

# Föreläsning 18/3 Stjärnor och deras utveckling

Ulf Torkelsson

## 1 Stjärnbildning

I ett gasmoln råder det balans mellan den inåtriktade gravitationskraften och en utåtriktad tryckkraft, men för en given temperatur och densitet finns det en största möjlig massa för molnet innan det blir instabilt och kollapsar under sin egen tyngd. Denna största möjliga massa kallas för Jeans-massan

$$M_J = \frac{9}{4} \left( \frac{1}{2\pi n} \right)^{1/2} \frac{1}{m^2} \left( \frac{kT}{G} \right)^{3/2}, \quad (1)$$

och beror på molnets partikeldensitet,  $n$ , och temperatur,  $T$ .  $m$  är massan för en molekyl. De stora molekylnmolnen, och speciellt de täta kärnorna man kan hitta inuti dessa har massor som överskrider sin Jeans-massa. Därmed så borde sådana moln kollapsa under sin egen gravitation och bilda stjärnor. I praktiken finns det andra effekter som kan hjälpa till att balansera molnen mot gravitationen, till exempel turbulens eller magnetfält i molnet, eller molnet kan rotera. Detta begränsar hur snabbt som molnen kan kollapsa och bilda stjärnor.

Å andra sidan finns det en del mer diffusa moln nära gränsen för att de skall kollapsa, och en yttre påverkan kan få dessa moln att börja kollapsa. Denna yttre påverkan kan till exempel vara tryckvågen från en närbelägen supernovaexplosion, men också en samling av ljusstarka blå stjärnor, OB-stjärnor, kan genom att deras strålning joniserar omgivande gas skapa en chockvåg. Medan gasmolnen rör sig runt Vintergatan kommer de också att passera ut och in genom spiralarmarna som har ett högre gastryck än resten av Vintergatan. Sedan finns det också en möjlighet att gravitationen från ett förbipasserande moln eller en stjärna kan komprimera molnet.

När ett moln kollapsar så ökar densiteten i molnet, och därigenom sjunker molnets Jeans-massa. Med tiden kan därmed mindre delar av molnet överskrida Jeans-massan och börja kollapsa på egen hand. Molnet kommer då att börja fragmentera, tills dess att de enskilda fragmenten är så små att de bildar enskilda stjärnor. Vi ser alltså att stjärnor kommer att bildas i grupper.

Medan molnet kollapsar så är det inte bara densiteten som stiger, utan molnets temperatur bör också stiga. Till att börja med stiger molnets temperatur endast obetydligt eftersom molekylerna i molnet kan stråla ut överskottsvärmen, men när tätheten ökar så blir molnet alltmer ogenomskinligt, och gradvis ökar temperaturen. Efter ungefär  $10^4$  år så har det bildats en protostjärna med en temperatur på 2000 till 3000 K. Kollapsen går nu betydligt långsammare för det högre gastrycket i molnet balanserar nästan gravitationen, och tiden tills att protostjärnan når fram till huvudserien beror starkt på stjärnans massa. Ju lättare stjärnan är desto längre tid tar det för stjärnan att nå fram till huvudserien.

Under utvecklingen fram till huvudserien omges stjärnan ofta av en cirkumstellär skiva av gas och stoft. Detta är naturligt om molnet, från vilket stjärnan har bildats, från början hade en viss rotation. Medan molnet drar ihop sig kommer det att rotera snabbare och snabbare och de yttre delarna av molnet kommer då att plattas ut till en skiva. Mycket av den gas som fortsätter att falla in från molnets yttre delar kommer inte att falla rakt ned på stjärnan, utan kommer istället att falla ned på skivan, och genom friktion i skivan kommer gasen i skivan att gradvis driva in mot stjärnan i mitten. Genom processer som vi förstär väldigt dåligt så bildas också gasstrålar som strömmar ut från protostjärnan.

Protostjärnor som är lättare än ungefär  $2M_\odot$  kallas för T Tauri-stjärnor. Som alla protostjärnor ligger de ovanför huvudserien och i eller nära täta moln. De strålar ofta ut ett överskott av infrarött ljus. Den infraröda strålningen uppkommer när stoft i den cirkumstellära skivan absorberar ljus från stjärnan och värms upp. T Tauri-stjärnorna varierar också ständigt i ljusstyrka. Delvis uppkommer dessa variationer genom att stjärnan har en mycket större magnetisk aktivitet än vanliga huvudseriestjärnor.

Det är inte alltid som stjärnbildningen får fortsätta hela vägen. I en del fall så bildas det tidigt ett antal väldigt ljusstarka O- och B-stjärnor. Dessa stjärnor kommer att jonisera och värma upp den omgivande gasen. I extrema fall kan dessa stjärnor leda till att de täta delarna av gasmolnen, i vilka stjärnbildningen fortfarande pågår, förångas och stjärnbildningen upphör i förtid.

## 2 Lätta stjärnors utveckling

Under sin tid på huvudserien så omvandlar en stjärna i sin kärna väte till helium. Den energi som då frigörs transporteras sedan ut till stjärnans yta, där den strålas ut som ljus. I en sollik stjärna sker värmetransporten i centrum i form av strålning. Vid kärnreaktionerna avges enstaka fotoner. Dessa fotoner rör sig sedan en kort sträcka genom stjärnans inre, innan de kolliderar med en elektron. Vid denna kollision byter fotonen riktning och rör sig sedan en kort sträcka innan den kolliderar med en ny elektron och byter riktning igen. Detta är en form av *random walk*, och betyder att det tar mycket lång tid, ungefär 100 000 år, för fotonen att leta sig ut till stjärnans ytlager. Nära stjärnans ytan är temperaturen lägre och stjärnmaterien blir då så ogenomskinlig att strålningstransporten inte fungerar längre, utan istället sker värmetransporten genom konvektion, vilken bygger på att varma gaselement är lättare än sin omgivning, och därmed stiger uppåt, där de kyls och blir tyngre än sin omgivning, så att de börjar sjunka ned igen. Tjockleken på konvektionszonen bestäms av stjärnans massa, ju lättare och kallare som stjärnan är, desto djupare blir konvektionszonen.

Omvandlingen av väte till helium innebär att det totala antalet partiklar i kärnan minskar, vilket, om ingenting annat inträffade, skulle leda till att trycket i kärnan minskar, men detta tryck ska bära upp tyngden från resten av stjärnan. Därför drar kärnan ihop sig, och medan den gör det så ökar densiteten och temperaturen i kärnan, vilket i sin tur leder till att kärnförbränningen gradvis går snabbare och stjärnans luminositet ökar. Den ökande luminositeten leder i sin tur till att stjärnans ytlager expanderar.

Efter ungefär 10 miljarder år på huvudserien tar vätet slut i solens centrum. Kärnan börjar då att dra ihop sig snabbare än tidigare. I och med att temperaturen stiger så fortsätter väteförbränningen i ett skal omkring centrum. Samtidigt som kärnan drar ihop sig får vi en kraftig utvidgning av ytlagren, och stjärnan utvecklas nu till en stor sval röd jätte. Slutligen, när stjärnan har nått toppen av röd-jätte-grenen, har temperaturen i stjärnans centrum blivit så hög,  $10^8$  K att den kan börja omvandla helium till kol enligt trippelalfa-processen, i vilken tre helium-kärnor slås samman till en  $^{12}\text{C}$ -kärna. Den här processen beskrivs ofta som en trekropparskollision, vilken har en mycket liten sannolikhet. Vad som egentligen händer är att två heliumkärnor först kolliderar och bildar  $^8\text{Be}$ .  $^8\text{Be}$  är egentligen instabil, men den kan finnas kvar tillräckligt länge för att en tredje  $^4\text{He}$ -kärna skall hinna kollidera med den och bilda en kolkärna innan  $^8\text{Be}$ -kärnan sönderfaller.

Kruxet är att om stjärnan är lättare än  $2.25M_{\odot}$  så har densiteten i kärnan blivit så hög att trycket i kärnan bestäms av kvantmekaniska effekter, och påverkas inte längre av gasens temperatur. När heliumförbränningen startar stiger temperaturen i kärnan, men kärnan börjar inte expandera eftersom trycket inte längre beror på temperaturen, utan allt som händer är att förbränningshastigheten ökar. Vi får en helium-flash. Till slut så har temperaturen stigit så mycket att gastrycket ökar med temperaturen igen och kärnan börjar expandera. Hela helium-flaschen är över på mindre än en timme, men under heliumflashen så blir kärnan lika ljusstark som en hel galax. Märkligt nog syns inget av heliumflashen från utsidan. Hela energin går åt till att strukturera om stjärnans inre. Efter helium-flaschen hittar vi stjärnan på horisontalgrenen, där den är mindre och varmare än tidigare. Som horisontalgrensstjärna förbränner den helium till kol i centrum, och väte till helium i ett skal.

Efter ett tag tar allt helium slut i centrum, och kärnan börjar återigen att dra ihop sig. Stjärnans ytlager expanderar då återigen och den klättrar uppför den asymptotiska jättegrenen. Nu har den två skal där det sker kärnreaktioner, ett yttre skal där väte omvandlas till helium och ett inre där helium omvandlas till kol. Heliumförbränningen i det inre skalet är instabil, och sker i korta utbrott. Till slut kan de här korta pulserna leda till att stjärnan förlorar stora delar av sin massa. Till slut så kommer stjärnan att kasta av sig det mesta av sina ytlager som expanderar utåt med en hastighet på några tiotal km/s och blir synlig som en planetarisk nebulosa, medan resten av

stjärnan sjunker samman till en liten kropp av jordens storlek, men som fortfarande innehåller en väsentlig del av stjärnans massa. Ett sådant objekt kallas för en vit dvärg. Den vita dvärgen är till att börja med relativt het, men eftersom den inte längre producerar någon värme så kommer den långsamt att svalna och bli alltmer ljussvag.

En vit dvärg har typiskt en massa jämförbar med Solens, men denna massa är inklämd i en volym som är lika stor som Jordens. I en vit dvärg motverkas den inåtriktade gravitationen av elektronernas kvantmekaniska rörelser. Elektronerna kan dock inte hålla emot en obegränsat stark tyngdkraft, utan om den vita dvärgen är alltför tung kommer den att kollapsa. Den maximala massan för en vit dvärg, ca.  $1,4 M_{\odot}$ , kallas för Chandrasekhar-massan.

En stjärna som är lättare än  $0,5 M_{\odot}$  kommer aldrig att bli tillräckligt varm för att förbränna helium, utan en sådan stjärna kommer efter huvudserien, som varar i mer än 100 miljarder år, att förbränna väte i ett skal under en tid, och sedan kommer den att falla ihop och blekna bort.

### 3 Tunga stjärnors utveckling

Tyngre stjärnor är varmare, så att i dessa sker omvandlingen av väte till helium genom en snabbare process som använder kol som en form av katalysator. I dessa fall är fusionsprocesserna koncentrerade till en mycket liten del av stjärnans kärna. Det är då så svårt för värmen att komma ut att den enda transportprocessen som är tillräckligt effektiv är konvektion. Å andra sidan så är temperaturen i ytlagren så hög och densiteten så låg att strålningstransport i detta fallet fungerar i stjärnans ytlager, och i detta avseende får en tung huvudseriestjärna en helt annan struktur än en lätt huvudseriestjärna.

Efter huvudserien börjar också de tyngre stjärnornas kärnor att kontrahera medan ytlagren expanderar. Förändringen i luminositet är dock mycket måttlig, så stjärnan kommer att röra sig rakt åt höger i HR-diagrammet. Efter ett tag så startar trippelalfa-processen i stjärnans kärna innan den har blivit degenererad. Därför uppstår det inte någon heliumflash. När trippelalfa-processen har startat i centrum börjar stjärnan att röra sig tillbaka åt vänster i HR-diagrammet. Beroende på hur tung stjärnan är kan sedan kärnprocesserna fortsätta i ett eller flera nya steg.

När allt helium är förbrukat så kan kol börja förbrännas vid en temperatur på  $5 \times 10^8$  K, och sedan kan det i tur och ordning ske neon-, syre- och kisel-förbränning tills det till slut bildas järn i kärnan. Därefter kan det inte frigöras mer energi eftersom protonerna och neutronerna är som hårdast bundna till varandra i järn. Resultatet av de olika reaktionerna är att vi får en stjärna med flera skal av olika ämnen med järn i centrum, sedan ett skal av kisel, och så vidare tills det att vi allra ytterst fortfarande har ett skal av den ursprungliga blandningen av väte och helium.

För varje steg i de här reaktionerna frigörs det mindre energi. Den mesta energin frigörs redan då väte omvandlas till helium. Detta betyder dels att den viktigaste energikällan under de senare reaktionsstegen är det skal i vilket väte förbränns till helium, och dessutom betyder det att de senare stegen varar mycket kortare tid än det första steget. Om vi tar en stjärna på  $25 M_{\odot}$  så tar huvudseriefasen  $7 \times 10^6$  år, medan heliumförbränningen i centrum varar i  $5 \times 10^5$  år. Därefter tar kol-, neon-, syre- och kiselförbränningen vardera 600 år, ett år, ett halvt år och en dag.

Till slut när kärnan består av järn och det inte går att få ut någon mer energi där så börjar kärnan att kollapsa. När temperaturen stiger så kommer atomkärnorna att börja sönderdelas, vilket kostar energi och påskyndar kollapsen. När densiteten har stigit tillräckligt mycket så kommer elektronerna och protonerna att pressas samman så mycket att de börjar smälta ihop till neutroner, varvid det bildas neutriner. Till slut när densiteten är högre än i en vanlig atomkärna så kommer kollapsen att bromsas in av trycket från de degenererade neutronerna och kollapsen vänds i en utåtgående chockvåg. När denna chockvåg når stjärnans yta så flamlar den upp och blir lika ljusstark som en hel galax. Vi har fått en supernova. I supernovaexplosionen kastas stjärnans ytlager ut med en hastighet på  $10^4 \text{ km s}^{-1}$ . Dessa kommer senare att gå att observera som ett expanderande gasmoln, en supernovarest, som går att observera i några hundratusen år. I centrum blir det kvar en neutronstjärna eller ett svart hål. Neutronstjärnan har en radie på omkring en mil men väger vanligen omkring  $1,4 M_{\odot}$ , och den maximala massan för en neutronstjärna kallas för Oppenheimer-Volkoff-massan och ligger någonstans mellan 2 och  $3 M_{\odot}$ . Ett svart hål är ofta tyngre, men kan ha en mindre radie.

1967 upptäckte en grupp radioastronomer i Cambridge, främst Jocelyn Bell och Anthony Hewish ett objekt som sänder ut en radiopuls varje 1,337 s. En teoretisk analys visade att de här radiopulsarna kommer från en roterande neutronstjärna med ett starkt magnetfält. Sedan dess har man hittat flera pulsarer, bland annat en i Krabbnubulosan med en period på 33 ms.

Energien till radiopulsarna kommer egentligen från pulsarens rotation, så pulsaren roterar med tiden långsammare, men magnetfältet är nödvändigt för att det ska uppstå radiostrålning. Observationerna visar att de flesta radiopulsarer förlorar mycket mer rotationsenergi än vad de sänder ut i radiopulsarna. En del av energin måste alltså gå någon annanstans. I Krabbnubulosan ser det ut som om pulsarer accelererar upp partiklar, som sedan ger energi till nebulosan.

Pulsarerna är betydligt mer långlivade än supernovaresterna. En vanlig radiopulsar kan förbli observerbar i  $10^7$  år, men vi känner idag också till att det finns en särskild grupp av radiopulsarer, millisekundpulsarer, som roterar ett varv på mindre än tio millisekund. Dessa har svagare magnetfält än vanliga pulsarer, och tros vara miljard år gamla.

Om den resterande massan är tyngre än Oppenheimer-Volkoff-massan, så finns det ingenting som kan stoppa kollapsen utan vi kommer att få ett svart hål. Tyngdkraften nära det svarta hålet är så intensiv att inte ens ljuset kan lämna det svarta hålet. Ett svart hål omges av en händelsehorisont. Betydelsen av händelsehorisonten är att ingen typ av signal kan passera ut genom händelsehorisonten, däremot kan objekt falla in genom händelsehorisonten. Händelsehorisonten har en radie på

$$R_{\text{Sch}} = \frac{2GM}{c^2}, \quad (2)$$

Schwarzschild-radien. För Solen blir Schwarzschild-radien ungefär 3 km.

Ett isolerat svart hål är praktiskt taget omöjligt att upptäcka, men man kan upptäcka svarta hål ifall de finns i dubbelstjärnor med en vanlig stjärna. Då kan man dels se hur de påverkar den vanliga stjärnans rörelse, vilket gör det möjligt att uppskatta det svarta hålets massa. Dessa dubbelstjärnor är också starka röntgenkällor. Röntgenstrålningen uppstår i en ackretionsskiva, en insamlingsskiva, en skiva av gas som omger det svarta hålet. Gasen i skivan kommer från den vanliga stjärnan. I insamlingsskivan värms gasen upp medan den rör sig in mot det svarta hålet, och till slut kan den bli så varm att den sänder ut röntgenstrålning.