

# Nukleare Astrophysik

Atomkerne  $\leftrightarrow$  Astrophysik

## Beobachtung von Isotopen-Verteilungen

- Absorptionsspektren
- $\gamma$ -Astronomie
- Extrasolare Radionuklide
- Solare Isotopenhäufigkeiten
  - Sonnenspektrum
  - Meteoriten

## Nukleosynthese

- Urknall
- Sternbrennen (kein  ${}^2\text{He}$ ,  $A=5$ ,  ${}^8\text{Be}$  !!!)
  - Fusion  $p+p$ ,  $p+d$ , .....  $\alpha+\alpha+\alpha$ , .....  $\rightarrow {}^{56}\text{Ni}$
  - solare Neutrinos
- Supernovae
- explosive Nukleosynthese
  - s – Prozess (slow neutron capture)
  - r – Prozess (rapid neutron capture)
  - rp – Prozess (rapid proton capture)
  - p – Prozess (tatsächlich  $(\gamma,n)$ -Prozesse)

## Kernreaktionen mit geladenen Teilchen

- Coulomb Barriere
- Tunnelwahrscheinlichkeit
- Maxwell-Boltzmann Verteilung
- Bedeutsamer Energiebereich
- Resonanz-Reaktionen

## Experimente

- Direkte Reaktionen
  - Verbesserungen
- Umkehrreaktionen
- Transferreaktionen
- Methode mit dem „Trojanischen Pferd“

# Primordiale Nukleosynthese

## Urknall

Universum ist soweit abgekühlt, dass sich die **Nukleonen** gebildet haben.

Wegen der unterschiedlichen Masse  $\delta m = 0.8 \text{ MeV}$   
**mehr Protonen als Neutronen**

$$\frac{H(n)}{H(p)} = \exp(-\delta m / kT) \approx 1/6$$

außerdem  $n \rightarrow p + e^- + \bar{\nu}$   $\tau = 900\text{s}$

**keine Fusion n+n oder p+p möglich !!!**

solange  $T > 0.5 \text{ MeV}$  keine Fusion  $n + p \rightarrow d + \gamma$   
da nur  $Q = 2.2 \text{ MeV}$ , wird d wieder zerlegt durch  $\gamma$

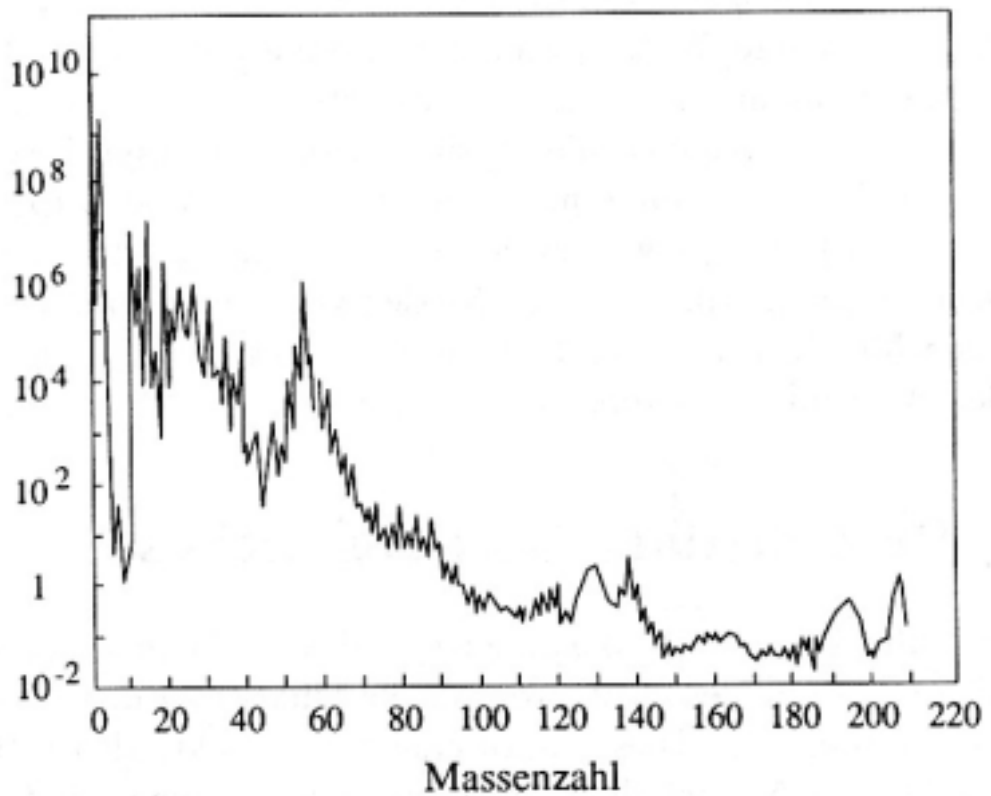
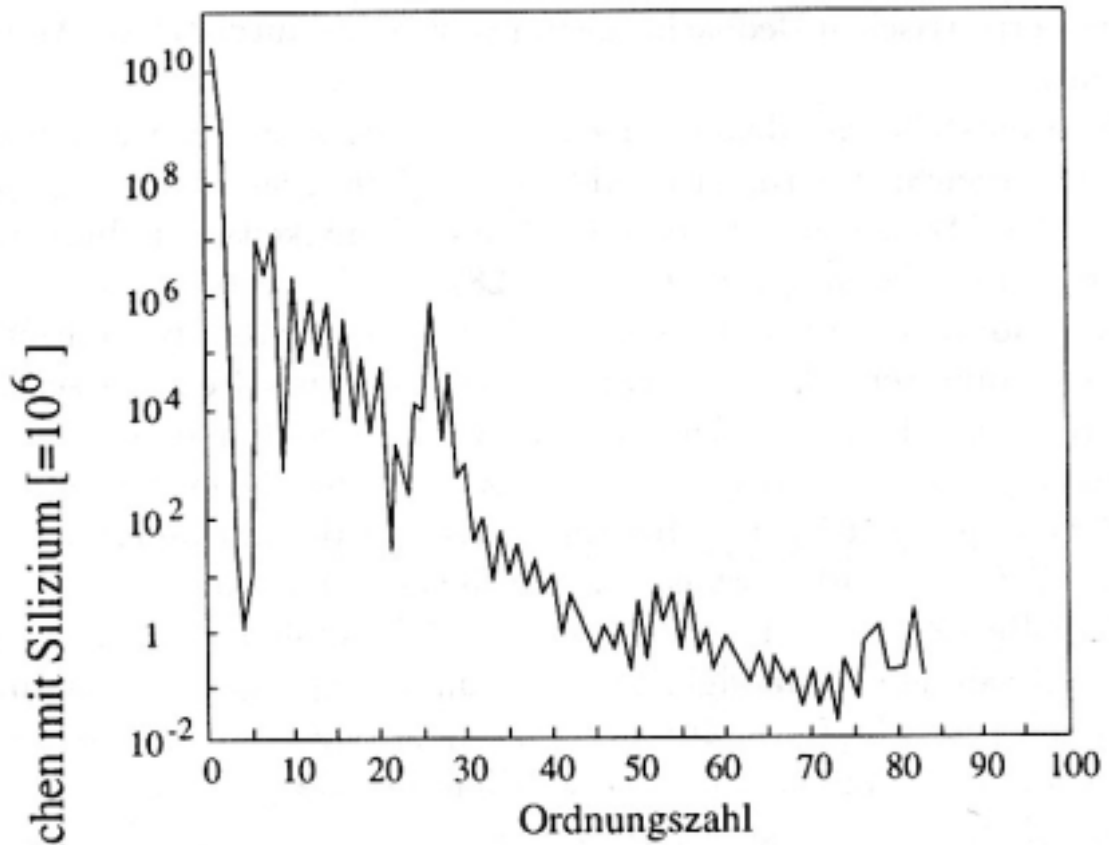
Erst ab  $kT \approx 0.4 \text{ MeV}$   $n + p \rightarrow d + \gamma$

dann sofort  $d + p \rightarrow {}^3\text{He} + \gamma$   
 $d + n \rightarrow {}^3\text{H} + \gamma$

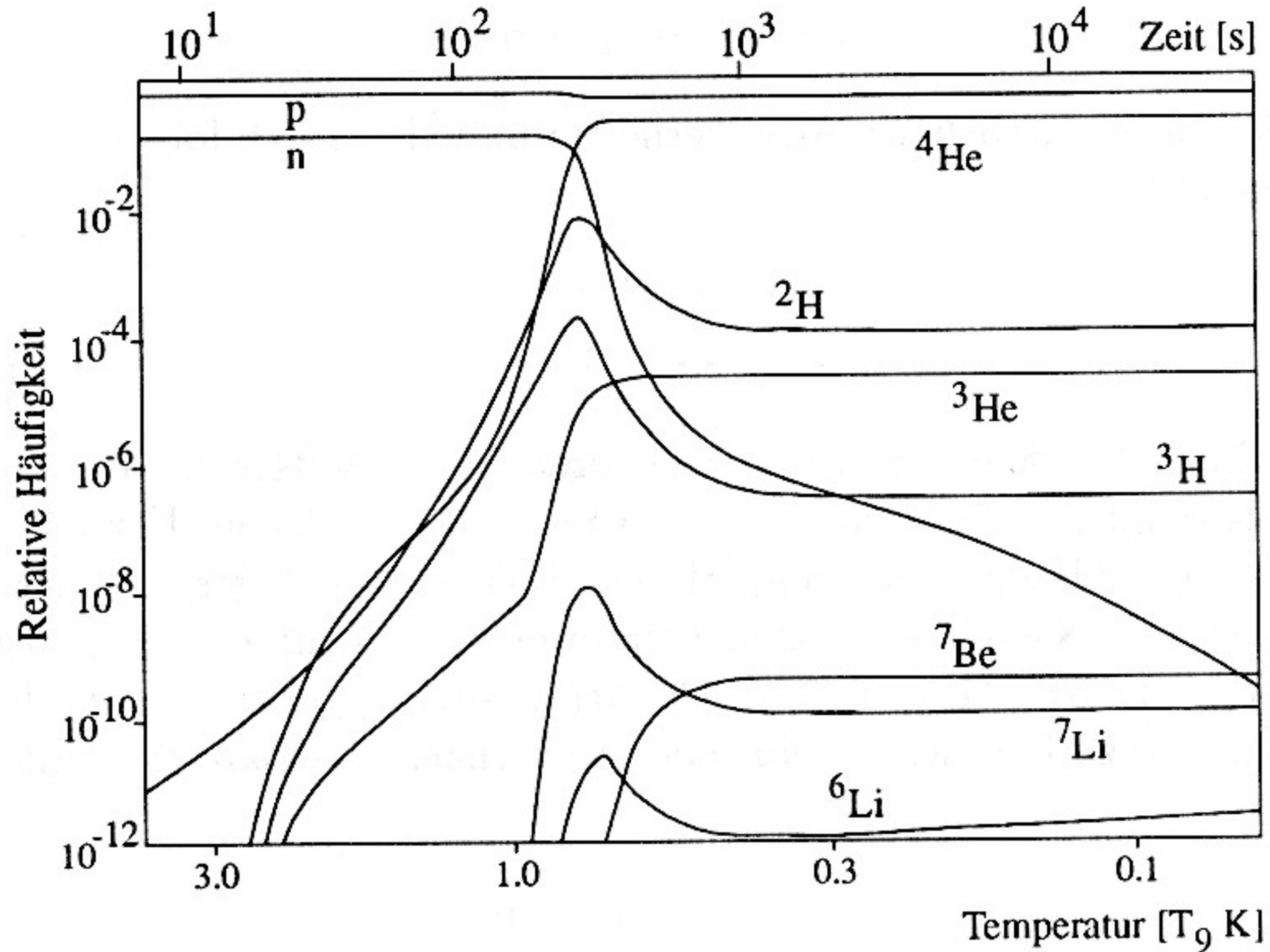
und  ${}^3\text{He} + n \rightarrow {}^4\text{He} + \gamma$   
 ${}^3\text{H} + p \rightarrow {}^4\text{He} + \gamma$

=> **Massenverhältnis:** **76% H**  
**24% He**  
**<0.1% "Metalle"**

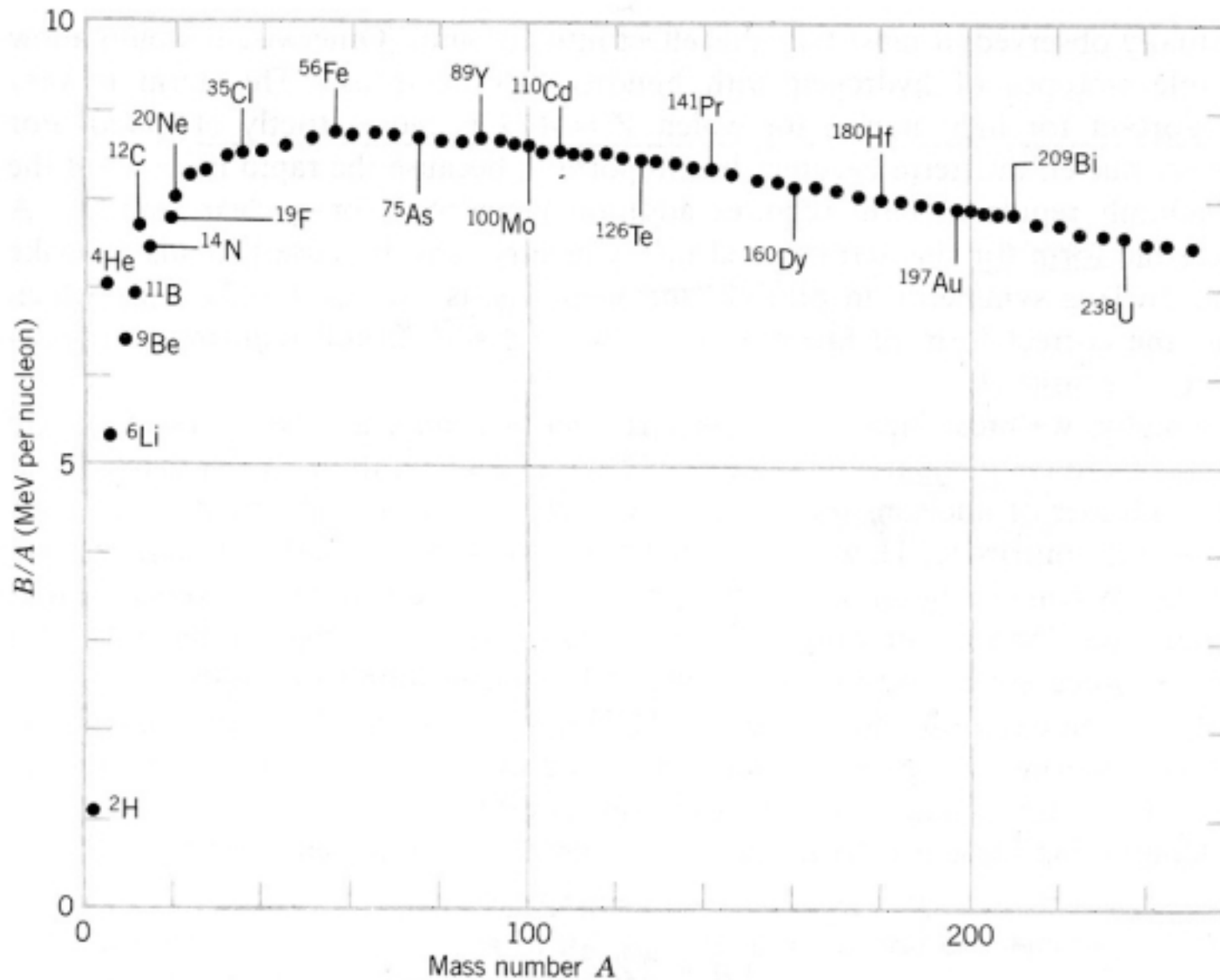
# Solare Häufigkeiten



# Urknall Nukleosynthese

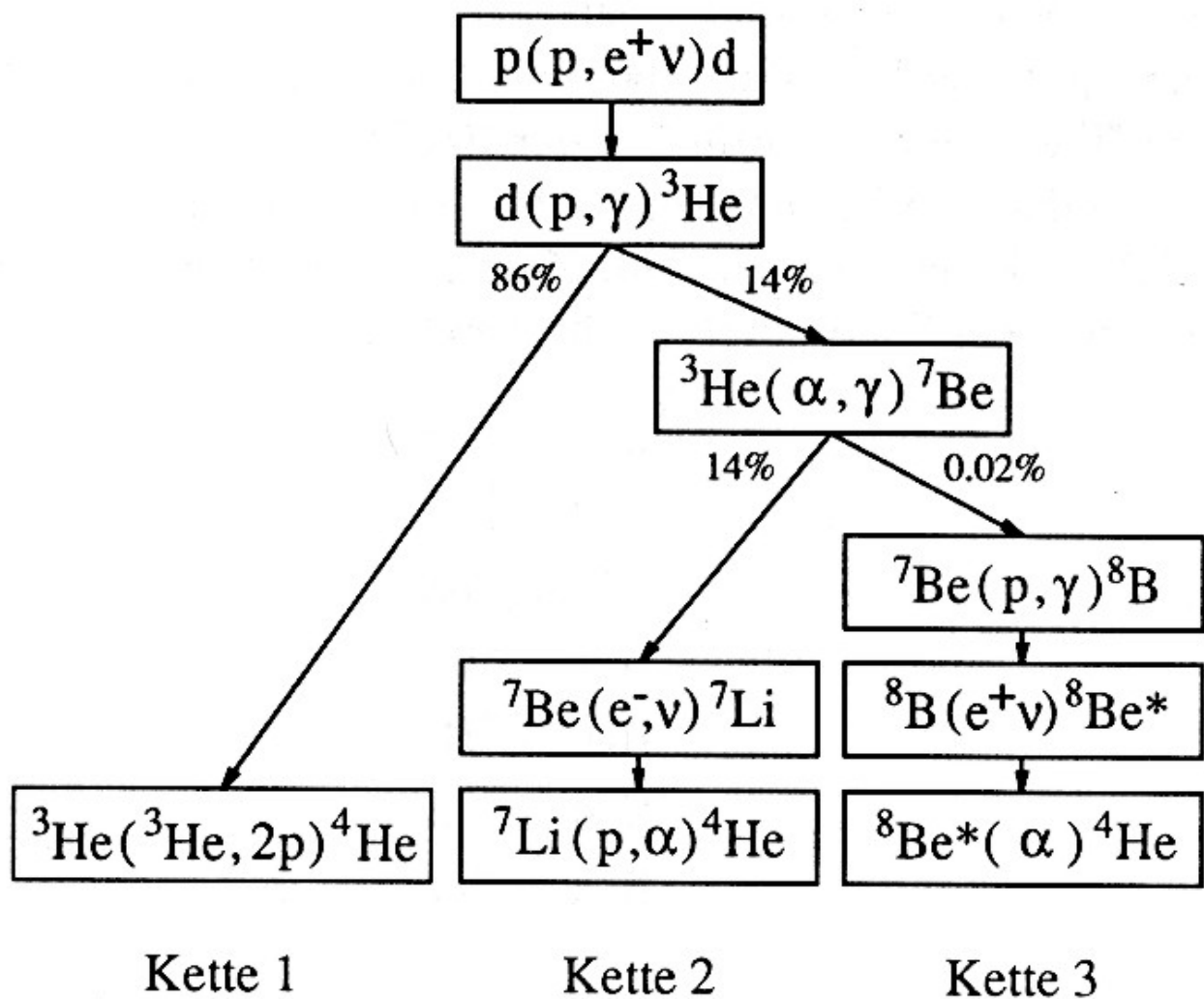


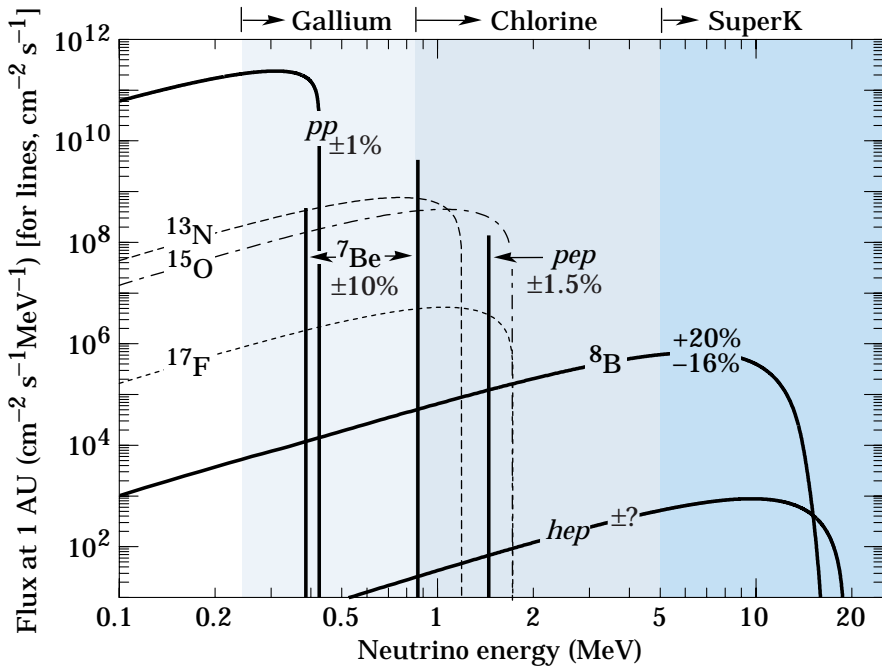
# Bindungs-Energie pro Nukleon



**Figure 3.16** The binding energy per nucleon.

# Proton-Proton Kette





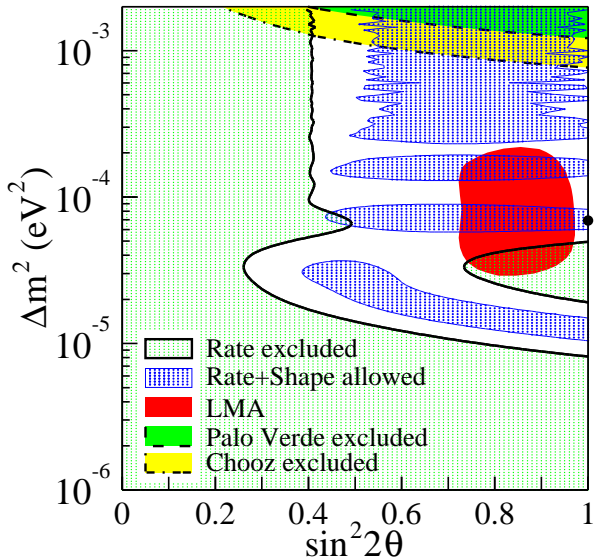


FIG. 6: Excluded regions of neutrino oscillation parameters for the rate analysis and allowed regions for the combined rate and shape analysis from KamLAND at 95% C.L. At the top are the 95% C.L. excluded region from CHOOZ [15] and Palo Verde [16] experiments, respectively. The 95% C.L. allowed region of the ‘Large Mixing Angle’ (LMA) solution of solar neutrino experiments [13] is also shown. The thick dot indicates the best fit to the KamLAND data in the physical region:  $\sin^2 2\theta = 1.0$  and  $\Delta m^2 = 6.9 \times 10^{-5}$  eV<sup>2</sup>. All regions look identical under  $\theta \leftrightarrow (\pi/2 - \theta)$  except for the LMA region.





# CNO Zyklus

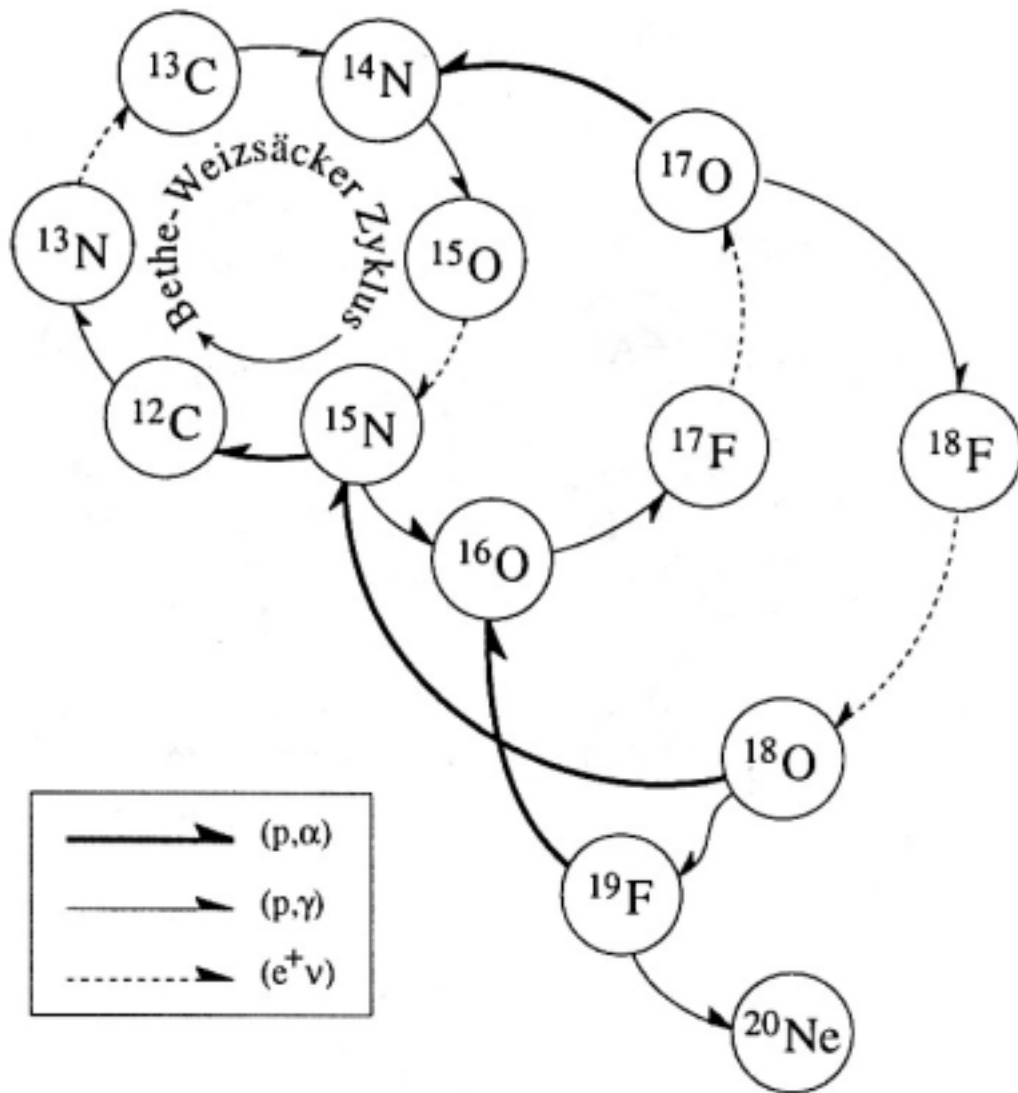


Abbildung 5.6 Der CNO-Zyklus

# NeNa und Mg Al Zyklus

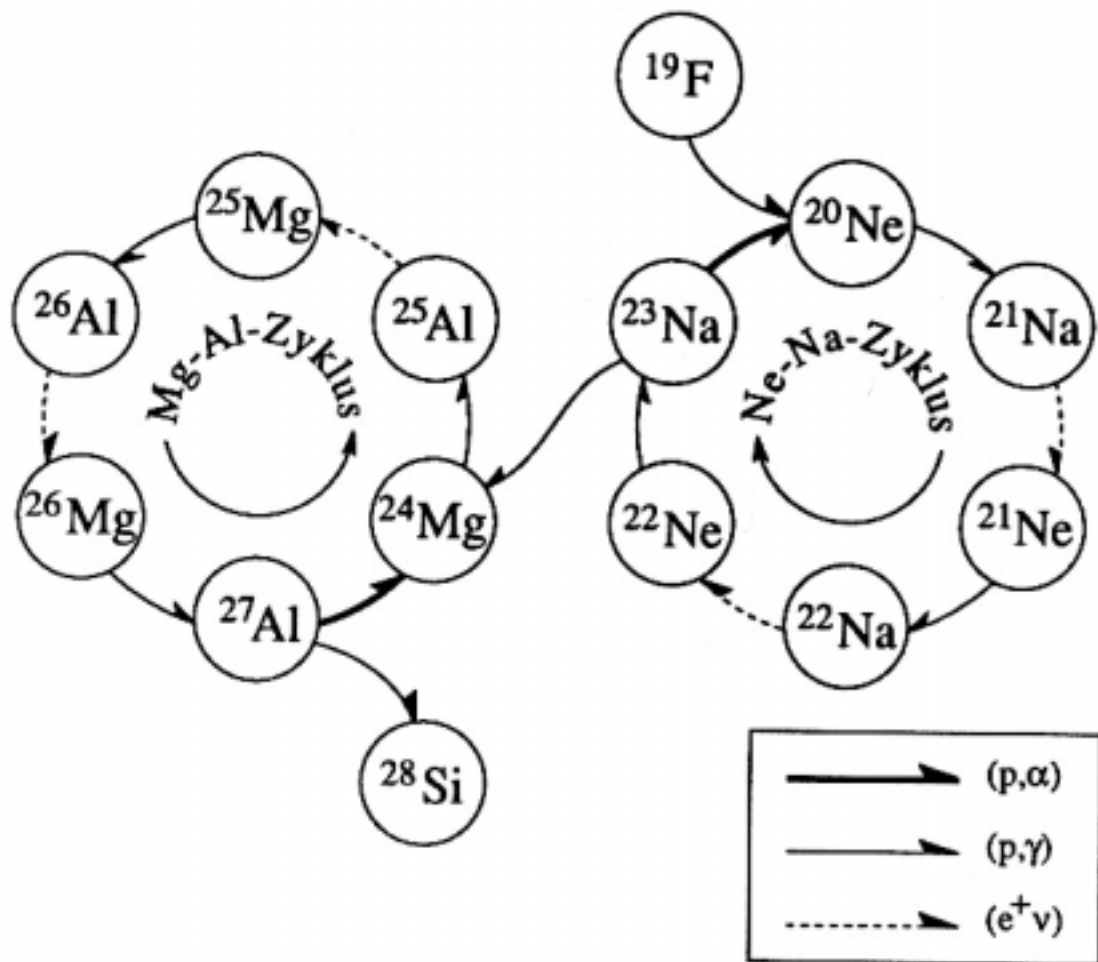
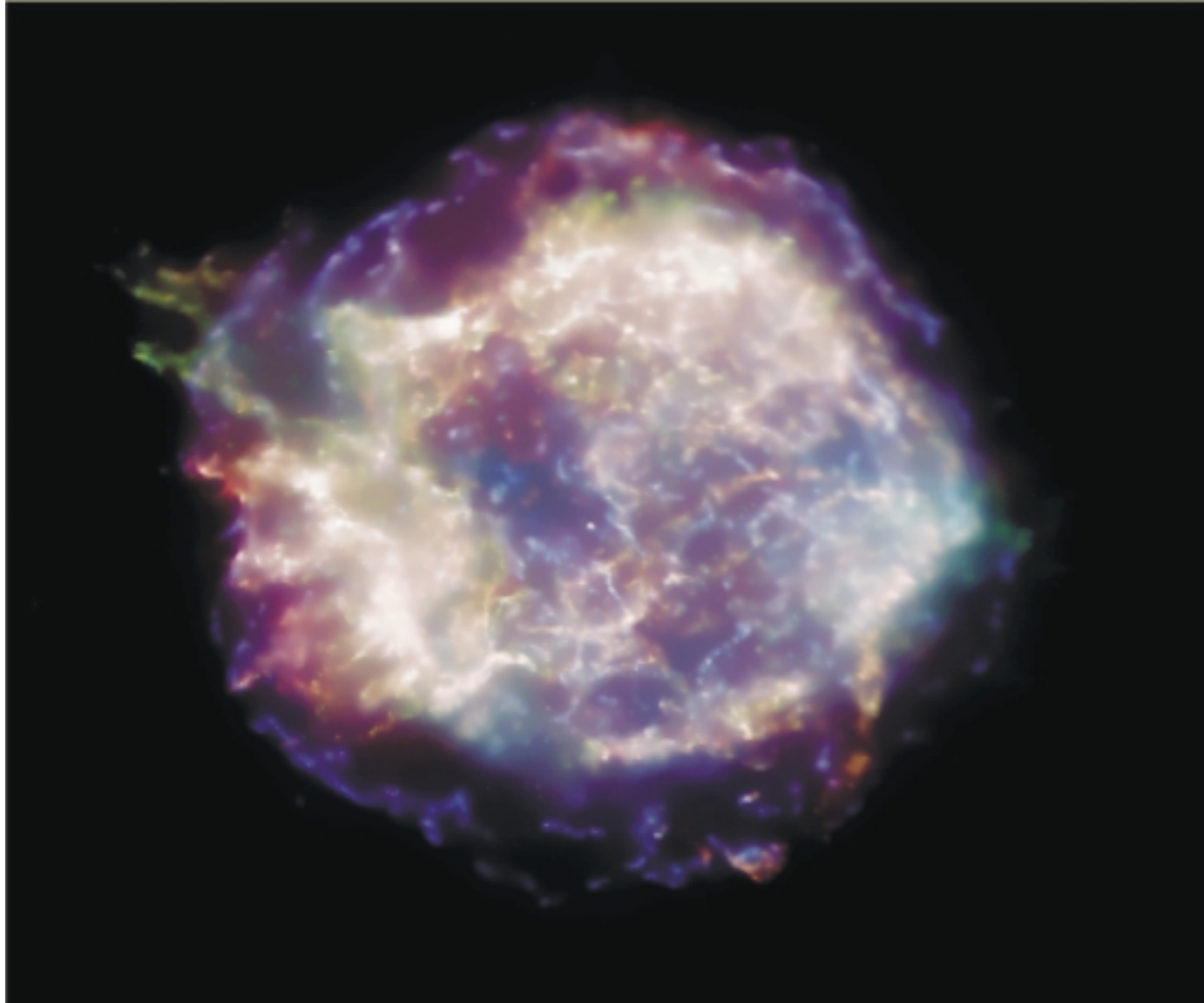


Abbildung 5.7 Der NeNa- und MgAl-Zyklus

# SN Überrest CAS A (x-rays)



# Gammas von Supernova

SN in CAS A vor 300 a



Cas A PH1 +2 +3 +4 +5 spectrum

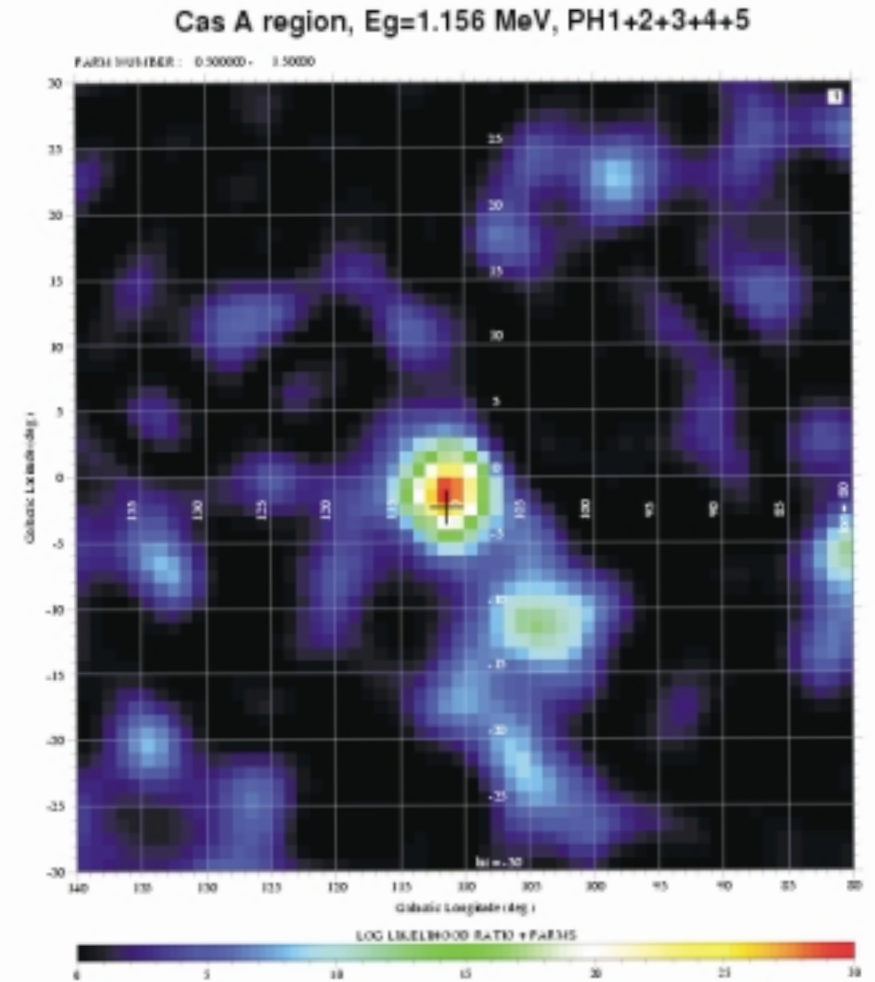
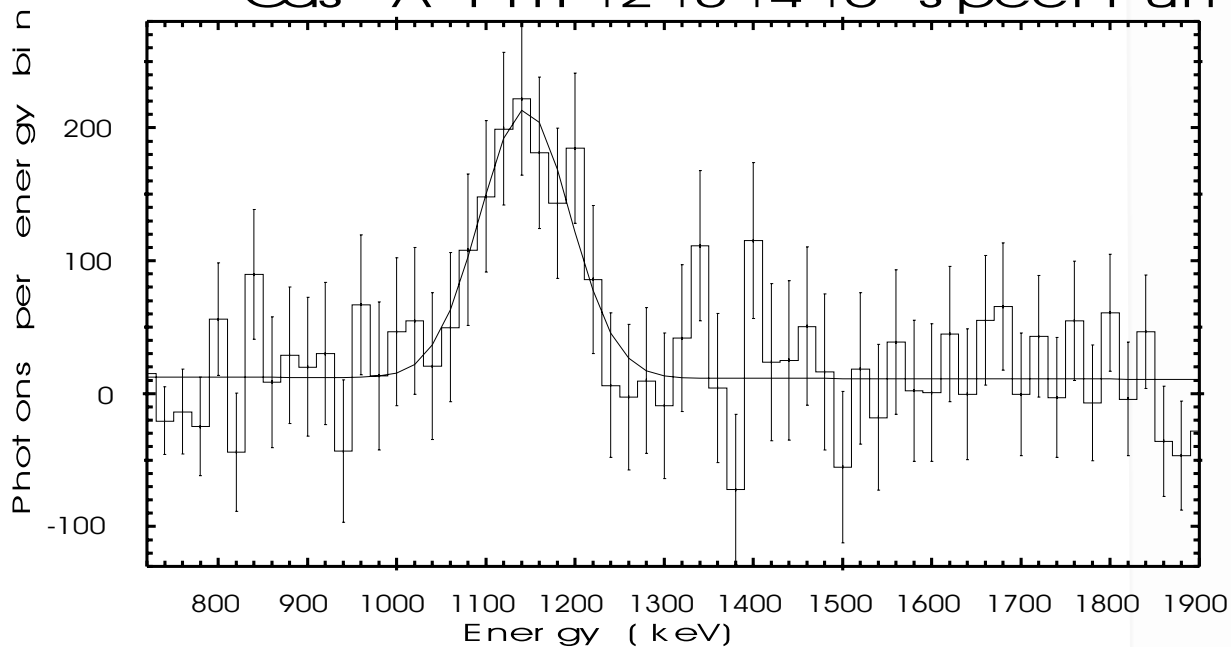


Figure 1. The youngest Galactic Supernova Remnant Cassiopeia A shining in the 1.16 MeV  $\gamma$ -ray line emission of the radioactive  ${}^{44}\text{Ti}$ , produced in the supernova explosion about 320 years ago. The cross marks position of Cas A. The first detection of Cas A in the  ${}^{44}\text{Ti}$  line emission was made by COMPTEL on-board Compton Gamma-Ray Observatory (Iyudin et al. 1994). This map was produced by combining COMPTEL data for  $\sim 6$  years of the CGRO mission (Iyudin et al. 1997). Galactic coordinate grid is overlaid.

# Neutron-Einfangsprozesse

## s-Prozess (slow neutron capture)

erzeugt Kerne bis  $^{209}\text{Bi}$   
niedrige Neutronendichte

He-Brennen ( $\alpha, n$ )

sukzessiver Einfang, bis  $\beta^-$ -Zerfall

Zeitskala Jahre

aus Verzweigungen, wo  $\tau(\beta) \approx \tau(\text{Einfang})$

Isotopenverhältnisse aus Gleichgewicht der Häufigkeiten

$$dH(A) = 0 = H(A-1) \cdot \sigma(A-1) - H(A) \cdot \sigma(A)$$

$$\Rightarrow \frac{H(A-1)}{H(A)} = \frac{\sigma(A)}{\sigma(A-1)}$$

$\Rightarrow$  diese lassen sich aus **experimentellen  $\sigma(n, \gamma)$**   
berechnen und abziehen  
übrig bleiben Nuklide des

## r-Prozess (rapid neutron capture)

erzeugt Kerne bis  $A \approx 250$ , die dann spalten

explosiver Prozess

hohe Neutronendichte

hohe Temperatur

Zeitskala Sekunden

wahrscheinlich bei **Supernovae** (Kollaps schwerer Sterne)

wahrscheinlich verschiedene Prozesse

einer bis  $A \approx 130$

einer bis  $A \approx 250$

**vom Experiment:**

$T_{1/2}$        $Q_\beta$        $\sigma(n, \gamma)$

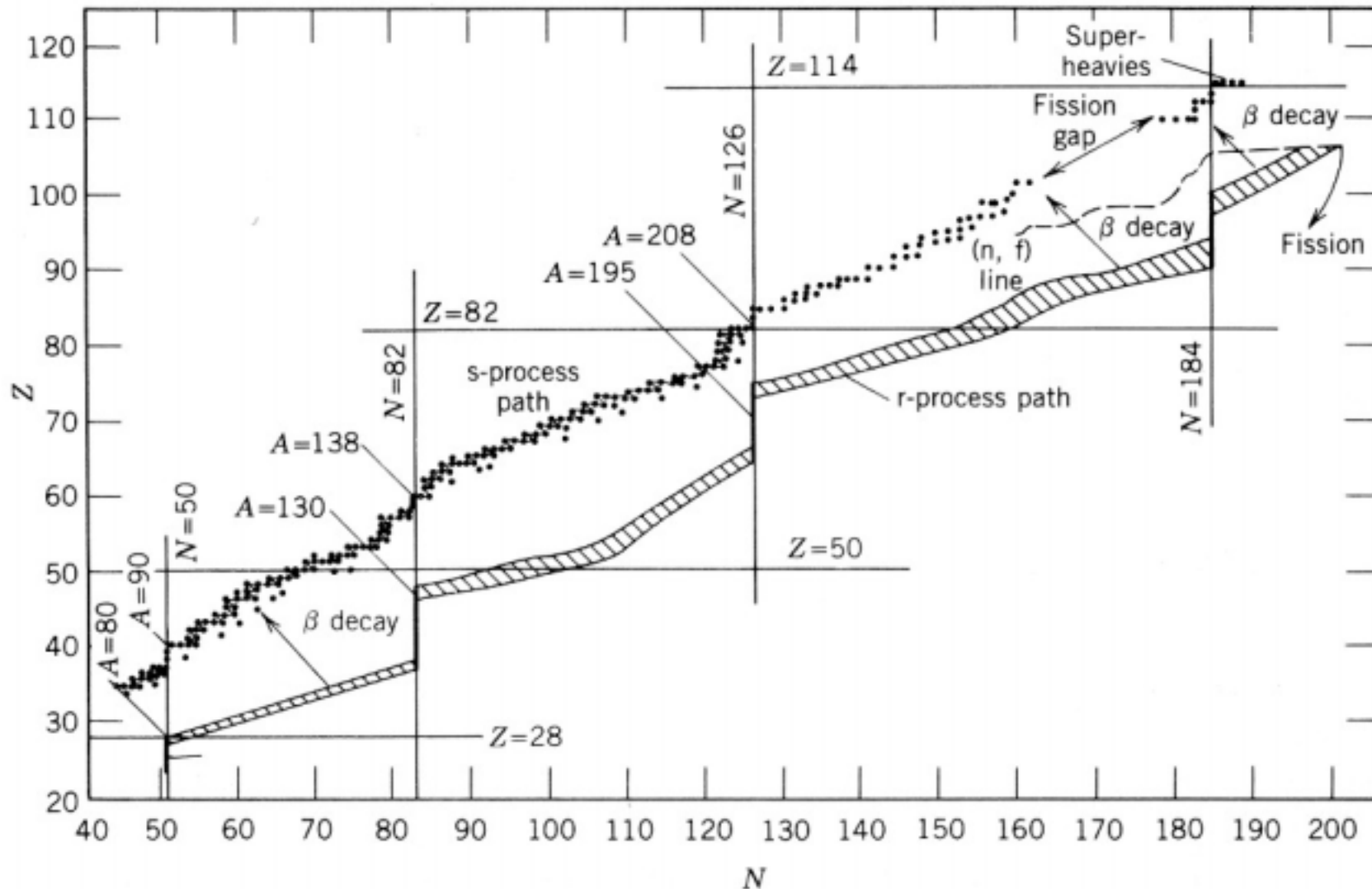
direkt kaum zugänglich

$\Rightarrow$  besseres Verständnis der **Kernstruktur**



# Neutron-Einfang: s-Prozess und r-Prozess

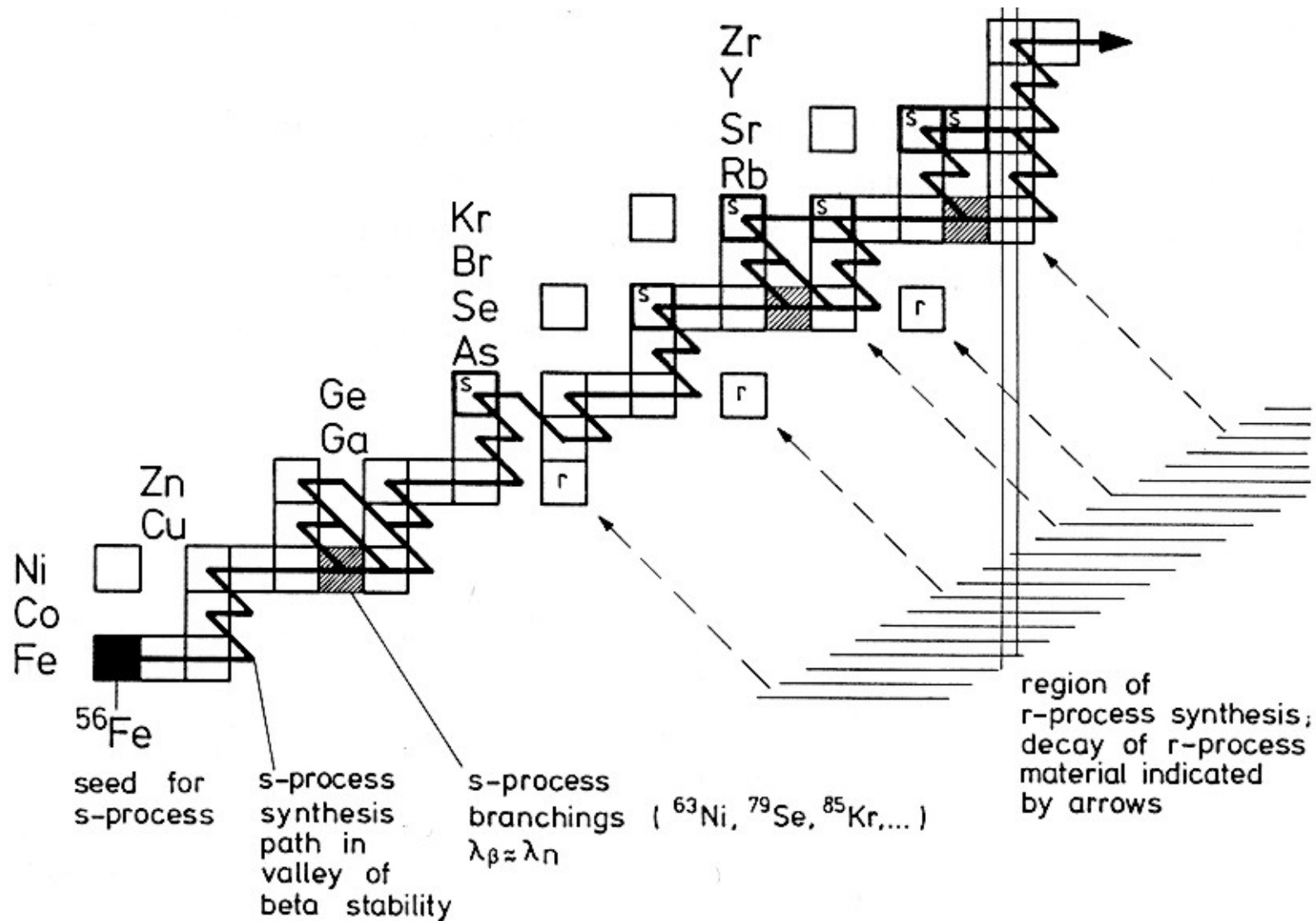
slow                      rapid



**Figure 19.17** Neutron capture paths for r and s processes.

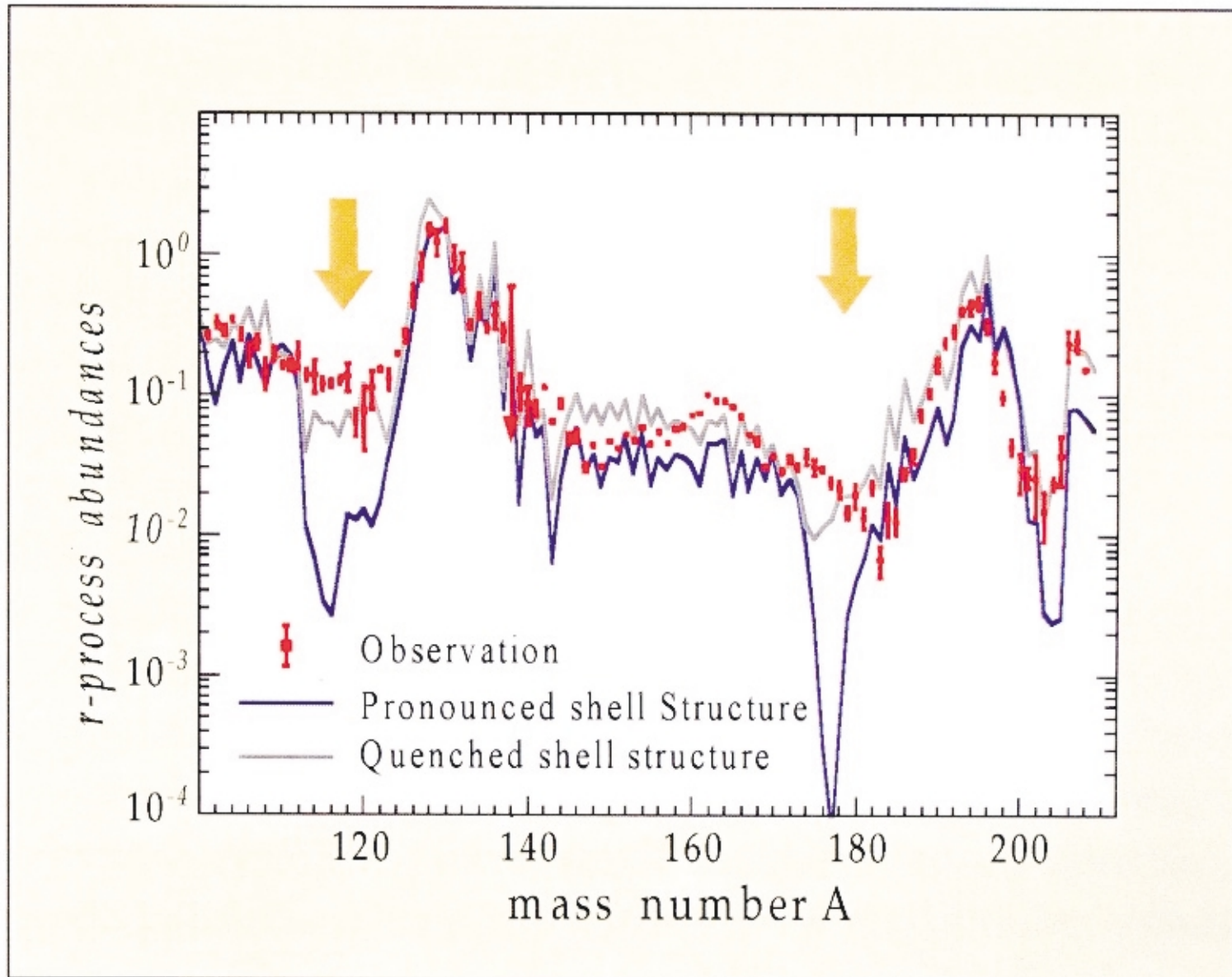
# Neutron-Einfang: s-Prozess

## slow





# r-Prozess und Theorie



# rp-Prozess

Schnelle Folge von (p, $\gamma$ ) Reaktionen

bis zur **p-dripline** ( $\sim N=Z$ )

dort ( $\gamma$ ,p) Reaktionen und  $\beta^+$ - Zerfälle

**Wartepunkte** an gg-Kernen ( $N=Z$ ) mit großem  $T_{1/2}$

hohe Temperaturen       $kT \sim 150 \text{ keV}$   
und Dichten               $\rho \sim 10^6 \text{ g/cm}^3$

Zeitskala                 $\sim 100 \text{ s}$

wahrscheinlich bei

**x-ray bursts**

**Novae**

n-Stern akkretiert H vom Nachbarn

Weißer Zwerg mit H vom Nachbarn

vom Experiment

Lage der p drip-line

p Bindungsenergie

$T_{1/2}$  an Wartepunkten

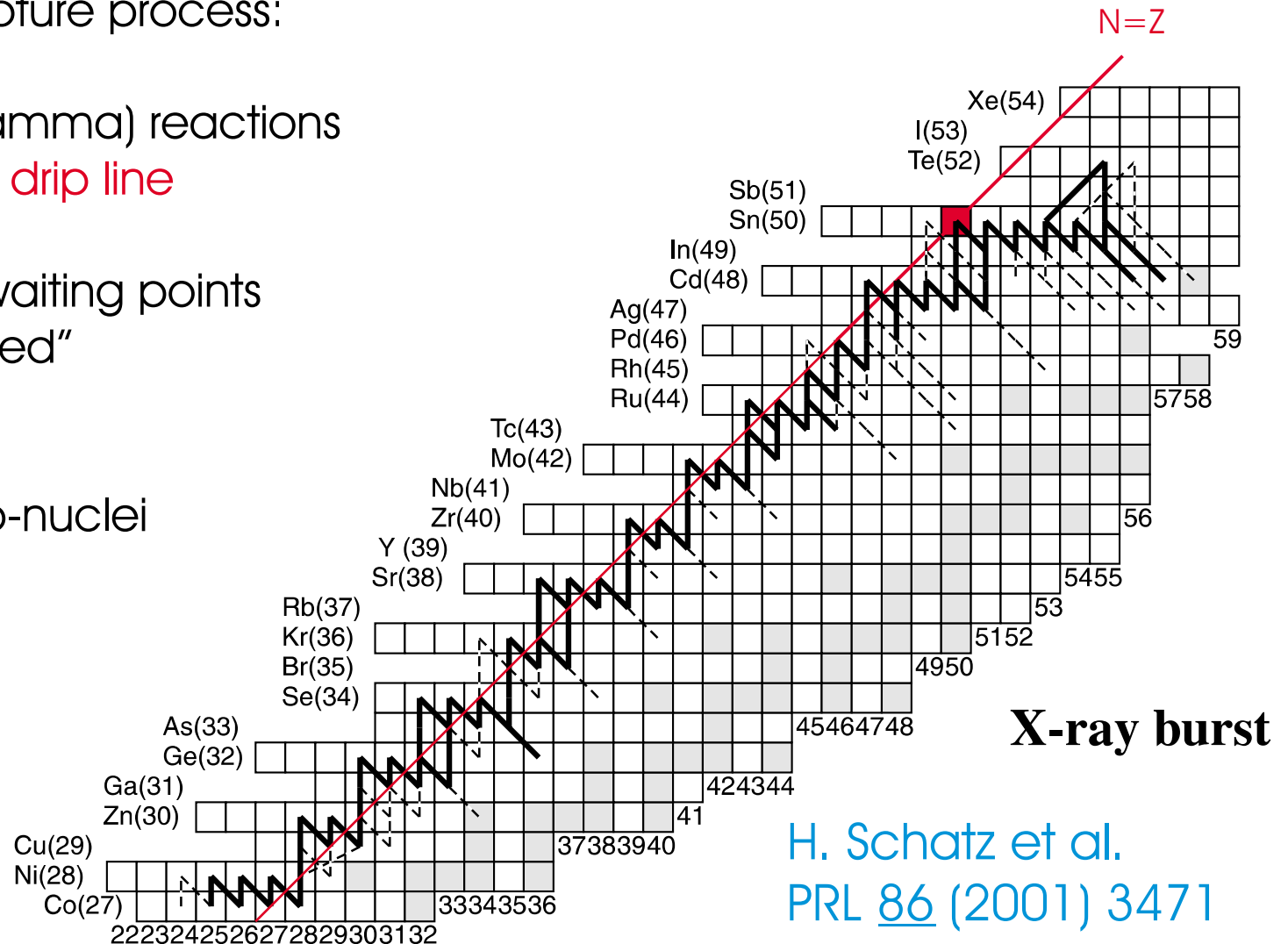
# rp-process

rapid proton capture process:

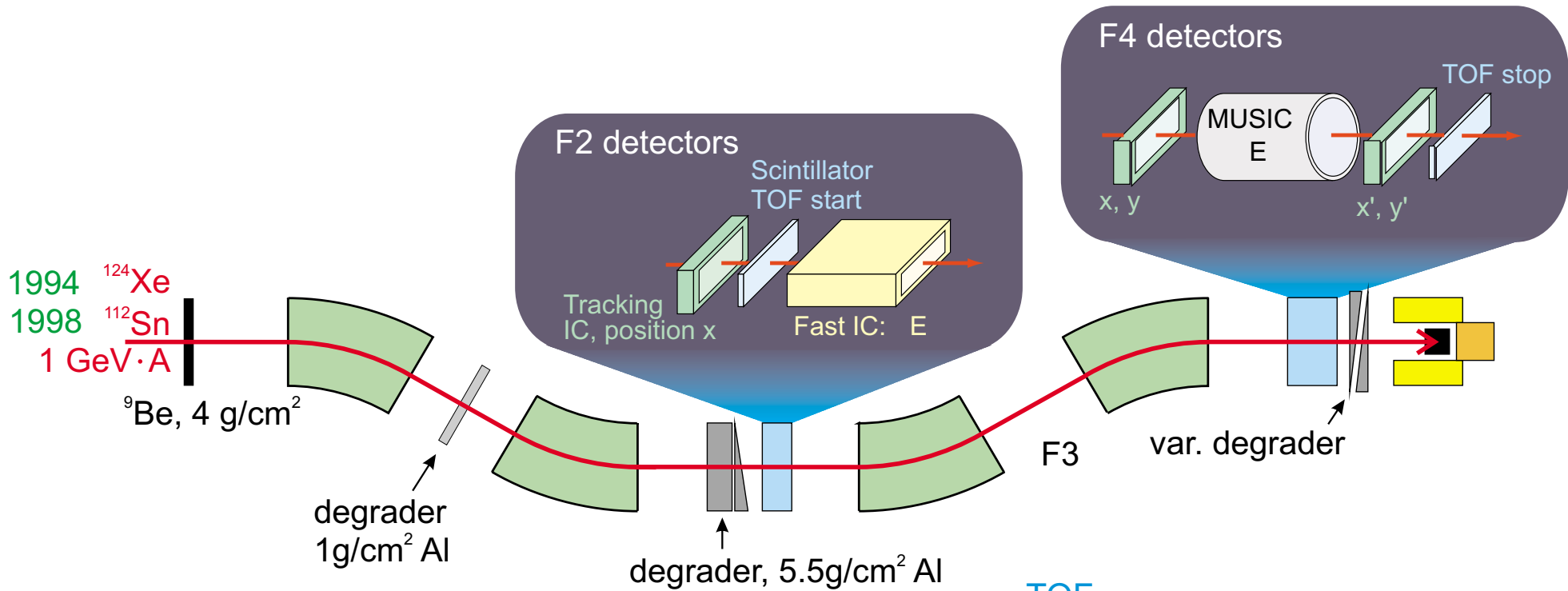
successive (p,gamma) reactions  
up to the **proton drip line**

beta-decay at waiting points  
determines "speed"  
==> **halfives**

abundance of p-nuclei  
is the result



# Fragment Separator FRS

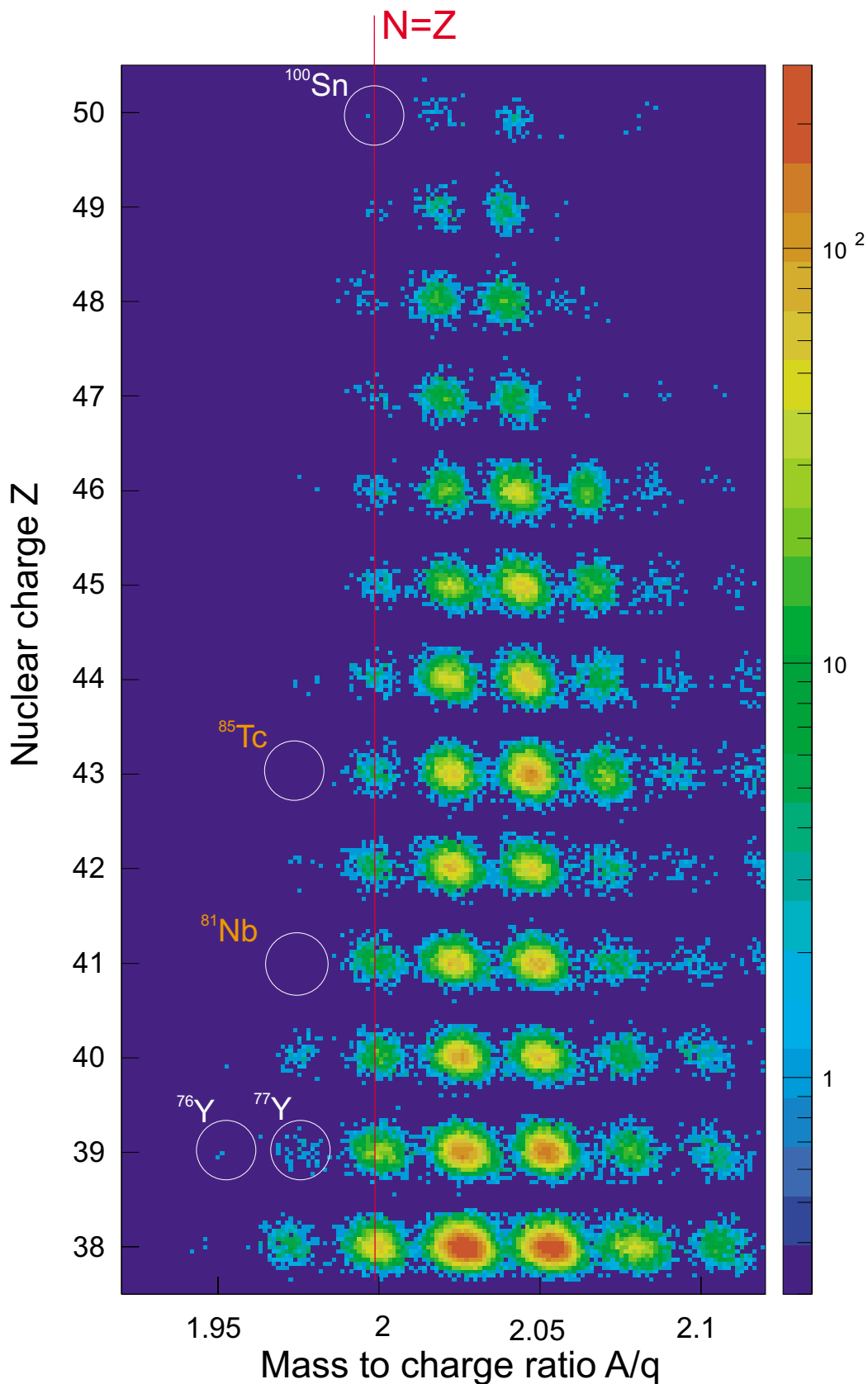


TOF

$$B = m v / q \quad \left. \begin{array}{l} \\ \text{TOF} \rightarrow v \end{array} \right\} m/q$$

$$E \rightarrow Z \geq q$$

# Identified Nuclides



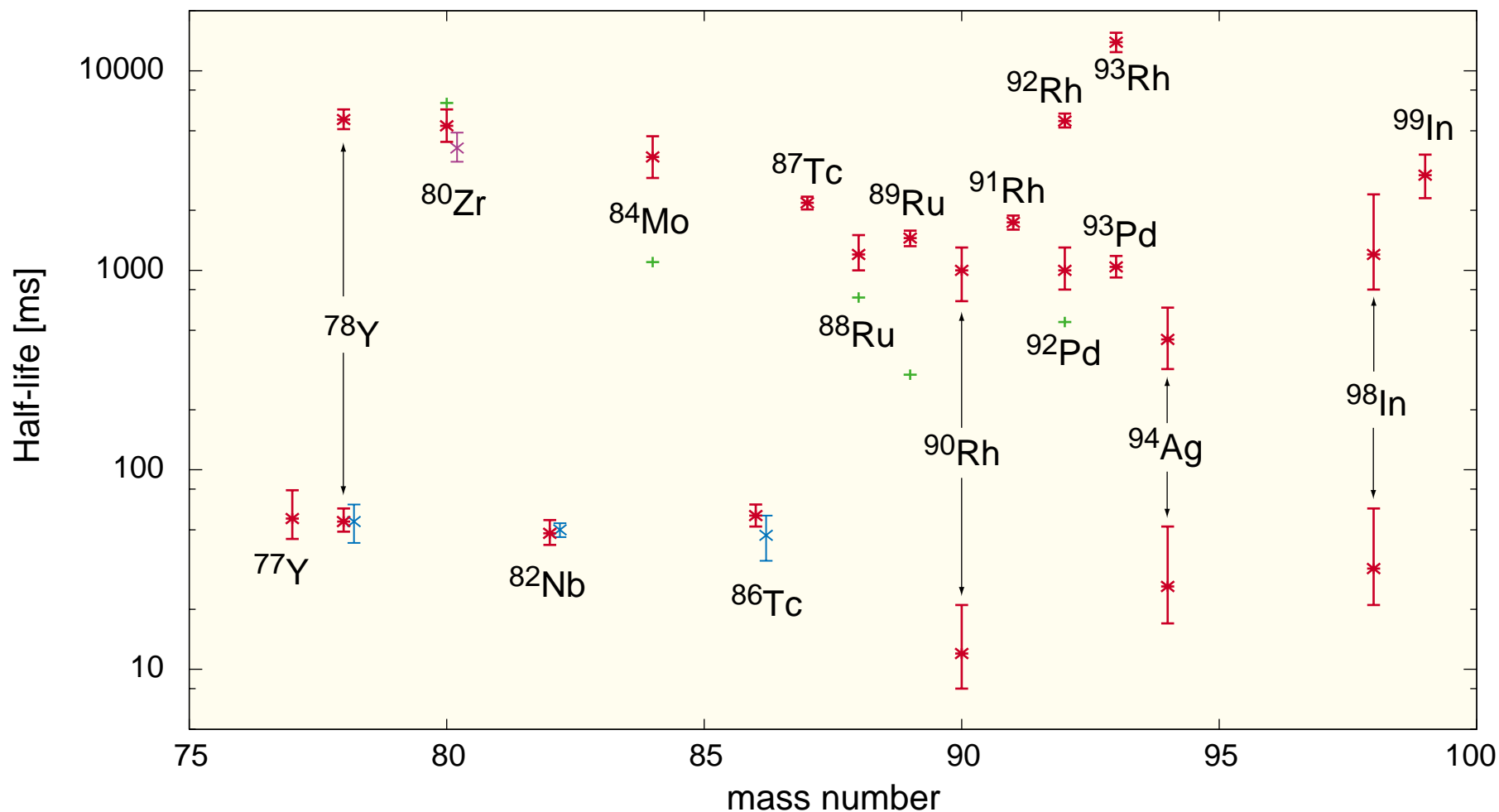
observed with halflives  
longer than 100ns:

not observed:

$^{76}\text{Y}$ ,  $^{77}\text{Y}$  (mainly  $\beta^+$ -emitter)

$^{81}\text{Nb}$  (3 ),  $^{85}\text{Tc}$  (1 )

# Measured half-lives



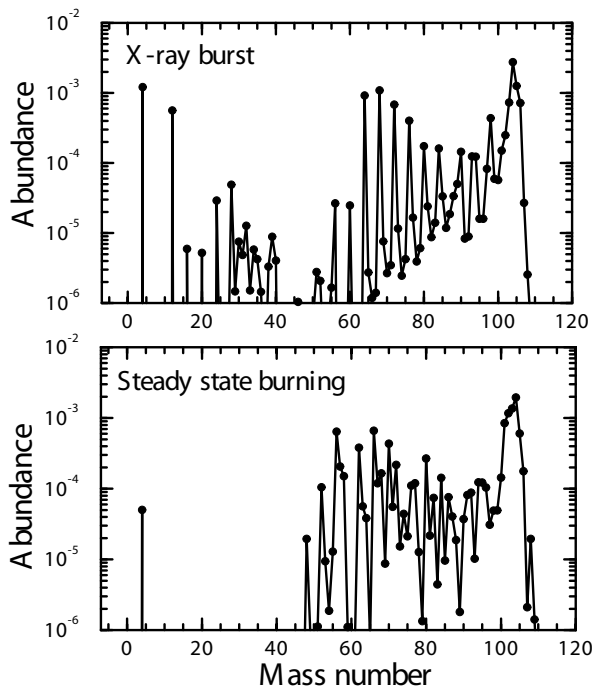
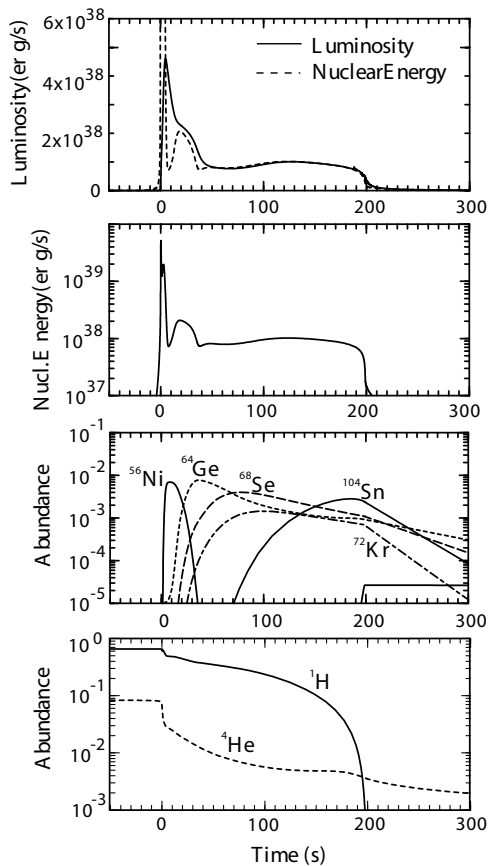
| our results

+ values used by Schatz et al.

| GANIL, PRL 81 (1998) 3337

| Oak Ridge, PRL 84 (2000) 2104

# rp - process



# Gamow Peak

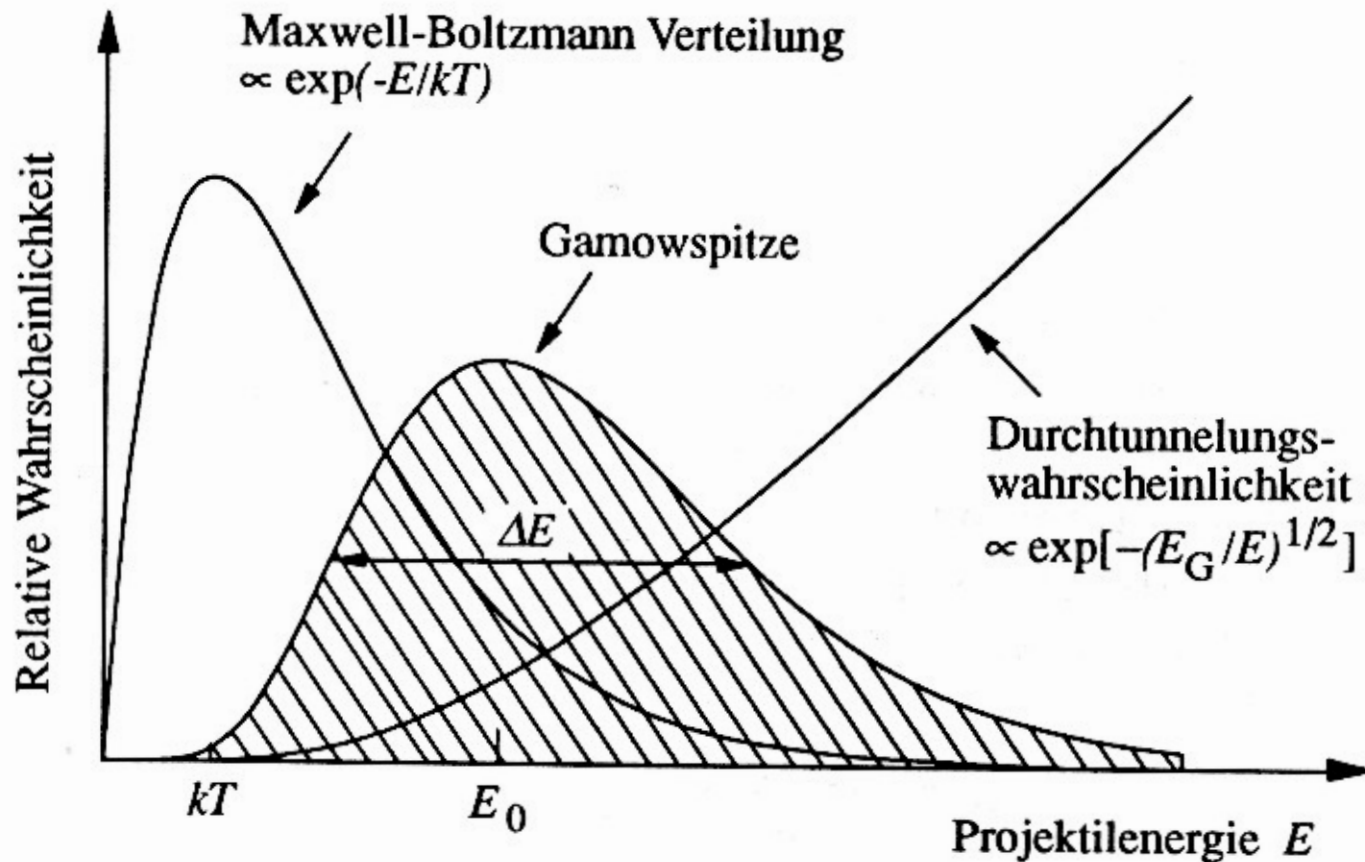


Abbildung 8.5 Die verschiedenen relativen Wahrscheinlichkeiten bei nichtresonanten Reaktionen als Funktion der Projektilenergie