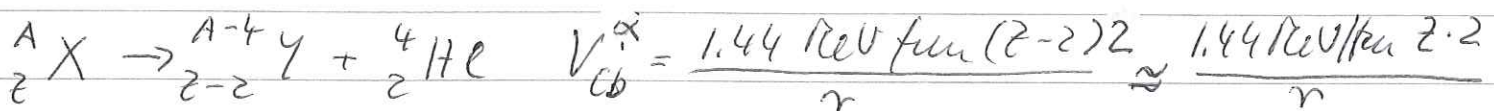


11. Kernspaltung und Fusion

11.1 Kernspaltung

Bindungsenergie in schweren Kernen macht es energetisch günstiger, in zwei kleinere Kerne aufzuspalten (7.5 MeV/Nukleon im Vergleich zu 8.5).
 für $A=200$ können ca. 200 MeV gewonnen werden pro Kern der in 2 Kerne mit Masse $A \approx 100$ spaltet.

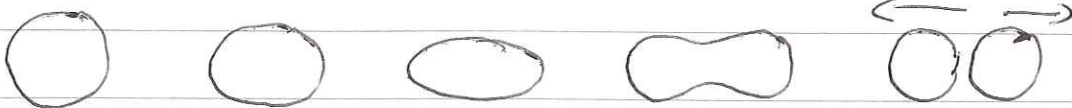
Aber: die meisten schweren Kerne sind entweder stabil (^{208}Pb) oder zerfallen durch α -Zerfall. Spontane Spaltung sehr langsam / selten, da Coulombbarriere für Spaltung sehr hoch.



$$V_{cb}^f : V_{cb}^\alpha = 2/8 \quad \text{bei } Z=92 \text{ (Uran)} \approx 11.5$$

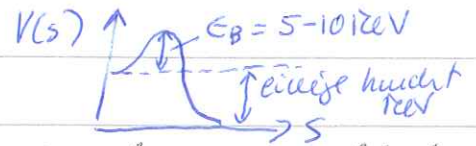
und Tunnelwahrscheinlichkeit exponentiell unterdrückt für Barrierenhöhe (siehe Aufgabenblatt)

Anderer Betrachtungsweise: Kern muß stark deformiert werden, bis Coulombrepulsion die beiden Hälften auseinander treibt



die meisten Kerne sind sphärisch oder moderat deformiert im Grundzustand $R_{1,2}; R_3 = 0.76$ für Deformation $\beta = 0.3$

Kerne versucht wie Flüssigkeitstropfen seine Oberfläche zu minimieren \leadsto sphärisch wenn genug Energie aufgebracht wird, um Oberflächenspannung zu überwinden \leadsto "induzierte Spaltung"

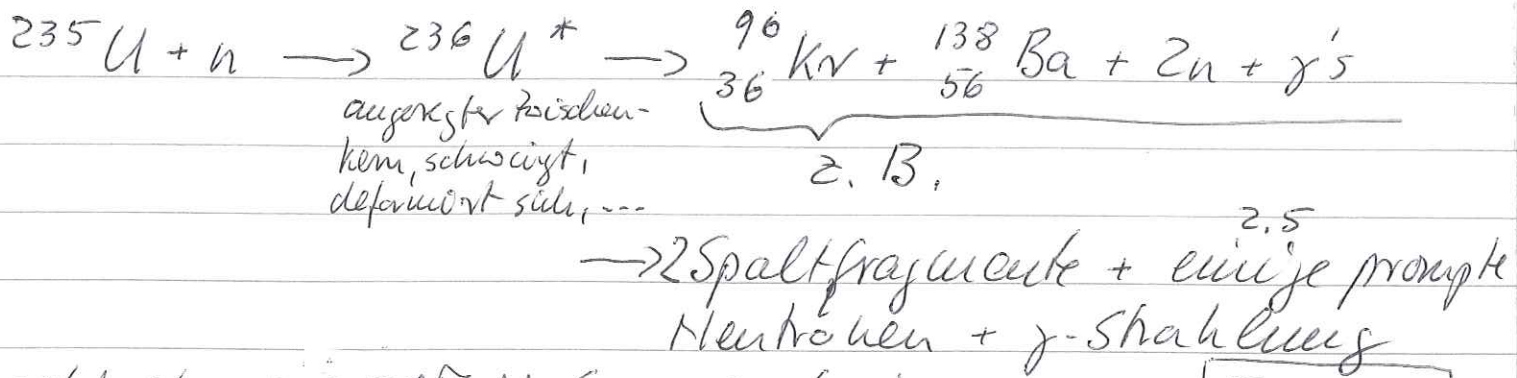


extern zugeführte Energie regt Oberflächenoszillationen an und wenn Auslenkung s aus Gleichgewichtsform zu groß \leadsto Spaltung statt Rückkehr zu Gleichgewichtsform (Analogie elastisches Limit)

Kernspaltung entdeckt durch O. Hahn, Lise Meitner, F. Straßmann 1938; Bombardierung von ^{235}U mit Neutronen führte nicht zu Produktion schwerer Atomkerne, sondern präzise chemische Analyse zeigt Präsenz von Barium ($Z=56, A=138$) zur großen Überraschung. Erklärung durch Lise Meitner als Spaltprodukt.

^{235}U spaltet leicht wenn es mit 'thermischen' Neutronen bombardiert wird.

'thermisch': kinetische Energie $\approx kT$
d.h. von Größenordnung $0.025 \text{ eV} \hat{=} v = 2000 \text{ m/s}$



setzt etwa 200-250 MeV Energie frei

→ Fig. 11-1

83% kinetische Energie Spaltfragmente

11% Ausgangsenergie

später freigesetzt in Form verzögerter Neutronen
 β^- - und γ -Zerfällen

2.5% kinetische Energie Neutronen

3.5% prompte γ -Strahlung

die emittierten Neutronen können weitere Spaltung induzieren, müssen dazu aber von $T_n = 1-2 \text{ MeV}$ auf thermische Energie abgebremst werden
 ~ dann Kettenreaktion

→ Fig 11-2

Wenn im Mittel 1 Neutron aus einer Spaltreaktion weitere Spaltung induziert: "kritische Reaktion"
 konstante Rate

> 1 superkritisch, Beschleunigung

< 1 subkritisch, Reaktion stirbt aus

Technologische Anwendung: Kernreaktor, (Kernwaffen), Antrieb U-Boote, ...

kontrollierte Spaltung von 1g ${}^{235}\text{U}$ setzt soviel Energie frei wie Verbrennung von 2.6 t Kohle
 ($\approx 25 \text{ MWh}$)

Prinzip: freigesetzte Energie in Spaltung \rightarrow kin.
 Energie Spaltfragmente \rightarrow Wärme \rightarrow treibt Turbine
 an \rightarrow elektrischer Generator
 Schiffs- oder Raketenantrieb

Technologische Gesichtspunkte:

- Minimierung Neutronenverlust: "Core" oder "Kern" des Reaktors muß groß genug sein. Es gibt eine "kritische Masse" (Oberfläche: Volumen $\propto 1/r$)
 Vollkugel von 15 kg ^{235}U mit Radius $r > 6\text{ cm}$ ist "kritisch"
 allerdings: der größte Teil des natürlichen Urans ist ^{238}U (99.3%), ^{238}U fängt Neutronen mit großem Wirkungsquerschnitt ein und spaltet danach nicht. Für ^{235}U ist der entstehende gg-Kern nach Neutroneneinfang durch Paarung viel stärker gebunden und daher höher angeregt bei ^{238}U umgekehrt. Höher angeregter Kern spaltet viel leichter. Für Reaktor benötigt man Uran das zumindest auf einige % ^{235}U angereichert ist.

- Abbremsung (Moderierung) der Neutronen bei gleichzeitiger Minimierung Einfang ausser durch ^{235}U .
 Moderierung durch elastische und inelastische Stöße mit Atomkernen. Optimal Wasserstoff (H oder D) in Wasser*; auch benutzt Kohlenstoff (Graphit)
 * hat allerdings als normale Wasserstoff großen Neutroneneinfangquerschnitt. D besser

- Abtreuoslänge in H_2O : 5.6 cm in C: 18.7 cm
- Kontrolle der Reaktionsrate: je nach Bedarf wird ein Neutronenabsorber weiter/weenigerweit in Reaktorkern gebracht werden. Steuerstäbe aus Cd oder B
 - Wärme muß abtransportiert werden, typischerweise Wasser

• Erster Reaktor: 1942 Dez. E. Fermi und Mitarbeiter, Univ. Chicago, 385 t Graphitblöcke in sphärischer Anordnung um 40 t U. keine Kühlung, einige kW Leistung → Fig 11-3

• natürlicher Reaktor vor ca $2 \cdot 10^9$ Jahren in heutiger Gabor durch Wassereintrich in einer U-Lagerstätte (damals noch 3% ^{235}U in nat. U) genügend Modemierung, braunte stabil ca $2 \cdot 10^5$ J.

Grund für Stabilität: stat. Schwankungen \leadsto gesteigerte Zahl Spaltungen \leadsto höhere Reaktorleistung und damit Erwärmung \leadsto Moderator (Wasser) dehnt sich aus \leadsto verminderte Moderatorwahrscheinlichkeit \leadsto weniger Neutronen abgetrennt \leadsto Einfangwahrscheinlichkeit reduziert und umgekehrt

Hb: selbes Prinzip der Modemierung trifft auf fast alle heute gebräuchlichen Reaktortypen zu (alle in D); nicht für graphitmoderierte Leichtwasserreaktoren die in der SU entwickelt wurden, Chernobyl typ (noch 16 in Betrieb) Fuehtronspmitip Reakt 11-4

11.2 Elementsynthese im Universum

o Primordiale Elementsynthese:

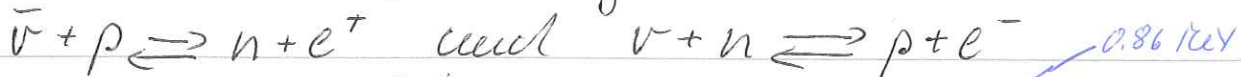
- ca $10 \mu\text{s}$ nach Big Bang (Urknall) ist Universum auf $T \approx 150 \text{ MeV} \approx 10^{12} \text{ K}$ abgekühlt und es findet ein Phasenübergang statt

Materie bestehend aus freien Quarks und Gluonen sowie e, ν, γ 'kristallisiert aus' indem sich q und \bar{q} zu Hadronen verbinden → [Fig 11-5]

wiederholen wir heute im Kleinen in z.B.

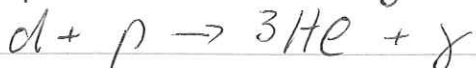
ALICE am LHC

- Hadronen zerfallen schnell, es bleiben nur p, n, \bar{p}, \bar{n} übrig; wegen eines geringen Materieüberschusses (noch nicht verstanden, woher) bleiben nach $p\bar{p}$ und $n\bar{n}$ Annihilation ein kleiner Bruchteil von p und n übrig. Solange T hoch genug stehen diese im Gleichgewicht



nach einigen Sekunden $T < 10^{10} \text{ K}$ zu niedrig für Reaktionen und Neutrinos entkoppeln und Neutronen beginnen zu zerfallen

- sobald $T \approx 1 \text{ MeV}$ bilden sich erste Atomkerne



da es keine stabilen $A=5$ Kerne gibt: hier Ende nur noch ganz wenig ${}^7\text{Li}$

sobald Neutronen aufgebraucht (zu Beginn der Nukleosynthese $p:n \approx 4:1$) stoppt Nukleosynthese ca. 3 Minuten nach Urknall

Kosmische Zusammensetzung:

75% (Gewicht) p

 $2 \cdot 10^{-5}$ d $8 \cdot 10^{-5}$ ${}^3\text{He}$ 24.5% ${}^4\text{He}$ $1.5 \cdot 10^{-10}$ ${}^7\text{Li}$

} primordiale Elemente,
sind heute noch da, Häufigkeit
in 1960er bis 1980er J. gemessen
+ Elektronen, Neutrinos, Photonen

- Universum kühlt weiter ab und expandiert, ansonsten passiert lange nichts bis bei $T \approx 3000\text{K} \hat{=} \frac{1}{4}\text{eV}$ nach ca. 400 000 J. neutrale Atome gebildet werden und damit Photonen entkoppeln \rightarrow kosmische Hintergrundstrahlung durch weitere Expansion des Universums heute nach $13.7 \cdot 10^9$ J. auf 3K abgekühlt
- $\text{p} + \text{e} \rightleftharpoons \text{H} + \gamma$ Rückreaktion stoppt

① Elementsynthese in Sternen

- für die ersten Millionen Jahre Strahlungsdruck $>$ Materiedichte, vermutlich bilden sich jetzt bereits durch Fluktuationen Regionen mit höherer Dichte dunkler Materie, Gravitation \rightarrow zunehmender Verdichtung

- nach ca. 10^8 J. Strahlungsdruck gering genug, daß sich auch das expandierende Gas der leuchtenden Materie um die dunkle Materie klumpen kann, Kontraktion durch Gravitation \rightarrow Gravierung des prästellaren Nebels bis T im Zentrum hoch genug für unklare pp-Fusion ist, ca. 10^7K $\text{p} + \text{p} \rightarrow \text{d} + \text{e}^+ + \nu$ (schwache WW)

Fusionsreaktion produziert Wärme, stoppt dadurch allmählich gravitativen Kollaps
 → stabile Brennphase: im Zentrum freigesetzte Fusionsenergie = Wärmestrahlung der Oberfläche (Energietransport zur Oberfläche dominant durch Strahlung)

die meisten Sterne, auch unsere Sonne, sind in dieser Brennphase: Verbrennen von Wasserstoff zu Helium

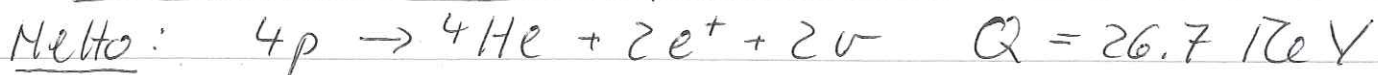
Sonne ist ein Hauptreihenstern moderater Größe und Temperatur

$$m_{\odot} = 2 \cdot 10^{30} \text{ kg} \quad T_c = 1.5 \cdot 10^7 \text{ K} \quad T_s = 5700 \text{ K}$$

$$\text{Luminosität } L = 3.8 \cdot 10^{33} \text{ erg/s} = 3.8 \cdot 10^{26} \text{ W}$$

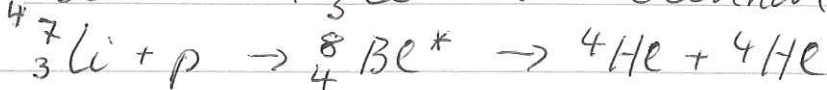
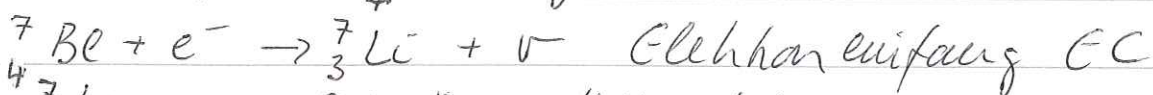
(massivere Sterne haben höhere Luminosität und verbrennen (erschöpften Wasserstoffvorrat) schneller)

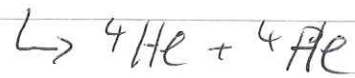
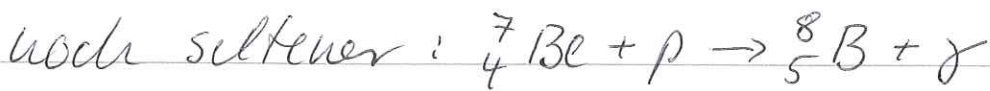
1938 erklärt H. Bethe Fusionsreaktionen in der Sonne:




pro Masse energetisch noch effizienter als Spaltung
 1 MeV/Nukleon \leftrightarrow 7 MeV/Nukleon

andere Reaktionen in der Sonne

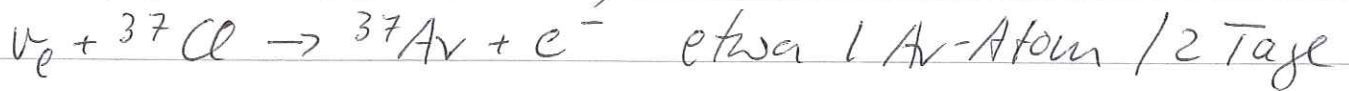




Reaktionen sichtbar durch solare Neutrinos!

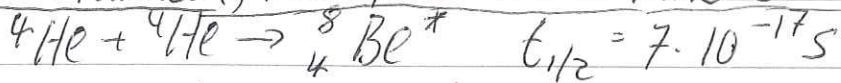
 Fig 11-6

solare Neutrinofluß auf die Erdoberfläche $10^{15}/\text{m}^2 \cdot \text{s}$
 erster Nachweis: R. Davis und Pitarek 1970
 Tank mit 615 t Perchloräthylen in Homestake
 Mine ($2 \cdot 10^{30}$ Cl-Atome)

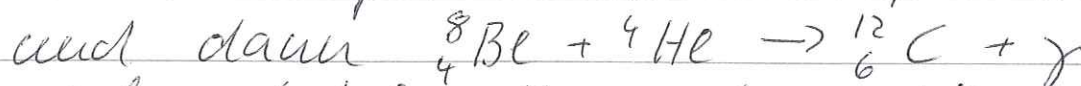


Sonne wird ca $15 \cdot 10^9$ J brennen, dann Brennstoff verbraucht.

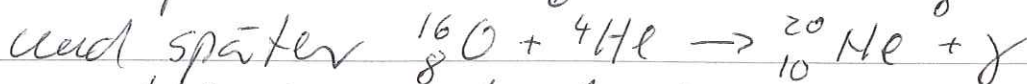
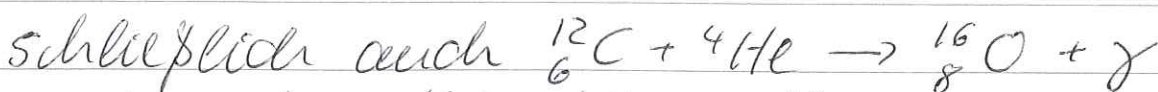
- wenn Stern groß genug: zentraler He-Kern
 kontrahiert wieder durch Gravitation wenn
 er dabei heiß genug wird, ca 10^8 K, beginnt
 He-Brennen generell: Fusionsreaktionen mit Hilfe of Coulomb barr.
 \rightarrow Tunneln, $P \propto \exp(-G)$ Gamow-Faktor $G \propto 1/VE$



trotzdem bildet sich stabile Konzentration
 ca 1 ${}^8\text{Be}$ pro 10^9 He (Salpeter 1952)



wieder stabile Brennphase $10^7 - 10^8$ J.



zusätzlich auch (α, n) und (α, p) -Reaktionen
 wegen zunehmender Coulombbarriere nimmt
 hier zuende.

11-10

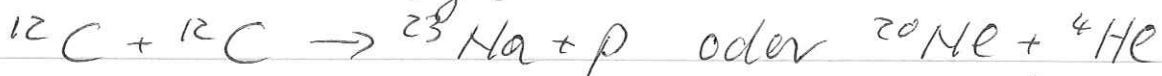
- wenn He verbraucht

→ kleine Sterne: Kontraktion bis Elektronendruck sie stoppt, keine innere Energiequelle, strahlen restliche Energie ab "weiße Zwerge" $m < 0,7 m_{\odot}$

→ größere Sterne: nächste Brennphase wird erreicht, wenn $T \approx 6 \cdot 7 \cdot 10^8 \text{ K}$ $m > 4 m_{\odot}$



andere wichtige Reaktionen



wenn $m > 10 m_{\odot}$ fängt bei $T \approx 2 \cdot 10^9 \text{ K}$ Sauerstoffbrennen an ${}^{12}_6\text{C} + {}^{16}_8\text{O}$ und ${}^{16}_8\text{O} + {}^{16}_8\text{O}$ Fusion

→ Elemente Mg, Si, P, S entstehen

- ab 10^9 K völlig neuer Reaktionstyp möglich:

γ -Zerfallsrate hoch genug für sogenannte photounkern Reaktionen (γ, n) (γ, p) (γ, α)

daraus resultierende p, n, α haben genügend hohe Energien und können leicht von Kernen eingefangen werden →

viel schnelleren Reaktionen als Fusion bilden Elemente bis zur Fe/Ni-Region (max BIA)

- Schwerere Elemente als Fe werden durch Neutroneneinfangreaktionen und β -Zerfälle erzeugt

1. langsamer Prozess - slow neutron capture → s-Prozess

sukzessive Neutroneneinfang und, wenn instabile Isotope produziert werden, β^- -Zerfall, Elementsynthese entlang des Stabilitätsstabs bis zu Blei, Schwerere

Kern α -instabil. Passiert in Sternen wie roten

→ [Fig. 11-7] Riesen

2. schneller Prozess - rapid neutron capture \rightarrow r-
 Prozess in Umgebung mit sehr hohem Neutronen-
 flu β $\approx 10^{32} / \text{m}^2 \cdot \text{s}$. Anlagerung von Neutronen
 viel schneller als radioaktive Zerf \ddot{a} lle;
 auch Elemente jenseits Blei und weitab von
 Tal der Stabilit \ddot{a} t, Grenze jenseits von Urani
 durch Spaltung, k \ddot{o} nnte in Supernovaexplosionen
 stattfinden? Viele Elemente werden durch Ex-
 plosion herausgeschleudert, \ddot{u} brig bleiben Neutronen-
 neu sterne (bis max $2 m_{\odot}$) oder schwarzes Loch.
 (Fig. 11.7.)

wo kommen die Neutronen z.B. f \ddot{u} r s-Prozess her?
 Reaktionen wie ${}_{10}^{22}\text{Ne} + \alpha \rightarrow {}_{12}^{25}\text{Mg} + n$

Elemente eher auf der protonreichen Seite werden
 durch sogenannten p-Prozess produziert
 (p,n) und (p, γ)-Reaktionen

Multispektrale i. Sternensystem \Rightarrow [Fig. 11.8]