

Bevezetés az asztrofizikába

Balog Dániel

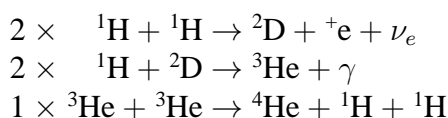
2011. 11. 21

Csillagok energiatermelése:

Mi történik a magban? $0.08M_{\odot}$ az a minimális tömeg, ami szükséges ahhoz, hogy csillagnak nevezhessük az objektumot, hiszen ekkor lesz akkora hőmérséklet és nyomás a magjában, hogy beinduljon a hidrogén fúziója héliummá. Ez a hőmérséklet a Nap esetén $15 \cdot 10^6 K$. Természetesen nagy nyomás és sűrűség is van, nem csak nagy hőmérséklet. Ha különbözőek a nyomások illetve a sűrűségek, tehát hogyha egy kicsit kisebb a csillag, és nem annyira nagy a nyomás és sűrűség a közepén, akkor még nagyobb hőmérsékletre van szükség a fúzióhoz.

A kozmológia tárgyalása során részletesen tárgyaljuk, hogy primordiálisan hogyan alakult a nukleonszintézis. Amikor az univerzum elindult az ősrobbanás után, egy hűlő táguló fázisba, akkor ott is volt nukleonszintézis. "Összeolvadtak", fuzionáltak hidrogén atomok hélium atomokat alkottak, ezt primordiálisnak (*elsődlegesnek*) nevezzük. Amikor az Univerzum keletkezett, hidrogén volt jelen, ahogy hűlt az Univerzum, 25 tömegszázalékban létrejött hélium is. Abban a táguló és hűlő világegyetemben nyilvánvalóan sokkal kisebb volt a sűrűség és nyomás, azonban magasabb volt a hőmérséklet. Általában kétféle procedúrát ismerünk a fúzió végbemeneteléhez, mint lehetőség, hogy melyik megy végbe, az a körülményektől függ.

P-P lánc:

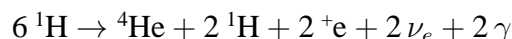


Az első lépésben két hidrogénatom-mag találkozik, és lesz egy deutérium atommag, amiben egy proton és egy neutron van. Mivel az egyik proton neutronná alakult, melléktermékként egy pozitront, és egy neutrínót kapunk

A második lépésben a deutérium találkozik egy protonnal és ebből lesz egy hélium izotóp, és a felszabaduló energia foton formájában távozik.

A harmadik lépés, hogy két hélium izotóp találkozik, ebből egy stabil hélium lesz, és visszakupunk két hidrogén atommagot.

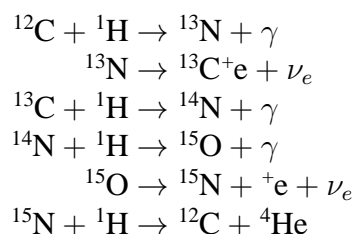
Ha megnézzük a rátát, akkor az első ${}^3\text{He}$ izotóphoz három hidrogén atomra volt szükség, a másodikhoz még háromra és a végén kapunk egy négyes héliumot és két hidrogént. Az első két lépés kétszer történik meg, tehát összesen:



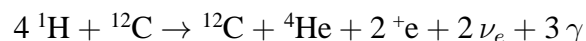
A probléma az az, hogy nem stabil sem a ${}^2\text{D}$, sem a ${}^3\text{He}$ izotóp. Így kellőképpen nagy ütközésszámra, tehát nagy sűrűségekre és hőmérsékletre van szükség ahhoz, hogy még mielőtt elbomlik a ${}^2\text{D}$ be tudjon fogni egy újabb protont, és lehessen egy ${}^3\text{He}$, majd a két ${}^3\text{He}$ izotóp találkozzon egymással mielőtt elbomlanak, és egyesülhessenek hogy létrejöjjön a stabil ${}^4\text{He}$. Ezért van ilyen nagy nyomásra és hőmérsékletre szükség a folyamathoz.

CNO-ciklus:

A CNO-ciklus elnevezése onnan van, hogy szén-nitrogén-oxigén lépésekkel épül föl, és a jelenlévő szén katalizálja a folyamatot.



Összesítve tehát:



Napneutrínó probléma:

Mindkét lehetőséget felírva látjuk, hogy négy hidrogén atommagból lesz egy hélium, amiben 2 proton és kettő neutron van. Ha protonból neutron lesz, melléktermékként kapjuk a pozitronokat és a neutrínókat.

Ha megmérjük, hogy mennyire "süt" a Nap, elhanyagolva a légkör hatását és pl. egy űrszondával mérünk egy földközeli pályán, akkor megkapjuk az ún. Napállandót ($1370 W/m^2$).

Ennyi a Nap fluxusa a Nap-Föld távolságban, tehát egy AU-ra a naptól. Meg tudjuk mondani, hogy az egy AU

sugarú gömbnek mekkora a felülete, ha izotrop módon minden irányba egyenlő mértékben sugároz a Nap, akkor az is kiszámítható, hogy az összfelületen mekkora az áthaladó energia, azaz mekkora a nap luminozitása.

Ebből kifejezhető, hogy másodpercenként mennyi energia keletkezik a napban. Ismert, hogy a két módszer mennyi energiát termel, így meg tudjuk mondani, hogy másodpercenként hány fúziós folyamatra van szükség ahhoz, hogy ezt az energiát mérhessük.

Ez egy szép nagy eseményszámot ad. Akkor viszont azt is tudjuk, hogy hány darab neutrínó termelődik egy másodperc alatt. Egy egyszerű ellenőrzése annak, hogy ezek a reakciók helyesek-e, hogy megszámoljuk a Napból érkező neutrínókat.

A nagy probléma az az, hogy a neutrínók olyan majdnem tömeg nélküli részecskék amelyek csak a gyenge kölcsönhatásban vesznek részt. Kell építeni egy detektort, ami megfogja ezeket a részecskéket.

Erre az a legalkalmasabb ha hatalmas nehézvízzel telített tartályokat mélyen a föld alá helyeznek. A nehézvíz arra szolgál, mert abban a folyamatban, ahol keletkezik, átalakul egy proton neutronná, ha nehézvízbe (ahol a hidrogén helyett deutérium van) érkezik egy neutrínó, az befogódhat és keletkezik a neutronból proton. Nagyon nagyon kicsi az eseményráta, de kiszámítható. Azért kell a föld alá rakni, mivel kicsi az eseményráta, pontos mérést kell csinálni. A neutrínó gyengén kölcsönható részecske, az egész földön átmegegy és észre sem veszi. Levisszük a detektort mélyen a föld alá egy elhagyatott bányába, mivel oda semmilyen más sugárzás (pl kozmikus sugárzás) nem ér le, az nem fogja zavarni a mérést.

A kanadai Sudbury Neutrino Observatory (SNO) volt az első ilyen nagy detektor, évtizedeken keresztül folytak ezek a mérések. A probléma az volt, hogy mikor elkezdődtek a kísérletek, akkor rájöttek arra, hogy kevesebb neutrínót detektálnak mint amennyit az elmélet alapján kellene, a vártak kb. csak a felét.

Ezt nevezték Napneutrínó-problémának, most is így szokás rá hivatkozni.

Úgy gondolták, hogy vagy a kísérletek, vagy az elmélet hibás. Mivel az elméletben mindenki nagyon bízott, hiszen egy olyan egyszerű fizikán alapul, amit nagyon sok más kísérlettel már igazoltak, azt gondolták, hogy valószínűleg a kísérlettel van probléma, hiszen napi néhány eseményt kell egy hatalmas tartályban detektálni. A kísérleteket évtizedekig folyamatosan tökéletesítették, és meggyőződése

volt azoknak, akik a kísérleteket végezték, hogy azok elég pontosak, és a beérkező neutrínószám valóban kevesebb mint a várt. Hogyan lehet, hogy jól működik (cserenkov sugárzás elvén) a detektor, mégis kevesebb a neutrínó?

A válasz az, hogy a neutrínók azok nem feltétlenül tömeg nélküli részecskék.

A galaxisok esetén volt szó a sötét anyagról, ott volt a WIMP (Gyengén kölcsönható nagy tömegű részecske) mint megoldás. Ha a neutrínónak 20 eV lenne a tömege, akkor az megmagyarázná a sötét anyagot. A neutrínó tömegét még nem sikerült pozitívan megmérni, azaz ma is csak azt tudjuk, hogy valamilyen hibahatáron belül nulla. Azonban ha nem nulla, akkor a neutrínók oszcillálnak.

Azaz az úton, miközben utaznak a Nap és a Föld között, átalakulhatnak. A neutrínóknak több fajtája van, a Nap által kibocsájtott neutrínót elektron-neutrínónak nevezik. A többi leptonhoz pl. a müonhoz is rendelhető ilyen neutrínó, a háromféle lepton miatt három íze (flavor) van a neutrínónak.

Ha a neutrínó tömeggel rendelkezik, és elég sok időt eltölt (kb. 8 perc a Nap-Föld út) akkor a neutrínó oszcillálhat és elektron neutrínó helyett pl. müon neutrínó lesz mire ideér. Arra azonban nem érzékeny a nehézvízes detektor.

Ez a ma legelfogadottabb válasz.

Energiatermelés a két ciklus esetén:

PP-lánc esetén az egy folyamat során kijövő energia

$$\epsilon = 9 \cdot 10^{-37} m^5 K^{-4} kg^{-1} s^{-3} \cdot \rho X_H^2 T^4$$

Tehát egyetlen egy folyamat esetén ennyi energia keletkezik. Az X_H a hidrogén részaránya. Volt kémiai potenciál a múlt héten, az X_i azt mondja meg, hogy abban a térfogatban hány százalék (0-1 között skálázva) a hidrogén és a hélium részaránya az anyagnak. Ez a nap esetén $X_H = 0.62$ volt. Ez a négyzet, hiszen két hidrogén szükséges ahhoz, hogy elinduljon a fúzió, és a hőmérséklet negyedik hatványától függ, hogy mennyi energia termelődik.

2. CNO-ciklus esetén az egy folyamat során kijövő energia

$$\epsilon = 3 \cdot 10^{-57} m^5 K^{-4} kg^{-1} s^{-3} \cdot \rho X_H X_{CN} T^{21}$$

Azaz itt is számít az anyag sűrűsége, a ρ . Számít a hidrogén részaránya X_H , a szén ill. nitrogén részaránya, az X_{CN} , és a hőmérséklet.

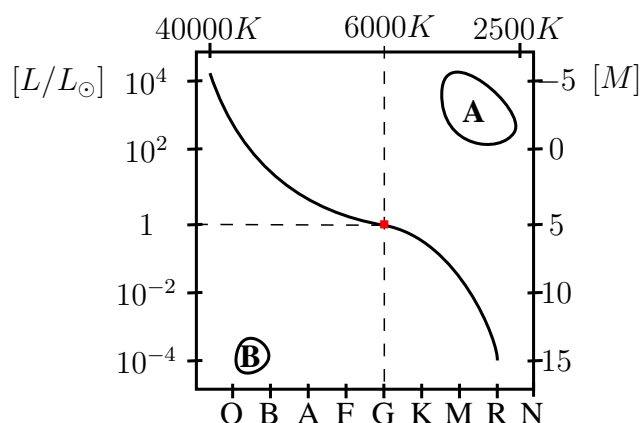
Tehát hiába húsz nagyságrenddel kevesebb energia keletkezik, egy CNO-ciklus során mint a PP-lánc során, ha egy-másfél nagyságrendet emelek a hőmérsékleten, akkor

az erős hőmérsékletfüggés ezt már kompenzálja.

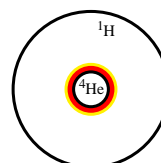
Hogyha egy kis hőmérsékletű csillagot nézünk, akkor a PP-lánc dominál, ha azonban emelkedik a hőmérséklet a magban, akkor a CNO-ciklus már domináns lehet. A lényeg az, hogy a napban a PP-lánc a mérvadó, de vannak a napnál százszor nagyobb tömegű csillagok, ahol jóval magasabb a mag hőmérséklete, így már a CNO dominál. Annak ellenére, hogy a Nap esetében ez elhanyagolható.

A csillagok fejlődése:

Mi történik egy csillaggal, ha elég az üzemanyaga? A HR-diagramon van egy főág, jelöltük a vörös óriásokat, és fehér törpéket, és a közepén fel szoktuk venni a Napot.



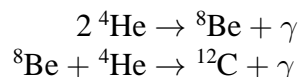
A Nap rákerül valahogy a főágra, és ott elkezdi hidrogént héliummá égetni, a PP-lánc szerint kb. 10 milliárd évig. Mi történik utána?

 A belső rész hélium, a külső H, és He keveréke, de nagyrészt H. Tegyük fel, hogy ez a He mag már elég nagy, a héliummag széle, ahol az égés végbemegy, már nem sugárban nulla, hanem kellőképpen nagy. Ott a sűrűség és a hőmérséklet már kisebb, hiszen ezek esnek ahogy haladunk sugárirányban kifelé. Egyszer csak a He mag felszínén már nem elég magas a hőmérséklet és nyomás ahhoz, hogy a PP-lánc végbemenjen. Erre mondjuk azt, hogy kifogyott a H vagy elfogyott az üzemanyag.

Ez egy nagyon pongyola kifejezés, hiszen messze nem fogyott el, a csillagnak nagyon nagy része még hidrogént tartalmaz, csak már nem képes fúzióra. Megáll ez a fúziós folyamat. Amikor arról beszéltünk, hogy a főágon mekkora az élettartama egy csillagnak, és azt mondtuk, hogy az élettartam \sim tömeg^{-2.5}, ami a Nap esetén tíz milliárd év. Egy M osztályú csillagnál (ami hideg), ez akár 2000 milliárd év is lehet. Az O osztályú csillagok esetén pedig százezer évet számoltunk. Akkor erről az élettartamról volt szó, hogy meddig tart a H fúziója. Eddig volt a főágon a nap.

A csillagban a gravitáció húzza befelé a külső rétegeket, de ennek ellentart a gáz nyomása. Ha azonban nincs további fűtés, akkor a nyomás csökken, és a gravitáció elkezd befelé húzni a külső rétegeket, és összetöporodik a csillag. Eközben mivel ez a gáz a gravitáció hatására elkezd összeesni, adiabatikusan összenyomódik, és nő a hőmérséklete.

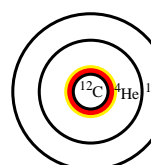
A csillag közepe az adiabatikus összenyomástól felmegy 100 millió K hőmérsékletre. A hidrogén fúzió alatt 15 millió K fokos volt a mag, aztán lecsökkent ez a hőmérséklet, mert megállt a fúzió, majd az összenyomás miatt felugrik. Ezen a hőmérsékleten elindul a következő folyamat, ami a tripla alfa folyamat. (*a ⁴He atommag az alfa részecske*)



Tehát a He elkezdi szénre fuzionálni. Azaz most már jóval magasabb hőmérsékleten, mint ami a hidrogén fúziójánál volt, beindul a He fúziója, és abból C lesz.

Illetve egy pillanat alatt hatalmas hőmennyiség jön létre, és rengeteg foton elkezd kifelé áramlani, bekapaszkodik a csillag külső rétegeibe (ami nagyon opálos erre a sugárzásra nézve) és felfújja egy kicsit a csillag külsejét. Ha viszont ez a hirtelen fotonnyomás felfújja, eltávolítja a külső rétegeket, nagyra nő a csillag térfogata, akkor adiabatikusan le is hűl a külseje. Következésképpen ebben a pillanatban kívülről nézve ez egy nagy és hideg csillag. Vörös óriás lett belőle.

Tehát ha le akarom rajzolni a HR diagramon való elmozdulását, amikor 10 milliárd év múlva elfogy a hidrogén, akkor ez egy vörös óriássá fúvódással jár. A HR diagramon való elmozdulás nem fizikai elmozdulást takar, hanem azt, hogy a paraméterei (luminozitás, hőmérséklet) hogyan változnak. Ezért vannak vörös óriások az égen, mert ez egy átmeneti állapot, a főágon való stabil H égetés után. Azonban közben szépen beindul a He fúziója, és újra energia keletkezik a csillag magjában. Stabilan termeli az energiát, és vissza fognak szállni a külső rétegek, normál (de nem teljesen ugyanakkora) méretű, és egy kicsit nagyobb luminozitású a Nap, de visszakerül a főágra, csak egy kicsit följebb, egy kicsit nagyobb hőmérsékletű helyre.

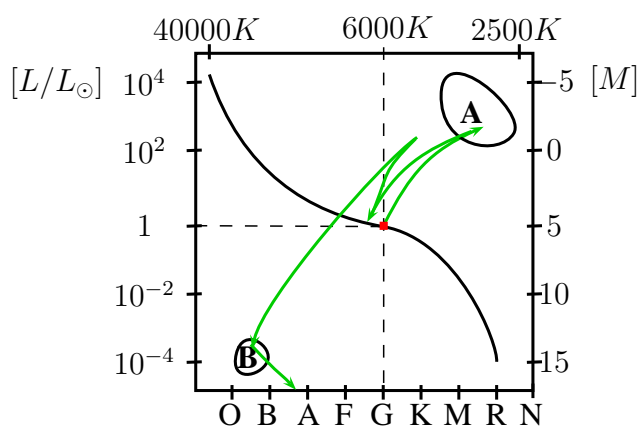
 Ez már nem a He hanem a szén keletkezésének fázisa, és a He-szén határon van a fúzió. Ez kettő milliárd évig tart. A nap tízmilliárd éves élettartama a főágon arra vonatkozott, amíg a legelső égési fázis folyik, de a He égetése is egy elég hosszan tartó stabil fázis lesz, egyetlen felfúvódás után újabb 2 milliárd évet tölt a főágon.

Mi történik, ha elfogy a He is?

Ugyanúgy megáll a fúzió, és összeesik a csillag. Az adiabatikus fölmelegedéstől nagyon fölmeleg a hőmérséklet a magban, és ez fotonok formájában kifelé távozik, s ez rántja magával a külső gázrétegeket. Akkor lökést ad ez a fotonkisugárzás, hogy elszállnak a külső rétegek, és többet vissza sem jönnek. A csillag anyagának 95%-a lerepül, és visszamarad egy nagyon kicsi, nagyon forró gyakorlatilag szén mag. Ez a sorsa minden csillagnak ami négy naptömegnél kisebb tömegű. Belőlük lesznek a fehér törpék.

Összesen kétféle fázisa van a főágon, először $^1\text{H} \rightarrow ^4\text{He}$, másodjára pedig $^4\text{He} \rightarrow ^{12}\text{C}$. A külső rétegek ledobása nem szupernóvarobbanás, de szétszóródnak az Univerzumban, és csak a mag marad vissza.

Mi történik a fehér törpével, ahogy telik az idő? Energiát már nem termel, és szépen lassan kihűl. Csökken a hőmérséklete, és ezáltal a luminozitása is, így lemászik a HR diagramról. Ezt hűlési görbének szokták nevezni.



Mi történik egy olyan csillaggal, aminek a tömege nagyobb mint $4M_{\odot}$?

A második fölfújódás után is van még akkora gravitáció, hogy visszahúzza a lelökött külső rétegeket. És föl tud menni akkorára a hőmérséklet a csillag magjában, hogy ezek után a szén is elkezd fuzionálni. Rendre $\text{C} \rightarrow \text{Ne}$, $\text{Ne} \rightarrow \text{O}$, $\text{O} \rightarrow \text{Si}$, $\text{Si} \rightarrow \text{Fe}$, tehát ez a fölfújódás visszahullás mindig egy kicsit magasabb hőmérsékletet eredményez, hiszen a következő fúziós lépéshez magasabb maghőmérséklet kell, és mindig rövidebb ideig tart. Ez egészen addig megy, amíg a vasig el nem jutunk.

Miről híres a vas?

Arról, hogy abból se fúzióval, se fissionnal (*hasítással*) nem tudunk energiát kiszedni. Itt szükségszerűen megáll a folyamat. Az történik, hogy amikor befejeződik a $\text{Si} \rightarrow \text{Fe}$, ami már csak egy fél napos folyamat, akkor a külső rétegek elkezdnek befelé hullani. Adiabatikusan fölfűtődik a mag, de

nem képes újabb fúzió beindulni. Szétesnek a vas atommagok protonokká és neutronokká, még nagyobb nyomásnál az összes proton elbomlik, és neutron lesz belőle, és iszonyatos mennyiségű pozitron és neutrínó szabadul föl.

A neutron azonban nem lehet tovább összenyomni. A további összenyomással szemben ellenáll, és a belső neutronmagról a ráeső gázrétegek iszonyatos sebességgel visszapatantak. Ez lenne a szupernóva robbanás. Az anyag 95%-a elmegy.

Mi marad vissza a szupernóva robbanás után?

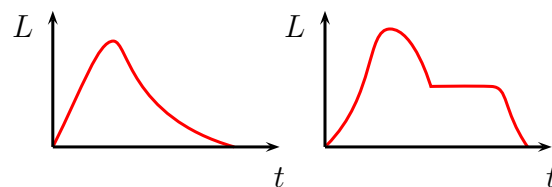
Ha a kezdeti tömeg nagyobb volt mint négy naptömeg, (*hiszen ez a feltétele annak, hogy ne fehér törpe legyen hanem szupernóva,*) de kisebb mint hatvan naptömeg, akkor neutroncsillag marad vissza.

Ha a kezdőtömeg nagyobb volt mint hatvan naptömeg, akkor ez egy nagyon nagy tömegű csillag, aminek nagyon rövid az élettartama, és az 5% ami visszamarad (*hiszen a 95% elszáll*), az három naptömegnél több, akkor ez a neutroncsillag már nem neutroncsillag, hanem összeomlik, és közvetlenül fekete lyuk lesz. A szupernóva végállapotnak, ami a négy naptömegnél nehezebb csillagokat jellemzi két kimenete van, a robbanás után vagy neutroncsillag, vagy fekete lyuk marad vissza.

Szupernóva robbanások:

Egy nehéz csillag élete végén bekövetkező szupernóva robbanás általában II-es típusú. A szupernóvákat elsősorban a színképük alapján kategorizálják. A II-es típusú szupernóvára természetesen jellemző egy időbeli fényesség-lefutási görbe, ami nem feltétlenül azonos két szupernóva esetén, de a besorolás a színkép alapján megy.

A besorolás alapja az, hogy mennyi nehéz elem látszik a színképben. A nehéz csillagokban elég sok nehéz elem volt, hiszen már jó sok keletkezett a csillag égése során. Intenzitás az idő függvényében a jobb oldali ábrán látható.



Vannak I-es típusú szupernóvák is, ahol döntően hidrogén van. Ezekből I_a, I_b és I_c alosztály különböztetünk meg.

Mind a a II-es, mind az I_b és I_c nagy tömegű csillagok felrobbanásakor keletkező szupernóvák, a tömeg és anyageloszlás függvénye hogy melyik osztályba soroljuk.

Hol és mikor keletkeznek a vasnál nehezebb elemek az univerzumban?

A primordiális nukleonszintézis során szinte csak He keletkezett, a csillagokban pedig a fúzió nem megy tovább a vasnál.

A *(II-es típusú)* szupernóva robbanás pillanatában keletkezik az összes vasnál nehezebb elem. Amikor ez a hatalmas neutrínó löket átáramlik a külső rétegeken, iszonyatos energiát visz magával, *(hiszen ez most nem egy normál neutrínótermelés mint a PP-lánc vagy CNO-ciklus alatt, hanem egy robbanásszerű, hatalmas mennyiség egyszerre való létrejötte)* és ez hozza létre az összes többi nehéz elemet a csillag külső rétegeiben, amikor azokon átszáguld.

Az összehuzánás alatt annyira sűrű, opálos a fotonokkal szemben a gáz hogy a fotonok ebből még nem tudnak kiszabadulni. A neutrínó természetesen nagyrészt akadálytalanul áthalad, ezért azokkal a neutrínó detektorokkal, amelyeket a Napneutrínó probléma miatt építettek, azokkal "látunk" ilyen szupernóva robbanást. Ezt egy nappal korábban látjuk, mint a fényét felvillanni az égen.

Ilyenkor nagyságrendekkel megugrik a detektált neutrínók száma, és ez jól jelzi a falszabaduló neutrínók mennyiségét. Hiszen nem egy Föld-Nap távolságról van szó, hanem akár galaxison kívüli eseményről, mégis sokkal több eseményt kapunk.

I_a típusú szupernóva-robbanások

Az I_a egy speciális típusú szupernóva. *(Az ábrán a bal oldali az időbeli lefutása)*

A fehér törpéről azt mondtuk, hogy kihűl, és eltűnik a HR-diagramról. De az attól hogy nem látható, még ott van.

Az összepréselt, igen forró szén atommag degenerált állapotú anyagot jelent, ahol az elektron gáz nyomása tart ellent a gravitációnak. *(Nem gáz, de nem is földszerű szilárd anyagként működik.)*

Chandrasekhar számolta ki vagy száz éve, *(miközben hajóval ment Indiából Angliába)* hogy olyan jellegű ez a szént tartalmazó fehér törpe, hogy ha több anyag kerül rá, akkor ahelyett hogy megnőne a sugara, *(egyre nagyobb a gravitáció, és az elektron gáz nem tud ellentartani)* egyre kisebb lesz a fehér törpe. Érthető, hogy ez a folyamat a végtelenségig nem folytatódhat.

Chandrasekhar számolta ki a róla elnevezett Chandrasekhar-határt, amit M_{ch} -val jelölnék, és az értéke $1.4M_{\odot}$. Azt állította, hogyha a fehér törpére anyag kerül, akkor a tömege egészen pontosan eddig a határig növekedik, és

ennél fölrobban.

Ez lenne az I_a típusú szupernóva. Bekövetkezik egy összeomlás, és a külső rétegek lelökődése. Ennek a színeképét H jellemzi, ugyanis azt gondoljuk, hogy egy kettőscsillag rendszerről van szó, amiben az egyik fehér törpe, ami másik meg éppen egy vörös óriás szakaszban jár, fölfújódik, és egy akkréciós tányér mentén a kisebbik csillag anyagot *((hidrogént))* tud átszívni a nagy felületéről, és a határt elérve fölrobban. A visszamaradó rész egy neutroncsillag lesz.

Ezt standard gyertyaként, távolságmérésre használható lehet használni, mivel az intenzitás maximuma mindig ugyanakkora. Mert egy nagy tömegű csillag lehet 20, vagy 80 naptömeg, így eltérő a maximális intenzitás, de itt a limit miatt ugyanakkor omlanak össze és robbannak, így egyforma méretű a robbanás.

Ha egy nagyon távoli galaxisban sikerül találni egy I_a robbanást, akkor a mért fényességből távolságmodulus egyenlettel meghatározható a távolsága.