

Inleiding Astrofysica

Hoorcollege VIII

4 november 2019

Detectie van licht

Vraag:

Beschouw je oog als een telescoop met een diameter van 0,5cm. De zwakste ster die je kunt waarnemen met je blote oog heeft een visuele magnitude $m_V=6$.

Je telescoop heeft een spiegeldiameter van 20cm. Wat is de schijnbare visuele magnitude van de zwakste ster die je kunt zien door je telescoop?

Praktische zaken

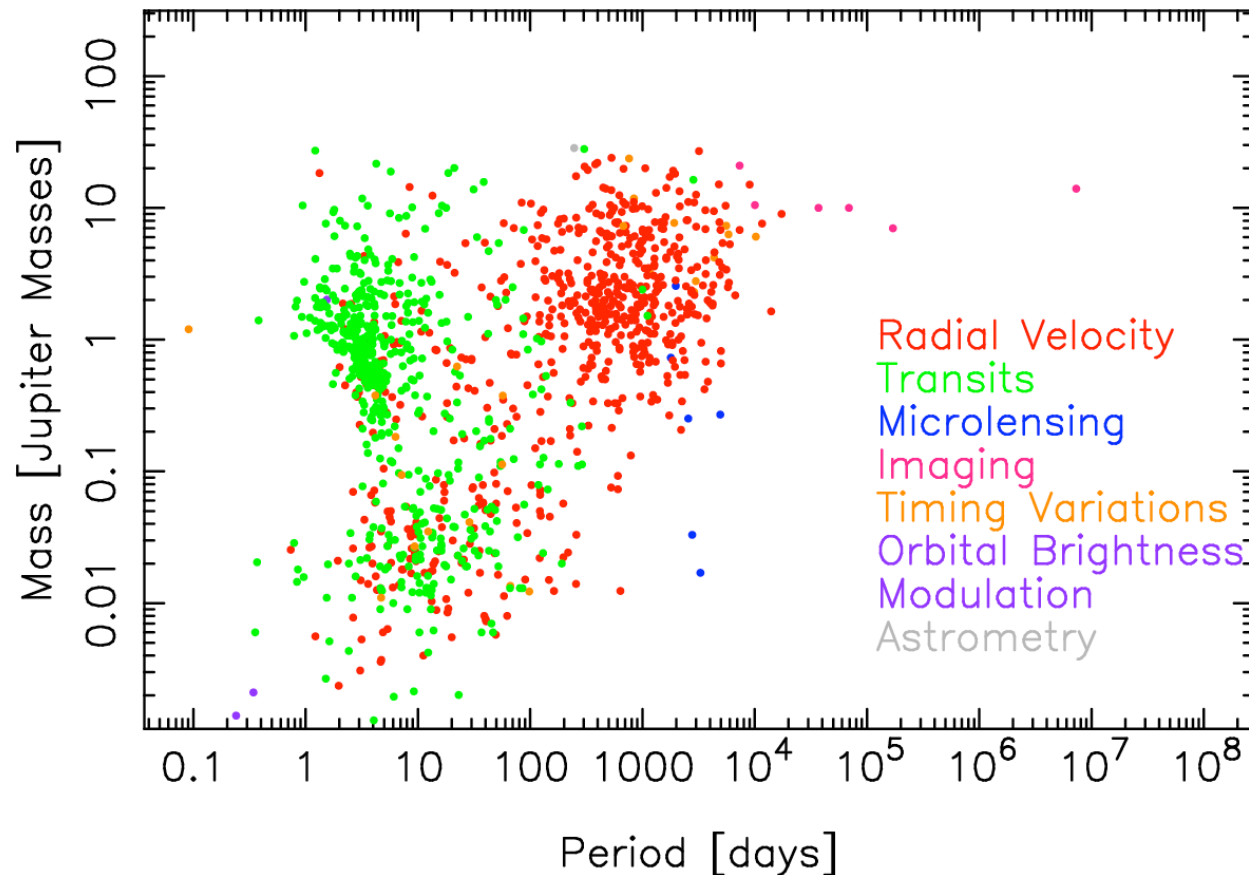
- Het deeltentamen is nagekeken en de cijfers staan online.
- Inkijsmoment deeltentamen:
 - Dinsdag 5 november 14:00-15:00
 - Vrijdag 8 november 13:00-14:00
- Komende drie hoorcolleges in het Van Steenis Gebouw, zaal E004.

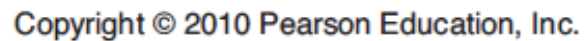
Samenvatting hoorcollege VII

- Restafval in het zonnestelsel
- Detectie van exoplaneten
- Sterren
 - Fysieke eigenschappen
 - Dubbelsterren
 - Herzprung-Russel Diagram

Detectie van exoplaneten

De eigenschappen van de ontdekte exoplaneten hangen sterk af van de detectiemethode.





Variatie in radiële snelheid → massa van de planeet

Massa van sterren

We kunnen de massa's van sterren bepalen door middel van de 3^e wet van Kepler.

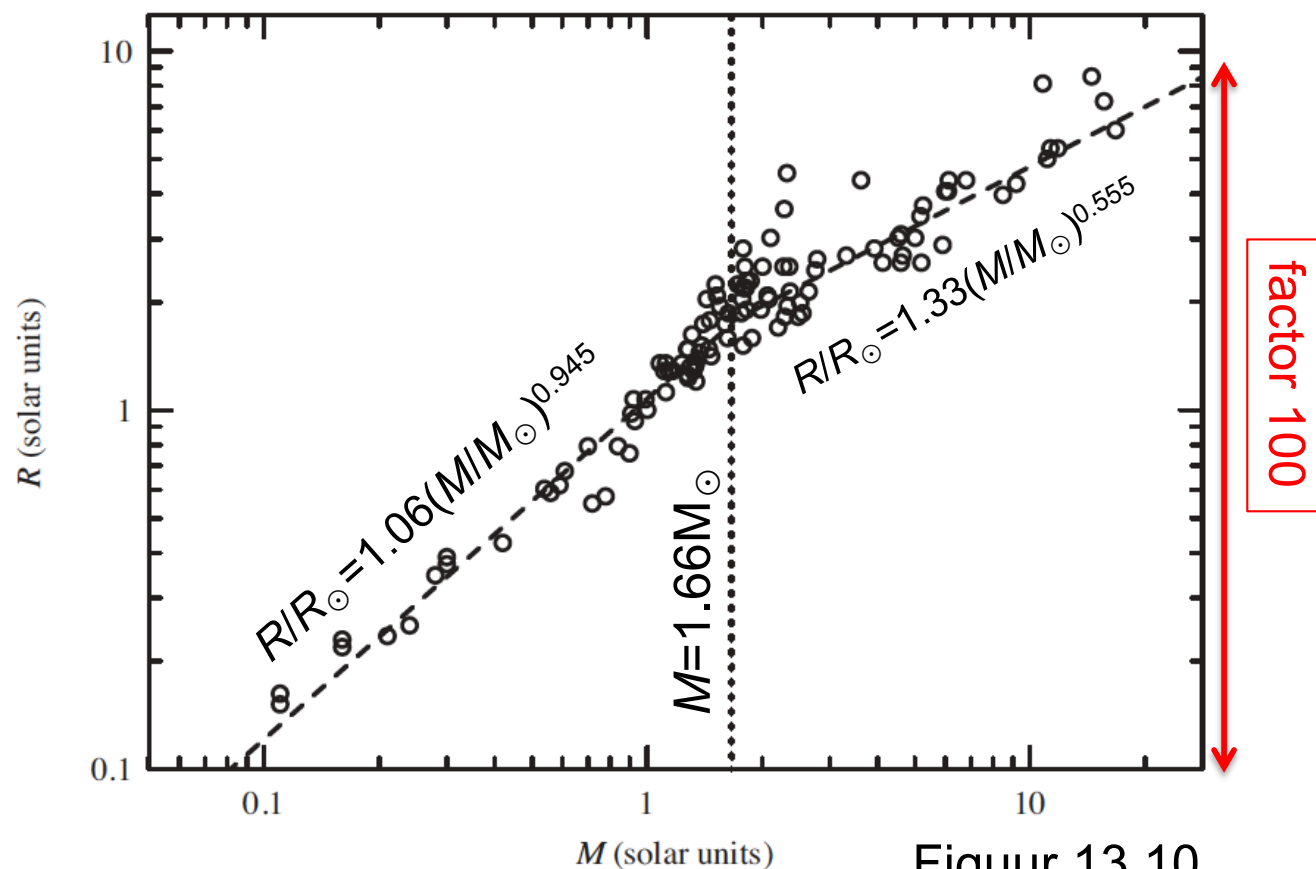


Dubbelsterren zijn belangrijk voor ons begrip van de eigenschappen van sterren:

- massa bepalen (radiële snelheden)
- straal bepalen (eclipserende sterren)

Relaties tussen eigenschappen

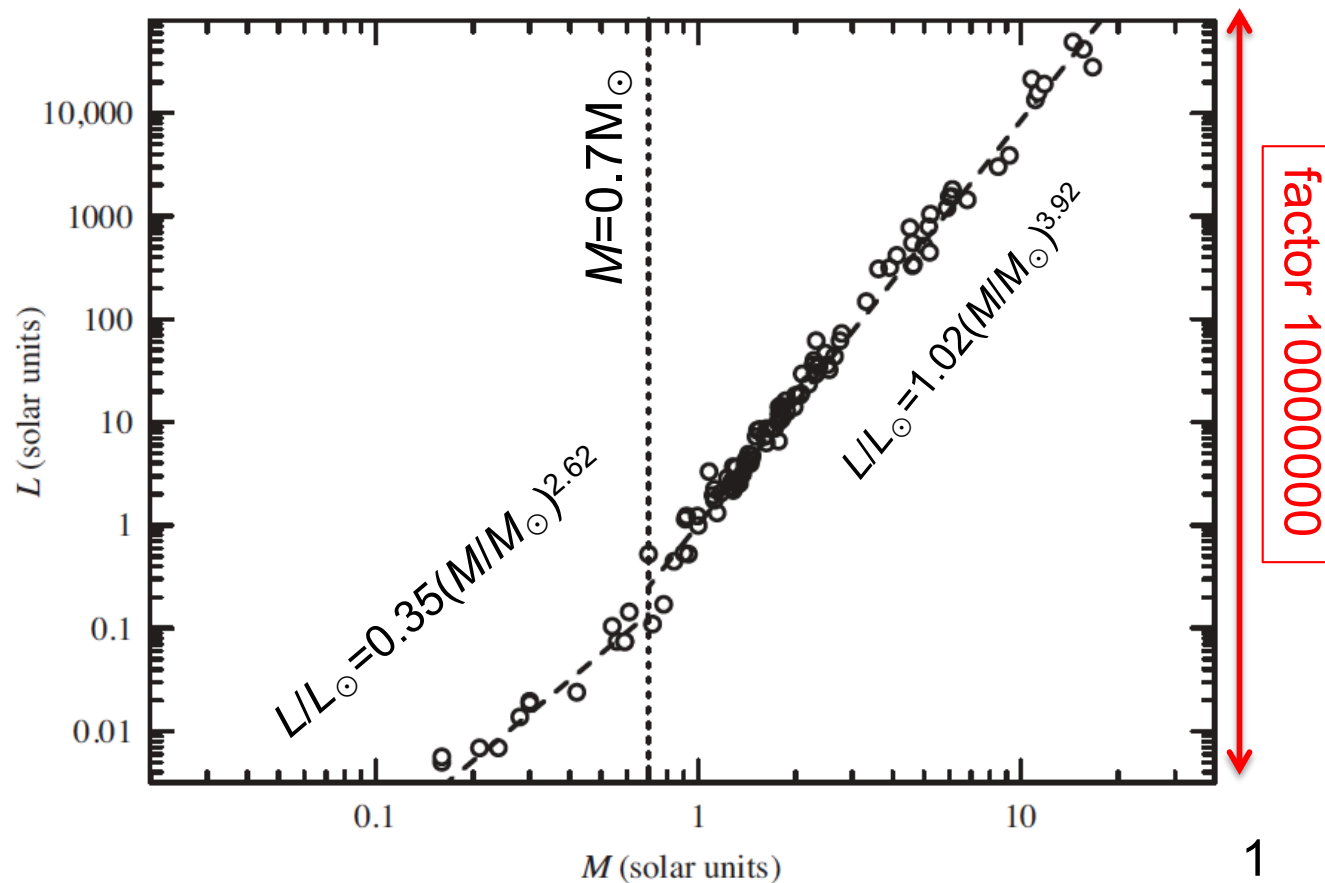
Sterren op de hoofdreeks: goed gedefinieerde massa-straal relatie.



Figuur 13.10

Relaties tussen eigenschappen

De lichtkracht neemt snel toe voor grotere massa voor sterren op de hoofdreeks.



Energieverbruik

Vraag:

De lichtkracht neemt snel toe voor grotere massa voor sterren op de hoofdreeks.

Wat betekent dit voor de levensduur van zware sterren?

Zware sterren leven korter

De lichtkracht neemt snel toe voor grotere massa, maar de hoeveelheid brandstof is evenredig met de massa.



De levensduur $\tau \propto M/L$.

- $\tau \propto M/L \propto M^{-1.62}$ voor $M < 0.7M_{\odot}$
- $\tau \propto M/L \propto M^{-2.92}$ voor $M > 0.7M_{\odot}$

Sirius A heeft een massa twee maal die van de Zon en zal daarom 8x korter leven voordat de brandstof op is.

Lage massa sterren gaan heel lang mee!

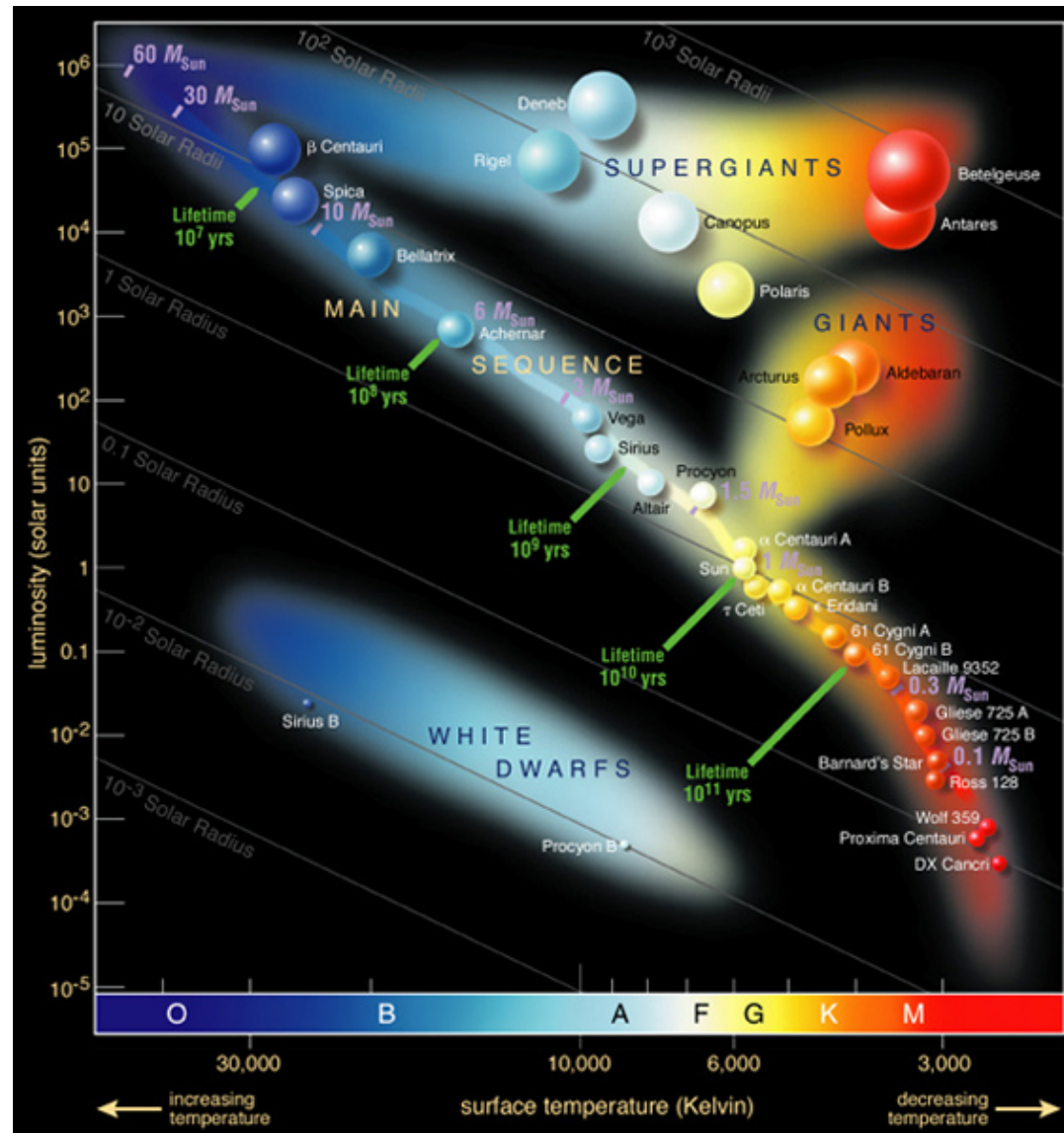


Vragen?

Onderwerpen vandaag

- Spectraalclassificatie
- Lichtkrachtklasse
- Wat zijn sterren?
 - Definitie van een ster
 - Structuur van sterren
 - Energieopwekking in sterren

Het Hertzsprung-Russel diagram



Spectraalclassificatie

We weten nu wat de fysica van spectra is. Maar dat was eind 19^e eeuw niet het geval.

Classificatie op basis van de sterkte van Balmerlijnen



“A”: de sterkste Balmer lijnen.

“O”: de zwakste Balmer lijnen.

Lees § 14.2

Spectraalclassificatie

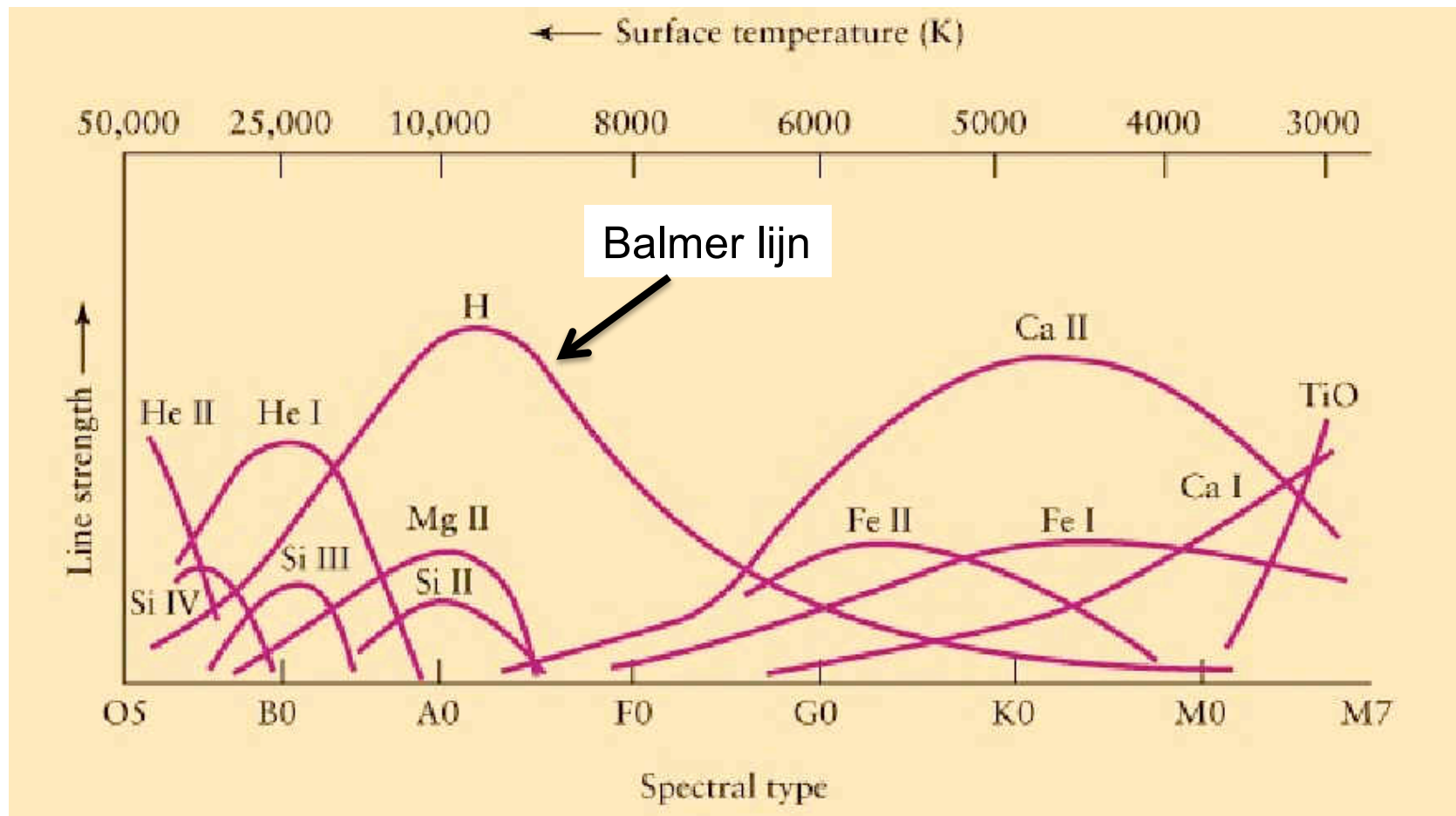
Annie Cannon maakte een sortering op afnemende temperatuur: **OBAFGKM LT***

* ezelsbrug: O Be A Fine Girl/Guy. Kiss Me; de “L” en “T” zijn later toegevoegd omdat nog koelere sterren (bruine dwergen) zijn waargenomen.



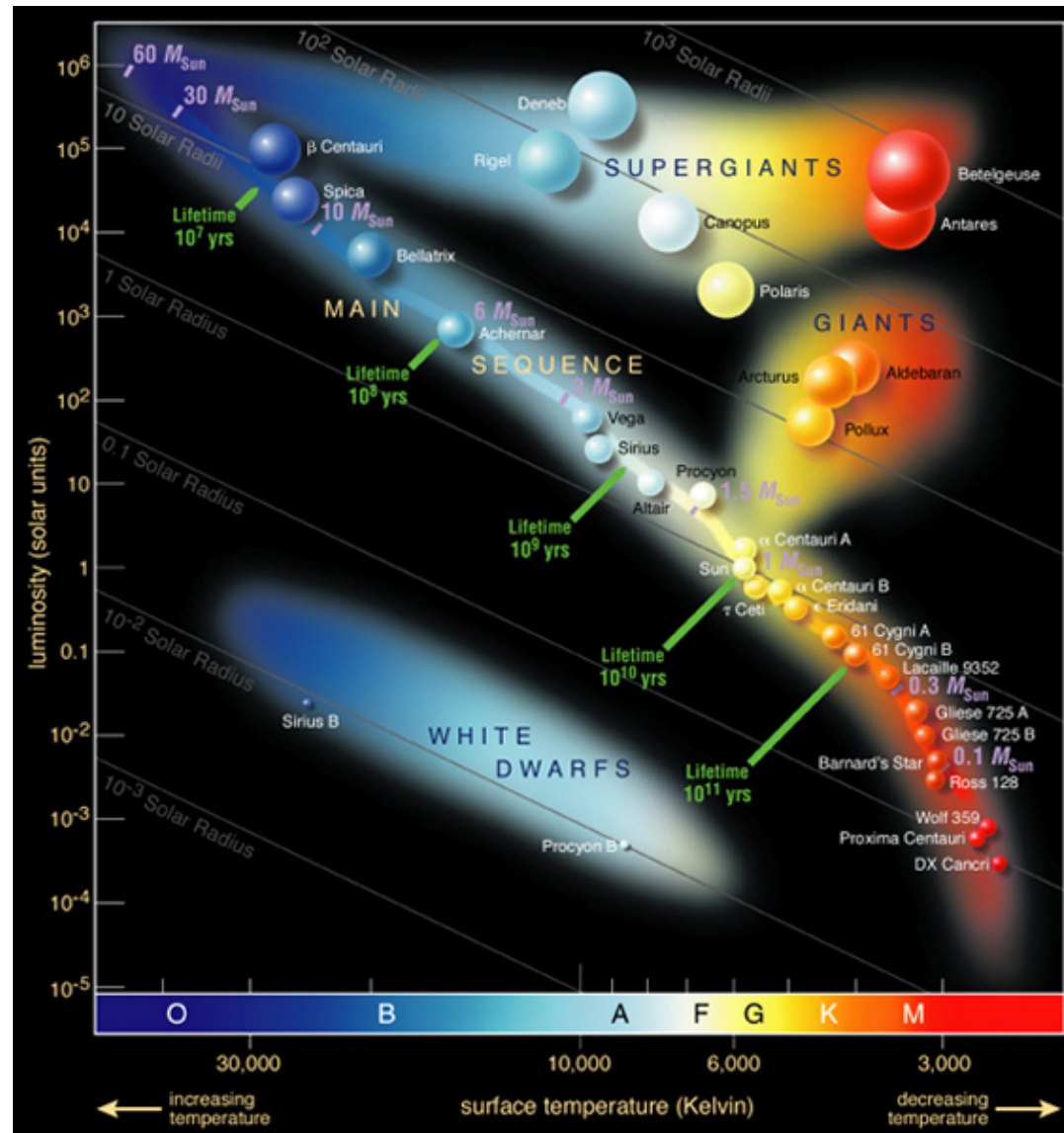
De waargenomen lijnsterkte is een combinatie van chemische samenstelling, dichtheid en temperatuur (en soms niet in LTE) → modelering van steratmosferen is complex.

Spectraalclassificatie



Aanduiding van ionisatiegraad: Ca II = Ca^+ en Fe I is neutraal ijzer; en dus H I is neutraal waterstof.

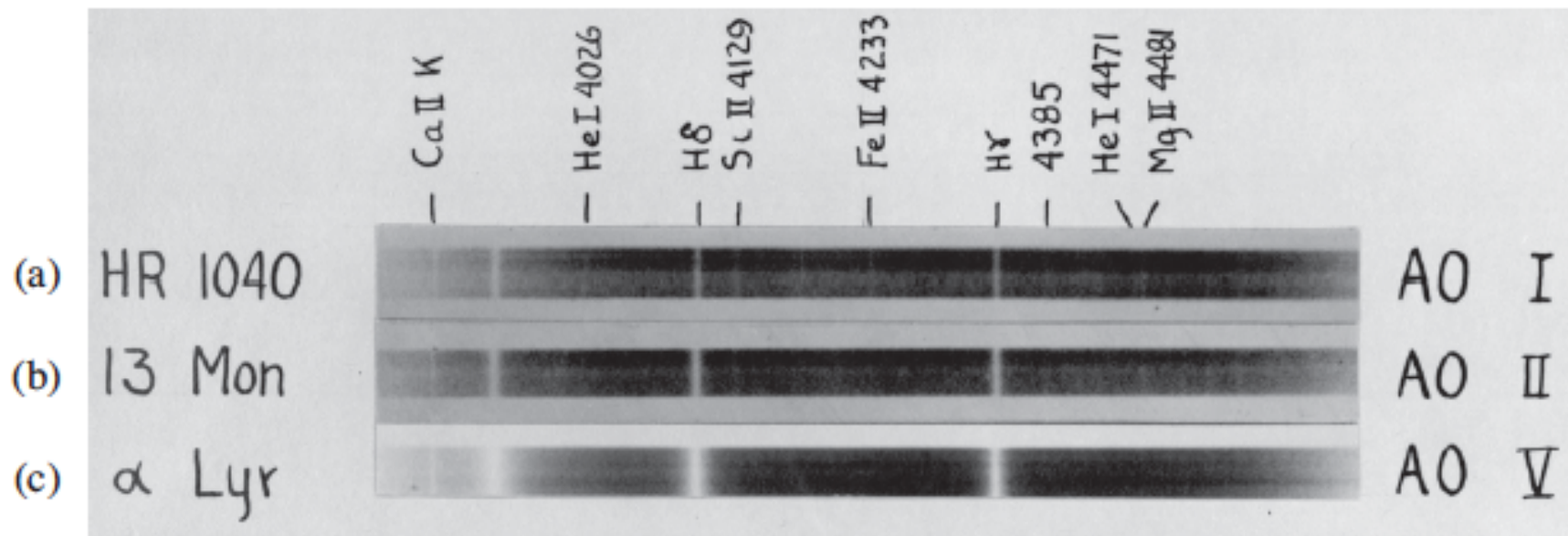
Het Hertzsprung-Russel diagram



Spectraallijnen

Vraag:

Waarom varieert de breedte van spectraallijnen?



Lichtkrachtklasse

Botsingsverbreding: relevant als de dichtheid/druk in de atmosfeer van een ster hoog genoeg is.



$$P_{\text{phot}} \approx \frac{g_{\text{phot}}}{K_{\text{phot}}}$$

Diagram illustrating the equation for the photospheric pressure (P_{phot}), which is approximately equal to the ratio of the photospheric acceleration (g_{phot}) to the photospheric opacity (K_{phot}).

Labels with arrows pointing to the variables:

- P_{phot} : druk fotosfeer
- g_{phot} : versnelling fotosfeer
- K_{phot} : opaciteit fotosfeer

De breedte van de lijnen wordt veroorzaakt door *verschillen in de druk* in de fotosfeer, die op haar beurt weer wordt bepaald door de zwaartekracht.

Lichtkrachtklasse

Lees § 14.3: lichtkrachtklassen komen overeen met sterren van verschillende grootte.

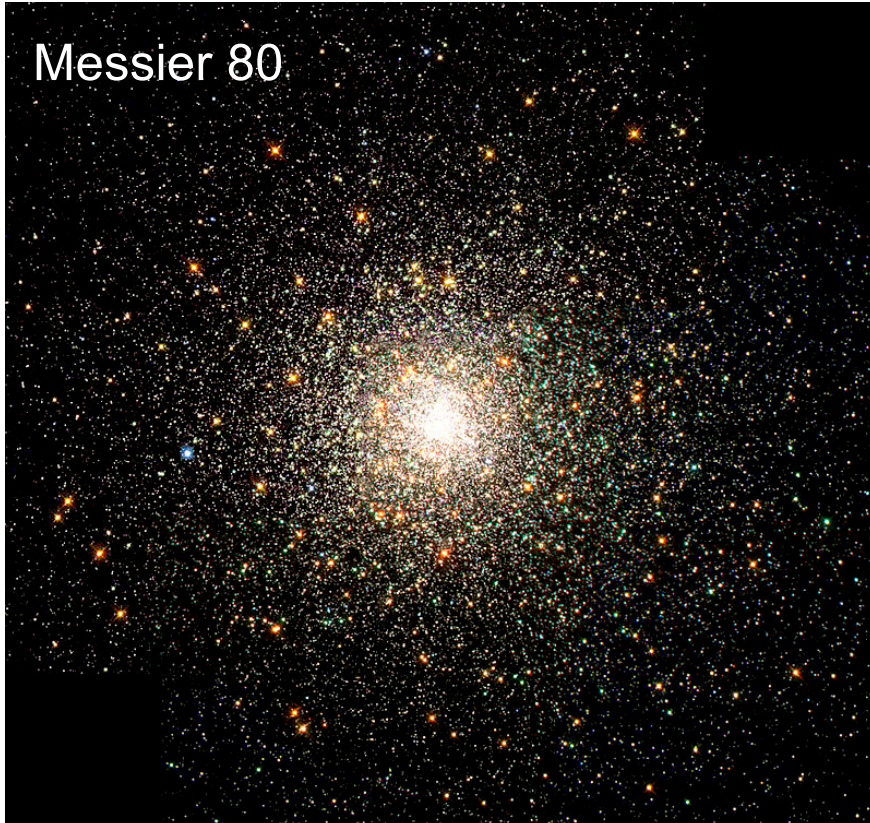
Lichtkrachtklasse	Stergrootte	
I	superreus	
II	heldere reus	
III	reus	
IV	subreus	
V	dwerg (hoofdreks)	
VI	subdwerg	

Ster: groot
klein

Lijn: nauw
breed

Sterevolutie en het HR diagram

Messier 80

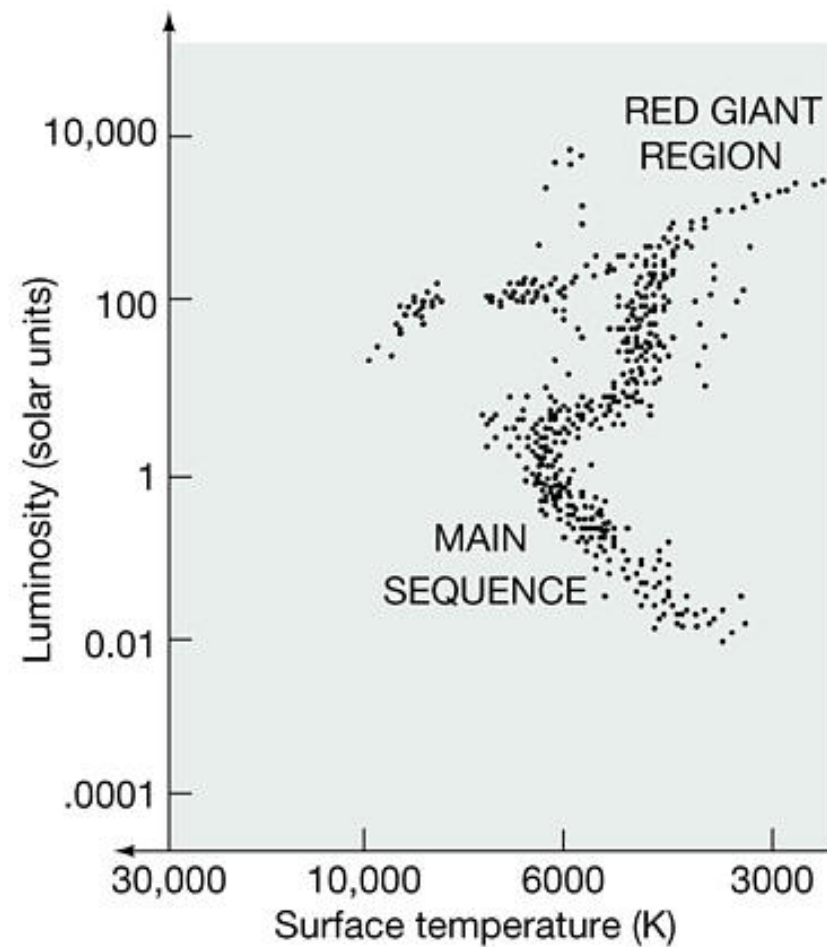
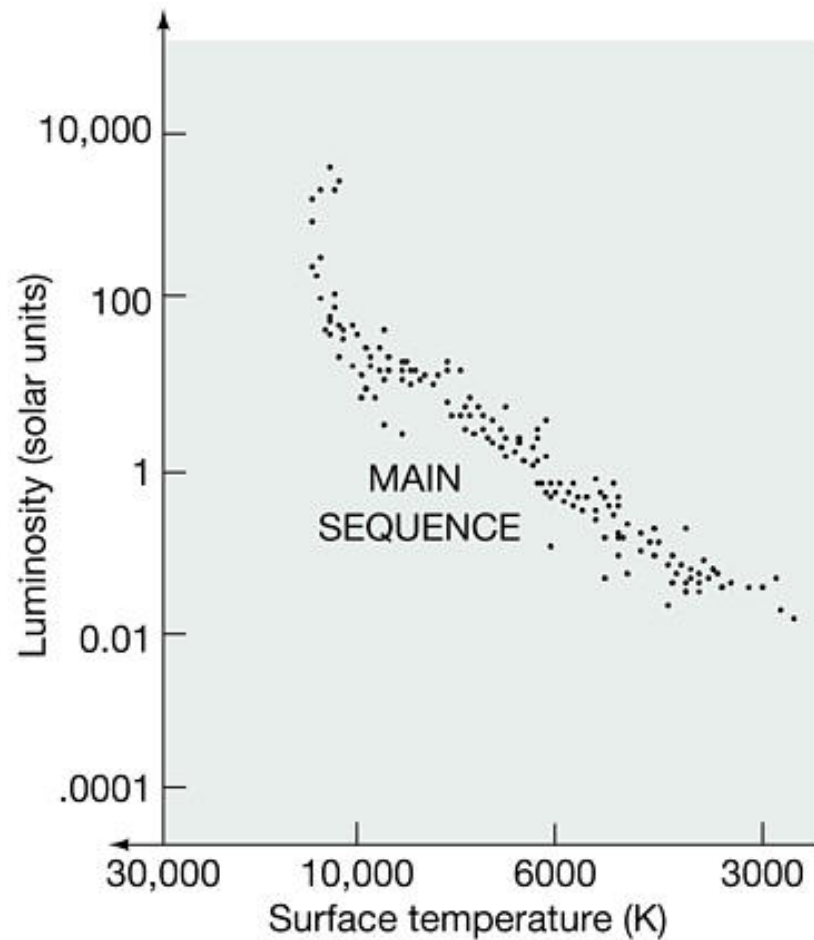


Plejaden



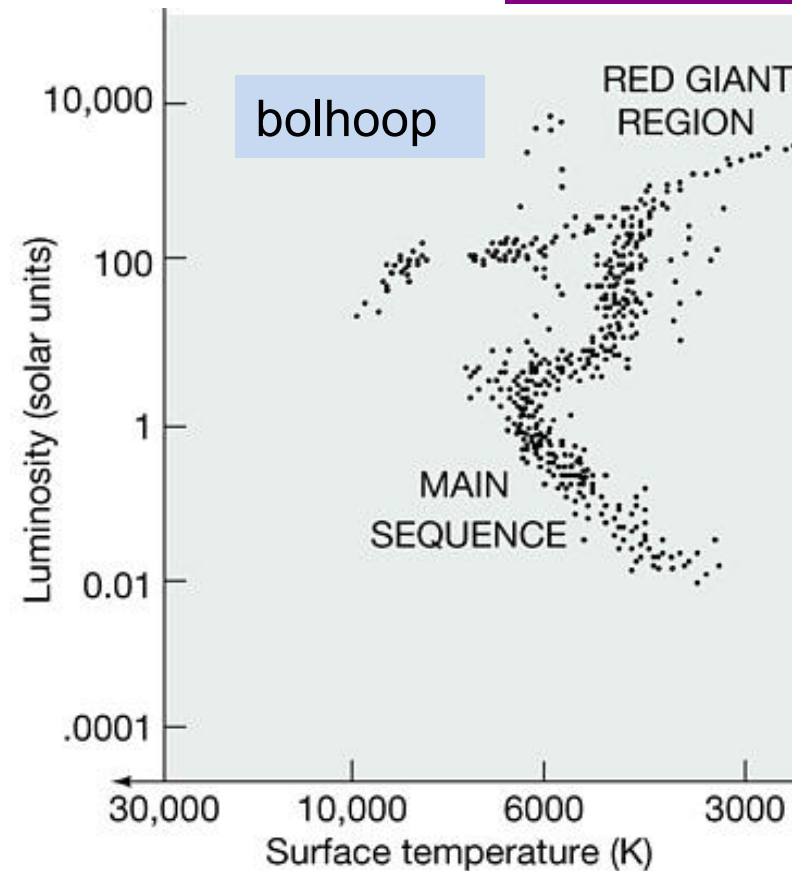
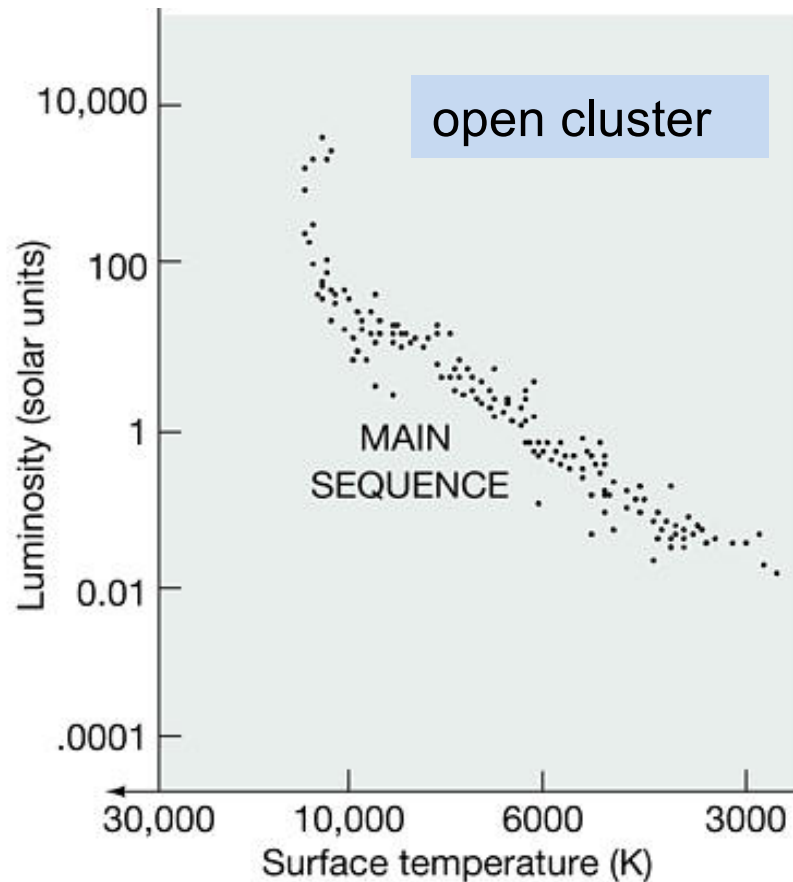
De sterren in een stercluster zijn even oud: hun HR diagram vormt een **isochroon**. Hoe vergelijken hun HR diagrammen?

Sterevolutie en het HR diagram



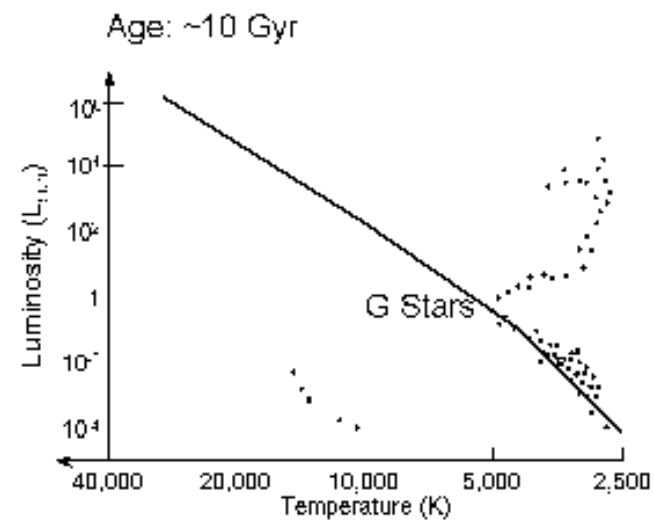
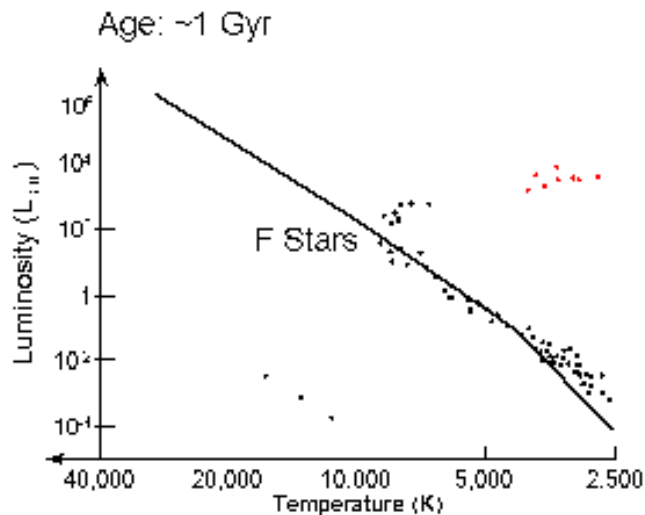
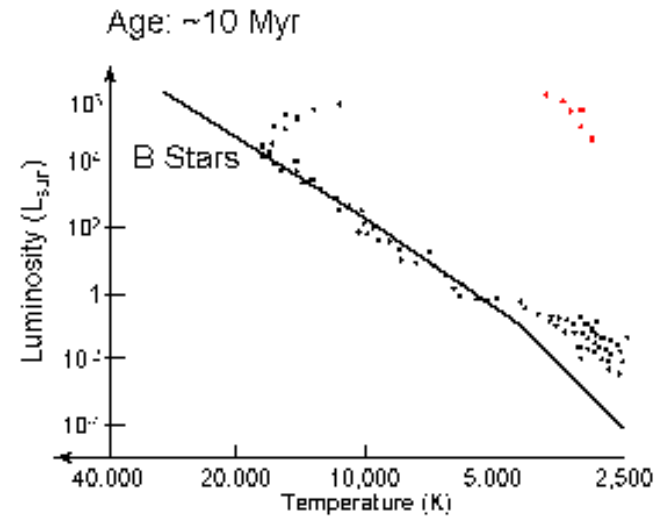
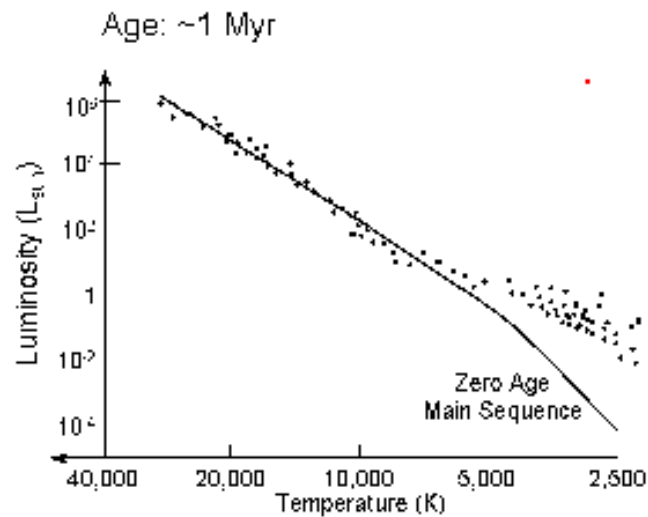
Welk HR diagram is van M80 en welke van de Plejaden?

Afbuigpunt en leeftijd



Afbuigpunt (=turn-off point) van de hoofdreeks → leeftijd van een groep sterren die gezamenlijk gevormd zijn.

Sterevolucie en het HR diagram





Vragen?

Sterren

Vraag:

Wat is een ster?



Wat is een ster?

Een ster is een hoeveelheid gas die door de zwaartekracht samengetrokken wordt. Maar de ster stort (nog) niet in onder haar eigen gewicht: de drukverschil naar buiten is in evenwicht met de naar binnen gerichte zwaartekracht.

Vereiste 1: *Een ster is in **hydrostatisch evenwicht**.*

Nu is Jupiter ook een grote bol gas in hydrostatisch evenwicht. Waarom is Jupiter dan een planeet?

Vereiste 2: *De uitwaardse druk wordt veroorzaakt door de energie die ontstaat door **kernfusiereacties** in de kern van de ster.*

Wat is een ster?

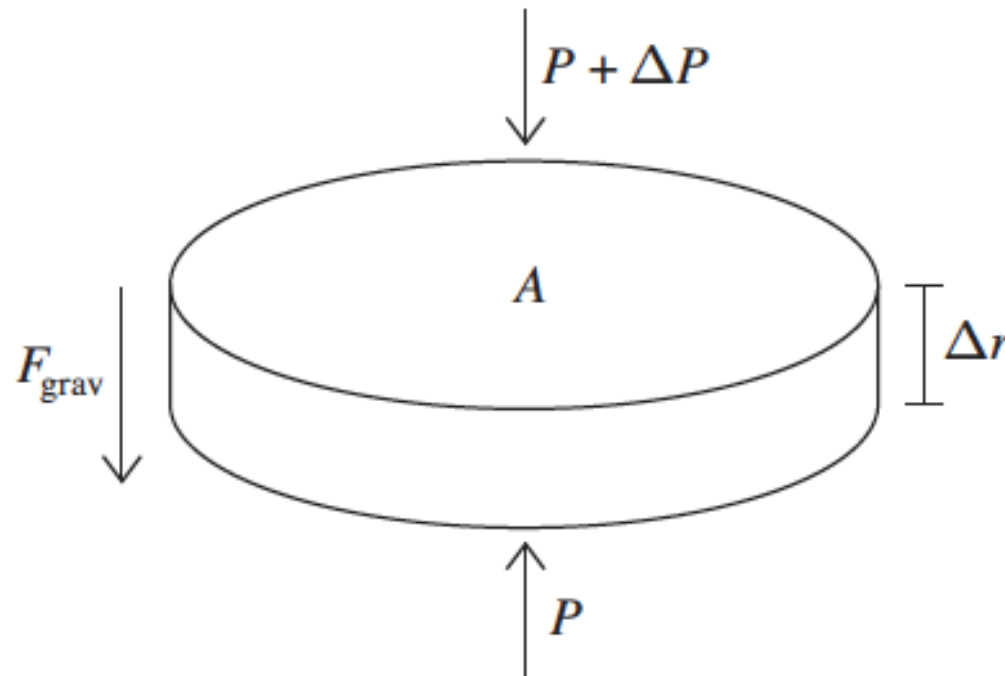
De interne structuur van sterren kan worden beschreven door een klein aantal basisvergelijkingen, waarmee de voornaamste eigenschappen goed kunnen verklaren.

In werkelijk allerlei complicaties, zoals

- rotatie
- variaties in chemische samenstelling
- magnetisme
- ...

Hydrostatisch evenwicht

Een ster is een hoeveelheid gas die door de zwaartekracht samengetrokken wordt. Maar de ster stort (nog) niet in onder haar eigen gewicht: de drukverschil naar buiten is in evenwicht met de naar binnen gerichte zwaartekracht.

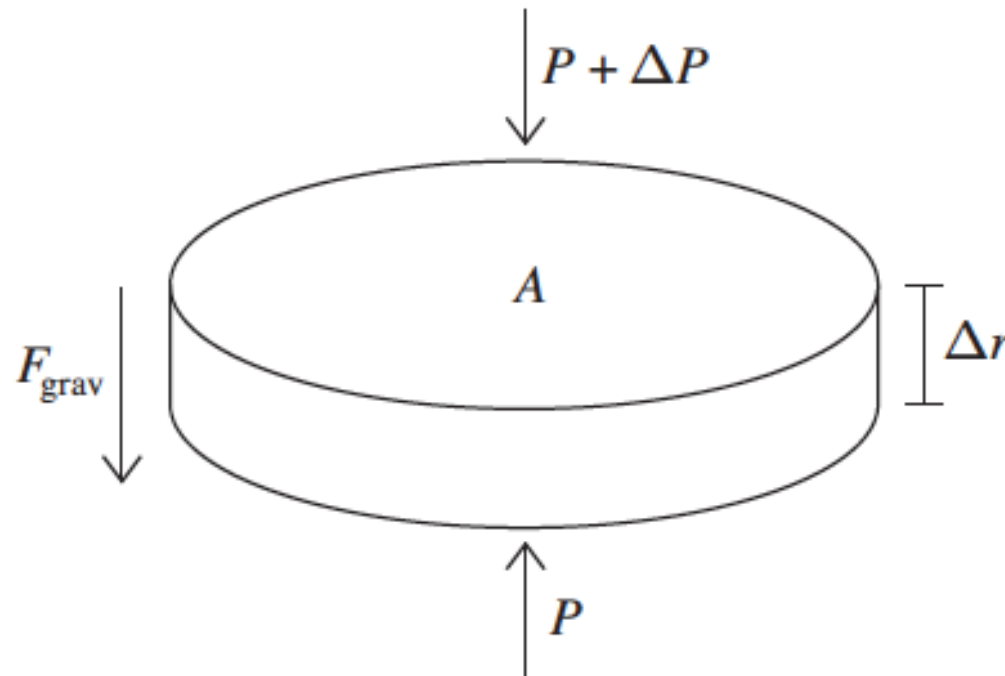


Figuur 9.4

Hydrostatisch evenwicht

$$F_{\text{druk}} = A[P - (P + \Delta P)] \quad (\text{vgl 9.4})$$

$$F_{\text{grav}} = -\frac{GM(< r)}{r^2}(\rho A \Delta r) \quad (\text{vgl 9.5})$$



Figuur 9.4

Hydrostatisch evenwicht

Hydrostatisch evenwicht als: $F_{\text{druk}} = -F_{\text{grav}}$.



$$\frac{dP}{dr} = - \frac{GM(< r)\rho}{r^2}$$

Vgl. 15.1

Vergelijking voor **hydrostatisch evenwicht** voor een bolsymmetrisch lichaam (zoals een niet-roterende ster).

Centrale druk in de Zon

We kunnen een ruwe schatting te maken van de druk in het inwendige van de Zon (of ieder andere ster).

$$\frac{\Delta P}{\Delta r} \approx - \frac{G \langle M(< r) \rangle \langle \rho(r) \rangle}{\langle r \rangle^2}$$



$$P_c \approx 2 \frac{GM_{\text{Zon}} \rho_{\text{Zon}}}{R_{\text{Zon}}} \approx \frac{8\pi}{3} G \rho_{\text{Zon}}^2 R_{\text{Zon}}^2 \approx 5 \times 10^{14} \text{ Nm}^{-2} \approx 5 \times 10^9 \text{ atm}$$

Structuur van sterren

Twee andere belangrijke vergelijkingen voor de structuur van sterren zijn de **continuïteitsvergelijking**:

$$\frac{dM}{dr} = 4\pi r^2 \rho(r)$$

en de **toestandsvergelijking** (voor een ideaal gas):

$$P(r) = \frac{\rho(r)kT(r)}{\mu m_p}$$

De Zon is vrijwel geheel geïoniseerd met een constante chemische samenstelling zodat $\mu \sim 0.6$.

Centrale temperatuur in de Zon

Combinatie van de toestandsvergelijking met schatting voor de centrale druk:

$$T_c \approx P_c \frac{\mu_{\text{Zon}} m_p}{\rho_{\text{Zon}} k} \approx \frac{2GM_{\text{Zon}} \mu_{\text{Zon}} m_p}{R_{\text{Zon}} k} \approx 3 \times 10^7 \text{ K}$$

Gedetailleerde computermodellen geven $T_c \sim 1.47 \times 10^7 \text{ K}$, dus we zaten er “slechts” een factor 2 naast.

$T_c \propto M/R$, maar voor hoofdreekssterren met $M < 1.66 M_{\odot}$, $M \propto R \rightarrow T_c \sim \text{constant}$. Deze sterren hebben een centrale temperatuur vergelijkbaar met die van de Zon.

Is de Zon in LTE?

De gemiddelde verandering in temperatuur in de Zon is

$$\frac{\Delta T}{\Delta r} \approx \frac{0 - T_c}{R_{\text{Zon}} - 0} \approx -20 \text{ K/km}$$

We kunnen dit vergelijken met de gemiddelde vrije weglengte van een foton in de Zon: $\ell \sim 0.02 \text{ m}$.

Over een afstand ℓ verandert de temperatuur met $\Delta T \sim 4 \times 10^{-4} \text{ K} \rightarrow$ lokaal thermodynamisch evenwicht is een goede benadering!

Centrale temperatuur in de Zon

$$T_c \approx P_c \frac{\mu_{\text{Zon}} m_p}{\rho_{\text{Zon}} k} \approx \frac{2GM_{\text{Zon}} \mu_{\text{Zon}} m_p}{R_{\text{Zon}} k} \approx 3 \times 10^7 \text{ K}$$

Vraag:

Verandert de temperatuur in het inwendige van de Zon?

Centrale temperatuur in de Zon

$$T_c \approx P_c \frac{\mu_{\text{Zon}} m_p}{\rho_{\text{Zon}} k} \approx \frac{2GM_{\text{Zon}} \mu_{\text{Zon}} m_p}{R_{\text{Zon}} k} \approx 3 \times 10^7 \text{ K}$$

Door kernfusie neemt het gemiddeld moleculair gewicht μ toe ($\mu=1/2$ voor geïoniseerd waterstof en $\mu=4/3$ voor geïoniseerd helium)



De temperatuur neemt toe, en dus ook de lichtkracht!

Energietransport

De energie vloeit van het hete centrum naar de veel koelere fotosfeer. Hoe dit plaats vindt, wordt beschreven door de vergelijking van **energietransport**.

De details hangen af van het dominante mechanisme:

- Stralingstransport door stralingsdruk (§ 15.1.2)
- Convectie (§ 15.1.3)

Welk van de twee het belangrijkste is hangt af van de omstandigheden in het relevante deel van de ster.

Stralingstransport

In de binnendelen van de Zon is stralingstransport het dominante mechanisme en geldt:

$$\frac{dT}{dr} = - \frac{3\rho(r)\kappa(r)L(r)}{64\pi\sigma_{\text{SB}}T(r)^3 r^2}$$

We kunnen de lichtkracht van de Zon schatten:

$$\frac{\Delta T}{\Delta r} \approx \frac{-T_c}{R_{\text{Zon}}} \Rightarrow L_{\text{Zon}} \approx \frac{2\pi\sigma_{\text{SB}}T_c^4 R_{\text{Zon}}}{3\langle\kappa\rangle\rho_{\text{Zon}}} \approx 3 \times 10^{27} \text{ W} \left(\frac{\langle\kappa\rangle}{1\text{m}^2\text{kg}^{-1}} \right)^{-1}$$

In de fotosfeer $\kappa \sim 3\text{m}^2/\text{kg} \rightarrow L_{\odot} \approx 10^{27}\text{W}$.

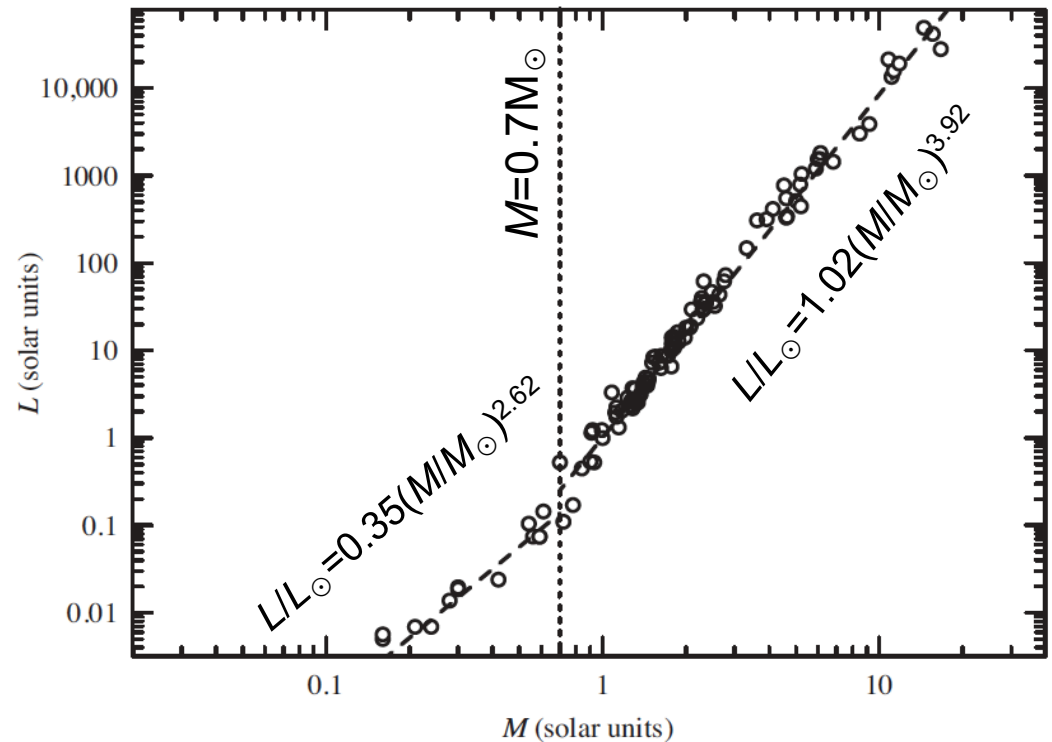
Stralingstransport

$$L_{\text{Zon}} \approx \frac{2\pi\sigma_{\text{SB}} T_c^4 R_{\text{Zon}}}{3\langle\kappa\rangle\rho_{\text{Zon}}}$$

Als we dit combineren met $T_c \propto M/R$ en $\rho \propto M/R^3$



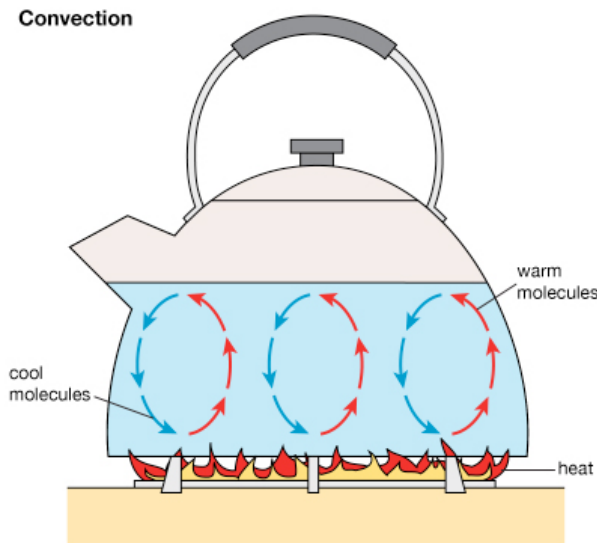
$$L \propto \frac{M^4}{R^4} \frac{R^3}{M} R \propto M^3$$



Convectie

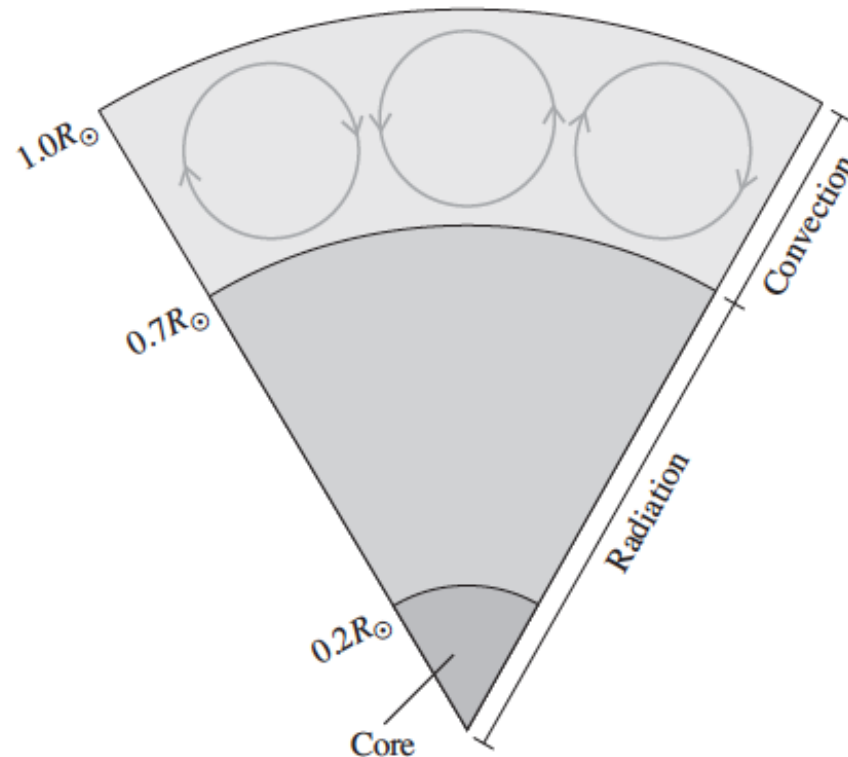
Als de opaciteit of de temperatuur gradiënt (te) groot is, dan is energietransport door convectie efficiënter.

Door de hoge opaciteit worden fotonen geabsorbeerd en stijgt de temperatuur; deze hete gasbellen zetten uit en rijzen omhoog terwijl ze af koelen.



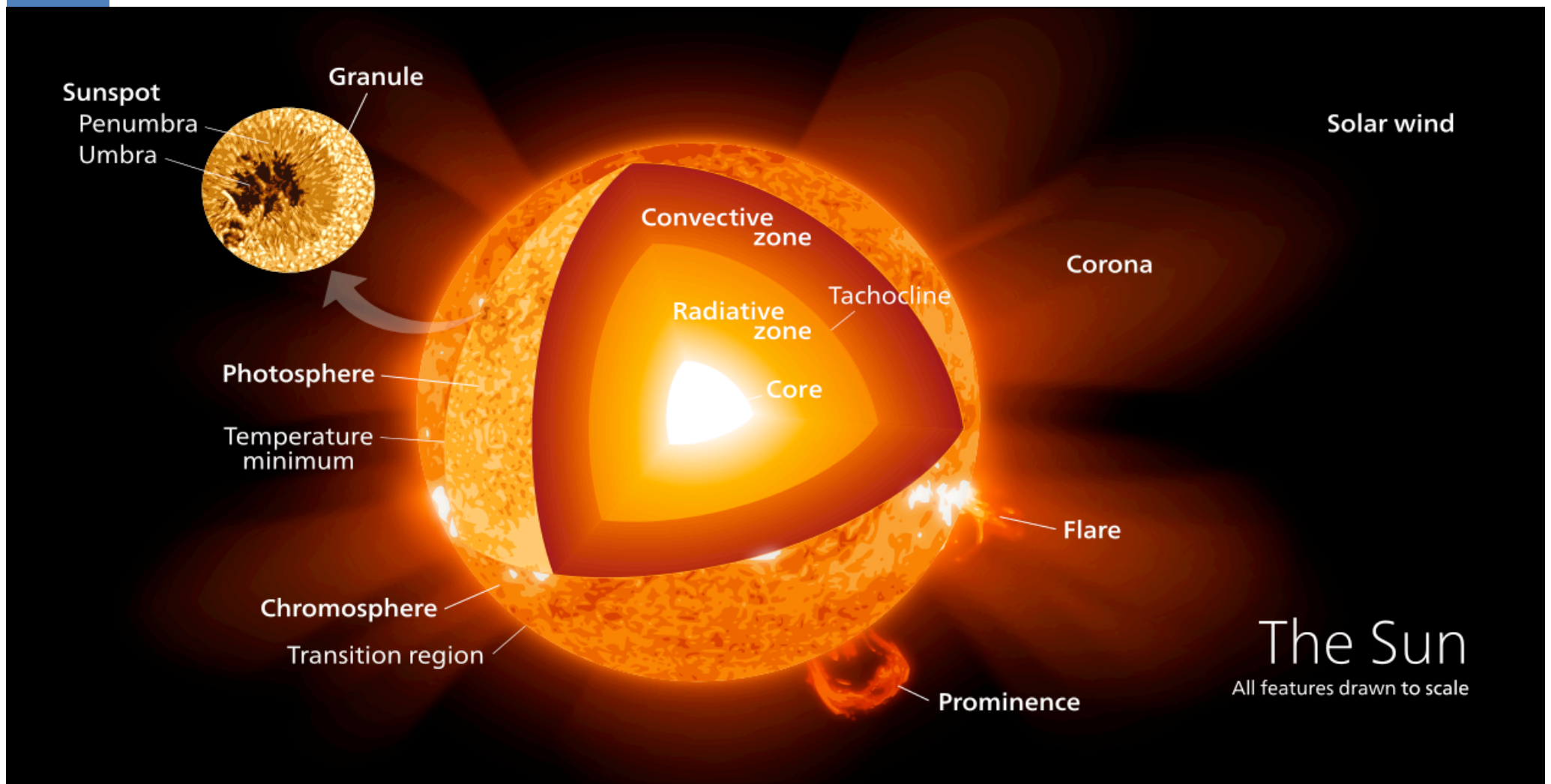
Convectie in de Zon

Convectie is de belangrijkste vorm van energietransport in de Zon voor $R > 0.7R_{\odot}$. De grootte van de convectiezone van een ster hangt af van de massa en samenstelling.



Figuur 15.2

Alle lagen in de Zon



Bron van energie

Vergelijkingen voor sterstructuur



centrale temperatuur en lichtkracht.

Deze resultaten hangen niet af van de bron van energie, maar we hebben wel degelijk een energiebron nodig. In het bijzonder één die een poosje mee kan gaan... We weten immers dat het zonnestelsel 4.5 miljard jaar oud is.

Wat is de bron van energie?

Bron van energie

Kan de uitgestraalde energie worden veroorzaakt door het omzetten van potentiële zwaartekrachtsenergie in warmte door samentrekking?

$$U_{\text{Zon}} = -1.5 \frac{GM_{\text{Zon}}^2}{R_{\text{Zon}}} \approx -5.7 \times 10^{41} \text{ J}$$

Als de Zon gevormd is door een gaswolk met $r \gg R_{\odot}$ en de lichtkracht constant is, dan er voldoende energie voor een periode (de Kelvin-Helmholtz tijdschaal):

$$t_{\text{KH}} \equiv \frac{|U_{\text{Zon}}|}{L_{\text{Zon}}} = \frac{5.7 \times 10^{41} \text{ J}}{3.9 \times 10^{26} \text{ W}} \approx 1.5 \times 10^{15} \text{ s} \approx 50 \text{ Mjr}$$

Een 20^e eeuwse bron

In de tijd van Kelvin en Helmholtz (rond 1850) was al duidelijk dat de Aarde aanzienlijk ouder was op grond van geologisch onderzoek.

Pas rond 1930 werd duidelijk dat **kernfusie** de enige bron is die miljarden jaren lang energie kan leveren.

- Massa van 4 waterstof kern: 6.6905×10^{-27} kg
- Massa van 1 helium kern: 6.6447×10^{-27} kg
- Massaverschil: 0.0458×10^{-27} kg

Een 20^e eeuwse bron

Het massaverschil $\Delta m = 4.58 \times 10^{-29} \text{ kg}$ is omgezet in energie:

$$\Delta E = \Delta mc^2 = 4.1 \times 10^{-12} \text{ J}$$

Dit is niet zoveel energie, maar als de hele Zon uit waterstof zou bestaan, zijn er $N_{\text{H}} \sim 10^{57}$ waterstof atomen beschikbaar!

$$E_{\text{tot}} = N_{\text{H}}/4 \times \Delta E = 1.2 \times 10^{45} \text{ J.}$$

Dit is genoeg voor ~ 100 gigajaar. In werkelijkheid is ongeveer 10% van het waterstof beschikbaar voor fusie.

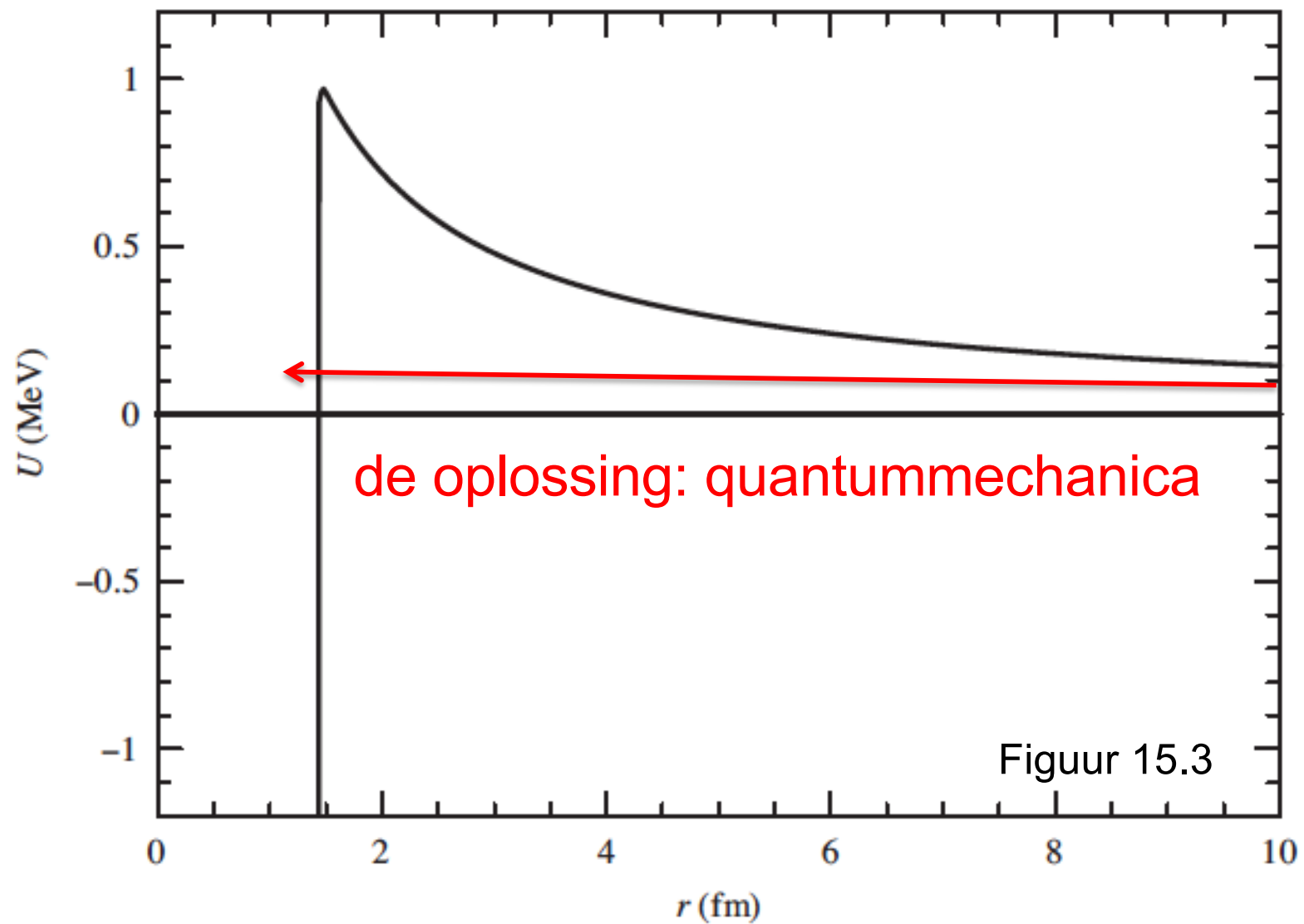
Kernfusie

Het fuseren van twee protonen is makkelijker gezegd dan gedaan.

Om dit voor elkaar te krijgen moeten we twee protonen op een afstand van $\sim 10^{-15}\text{m}$ krijgen: op die afstand kan de **sterke kernkracht** de kernen bij elkaar houden.

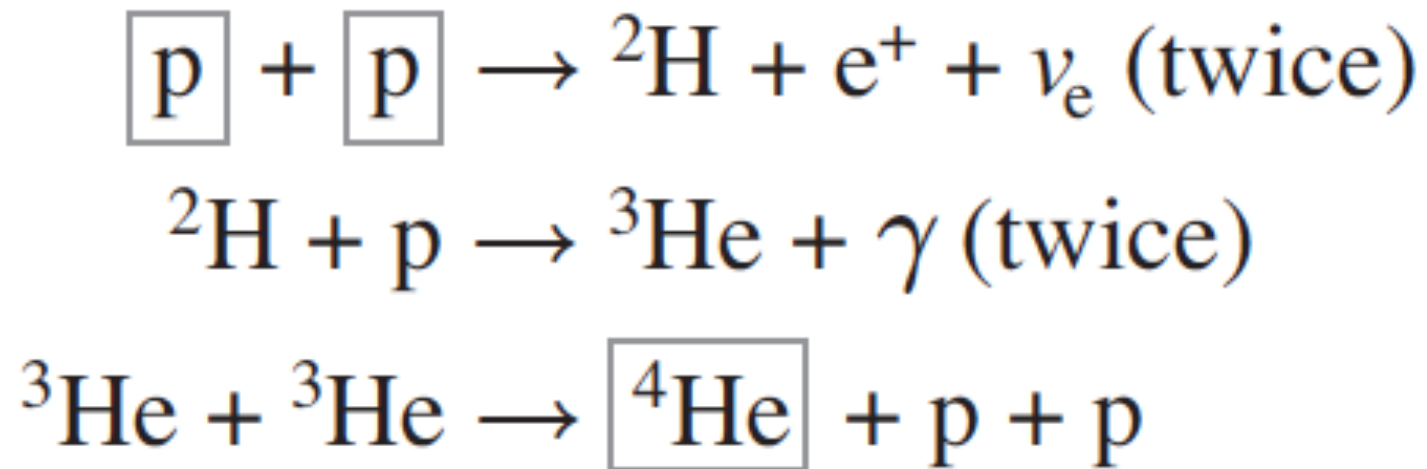
Het probleem is dat de elektrostatische Coulomb potentiaal op die afstand $\sim 1.4\text{MeV}$ is, terwijl de typische kinetische energie van een proton in het centrum van de Zon $\sim 2\text{keV}$ is...

Kernfusie



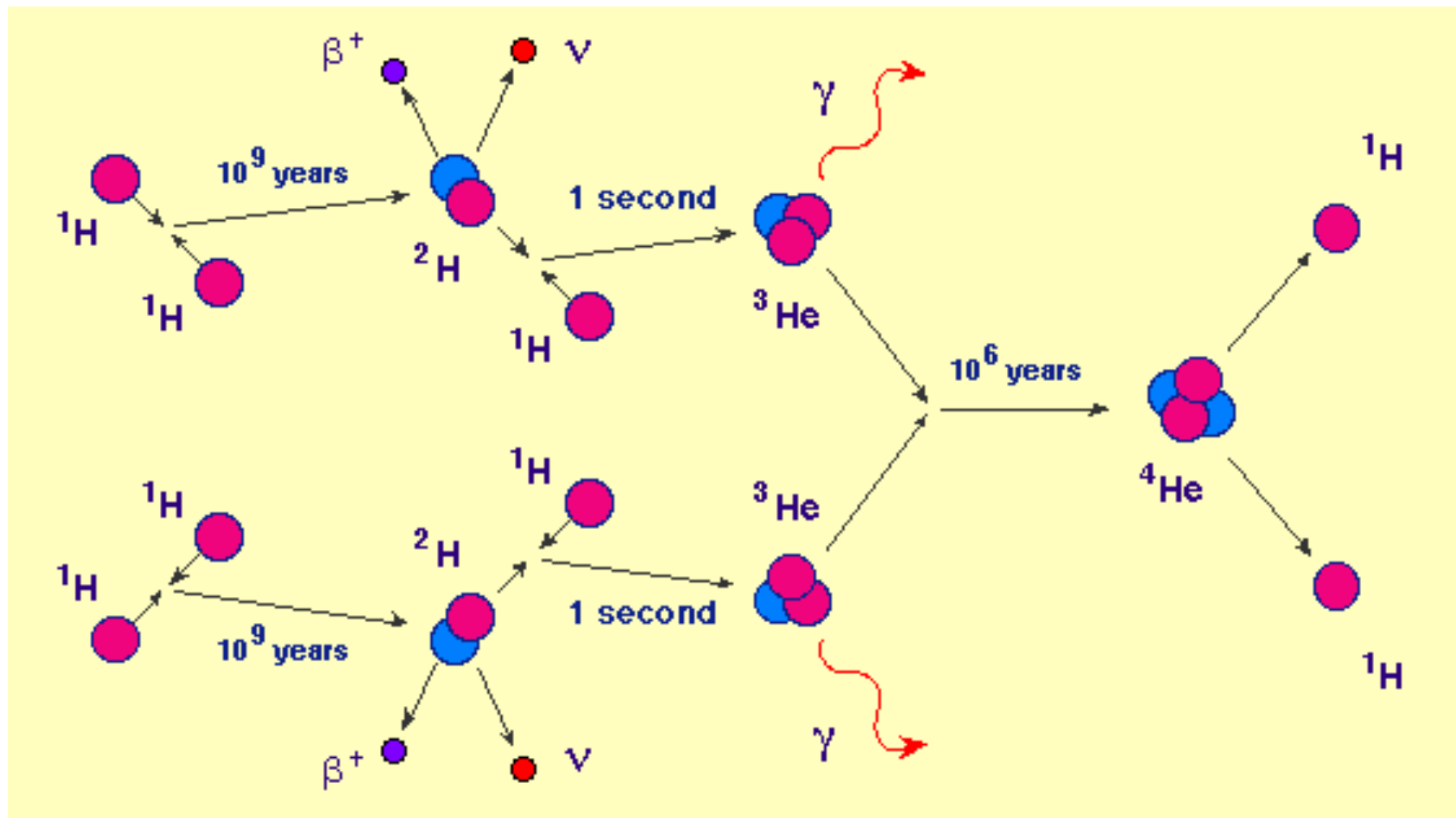
Kernfusie: p-p keten

De fusie van waterstof in helium volgt een serie van “botsingen” van twee deeltjes. In sterren met $T_c < 18 \times 10^6 \text{K}$ wordt helium gevormd door de **p-p keten** (p-p chain).



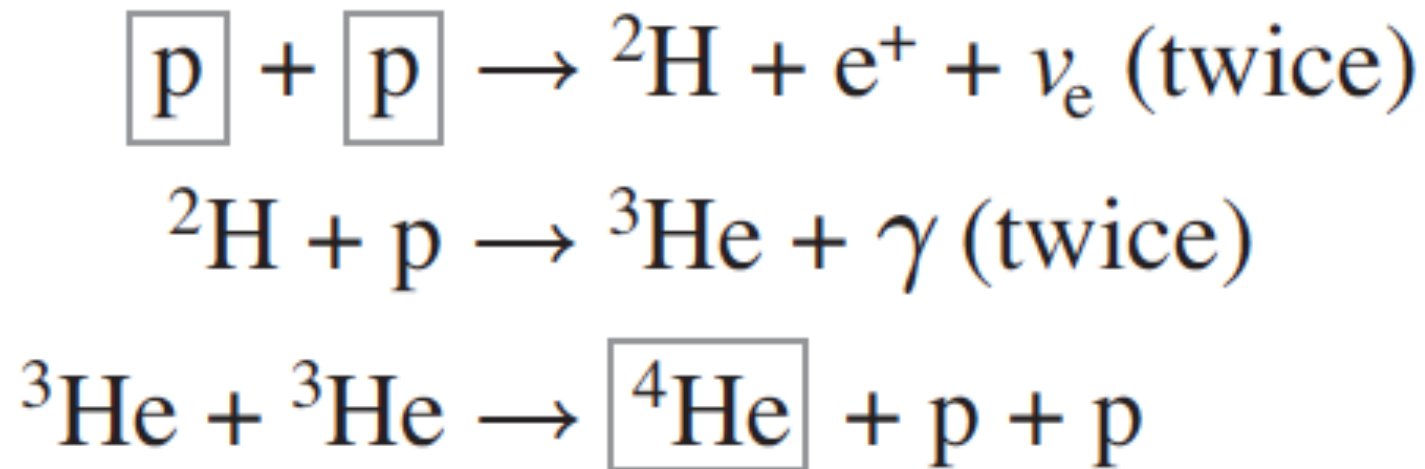
Figuur 15.5

Kernfusie: p-p keten



Kernfusie: p-p keten

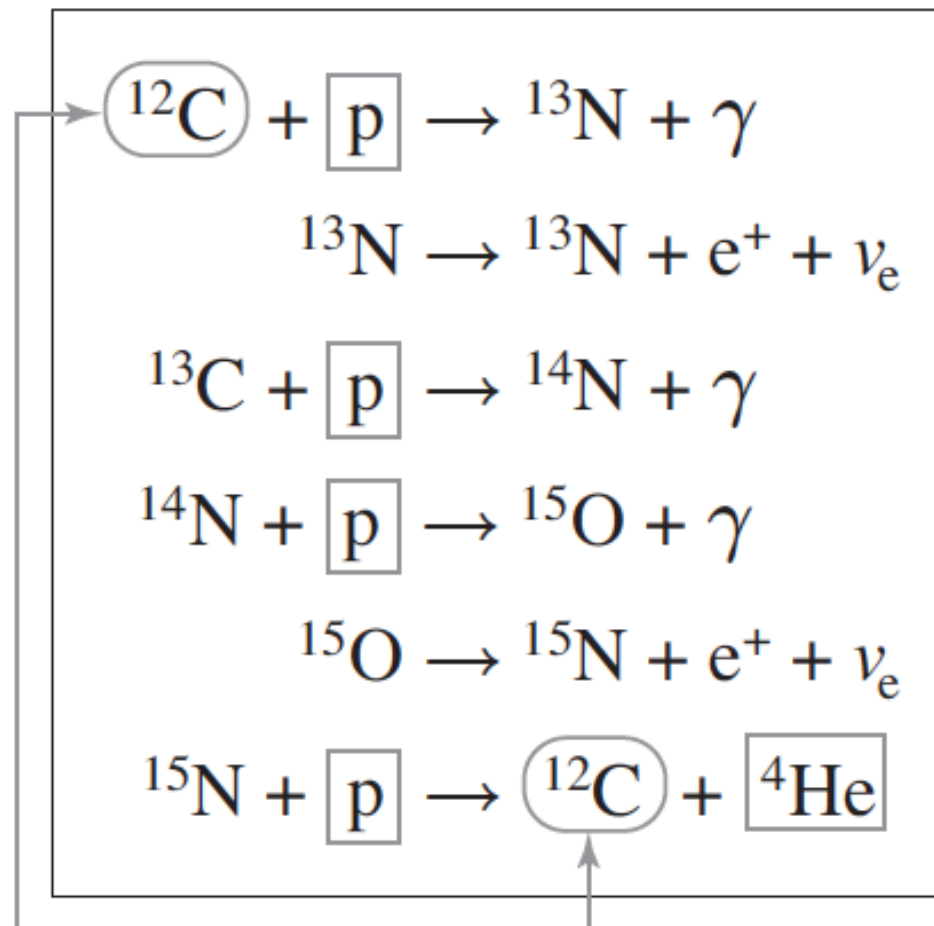
De eerste stap is de langzaamste, want deze wordt bepaalt door de **zwakke kernkracht** (~tunneling). De neutrinos kunnen direct ontsnappen met 2% van de energie. De fotonen zorgen voor **stralingsdruk**.



Figuur 15.5

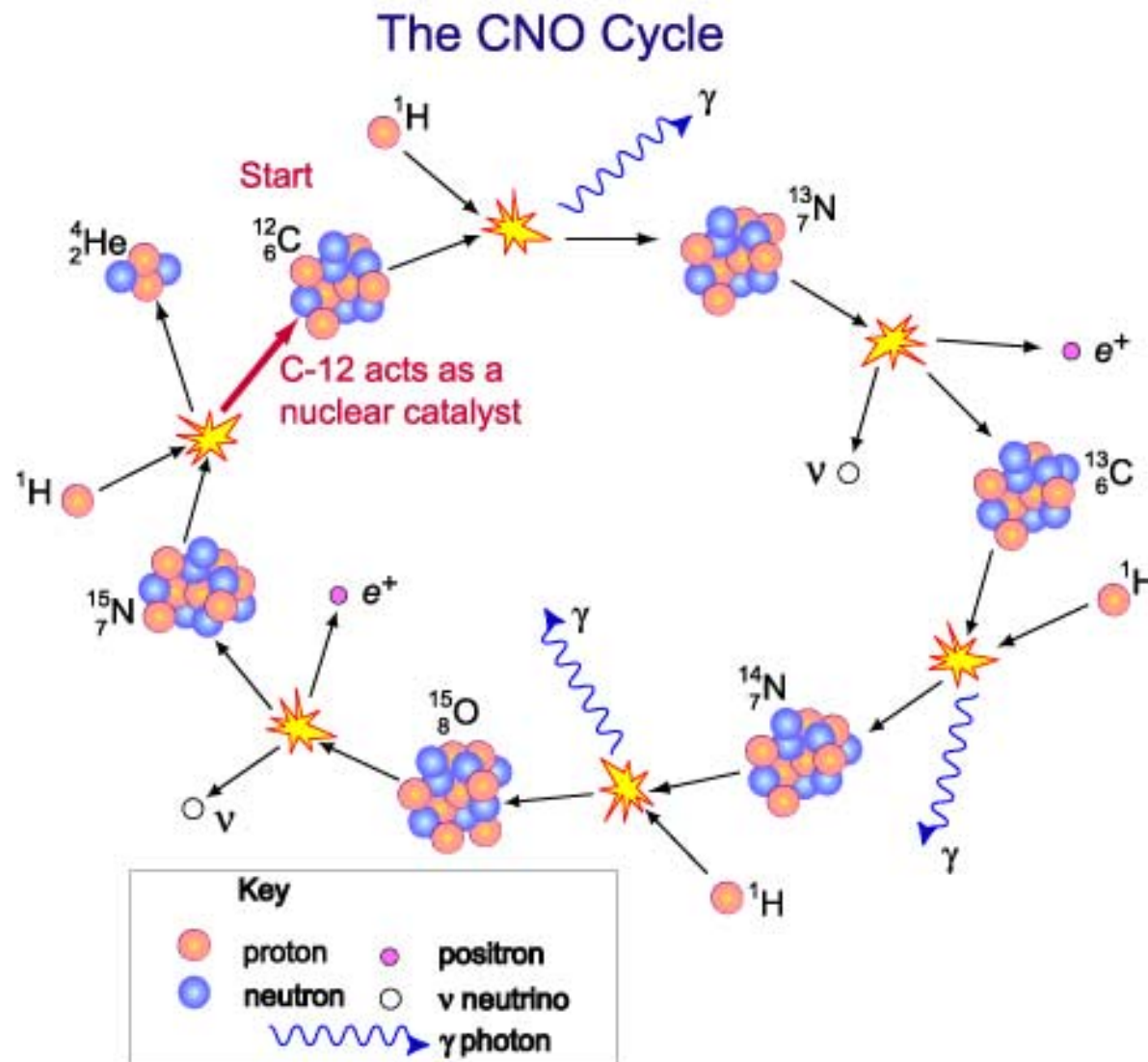
Kernfusie: CNO cyclus

In hoofdreekssterren met $T_c > 18 \times 10^6 \text{K}$ katalyseren C, N en O de fusie door middel van de **CNO cyclus**.

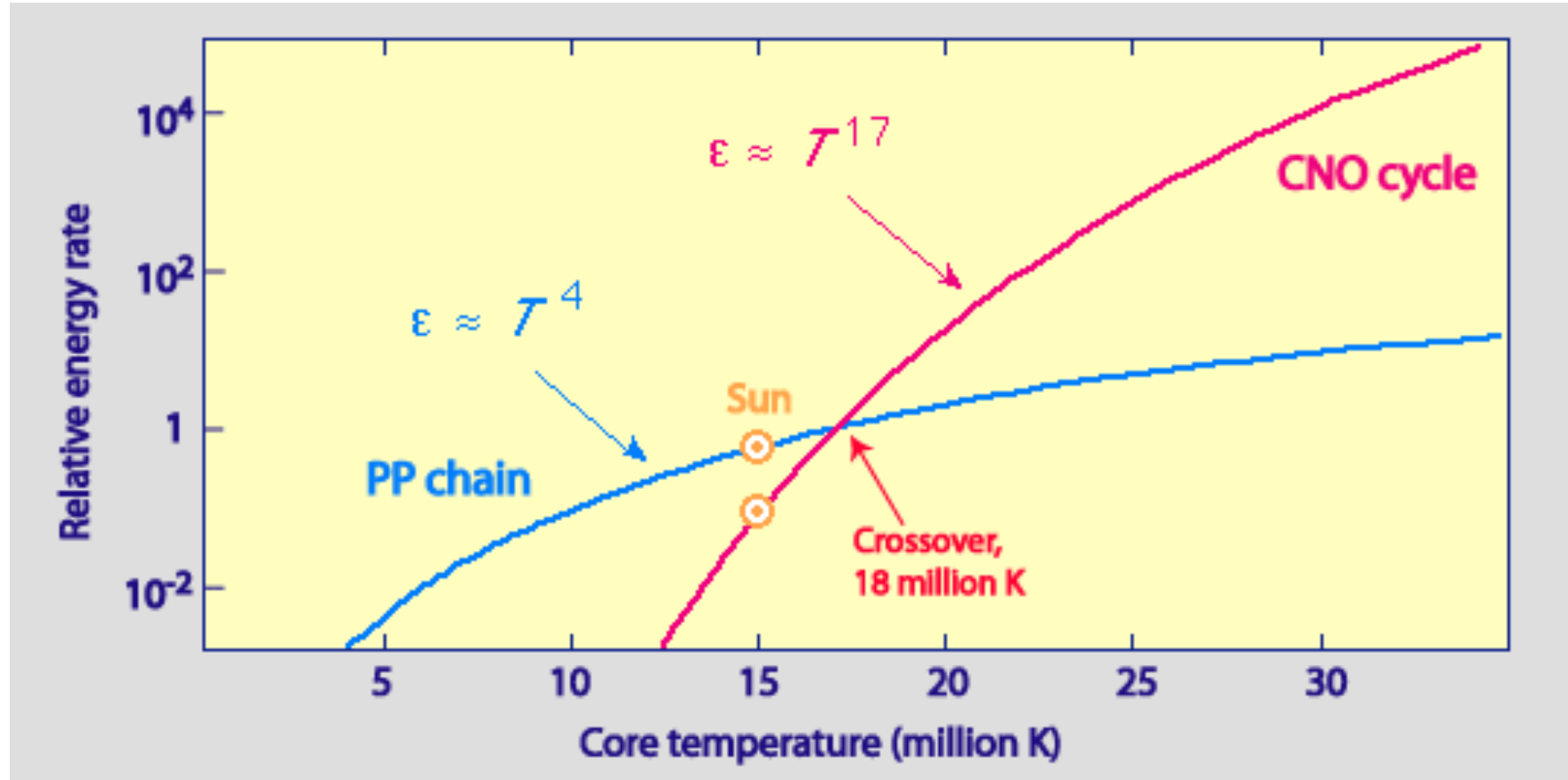


Figuur 15.6

Kernfusie: CNO cyclus



Oorsprong massa-lichtkracht relatie



De reactiesnelheid is een sterke functie van T_c , die op haar beurt afhankelijk is van de massa van de ster.



Vragen?