

3 Grundstofomdannelse i stjernerne

Fusionsprocesser dybt i deres indre får stjerner til at lyse. De er som store ovne hvor lette grundstoffer smelter sammen til tungere grundstoffer. Den mest almindelige proces er den, der foregår i Solen.

*Udsnit af Vela
supernovaresten.
Man ser chokbølger
af gas fra super-
novaen, der – beriget
med tunge grund-
stoffer – blander sig
med stoffet mellem
stjernerne. Vela
supernovaen
eksploderede for
10.000 år siden.*



D

Til

15

10

5

So

(e

m

So

be

gr

fe

er

pr

a)

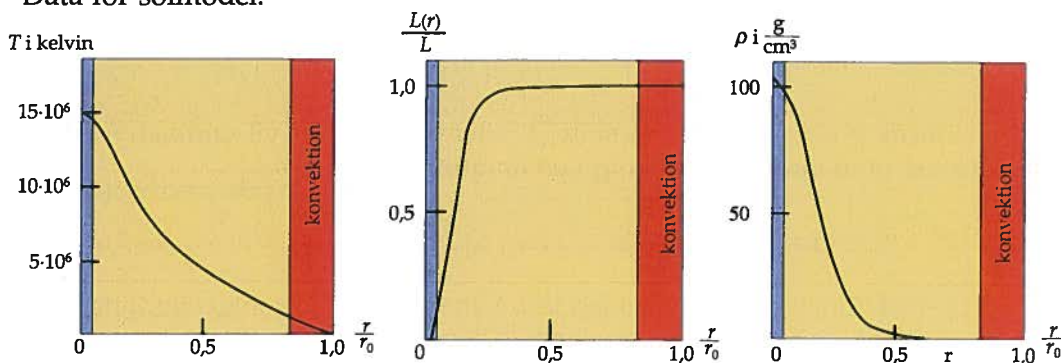
b)

c)

pr

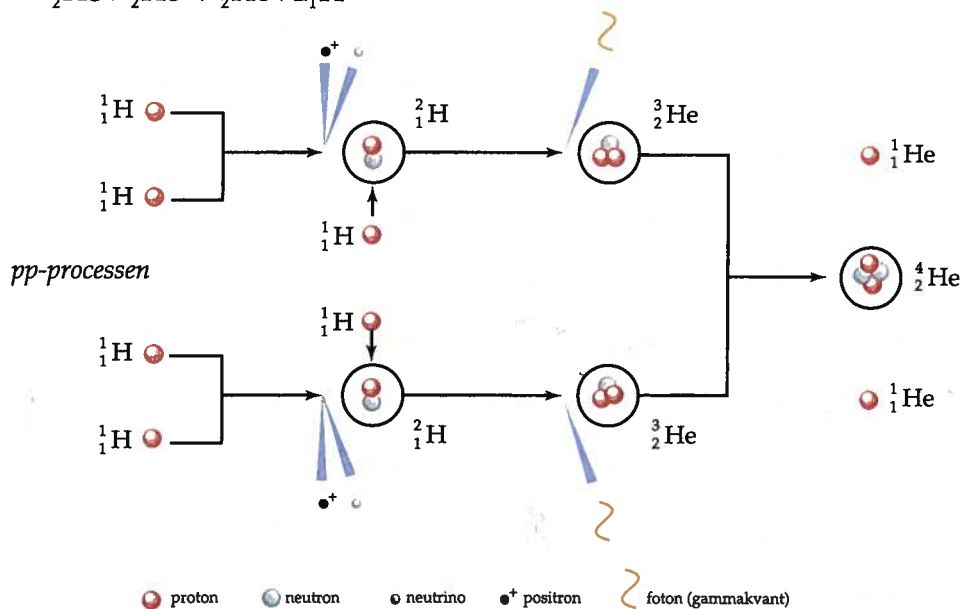
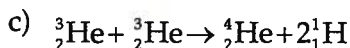
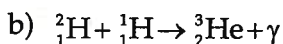
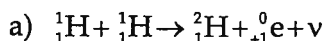
KE

Data for solmodel:

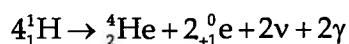


Graferne viser forløbet af temperaturen, luminositeten og tæthedens ud igennem Solen.

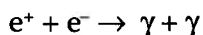
Solen består af ca. 70% hydrogen, 28% helium og 2% tungere grundstoffer (efter masse). Cirka halvdelen af solmassen befinder sig inden for et kugleformet område med en radius på ca. 175.000 km, hvilket svarer til en fjerdedel af Solens radius. Det er her energiproduktionen finder sted. Astronomerne kan beregne, at temperaturen i Solens centrum må være omkring 15 millioner grader. Ved så høje temperaturer er atomerne fuldstændigt ioniserede, så stoffet består udelukkende af frie atomkerner og elektroner. Solen producerer sin energi ved trinvis fusion af fire brintkerner til en heliumkerne. Det kaldes proton-proton processen (eller blot pp-processen) og den kan beskrives således:



Alt i alt fås følgende reaktion:



De dannede positroner (skrives som $\text{}^0_{+1}\text{e}$ eller blot som e^+) vil sammen med elektroner omdannes til γ -stråling i en annihulationsproces:



Ved pp-reaktionen dannes desuden indre energi og hård røntgenstråling, der sammen med de dannede gammafotoner begynder at arbejde sig op mod overfladen. Undervejs vekselvirker fotonerne konstant med gassen i Solens forskellige lag. Ved hvert sammenstød mister de en del af deres energi, og gradvist bliver deres bølgelængder større. Ved overfladen er strålingen så langbølget, at det meste af den stråler ud i rummet som lys i det visuelle område. Beregninger har vist, at det tager en foton over en million år at nå inde fra Solens midte og ud til overfladen.

9e Q-værdien for pp-processen

Masse- og energiregnskabet ser således ud:

Kerne	masse/u	masse/u
4 p	4,02910656	
He-4		4,00150610
2 e ⁺		0,00109716
Sum	4,02910656	4,00260326

Vi ser, at der er en massetilvækst på

$$\Delta m = 4,00260326 \text{ u} - 4,02910656 \text{ u} = -0,0265033 \text{ u}$$

og processens samlede Q-værdi er derved

$$Q = +0,0265033 \text{ u} \cdot 931,5 \text{ MeV/u} = 24,69 \text{ MeV}$$

Det er den energi, der frigøres, hver gang fire protoner fusionerer til en heliumkerne. Hertil kommer den energi, der frigøres ved annihilationen mellem positroner og elektroner i den omgivende gas.

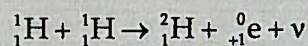
10Ø Beregn Q-værdierne for hver delproces i pp-reaktionen. Undersøg, om deres sum giver det samme som den samlede Q-værdi.

→

Bemærk, at Q -værdien for en fusionsproces kun afhænger af forskellen mellem begyndelses- og slutmasserne, og ikke af de mellemliggende trin, eller de eventuelt andre kerner der indgår.

10e Fusionstemperaturer

Lad os betragte en fusion mellem to hydrogenkerner (to protoner):



En sådan kernereaktion kan kun finde sted, hvis de to kerner kan komme så tæt på hinanden, at de stærke kernekrafter kan overvinde de elektriske frastødningkrafter. Det betyder, at de to protoner skal ind til en afstand med størrelsesordenen $r = 10^{-15}$ m fra hinanden. Den elektriske potentielle energi i denne afstand er givet ved

$$\begin{aligned} E_{\text{pot}} &= \frac{e^2}{4 \cdot \pi \cdot \epsilon_0 \cdot r} \\ &= \frac{(1,602 \cdot 10^{-19} \text{ C})^2}{4 \cdot \pi \cdot 8,85 \cdot 10^{-12} \frac{\text{C}^2}{\text{J} \cdot \text{m}} \cdot 10^{-15} \text{ m}} \\ &= 7,25 \cdot 10^{-13} \text{ J} \end{aligned}$$

Så stor skal partiklernes kinetiske energi mindst være, hvis de skal nærme sig så meget, at fusionen kan finde sted.

Det kan vises, at i en gas med éatomige partikler med temperaturen T er partiklernes gennemsnitlige kinetiske energi givet ved

$$\langle E_{\text{kin}} \rangle = \frac{3}{2} \cdot k \cdot T$$

hvor $k = 1,381 \cdot 10^{-23}$ J/K er Boltzmann konstanten. Det betyder, at halvdelen af partiklerne vil have en kinetisk energi der større end

$$\frac{3}{2} \cdot k \cdot T$$

Det kan vi benytte til at beregne den temperatur, som hydrogen skal have, for at halvdelen af hydrogenkernerne har en kinetisk energi, der er større end hydrogenkernernes potentielle energi i afstanden 10^{-15} m:

$$\frac{3}{2} \cdot k \cdot T = 7,25 \cdot 10^{-13} \text{ J} \quad \rightarrow$$

Heraf får vi nemt

$$T = 1,11 \cdot 10^{10} \text{ K}$$

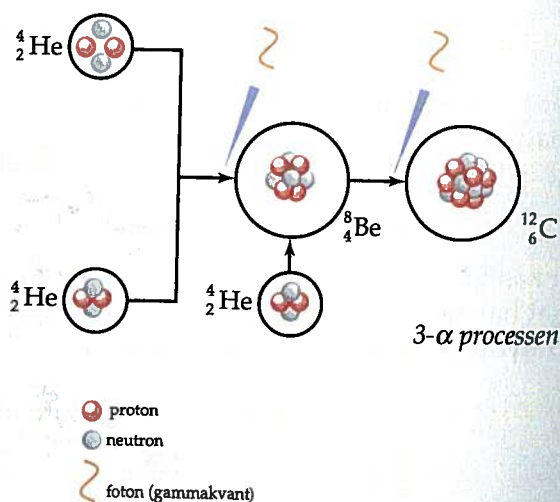
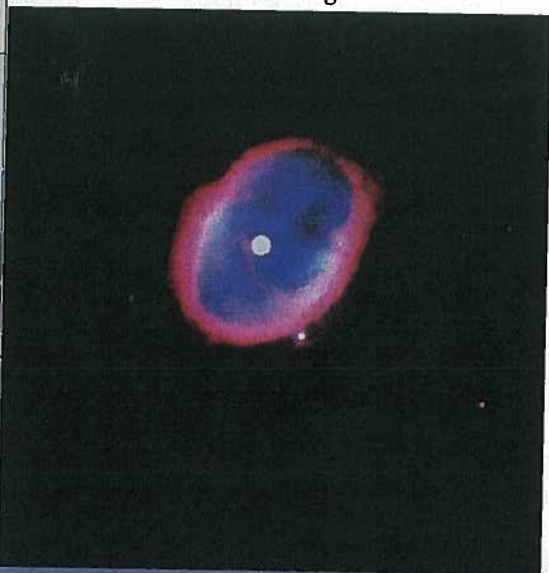
Det er jo en voldsomt høj temperatur. Heldigvis behøver procentdelen af de protoner, der kan fusionere, ikke at være så høj som 50%. På grund af det høje tryk i Solens indre og de enorme stofmængder, der er tale om, er det tilstrækkeligt med en temperatur på omkring 15 millioner kelvin, for at holde fusionsprocesserne i gang.

- 11 Ø Gennemfør udregningen ovenfor. Beregn de gennemsnitlige hastigheder for protonerne i en protongas med temperaturen 10^{10} K. Beregn også hastigheden, når temperaturen er 15 millioner K.

En stjerne er hele sit liv truet af to ødelæggende kræfter. Dels af den indadrettede gravitationskraft, som forsøger at trække stjernen sammen og knuse den under dens egen vægt, og dels af den udadrettede trykkraft fra fusionsprocesserne i dens indre, som forsøger at sprænge dens gasser fra hinanden. Disse to kræfter slås om at få herredømmet, og stjernen eksisterer på kanten mellem implosion og eksplosion.

PP-processen kan fortsætte i endnu ca. 5 milliarder år, før brinten i centret er sluppet op. Når det sker, vil trykkraften formindskes. Dermed vil tyngdekraften straks begynde at trække det indre af Solen sammen. Herved omdannes potentiel energi til indre energi, som vil få temperaturen i centralområdet til at stige til ca. $2 \cdot 10^8$ K. Ved denne temperatur antændes en ny fusionsproces, triple-alfa processen (eller 3- α processen), der brænder tre heliumkerner sammen til en kulstofkerne. Trykkraften i centeret øges igen og en ny ligevægt opstår.

Planetarisk tåge



Samtidigt med 3- α processen i kerneområdet fortsætter pp-processen i en skal udenom. Det får de ydre lag af Solen til at svulme op og afkøles. Solen bliver til en rød kæmpestjerne. Dens ydre atmosfære vil da nå uden for Jordens bane, så Jorden og de andre indre planeter vil smelte og opluges af Solen.

Da 3- α processen bruger mere stjernestof for at udvikle den samme energi, er der også kun brændstof til endnu omkring 1 milliard år. Når de er gået, er mængden af helium i Solens centrum opbrugt og omdannet til kul. Til slut vil kerneområdet kollapse, mens de yderste lag af Solen pustes væk, og lægger sig som en sky uden om centralstjernen. En planetarisk tåge er dannet. Det indre af Solen bliver en kompakt kugle, en såkaldt hvid dværg, på størrelse med Jorden.

I en hvid dværg er alle kerneprocesser gået i stå. Stoffet er presset så meget sammen, at elektroner farer omkring med en hastighed nær lysets, uden at kunne indfanges af protonerne. Elektronerne danner en såkaldt relativistisk elektrongas. I denne gas låses atomkernerne nu fast i en slags krystalgitter på grund af deres indbyrdes frastødning. En kubikcentimeter af stoffet i en hvid dværg kan veje mange tons. Den lyser pga. den indre varme, der stråles ud i Universet, medens stjernen langsomt afkøles. Til slut vil den være forvandlet til en lille sort dværg med meget stor tæthed.

- 12Ø Opskriv reaktionsskemaerne for hvert trin i 3- α processen. Hvorfor hedder den 3- α processen?

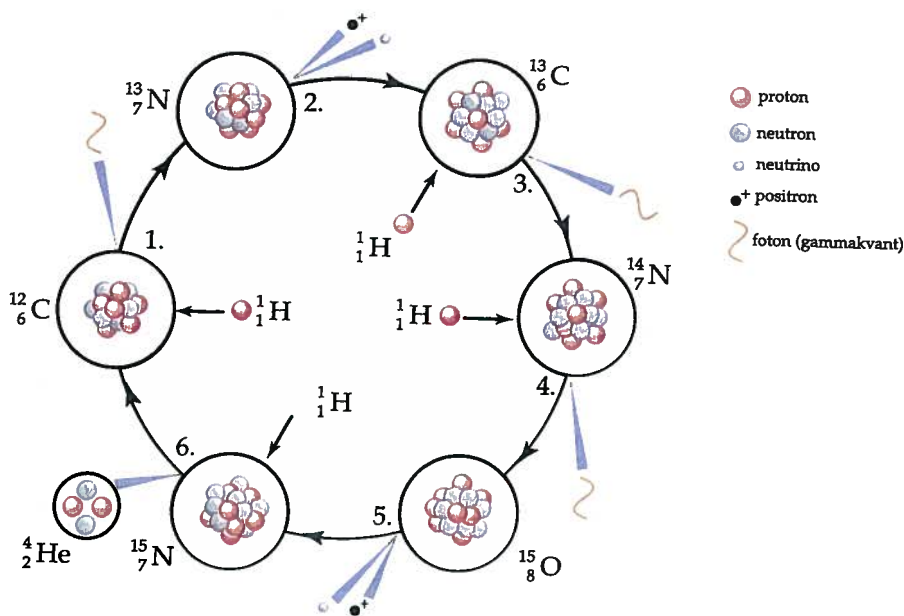
Beregn Q -værdien for en 3- α proces.

- 13Ø Ifølge beregninger foretaget af den indiske astronom Chandrasekhar kan en hvid dværg højst have en masse på 1,4 gange Solens. En hvid dværgs radius er dog næsten uafhængig af massen, så den er stadig på størrelse med Jorden. Beregn densiteten af stoffet i en sådan hvid dværg. Hvor meget vil en tændstikæske af dette stof veje?

- 14Ø Graferne fra solmodellen på side 179 viser, at luminositeten (lysudsendelsen) vokser til et maksimum og derefter er konstant.

Hvad er værdierne for $\frac{r}{r_0}$, T og ρ , når $\frac{L(r)}{L}$ er konstant?

CNO-processen
(Kulstof-processen)

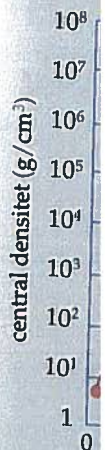


I stjerner tungere end Solen dominerer en anden vigtig proces, der forbrænder brint til helium. Det er den såkaldte CNO-proces, der ses herover.

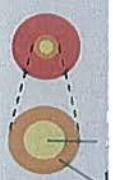
Det ses, at en C-12-kerne i denne proces gennem optagelse af ialt 4 protoner i flere trin omdannes til kvælstof og ilt, og til sidst, under udsendelse af en heliumkerne, igen til C-12, hvorved ringen er sluttet. Kulstof indgår altså kun som katalysator for processen, men processen kræver altså, at der allerede er kulstof tilstede i stjernens indre.

- 150 a) Skriv reaktionsskemaerne for CNO-processen.
b) Overvej om CNO-processen frigiver mere, mindre eller den samme energimængde som pp-processen (side 179).

I tunge stjerner går alle processer hurtigere end i lette stjerner, og flere processer følger efter. Også her gælder det, at når brinten i centret er opbrugt, falder trykkraften. Derved får gravitationen mulighed for at trække de centrale dele sammen. Men det øger tætheden og temperaturen, og så tændes triple-alfa processen, der forbrænder helium til kulstof. Hydrogenforbrændingen fortsætter i en skal uden for kerneområdet. Når alt helium efter ca. 500.000 år er opbrugt, trækker centret sig påny sammen. Herved vokser temperaturen yderligere, og nye fusionsprocesser med slutprodukterne ilt, neon, silicium etc. tager over (se diagrammet på næste side).



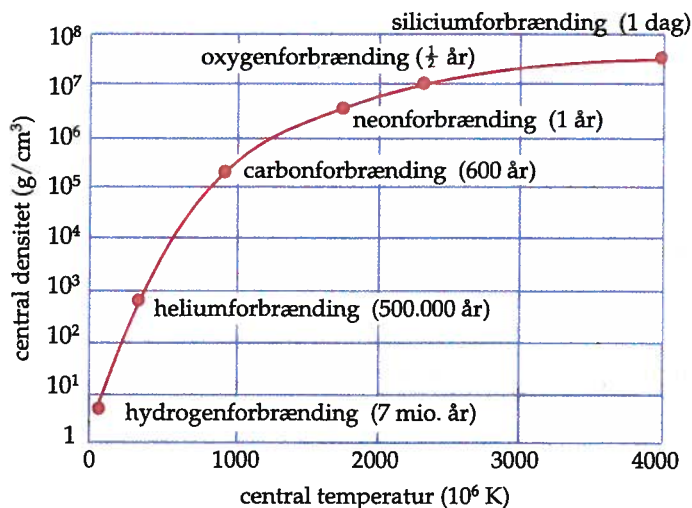
Efter h
ende p
en ræk
Dette k
har der
gøres e
Fusions



500.

På dette
hører op
kommer
de centr
på højst
hvorved

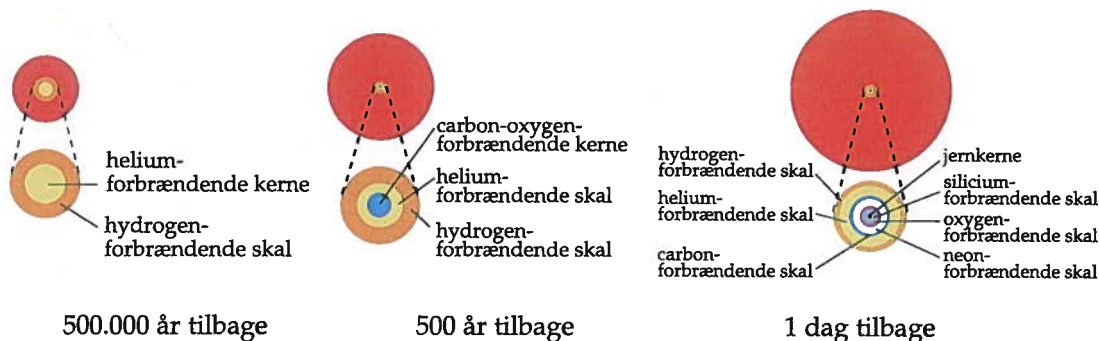
e



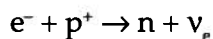
Diagrammet viser udviklingen af en stjerne på $25 M_{\text{sol}}$. Tætheden er vist som funktion af temperaturen i centralområdet. Langs kurven er angivet varigheden af forskellige stadier med fusion af forskellige kerner. Bemærk den accelererende udvikling. Efter forbrænding af silicium til jern – hvilket varer 1 dag – indtræffer en supernovaeksplosion.

Efter hvert skift i kerneprocesserne fortsætter forbrændingen af den foregående proces i en skal omkring kernen. Til sidst er hele stjernen omdannet til en række af koncentriske skaller, hvor forskellige forbrændinger finder sted. Dette kan fortsætte, indtil stoffet i kerneområdet er omdannet til jern. Jern har den største bindingsenergi pr. nukleon. Det betyder, at der ikke kan frigøres energi ved en yderligere fusionering af jern til tungere grundstoffer. Fusionsprocesserne går i stå.

Tre løgskalsmodeller



På dette tidspunkt går udviklingen hurtigt. Når energiproduktionen i centret hører op, er der ikke længere noget til at modvirke tyngdekraften. Snart kommer de øvre lag væltende i et frit fald ned mod centret. Herved kolliderer de centrale dele på få tiendedele sekunder til en neutronstjerne med en masse på højst $3 M_{\text{sol}}$. Ved denne proces presses elektronerne ind i protonerne, hvorved der dannes neutroner og neutrinoer iflg. reaktionen



kvant)

1-
2-
3-
4-
5-

Tætheden i en neutronstjerne er tæt på tætheden i en atomkerne (ca. 10^{17} kg/m³). Ved denne tæthed kan stoffet ikke trykkes yderligere sammen pga. de frastødende kræfter mellem nukleonerne. Samtidigt strømmer enorme mængder af neutrinoer ud fra kerneområdet, og det er dem, der i sidste ende bremser og vender det frie fald af de øverste lag. Hvis mere end 3 solmasser deltager i kollapset, fortsætter kollapset til et sort hul. Fra kerneområdet breder der sig nu en chokbølge op gennem stjernen. I det øjeblik den når overfladen, eksploderer stjernen i en af de største eksplosioner der finder sted i Universet – en *supernova*.



Krabbetågen

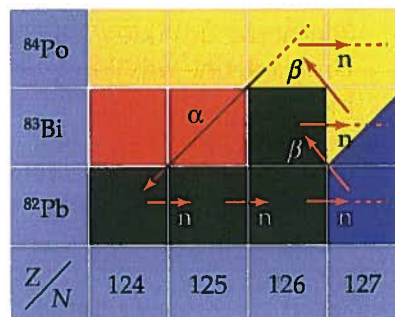
En supernova lyser i en kort tid (nogle dage) lige så meget som alle stjerner i Mælkevejen tilsammen. Det meste af energien føres bort af neutrinoerne, der først får stjernen til at eksplodere, og siden strømmer væk i alle retninger. Resten af energien omdannes til kinetisk energi i gassen og til stråling.

Stjernernes fusionsprocesser kan forklare dannelsen af grundstoffer lettere end jern. Men hvad med de tungere grundstoffer?

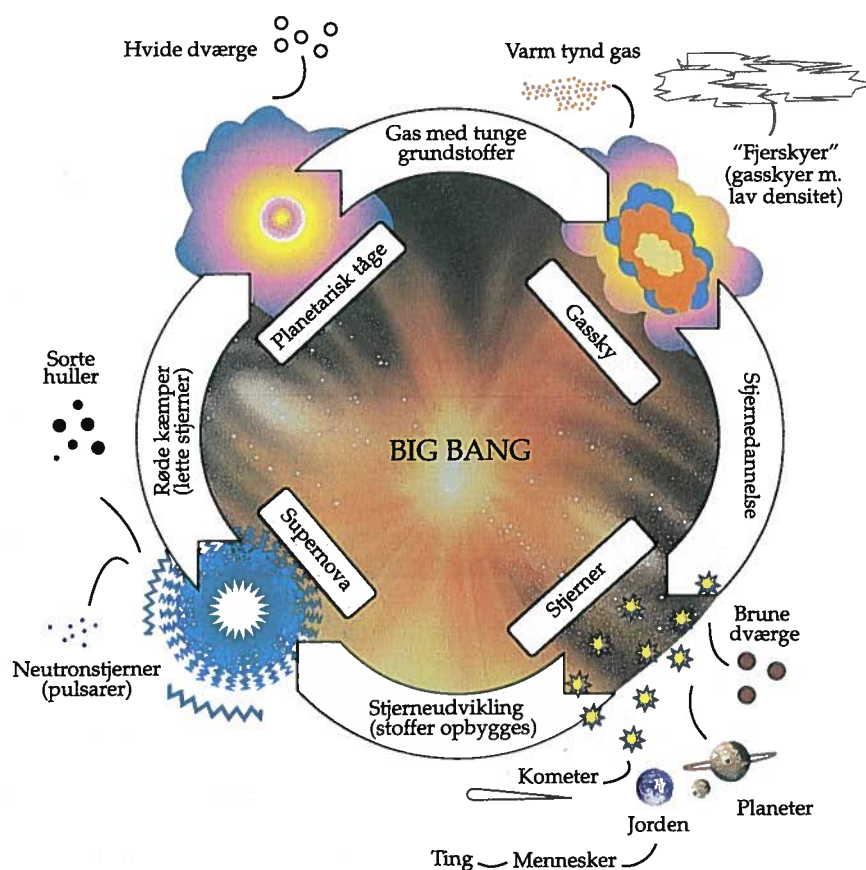
Dannelsen af grundstoffer tungere end jern

Ved et supernovaudbrud sprænges de yderste lag af stjernen til alle sider. Samtidigt bombarderes de af en byge af neutroner fra supernovaens kerne. Disse neutroner kan umiddelbart indfanges af atomkernerne, da neutroner ikke har nogen ladning. Hvis en atomkerne optager en neutron, dannes en isotop, som ofte er ustabil. Den henfalder så ved et β -henfald til en atomkerne, som har en proton mere end moderkernen. Processen kan så gentages med datterkernen og så fremdeles. I nogle områder af skyen er neutronstrålingen så intens, at der sker en ny indfangning, inden isotopen henfalder. Derved stiger nukleontallet i atomkernen med 2 eller mere. Den samme proces kan forekomme i ustabile røde kæmpestjerner – her er neutronfluxen blot ikke så høj.

Processen kaldes *neutronindfangning*, og det er den, der er årsag til, at der f.eks. findes radioaktive stoffer i Jordens indre.



Kernekort med neutronindfangning



Figuren på forgående side viser grundstoffernes kredsløb i universet. De letteste grundstoffer hydrogen og helium blev dannet under selve Big Bang i forholdet 3:1. Ud fra disse stoffer opbyggedes de tungere stoffer gradvist i stjernerne. Generationer af stjerner har levet og er døde før de 2% tunge grundstoffer, der er i Universet i dag, er blevet opbygget, og den dag i dag dannes der stadig tunge grundstoffer. Processen består af 4 trin:

1. Først dannes stjernerne ved, at de interstellare gasskyer falder sammen pga. massetiltrækning
2. Stjernerne udvikles. De tunge udvikler sig hurtigt og de lette langsomt. Under denne udvikling opbygges de tunge grundstoffer i stjernernes indre.
3. De tunge stjerner eksploderer hurtigt som supernovaer, der sender chokbølger med tunge grundstoffer til alle sider. De lette stjerner udvikler sig til røde kæmpestjerner.
4. De røde kæmper udvikler sig til planetariske tåger, der puster de øverste lag af stjernens gas til alle sider. Også den kraftige stjernevind fra røde ustabile kæmper sender gas med tunge grundstoffer til alle sider. Gassen fra stjerner, der nu er beriget med tungere grundstoffer, blander sig med den interstellare gas i Mælkevejen. Af denne gas dannes der nye stjerner med et lidt højere indhold af tunge grundstoffer osv.

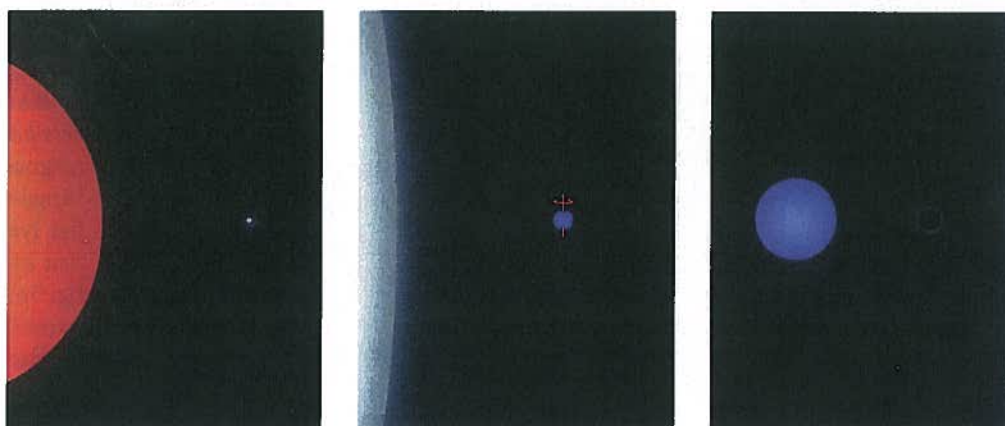
I hvert skridt "mistes" der noget masse, som ikke deltager i den videre cyklus, fordi det bindes i objekter, som ikke udvikles videre. Ved stjernedannelsen mistes den masse, som danner brune dværge. Brune dværge er meget lette stjerner – kun lidt tungere end planeten Jupiter – som er for små til at fusionsprocesserne kan antændes. Der mistes også masse ved dannelsen af planeter som Jorden og andre små objekter. Ved udviklingen til supernovaer mistes der masse til neutronstjerner (pulsarer) og til sorte huller. Ved udviklingen til røde kæmper og planetariske tåger mistes der masse til stjernevinde og til hvide dværgstjerner. Endelig mistes der masse ved dannelsen af de interstellare skyer, idet en del af gassen er så varm og har så lav en tæthed, at den ikke kan deltage i stjernedannelse. Noget af denne masse forlader endda Mælkevejen og indgår i den varme gas, der omgiver galakserne.

Grænserne for de forskellige former for stjernedød er følgende:

Stjerner på $1 - 3 M_{\text{sol}}$: De yderste lag ender som planetariske tåger. Resten på højst 1,4 solmasse ender som en hvid dværg. De tunge grundstoffer i dværgen bliver i stjernen, medmindre den er en af komponenterne i et dobbeltstjernesystem. I så fald kan den nemlig "suge" stof til sig fra sin nabostjerne, og kerneprocesserne kan antændes påny. Når dette udviklingstrin så også er gennemlevet, ender stjernen som en supernova af type I.

Stjerner på $3 - 25 M_{\text{sol}}$: Ender som supernovaer af type II. Det meste af stjernen slynges med stor hastighed ud mellem nabostjernerne. I skyen dannes der grundstoffer tungere end jern. Resten på 3 solmasser ender som en neutronstjerne. I denne knuses alle grundstoffer. Stjernen ender som et kæmpeatom, kun bestående af neutroner.

Stjerner tungere end $25 M_{\text{sol}}$: En stor del af stjernen forsvinder allerede i kæmpestadiet, hvor en stadig strøm af partikler (en stjernevind) konstant pustes ud fra stjernen. Stjernen ender i løbet af kort tid som en kæmpe stor supernova. Hvis kernen overlever eksplosionen og har en masse som er mindre end $3 M_{\text{sol}}$ bliver den en neutronstjerne. Ellers bliver den et sort hul, og stofferne "forsvinder" fra vores univers.



Solen

Hvid dværg

Hvid dværg Neutronstjerne

Neutronstjerne

Sort hul

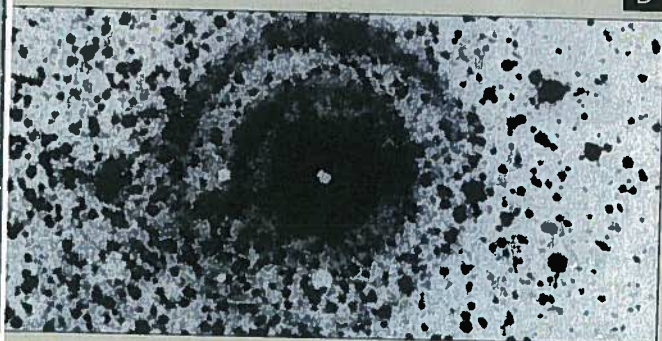
12e For 170.000 år siden eksploderede stjernen Sanduleak-69202 i en af Mælkevejsystemets små nabogalakser – den store Magellanske Sky. Stjernen var en blå supergigant på 15-20 gange Solens masse. Ved eksplosionen blev de yderste lag slynget af stjernen og skabte herved en chokbølge, der nu er på vej væk fra stjernen. På Jorden observerede man eksplosionen den 23/2 1987 kl. 7.35 international tid. Men på det tidspunkt havde den forreste del af chokbølgen allerede ramt Jorden. En byge af neutrinoer, som ramte nogle store vandtanke dybt under Jordens overflade, var det første tegn på en voldsom begivenhed i rummet. Først senere observerede nogle astronomer på den sydlige halvkugle også lyset fra eksplosionen. I dagene og årene derefter er den videre udvikling fulgt gennem talrige observationer. Det var den første iagttagede supernova-eksplosion i 400 år.



A



B



C

På gamle optagelser fandt astronomer billeder af stjernen inden den eksploderede. Det viste sig at være en såkaldt blå supergigant, og sådan en stjerne burde slet ikke kunne blive en supernova, ifølge de almindeligt accepterede modelberegninger, man havde på det tidspunkt.

Begivenheden, der siden blev kaldt SN1987A, skabte en del røre, og observationerne har ændret både fysikken og astronomien siden. Men hvad var det egentlig der skete og kan det ske igen med en stjerne, der er nærmere Jorden?

Mange astronomer mener, at den røde superkæmpe Betelgeuze i stjernebilledet Orion kunne blive den næste supernova, og måske sker det inden for de næste få år.

Billederne til venstre viser: a) Stjernen Sanduleak-69202 før den eksploderede, b) SN1987A som den blev observeret kort i 1987 og (c) SN1987A som den blev observeret i februar 1988.