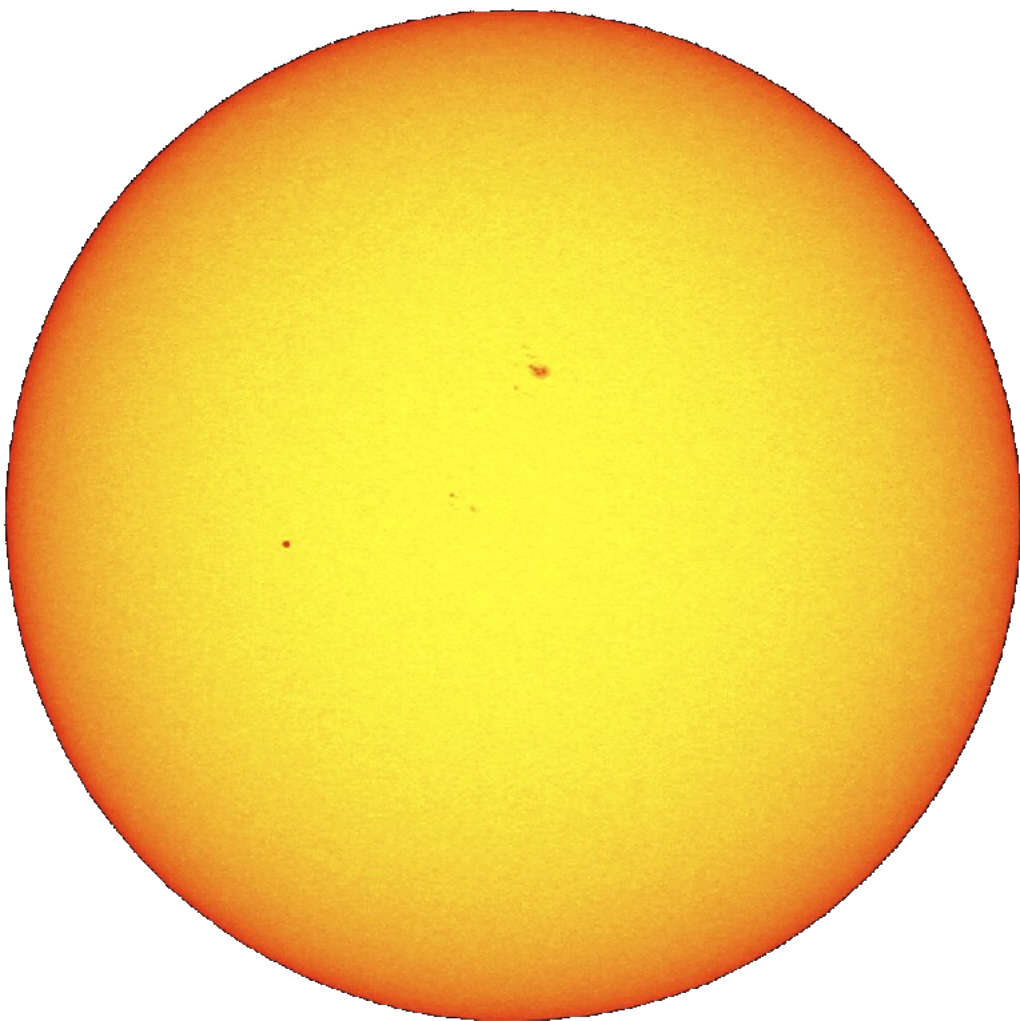


Solen og andre stjerner



Figur 1. Solen den 9/5-2016. Merkur ses som en lille prik lidt til venstre for midten.

Af Michael Andrew Dolan Møller

Juni 2026. Version 2.0.

Indholdsfortegnelse

1	Introduktion.....	3
2	Solens lys.....	3
3	Solens ydre lag.....	3
3.1	Koronaen.....	4
3.2	Kromosfæren.....	4
3.3	Fotosfæren.....	5
3.3.1	Solpletternes betydning for Jorden.....	5
3.3.2	Protuberanser og flares.....	7
4	Data for Solen.....	8
4.1	Solens overfladetemperatur og radius.....	9
5	Stjerneinddeling.....	11
5.1	Spektraltyper.....	11
5.2	Luminositetsklasser.....	12
5.2.1	Øvelse – Solens spektraltype.....	13
5.3	Bestemmelse af luminositetsklassen for en stjerne.....	13
6	HR-diagrammet.....	17
7	Kerneprocesser i Stjerner indre.....	20
7.1	Temperaturen i Solens indre.....	20
7.1.1	Eksempel protostjernes indre temperatur.....	20
7.2	pp-processerne.....	21
7.3	CNO-cyklussen.....	22
7.4	Neutrinoproblemet.....	23
7.5	3α -proceskæden.....	23
8	Stjerner udvikling væk fra hovedserien.....	25
8.1	‘Små’ stjerner.....	25
8.1.1	Øvelse – massefylde af hvid dværg.....	26
8.1.2	Heliumflash.....	26
8.2	‘Tungere’ stjerner.....	27
8.2.1	Øvelse - Massefylde af neutronstjerne.....	28
8.2.2	Øvelse - Tyngdefeltet omkring en neutronstjerne.....	28
8.3	‘Meget’ tunge stjerner.....	29
9	Oversigt over stjerner udvikling.....	31
10	Opgaver.....	32
10.1	Mulighed for kernereaktioner.....	32
10.2	Spektralanalyse.....	32
10.3	Luminositetsklasser.....	33
10.4	HR-diagrammer.....	33
11	Referencer.....	34

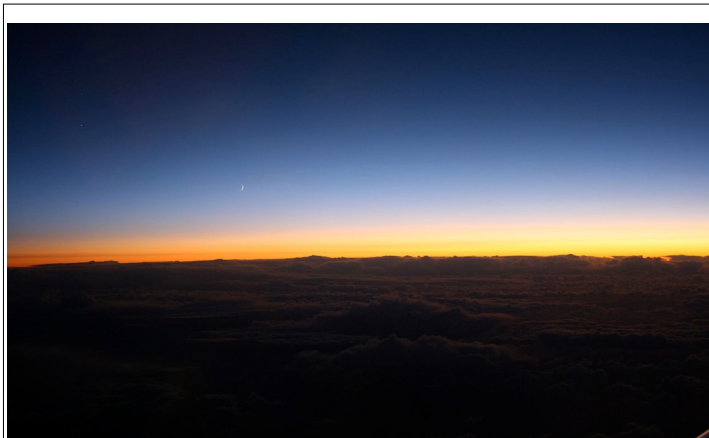
1 Introduktion

I denne note skal vi nærmere undersøge hvordan stjerner – især Solen - dannes og udvikler sig over tid. Læseren rådes til at læse noten *Observationer i astronomi* først.

2 Solens lys

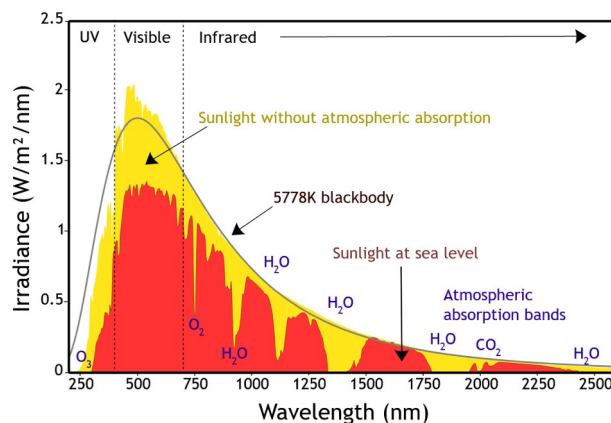
Hvis man betragter Solen på en klar dag, ser den gul ud, men det er faktisk ikke dens rigtige farve. Udenfor atmosfæren ser Solen mere hvid ud end gul. Farveskiftet sker især, fordi farver spredes forskelligt på vejen ned gennem atmosfæren og fordi der sker absorption af visse farver.

Blåt lys spredes bedre end lys med længere bølgelængder, og det giver himmelen dens blå farve, men det bidrager også til at farven på den observerede sol ændres. Spredningsfænomenet kaldes *Rayleighspredning*, og det sker uden at fotonerne afleverer energi til atmosfæren. Resultatet af spredningen kan for eksempel ses i figur 2.



Figur 2: Sollys spredes i atmosfæren og det ændrer Solens farve. Kilde: By leehasacamera - Sunset over the cloud. [17]

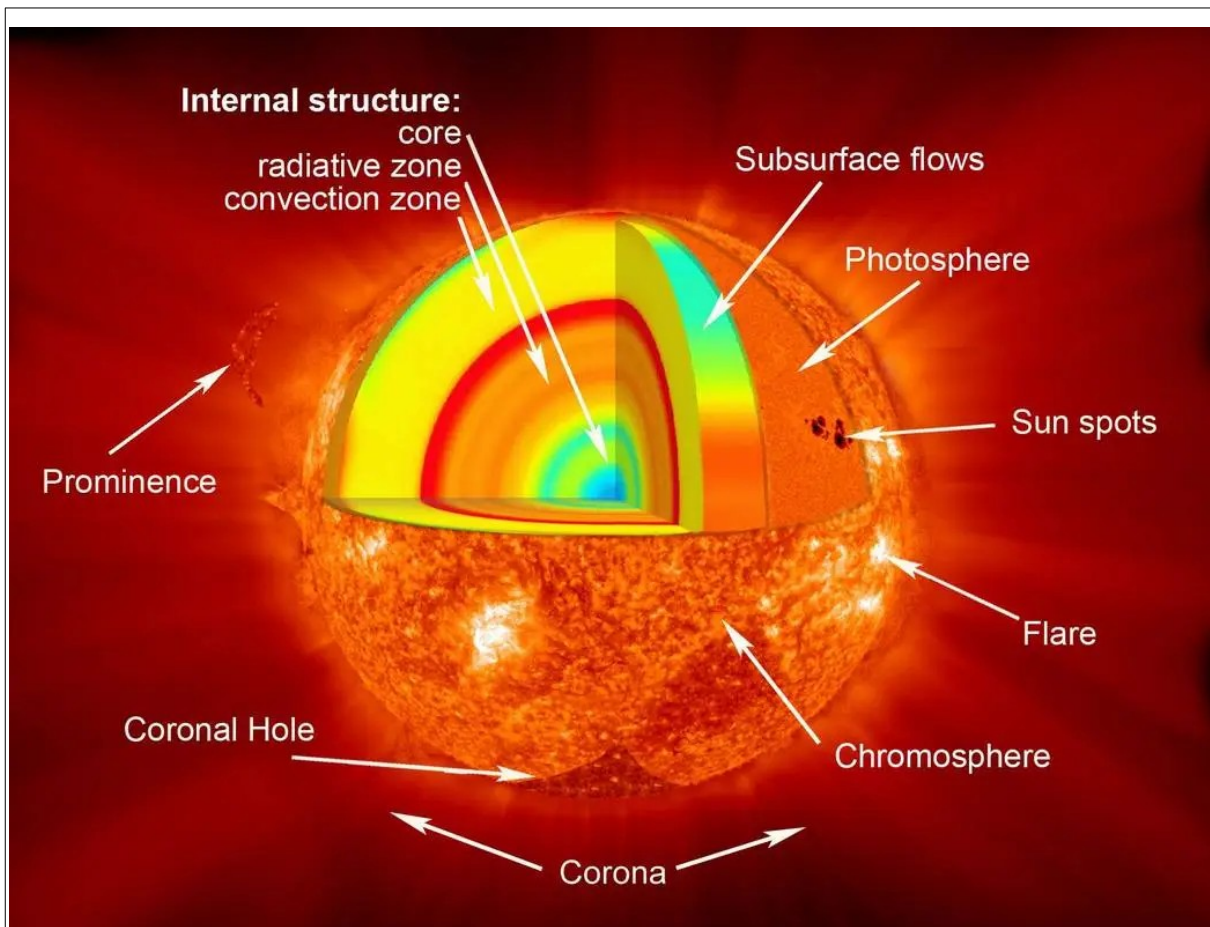
Der sker også absorption af energi i atmosfæren – især i vanddamp, men det bidrager kun ganske lidt til farveskiftet. På figur 3 kan man se, hvordan sollyset er fordelt som funktion af bølgelængde udenfor atmosfæren, og hvordan det ser ud, når det har været igennem atmosfæren. Grafen viser, at der er en generel absorption over hele det synlige spektrum, og så er der megen absorption i det infrarøde område. Derfor bidrager denne effekt kun ganske lidt til rødfarvningen af Solen.



Figur 3: Det røde område på grafen viser, hvad der kommer ned gennem atmosfæren. [18]

3 Solens ydre lag

Hvis man betragter/observerer Solen gennem filtre, samt ved formørkelser, bliver det muligt at se de forskellige øverste lag af Solen.



Figur 4: Solens lag. [32]

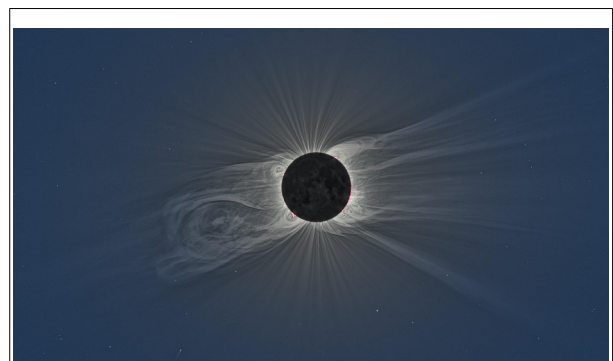
3.1 Koronaen

Koronaen dækker det yderste lag af Solen, og det er et ultratyndt og meget varmt lag, som fra Jorden kun kan ses ved solformørkelser. Koronaens temperatur er omkring 1 MK, hvilket er væsentligt varmere end længere nede i Solen. Vi mener, at det kan være magnetfelter, der transporterer energi op i koronaen og giver den dens høje temperatur. Selvom koronaen er varm, er gassen ganske tynd, så der skal ikke særlig meget energi til at opvarme den til høje temperaturer. Et billede af koronaen kan ses på figur 5.

3.2 Kromosfæren

Kromosfæren er som koronaen heller ikke synlig på normal vis, men hvis man sætter et særligt filter foran sit kamera, bliver laget synligt.

Filteret tillader det røde lys tæt på hydrogen α -strålingen at passere. Man kalder spektrallinjen for H α -linien, og den har bølgelængden 656,3 nm. Dette lys udsendes især fra kromosfæren, og når vi kun måler gennem H α -filteret, får vi kromosfæren at se. Den er vist i figur 6. Kromosfæren er ca. 3-5000 km tyk, og man kan se forskellige strukturer på kromosfæren. De lyse områder på billedet viser, hvor Solen har kraftige



Figur 5: Solens korona. Bemærk, hvor langt den når ud i rummet. Billedet er optaget i Argentina i 2020 af Andreas Möller. [19]

magnetfelter, og de områder er de samme steder, hvor vi finder solpletter. Andre stjerner har også kromosfærer, men de kan have helt andre tykkelser end Solens.

3.3 Fotosfæren

Fotosfæren er det lag, vi kan se med det blotte øje. På forsidebilledet, figur 1, er et billede af Solen taget fra Vejle. Der er anbragt et gråt solfilter foran kameraet for at beskytte øjne og kamera. Hvis man ser nøje efter, er Solen ikke bare en gul overflade – der er også mørke områder, som lidt ligner modermærker. Pletterne kaldes solpletter, der er ”kølige” områder i forhold til omgivelserne. Køligt betyder, at pletterne er ca. 2000 K koldere end omgivelserne, som har en temperatur på ca. 5800 K. (På forsidebilledet er en af prikkerne dog planeten Merkur.)

Det er i fotosfæren at Solens kontinuerte stråling dannes, og dens intensitetsfordeling kan man se markeret med gult på figur 3. Den kontinuerte stråling kommer, fordi der naturligvis er rigtig meget hydrogen i fotosfæren, og der er også mange frie elektroner. Dermed bliver det muligt at lave ioner af typen H^- . Den ekstra elektron i H^- er ganske løst bundet, (0,75 eV) så det er nemt for fotoner at splitte ionen igen. Processerne, der foregår er vist herunder



Første proces ovenfor sker når en foton ankommende længere nede fra Solen rammer en H^- -ion, og den anden proces ovenfor sker når atomer og elektroner kommer tæt nok på hinanden. Man kalder processen for en *bunden-fri*-reaktion og den nye foton også en vilkårlig ny energi, dvs. man får en kontinuert fordeling af foton-energier.

En fri elektron kan også afbøjes af et H-atom, hvis det kommer for tæt på. Derved dannes også kontinuert *bremsestråling*.

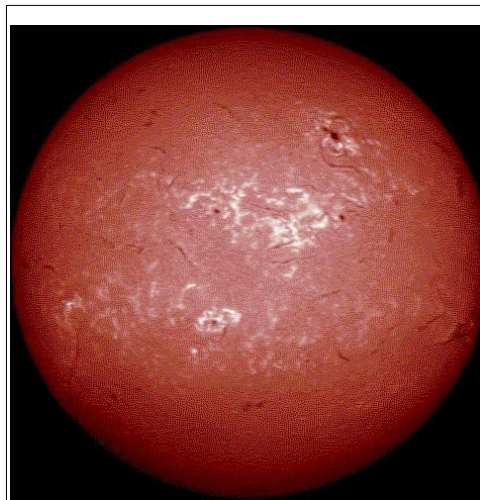
Da fotonenergi er ligefrem proportional med frekvensen af lyset, dannes dermed alle mulige frekvenser, som vi ser af formelen

$$E_\gamma = h \cdot f = \frac{h \cdot c}{\lambda}, \quad (2)$$

hvor $h = 6,626 \cdot 10^{-34}$ Js.

3.3.1 Solpletternes betydning for Jorden

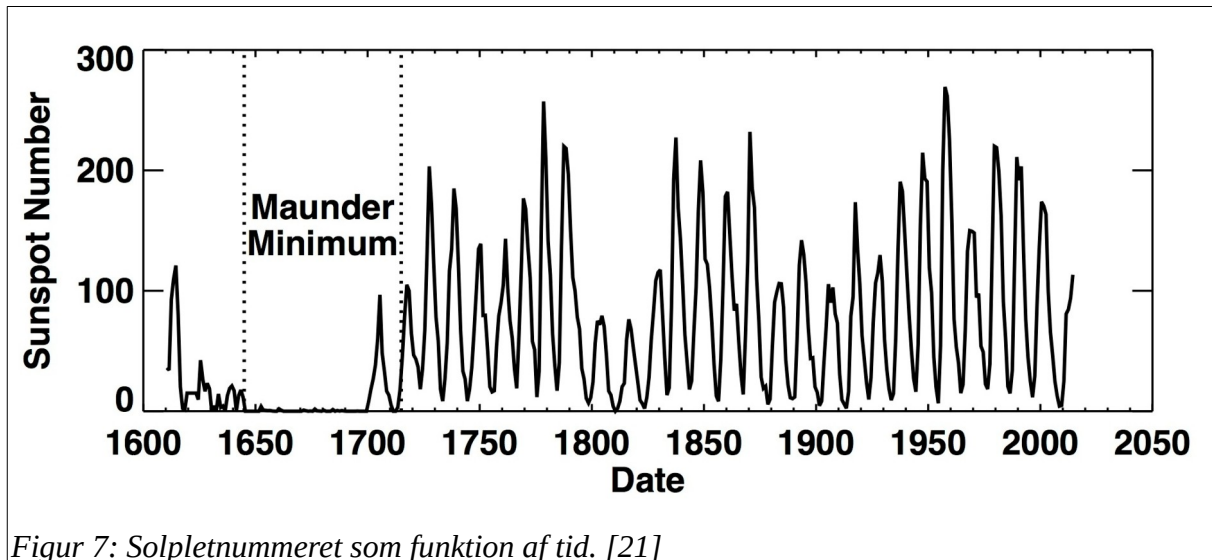
Solpletter optræder med forskellige antal over tid, og da man har målt solpletter siden Galilei første gang observerede solpletter, har vi en relativt lang tidsserie over dem. På figurene 7 og 8 er vist det såkaldte solpletnummer som funktion af tid. Solpletnummeret er defineret ud fra størrelsen og placeringen af solpletter på Solens overflade. Det gøres ved først at tælle det samlede antal



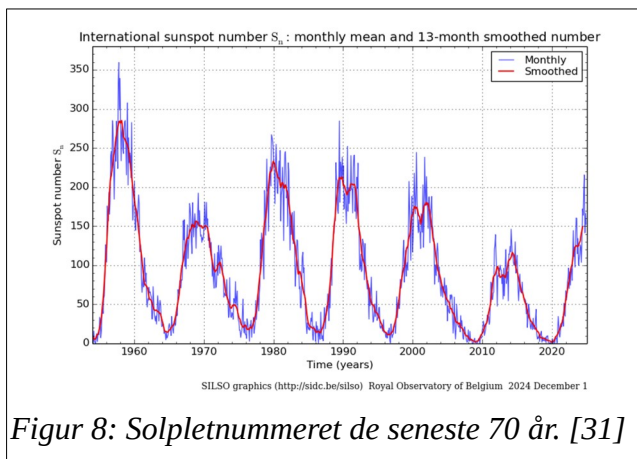
Figur 6: Kromosfæren. Bemærk, at Solen nu viser tydelig struktur. [20]

solpletter, N_s . Derefter tælles antallet af solpletgrupper, N_{sg} , som ganges med 10. Endelig adderer man de to tal. Dvs.

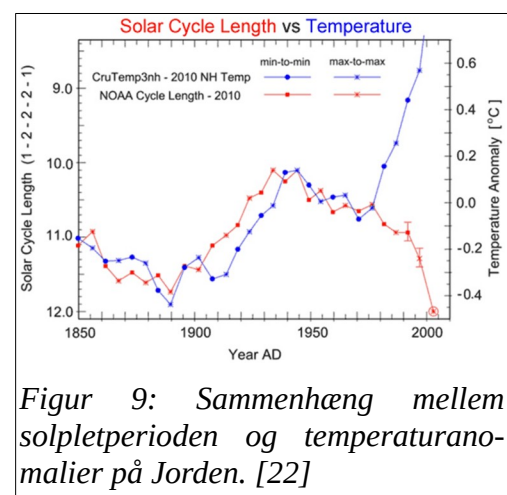
$$N_{solplettr} = N_s + 10 \cdot N_{sg} \quad (3)$$



Figur 7: Solpletnummeret som funktion af tid. [21]

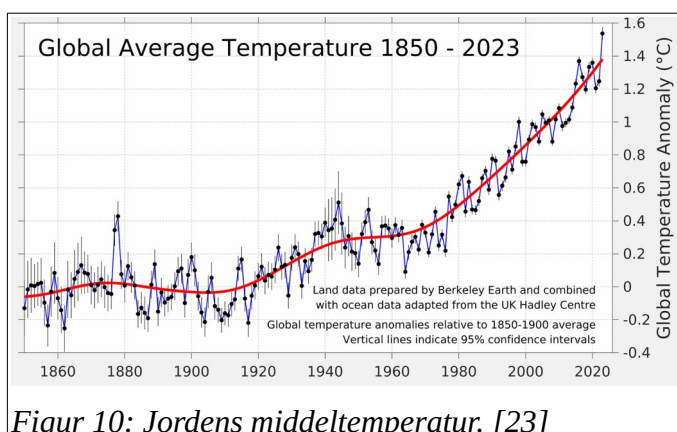


Figur 8: Solpletnummeret de seneste 70 år. [31]



Figur 9: Sammenhæng mellem solpletperioden og temperaturanomalier på Jorden. [22]

Maksimumtallet varierer med en periode på ca. 11 yr, men der er tidlige variationer fra solpletmaksimum til næste maksimum. Højden af toppene varierer også med perioden. Bemærk at der ved det såkaldte *Maunder-minimum* nærmest ikke blev observeret solpletter. Pudsigt nok faldt denne periode sammen med den lille istid – og derfor er det vel nærliggende at tro, at der er en sammenhæng mellem solpletter og klima.

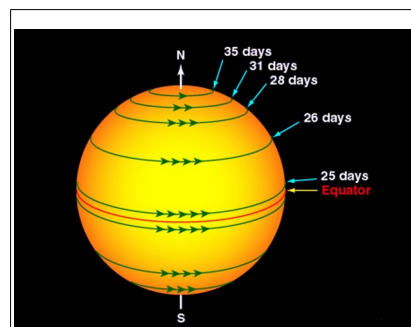


Figur 10: Jordens middeltemperatur. [23]

På figur 9 er vist en sammenhæng mellem målte temperaturanomalier på Jorden og solpletperioden. Man ser af det sidste målepunkt, at Jordens temperatur skulle falde med flere grader, hvis der er en korrelation mellem de to størrelser, men man kan af figur 10 se, at Jordens temperatur ikke er faldet så meget, så man kan ikke konkludere, at

solpletperiode og temperaturanomali hænger entydigt sammen – der kan naturligvis være andre variable i spil, som også har betydning.

Selvom vi måske ikke kan bruge solpletnummeret/perioden til at sige noget om klimaet på Jorden, så kan vi dog bruge billeder af solpletter til at bestemme Solens rotationstid. Det findes der en opgave om i bogen *Astronomiske observationer og eksperimenter*, og opgaven findes også i kilde [24]. Det viser sig, at Solens rotationstid varierer med breddegraden. Ved Solens ækvator er perioden 25,4 dage, mens den er over 35 dage ved polerne. Se figur 11.



Figur 11: Solen har differentialrotation, da den er et gaslegeme. [25]

Denne differentialrotation giver anledning til, at magnetfeltlinjer i Solen vrides som elastikker, og nogle gange kommer de til at stritte ud- og ind i Solen, og det er det, der laver solpletterne.

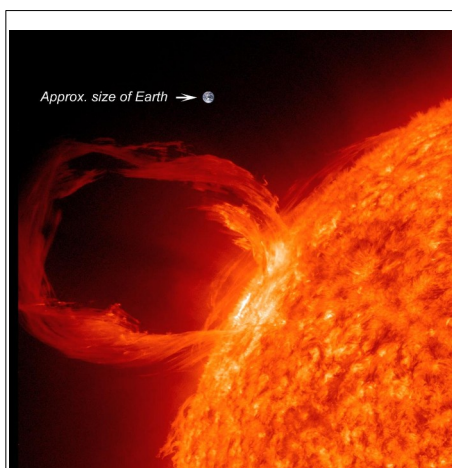
3.3.2 Protuberanser og flares

Fra fotosfæren udspringer nogle gange de såkaldte *protuberanser*, som er enorme ringe af ioniseret gas kaldet plasma, der sidder fast i magnetfeltlinjer. Som figur 12 viser, kan de blive ganske store, og med et koronaskop kan man observere dem direkte fra Jorden. Billedet i figuren er dog ikke observeret fra Jorden men fra Solar Dynamics Observatory den 30/11-2010. Billedet er optaget gennem et UV-filter. Sådan en protuberans kan udvikle sig over et tidsrum fra en dag til flere måneder.

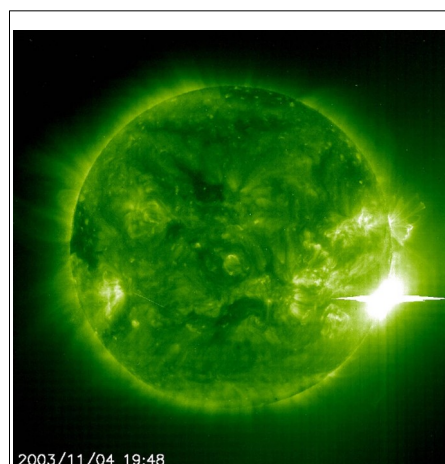
Flares udspringer også fra solpletter, men i modsætning til protuberanser falder plasmaet ikke tilbage til Solens overflade. Hvis udbruddet sker i retning mod Jorden vil plasmaet fra flaren ramme Jordens magnetfelt, som flytter partiklerne mod vores to poler. Partiklerne støder sammen med Jordens atmosfære, og kan anslå især nitrogen og oxygen. Når de anslåede atomer henfalder, udsender de synligt lys, som vi kan være heldige at se som nordlys. I vinter/foråret 2025/26 var der ofte nordlys over Danmark, men i andre perioder skal man nordpå for at se det.

På figur 13 ses en flare, der blev udsendt fra Solen den 4/11-2003. Billedet er optaget af SOHO-satellitten i UV-lys omkring 195 nm. På figur 14 er vist et eksempel på sydlys. Grønne farver kommer fra oxygen, røde farver højt oppe i atmosfæren ligeså, mens røde og pink farver langt nede i atmosfæren kommer fra nitrogen.

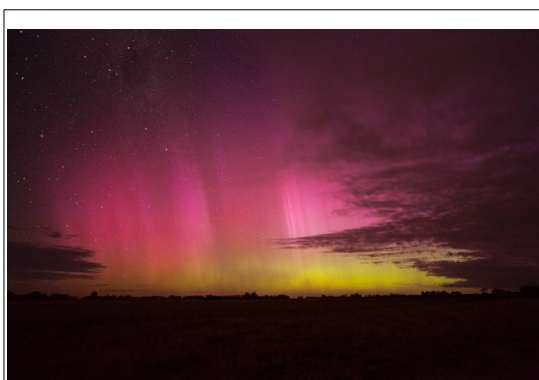
Solen har flere lag under fotosfæren, og dem vender vi tilbage til i afsnit 7.



Figur 12: Protuberans, hvis størrelse er meget større end Jordens diameter. [26]



Figur 13: En flare sendes ud fra Solens overflade. [27]



Figur 14: Sydllys set 14/2-2014 fra Christchurch, New Zealand. [28]

4 Data for Solen

Foruden afstanden måler man også andre fysiske størrelser for Solen og stjernerne, og vi vil starte med at beskrive, hvad vi har målt for vores egen sol.

Solen er en ganske almindelig stjerne, dvs. der findes milliarder af andre stjerner, der ligner den i kemisk sammensætning, størrelse og udstråling. Solen kaldes også for en *population I*-stjerne. Som navnet antyder, findes der dermed også *population II*-stjerner. Navnene refererer til de kemiske sammensætninger af stjernerne.

Hvis der er et relativt ”højt” indhold af tungere grundstoffer - dvs. grundstoffer tungere end He-4 - kaldes stjernen en *population I*-stjerne, og hvis indholdet er ”lavt”, kaldes stjernen en *population II*-stjerne.

Både *population I*- & *population II*-stjerner er primært dannet af brint (*H*) og helium (*He*). Derudover er der i *population I*-stjerner også en lille mængde tungere grundstoffer. Dvs. *population I*-stjerner må være dannet af resterne af *population II*-stjerner. (Man antager, at det eneste sted, de tungere grundstoffer kan blive dannet, er i stjerner, i supernovaeksplosioner og når neutronstjerner kolliderer.)

Der er i population I-stjerner ca. 73 % brint, 25 % helium og under 2 % af tungere grundstoffer. [29] I population II-stjerner er der ca. 74% brint og 26 % helium. Der er dog variationer mellem de enkelte stjerner. De ovenstående procenter er vægtprocenter, og efterhånden som stjerner ældes, ændres procentsatserne ovenfor.

Oftest angiver man det relative (masse)indhold af brint ved bogstavet, X , indholdet af helium ved bogstavet, Y , og indholdet af tungere grundstoffer ved bogstavet, Z , dvs.

$$X + Y + Z = 1 \quad (4)$$

Tabel 1 angiver forskellige data for Solen. Betydningen af de forskellige tal vil blive gennemgået i den følgende tekst.

Tabel 1: Tabel over data for Solen. [1, p. 232.]

Solens radius.	R	$6,9599 \cdot 10^8 \text{ m}$
Solens masse.	M	$1,989 \cdot 10^{30} \text{ kg}$
Solens luminositet.	L	$3,846 \cdot 10^{26} \text{ W}$
Solens effektive temperatur	T	5770 K
Tilsyneladende størrelsesklasse i V-båndet.	V	-26,74
Tilsyneladende størrelsesklasse i B-båndet.	B	-26,09
Tilsyneladende størrelsesklasse i U-båndet.	U	-25,96
Bolometrisk ^{*)} størrelsesklasse.	M_{bol}	-26,82
Absolutte størrelsesklasse i V-båndet.	M_V	4,83
Absolutte størrelsesklasse i B-båndet.	M_B	5,48
Absolutte størrelsesklasse i U-båndet.	M_U	5,61
Absolutte bolometriske størrelsesklasse.	M_{bol}	4,75
Spektral type.		G2V
Middelf afstand fra Jorden.	1 AU	$1,496 \cdot 10^{11} \text{ m}$

*) Bolometrisk størrelsesklasse betyder den totale størrelsesklasse målt uden filtre af nogen art.

4.1 Solens overfladetemperatur og radius

I noten *Observationer i astronomi* blev Stefan-Boltzmanns- og Wiens love præsenteret, og dem kan vi bruge til at forstå nogle af tallene i tabel 1. Afstandskvadratloven er også gennemgået i noterne *Observationer i astronomi* samt *Exoplaneter* og endda omtalt i fysik C, og den vil vi også bruge her.

Betragt figur 15. På grafen er forsøgt aflæst toppunktet, og man kan se, at bølgelængden er $\lambda_{\max} = 553 \text{ nm}$. Atmosfæren har slugt en del af spektret, så derfor er aflæsningen lidt usikker. Ved brug af Wiens lov får vi, at Solens effektive temperatur er

$$T = \frac{0,0029 \text{ K} \cdot \text{m}}{553 \cdot 10^{-9} \text{ m}} = 5,24 \text{ kK} \quad (5)$$

Vi kan med et pyranometer måle Solens indstråling på Jordoverfladen flere gange i løbet af en solskinsdag, og derefter kan vi regne os frem til indstrålingsfluxen udenfor atmosfæren, som kaldes for solarkonstanten. Se evt. en opgave om det i bogen *Astronomiske observationer og eksperimenter*.

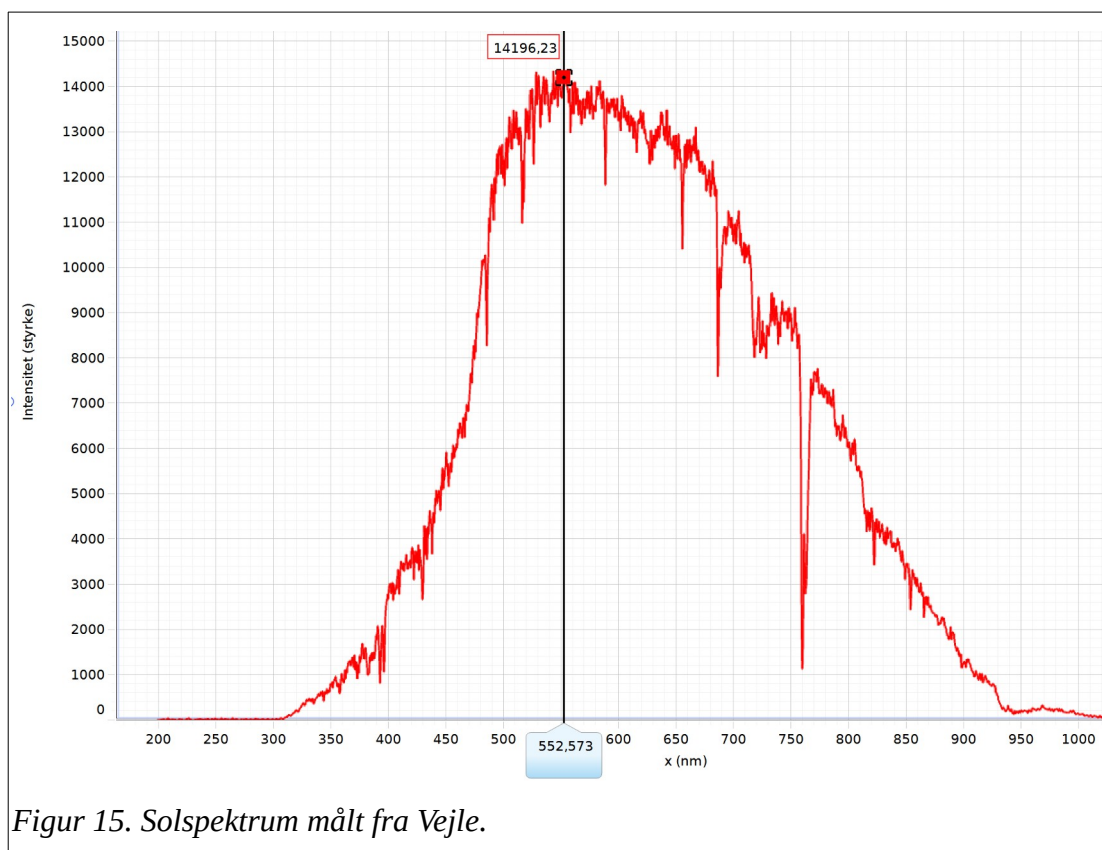
Det viser sig, at solarkonstanten er $F = 1368 \text{ W/m}^2$. Andre observationer giver os den astronomiske enhed, som også er anført i tabellen. Når vi nu ved, hvor stor fluxen er i Jordens afstand, så kan vi ved hjælp af afstandskvadratloven beregne Solens absolutte luminositet til

$$L = 4 \cdot \pi \cdot (1,496 \cdot 10^{11} \text{ m})^2 \cdot F_{\text{sol}} = 3,846 \cdot 10^{26} \text{ W}.$$

Endelig kan vi bruge Stefan-Boltzmanns lov til at beregne Solens radius

$$L = 4 \cdot \pi \cdot R^2 \cdot \sigma \cdot T^4 \Leftrightarrow R = \sqrt{\frac{L}{4 \cdot \pi \cdot \sigma \cdot T^4}} = \sqrt{\frac{3,8 \cdot 10^{26} \text{ W}}{4 \cdot \pi \cdot \sigma \cdot (5,2 \cdot 10^3 \text{ K})^4}} = 8,5 \cdot 10^8 \text{ m}$$

Denne radius er lidt for stor i forhold til tabelværdien ovenfor, så den skal du ikke bruge i fremtidige beregninger, men eksemplet viser, hvordan man ved hjælp af en blanding af observationer og teori finder frem til Solens- og andre stjerners egenskaber. Man ser også af eksemplet, at hvis én størrelse bliver usikkert bestemt, så kan det give forkerte resultater andre steder – i vores eksempel opstod problemet ved aflæsningen af toppunktet på figur 15.



Figur 15. Solspektrum målt fra Vejle.

5 Stjerneinddeling

For at kunne forstå stjerner, er det nødvendigt at inddele dem i nogle passende typer. De typer gennemgås herunder.

5.1 Spektraltyper

I tabel 1 er Solens spektraltype nævnt. Spektraltyper omtalte vi kort i noten *Observationer i astronomi*. En stjernes spektraltype fortæller hvor varm en stjerne er og dermed hvilken farve, den lyser med. Stjerner, der har samme spektraltype vil også opføre sig på nogenlunde samme måde, hvis de befinder sig på den såkaldte *hovedserie* i et HR-diagram. Læs om hovedserien i afsnit 6.

Så hvis man kan få sorteret stjernerne i spektraltyper, er det nemmere at forstå, hvad der foregår i dem.

Læseren kan overveje et analogt eksempel på problemstillingen – nemlig observationer af mennesker. Betragt figur 16.

I første omgang ser man et virvar af mennesker, og det forekommer svært at sortere dem på en passende måde, indtil man indser, at der er to hovedgrupper (han og hun) og så er resten af menneskene bare forskellige alderstrin indenfor hovedgrupperne.



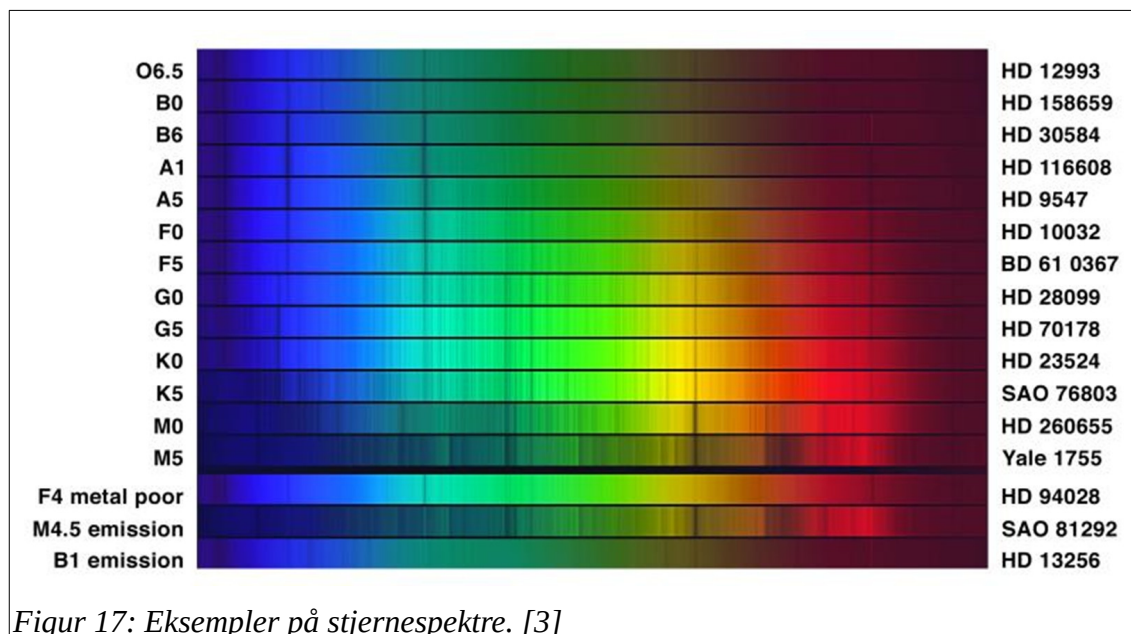
Figur 16: En skare af mennesker, der skal studeres. [2]

Noget tilsvarende oplever en skovfoged, der skal rapportere antallet af træarter i en skov. Hvis skovfogeden ved hvordan et ungt eller gammelt egetræ ser ud, er det nemmere at udføre opgaven end, hvis hvert eneste træ skal registreres separat.

I figur 17 ser man eksempler på stjerners spektre. Bemærk at absorptionslinjerne har forskellige styrker i de forskellige spektre, og at alle linjer ikke optræder i alle spektrene.

I venstre kolonne er anført spektraltypenavne, og i højre kolonne er navnene på de observerede stjerner anført. Spektraltypenavnene virker ikke særligt logisk opbyggede, og det har historiske årsager.

Oprindeligt startede man med kalde stjerner med rigtigt kraftige hydrogen-linjer for A-stjerner, dernæst kom B-stjerner osv. Men efter en del års arbejde med spektrene, opdagede man, at mange af spektraltyperne var ret ens. Derfor smed man mange typer væk, og man endte op med 7 tilbageværende spektraltyper, nemlig *A*, *B*, *F*, *G*, *K*, *M*, *O*. Senere viste det sig, at der var en stærk sammenhæng mellem overfladetemperatur og spektraltype, og så blev rækkefølgen ændret, så man starter med de varmeste stjerner og slutter med de koldeste. Rækkefølgen er



Figur 17: Eksempler på stjernespektre. [3]

O, B, A, F, G, K, M.

Hvis læseren har svært ved at huske ovenstående rækkefølge, så kan man for eksempel erindre sig følgende mnemotekniske sætning

Oh Be A Fine Girl/Guy, Kiss Me.

Foruden ovenstående bogstavinddeling underinddeles hver enkelt spektraltype i 10 underklasser; f.eks. betyder *G5*, at stjernen tilhører spektraltype, *G*, og at den ligger i 6. undergruppe. (Man starter fra 0.) Figur 17 viser eksempler på de 7 forskellige spektraltyper og tabel 3 uddyber forskellene på de enkelte spektre.

5.2 Luminositetsklasser

Endelig angives ofte et romertal ved angivelsen af spektraltypen. F.eks. er Solens spektraltype *G2V*. *V* betyder, at stjernen ligger på hovedserien, som bliver nærmere forklaret senere. Der findes også betegnelserne *I*, *II*, *III*, *IV* samt *VI*. Hvis romertallet er lille, lyser stjernen meget kraftigt, og hvis romertallet er stort, lyser stjernen svagt i forhold til andre stjerner af samme spektraltype. Solen lyser altså ret svagt i forhold til andre stjerner med samme spektraltype. Se tabel 2 for en liste over, hvad romertallene betyder.

I noten *Observationer i astronomi*, blev farveindekser gennemgået. Vi så, at vi kan måle f. eks. *B-V*- eller *U-B*-indekserne, og så kunne vi anvende en kalibreringsgraf til at bestemme både temperatur og spektraltype for en stjerne.

Hvis man vil have mere nøjagtige resultater, er der ingen anden vej end at opmåle spektre for stjernerne, og så møjsommeligt analysere styrken og formen af spektrallinjerne. Eller man kunne skrive et passende computerprogram, der kunne løse opgaven for en.

Tabel 2: Luminositetsklassernes navne. [1]

Ia	Lysstærke supergiganter.
Ib	Mindre lysstærke supergiganter.
II	Lyse giganter.
III	Almindelige giganter.
IV	Subgiganter.
V	Dværg. (Hovedseriestjerner.)
VI	Subdværg.

Tabel 3: Spektraltyper og spektrallinjernes udseende. [1]

O	Varme stjerner; meget lys i UV-området. HeII ^{*)} -absorptionslinier, linjer fra stærkt ioniserede atomer. Svage H-linier. $T_{\text{eff}} > 25000 \text{ K}$.
B	HeI-linjer for B0-B2; ingen HeII efter B0; H-linjer ved omtrent B5-B9. $12000 \text{ K} < T_{\text{eff}} < 30000 \text{ K}$.
A	H-linjer maksimale ved A0; CaII-linjer forstærkes her; svage neutrale metallinjer opstår. $7500 \text{ K} < T_{\text{eff}} < 11000 \text{ K}$.
F	H-linjer bliver svagere her; CaII bliver endnu stærkere; metal-linjer øges i styrke. (Både ioniserede og neutrale linier.) $6000 \text{ K} < T_{\text{eff}} < 7500 \text{ K}$.
G	CaII (H- og K-skals linjer) bliver kraftige; ligeså Fe og andre metal-linjer; H-linier meget svage; CH-bånd opstår. $5000 \text{ K} < T_{\text{eff}} < 6500 \text{ K}$.
K	Metal-linjer dominerer; kontinuum bliver svag i det blå område; molekylebånd bliver stærke. (CN, CH.) $3500 \text{ K} < T_{\text{eff}} < 5000 \text{ K}$.
M	TiO-bånd dominerer; Stærke neutrale metal-linjer. $T_{\text{eff}} < 3500 \text{ K}$.

*) HeI betyder neutral helium, HeII betyder enkelt-ioniseret helium osv.

5.2.1 Øvelse – Solens spektraltype

Tabel 1 viser størrelsesklasserne i U-, B- og V-båndene for Solen.

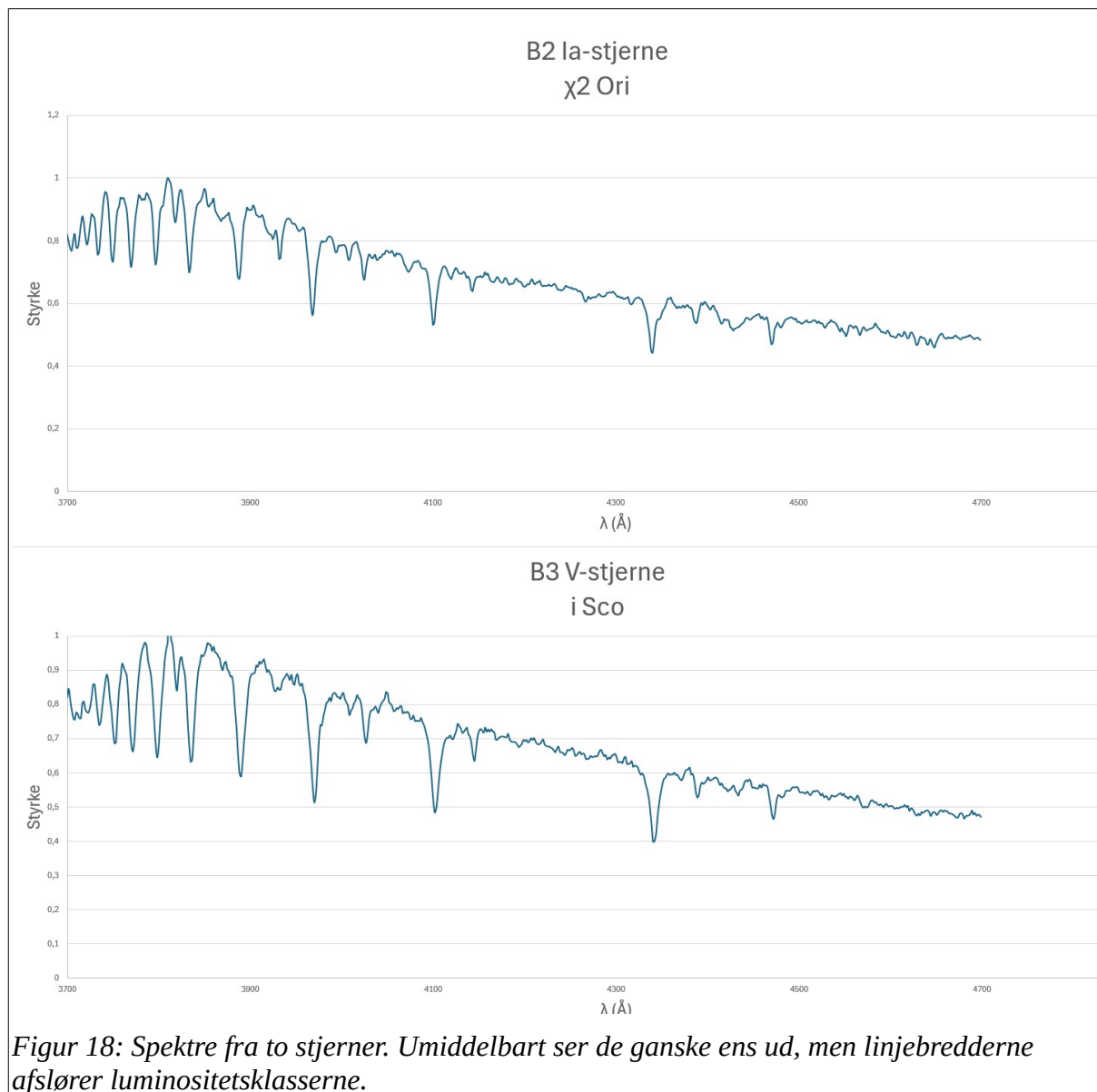
- Beregn farveindekserne U-B samt B-V.
- Benyt figur 10, 11, og 15 fra noten *Observationer i astronomi* til at finde spektraltypen for Solen og dens temperatur. Sammenlign med angivelserne i tabel 1.

-0-

5.3 Bestemmelse af luminositetsklassen for en stjerne

Som vi lige har set, kan størrelsesklasser bestemt i forskellige frekvensbånd for en stjerne, bruges til at bestemme en stjernes spektraltype. Men vi er jo også interesserede i at vide, om stjernen er en kæmpestjerne eller en dværgstjerne. Det kan man finde ud af ved at undersøge nogle spektrallinjer for en stjerne.

Betragt figur 18. De to stjerner, hvis spektre er målt, har næsten samme temperatur, og man ser også, at spektrene umiddelbart ligner hinanden ganske meget.



Men hvis man zoomer ind på de enkelte absorptionslinjer, ser man en forskel. Betragt figur 19. Her ser man, at linjebreden for dværgstjernen er meget bredere end linjebreden for kæmpestjernen. (Læseren kan jo måle bredden for et par selvvalgte linjer i hvert spektrum og derefter sammenligne bredderne.)

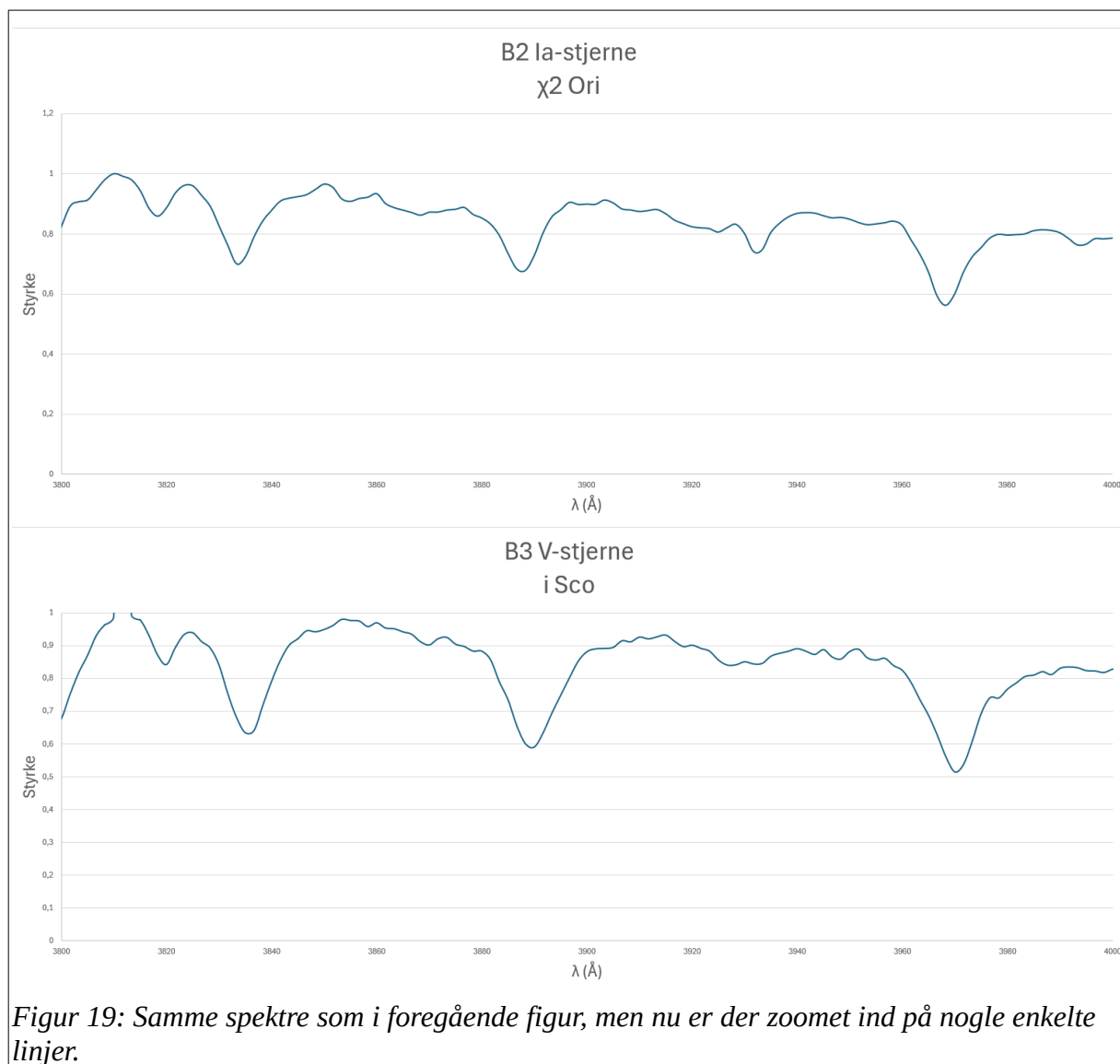
Det skyldes især, at jo mindre radius en stjerne har, des større chance er der for at gasser støder sammen. Det viser sig, at spektrallinjerne bliver bredt ud, og ved at analysere formen på spektrallinjerne, kan astronomen afgøre densiteten af atmosfæren og tyngdeaccelerationen på stjernens overflade. Tyngdeacceleration er jo

$$g = \frac{G \cdot M}{R^2} \quad (6)$$

Så det bliver muligt at finde ud af stjernens radius i forhold til dens masse. Altså kan man bestemme om det er en kæmpestjerne eller ej.

Tilsvarende har de enkelte gasatomer en fart, der afhænger af gassens temperatur, og det giver også anledning til en forbredning af linjerne. Så her er endnu en mulighed for at bestemme stjernens temperatur.

Når gasserne i en stjernes atmosfære deltager i stjernens rotation, bliver spektrallinjerne også dopplerforskudte. Fænomenet kaldes for *rotationsforbredning*. Det er en effekt, der er lille for en stjerne, som Solen, men den kan måles for nogle stjerner. Der introduceres dog et problem fordi, vi ikke altid observerer stjerner langs deres ækvator. Stjernernes rotationsakser peger jo i alle mulige retninger set fra os, og derfor ændres Dopplerloven, som omtalt herunder.



Figur 19: Samme spektre som i foregående figur, men nu er der zoomet ind på nogle enkelte linjer.

Formlen for dopplerforskydning har vi set i noten *Observationer i astronomi*, og hvis vi tager højde for, at vi observerer en stjerne med en vis vinkel i , ift. himmelbaggrunden justeres formelen til

$$v_{\text{rot}} \cdot \cos(i) = \frac{\lambda_{\text{obs}} - \lambda_{\text{lab}}}{\lambda_{\text{lab}}} \cdot c \quad (7)$$

Hvis rotationsaksen peger mod observatøren, dvs. $i = 90^\circ$, bliver linjerne ikke forskudte pga. stjernens rotation, men hvis $i = 0^\circ$, så observerer man den fulde effekt af rotationen.

Vi har nu set, at det for en astronom er muligt at bestemme en stjernes spektraltype samt luminositetsklasse ud fra størrelsesklassemålinger og undersøgelse af spektre. Vi har også set på metoder til at bestemme stjerners absolutte luminositet og radius.

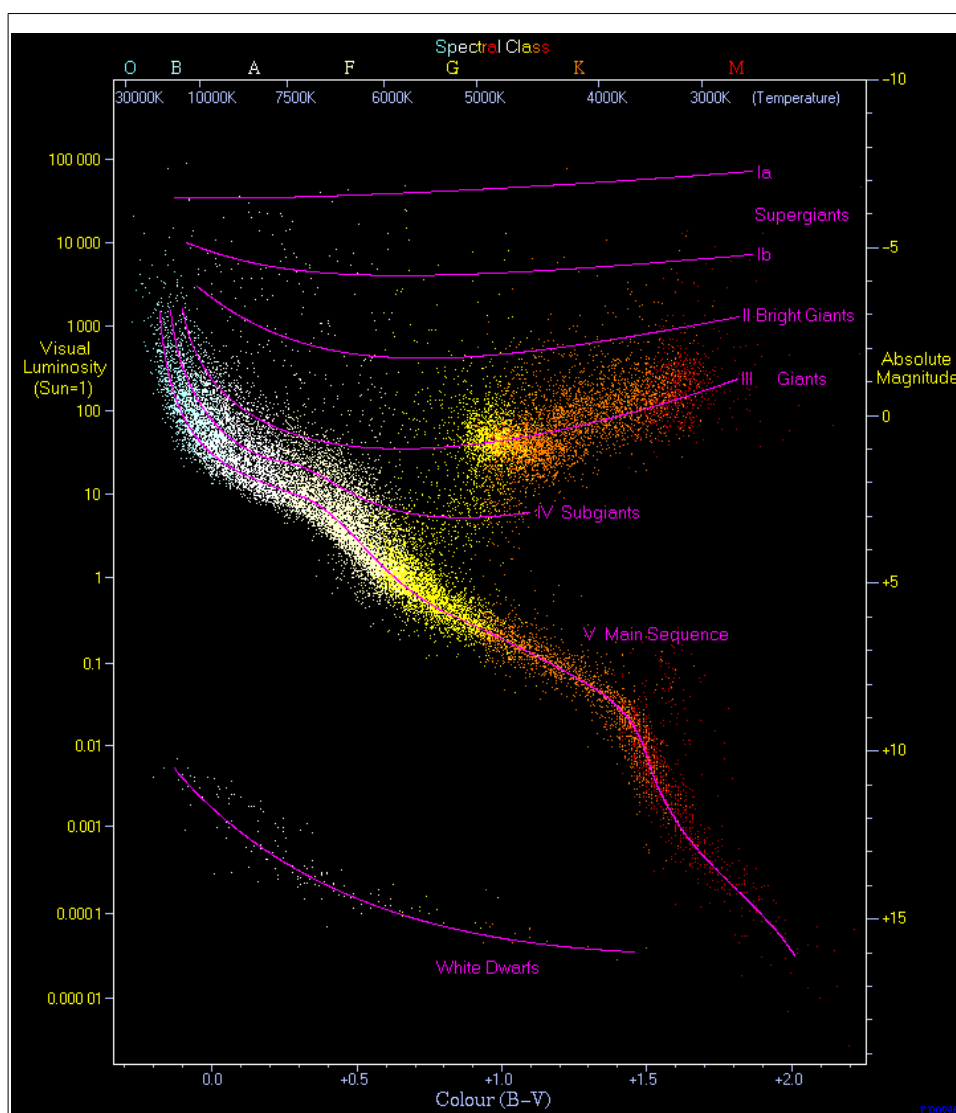
Det næste trin er så at finde ud af, hvad der foregår dybt inde i stjerners indre.



Figur 20: Juvelboksen. Kilde: ESO.

6 HR-diagrammet

Den danske astronom Ejnar Hertzsprung afbildede i 1911 en stjernehobs tilsyneladende størrelsesklasser, m , som funktion af deres spektraltype. Uafhængigt af ham lavede den amerikanske astronom Henry Norris Russell noget lignende. Russell tegnede den absolutte størrelsesklasse, M , som funktion af spektraltypen, og begge astronomer opdagede det samme. Der var et bestemt mønster, som kunne bruges til at lære nyt om stjernerne. I dag definerer man et *Hertzsprung-Russell* diagram (HR-diagram i daglig tale) som en graf, hvor man plotter en variabel, der beskriver stjernens lysstyrke mod en variabel, der beskriver stjernens temperatur, T . F. eks. kan 1.-aksen være temperatur, spektraltype eller farveindex og 2.-aksen kan være absolut/tilsyneladende størrelsesklasse eller luminositet.



Figur 21: Hertzsprung-Russell diagram over 22000 stjerner i Solens omegn, som Hipparcos-satellitten har målt samt 1000 lyssvage stjerner fra Gliese Catalog of Nearby Stars. [4]

Figur 21 viser et HR-diagram for stjerner i Solens omegn. Man ser, at stjernerne er arrangeret nogenlunde pænt i forskellige bånd. Jo højere op ad 2. aksens en stjerne er placeret, des kraftigere lyser den. Jo større farveindex på 1. aksens, des *koldere* er stjernen. Dvs. temperaturen stiger *mod venstre* på 1. aksens. Det er normalt, at man laver grafen på den måde. Hvis man vil beregne temperaturerne ud fra

farveindekserne, kan man aflæse på figur 13 i noten *Observationer i astronomi*, eller man kan indtaste i Ballesteros' formel [5]

$$T = 4600 \text{ K} \cdot \left(\frac{1}{0,92 \cdot (B - V) + 1,7} + \frac{1}{0,92 \cdot (B - V) + 0,62} \right) \quad (8)$$

HR-diagrammet ovenfor er vist for stjerner, der tilfældigvis er tæt på Solen. Hvis man opmåler tilsvarende diagrammer for stjerner, der er anbragt i stjerneho, så optræder et tilsvarende mønster. Man må formode, at en stjerneho er dannet af den samme gassky, så stjernerne i hoen er ved deres dannelse, kemisk set, ret ens – det er kun deres masser, der varierer. Dvs. der er én parameter i stjernerne, der bestemmer, hvor de ender i HR-diagrammet. Derfor er HR-diagrammer gode redskaber til at undersøge teoretiske modeller for stjerners udvikling; modeller, vi ikke vil komme nærmere ind på her. Disse modeller forudsiger, hvordan HR-diagrammerne skal se ud til forskellige tidspunkter, og ved at sammenligne modellerne med de observerede HR-diagrammer, kan man kontrollere, om modellerne passer. (Hvis modellens parametre kan afpasses sådan, at modellen reproducerer det observerede, kan modellen bruges til at forklare HR-diagrammets struktur.) Det er sådan, vi har fundet ud af, hvordan et HR-diagram skal fortolkes.

Lad os allerførst lave en overordnet betragtning af figur 21. Det lange bånd, som er angivet med betegnelsen *Main sequence* er den fase af stjernens liv, hvor der foregår brintfusion i stjernernes kerner. Jo større stjernemasse, desto kraftigere lyser den, og jo længere oppe ad 2. akse ligger den på hovedserien. Solen er som bekendt en G2V-stjerne med en absolut størrelsesklasse på $M = 4,75$; dvs. den ligger i midten af hovedserien, og den flytter sig kun ganske lidt på hovedserien i de år, hvor der fusioneres hydrogen.

Når brinten i en stjernes indre er brugt op, udvider stjernen sig og bliver til en kæmpestjerne. Ergo får den, ifølge Stefan-Boltzmanns lov, en høj luminositet, fordi dens radius er vokset, dvs. den absolutte størrelsesklasse bliver lille. (Selvom dens temperatur falder, stiger radius så meget, at den alligevel lyser kraftigere end før.)

Der findes primært 'kølige' (røde) kæmpestjerner, dvs. deres spektraltyper er G, K og M. Derfor må stjernerne, der ligger allerøverst til højre i HR-diagrammet, være store og røde. I HR-diagrammet er (super-sub)giganterne betegnet med romertallene Ia, Ib, II, III, IV. Betegnelserne er nærmere beskrevet i tabel 2.

Længst nede til venstre findes en serie meget varme stjerner. (Sammenlign deres spektraltype med tabel 2.) Deres absolutte størrelsesklasse er dog ganske stor, hvilket vidner om en lav luminositet. Ifølge Stefan-Boltzmanns lov må det betyde, at deres radier er meget små. Derfor kaldes de hvide dværge. (Hvide, fordi varme stjerner lyser blå-hvidt.)

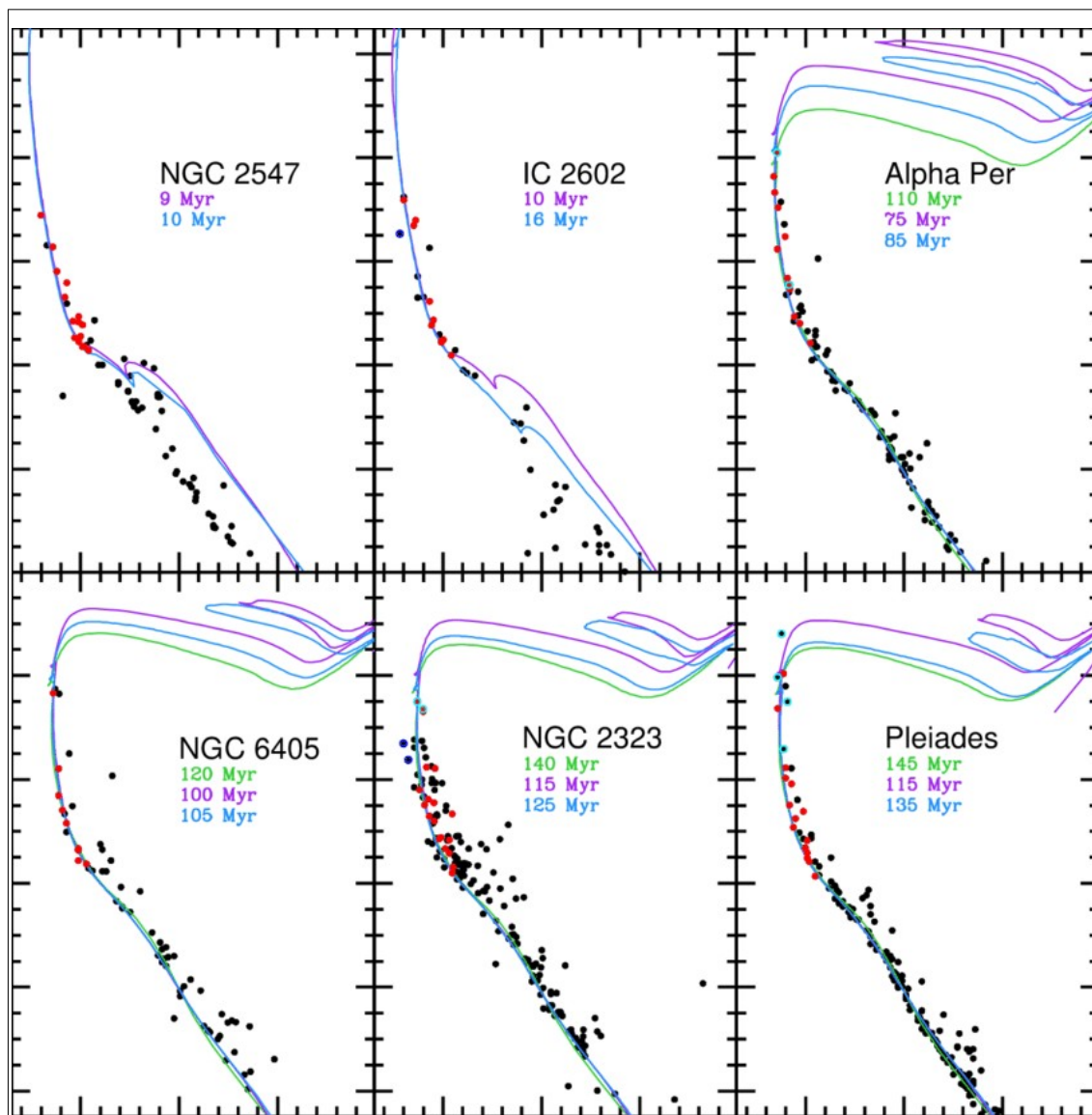
Betragt figur 22. Her har man sammenlignet teoretiske beregninger med observationer. Dvs. HR-diagrammer kan, som tidligere nævnt, bruges til at bekræfte teoretiske modellers duelighed, og samtidig kan alderen af ho bestemme. I bogen *Astronomiske observationer og eksperimenter* er der en opgave, hvor du selv kan datere en stjerneho.

Ydermere giver HR-diagrammer et klart indblik i hvordan stjernernes luminositetsfordeling er i en ho.

Vi sprang ovenfor let henover de modeller, astronomer bruger, når de vil beregne stjerners udvikling. Det skyldes, at de er vanskelige at arbejde med, eftersom de kun kan løses numerisk. *Numerisk* betyder

løsning af koblede differentiaalligninger, og at man skal bruge kraftige computere til at beregne resultaterne af modellerne.

Dog er nogle af de kerneprocesser, som kan forklare energiproduktionen i en stjerne lettere at arbejde med, så dem vil vi se nærmere på i det følgende.



Figur 22: Teoretiske isokroner for forskellige stjernehobe. 1. akse viser $(B-V)$ og 2. akse viser M . (M falder op ad 2. akse.) Kurverne viser tilpasninger til hobenes aldre. [6]

7 Kerneprocesser i Stjerner indre

Det har ikke altid været klart, hvad der er grunden til, at stjerner kan udstråle energi. I dag er vi af den overbevisning, at energidannelsen kommer fra fusionsprocesser i stjernernes indre. Disse fusionsprocesser forekommer kun, hvis der er meget varmt i stjerners kerner - typisk nogle millioner kelvin.

7.1 Temperaturen i Solens indre

Hvis temperaturen skal være millioner af grader, bare for at kerneprocesserne kan gå i gang, må der jo være en *anden* proces, der først og fremmest har varmet kernen op. I noten *Solsystemet og livsbetingelser* er gennemgået, hvordan stjerner dannes: En nebula trækker sig sammen pga. gravitationelle kræfter, og i midten af det dannede stjernesystem opstår en nylavet stjerne - en *protostjerne*. Når gasserne i protostjernen trækker sig sammen, taber den potentiel energi. Energien omdannes hhv. til kinetisk energi af atomerne i gassen samt til stråling. (Protostjernens energi er altså naturligvis ikke bevaret.)

Man kan regne på problemet og finde ud af, hvor varm en protostjerne kan blive. Beregningerne vil vi udelade her, men interesserede kan jo vende tilbage til dem ifm. med en SRP-opgave. Her vil vi nøjes med at erkende, at når man presser en gas sammen, opvarmes den. Det kender læseren sikkert fra cykelpumpning. Pumpen bliver varm efterhånden, som man pumper hjulene op.

Man kan udlede en formel for et overslag over stjernens indre temperatur til

$$T \approx \frac{\mu \cdot m_u \cdot G \cdot M}{k \cdot R}, \quad (9)$$

hvor μm_u er gassens gennemsnitlige molekylemasse, G er gravitationskonstanten, M er protostjernens masse, k er Boltzmanns konstant og R er stjernens radius.

7.1.1 Eksempel protostjernes indre temperatur

En stjerne på en solmasse og Solens radius har ved dannelsen de relative grundstofprocenter på, $X = 0,685$, $Y = 0,31$ og $Z = 0,015$. Det kan man omregne til en middelmolekylemasse på $\mu m_u = 0,632$ u. Vi kan finde resten af tallene i tabel 1, og ved indsættelse får vi

$$T \approx \frac{\mu \cdot m_u \cdot G \cdot M}{k \cdot R} = \frac{0,632 \text{ u} \cdot 6,674 \cdot 10^{-11} \frac{\text{Nm}^2}{\text{kg}^4} \cdot 1,989 \cdot 10^{30} \text{ kg}}{1,381 \cdot 10^{-23} \frac{\text{J}}{\text{K}} \cdot 6,96 \cdot 10^8 \text{ m}} = 14 \cdot 10^6 \text{ K}$$

Der bliver altså faktisk ganske varmt i de inderste dele af Solen. Mere grundige beregninger giver temperaturer i intervallet 10-20 MK, så overslaget ramte faktisk meget godt.

-0-

Umiddelbart kunne man tro, at sammentrækningen af stjerner var den primære energikilde for stjernen, men beregninger viser, at en stjerne som Solen kun ville kunne skinne med dens nuværende lysstyrke i omkring 1 million år. Da geologiske undersøgelser af Jorden og meteoritter

viser, at Solen har skinnet med cirka sin nuværende lysstyrke i milliarder af år, må det nødvendigvis være noget andet, der leverer energien – og det viser sig at være kerneprocesser.

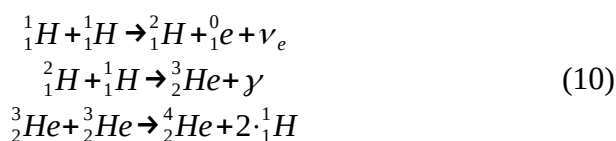
De kerneprocesser, der antages at være vigtige i stjerner blev i 1938 foreslået af fysikerne Bethe, von Weizsäcker og Critchfield. Fusionsprocesserne kræver omkring en halv milliard kelvin (se opgave Fejl: Henvisningskilde ikke fundet) for at kunne forløbe, hvis man regner klassisk, og udregningen ovenfor viste, at temperaturen kun er nogle millioner grader, så processerne 'burde', klassisk set, ikke forekomme. Grunden til, at de *kan* forekomme, skyldes en kvantemekanisk effekt, som kaldes *tunneling*.

Tunneling går groft sagt ud på, at et atom med en lille sandsynlighed kan få lov at 'låne' noget energi (af naturen), bare det sker over et meget lille tidsrum. Så længe produktet af usikkerheden på den lånte energimængde, dE , og usikkerheden på lånetidsrummet, dt , overholder uligheden $dE \cdot dt < h/4\pi$, brydes ingen naturlove. (Produktet genkendes måske som en af Heisenbergs usikkerhedsrelationer.) Denne regel ser vi også i anvendelse i noten *Sorte huller*.

Så selvom den kinetiske energi af 2 atomkerner, klassisk set, er alt for lille til, at de kan gennembryde den elektriske frastødning på normal vis, kan atomerne 'låne' noget energi og så alligevel gennembryde den gensidige elektriske frastødning. Processerne kan dermed godt foregå, men reaktions-sandsynligheden er lille. (Partiklerne skal låne en stor energi, dvs. det mulige tidsrum, de kan låne energien i er meget lille.) Derfor tager det (heldigvis for os) lang tid for stjernen at fusionere sin hydrogen. Hvis læseren undrer sig over, at man tilsyneladende kan bryde energibevarelse, så længe tidsrummet er kort nok, så kan han/hun glæde sig til et kursus i kvantemekanik, hvor mange dagligdagsforestillinger bliver skudt helt i sæk.

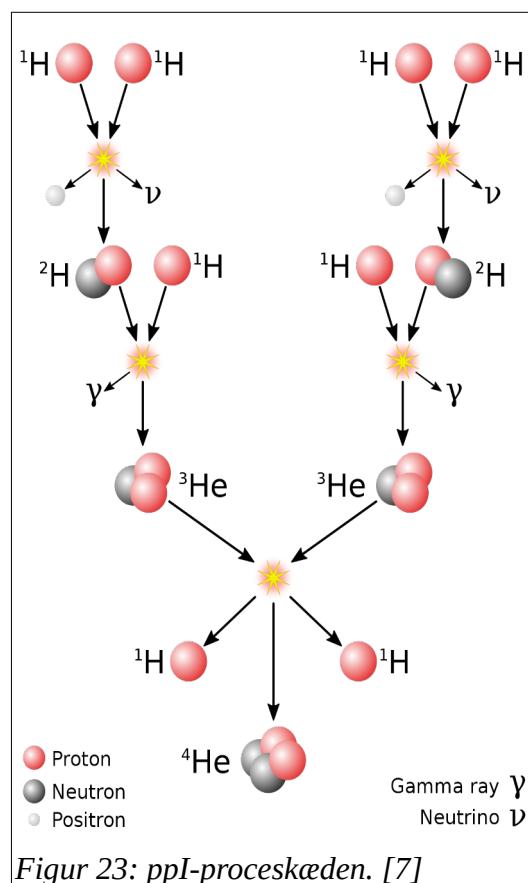
7.2 pp-processerne

De første kerneprocesser, vi vil omtale, kaldes for pp-processerne. Det er en forkortelse for proton-proton-processer, altså brintkerner der fusionerer. Reaktionsskemaerne for pp-I processerne ses nedenfor



Ovenfor er e en positron og ν_e en neutrino. Bemærk at nettoprocesen er 4 brintkerner, $H-1$, der ender med at blive til en heliumkerne, 2 positroner og 2 neutrinoer. (De to øverste processer foregår 2 gange - det kræver 6 brintkerner; den nederste proces foregår en gang, men her frigives to brintkerner.)

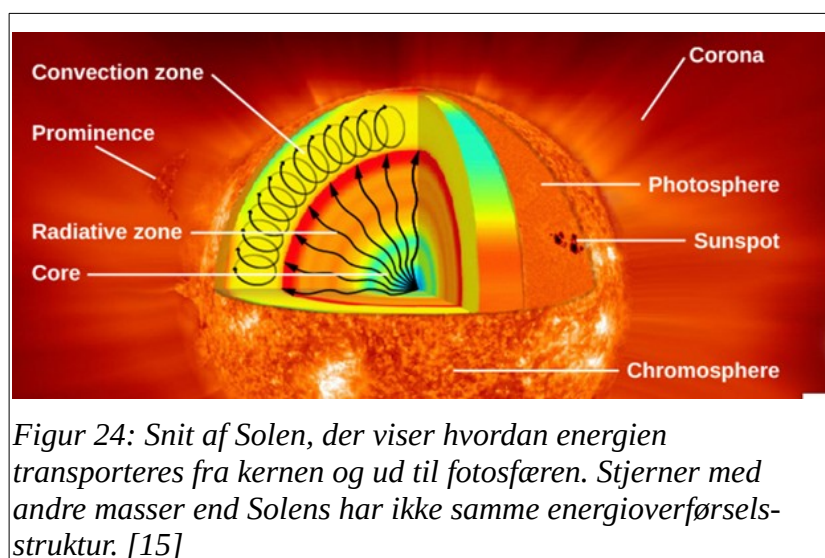
Den energi, som stjernen får til rådighed ved en sammenhængende kæde af 5 reaktioner er $26,21 \text{ MeV} = 4,199 \cdot 10^{-12} \text{ J}$. Heri er medregnet, at 2 neutrinoer i gennemsnit hver forlader stjernen med energien $0,263 \text{ MeV}$, dvs. $0,526 \text{ MeV}$ i alt, og at positronerne også frigiver energi, når de reagerer med elektroner. Figur 23 viser en grafisk fremstilling af, hvad der foregår.



Figur 23: ppI-proceskæden. [7]

pp-II samt pp-III processerne bidrager i Solen ikke nær så meget til energidannelsen, som pp-I processen, men de er vigtige, idet neutrinoerne fra pp-III processen er dem, som man primært kan måle med en neutrinodetektor. I disse processer indgår også grundstofferne Be, Li og B. Læseren kan selv slå processerne op på Internettet, hvis det skulle have interesse.

I reaktionsskemaerne 10 kan man se, at fotoner, dvs. gammaly, dannes. Det er dog ikke disse fotoner, der giver stjernen sit skin. Fotonerne bruger omtrent en million år på at vandre ud gennem stjernen, og det sker ved mange processer, hvor fotonerne dør og nye dannes. I Solens yderste trediedel transporteres energi ud ved konvektion, dvs. det er varme gasbobler, der stiger op og afleverer energi til de øvre lag, for derefter at synke ned igen. Dermed bliver *fotosfæren* i stjernen opvarmet til den effektive temperatur, og det er herfra lyset udsendes i form af tilnærmelsesvis sortlegemestråling. Se også figur 24 for en visualisering af energitransporten samt afsnit 3.3.

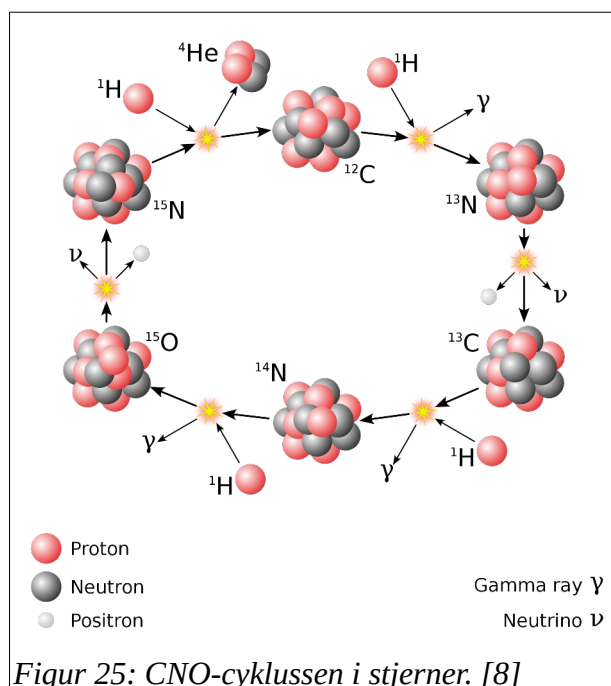


Figur 24: Snit af Solen, der viser hvordan energien transporteres fra kernen og ud til fotosfæren. Stjerner med andre masser end Solens har ikke samme energioverførselsstruktur. [15]

7.3 CNO-cyklussen

I stjerner som indeholder kulstof, C, kvælstof, N, samt ilt, O, kan der forekomme en proceskæde, der også omdanner brint til helium. Processen kan foregå i protostjernefasen, men for Solens vedkommende standsede den hurtigt, fordi temperaturen blev for lille, og kulstofmængden er også for lille til at processen kan blive effektiv. I gamle solignende stjerner, hvor kernetemperaturen vokser, kan kæden genstarte.

Proceskæden kaldes for CNO-cyklussen, og den ser ud som vist i reaktionsskemaerne (11) og figur 25.



Figur 25: CNO-cyklussen i stjerner. [8]



Som man kan se, bliver der ikke brugt noget C-12 i processerne ovenfor. Kulstoffet virker bare som en katalysator, dvs. den hjælper med til at omdanne H-1 kernerne til He-4. Neutrinoerne løber her væk med en energi på 1,71 MeV i gennemsnit, og det betyder at den effektive frigivne energi er $Q = 25,03 \text{ MeV} = 4,010 \cdot 10^{-12} \text{ J}$.

Eftersom vi kan måle stjernernes absolutte luminositeter samt deres radier, kan stjernemodellers forudsigelser sammenlignes med observationerne, og hvis forudsigelserne ikke passer, kan modellerne justeres og/eller ændres, indtil observationer og teori stemmer overens.

7.4 Neutrinoproblemet

I processerne omtalt i pp-kæden ses, at der ofte dannes en neutrino, som forsvinder fra Solen/stjernen. Neutrinoerne har vi en lille chance for at detektere her på Jorden, og dermed har vi en mulighed for at kontrollere om de forslag til fusionsprocesser, vi har lavet, er korrekte. Desværre er det uhyre svært at få neutrinoer til at reagere med noget som helst. Det er dog ikke komplet umuligt, men for at registrere bare nogle få stykker, skal man lave eksperimenter med store tanke væske, dybt nede i Jordens indre, og med dyrt udstyr.

F.eks. kan man i forladte miner lægge nogle tanke med rensesvæske, som indeholder Cl-37 . Det viser sig, at hvis en neutrino med en energi, der er større end 0,80 MeV, kolliderer med Cl-37 , så dannes der en elektron samt Ar-37 . Dette argonatom kan så detekteres. I forsøgene finder man ca. et Ar-37 atom hver anden dag, hvilket kun svarer til en fjerdedel af det antal neutrinoer man forventer, der skal måles fra Solen. (Solen udsender naturligvis MANGE flere.) Bemærk, at de neutrinoer, som udsendes fra pp-I kæden, har for lille en energi til at blive detekteret. Det er kun neutrinoerne fra de sjældnere forekommende pp-II og pp-III processer, vi kan detektere. Dette faktum, at vi måler for få neutrinoer udgør *neutrinoproblemet*.

For at belyse problemet nærmere, har russiske forskere lavet forsøg med Gallium, 90 tons i alt, hvilket næsten svarer til hele Jordens galliumbeholdning. Resultaterne fra klor- og galliumforsøgene samt teoretiske overvejelser har vist, at neutrinoen kan *henfalde* til andre neutrino typer - nemlig de såkaldte myon- eller tau-neutrinoer. Disse kan eksperimenterne ikke måle, og dermed er der slet ikke noget problem med kerneprocesserne alligevel. For at neutrinoer kan henfalde, skal de have en masse, og det er heldigvis også lykkedes at måle neutrinomasserne.

Der har været flere forskergrupper, der har forsøgt at estimere neutrinoens masse. I 2022 viste eksperimentet *Karlsruhe Tritium Neutrino Experiment*, at neutrinoens masse er maks 0,9 eV/c². [9]

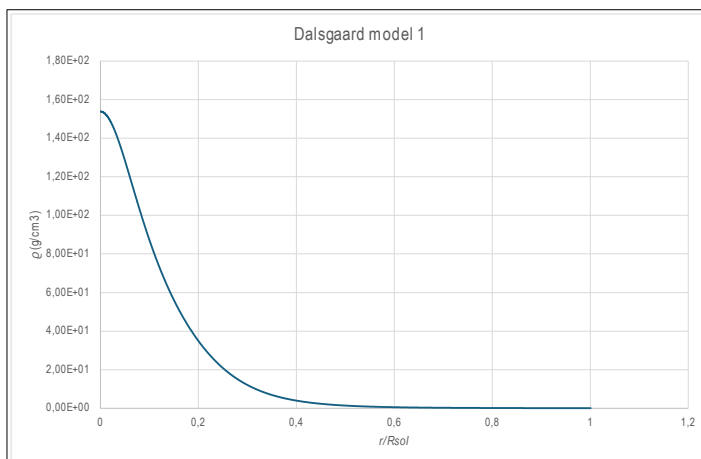
7.5 3α-proceskæden

Der findes en mængde andre reaktioner, som kan forekomme i en stjerne. F.eks. kan heliumkerner, He-4 , også kaldet alfapartikler, kolliderer og danne kulstofisotopen, C-12 . Denne proces kaldes for triplealpha-processen. Processen kræver en meget høj temperatur på $T = 1\text{-}2 \cdot 10^8 \text{ K}$ for at kunne

forekomme, så processen sker ikke i en hovedseriestjerne som Solen. Men den vil dog forekomme, når Solen er færdig med at omdanne $H-1$ til $He-4$ i kernen. Processen ser ud som følger

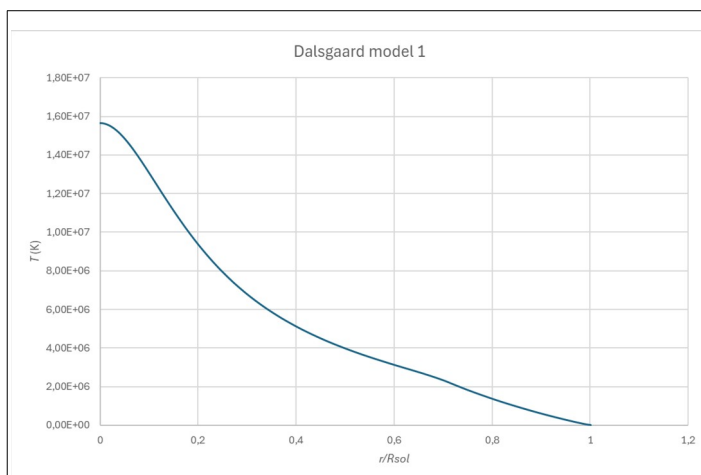


På samme måde som $C-12$ bliver dannet, kan Solen og især tungere stjerner danne en mængde andre grundstoffer ved alfapartikel-fusion. Således bliver der for stjerner med masser på 2-8 solmasser dannet grundstoffer helt op til magnesium. Det sker ikke kun ved fusion men også ved neutronbestråling af grundstoffer ved den såkaldte s -proces. Tungere grundstoffer op til jern, kan blive dannet ved fusion i stjerner, der er mere end ca. 8-10 gange så tunge som Solen. Grundstoffer kan derudover dannes i supernovae-eksplosioner ved den såkaldte r -proces, eller når døde stjerne rester, neutronstjerner, kolliderer. Læs mere om s - og r -processer i afsnit 2.6 i noten *Solsystemet og livsbetingelser*.



Figur 26: Densiteten af Solen som funktion af dybden. [33]

Det tungeste grundstof, der findes i naturen er $U-238$. Grundstoffer med $Z > 92$ er meget ustabile med forholdsvis korte halveringstider. (Under $\sim 10^{5-6}$ år.) Derfor vil de praktisk taget aldrig være at finde i Universet. Muligvis er de dog at finde i områder, hvor der fornylig har været en supernovae-eksplosion - for eksempel i Krabbe-tågen, som er resterne fra en supernova, der blev observeret i 1054.



Figur 27: Solens temperatur som funktion af radius. [33]

Vi har nu set på det inderste af Solen, nemlig kernen. Kerneprocesser i området udenfor kernen er som nævnt omtalt i afsnit 2.6 i noten *Solsystemet og livsbetingelser*. Vi vil

dog nævne her, at der er en masse bevægelse af gasstrømme i de ydre lag, der bevirker, at Solen ender med at vibrere. Disse vibrationer kan måles, og ud fra dem kan man bestemme forskellige karakteristika for Solens indre, f. eks. Solens massefyldefordeling og tryk. Fænomenet med den vibrerende sol svarer til de rystelser Jorden oplever ved et jordskælv, og derfor kaldes den teori, hvor man undersøger stjernevibrationer for *helioseismologi* eller mere generelt *asteroseismologi*. Et resultat herfra kan se i figur 26 og 27.

Derfor har vi også mulighed for at lære om de fysiske forhold dybt nede under stjernernes overflade, og naturligvis skal disse målinger også stemme overens med stjernemodellerne.

I det følgende afsnit vil vi se på, hvordan Solen og andre stjerner udvikler sig efter hovedserien, dvs. fra når 3α -processerne er startet og fremefter.

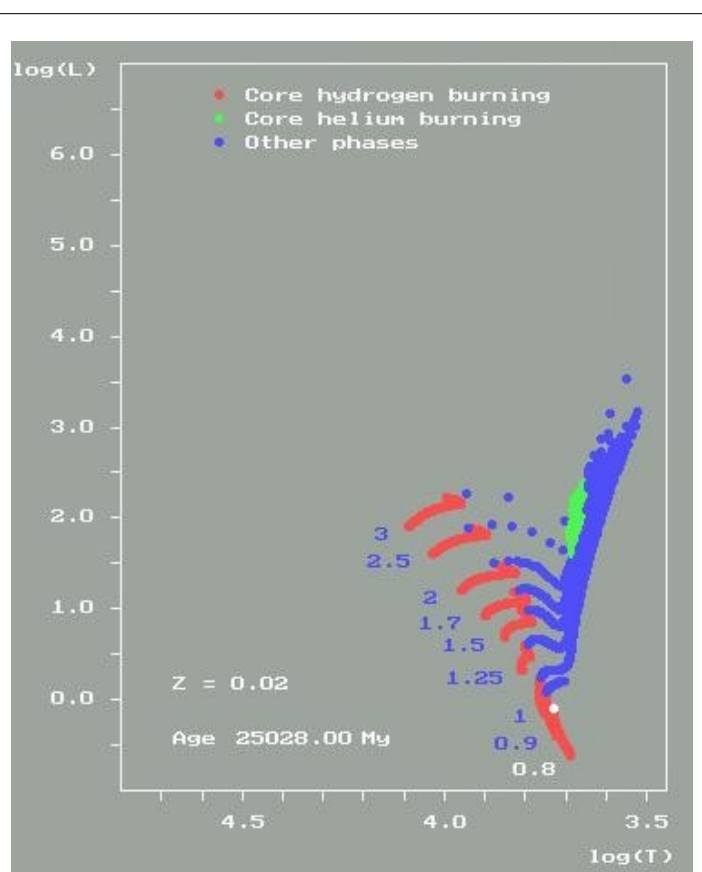
8 Stjerner udvikling væk fra hovedserien

Vi har i afsnit 6 set, at stjerner udvikling afhænger af deres masse. Nu vil vi se nærmere på, hvad der sker efter hovedserien for de forskellige stjerner.

8.1 'Små' stjerner

Stjerner, som er mindre end Solen, dvs. *K*- og *M*-hovedseriestjerner, udvikler sig så langsomt, at ingen af dem endnu har forladt hovedserien - derfor er der ingen, der med sikkerhed kan sige, hvad der sker med disse stjerner, når de engang forlader hovedserien. Muligvis er universet fuldstændig anderledes, end det er i dag, når disse stjerner udbrænder.

Stjerner med masser, der ligger over ca. 1 solmasse undergår en hurtigere udvikling. Betragt figur 28. Af figuren ser man, at en stjerne med masse op til 3 solmasser, fusionerer dens brint i kernen, og derefter overgår dens kerne et mindre kollaps mens resten af stjernen udvider sig, hvorfor overfladetemperaturen falder, og luminositeten ligeledes falder. Kerneprocesserne i kernen er midlertidigt ophørt, men der kan dog forekomme brintfusion i skaller omkring kernen. Når kernen sammentrækkes, vokser temperaturen af kernen igen, og der bliver nu så varmt, at heliumfusionen kan begynde. I nogle hundrede millioner år fusioneres helium, og derved vil de lette stjerner danne kulstof og måske ilt i kernen. Når stjernen løber tør for *He-4* kan en yderligere sammen- trækning ikke danne tilstrækkeligt høje temperaturer, og stjernen dør. Stjernens ydre lag af helium og brint er tidligere ekspanderet, og man ender med en lille varm kerne af kulstof/ilt - en hvid dværg. Hvis



Figur 28: Simuleret HR-diagram for lette stjerner. Massen står med blå. Man ser udviklingssporet for stjerner med masser mindre end 3 solmasser.

stjernens masse ligger mellem ca. 4 og 8 solmasser, kan der også foregå kulstof- og oxygenfusion i kernen, så man kan få dannet grundstoffer op til magnesium.

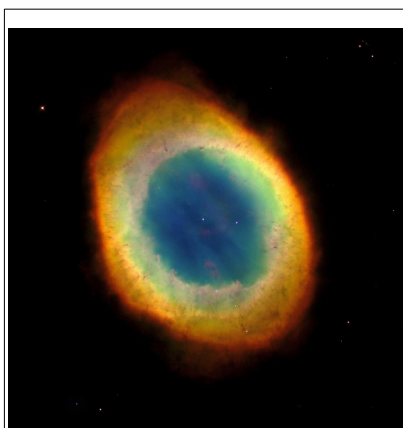
En hvid dværg har en masse på ca. 0,70 solmasser og en radius på ca. 5000 km. Hvide dværge er ganske varme i begyndelsen, men da der ikke sker flere kernereaktioner i dem, afkøles de langsomt fra ca. 10^4 K over nogle milliarder år, så de til sidst bliver usynlige. Mens den hvide dværg afkøles, kan den opvarme den tidligere udstødte gas. Eksempler herpå er f.eks. Ringtågen i Lyren og Eskimotågen. Se figur 29 og 30.

Stjernen Sirius har en lille følgesvend, Sirius B, som faktisk er en hvid dværg. Det kræver dog en kikkert, for at man kan se denne.

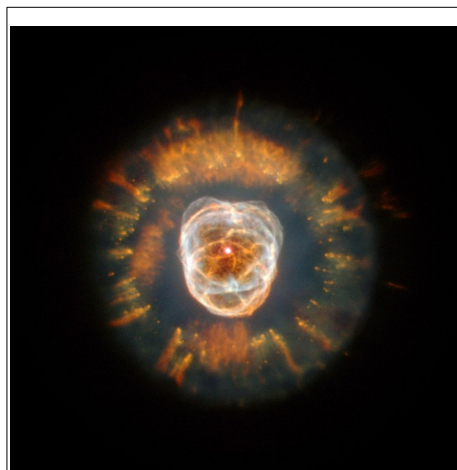
8.1.1 Øvelse – massefylde af hvid dværg

Beregn massefylden for en hvid dværg. Sammenlign med massefylder for stoffer her på Jorden.

-0-



Figur 29: Ringtågen i Lyren. En planetarisk tåge, der består af en hvid dværg i midten med resterne af den døde stjerne i en ring rundt om. [10]



Figur 30: Eskimotågen i Tvillingerne. [10]

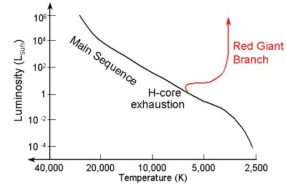
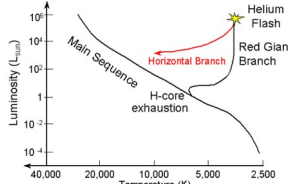
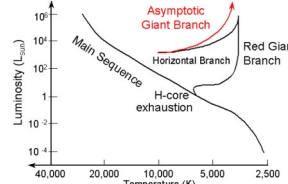
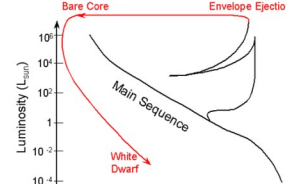
8.1.2 Heliumflash

Som man ser af de simulerede HR-diagrammer i figurene 28 og 31, starter He-fusion, hvis massen er stor nok. I forrige afsnit er der en løs forklaring på, hvad der sker ved overgangen fra H-fusion til He-fusion. Men virkeligheden er faktisk mere eksotisk, end man lige tror:

Når H-fusion i kernen er tilendebragt og kernen trækker sig sammen, resterer der H-fusion i en skal uden om kernen. H-fusionen er med til at varme kernen op, og den hjælper med til at øge stjernens radius.

Efterhånden som kernens tryk stiger, ender gassen med at blive såkaldt *degenereret*, dvs. at elektronerne i atomerne presses så tæt på hinanden, at de ikke kan sammenpresses yderligere. Det betyder i praksis, at klassisk fysik ikke kan beskrive, hvad der sker. Man må bruge relativistisk fysik.

Det viser sig, at selvom temperaturen af en degenereret gas stiger, så stiger trykket ikke mere – helt i modsætning til en idealgas. Temperaturen kan altså vokse frit. Den bliver til sidst så stor, at hele kernen i løbet af nogle minutter begynder at fusionere He-4 til C-12. Fordi He-4 fusion i starten går så hurtigt, kalder man den et *heliumflash*. Udstrålingen puster H-fusionsskallen længere op til køligere områder, og derfor svækkes H-fusionen, og stjernens radius begynder at falde. Gassens omdannes igen til en idealgas og den øger alt i alt sin udstråling, som hæver temperaturen gennem stjernen. Dvs. stjernen vandrer næsten vandret til venstre i HR-diagrammet. På figuren herunder er processerne vist i en serie HR-diagrammer. [30]

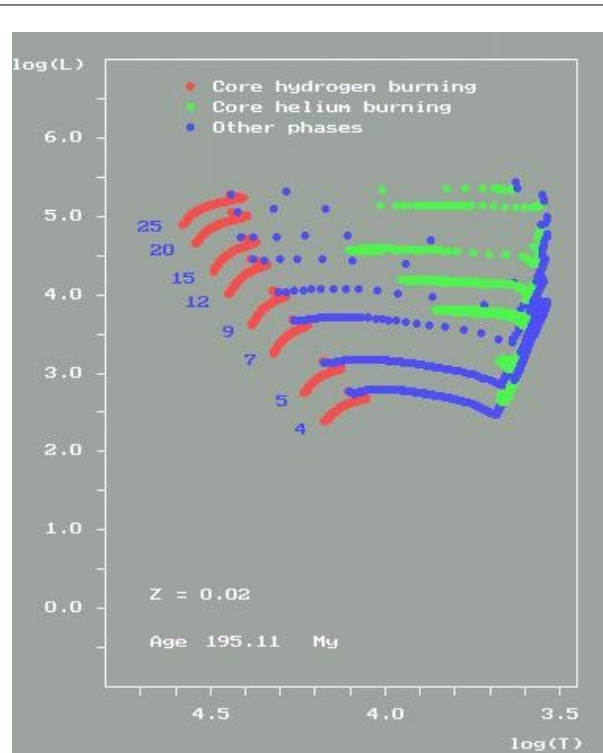
			
Fra kernekollapset stiger temperaturen i kernen. Varme frigives. H-fusion i skal omkring He-kernen. Solens radius går ud til Venus' bane. $T_{RGB} = 10^9$ yr	3α-processer begynder. H-fusion i skal omkring He-kernen svækkes, da kernen skubber den længere væk, hvor det er koldere. Strålingstrykket falder og derfor falder radius. $T = 10^8$ yr	Nyt kernekollaps. Ydre dele puster sig endnu mere op. Kulstoffusion for stjerner lidt tungere end Solen. He- og H-skalkildefusion. $T = 10^6$ yr(?)	Solen er for lille til at kunne fusionere C. Skallen løsrives. $T = 10^5$ yr. Tågen er helt væk efter ca. 10 kyr.

8.2 'Tungere' stjerner

Hvis stjernen er mere end ca. 4-8 gange tungere end Solen, vil den gennemleve sit liv meget hurtigere end Solen. Det sker, selvom der er mere brændstof til rådighed, fordi kernereaktionerne foregår væsentligt hurtigere end i lettere stjerner. Betragt figur 31.

Når de tunge stjerner stopper heliumforbrændingen og derfor sammentrækkes yderligere, vil temperaturen i kernen stige meget mere end for de lette stjerner. Derved vil kulstof og ilt kunne fusionere og danne endnu endnu tungere grundstoffer. Selve stjernen ender grundstofmæssigt med at minde om et løg. Hvis stjernemassen overstiger ca. 8-10 solmasser, vil der ligge lag af forskellige grundstoffer helt op til jern. Se en model af en tung stjerne på figur 32.

Når der er dannet grundstoffer med massetal 56-62 i kernen, er der ikke flere exoterme fusionsprocesser, der kan forekomme. Nu kræves der energi for at sammensmelte kernerne. Derfor stopper fusionsprocesserne i stjernen, og stjernen sammentrækkes yderligere. Derved dannes meget energirige fotoner i stjernen, som kan kollidere med de dannede grundstoffer, som derved splittes, og selve kernen ender med at blive omdannet til brint igen. Ved de ovenstående processer er der ydermere blevet dannet en masse neutroner.



Figur 31: Simuleret HR-diagram over tunge stjerner. Bemærk at tidsskalaen på denne simulering kun er 195 Myr i modsætning til de 25 Gyr, som var på den forrige simulering.

Den dannede brint findes pga. den høje temperatur på plasmaform, dvs. elektroner og protoner flyver rundt mellem hinanden. Når de frie elektroner kolliderer med protonerne, dannes ikke neutral brint, men derimod neutroner og neutrinoer. Derved er praktisk taget hele kernen blevet omdannet til neutroner og massefylden er omkring 10^{17} kg/m^3 , dvs. neutronerne faktisk rører ved hinanden. Neutronerne kan altså ikke presses mere sammen og en chokbølge sendes ud gennem resten af stjernen. Denne chokbølge samt de dannede neutrinoer, der bevæger sig ud gennem resten af stjernen, afleverer en masse energi i de ydre gasser, som derved kastes bort fra kernen i en *supernovaeksplosion*. Neutrinoerne afleverer også energi, fordi gassen er så tæt, at selv de tvinges til at reagere med stoffet. Det er jo i stor modsætning til en hovedseriestjerne, hvor neutrinoerne frit kan stikke af fra stjernens centrum.

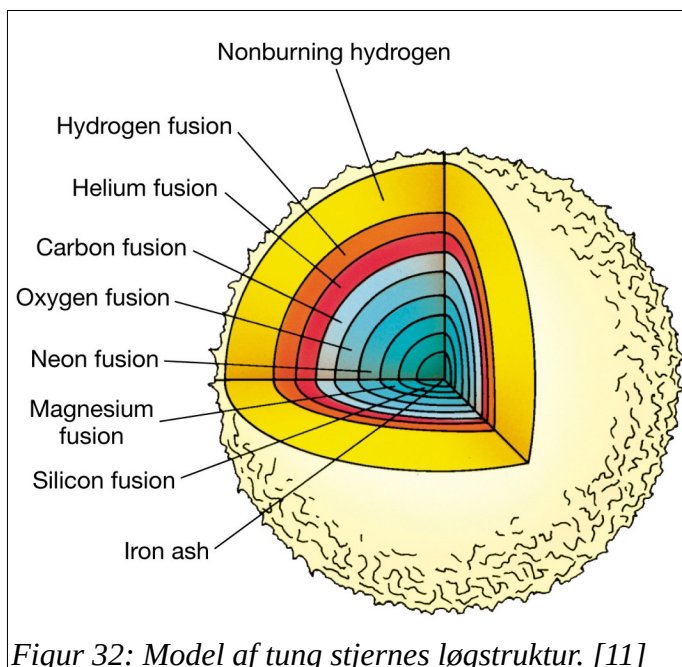
Under selve supernovaeksplosionen bliver temperaturen i de ydre lag vanvittig høj, og der dannes grundstoffer helt op til uran. Tungere grundstoffer som *Pu-239* kan også dannes, men de henfalder så hurtigt, at de meget snart kun vil findes i forsvindende mængder. Det skal dog bemærkes, at andelen af tungere grundstoffer end helium i den afkastede gas kun er øget med omkring 1 %-point.

Man ender altså med en lille kerne bestående fortrinsvist af neutroner. Kernen er ca. 10 km i radius, og den vejer omkring 1-3 solmasser.

8.2.1 Øvelse - Massefylde af neutronstjerne

- Beregn massefylden af en neutronstjerne og sammenlign med værdien for en hvid dværg.
- Beregn massefylden for en atomkerne og sammenlign med neutronstjernens massefylde.

-0-



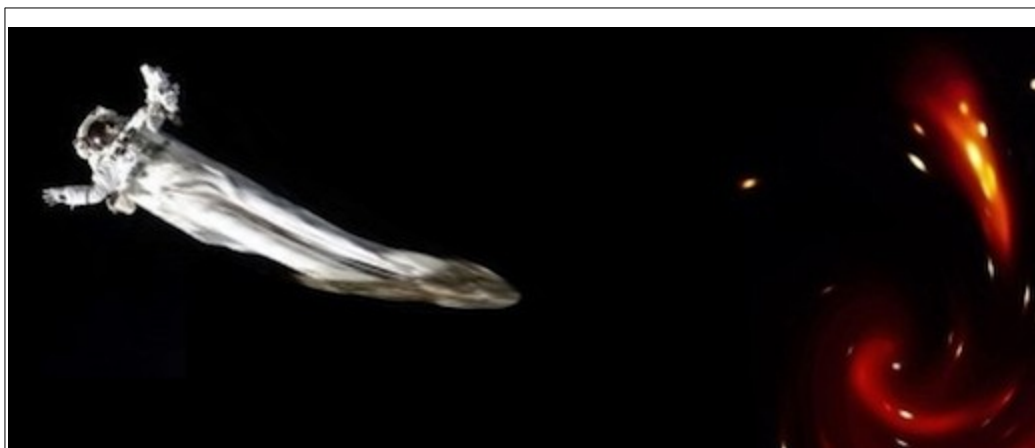
Figur 32: Model af tung stjernes løgstruktur. [11]

Kernen kaldes en *neutronstjerne* og den indeholder ca. 10^{57} neutroner. Derudover indeholder den omkring 10^{54} protoner, dvs. den er egentlig en enorm atomkerne med $Z = 10^{54}$ og $N = A = 10^{57}$.

8.2.2 Øvelse - Tyngdefeltet omkring en neutronstjerne

- Benyt formelen $g = G \cdot M / R^2$ til at beregne tyngdeaccelerationen, g , på overfladen af en neutronstjerne. (Massen er 1 solmasse og radius er 10 km.)
- Beregn derefter tyngdeaccelerationen, g , i øjenhøjde.
- Antag at dit underben har massen 10 kg og at dit hoved har samme masse. Hvor stor er tyngdekraften på hhv. dit ben og dit hoved, hvis du står på en neutronstjerne?
- Beregn forskellen i de 2 ovenstående kræfter og forklar, hvad der ville ske med din krop, hvis du stod på overfladen af en neutronstjerne.

-0-



Figur 33: Gravitationsfeltet på en astronaut i nærheden af et kompakt legeme.
[13]

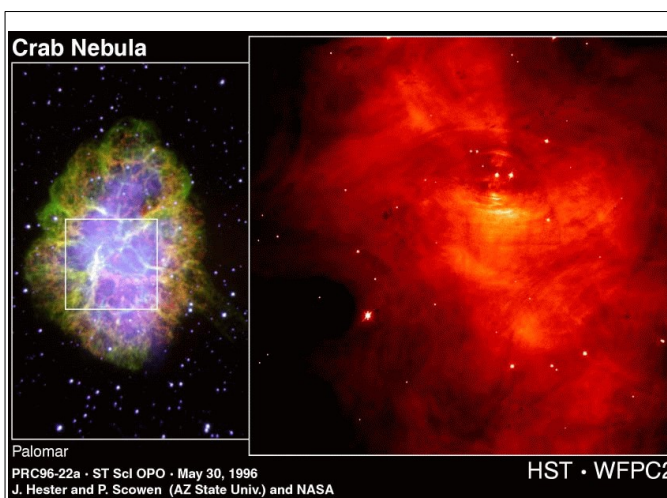
Neutronstjerner udsender ikke lys, som en almindelig stjerne gør, men nogle af dem udsender radiostråling, som dannes af det roterende magnetfelt omkring stjernen. En sådan neutronstjerne kaldes en *pulsar*. Man kan altså detektere pulsarer, hvis de udsender stråling i retning af Jorden. Derved kan man lære noget om neutronstjerners struktur, akkurat som almindelig lysudsendelse fra hovedseriestjerner kan bruges til at udlede information om hovedseriestjerner.

På figur 34 er vist et billede af Krabbetågen, der netop har en pulsar, der både rammer Jorden, og derfor kan måles, og som også giver tågen dens energi, så den kan lyse.

Andre neutronstjerner udsender enten ikke stråling, eller også sender de det i en retning, som ikke vender mod Jorden. Fænomenet er vist på figur 35. Det er samme fænomen, som her på Jorden, hvor Jordens magnetakse hælder en smule i forhold til rotationsaksen – men Jorden udsender naturligvis ikke radiobølger af betydning.

8.3 ‘Meget’ tunge stjerner

Hvis en stjerne er meget stor, dvs. større end ca. 30 solmasser¹ vil tyngdekraften fra gasserne være så store, at den dannede neutronkerne ikke kan modstå trykket fra gasserne, og neutronerne vil blive destrueret og blive omdannet til energi. [12] Her skal man huske, at energi og masse er ækvivalente størrelser jævnfør Einsteins berømte formel



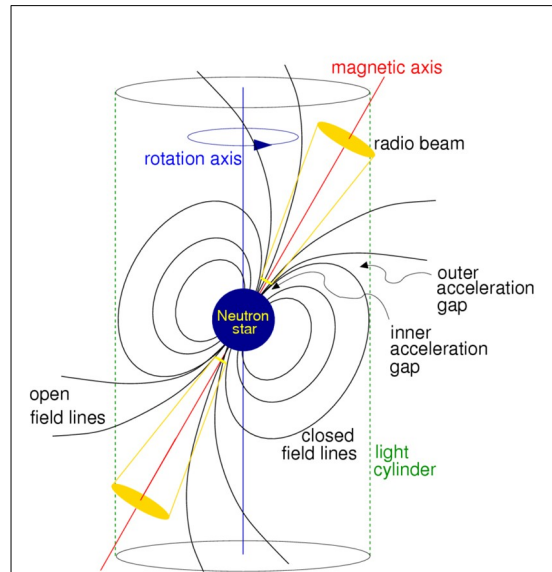
Figur 34: Billede af Krabbetågen. Tågen oplyses af en roterende neutronstjerne – en pulsar. Supernovaeksplosionen blev registreret i 1054, og den var så kraftig, at man kunne læse avis om natten i lysskæret fra den i over 20 dage. (Hvis aviser altså var opfundet i 1054.) Billedkilde angivet på selve billedet.

$$E = m \cdot c^2 \quad (13)$$

Der er nu intet til at modstå trykket fra gasserne og kollapset vil fortsætte til der ikke er mere stof tilbage. Stoffet ender med at være omdannet til ren energi, og energien ligger i et enkelt punkt - en

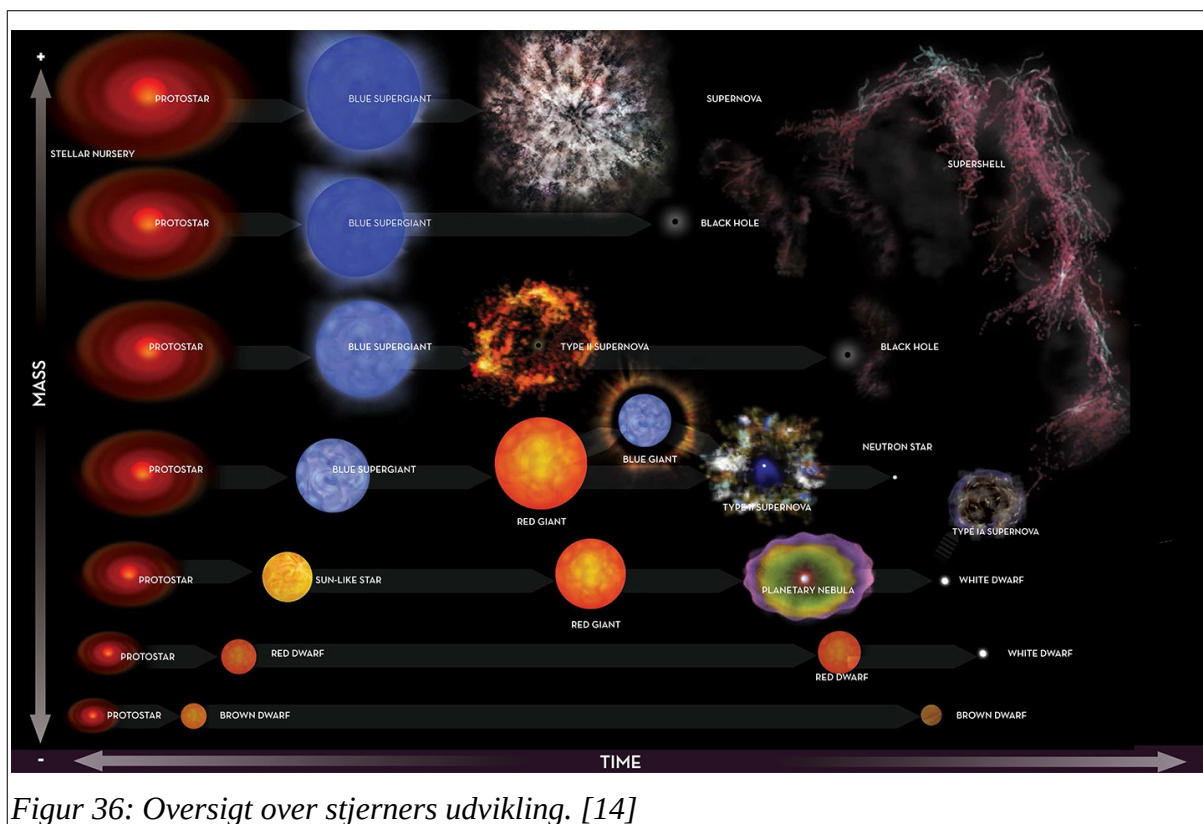
1 Andre kilder siger, at stjerner med masser over 20 solmasser ender som sorte huller.

singularitet, som også kaldes for et *sort hul*. Tyngdefeltet omkring et sort hul er så enormt stort, at ikke engang lyset kan undslippe det. I noten *Sorte huller* ser vi i lidt større detalje på sorte hullers egenskaber og opførsel.



Figur 35: Den magnetiske akse og rotationsaksen for en pulsar hælder i forhold til hinanden. Derfor vil den radiostråle, som udsendes langs den magnetiske akse skifte retning. [16]

9 Oversigt over stjerners udvikling



Herover er en sammenfatning over hvordan stjerner udvikler sig over tid afhængig af deres masse.

Vi har i gennemgangen primært set på Solens udvikling, og vi har slet ikke set på udviklingen af population II-stjerner. Da de har væsentligt lavere indhold af tungere grundstoffer, vil deres atmosfærer være anderledes end population I-stjerner, da der er færre metaller til at absorbere lys. Derfor opfører de sig anderledes. F. eks. vil en population II-stjerne med en solmasse lyse kraftigere end end population I-stjerne. Det er i modsætning til, hvad der sker i de pulserende stjerner, der kaldes *Cepheidestjerner*. Dem kan man læse mere om i noten *Cepheider*. Læseren anbefales derudover at besøge et bibliotek, for at lære mere om population II-stjerner.

For at komme ned i en større detalje for forståelsen af stjerner, foreslås læseren af forsøge sig med nogle af opgaverne i bogen *Astronomiske observationer og eksperimenter* samt de små opgaver, der er i næste sektion.

10 Opgaver

10.1 Mulighed for kernereaktioner

Tidligere har vi set, at Solen har en kernetemperatur på knap 16 MK. (Se figur 27). Spørgsmålet er, om denne temperatur er høj nok til at H-fusion kan foregå.

En partikels kinetiske energi er givet ved følgende formler

$$E_{kin} = \frac{3}{2} \cdot k \cdot T \quad \text{og} \quad E_{kin} = \frac{1}{2} \cdot m \cdot v^2$$

hvor m er partiklens masse og k er Boltzmanns konstant.

Den potentielle energi mellem to ladede partikler er givet ved følgende formel

$$E_{pot} = k_C \cdot \frac{q \cdot Q}{r}$$

hvor k_C er Coulombs konstant; den er altså ikke identisk med Boltzmanns konstant. Talværdierne står i formelsamlingen.

- Antag at to protoner står meget langt fra hinanden, og at de hver især har den ukendte hastighed v . Opstil et udtryk for den samlede mekaniske energi udtrykt ved v og m .
- Når protonerne lige netop kan fusionere må alt deres kinetiske energi være omdannet til en bestemt energiform. Hvilken?
- Beregn størrelsen af den nødvendige energi, for at fusion kan forekomme, hvis vi antager, at protonernes indbyrdes afstand er $1 \cdot 10^{-14} \text{ m}$, når de kan fusionere.
- Hvor stor en fart skal protonerne i begyndelsen have?
- Hvilken temperatur svarer det til?

10.2 Spektralanalyse

I denne opgave skal du bestemme spektraltypen for mindst 10 stjerner i den åbne hob Plejaderne. Til bestemmelsen af klasserne skal du bruge programmet *Classification of Stellar Spectra* i Cleapakken. Nedenfor kan du læse fremgangsmåden – men det er tilladt selv at prøve sig frem.

- Login.
- Vælg en kikkert. (0,4 m-kikkerteren er fin til formålet.)
- Åben kuplen og vælg en stjerne fra Plejaderne². (Nedskriv koordinaterne på stjernerne.)
- Drej skyderen over til at vise *Telescope* så du ser et billede af gitteret. Centrér gitteret på stjernen.
- Tryk på *Instrument-Spectrograph* så du ser et koordinatsystem. Tryk på *File-Preferences-Spectral Range* og vælg hele bølglængdeintervallet.
- Benyt knappen *Go* til at måle et spektrum. (Signal/støj-forholdet skal være over 100.) Gem spektret.
- Hop tilbage til hovedskærmen og vælg i menuen *Tools* kommandoen *Classify Spectra*.

2 Du kan finde koordinater på Plejadernes stjerner, ved at søge i Stellarium.

- h) Indlæs dit spektrum og vælg derefter et reference spektrum. (Start med at vælge et hovedseriespektrum.)
- i) Find klassifikationen og sammenlign evt. med et stjerne katalog. NB: Benyt kommandoen *difference* til at sammenligne det målte spektrum med referencespektret.
- j) Noter stjernens koordinater, spektraltype samt visuelle størrelsesklasse.
- k) Gentag ovenstående punkter.

10.3 Luminositetsklasser

Betragt spektrene på figur 19.

- a) Indlæs billedet i Adobe Reader og åbn måleværktøjet.
- b) Lav en skalafaktor, så du kan omregne mellem målte afstande på billedet til Å. ($10 \text{ Å} = 1 \text{ nm}$.)
- c) Vælg en spektrallinje på hvert spektrum og mål bredden af linjerne. Omregn til Å.
- d) Overvej hvorfor linje-bredderne er forskellige.
- e) Mål bølgelængden ved bunden af de to absorptionslinjer. Bemærk, at selvom linjerne er ens, så er tallene ikke nødvendigvis ens, da stjernerne kan bevæge sig forskelligt i forhold til os.
- f) Beregn rødforskydningstallet for de to spektre.
- g) Beregn forskellen i procent mellem de to rødforskydninger.

10.4 HR-diagrammer

- a) 1. Hvilke størrelser kan man benytte som x-værdier i et HR-diagram?
- b) 2. Hvilke størrelser kan man benytte som y-værdier i et HR-diagram?
- c) 3. Beskriv mht. luminositet, radius og temperatur, stjerner, der ligger hhv.
 - i. Nederst til højre i et HR-diagram.
 - ii. Nederst til venstre i et HR-diagram.
 - iii. Øverst til venstre i et HR-diagram.
 - iv. Øverst til højre i et HR-diagram.
 - v. På hovedserien i et HR-diagram.
- d) 4. Hvilken størrelse bestemmer især en stjernes placering på hovedserien?

11 Referencer

1. *Lecture Notes on Stellar Structure and Evolution*, Jørgen Christensen-Dalsgaard, AU, 2008.
2. <https://trap.lex.dk/S%C3%A6by>
3. NASA
4. <http://www.atlasoftheuniverse.com/hr.html>
5. *New insights into Black Bodies* af F. J. Ballesteros, ArXiv 1201.1809v2, 2012.
6. <https://www.researchgate.net/publication/326696864> Improved Main Sequence Turnoff Ages of Young Open Clusters: Multicolor UBV Techniques & the Challenges of Rotation af J. Cummings & J. Kalirai, 2018.
7. https://commons.wikimedia.org/wiki/User_talk:Sarang
8. <https://commons.wikimedia.org/wiki/User:Borb>
9. The KATRIN Collaboration. Direct neutrino-mass measurement with sub-electronvolt sensitivity. *Nat. Phys.* **18**, 160–166 (2022). <https://doi.org/10.1038/s41567-021-01463-1>: <https://www.nature.com/articles/s41567-021-01463-1>
10. Hubble Space Telescope, NASA/ESA.
11. https://cesar.esa.int/printable_section.php?Section=SSE_The_Hertzsprung_Russel_Diagram&Id=
12. <http://astronomy.nmsu.edu/geas/lectures/lecture26/slide03.html>
13. <http://www.luerzersarchive.com/goto?url/hotcore.info/babki/Astronaut-Falling-Into-A-Black-Hole.html>
14. <https://chandra.cfa.harvard.edu/stellarev/phases.html>
15. <https://www.chegg.com/flashcards/ch-15-b359a2c1-f7c7-48b6-9ac1-76f35fd76341/deck>
16. *Handbook of Pulsar Astronomy* by Duncan Ross Lorimer and Michael Kramer.
17. <https://commons.wikimedia.org/w/index.php?curid=5714813>
18. https://upload.wikimedia.org/wikipedia/commons/e/e7/Solar_spectrum_en.svg
19. <https://physicsworld.com/a/the-enduring-mystery-of-the-solar-corona/>
20. https://commons.wikimedia.org/wiki/File:HI6563_fulldisk.jpg
21. <https://solarscience.msfc.nasa.gov/SunspotCycle.shtml>
22. <https://www.klimadebat.dk/forum/sol-cyklus-laengde-og-global-opvarmning-falsificeret-d12-e1961.php>
23. <https://berkeleyearth.org/global-temperature-report-for-2023/>
24. <https://astro-gym.dk>
25. https://www.nasa.gov/mission_pages/sunearth/science/solar-rotation.html
26. <https://www.nasa.gov/content/goddard/what-is-a-solar-prominence>
27. <https://www.nasa.gov/content/goddard/what-is-a-solar-flare>
28. Nasa. Fotograf Steven Graham.
29. <https://pressbooks.online.ucf.edu/astronomybc/chapter/15-1-the-structure-and-composition-of-the-sun/>
30. <https://www.astronomy.ohio-state.edu/pogge.1/Ast162/Unit2/lowmass.html>
31. <https://www.sidc.be/SILSO/monthlyssnplot>
32. <https://www.nasa.gov/image-article/sun/>
33. https://users-phys.au.dk/jcd/solar_models/cptrho.l5bi.d.15c