Grunnstoffdannelse

(Nukleosyntese)

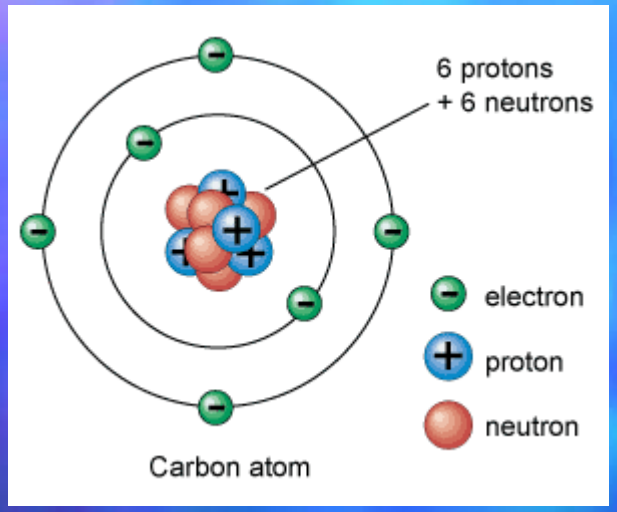
Terje Bjerkgård

Trondheim Astronomiske Forening

Innhold

- Litt grunnleggende kjemi
- Dannelsen av de første grunnstoffene
- Solas oppbygning og struktur
- Forbrenning i de lette stjernene
- Forbrenning i tunge stjerner
- Supernovaer
- Andre prosesser for å danne grunnstoffer
- Solas dannelsesmiljø

Grunnleggende kjemi



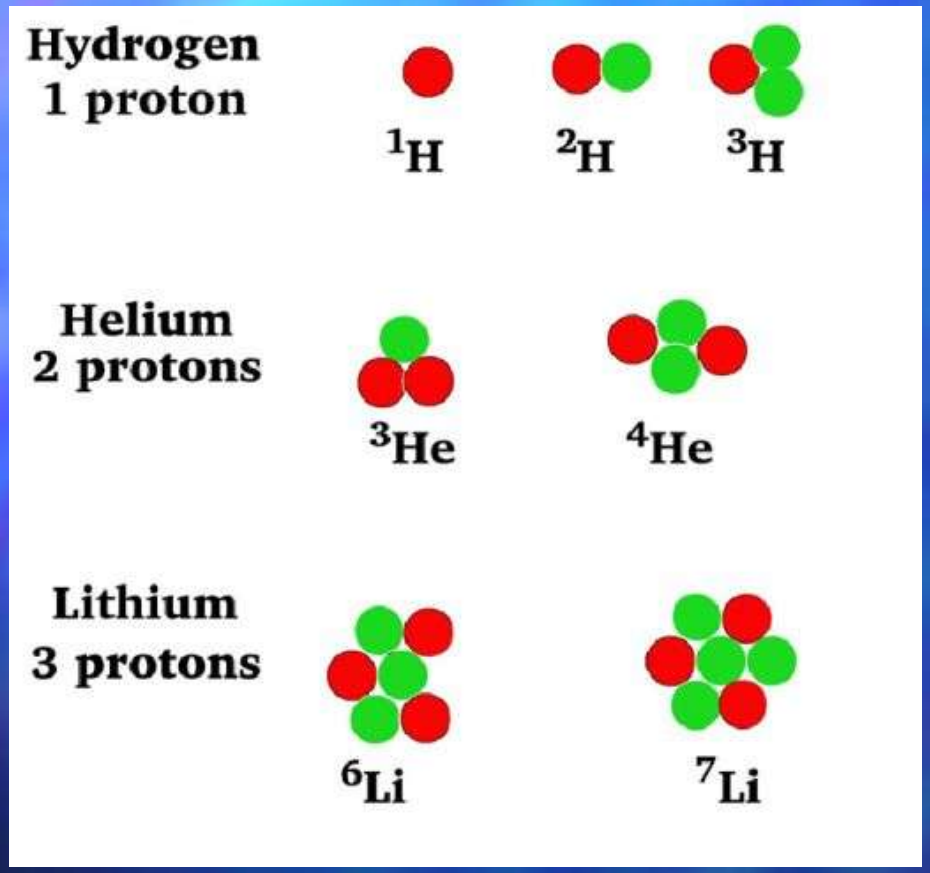
Et atom består av en atomkjerne/nukleide med et visst antall protoner (med positiv ladning) og nøytroner (elektrisk nøytrale) og som er omgitt av elektroner (med negativ ladning).

Et grunnstoff er definert som et stoff der alle atomene har like mange protoner i kjernene.

Antall nøytroner bestemmer hvilken isotop av grunnstoffet vi har med å gjøre.

Forskjellige isotoper av grunnstoff har en kjerne med samme antall protoner, men forskjellig antall nøytroner, noe som gir forskjellig atom-masse. Antall protoner og nøytroner i kjernen symboliseres ved et opphøyet prefiks: ^{3}He, ^{238}U, ^{18}O.

Grunnleggende kjemi



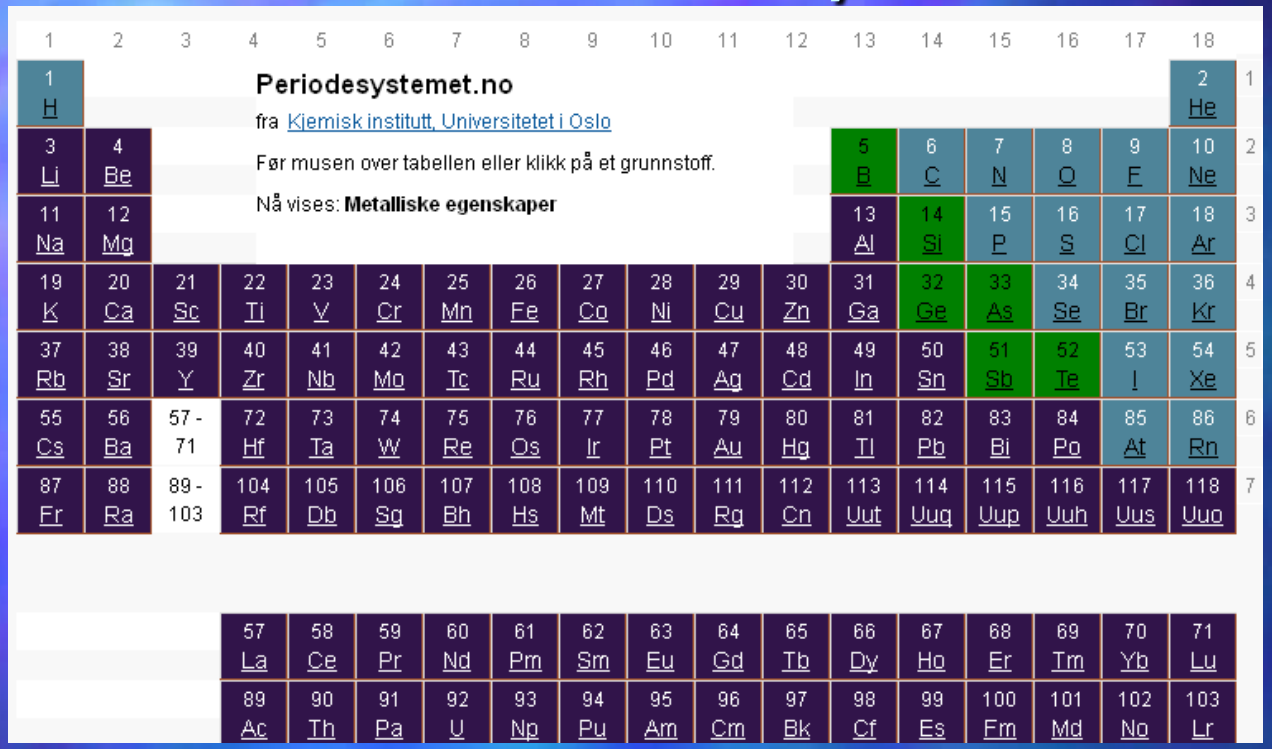
De tre isotopene til hydrogen

De to isotopene til helium

De to isotopene til litium

Proton Nøytron

Det Periodiske system

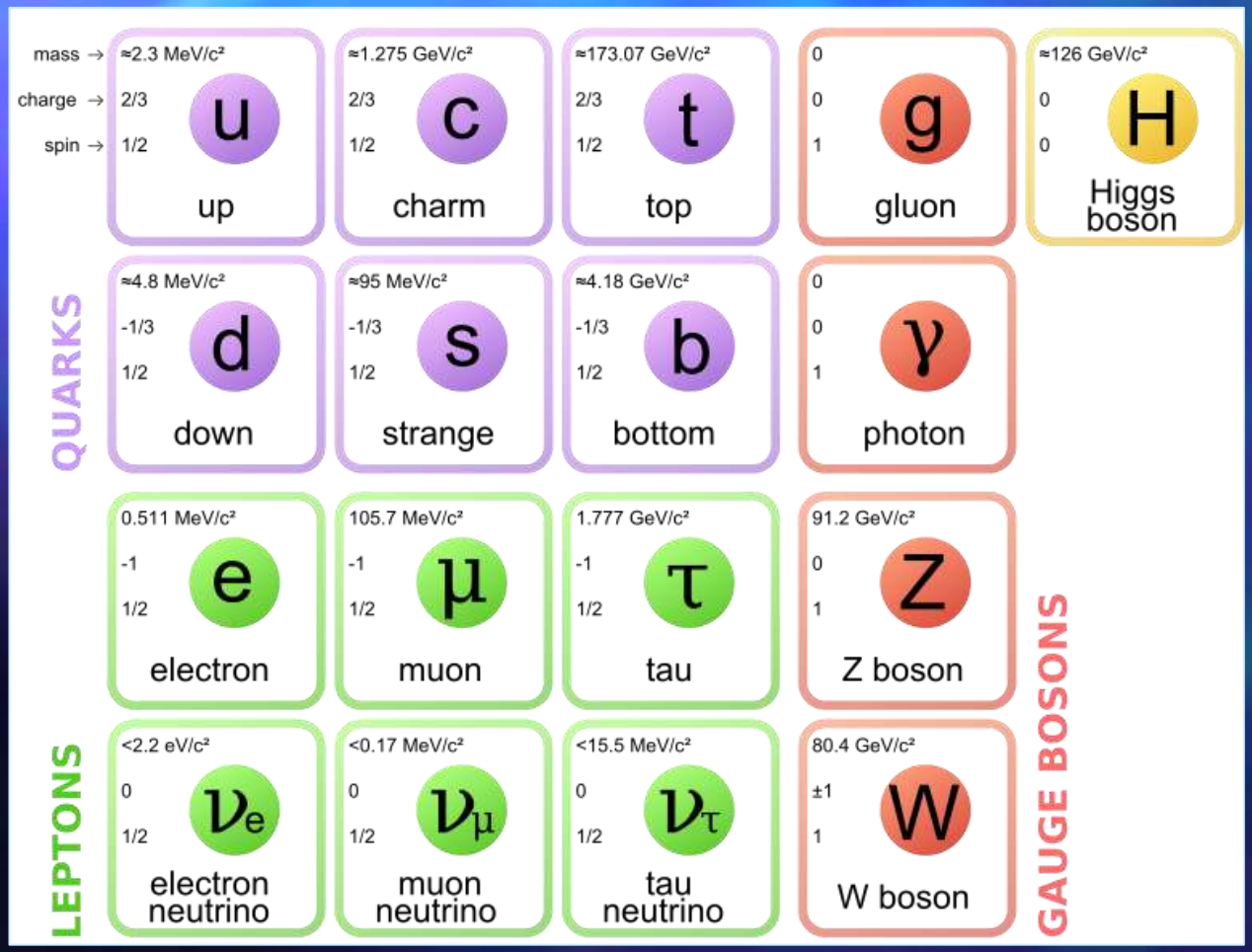


Grunnstoffer med liknende egenskaper er gruppert sammen. Radene (periodene) inneholder atomer med like mange skall til sine elektroner. Alle elementene i den øverste perioden har ett skall til sine elektroner, den neste to skall, osv.

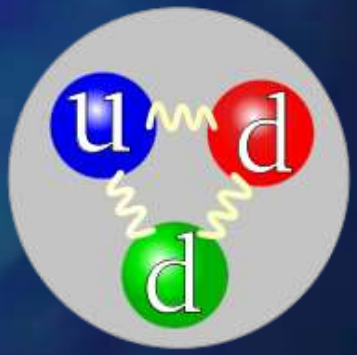
I kolonnene (gruppene) har grunnstoffene like mange elektroner i det ytterste skallet. Hvert grunnstoff i den første gruppen har et elektron i det ytterste skallet, den andre gruppen to elektroner, osv. Det er slik at antall elektroner i det ytterste skallet bestemmer i stor grad ett grunnstoffs kjemiske egenskaper.

De minste bestanddelene

Kvarker er, sammen med leptonene (for eksempel elektroner) de minste byggesteinene vi kjenner til i naturen i dag. Kvarker regnes for punktformige elementærpartikler. Protoner og nøytroner består av tre kvarker hver som er bundet sammen av gluoner.

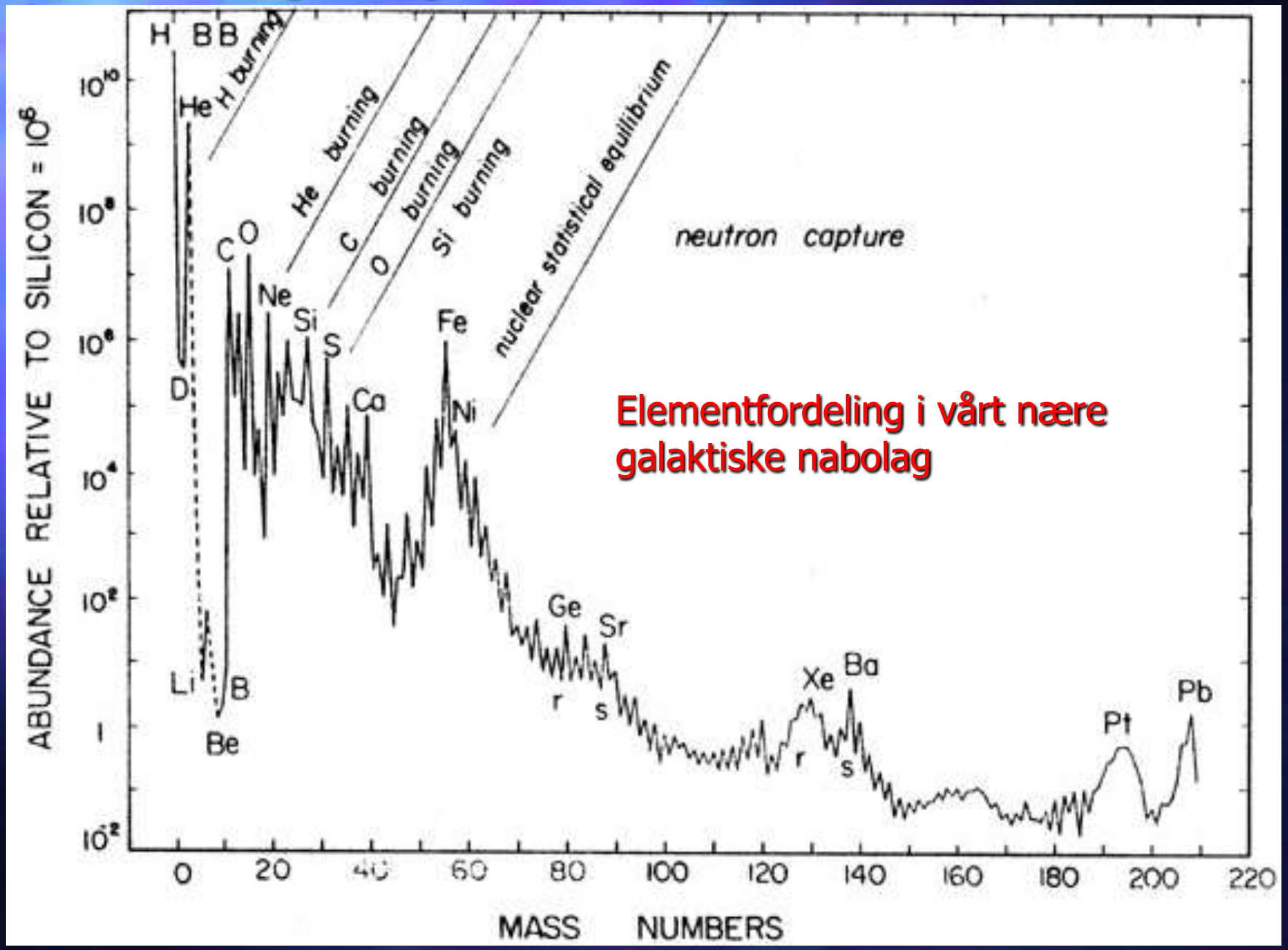


Proton



Nøytron

Fordeling av grunnstoffene



De første grunnstoffene

Protoner og nøytroner ble dannet fra et såkalt kvark-gluon plasma like etter Big Bang (etter ca. en millionte-dels sekunder) når temperaturen hadde falt under to billioner (2×10^{12}) grader.

Innen de første tre minuttene etter Big Bang var nesten alt hydrogen (^{1}H og ^{2}D) og det meste av helium (^{3}He og ^{4}He) som finnes i Universet dannet. Det ble også dannet noe litium som ^{7}Li og beryllium som ^{7}Be. Det ble også dannet en god del tritium (^{3}T), men denne hydrogenisotopen er radioaktiv og ble svært raskt brutt ned til helium (^{3}He).

De første grunnstoffene

$$n^0 \longrightarrow p^+ + e^- + \bar{\nu}_e$$
$$p^+ + n^0 \longrightarrow {}^2_1D + \gamma$$
$${}^2_1D + p^+ \longrightarrow {}^3_2He + \gamma$$
$${}^2_1D + {}^2_1D \longrightarrow {}^3_2He + n^0$$
$${}^2_1D + {}^2_1D \longrightarrow {}^3_1T + p^+$$
$${}^3_1T + {}^2_1D \longrightarrow {}^4_2He + n^0$$
$${}^3_1T + {}^4_2He \longrightarrow {}^7_3Li + \gamma$$
$${}^3_2He + n^0 \longrightarrow {}^3_1T + p^+$$
$${}^3_2He + {}^2_1D \longrightarrow {}^4_2He + p^+$$
$${}^3_2He + {}^4_2He \longrightarrow {}^7_4Be + \gamma$$
$${}^7_3Li + p^+ \longrightarrow {}^4_2He + {}^4_2He$$
$${}^7_4Be + n^0 \longrightarrow {}^7_3Li + p^+$$

n^0 – nøytron, p^+ – proton, e^- – elektron, ν_e – nøytrino, γ – gammafoton, D – deuterium, T – tritium, He – helium, Li – litium, Be – beryllium.

Oversikt over kjernedannelsesprosesser i de første 3 minutter etter Big Bang.

Grunnen til at det ikke ble dannet tyngre elementer var at tidsrommet da temperaturen var høy nok for kjernedannelse var ekstremt kort. På grunn av den høye temperaturen var elementene i form av et plasma der elektronene ikke var bundet til noen atomkjerner i de første 300 000 år etter Big Bang.

Stellar nukleosyntese

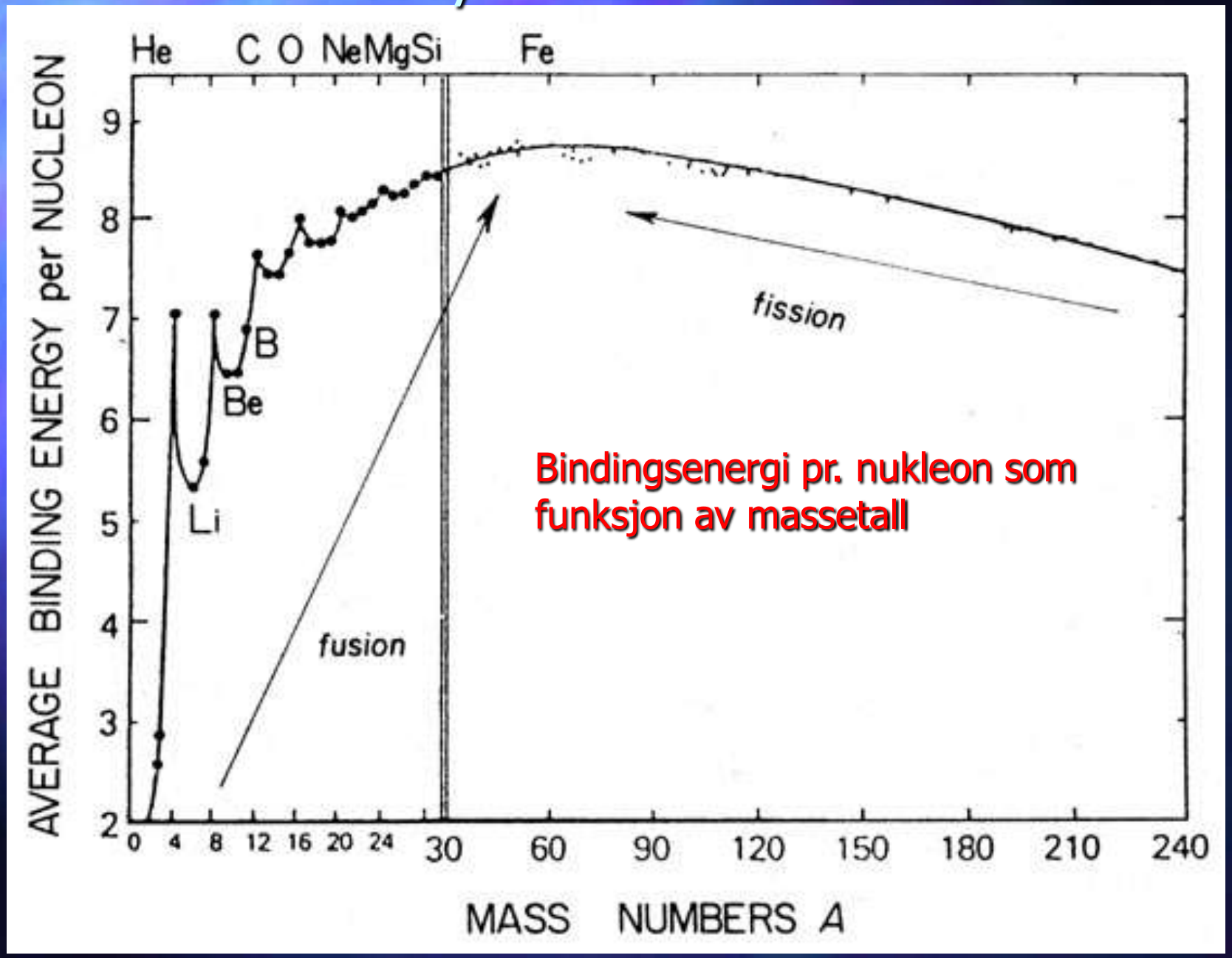
Stellar nukleosyntese er begrepet som brukes for kjerneprosesser i stjernenes indre som fører til dannelse av tyngre elementer enn hydrogen.

I 1920 foreslo Arthur Eddington at stjernenes enorme energi kunne komme fra sammensmeltning/fusjon av hydrogen til å danne helium.

I 1939 framla Hans Bethe to mulige prosesser for hvordan hydrogen kunne fusjonere til helium.

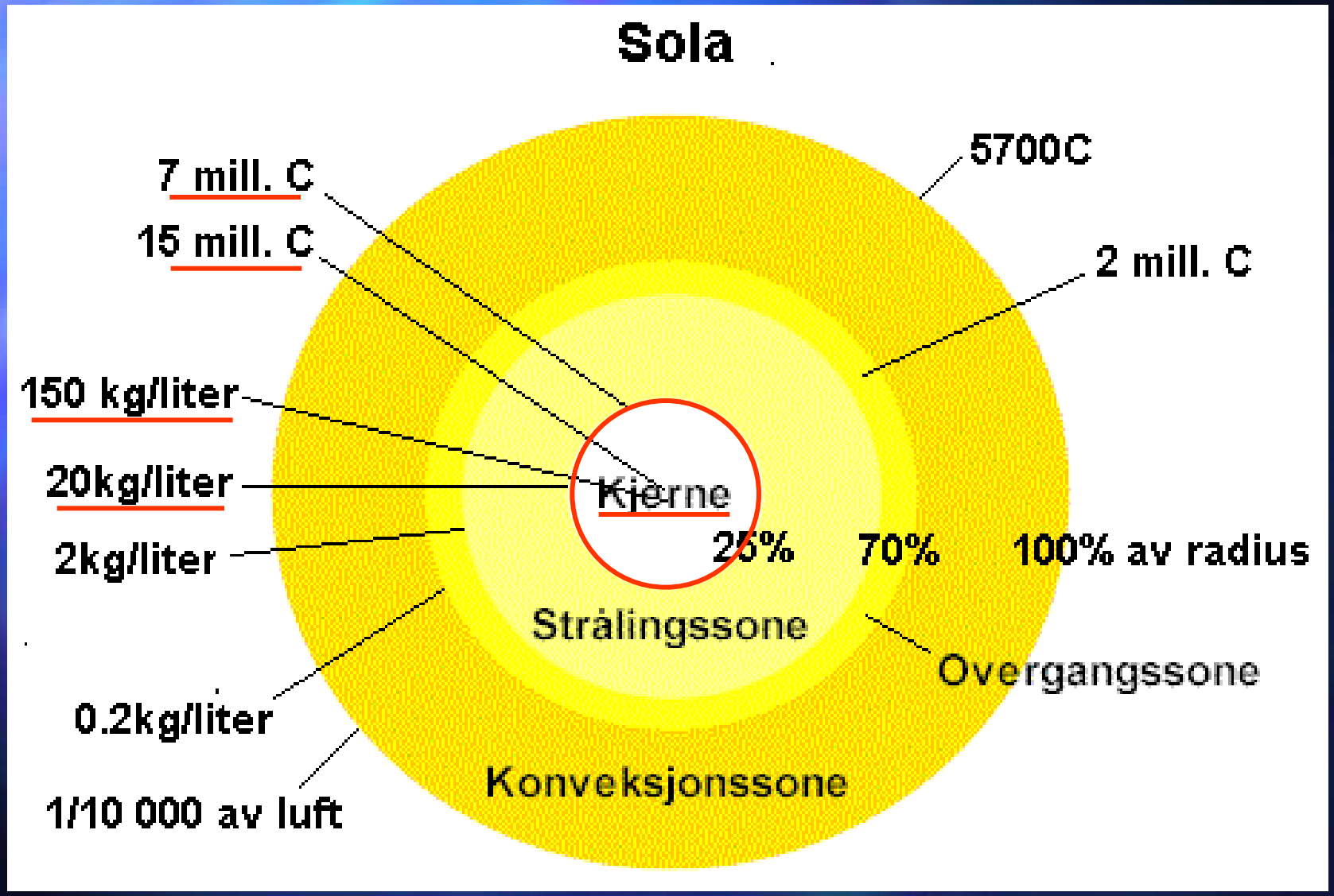
Seinere og spesielt med en berømt publikasjon av Burbidge, Burbidge, Fowler og Hoyle (populært kalt B^2FH artikkelen) fikk man en forståelse av hvordan elementene opp til og med jern kunne dannes.

Stellar nukleosyntese

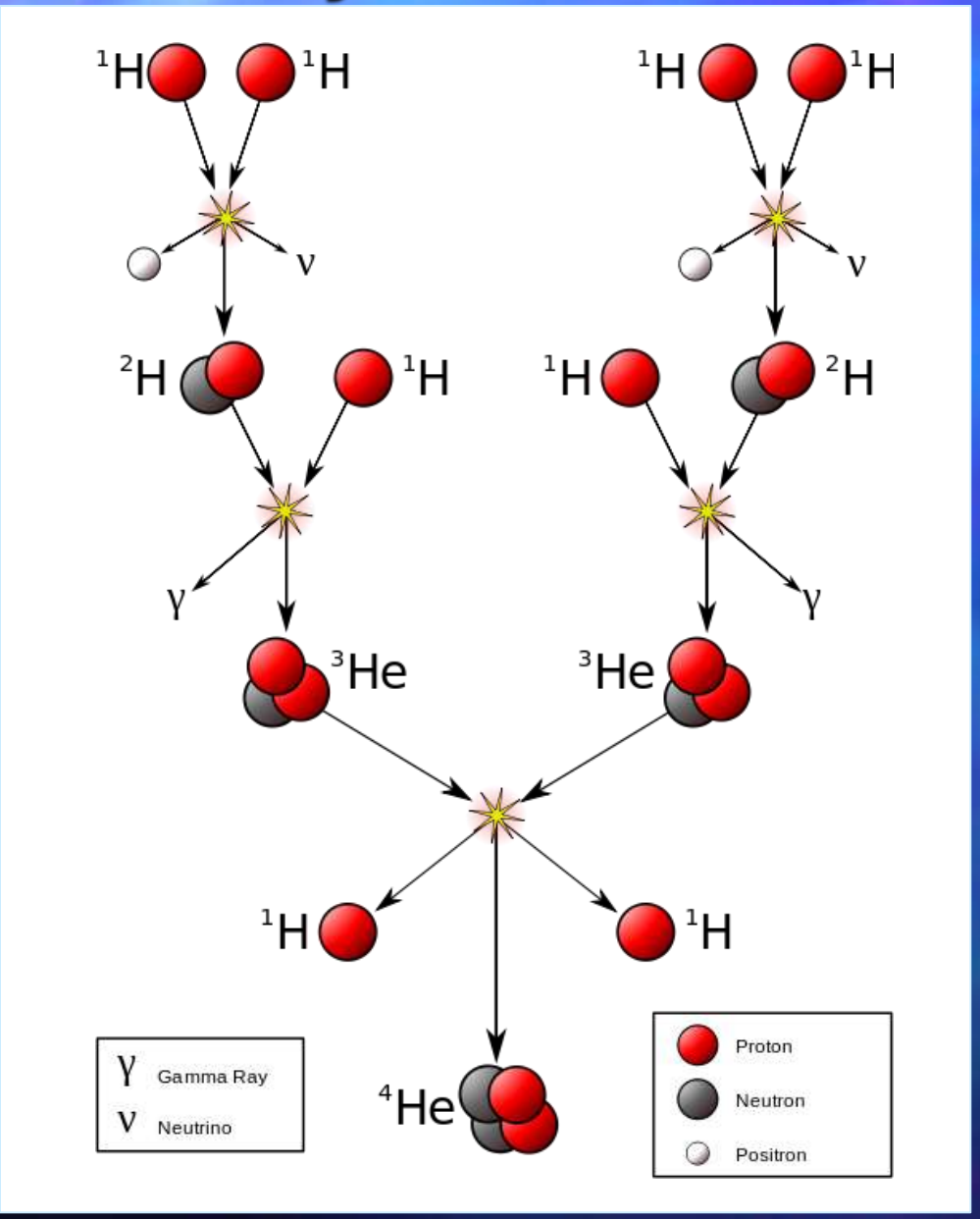


Bindingsenergi pr. nukleon som funksjon av massetall

Solas oppbygning



Kjernen – Solas kraftverk



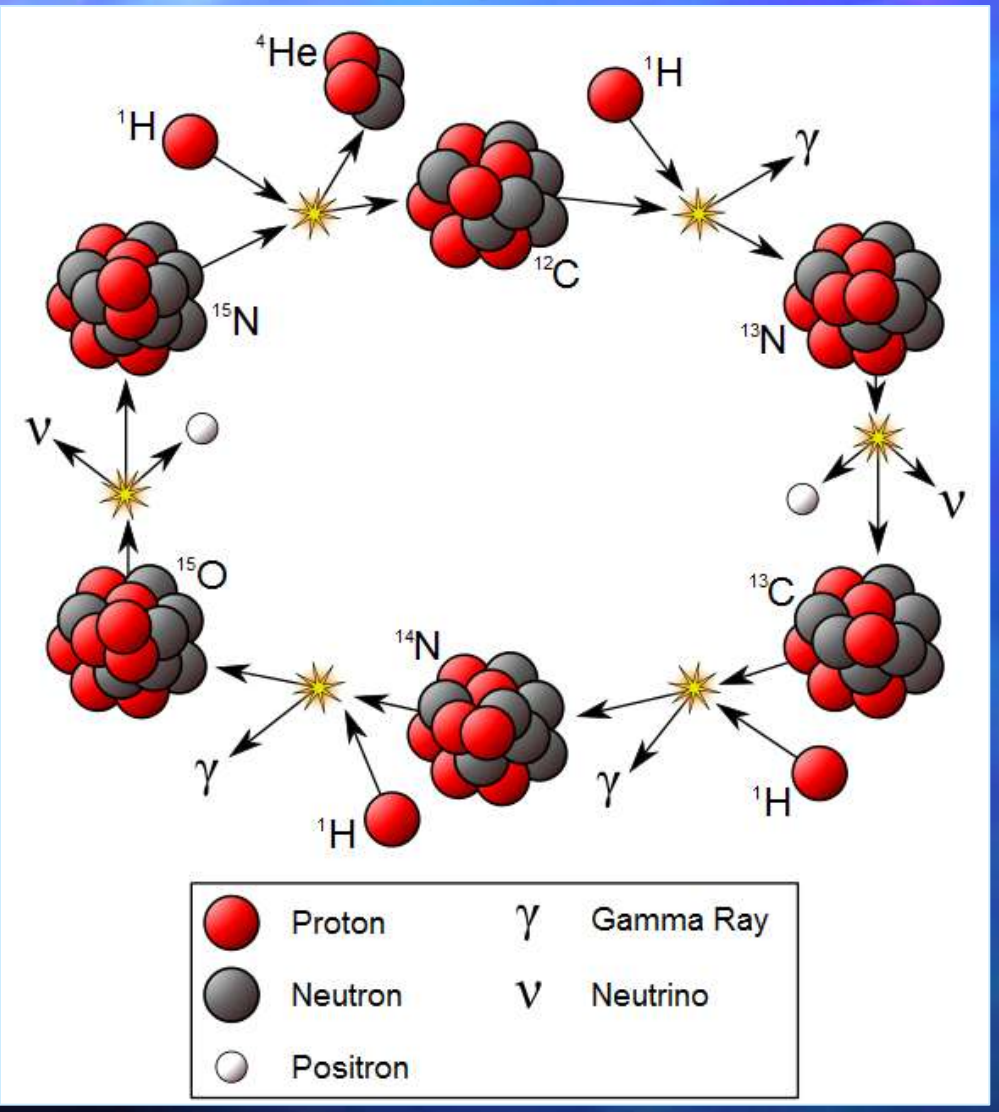
Hydrogenkjerner danner heliumkjerner + energi
Det er slik at heliumkjernen veier litt mindre enn 2 hydrogenkjerner og to nøytroner. ”Ekstramassen” går over til energi i følge Einsteins kjente ligning
$E = Mc^2$

Hvert sekund: 700 mill. t. hydrogen omdannes til 695 mill. t. helium + 5 mill. t. energi som γ stråling.

Kjernen – Solas kraftverk

Strålingen sola avgir pr. sek. tilsvarer det samme som Jorda mottar i løpet av 700 år!

CNO syklusen

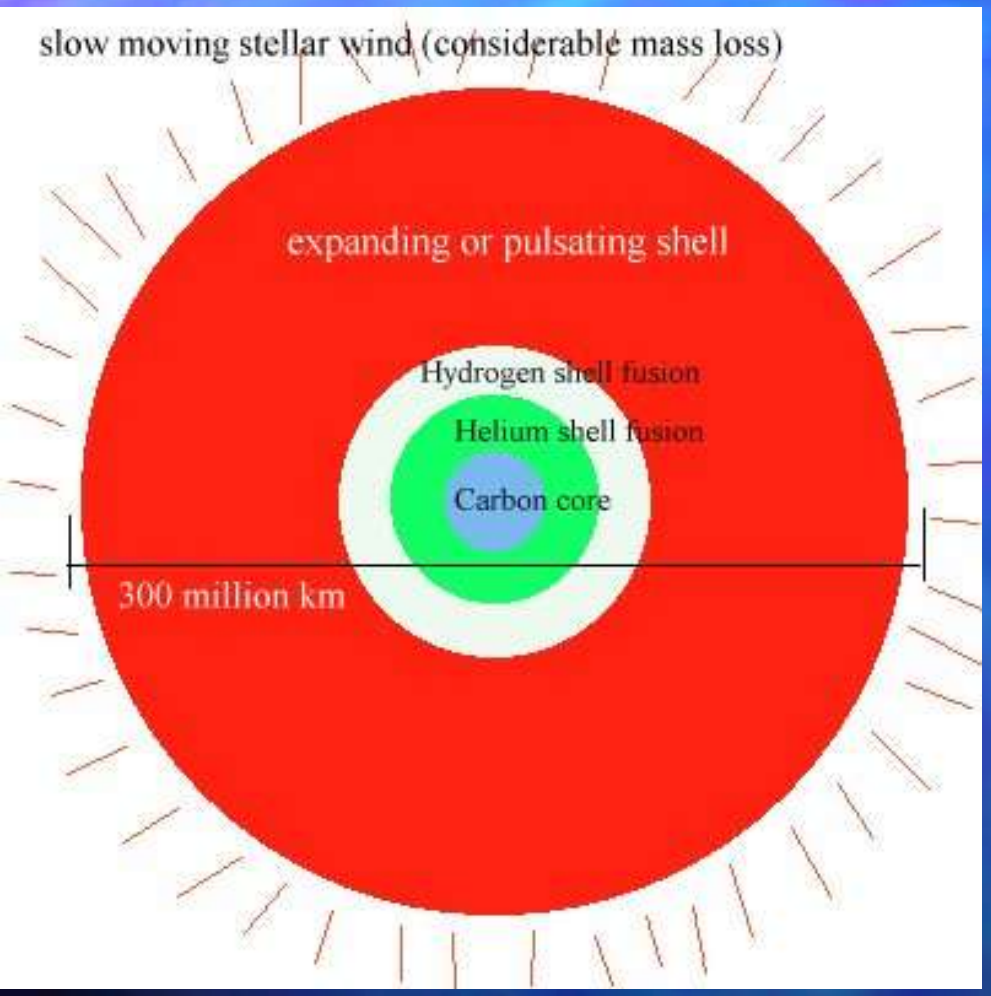


Type prosess av hydrogen-brenning som dominerer i en stjernes indre er bestemt av kjernetemperaturen. C-N-O syklusen krever min. 15 mill. ^oC for å starte og blir dominerende når temperaturene i kjernen når 17 millioner ^oC. Slike temperaturer nås i stjerner med minst 1.3 solmasser.

I Sola regner vi med at temperaturen er om lag 16 millioner ^oC og at bare ca. 1 % av energien dannes ved C-N-O syklusen. Imidlertid, etter som Sola blir eldre vil kjernetemperaturen øke og mer av energien vil komme fra C-N-O prosessen.

Reaksjonene i karbon-nitrogen-oksygen (C-N-O) syklusen som fører til dannelse av heliumkjerner

Heliumbrenning



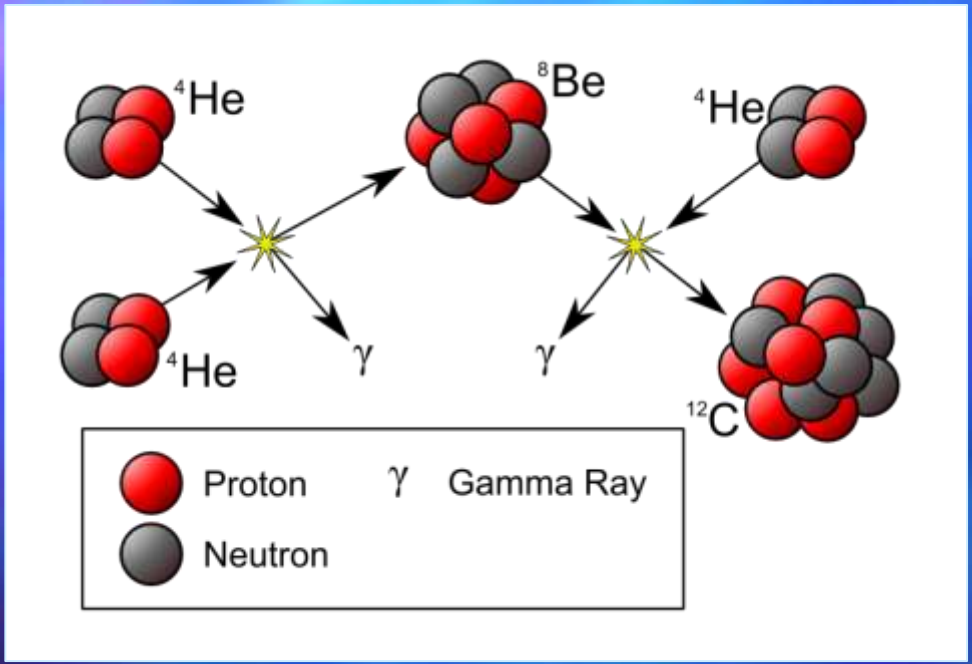
Rød Kjempestjerne

Når Sola om ca. 4 mrd år siden har brukt opp sitt hydrogen i kjernen vil denne krympe mens temperaturen øker dramatisk.

Resultatet er at Sola vil ese ut og bli så stor som ut til Venus. Resultatet av dette vil bli kata-strofalt for Jorda.

Når kjernetemperaturen når 100 mill. ^{o}C antennes helium og vi får et såkalt heliumflash. Dette er en akselererende prosess fordi trykket er så enormt i kjernen at materien er degenerert, det vil svært forenkelt si at materien har kvantemekaniske egenskaper.

Heliumbrenning

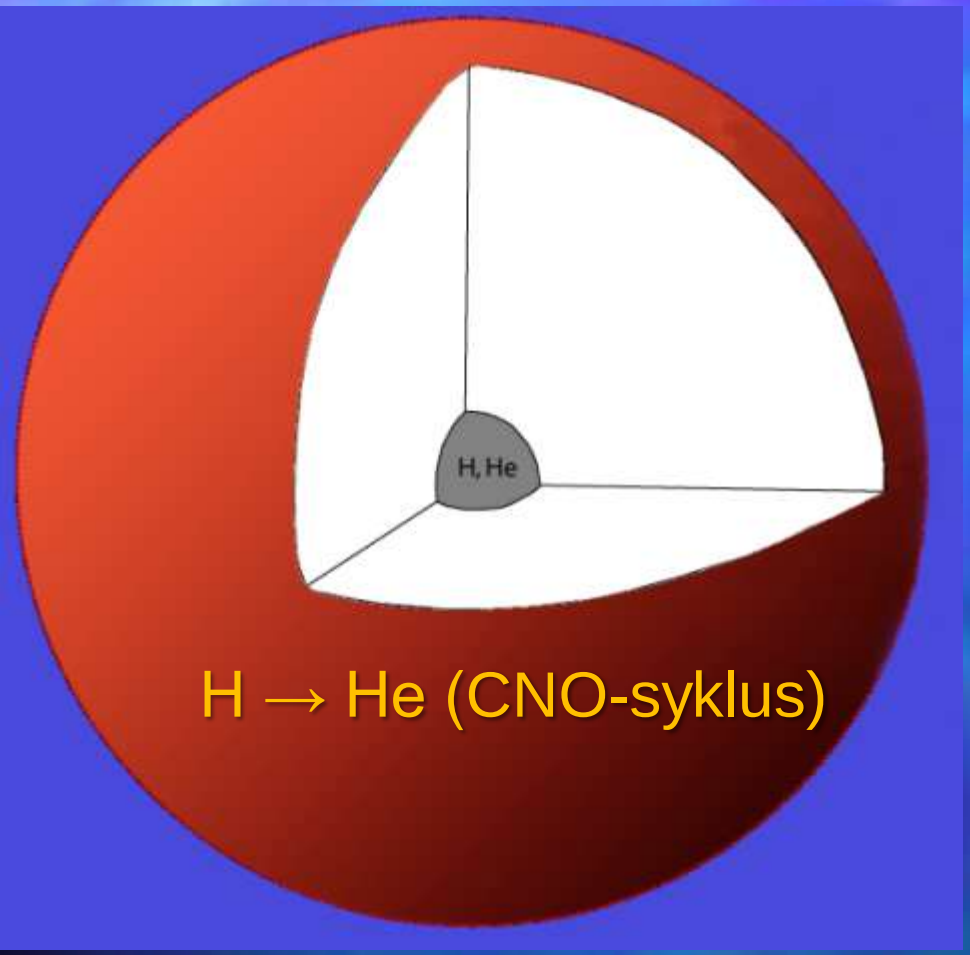


Trippel-alfa prosessen

Helium forbrenner og danner karbon i den såkalte trippel-alfa prosessen når temperaturen når 100–200 millioner ^{o}C. Grunnen til at den kalles trippel-alfa prosessen er at tre heliumkjerner (som også kalles alfapartikler) fusjonerer og danner karbon (^{12}C).

Det kan også i noen tilfeller skje at ^{12}C fusjonerer med nok en alfapartikkel og ^{16}O (oksygen) dannes.

Brenning og dannelse av tyngre elementer

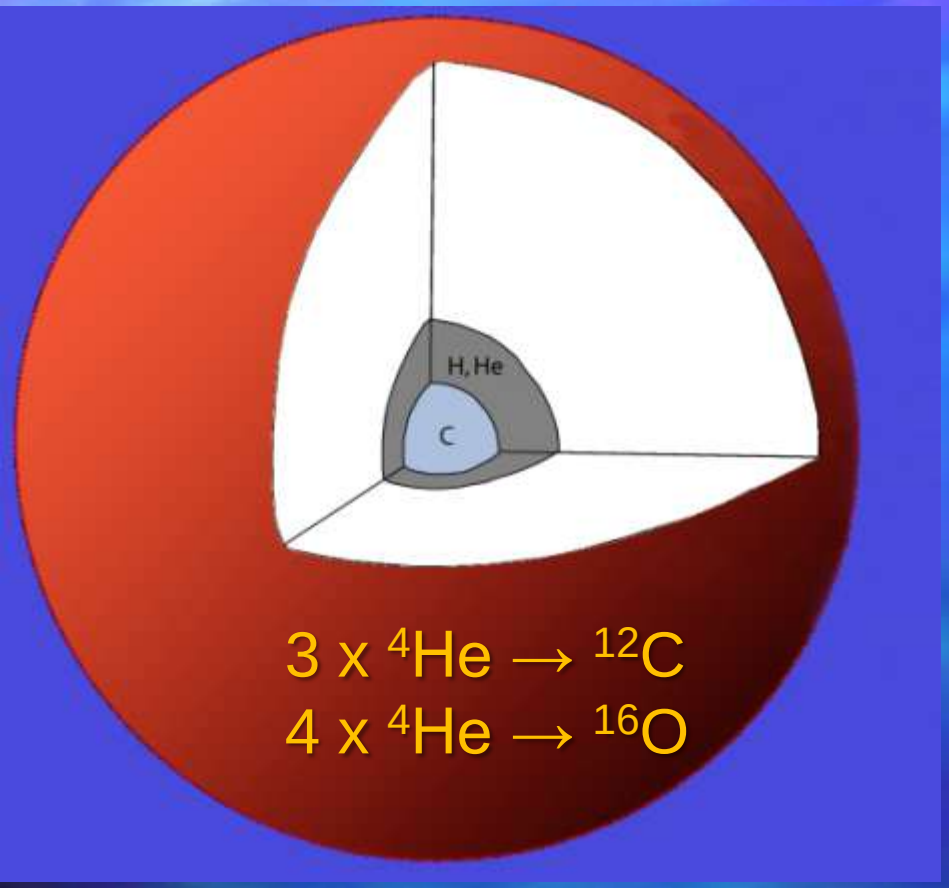


For å kunne estimere trykk og temperatur i en stjerne med en gitt masse og i et gitt utviklingsstadium er det nødvendig å bruke numeriske stjernemodeller for beregningene. Disse er basert på eksperimenter og observasjoner, som massetap som følge av stjernevind og deteksjon av fusjonsprodukter som kan bringes opp til stjerneoverflaten som følge av konveksjon.

Stjerne > 8 solmasser levetid ~ 100 mill. år

De mer massive stjernene forbrenner sitt kjernebrensel mye raskere enn lette stjerner, fordi de må utøve et sterkere strålingstrykk for å motvirke sterkere gravitasjonskrefter. Generelt betyr dette at det må være høyere temperaturer og trykk i kjernen i de massive stjernene

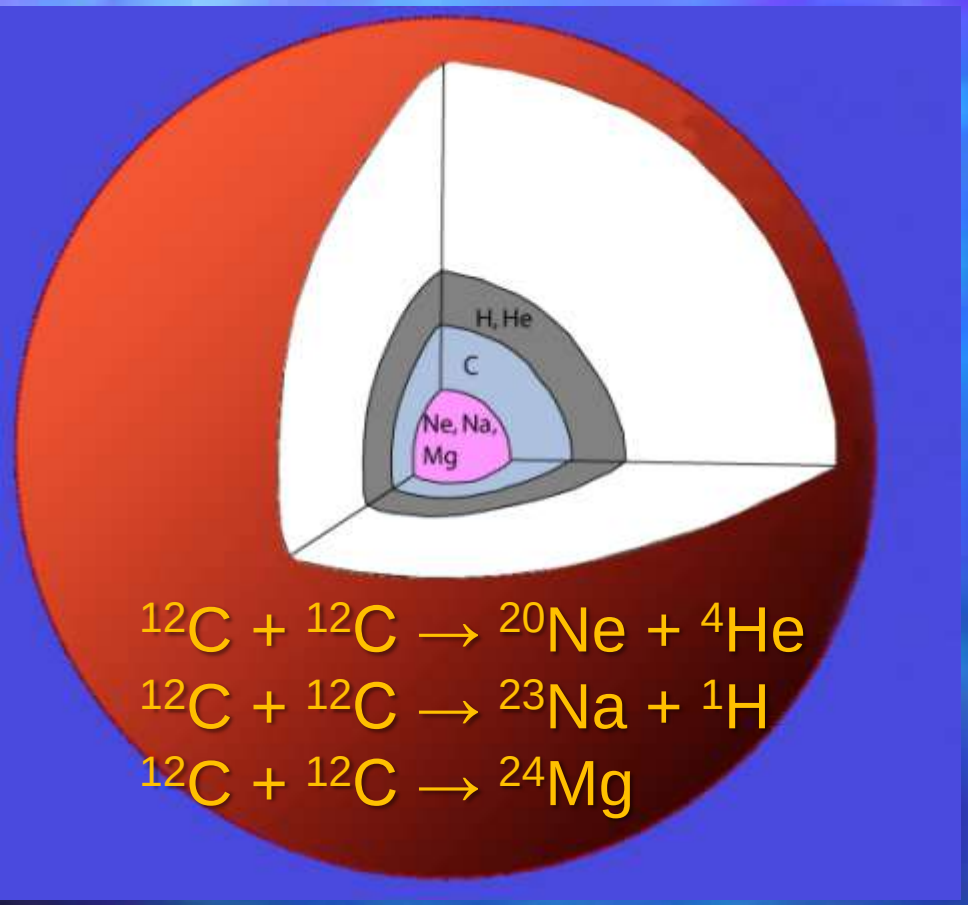
Heliumbrenning



Helium forbrenner og danner karbon i trippelalfa prosessen når temperaturen når 100–200 millioner grader i stjerner med mer enn 3 solmasser. Det kan også i noen tilfeller skje at ^{12}C fusjonerer med nok en alfapartikkel og ^{16}O (oksygen) dannes.

For en stjerne med mer enn 25 solmasser er heliumbrenningen i kjernen over på bare en million år.

Karbonbrenning



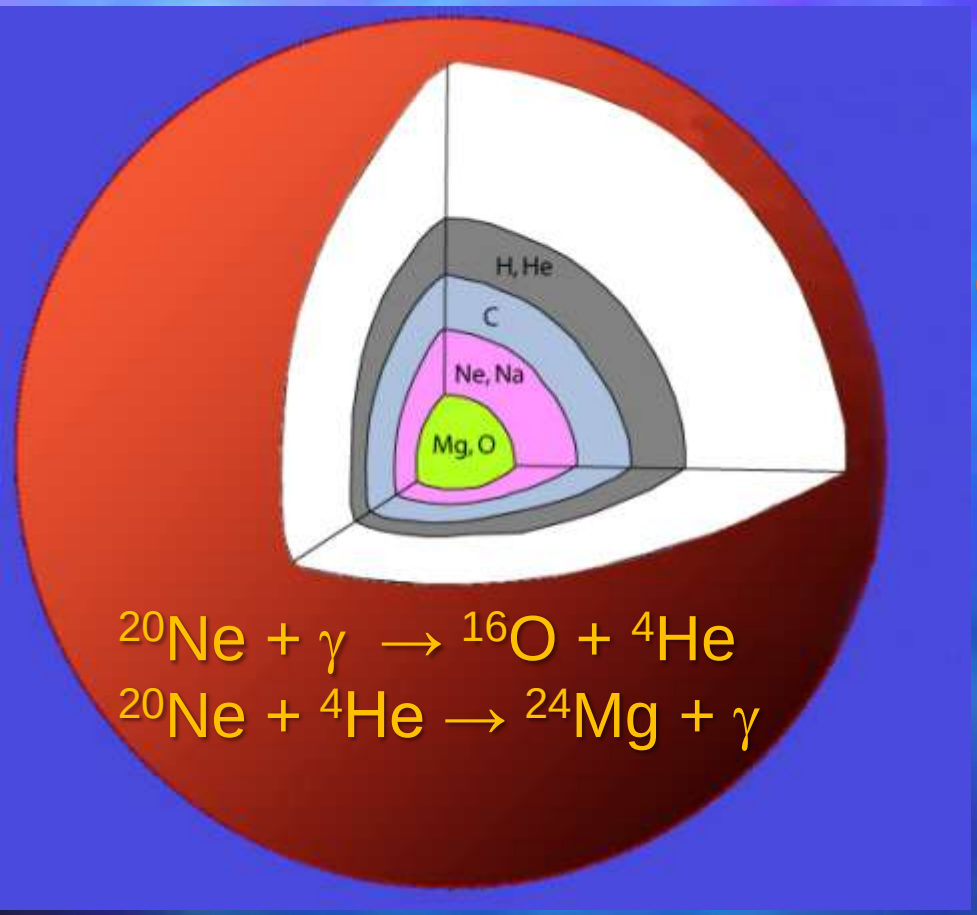
$$^{12}C + ^{12}C \rightarrow ^{20}Ne + ^{4}He$$
$$^{12}C + ^{12}C \rightarrow ^{23}Na + ^{1}H$$
$$^{12}C + ^{12}C \rightarrow ^{24}Mg$$

For en stjerne med mer enn 25 solmasser er karbonbrenning i kjernen over på bare 1000 år!

I stjerner med masse > 8 solmasser begynner karbon å fusjonere til tyngre elementer i kjernen etter at de lettere elementene er brukt og temperaturen har nådd mer enn 50 millioner grader og tettheter på mer enn 3 milliarder kg/m^3.

Når temperatur og trykk blir så høye, begynner det å bli et ikke ubetydelig energitap gjennom nøytrinodannelse og utsending av disse med nær lys-hastighet. Nøytrinoer har nesten ingen masse og ingen ladning, men påfører stjernen et energitap som blir større jo varmere og tettere kjernen i stjernen blir. Dette medfører at temperaturen øker ytterligere for å kunne holde stjernen i likevekt.

Neonbrenning



$$^{20}Ne + \gamma \rightarrow {}^{16}O + {}^{4}He$$

$$^{20}Ne + {}^{4}He \rightarrow {}^{24}Mg + \gamma$$

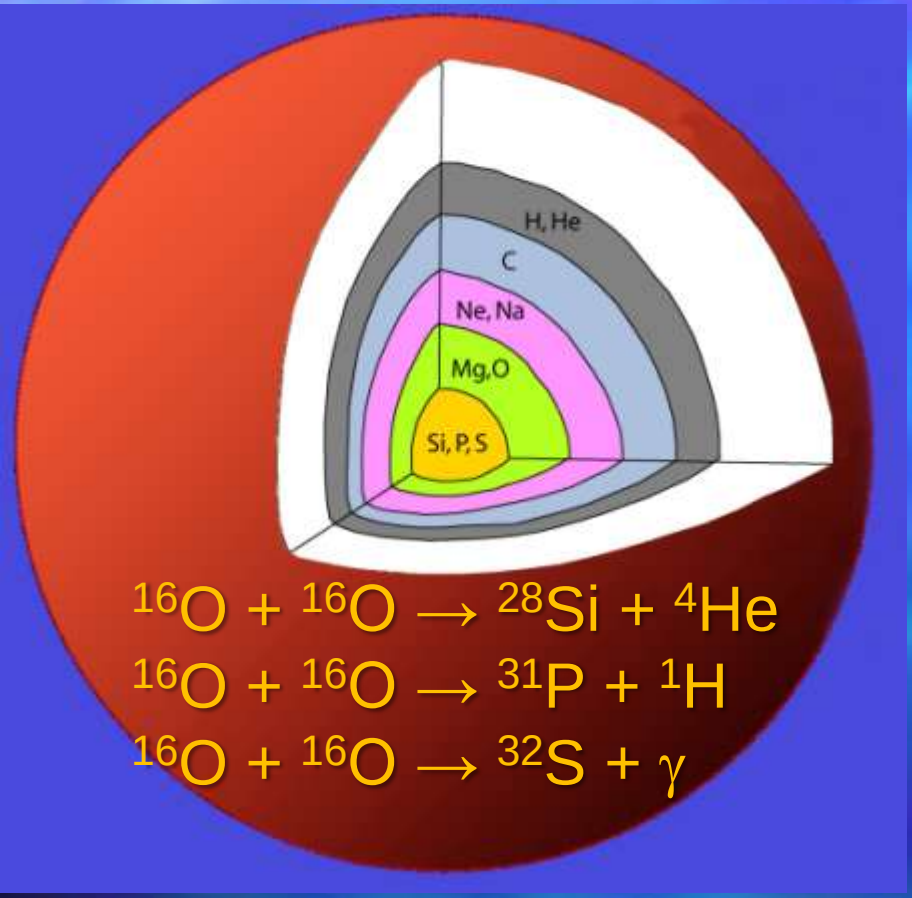
Når temperaturen når ca. 1.2 milliarder grader og trykket når 4 milliarder kg/m^3 begynner neon å reagere.

Den høye temperaturen i sentrum av stjernen gjør at karbon fortsetter å forbrennes i et skall utenfor, helium forbrennes utenfor det igjen og deretter hydrogen.

For en stjerne med mer enn 25 solmasser er neonbrenning i kjernen over på bare 3 år!

For stjerner med < 10 solmasser stopper prosessene etter at forrådet med neon i kjernen er oppbrukt.

Oksygenbrenning

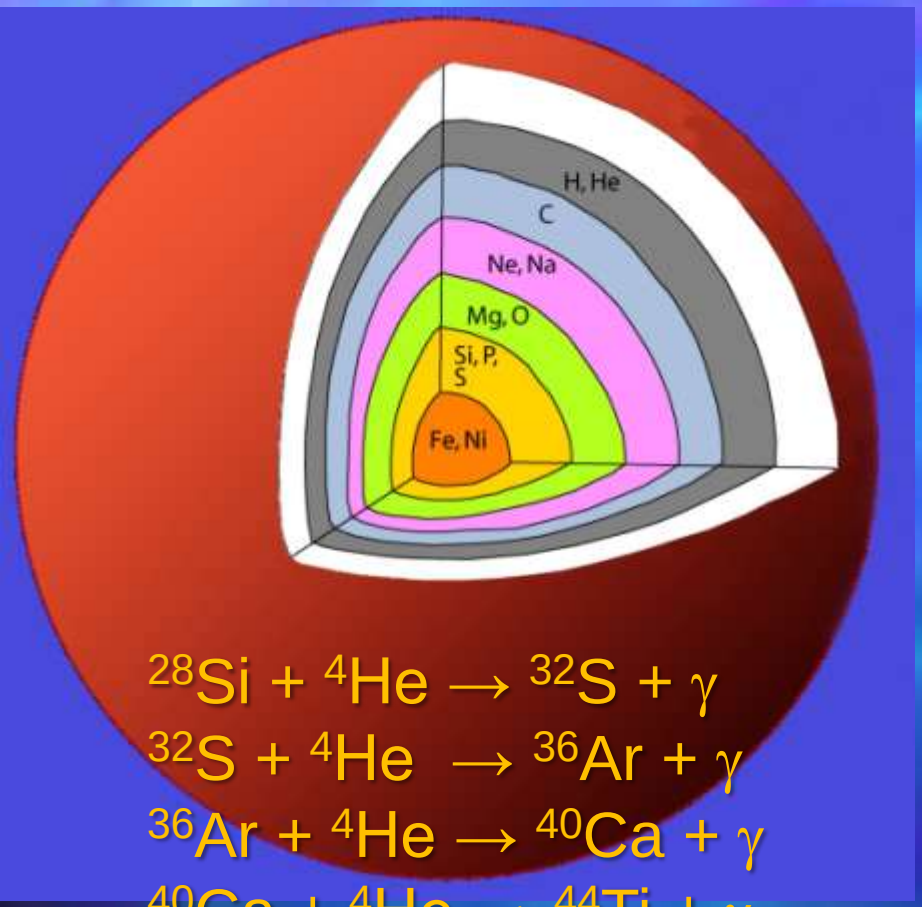


For en stjerne med mer enn 25 solmasser er oksygenbrenning i kjernen over på bare 6 måneder!

I løpet av få år er altså hele forrådet av neon oppbrukt og kjernen trekker seg sammen igjen og varmes opp ytterligere. For stjerner med masse > 10 solmasser vil temperaturen nå 1.5 milliarder grader og trykket øke til 10 milliarder kg/m^3 slik at oksygen begynner å fusjonere.

Det er flere reaksjoner som kan foregå og det dannes forskjellige isotoper av silisium, fosfor, svovel og magnesium.

Silisiumbrenning



$^{28}Si + {}^{4}He \rightarrow {}^{32}S + \gamma$

$^{32}S + {}^{4}He \rightarrow {}^{36}Ar + \gamma$

$^{36}Ar + {}^{4}He \rightarrow {}^{40}Ca + \gamma$

$^{40}Ca + {}^{4}He \rightarrow {}^{44}Ti + \gamma$

$^{44}Ti + {}^{4}He \rightarrow {}^{48}Cr + \gamma$

$^{48}Cr + {}^{4}He \rightarrow {}^{52}Fe + \gamma$

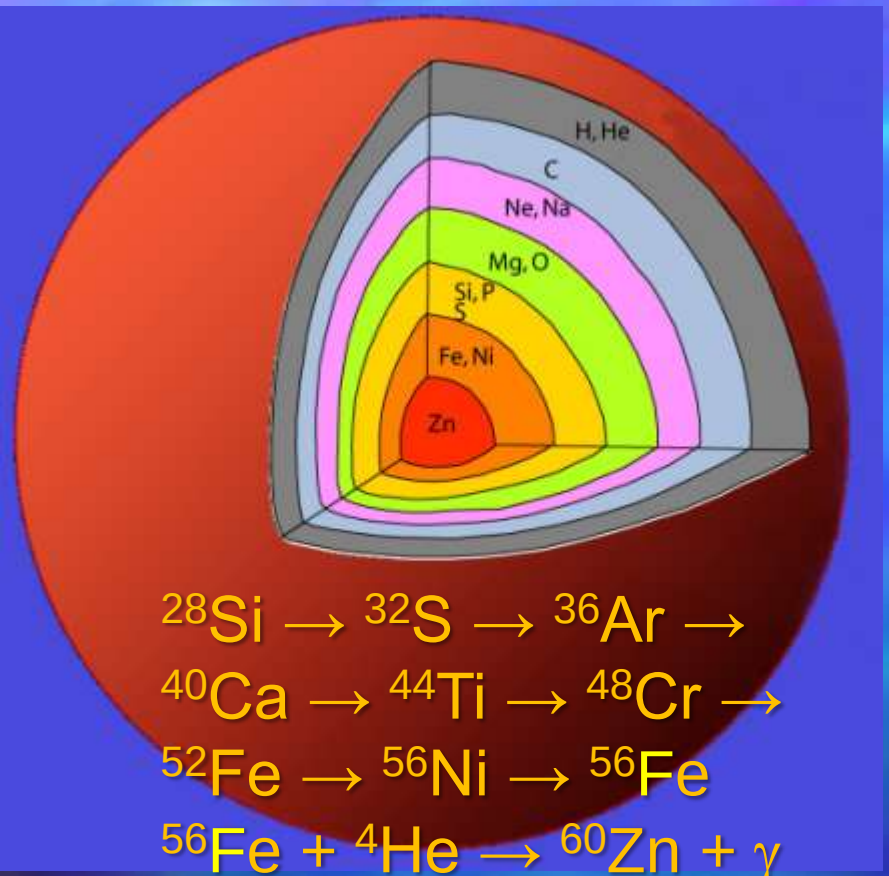
$^{52}Fe + {}^{4}He \rightarrow {}^{56}Ni + \gamma$

Når temperaturen når 3-3.5 milliarder grader starter forbrenning av silisium som er begynnelsen på en forbrennings-serie som ender med en isotop av nikkel (^{56}Ni). ^{56}Ni er en radioaktiv isotop som raskt brytes ned til ^{56}Fe som er stabil.

Denne serien kalles alfaserien fordi hvert nytt element dannes ved å legge til en alfapartikkel (heliumkjerne).
Det dannes svovel, argon, kalsium, titan, krom og jern.

For en stjerne med mer enn 25 solmasser er denne prosessen over på bare en dag!

Silisiumbrenning



$^{28}Si \rightarrow {}^{32}S \rightarrow {}^{36}Ar \rightarrow$
$^{40}Ca \rightarrow {}^{44}Ti \rightarrow {}^{48}Cr \rightarrow$
$^{52}Fe \rightarrow {}^{56}Ni \rightarrow {}^{56}Fe$
$^{56}Fe + {}^{4}He \rightarrow {}^{60}Zn + \gamma$

Neste trinn i alfaprosessen er ^{60}Zn, men for å danne sink må det forbrukes energi i stedet for å skape energi. Dette betyr at stjernen har brukt opp alt sitt kjerne-brensel og vil i løpet av minutter føre til en rask sammentrekning. Selv om denne sammentrekningen leder til en rask oppvarming til 5 milliarder ^{o}C, så kan ikke dette stoppe en fullstendig kollaps og deretter eksplosjon som en supernova.

Supernovaeksplosjonen frigjør en stor mengde nøytroner som i løpet av omtrent et sekund fører til dannelse av nesten halvparten av elementene tyngre enn jern, gjennom nøytron-innfangnings mekanismen som er kjent som r-prosessen.

Supernovaeksplosjon

Jern og nikkel er de grunnstoffene med minst masse per nukleon. Videre fusjon vil derfor kreve energi. Da får gravitasjonen overtaket over strålingskreftene som opphører, og sentralområdet til superkjempen trekker seg sammen i en implosjon. Dette fører til at sentralområdet bryter sammen, og enorme mengder med potensiell energi blir frigjort, noe som gjør at tyngre grunnstoff enn jern blir dannet.

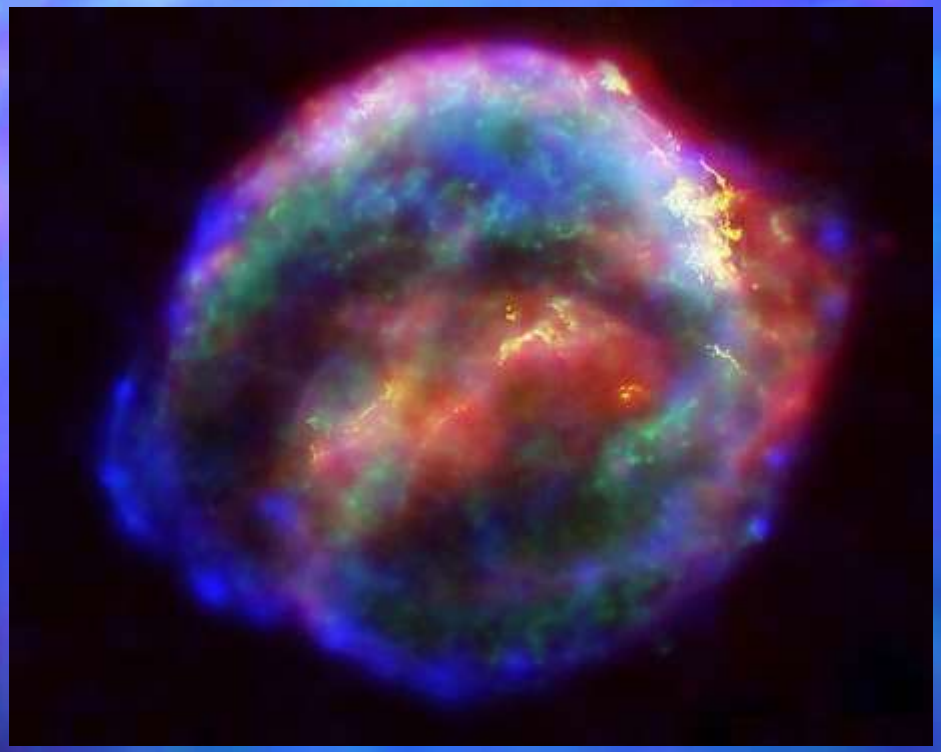
Allikevel er det en grense for hvor stor tetthet sentralområdet kan få, og når denne grensen er nådd, vil det oppstå en sjokkbølge som til slutt blåser store deler av stjernen ut i verdensrommet. Stjernen er nå en supernova og kan stråle med større effekt enn en hel galakse.

Supernovaen som dannes kalles type II. Type I er den som dannes i et dobbeltstjernesystem, der en hvit dvergstjerne eksploderer etter å ”stjålet” for mye masse av sin kompanjong.

Supernovaeksplosjon

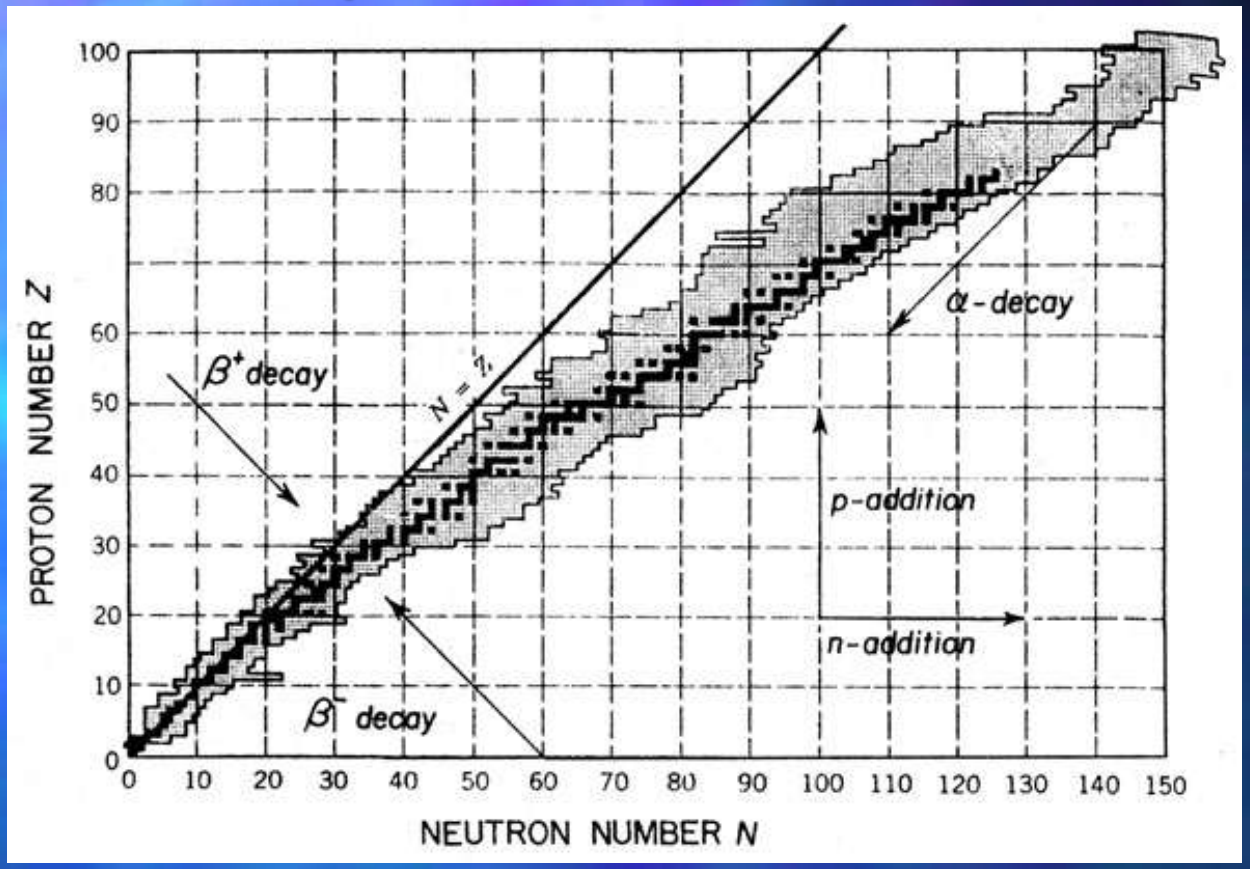
I galaksen M51 har det vært to supernovaer av type II i løpet av de siste 9 årene. Den siste – SN 2011dh – ble observert av mange av oss.

Supernova Nukleosyntese



Dannelse av atomkjerner i en supernovaeksplosjon skjer i det som kalles r-prosessen. Eksplosjonen fører til at enorme mengder av frie nøytroner frigjøres (ca. 10^{22} nøytroner pr. cm^2 pr. sekund). Disse fanges inn av de tyngre kjernene dannet under stjerneprosessene og nye tunge atomkjerner dannes. Bokstaven r i prosessen står for rapid (rask) og hele prosessen er over i løpet av omtrent et sekund!

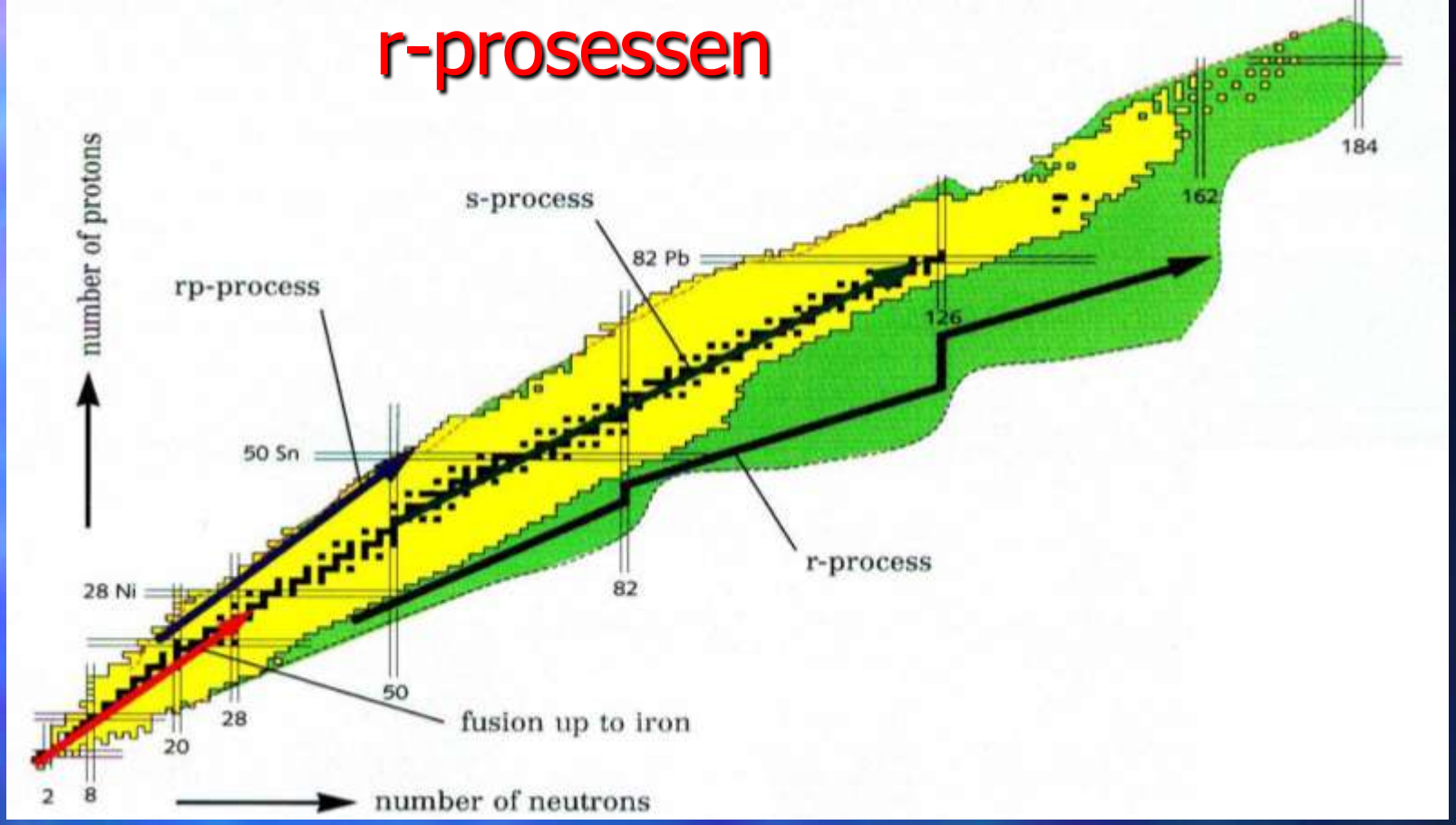
r-prosessen



I r-prosessen fanger en atomkjerne inn nøytroner og øker dermed sin masse: 56Ni + n → 57Ni + γ, 57Ni + n → 58Ni + γ ,58Ni + n → 59Ni + γ ,osv. Imidlertid skjer ikke denne prosessen i det uendelige; ved bestemte intervaller stopper prosessen opp ved at et nøytron går over til et proton og et elektron gjennom det som kalles en β^- nedbryting (beta-minus står for elektron):

$n \rightarrow p + e^- + \nu_e$, (p – proton, e^- - elektron, ν_e– elektron-antinøytrino).

r-prosessen



Resultatet er at vi danner et grunnstoff med høyere atomnummer, f.eks. $65Ni \rightarrow 65Cu + e^- + \nu_e$.
Slik fortsetter prosessen inntil nukleidene når masser rundt 270, hvorav de gjennomgår spontan fisjon (kjernespalting) til lettere elementer.

Nøytroninnfangningsprosessen motvirkes av fotodisintegrasjonsprosesser, der de høyenergetiske gammafotonene bryter ned de dannede kjernene, slik at det etter hvert dannes en likevekt mellom disse prosessene.

s-prosessen

s-prosessen er den andre viktige prosessen for å danne elementer tyngre enn jern i tillegg til r-prosessen. Her står bokstaven s for slow (sakte) og betegner en nøytroninnfangningsprosess som foregår over lang tid, dvs. tusener av år i motsetning til r-prosessen som skjer i løpet av sekunder.

Aldebaran i Tyren (Taurus)

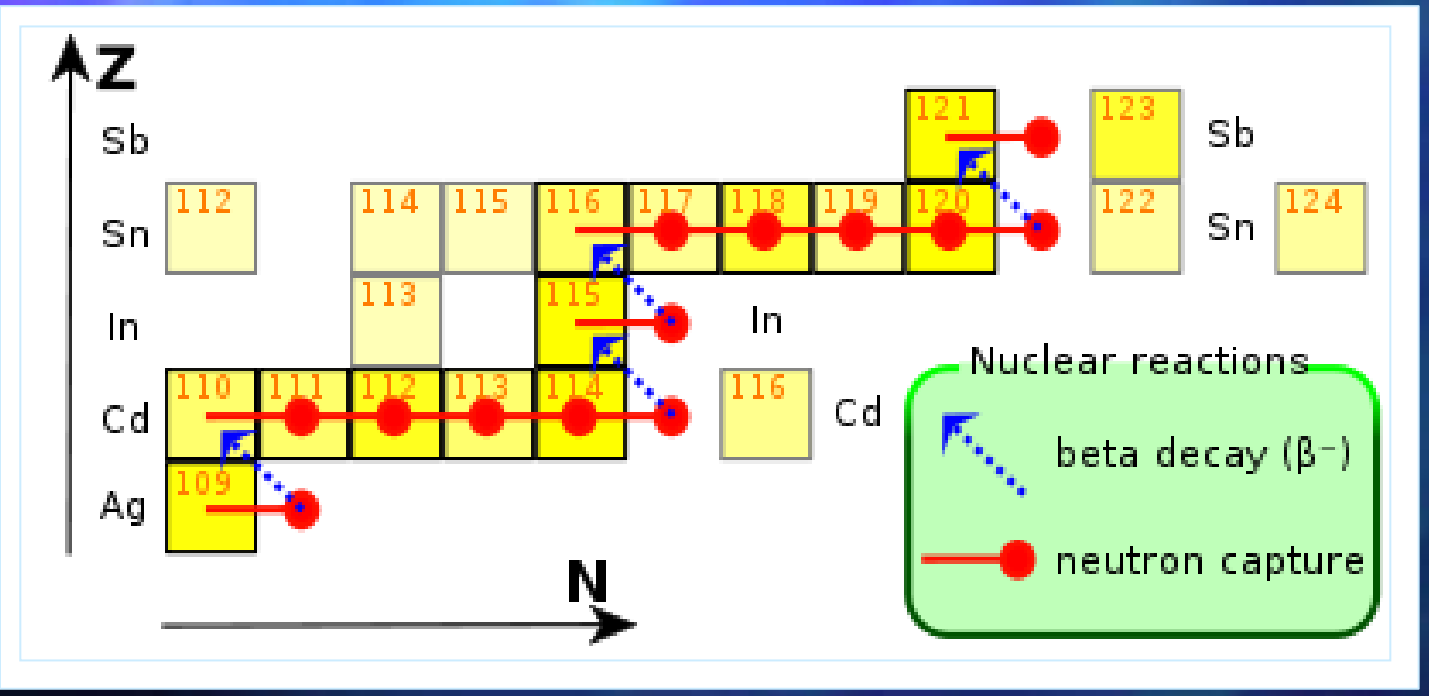
s-prosessen synes hovedsaklig å foregå i massive stjerner som har nådd rød-kjempe stadiet i sin utvikling. I dette tilfellet er det snakk om stjerner som inneholder tyngre elementer fra tidligere supernovaeksplosjoner som utvikles videre gjennom denne prosessen. Jern er gjerne elementet som det bygges videre på.

s-prosessen

Nøytroner skapes hovedsakelig gjennom karbon- og neon-brenning stadiene: Eks. $^{13}C + {}^{4}He \rightarrow {}^{16}O + n$ og $^{22}Ne + 4He \rightarrow {}^{25}Mg + n$.

s-prosessen foregår ved nøytronfluks på 10^5–10^{11} nøytroner pr. cm^2 pr. sekund. Dette er en tilstrekkelig lav rate til at beta-minus nedbryting skjer raskere enn nøytroninnfangning, slik at stabile elementer dannes mellom hver innfangning.

β^- : Et nøytron går over til et proton og et elektron - $n \rightarrow p + e^- + \nu_e$

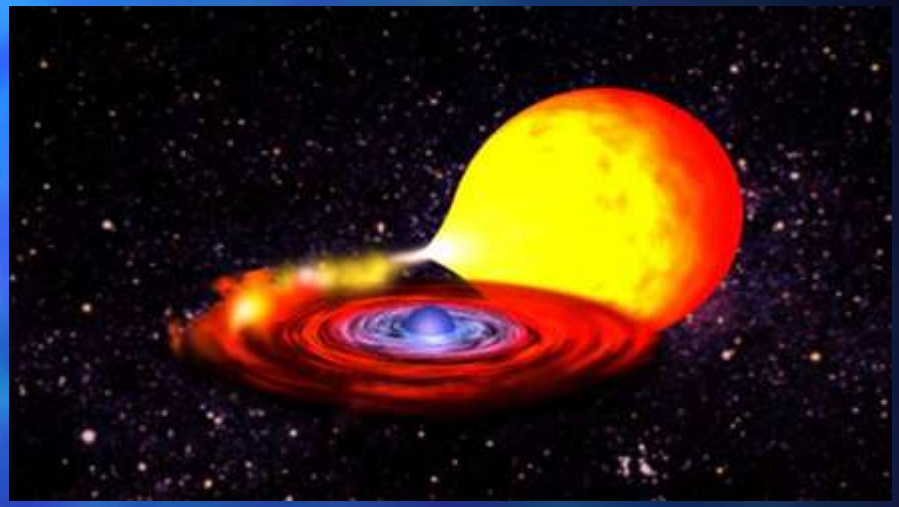


Et eksempel på, der ^{109}Ag gjennom en rekke nøytron-innfangninger og β^- nedbrytinger ender opp som ^{122}Sb.

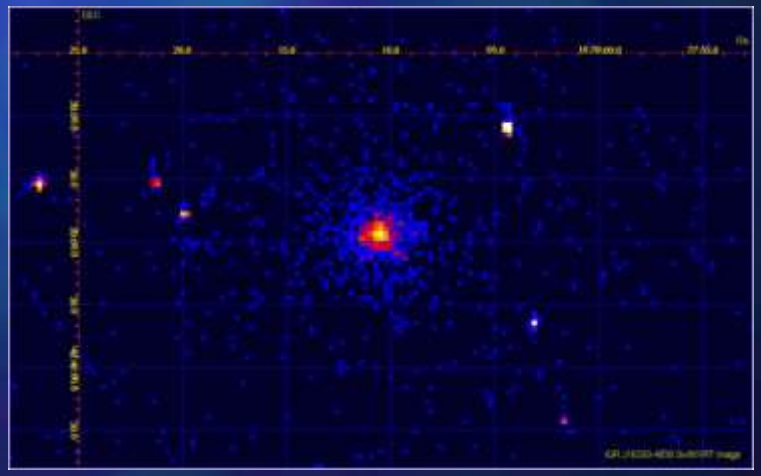
rp-prosessen

rp-prosessen (rapid proton) foregår ved at atomkjerner fanger inn protoner i raskt tempo, typisk i dobbeltstjernesystemer der det er en nøytronstjerne som ”stjeler” masse.

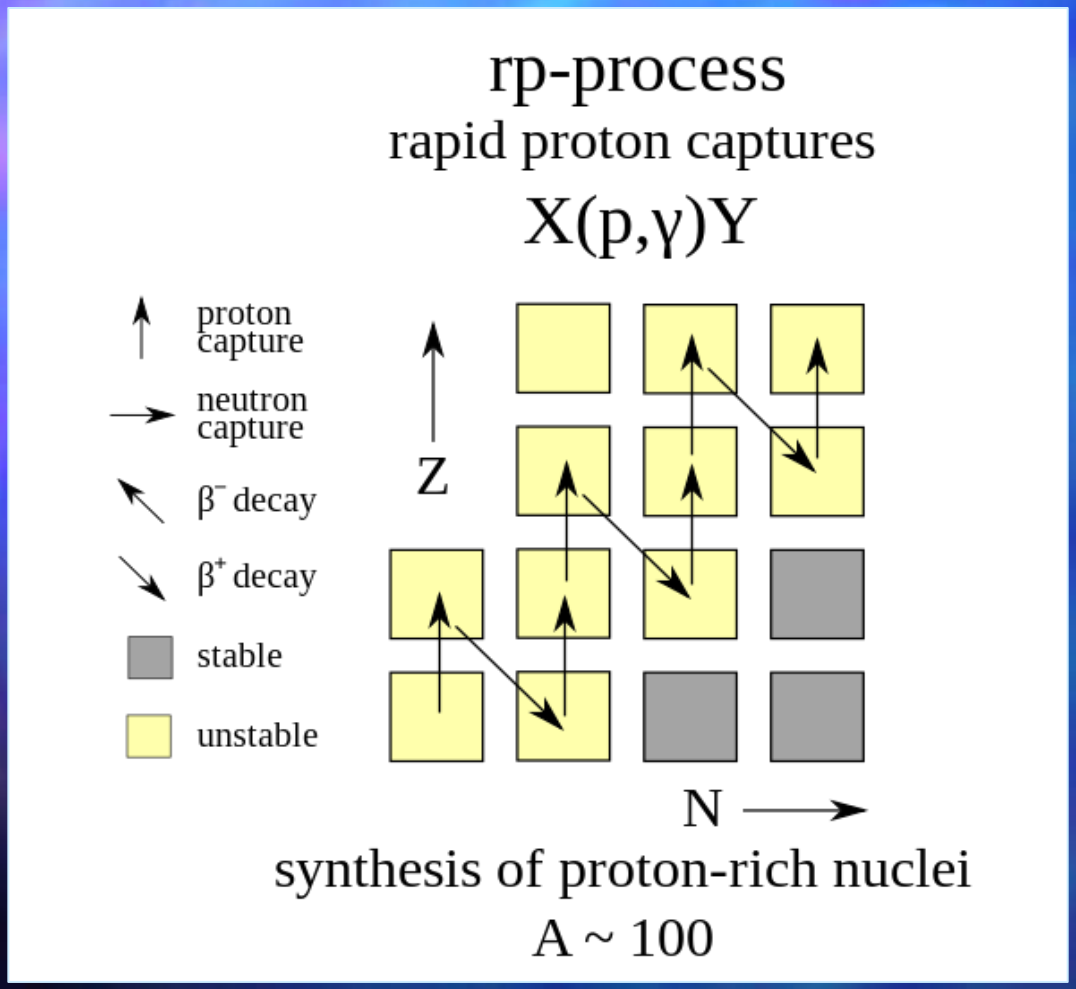
rp-prosessen krever tilgang på en ekstrem tetthet av protoner, dvs. hydrogenkjerner og meget høye temperaturer (> 10^9 K). Hydrogen finnes i ytre lag til en rød kjempe-stjerne som er giveren. Det ekstreme gravitasjonsfeltet til nøytronstjernen skaper forhold der prosessen kan skje.



Slike systemer avsløres typisk ved at når materien antennes på nøytronstjernen, skapes intense gamma- og røntgenutbrudd som kan vare i timer til dager.



rp-prosessen



Prosessen kan danne elementer til og med tellur (^{105}Te) før radio-aktiv nedbryting stopper den (alfa-stråling, dvs avspalting av heliumkjerner ^{4}He).

Eksempel på beta pluss nedbryting (b^{+}):

$^{23}Mg \rightarrow {}^{23}Na + e^{+} + \nu_e$

Andre prosesser

I tillegg til fusjonsprosesser i stjernene er det andre prosesser som også fører til dannelse av nye elementer, men disse er av mindre betydning.

1) Avspalting ved kosmiske stråling

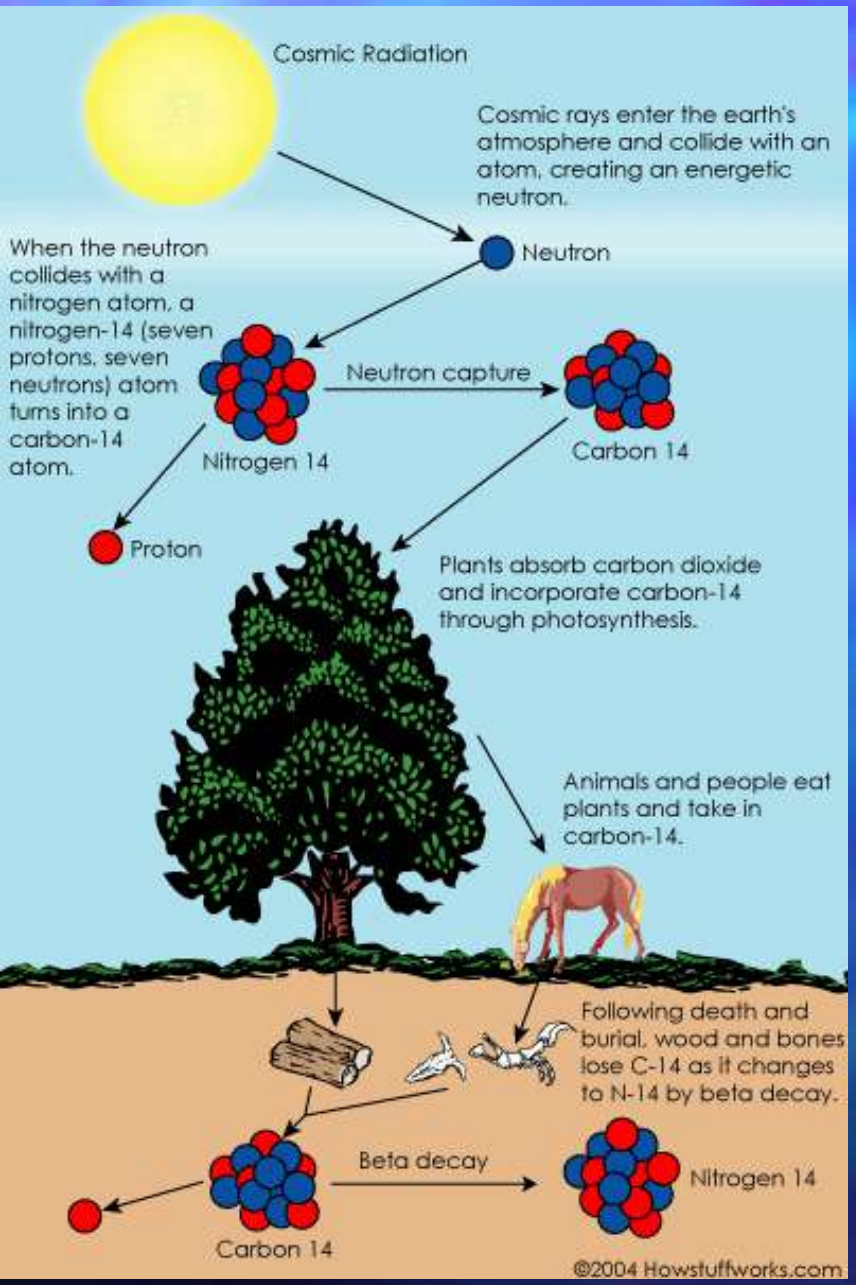
Kosmiske stråler som i stor grad består av hurtige protoner, kolliderer med det inter-stellare medium og medfører dannelse av litium, beryllium og bor, samt ^{3}He. Det er særlig atomer av karbon, nitrogen og oksygen som den kosmiske strålingen treffer og spalter.

2) Radioaktiv nedbryting

Radioaktiv nedbryting fører til dannelse av radiogene ”datter-nuklider”. Både på Jorda og ellers i Universet brytes uran og thorium ned til en rekke nuklider som videre til slutt ender opp som forskjellige blyisotoper. Den radioaktive kaliumisotopen ^{40}K danner argonisotopen ^{40}Ar, $^{87}Rb \rightarrow {}^{87}Sr$, $^{147}Sm \rightarrow {}^{143}Nd$, $^{187}Re \rightarrow {}^{187}Os$, osv. Disse er alle svært viktige isotoper i aldersdateringer.

Uran og thorium kan også spontant spaltes i forskjellige isotoper, og de sjeldne elementene technetium og promethium dannes på den måten.

Andre prosesser



3) Kjernereaksjoner som skyldes kosmiske stråler

Kosmiske stråler treffer vår atmosfære hele tiden og reagerer med atomene der. Et viktig eksempel er dannelse av den radioaktive karbonisotopen ^{14}C. Denne dannes fra nitrogen:

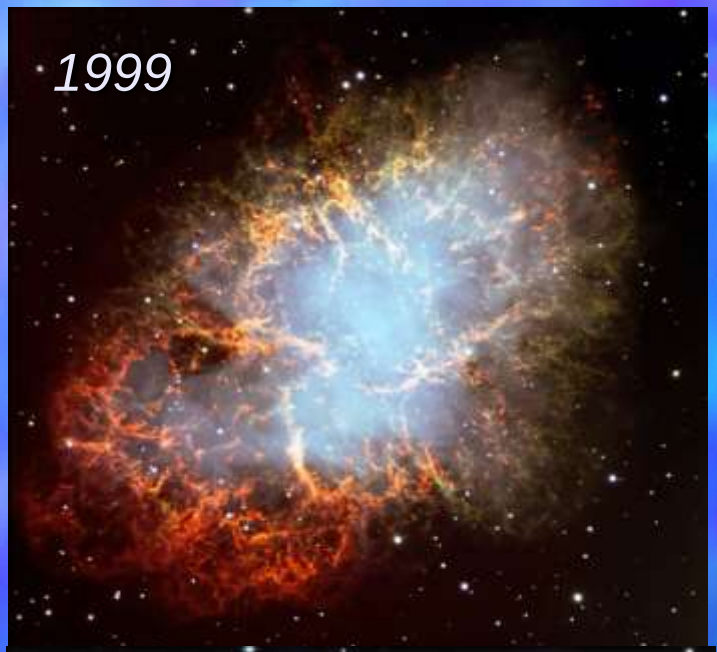
$^{14}N + n \rightarrow {}^{14}C + p.$

Denne isotopen er ustabil og går over til ^{14}N igjen med en halveringstid på 5730 år.

$^{14}C \rightarrow {}^{14}N + e^- + \nu_e$

Et annet eksempel er dannelse av iodisotopen ^{129}I som både kan dannes fra xenon og tellur.

Supernovaer og elementspredning



Etter supernova - eksplosjonen blir det igjen et kompakt, sentralt objekt (nøytronstjerne, sort hull) og en raskt ekspanderende sky av materie. Skyen fanger opp omgivende gass og støv og blander seg med dette. Dette tar typisk 10000 år.

Link: *Krabbetåken dannes*

Ekspansjonen i Krabbetåken (1500 km/s)

Supernovaer og elementspredning

Supernovaer er dominerende prosess for å spre av tunge elementer

Supernovaer anriker omgivelsene med produktene fra fusjonsprosessene som har foregått inne i stjernene.

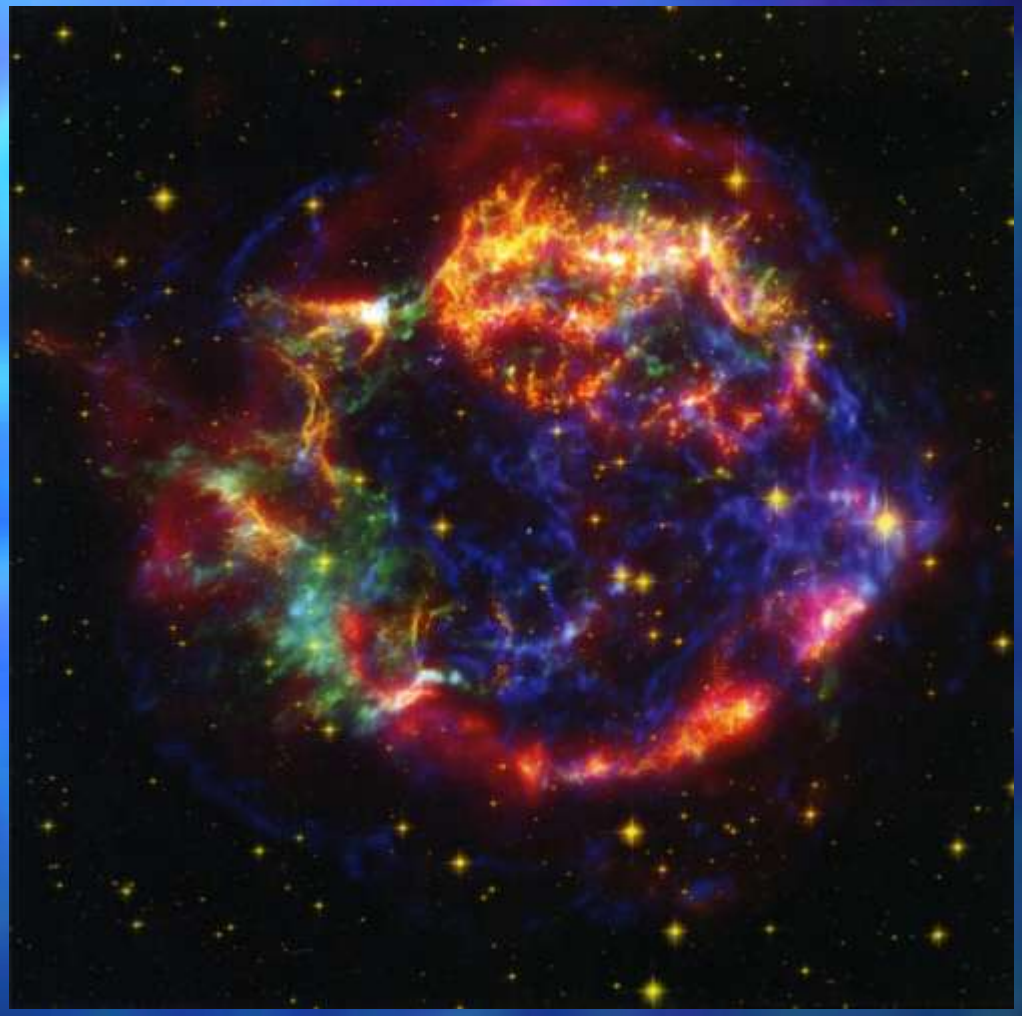
Disse elementene ender opp i molekylære skyer som er der hvor nye stjerner fødes.

Hver nye stjernegenerasjon blir således stadig mer anriket i tyngre elementer.

Trykkbølgene fra en supernova-eksplosjon kan føre til kollaps i en molekylær sky og stjernedannelser

Supernova-resten N 63A ligger i et “klumpete” område med gass og støv i den Store Magellanske Sky, hvor nye stjerner fødes.

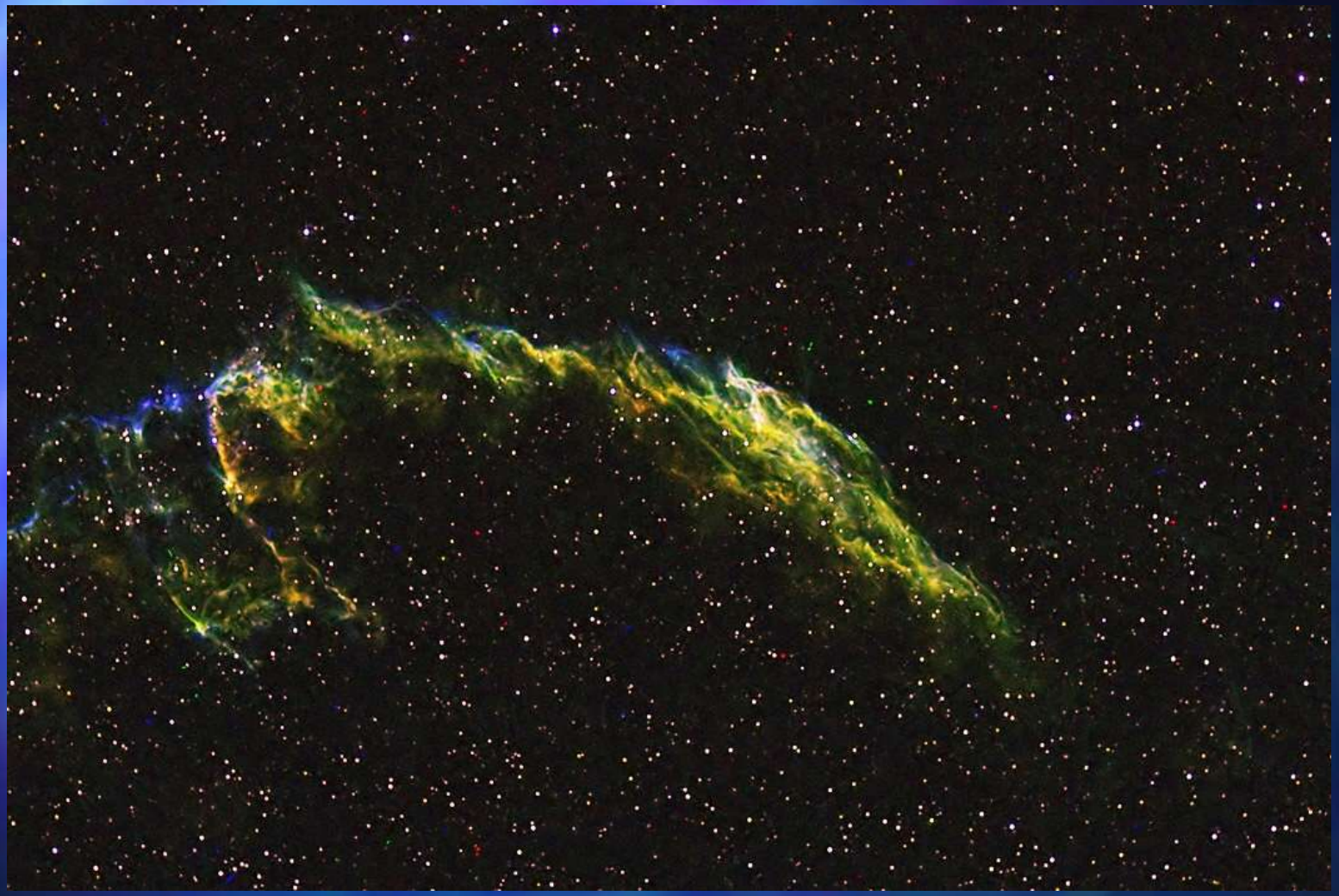
Supernovaer og elementspredning



Supernovaresten Cassiopeia A i synlig lys, infrarødt og røntgenstråling. Stjernen eksploderte antakelig for ca. 300 år siden, men ble ikke sett…

Link til video: http://www.youtube.com/watch?v=O6PtrRvL-n8

Supernovaer og elementspredning



Slørtåken - ngc6992. Fotografert Med Takahashi FSQ-106ED refraktor og SBIG ST-10XME kamera natten 6-7/9 2010. Tåken er fotografert gjennom smalbåndsfilter: Sii = Rød. H-alfa = grønn. Oiii = blå. Fotografer, Birger Andresen og Erlend Langsrud, TAF

Link til video: http://www.youtube.com/watch?v=3qOmu-5Uanc

Supernova og dannelse av Solsystemet

De eldste dateringer av meteoritter er 4568.2 Ma, så Solsystemet er minst så gammelt. Disse meteorittene inneholder stabile datternuklider fra kortlivede isotoper som ^{60}Fe, som kun kan dannes i supernovaer. Dette indikerer at minst en supernova må ha skjedd mens Sola var under dannelse.

En sjokkbølge fra supernovaen kan derfor ha startet sammentreknings-prosessene av molekylærskyen Sola er dannet fra. Fordi bare tunge stjerner ender opp som supernovaer, må Sola ha blitt dannet i en stor gass-sky som også har produsert tunge stjerner, f.eks. som Oriontåken.

Studier antyder at gasståken inne-holdt så mye som 3000 solmasser og gav opphav til en stjernehop med 1000-10000 stjerner.