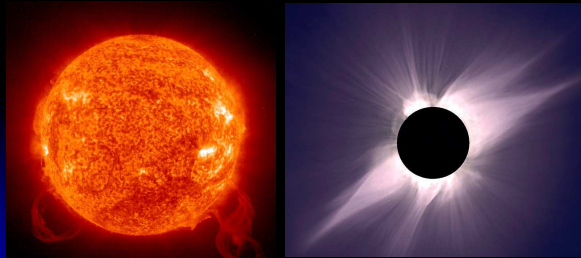


Översiktskurs i astronomi Lektion 7: Solens och stjärnornas energiproduktion samt utveckling



Frågor från förra gången I

Hur långt är det mellan
asteroiderna i huvudbältet?

För stora asteroider
(>1 km) är medelavståndet
~10 miljoner km

Men: avståndet minskar med
asteroidernas storlek

Rymdsonder som åker
genom asteroidbältet träffas
i genomsnitt av några
mikroasteroider
(med en storlek av ned till en
tusendels mm) under sin resa

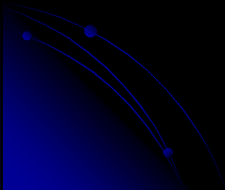


Inte realistiskt...

Frågor från förra gången II

Hur vet vi att det finns metalliskt väte?
Kan skapas i laboratorier på jorden
(under mycket korta tidsrymder)!

Modeller för trycket i stora planeter förutspår att det
bör finnas i deras innanmäten, och detta stämmer
med observationer av Jupiters magnetfält



Frågor från förra gången III

Hur kan man veta hur planeter är uppbyggda inuti?

Lite olika tekniker för olika planeter,
men här är ett exempel för en gasjätte:

Period och bana för en måne → Planetens massa

Planetens storlek & massa → medeldensitet

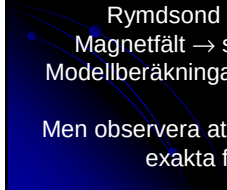
Spektrum → ytsammansättning

Rymdsond → sammansättning en bit in

Magnetfält → sammansättning ännu längre in

Modellberäkningar → resten av sammansättningen

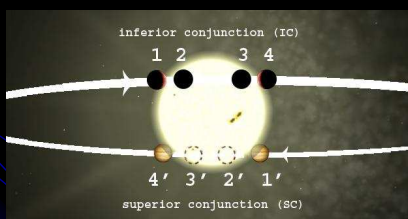
Men observera att detta leder till osäkerheter om de
exakta förhållandena djupt inne!



Frågor från förra gången IV

Hur man mäta den kemiska sammansättningen hos exoplaneter?

Ja – ytsammansättningen kan mätas genom spektroskopi av
unga, heta och stora planeter med gynnsamma banor.



Upplägg

- Energiprocesser i stjärnor
- Energitransport i stjärnor
- Solens uppbyggnad
- Solfläckar
- Solliknande stjärnors utveckling
 - Huvudserien
 - Röda jättegrenen
 - Helium-flash
 - Horistontalgrenen
 - Asymptotiska jättegrenen
 - Planetarisk nebulosa / vit dvärg
- Utvecklingen för mer massiva stjärnor

Solen är en stjärna

Sammanfattning av solens egenskaper:

I kärnan är temperaturen ca. 16 miljoner Kelvin ($0\text{K} = -273$ grader C). Temperaturen är så hög att termonukleära fusionsprocesser startar – d.v.s. lättare atomkärnor slår ihop sig till tyngre.

I solen omvandlas främst väte (H) till helium (${}^4_2\text{He}$). 600 miljoner ton väte omvandlas till helium varje sekund. 4,2 miljoner ton omvandlas till energi ($E = mc^2$ enligt Einstein) och motsvarar $3,86 \cdot 10^{26}$ W.

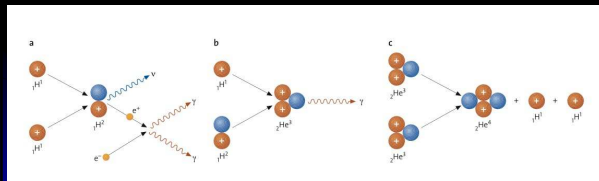
Vid solens yta (fotosfären) är temperaturen "bara" ca. 6000K.

Tre termonukleära fusionsprocesser

● Proton-proton kedjan:

Väte (H) omvandlas till helium (He) plus energi.

Nettoreaktion: $4 {}^1_1\text{H} \rightarrow {}^4_2\text{He} + \text{energi}$. Effektiv för temperaturer $T \geq 10$ -16 miljoner K.



Tre termonukleära fusionsprocesser

● CNO-cykeln:

OBS! Kräver att kol redan finns närvarande.

Bygger: ${}^7_6\text{N}$, ${}^8_8\text{O}$, ${}^9_9\text{F}$ (d.v.s. kväve, syre, fluor osv.). $T \geq 10$ -20 miljoner K.

Trippel-alfa (3α) processen:

Totalt tre ${}^4_2\text{He}$ -kärnor (α -partiklar) bygger upp t.ex.: ${}^{12}_6\text{C}$, ${}^{16}_8\text{O}$, ${}^{20}_{10}\text{Ne}$, ${}^{24}_{12}\text{Mg}$ (d.v.s. kol, syre, neon och magnesium). $T \geq 100$ miljoner K.

Energitransport i stjärnor

Energien som alstras i stjärnors inre transporteras till ytan på tre olika sätt:

● Ledning (i t.ex. vita dvärgar).

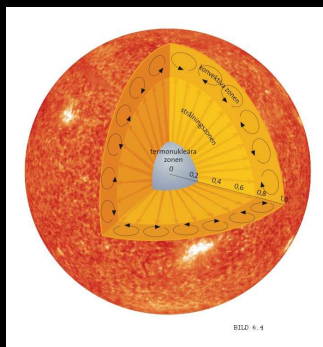
● Strålning

● Konvektion (uppstår vid stora temperaturskillnader mellan närliggande vertikala skikt i stjärnor. Energin "bubblar" upp mot ytan).

Solen

Solen består av tre zoner:

- Termonukleära kärnan (från 0 till $0,25R_{\odot}$)
- Strålningszonen (från $0,25$ till $0,75R_{\odot}$)
- Konvektiva skalet (från $0,75$ till $1R_{\odot}$)



Solens yttre består av tre skikt

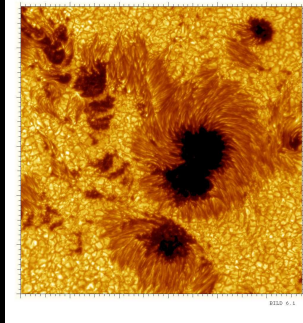
Inifrån och ut:

- Fotosfären (tjocklek ≈ 300 km, $T \approx 6000$ K)
- Kromosfären (≈ 2000 km, ≈ 10000 K)
- Koronan ($\approx 10^6$ km, $\approx 10^6$ K)

Solens radie ut t.o.m fotosfären är ca 7×10^5 km

Fotosfären

- Fotosfären (tjocklek ≈ 300 km, $T \approx 6000$ K)



Kromosfären

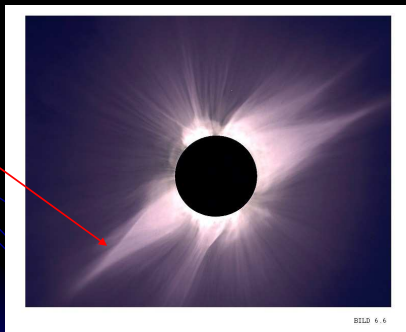
- Kromosfären (≈ 2000 km, ≈ 10000 K)



Koronan

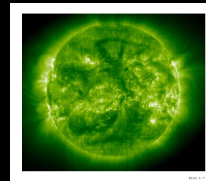
- Koronan ($\approx 10^6$ km, $\approx 10^6$ K)

Solvind

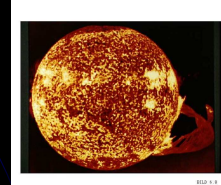


Solen i andra våglängdsband

UV vid 195 Å
(SOHO)

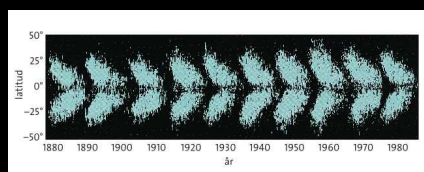


Röntgen
(Skylab)



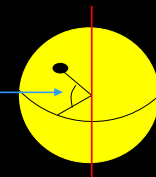
Solfläckar och solfläckscykeln

Fjärilsdiagram

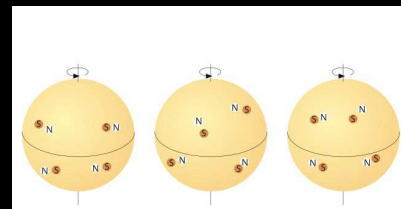


Positionerna hos solfläckarna följer en 11-årscykel

latitud



Solfläckar och solfläckscykeln

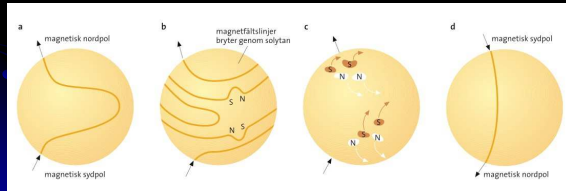


De magnetiska egenskaperna hos solfläckarna följer en 22-årscykel

Solfläckar och solfläckscykeln

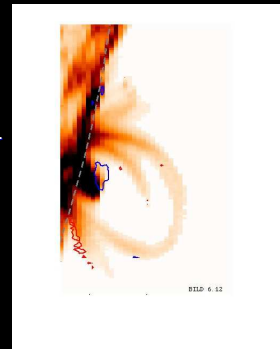
Babcocks magnetdynamiska modell:

Solfläckarna (och stjärnfläckarna!) bildas där magnetfälten bryter genom ytan. De är mörkare eftersom temperaturen är lägre i dessa områden.

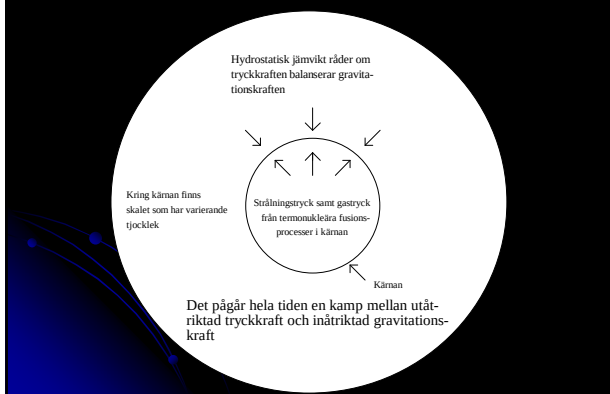


Koronans höga temperatur

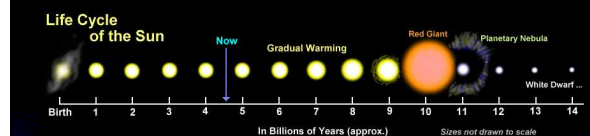
Tros uppkomma genom elektriska urladdningar då magnetfältslinjerna kommer för nära varandra.



En stjärnas inre: Hydrostatisk jämvikt



En sollik stjärnas utveckling



Ideala gaslagen

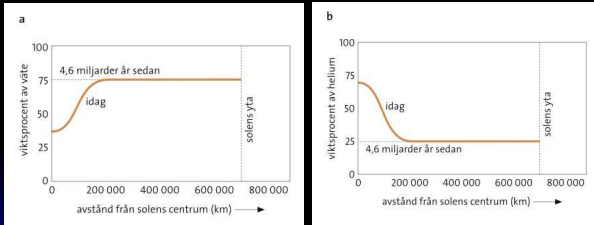
$$P = \frac{k\rho T}{\mu H}$$

- P = Gasens tryck
- ρ = Gasens densitet
- T = Gasens temperatur
- k = Boltzmanns konstant
- μ = Medelmolekylvikten
- H = Atomisk massenhet $\approx$ vätekärnans massa

Kemisk sammansättning

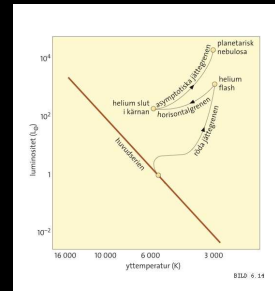
- X = Viktandel väte
- Y = Viktandel helium
- Z = Viktandel av grundämnen med högre atomtal än helium ("Metaller")

Mängden H och He i kärnan, då och nu

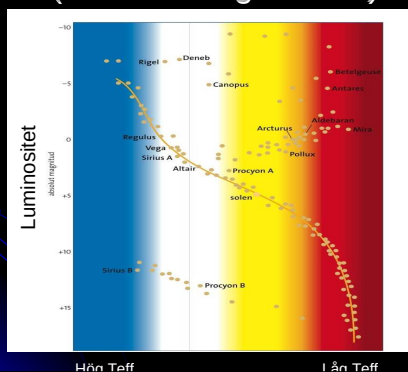


Huvudserien I

- En stjärna tillbringar ungefär 90% av sin livstid på huvudserien.
- Under denna fas förflyttar sig stjärnan sakta uppåt längs huvudserien.



Hertzsprung-Russell-diagrammet (ofta HR-diagrammet)

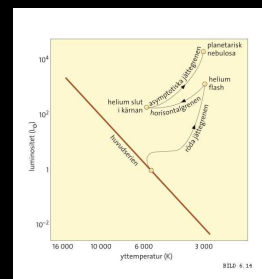


Huvudserien II

Vandringen uppåt längs huvudserien beror på att H omvandlas till He.

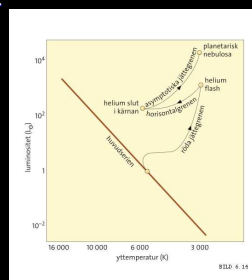
Medelmolekylvikten (μ) ökar då och det gastryck (P_g) kärnan utövar minskar enligt ideala gaslagen ($P_g \propto 1/\mu$).

Kärnan trycks ihop och hettas upp och fusionsprocesserna snabbas upp.



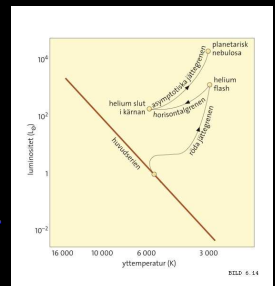
När vätet tar slut

- När vätet i kärnan börjar ta slut sänks energiproduktionen
- Den hydrodynamiska jämvikten rubbas och kärnan (nu nästan enbart He) pressas samman av stjärnans egen tyngd



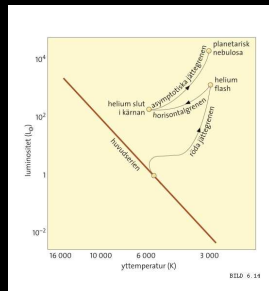
När vätet tar slut

- Kärnan blir så het att förbränning av H startar i ett skal runt kärnan. Stjärnan lämnar huvudserien och rör sig uppför röda jättegrenen.



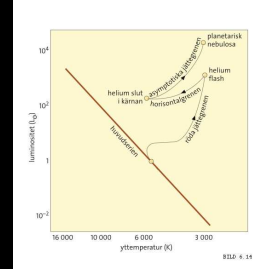
Röda jättegrenen

- I och med att H tagit slut i kärnan och att skalförbränning av H gjort kärnan allt tyngre, kontraherar den allt mer, vilket ökar temperaturen ytterligare.
- Skalet expanderar → Stjärnan blir större (jätte) → Högre luminositet & lägre temperatur



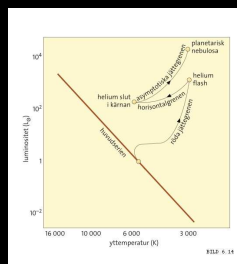
Helium-flash

- När temperaturen nått ca 10^8 K startar He-förbränning i kärnan (3α processen).
- För stjärnor med $M < 2-3 M_{\odot}$ inleds detta med en He-flash.



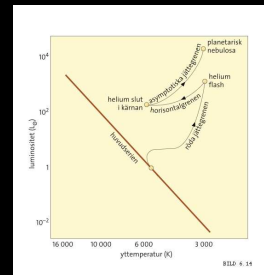
Helium-flash II

- Ideala gaslagen slutar att gälla. Temperaturen kan stiga okontrollerat utan att trycket påverkas.
- Halva mängden helium i kärnan omvandlas till kol på ca 10 s
- Energi motsvarande ca 1 miljard stjärnor av solens typ utsänds



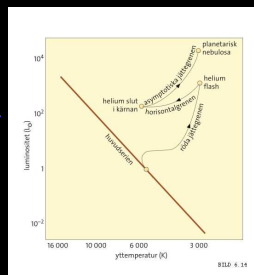
Horisontalgrenen

- Vid högre temperatur blir gasen ideal igen. Kärnan expanderar och kylls, energiproduktionen minskar och stjärnan rör sig utefter horisontalgrenen.



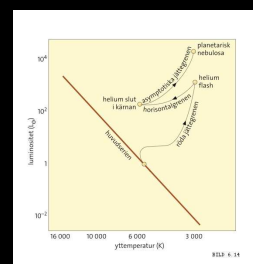
Asymptotiska jättegrenen

- Till slut tar He slut i kärnan och samma procedur upprepas.
- Skalförbränning av He gör stjärnan röd och för den uppför asymptotiska jättegrenen där även skalförbränning av H fortsätter.



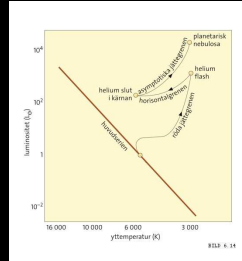
Planetarisk nebulosa / Vit dvärg

- För en stjärna av solens massa är slutet nu nära.
- Den blir inte tillräckligt het i kärnan för att kol ska börja förbrännas via CNO-cykeln.



Planetarisk nebulosa / Vit dvärg II

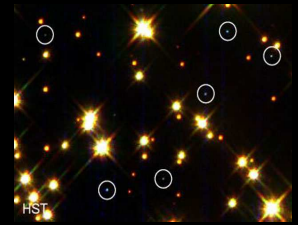
- Stjärnan blir instabil och genomgår en fas av termiska pulser innan den kastar ut sina ytterdelar.
- Gasen som kastas ut kallas planetarisk nebulosa.
- Kärnan benämns nu vit dvärg.



Planetarisk nebulosa / Vit dvärg III



Planetarisk nebulosa



Vita dvärgar

Livstider på huvudserien (sid 360)

Massa ($M_{\odot}$)	T_{eff} (K)	Luminositet ($L_{\odot}$)	Tid (i 10^6 år)
25	35 000	80 000	3
15	30 000	10 000	15
3	11 000	60	500
1.5	7000	5	3000
1.0 (Solen)	6000	1	10 000
0.75	5000	0.5	15 000
0.50	4000	0.03	200 000

Sambandet mellan massa och livstid på huvudserien

$$t \propto \frac{1}{M^{2.5}}$$

Utvecklingen för mer massiva stjärnor I

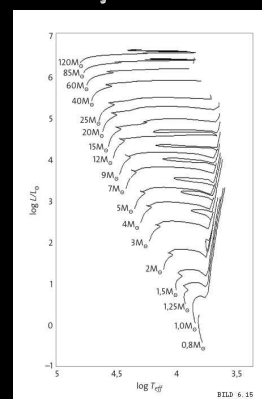
- Stjärnor med högre huvudseriemassor än solens blir hetare i kärnan. Partiklarna har högre rörelseenergi $\rightarrow$ atomkärnornas Coulomb-krafter kan övervinnas och tyngre atomkärnor kan genomgå fusion.
- Gränsen går vid ${}_{26}\text{Fe}^{56}$ som är en stabil isotop, så starkt bunden att ingen mer energi kan utvinnas.

Utvecklingen för mer massiva stjärnor II

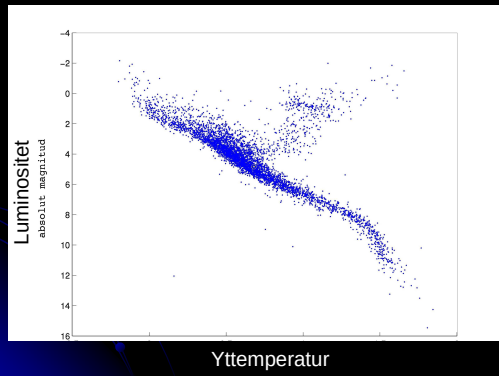
Högmassiva stjärnor rör sig nästan horisontellt i HR-diagrammet efter huvudserien.

Orsak?

Konvektiv kärna $\Rightarrow$
 Snabb blandning av grundämnena som snabbt förbränns $\Rightarrow$
 Snabb utveckling, T_{eff} minskar $\Rightarrow$
 Lägre luminositet. Kompenseras av större radie (R_{eff}) $\Rightarrow$
 Högre luminositet ($L=4\pi\sigma R_{\text{eff}}^2 T_{\text{eff}}^4$).



Ett typiskt HR-diagram



Massiva stjärnor kan explodera som supernovor

