



# Nukleosynthese

Christian Franik

LMU Munich, Faculty of physics, USM

January 30, 2013





Einleitung: Elementhäufigkeiten

Primordiale Nukleosynthese

Hydrostatische Brennphasen in Sternen

Wasserstoff-Brennen

Helium-Brennen

Kohlenstoff-Brennen

Neon- und Sauerstoff-Brennen

Silizium-Brennen

Nukleosynthese mit Neutronen

s-Prozess

r-Prozess

Explosive Nukleosynthese



## Einleitung: Elementhäufigkeiten

### Primordiale Nukleosynthese

### Hydrostatische Brennphasen in Sternen

Wasserstoff-Brennen

Helium-Brennen

Kohlenstoff-Brennen

Neon- und Sauerstoff-Brennen

Silizium-Brennen

### Nukleosynthese mit Neutronen

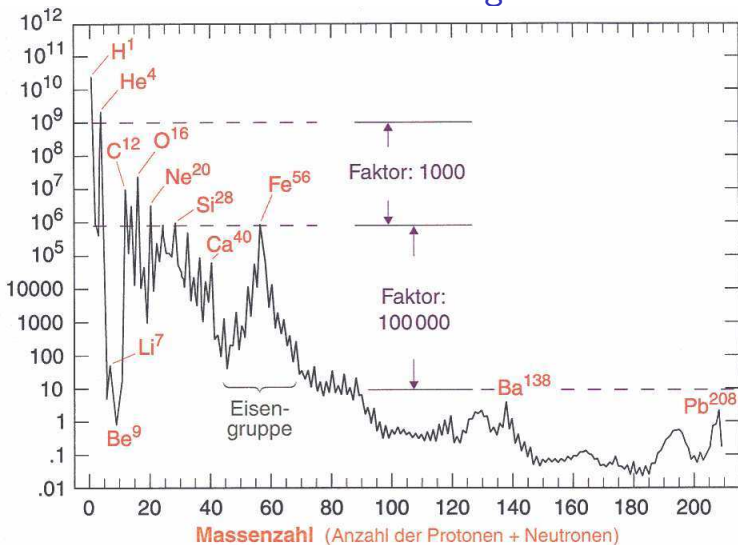
s-Prozess

r-Prozess

### Explosive Nukleosynthese



## Solare Elementhäufigkeiten





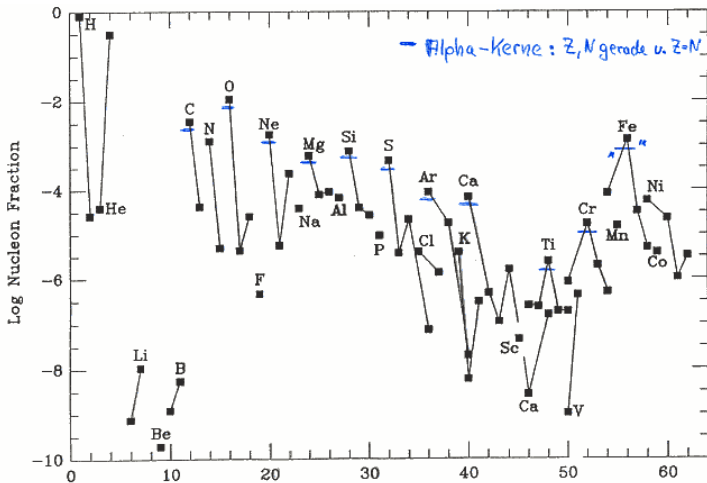
## Elementhäufigkeiten

Vergleich von Sonne und anderen astron. Objekten:  
bemerkenswerte Übereinstimmungen

- H immer häufigstes Element, mit einem Anteil um 70%
- He immer zweithäufigstes Element, mit Anteil zwischen 24% und 30%
- Rest sog. Metalle, mit Anteilen immer  $\lesssim 0.06$
- Hinweise auf zwei verschiedene Stern-Populationen durch  $\alpha$ -Elemente ( $^{12}\text{C}$ ,  $^{16}\text{O}$ ,  $^{20}\text{Ne}$ , etc.) s. Grafik
- Selbst sehr schwere Elemente zeigen sehr genau solare Häufigkeit



## Alpha-Kerne





## Schlussfolgerungen

- Entstehungsgeschichte der Elemente innerhalb der Galaxien weitgehend ortsunabhängig
- Nur wenige Entstehungsmechanismen für bestimmte Elemente
- Maximal einige Prozent an Metallen bisher vorhanden
- Grundbausteine H und He seit dem Urknall vorhanden



Einleitung: Elementhäufigkeiten

Primordiale Nukleosynthese

Hydrostatische Brennphasen in Sternen

Wasserstoff-Brennen

Helium-Brennen

Kohlenstoff-Brennen

Neon- und Sauerstoff-Brennen

Silizium-Brennen

Nukleosynthese mit Neutronen

s-Prozess

r-Prozess

Explosive Nukleosynthese



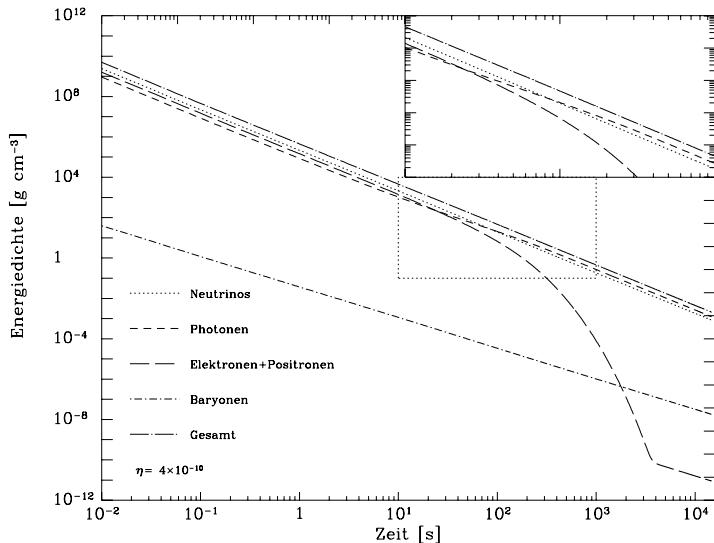


## Das frühe Universum ( $t \lesssim 100s$ )

- Energiedichte dominiert von Photonen
- Durch adiabatische Expansion ( $T \propto (1+z)$ ) Abkühlen des Strahlungsfeldes  $\Rightarrow$  Unterschreitung bestimmter Temperaturen ermöglicht Bildung und "Ausfrieren" von Teilchen
  - $t = 10^{-43} \dots 10^{-5}s$ ;  $T = 10^{32} \dots 10^{13}K$ :  
Unterscheidung zwischen den Teilchen ( $q, g, \nu, e, \gamma$ ) kaum sinnvoll
  - $t = 10^{-5}s$ ;  $T = 10^{13}K \approx 1\text{GeV}$ :  
Entstehung der Nukleonen (Baryogenese)
  - $t \approx 1s$ ;  $T \approx 10^{10}K \approx 1\text{MeV}$ :  
Umwandlung zwischen Leptonen findet nicht mehr statt  $\Rightarrow$   
 $\frac{N_n}{N_p}$  sinkt durch Zerfall der Neutronen

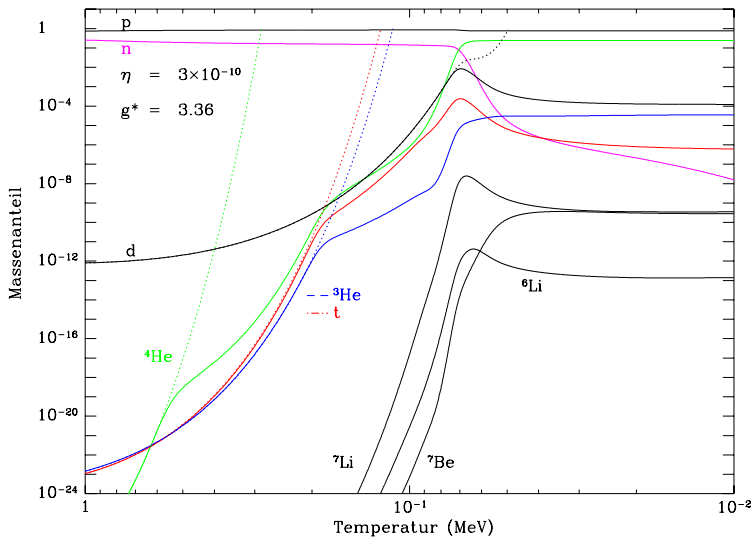


## Energiedichten verschiedener Konstituenten





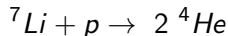
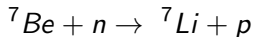
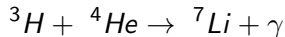
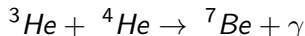
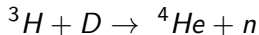
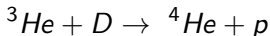
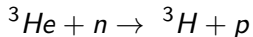
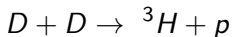
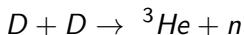
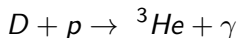
## Die BB-Nukleosynthese





## Die BB-Nukleosynthese II

Sobald die Temperatur unter etwa  $10^9\text{K}$  fällt (bei  $t \approx 100\text{s}$ ), kann D in größeren Mengen entstehen und die Nukleosynthese kann beginnen





Einleitung: Elementhäufigkeiten

Primordiale Nukleosynthese

Hydrostatische Brennphasen in Sternen

Wasserstoff-Brennen

Helium-Brennen

Kohlenstoff-Brennen

Neon- und Sauerstoff-Brennen

Silizium-Brennen

Nukleosynthese mit Neutronen

s-Prozess

r-Prozess

Explosive Nukleosynthese



Einleitung: Elementhäufigkeiten

Primordiale Nukleosynthese

**Hydrostatische Brennphasen in Sternen**

**Wasserstoff-Brennen**

Helium-Brennen

Kohlenstoff-Brennen

Neon- und Sauerstoff-Brennen

Silizium-Brennen

Nukleosynthese mit Neutronen

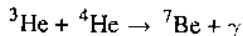
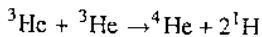
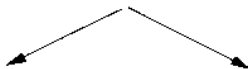
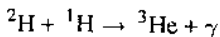
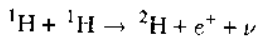
s-Prozess

r-Prozess

Explosive Nukleosynthese

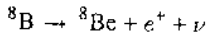
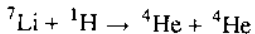
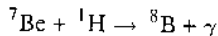
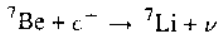
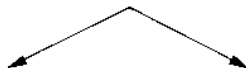


## pp-Ketten

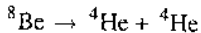


(pp1)

(18.62)



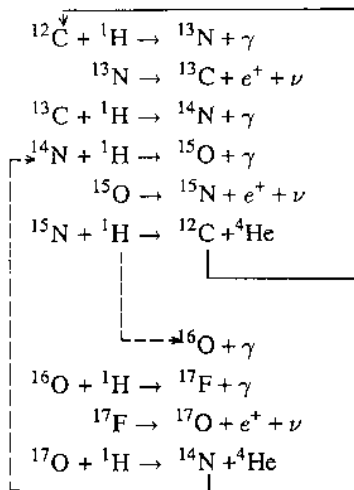
(pp2)



(pp3)



## CNO-Zyklen







Einleitung: Elementhäufigkeiten

Primordiale Nukleosynthese

Hydrostatische Brennphasen in Sternen

Wasserstoff-Brennen

**Helium-Brennen**

Kohlenstoff-Brennen

Neon- und Sauerstoff-Brennen

Silizium-Brennen

Nukleosynthese mit Neutronen

s-Prozess

r-Prozess

Explosive Nukleosynthese



## Helium-Brennen

$3\alpha$ -Prozess, der  $^{12}\text{C}$  synthetisiert.

- Zuerst findet  $^4\text{He} + ^4\text{He} \rightleftharpoons ^8\text{Be}$  statt. Dies ist eine Gleichgewichtsreaktion, bei der die Häufigkeiten der Reaktanten  $^8\text{Be}/^4\text{He} \approx 10^{-9}$  betragen
- Dieser Anteil reicht aus, damit  $^8\text{Be} + ^4\text{He} \rightleftharpoons ^{12}\text{C}^* \rightarrow ^{12}\text{C} + \gamma$  ablaufen kann
- Weitere  $\alpha$ -Einfangreaktionen sind  $^{12}\text{C}(\alpha, \gamma)^{16}\text{O}$  und  $^{16}\text{O}(\alpha, \gamma)^{20}\text{Ne}$ , welche je nach Sternmasse und zeitlichem Temperaturverlauf verschiedene Anteile an C, O und Ne hinterlassen.
- Sekundäre Prozesse sind  $^{14}\text{N}(\alpha, \gamma)^{18}\text{F}(\beta^+)^{18}\text{O}(\alpha, \gamma)^{22}\text{Ne}(\alpha, n)^{25}\text{Mg}$  (Neutronenquelle!)



Einleitung: Elementhäufigkeiten

Primordiale Nukleosynthese

**Hydrostatische Brennphasen in Sternen**

Wasserstoff-Brennen

Helium-Brennen

**Kohlenstoff-Brennen**

Neon- und Sauerstoff-Brennen

Silizium-Brennen

Nukleosynthese mit Neutronen

s-Prozess

r-Prozess

Explosive Nukleosynthese



## Kohlenstoff-Brennen

Da das Paar  $^{12}\text{C} + ^{12}\text{C}$  die niedrigste Coulomb-Barriere besitzt, erwartet man sie als erste nach dem Helium-Brennen:

- Die beiden wichtigsten Kanäle sind  $^{12}\text{C}(^{12}\text{C}, p)^{23}\text{Na}$  und  $^{12}\text{C}(^{12}\text{C}, \alpha)^{20}\text{Ne}$
- Die produzierten  $p$  und  $\alpha$  werden sofort wieder eingefangen, vermutlich durch  $^{12}\text{C}(p, \gamma)^{13}\text{N} \rightarrow ^{13}\text{C} + \beta^+ \rightarrow ^{13}\text{C}(\alpha, n)^{16}\text{O}$  (Neutronenquelle!)
- Daneben gibt es noch viele Ausgangskanäle und Reaktionen, z.B.  $^{20}\text{Ne}(\alpha, \gamma)^{24}\text{Mg}$

$\Rightarrow ^{16}\text{O}, ^{20}\text{Ne}, ^{24}\text{Mg}$



Einleitung: Elementhäufigkeiten

Primordiale Nukleosynthese

**Hydrostatische Brennphasen in Sternen**

Wasserstoff-Brennen

Helium-Brennen

Kohlenstoff-Brennen

**Neon- und Sauerstoff-Brennen**

Silizium-Brennen

Nukleosynthese mit Neutronen

s-Prozess

r-Prozess

Explosive Nukleosynthese



## Neon- und Sauerstoff-Brennen

Da  $^{16}\text{O}$  ein doppelt magischer Kern ist, findet das Neon-Brennen noch vor dem Sauerstoff-Brennen statt:

- $\Rightarrow {}^{20}\text{Ne}(\gamma, \alpha){}^{16}\text{O}$  (die Umkehrreaktion ist ab  $T_9 \approx 1.3$  unterdrückt (Photodisintegration)) und  ${}^{20}\text{Ne}(\alpha, \gamma){}^{24}\text{Mg}$  verbrennen Neon
- Die beiden wichtigsten Kanäle des Sauerstoff-Brennens sind dann  ${}^{16}\text{O}({}^{16}\text{O}, \alpha){}^{28}\text{Si}$  und  ${}^{16}\text{O}({}^{16}\text{O}, p){}^{31}\text{P}$
- Die produzierten  $p$  und  $\alpha$  werden wie beim C-Brennen sofort wieder eingefangen, z.B. durch  ${}^{16}\text{O}({}^{16}\text{O}, p){}^{31}\text{P}$ ,  ${}^{28}\text{Si}(\alpha, \gamma){}^{32}\text{S}$  und  ${}^{24}\text{O}(\alpha, \gamma){}^{28}\text{Si}$

$\Rightarrow {}^{28}\text{Si}, {}^{32}\text{S}$



Einleitung: Elementhäufigkeiten

Primordiale Nukleosynthese

Hydrostatische Brennphasen in Sternen

Wasserstoff-Brennen

Helium-Brennen

Kohlenstoff-Brennen

Neon- und Sauerstoff-Brennen

**Silizium-Brennen**

Nukleosynthese mit Neutronen

s-Prozess

r-Prozess

Explosive Nukleosynthese



## Silizium-Brennen

Da  $^{28}\text{Si} + ^{28}\text{Si}$  wegen der hohen Coulomb-Barriere verhindert wird, findet das Silizium-Brennen hauptsächlich durch zwei Reaktionsketten statt:

- $^{28}\text{Si}(\gamma, \alpha)^{24}\text{Mg}(\gamma, \alpha)^{20}\text{Ne}(\gamma, \alpha)^{16}\text{O}(\gamma, \alpha)^{12}\text{C}(\gamma, \alpha)2\alpha$  stellt durch Photodisintegration  $\alpha$ -Teilchen für die zweite Kette zur Verfügung
- $^{28}\text{Si}(\alpha, \gamma)^{32}\text{S}(\alpha, \gamma)^{36}\text{Ar}(\alpha, \gamma)^{40}\text{Ca}(\alpha, \gamma)^{44}\text{Ti}(\alpha, \gamma)^{48}\text{Cr}$   
 $^{48}\text{Cr}(\alpha, \gamma)^{52}\text{Fe}(\alpha, \gamma)^{56}\text{Ni}$

⇒ Durch Beta-Zerfälle fast ausschließlich  $^{56}\text{Fe}$  übrig





Einleitung: Elementhäufigkeiten

Primordiale Nukleosynthese

Hydrostatische Brennphasen in Sternen

Wasserstoff-Brennen

Helium-Brennen

Kohlenstoff-Brennen

Neon- und Sauerstoff-Brennen

Silizium-Brennen

**Nukleosynthese mit Neutronen**

s-Prozess

r-Prozess

Explosive Nukleosynthese



## Nukleosynthese mit Neutronen

Nuklide mit  $A > 60$  können nicht mehr durch Fusion mit geladenen Teilchen erzeugt werden, da sie endotherm wären und die hohe Coulomb-Barriere immer höher wird:

- $\Rightarrow$  Neutronen-Einfänge führen zu  $(Z, A) + n \rightarrow (Z, A + 1) + \gamma$
- Ist  $(Z, A + 1)$  instabil, findet ein  $\beta$ -Zerfall statt:  
 $(Z, A + 1) \rightarrow (Z + 1, A + 1) + \bar{\nu}_e + e^-$
- Die Lebensdauern gegen Neutroneneinfang bzw.  $\beta$ -Zerfall bestimmen den Pfad in der Nuklidkarte:
  - $\tau_n \gg \tau_\beta \rightarrow$  s-Prozess
  - $\tau_n \ll \tau_\beta \rightarrow$  r-Prozess



Einleitung: Elementhäufigkeiten

Primordiale Nukleosynthese

Hydrostatische Brennphasen in Sternen

Wasserstoff-Brennen

Helium-Brennen

Kohlenstoff-Brennen

Neon- und Sauerstoff-Brennen

Silizium-Brennen

**Nukleosynthese mit Neutronen**

s-Prozess

r-Prozess

Explosive Nukleosynthese



## s-Prozess

Zwei Neutronenquellen wurden für den s-Prozess gefunden:

- $^{22}\text{Ne}(\alpha, n)^{25}\text{Mg}$ : Neon am Ende des Helium-Brennens bei Temperaturen von  $T_8 \gtrsim 4$  relativ häufig
- $^{13}\text{C}(\alpha, n)^{16}\text{O}$ :  $^{12}\text{C}$  am Ende des Heliumbrennens reichlich vorhanden. Zur Erzeugung von  $^{13}\text{C}$  sind Protonen erforderlich, welche man durch Mischen von wasserstoffreichem Material in die Gebiete mit Helium-Brennen erhält (AGB-Sterne)

Der Wirkungsquerschnitt für Neutroneneinfang steigt mit abnehmender Geschwindigkeit, also abnehmender Temperatur:

$$\sigma(v) \sim \frac{1}{v} \Rightarrow \langle \sigma v \rangle \approx \text{const.}$$

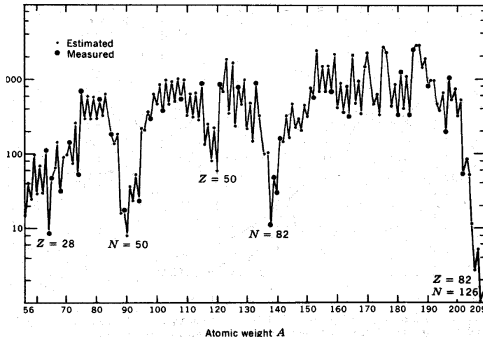


## s-Prozess

Aus der Ratengleichung für Neutroneneinfänge erhält man

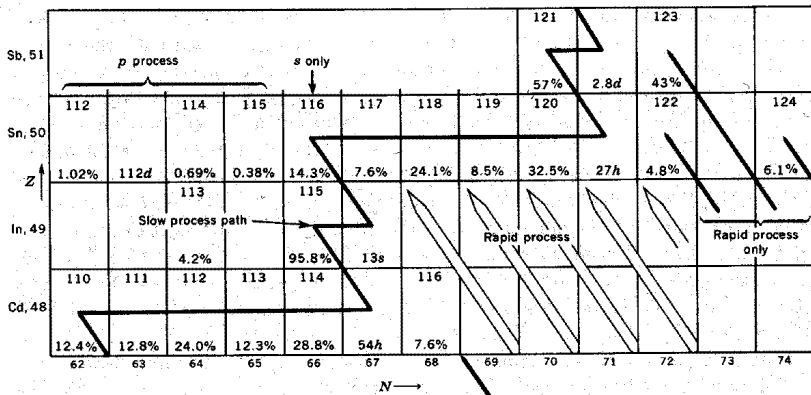
$$\frac{dN_A}{d\tau} = -\sigma_A N_A + \sigma_{A-1} N_{A-1}$$

mit  $d\tau = v_T N_n(t) dt$ . Diese Gleichung ist selbstregulierend.





## s-Prozess





## s-Prozess

Sog. *branching points* erlauben die Bestimmung von Neutronendichten und Temperaturen. Sie treten auf, wenn

$$\tau_n \approx \tau_\beta:$$

- "kleine" n-Dichte: s-Prozess vermeidet den  $\beta$ -instabilen Kern
- "große" n-Dichte: s-Prozess verläuft durch diesen Kern

⇒ Die Analyse der Häufigkeiten um diese Kerne lässt auf die Neutronendichte schließen

⇒ Ist diese bekannt, kann mit der gleichen Methode die Temperatur bestimmt werden, da für manche  $\beta$ -instabile Kerne  $\tau_\beta$  temperaturabhängig ist.



## s-Prozess

Die Entdeckung von neutralem  $^{99}\text{Tc}$  in AGB-Sternen zeigt, dass der s-Prozess wirklich dort stattfindet, da dessen Halbwertszeit nur maximal  $10^6$  Jahre beträgt.

Jedoch muss zwischen dieser 'Haupt-' und einer 'schwachen' Komponente unterschieden werden:

- Hauptkomponente: Für  $A \gtrsim 90$   
mit  $N_n \simeq 2 \cdot 10^8 \text{cm}^{-3}$ ,  $kT \simeq 25 \text{keV}$   
verantwortliche Neutronenquelle  $^{13}\text{C}(\alpha, n)^{16}\text{O}$
- schwache Komponente: Für  $56 \leq A \leq 90$   
mit  $N_n \simeq 7 \cdot 10^7 \text{cm}^{-3}$ ,  $kT \simeq 40 \text{keV}$   
verantwortliche Neutronenquelle  $^{22}\text{Ne}(\alpha, n)^{25}\text{Mg}$





Einleitung: Elementhäufigkeiten

Primordiale Nukleosynthese

Hydrostatische Brennphasen in Sternen

Wasserstoff-Brennen

Helium-Brennen

Kohlenstoff-Brennen

Neon- und Sauerstoff-Brennen

Silizium-Brennen

**Nukleosynthese mit Neutronen**

s-Prozess

r-Prozess

Explosive Nukleosynthese



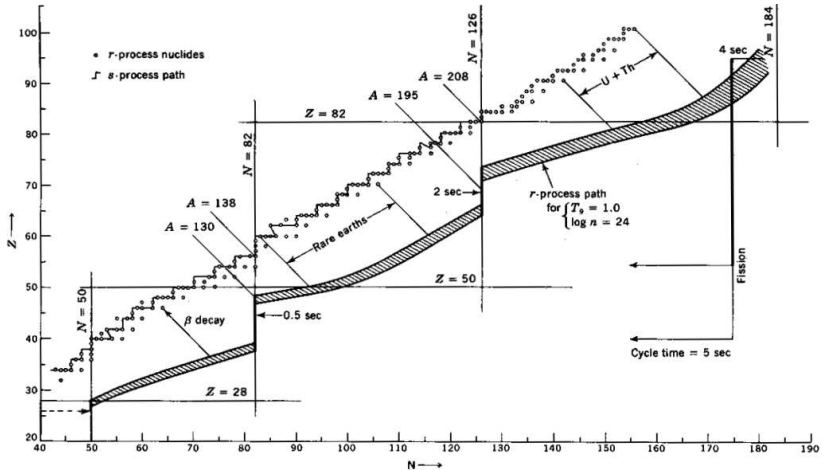
## r-Prozess

Wie schon erwähnt, definiert  $\tau_n \ll \tau_\beta$  den r-Prozess:

- Beginnend bei einem stabilen Saat-Kern  $(A, Z)$  entstehen durch schnell aufeinander folgende n-Einfänge n-reiche Kerne:  
 $(A, Z) + n \rightarrow (A + 1, Z) + n \rightarrow \dots \rightarrow (A + i, Z)$
- Ende der Einfänge, da die Wirkungsquerschnitte immer kleiner werden, vor allem für magische Kerne  $\Rightarrow$   
 $(n, \gamma) - (\gamma, n)$ -Gleichgewicht
- Sobald dies erreicht ist:  $\beta$ -Zerfall und die Einfänge gehen bei  $Z + 1$  weiter
- Nach der Bestrahlung durch die Neutronen wiederholte  $\beta$ - und  $\alpha$ -Zerfälle (für  $A \gtrsim 210$ ) Richtung Stabilitätstal
- Der Abstand der Häufigkeitspeaks für s- und r-Prozess erlauben Rückschlüsse auf die Neutronendichte (Solar:  $N_n \simeq 10^{20} \text{cm}^{-3}$ )



# r-Prozess





## r-Prozess

Da die meisten relativ erfolgreichen r-Prozess-Modelle Zeitskalen von nur Sekunden annehmen, geht man von explosiven Ereignissen aus (Supernovae, genauer Typ-II-SN). Für den genauen Ort des r-Prozesses gibt es zwei Möglichkeiten

- He-Brennschale
  - Durchqueren der SN-Schockfront produziert innerhalb weniger Sekunden die Neutronen
  - Jedoch gleiches Problem wie beim s-Prozess: Mischungsprozess vor der Supernova ist notwendig, der Protonen für die Produktion von  $^{13}\text{C}$  bereit stellt
- Nahe am, jedoch oberhalb der Grenze zwischen Kern und SN-Auswurfmaterial
  - $p(e^-, \nu_e)n$  stellt große Anzahl an Neutronen bereit
  - Jedoch können mit diesem Modell nicht alle Elementhäufigkeiten korrekt beschrieben werden.



Einleitung: Elementhäufigkeiten

Primordiale Nukleosynthese

Hydrostatische Brennphasen in Sternen

Wasserstoff-Brennen

Helium-Brennen

Kohlenstoff-Brennen

Neon- und Sauerstoff-Brennen

Silizium-Brennen

Nukleosynthese mit Neutronen

s-Prozess

r-Prozess

Explosive Nukleosynthese



## Explosive Nukleosynthese

Das sog. *Nuclear Statistical Equilibrium* (NSE) tritt dann ein, wenn alle starken und EM-WW von ihren jeweiligen Rück-WW ausbalanciert sind.

- nur möglich für  $T_9 \gtrsim 5$
- Häufigkeiten nicht durch Reaktionsraten bestimmt, sondern durch die Bindungsenergien

⇒ Häufigkeiten bestimmt durch Wahl von  $T$ ,  $\rho$ ,  $\bar{Z}/\bar{N}$

Für einen explodierenden C/O Weißen Zwerg führt NSE zur Produktion von hauptsächlich  $^{56}\text{Ni}$  ⇒ Überhäufigkeit von Elementen der Eisengruppe.



# Vielen Dank für die Aufmerksamkeit!

Quellen:

- E. M. Burbidge, G. R. Burbidge, W. A. Fowler, F. Hoyle (1957). "Synthesis of the Elements in Stars". *Reviews of Modern Physics* 29 (4): 547–650
- N. Langer, "Nucleosynthesis", Lecture Script 2012, Bonn University
- A. Weiss, "Nukleosynthese", Lecture Script 2008, MPA Garching