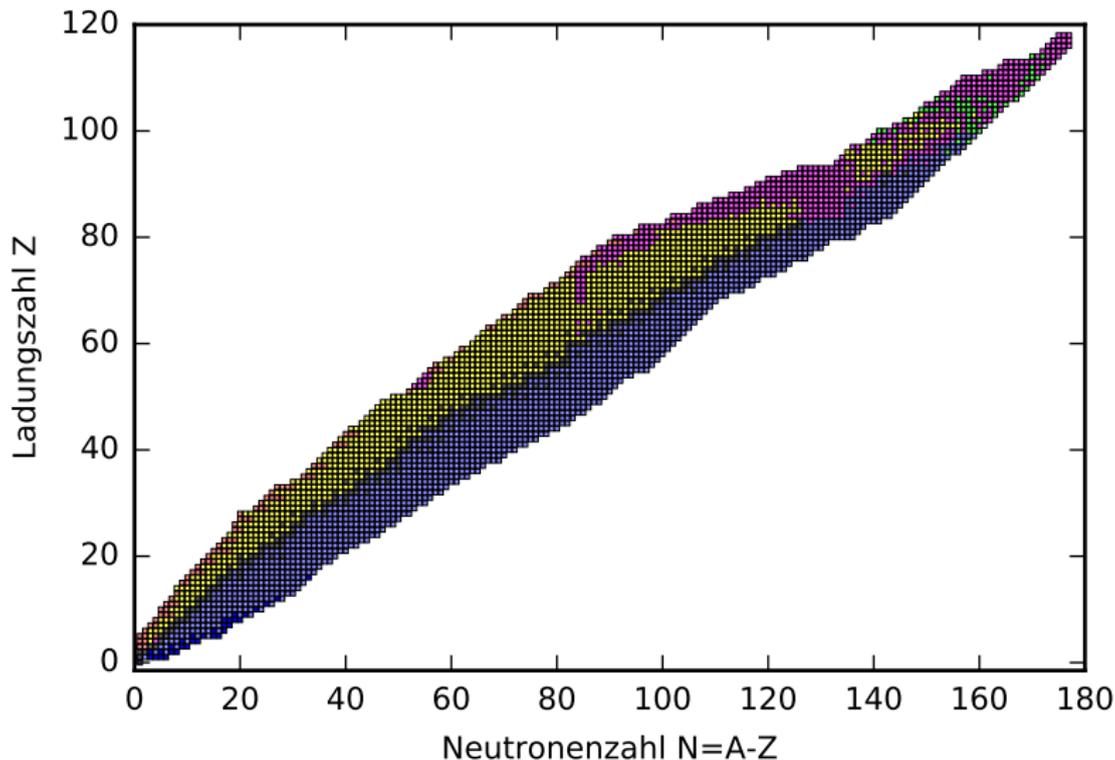


(in Wirklichkeit komplizierter, Zerfälle spielen eine Rolle)

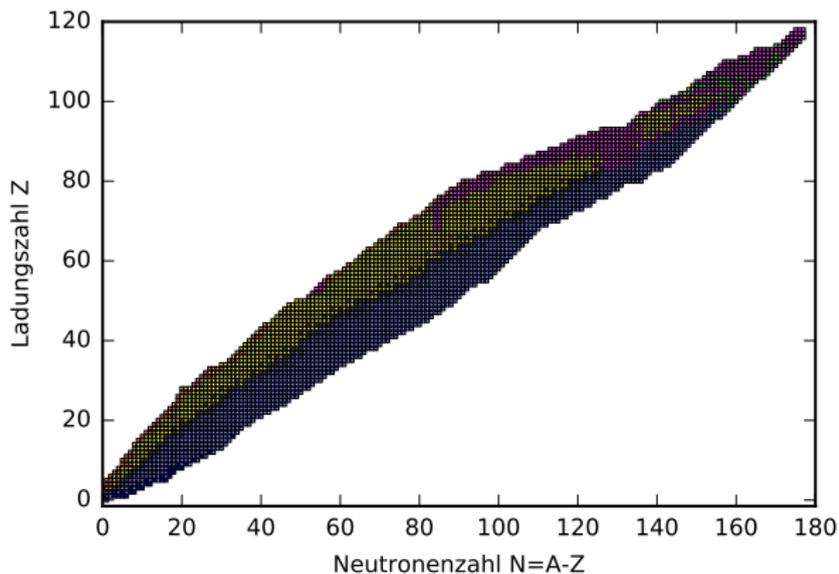
Zerfallsprozesse



Stabile und instabile Kerne



Stabile und instabile Kerne



■ stabiles Element

■ β^- -Zerfall

■ β^+ -Zerfall oder Elektronen-Einfang

Daten: Nubase2016

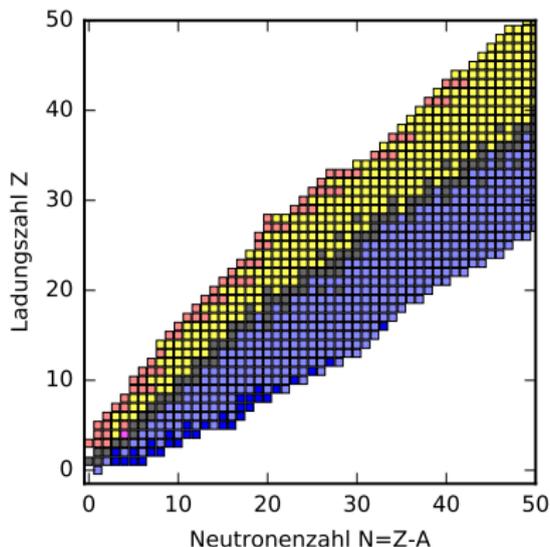
■ α -Zerfall

■ spontane Kernspaltung

■ Protonenemission

■ Neutronenemission

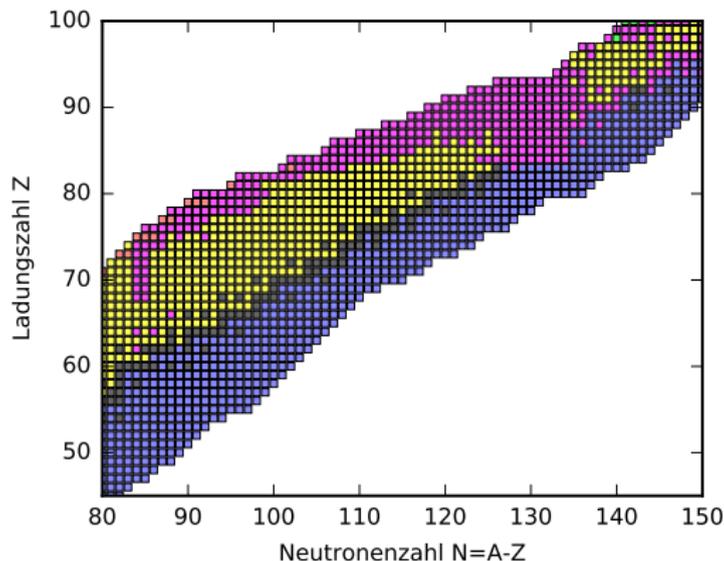
Stabile und instabile Kerne



- stabiles Element
- α -Zerfall
- β^- -Zerfall
- spontane Kernspaltung
- β^+ -Zerfall oder Elektronen-Einfang
- Protonenemission
- Neutronenemission

Daten: Nubase2016

Stabile und instabile Kerne



■ stabiles Element

■ β^- -Zerfall

■ β^+ -Zerfall oder Elektronen-Einfang

Daten: Nubase2016

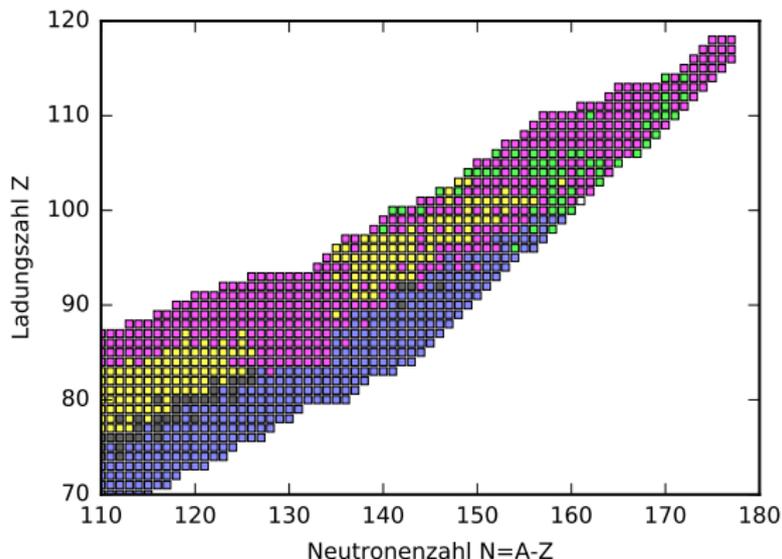
■ α -Zerfall

■ spontane Kernspaltung

■ Protonenemission

■ Neutronenemission

Stabile und instabile Kerne



■ stabiles Element

■ β^- -Zerfall

■ β^+ -Zerfall oder Elektronen-Einfang

Daten: Nubase2016

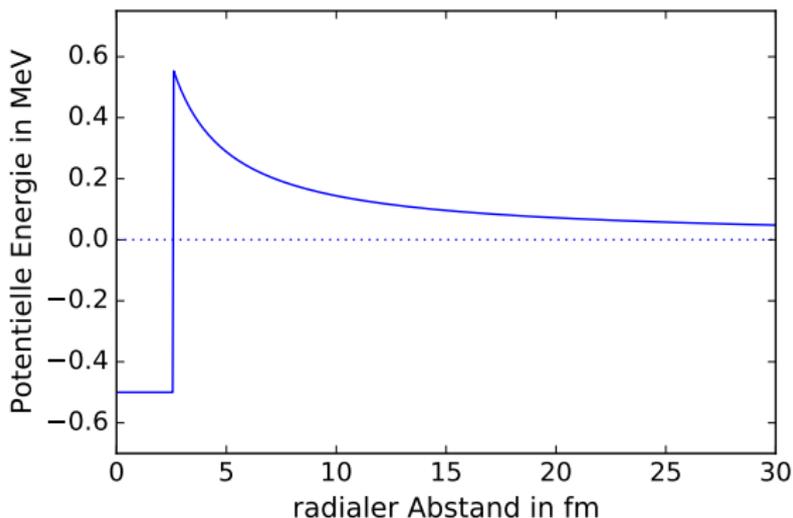
■ α -Zerfall

■ spontane Kernspaltung

■ Protonenemission

■ Neutronenemission

Atomkerne: Coulomb-Barriere



Hindernis: Abstoßende elektrische Kräfte (alle Atomkerne positiv geladen): Coulomb-Barriere!

Fusion: Sind die Atomkerne schnell genug unterwegs, das zu überwinden?

Abschätzung Coulomb-Barriere

“Radius” eines Atomkerns:

$$a \approx 1.2 \cdot 10^{-15} \text{ m} \cdot A^{1/3}$$

Potenzielle Energie aufgrund von Coulomb-Kraft zwischen Kern mit Ladungszahl Z und Proton, $a_p \approx 0.85 \cdot 10^{-15} \text{ m}$:

$$U_{Zp} = \frac{Ze^2}{4\pi\epsilon_0(a + a_p)} \equiv k_B T_{Zp}$$

Element	H	D	T	⁴ He	¹² C	¹⁴ N	²⁸ Si
(Z,A)	(1,1)	(1,2)	(1,3)	(2,4)	(6,12)	(7,14)	(14,28)
U_{Zp} [MeV]	0.7	0.6	0.6	1	2	3	4
T_{Zp} [K]	$8 \cdot 10^9$	$7 \cdot 10^9$	$6 \cdot 10^9$	$1 \cdot 10^{10}$	$3 \cdot 10^{10}$	$3 \cdot 10^{10}$	$5 \cdot 10^{10}$

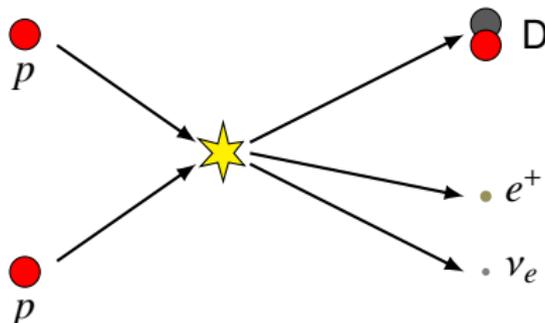
Temperaturen deutlich höher als im Sterninneren — wie kann das funktionieren?

Stellare Kernfusion

Bedingungen für Aufbau schwererer Kerne/Elemente

- Leichte Atomkerne vorhanden
- Impuls, um Coulomb-Barriere zu überwinden → hohe Temperatur!
- Je schwerer die Kerne, umso höher die nötige Temperatur
- (Alternativ: Neutronenfluss)
- Hinreichende Dichte für hinreichende Reaktionshäufigkeit

Kernfusion



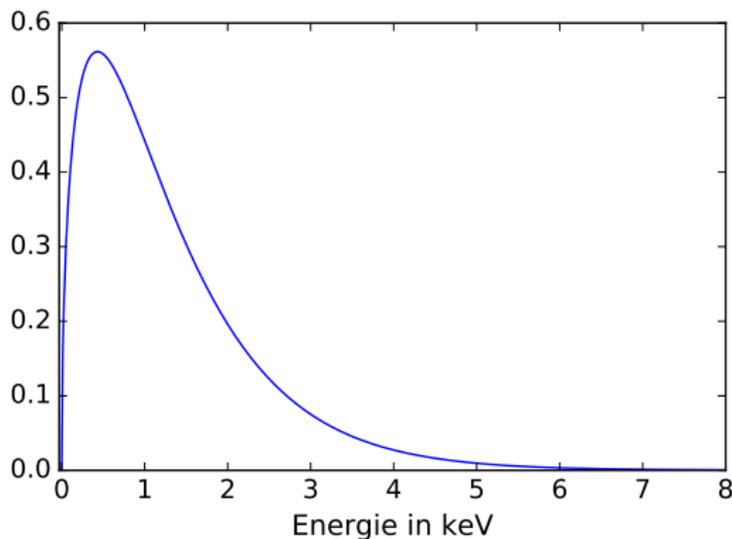
Hier: Wasserstoffkern (=Proton) p zu Deuteriumkern D , Positron (=Antielektron) e^+ und Elektron-Neutrino ν_e

Atomkerne: Boltzmann-Verteilung

Bei Temperatur T Anteil Atomkerne mit Energie zwischen E und $E + dE$:

$$f(E)dE = \sqrt{\frac{E}{\pi}} (kT)^{-3/2} \cdot \exp[-E/kT] dE.$$

Beispiel 10^7 K:

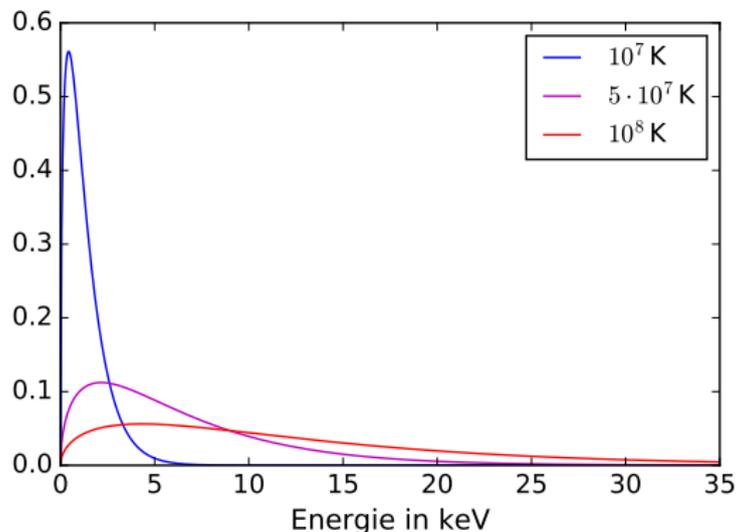


Atomkerne: Boltzmann-Verteilung

Bei Temperatur T Anteil Atomkerne mit Energie zwischen E und $E + dE$:

$$f(E)dE = \sqrt{\frac{E}{\pi}}(kT)^{-3/2} \cdot \exp[-E/kT] dE.$$

Beispiel verschiedene Temperaturen:



Kernfusion: Tunneln

George Gamow 1928:

Kernreaktionen durch Tunneln am Beispiel Alphazerfall

$$E_g = \frac{1}{2}\mu \left[\frac{\pi Qq}{\epsilon_0 h} \right]^2 \quad \text{mit} \quad \mu = \frac{mM}{m+M}$$

Tunnelwahrscheinlichkeit:

$$P(E) = \exp \left[-\sqrt{\frac{E_g}{E}} \right].$$

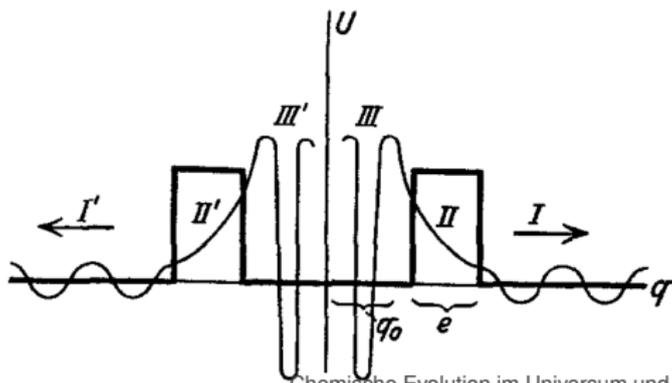
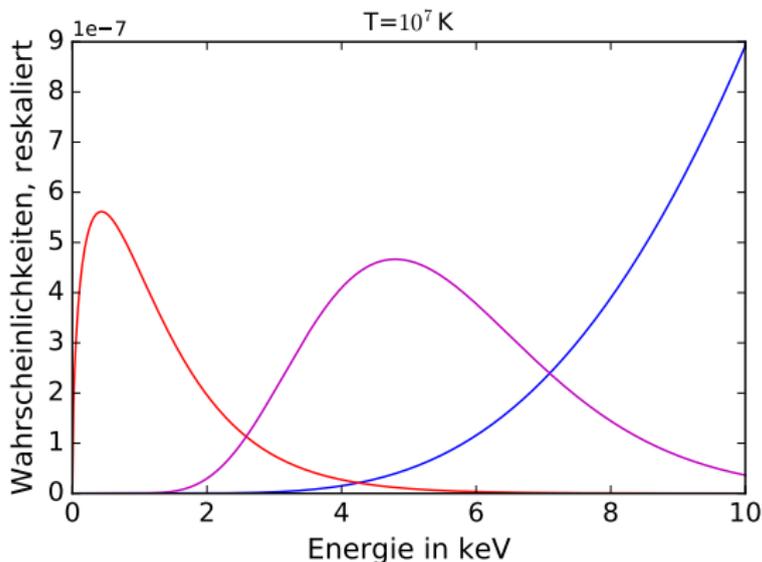


Abb. 3 in Gamow
1928

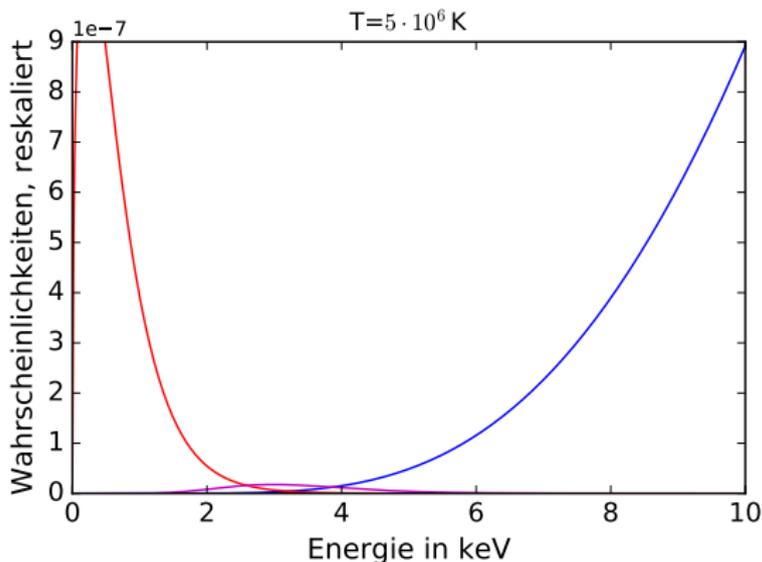
Kernfusion: Gamow-Peak

Kombination der Effekte: Energie hoch genug, Anteil $\sim \exp(-E/kT)$, und Tunnelwahrscheinlichkeit hoch genug, Wahrscheinlichkeit $P \sim \exp(-\sqrt{E_g/E})$: Gamow-Peak



Kernfusion: Gamow-Peak

Kombination der Effekte: Energie hoch genug, Anteil $\sim \exp(-E/kT)$, und Tunnelwahrscheinlichkeit hoch genug, Wahrscheinlichkeit $P \sim \exp(-\sqrt{E_g/E})$: Gamow-Peak



Kernfusion: Gamow-Peak

Energieausbeute $4\cdot\text{H} \rightarrow {}^4\text{He}$:

$$\Delta E = 4 \cdot \underbrace{7.1 \text{ MeV}}_{B_{2,4}} + 2 \cdot \underbrace{0.51 \text{ MeV}}_{m_e c^2} - 2 \cdot \underbrace{(m_n - m_p)c^2}_{2 \times p \rightarrow 2 \times n} = 26.7 \text{ MeV}$$

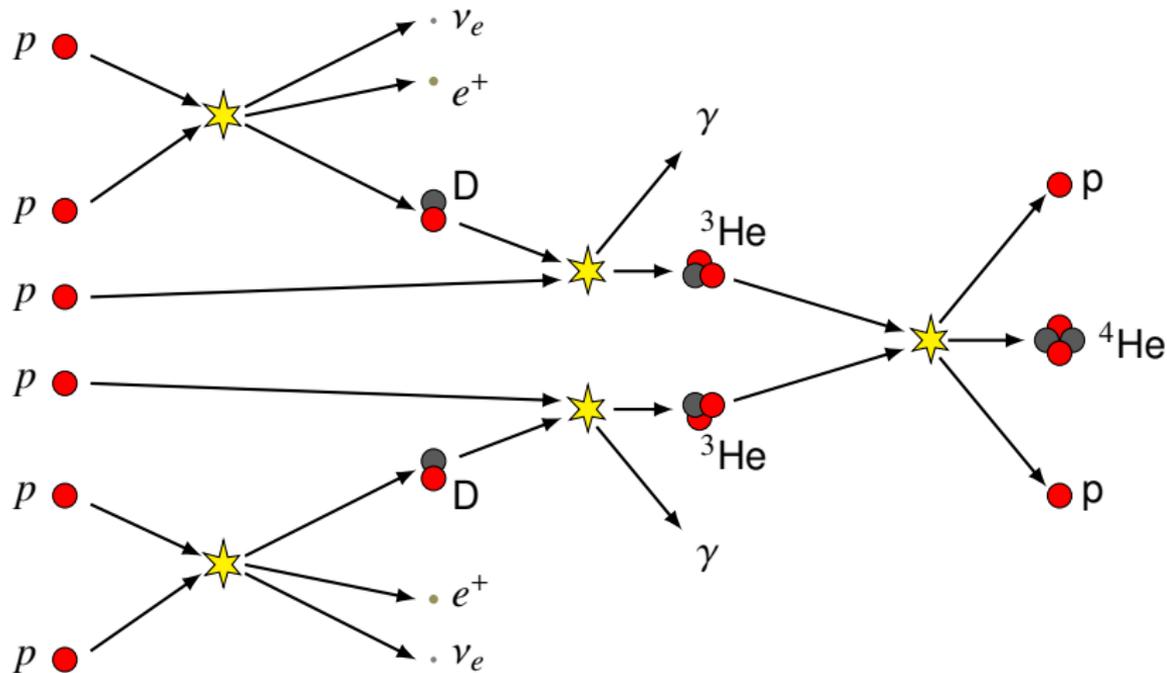
Wirkungsgrad, bezogen auf die Masse:

$$\Delta E = 26.7 \text{ MeV} \approx 0.007 \cdot (4 m_p c^2)$$

$$\Rightarrow \eta \equiv \frac{\Delta E}{M c^2} = 0.007$$

(Vergleich mit Kernspaltung: $\eta = 0.9$ Promille; chemische Reaktionen noch viel weniger)

Kernfusion: pp-Kette



... in Sternen bis \sim Sonnenmasse

Kernfusion: CNO-Zyklus

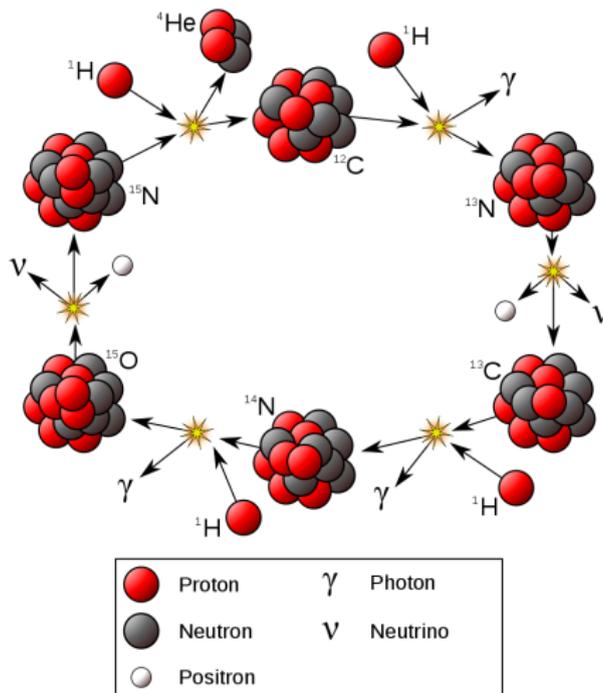
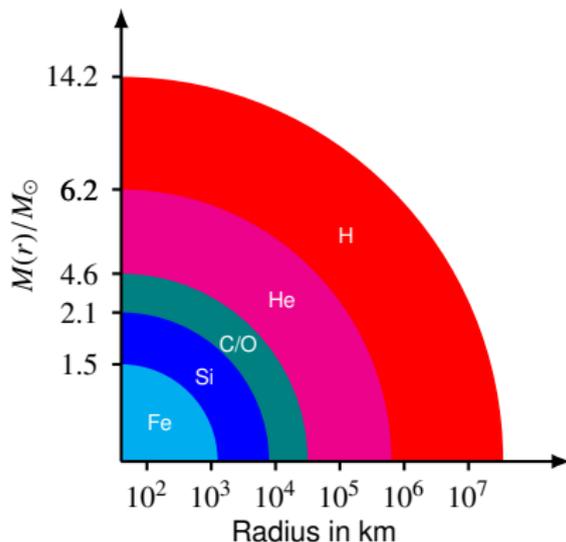


Bild: CNO Cycle deutsch von Benutzer CWitte via Wikimedia Commons unter Lizenz CC BY-SA 3.0

Riesenstadium und Schalenbrennen

Weiterer Brennverlauf je nach Masse:

- 1 $0.8 M_{\odot} \leq M \leq 2 M_{\odot}$: Kern erlischt, plötzliche Helium-Fusion (3α -Prozess zu Kohlenstoff, Helium-Flash)
- 2 $2 M_{\odot} \leq M \leq 5 M_{\odot}$: He-Brennen im Kern, Wasserstoffbrennen auf Schale
- 3 $5 M_{\odot} \leq M$: Schritt für Schritt immer komplexeres Schalenbrennen: C, O, Si, Fe



Nach Abbildung 2.11 aus dem Nukleosynthese-Skript von Achim Weiss; Endzustand Stern mit Ausgangsmasse $15 M_{\odot}$

Weitere Prozesse

- 1 Kernkollaps-Supernovae
- 2 Supernovae Typ Ia
- 3 AGB-Sterne
- 4 Kosmische Strahlung
- 5 Verschmelzende Neutronensterne

Kernkollaps-Nukleosynthese

massereiche Sterne, $M > 8 M_{\odot}$

gewaltsames Ende Supernova
→ Neutronenstern,
Kern-Kollaps-Supernova



NASA/JPL-Caltech/STScI/CXC/SAO

- 1 Kompressionsregionen während Explosion: Schockwelle, Fusionsreaktionen bis Fe
- 2 Neutroneneinfang: Viele Neutronen, schnelle Reaktionen, Zeitskala deutlich kürzer als Betazerfall: **r-Prozess** (für "rapid"). Alle schweren Elemente jenseits von Fe

Supernova-I-Nukleosynthese

Weiße Zwerge als Doppelstern:
Supernova Typ Ia

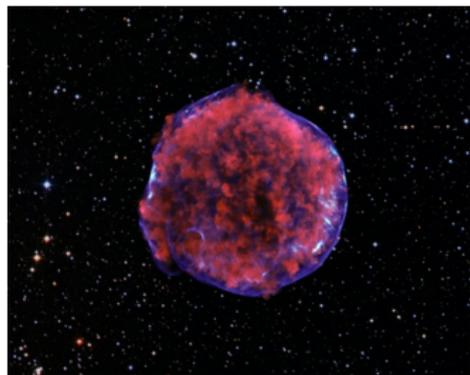


Bild: X-ray: NASA/CXC/Rutgers/K.Eriksen et al.;
Optical: DSS

“Reaktionswelle” der Explosion pflanzt sich durch das Material fort, löst Fusionsreaktionen aus.

Unterschied zu Kernkollaps:
Ausgangskerne leichter (bis $\approx C$),
Temperaturverhältnisse anders

AGB-Sterne

massearme Sterne, $M < 8 M_{\odot}$

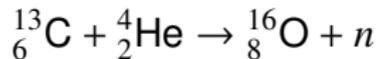


Bild: ESO

Vor der Nebel-Bildung, nach
Ende Helium-Brennen:

AGB-Stern (Asymptotic Giant
Branch)

Freie Neutronen erzeugt durch
Reaktionen wie



Neutronen lagern sich langsam
an: s-Prozess (von “slow”)

Kosmische Strahlung



Bild: H.E.S.S. Collaboration, Stefan Schwarzburg

Kosmische Strahlung: Protonen,
 ${}^4_2\text{He}$, 1% schwerere Kerne

Ursprung:
Supernova-Explosionen, aktive
Galaxienkerne — Details noch
Gegenstand der Forschung

Kollisionen kosmische Strahlung
mit Kernen (z.B. Spallation)
erzeugen bestimmte Elemente,
die anders nicht erhaltbar sind
(Beryllium, Bor. . .)

NS-NS-Verschmelzung

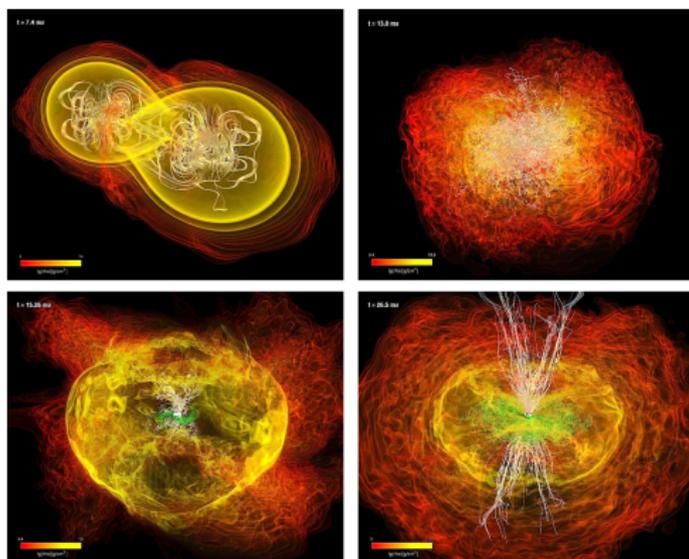
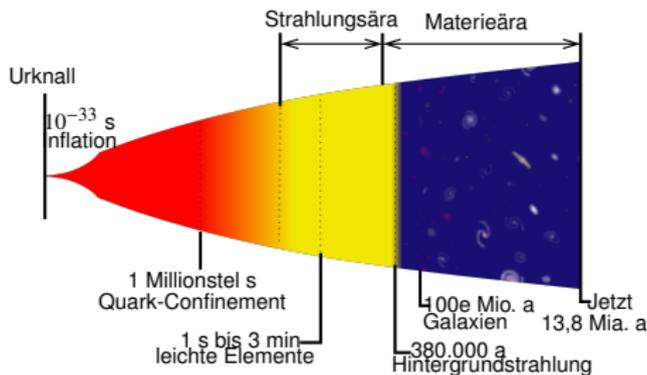


Bild: Rezzolla et al. 2011

Extrem Neutronenreiche Umgebung – viele r-Prozesse!

Primordiale Nukleosynthese

Hier Situation anders herum: Beliebige hohe Temperaturen, Photonen zerschließen alles, $\eta = 10^{-9}$



⇒ entspricht im Vergleich zum heutigen $kT = 0,2$ meV der Skalierung

$$1 + z = \frac{a(t_0)}{a(t)} \sim 4 \cdot 10^9$$

In realistischen Modellen entspricht das $t = 290$ s.

Nukleosynthese: Vergleich mit Beobachtungen

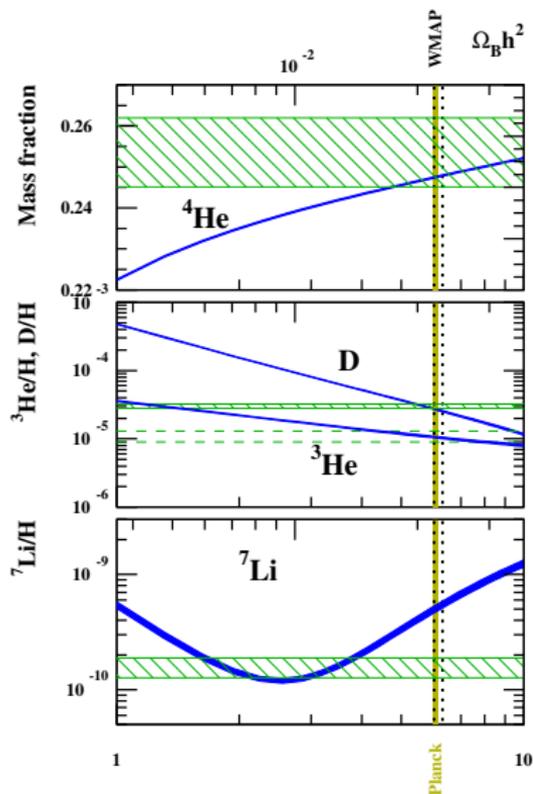
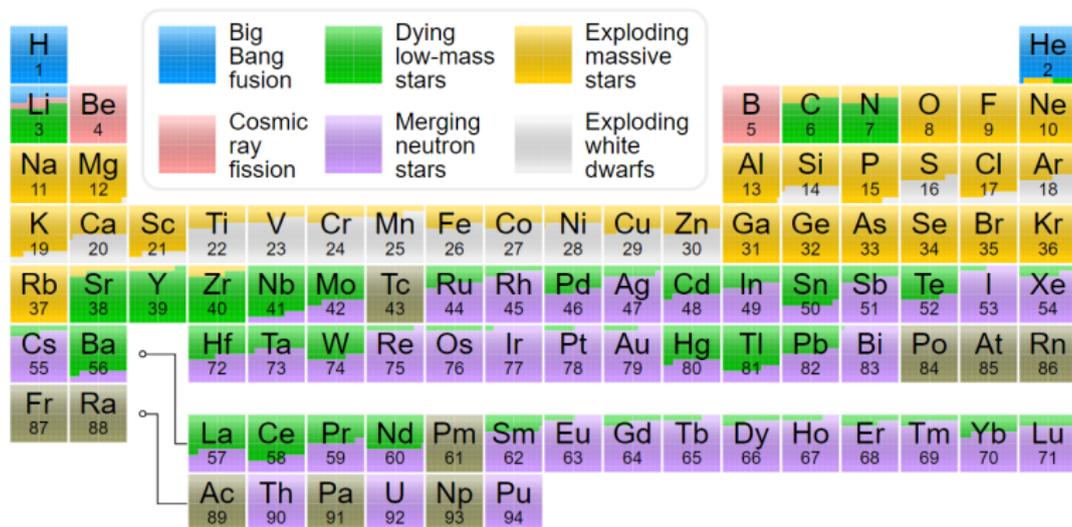


Abbildung links aus Coc 2016

Alles gut bis auf Lithium-7 –
niemand weiß derzeit, warum

Lösung Lithium-6-Problem: Lind
et al. 2013

Erzeugung schwerer Elemente



Periodic table showing origin of elements in the Solar System, based on data by Jennifer Johnson at Ohio State University via Wikimedia Commons unter Lizenz CC BY-SA 4.0

Verteilung schwerer Elemente im Weltraum

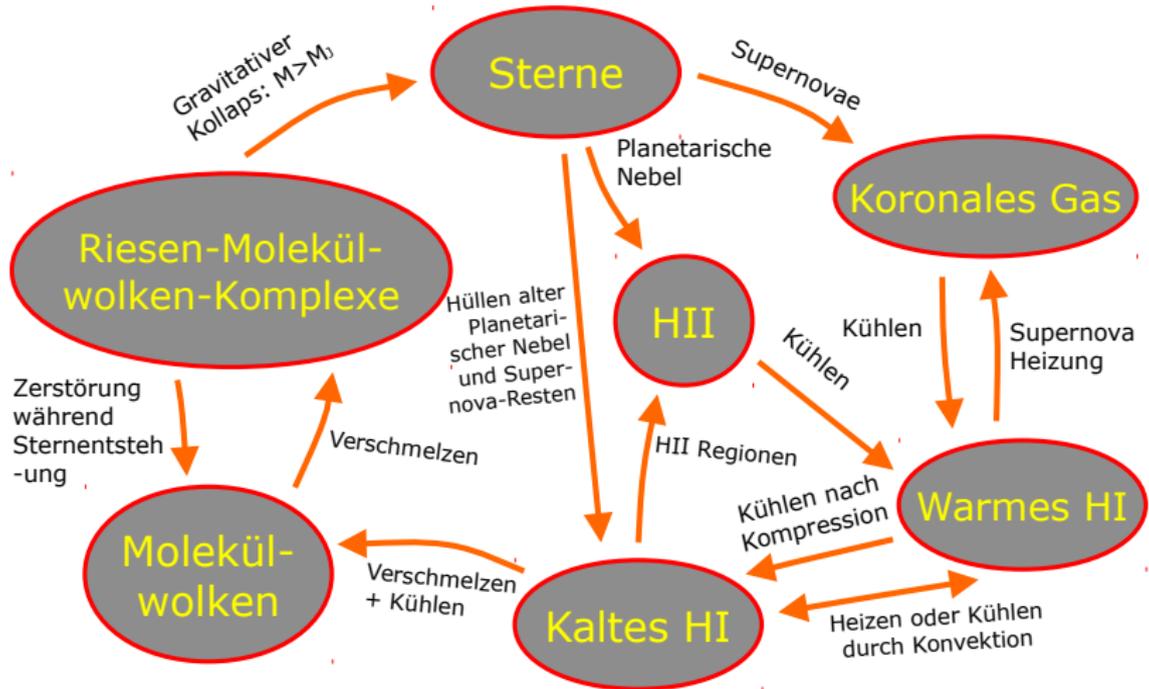


Abbildung aus Vorlesung 7, Galaxienentwicklung, K. Jahnke, 5.12.2017