

SZEGEDI TUDOMÁNYEGYETEM
TERMÉSZETTUDOMÁNYI ÉS INFORMATIKAI KAR
OPTIKAI ÉS KVANTUMELEKTRONIKAI TANSZÉK
CSILLAGÁSZ SZAK

DIPLOMAMUNKA

**Csillagfejlődési állapot tanulmányozása
szupernóva progenitorok környezetében**

Gáspár Prémlata Klára

Témavezető: Dr. Vinkó József, egyetemi docens

Szeged, 2009

Tartalomjegyzék

Tartalmi összefoglaló	iii
1. Csillagfejlődés	1
1.1. Kistömegű csillagok fejlődése	1
1.1.1. Az elfajult anyag - fehér törpék fizikai tulajdonságai	2
1.1.2. Ia típusú szupernóvák	4
1.1.3. Lehetséges progenitorok	4
1.2. Nagy tömegű csillagok fejlődése	5
1.2.1. II típusú szupernóvák	6
1.2.2. Ib/c típusú szupernóvák	9
2. A felhasznált műszer	10
2.1. Űrcsillagászat	10
2.2. A Hubble űrteleszkóp	10
2.2.1. Optikai rendszer	11
2.2.2. A WFPC2 kamera	11
2.2.3. A WFPC2 kamera hibái	12
2.2.4. A HST fotometriai rendszere	15
3. Képfeldolgozás	17
3.1. Maszkolás	19
3.2. Égi háttér számolása	20
3.3. Kozmikus sugarak eltávolítása	21
3.4. Forró pixelek eltávolítása	21
3.5. Fotometria	21
4. Eredmények	23
4.1. SN 2001du	24
4.2. SN 2003hv	25
4.3. SN 2005df	26
4.4. SN 2006dd	29

4.5. SN 2007gr	30
5. Összefoglalás	31
6. Mérési adatok	32
Irodalomjegyzék	41
Köszönetnyilvánítás	42
Nyilatkozat	43

Tartalmi összefoglaló

Dolgozatom első felében bemutatom, hogyan fejlődnek a csillagok, illetve melyek, és hogyan juthatnak el a szupernóva-robbanásig. Ezután írok a HST űrtávcsőről, és a WFPC2 kameráról, majd bemutatom az általa készített képek feldolgozására kifejlesztett *hstphot* programot. Dolgozatom következő részében olyan csillagpopulációkat vizsgálok, amelyekben a felvételek készítése után néhány évvel szupernóva robbant. A csillagokat HRD-n ábrázoltam, majd izokrónok illesztésével becslést adok az életkorukra. Megállapítottam, hogy ezek mind fiatal, csillagkeltő területek, életkoruk néhány milliótól néhány tízmillió évig terjed.

1. fejezet

Csillagfejlődés

1.1. Kistömegű csillagok fejlődése

A csillagok életük jelentős részét a fősorozaton töltik [6]. Energiájukat a magban a H fúziója biztosítja, a csillag tömegétől függően vagy a pp, vagy a CNO ciklus során. A $H \rightarrow He$ fúzió miatt megnő a magban az átlagos atomtömeg. Az ideális gázokat leíró gáztörvény $P_g = \rho kT / \mu m_H$ szerint ekkor a sűrűségnek, vagy a hőmérsékletnek emelkednie kell, hogy továbbra is egyensúlyt tudjon tartani a ránehezedő külső rétegek nyomásával.

Az összehúzódás során felszabaduló gravitációs energia fele a viriál-tételnek megfelelően kisugárzódik, másik fele pedig a termikus energia növelésére fordítódik, ezáltal nő a hőmérséklet. Mivel a pp ciklus során az energiatermelési ráta a hidrogén tömegarányától négyzetesen, a hőmérséklettől negyedik hatvány szerint függ, a csökkenő H mennyiséget ellensúlyozza az emelkedő hőmérséklet. A CNO ciklus energiatermelési rátája a hőmérséklet kb. 16-18. hatványával, míg a hidrogén, a szén, nitrogén, és oxigén arányával egyenesen arányos. A luminozitás tehát lassan növekszik, az 1.1 ábrán a csillag elhagyja a fősorozatot (ZAMS).

A fősorozati fejlődés során kialakul a He mag, körülötte a H égése a héjban folytatódik. A mag, mivel nem termel energiát, összenyomódik. A héjbeli H égetés nagyobb luminozitást okoz, mint a magbeli H fúzió. Az összehúzódó He mag a növekvő sűrűség miatt elfajulttá válik. Ekkor az elfajult elektrongáz nyomása tart egyensúlyt a csillag külső részével. Azonban amikor az elfajult mag tömege eléri egy bizonyos határt, a tömeg további növekedésével már nem nő tovább a nyomás, a mag elkezd összehúzódni. Ez a Schönberg-Chandrasekhar határ. Amikor az elfajult He mag átlépi ezt a határt, a csillag eljut a szubóriás ágra (SGB).

Az összehúzódás miatt felszabaduló gravitációs energia kisugárzódik, felfűti a H-égető burkot. Ezáltal a fúzió felgyorsul, a keletkező extra energia felfújja a csillagot. A tágulás miatt a csillag hőmérséklete csökken, jobbra halad a szubóriás ágon. Amikor

eléggé lehűl, konvektívává válik. A konvekció miatt a csillag anyaga felkavarodik (First dredge up). Az energia már gyorsan kijut a felszínre, ezáltal a luminozitás nő. Ez a vörös óriás ág (RGB).

A He mag összehúzódása továbbra is tart, ami tovább gyorsítja a H égését. Ez egészen addig tart, amíg a mag hőmérséklete elég magassá válik ahhoz, hogy a He fúziója is beinduljon. Mivel az anyag degenerált, a nyomása nem függ a hőmérséklettől, a fúziós ráta viszont igen. Így a mag nem tágul ki a fúzió beindulásakor, de a hőmérséklete megnő. Ez begyorsítja a fúziót. A He égése gyorsan, majdnem robbanásszerűen indul be. Ez a He-flash. Ezáltal a luminozitás és a hőmérséklet nő, a csillag sugara viszont csökkenni kezd, így a horizontális ágra (HB) kerül.

Végül a He is kifogy a magból, és egy egyre keskenyebbé váló héjban, egyre nagyobb energiahozammal ég tovább. A keletkező neutrínók rengeteg energiát elvisznek, így a mag hőmérséklete lecsökken, ismét jobbra indul az 1.1 ábrán. A sűrűsége megnő. A nyomás legjelentősebb komponensévé az elfajult elektronnyomás válik. A csillag külseje újra elnyeli a keletkező energia egy részét, kitágul és konvektívává válik, bekövetkezik a második felkeveredési szakasz.

Ezután az aszimptotikus óriásági (AGB) szakaszon a csillag több héjában is folyik fúzió. Eközben több hélium-héj flash is történik. A hidrogén- és a héliumégető zónák között is kialakul egy konvektív zóna, ami összeolvad a felszínhez közeli konvektív zónával. Ez a harmadik felkeveredési szakasz. Eközben a csillag jelentős mennyiségű tömeget veszít, mivel eléri az Eddington-fényességet. Az Eddington-fényesség esetében a csillag felszínén az effektív gravitációs gyorsulás értéke 0, tehát a felszín lebeg. Ekkor a sugárnyomásból, és a gravitációból származó erő értéke megegyezik.

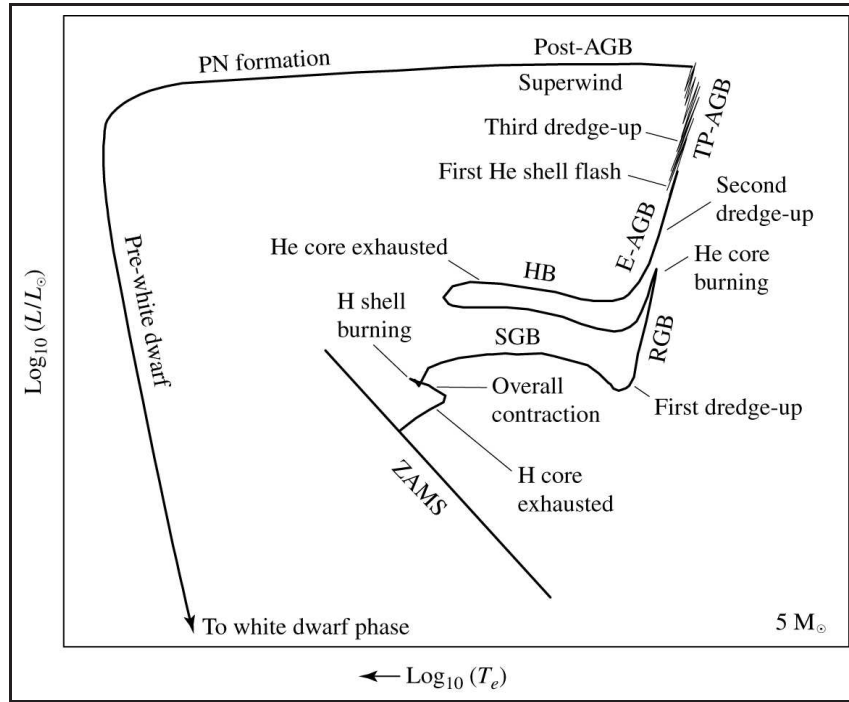
$$L_{Eddington} = \frac{4\pi G M c}{\bar{\kappa}} \quad (1.1)$$

ahol $\bar{\kappa}$ az egységnyi tömegre jutó abszorpciós együttható, G a gravitációs állandó, c a fény sebessége vákuumban, M pedig a csillag tömege.

Ezt a fényességet nem lépheti túl a csillag, de mivel a külsejét folyamatosan fújja le, egyre beljebb látunk a belsejébe, ahol egyre nagyobb a hőmérséklet. Ezért a csillag balra halad az 1.1 ábrán. A nagy csillagszél miatt látunk optikailag vastag felhőbe ágyazott, ún. OH/IR csillagokat. Nevüket az OH molekula mézer-emissziójáról kapták. A ledobódott felhő tovább tágul, ezek a planetáris ködök. Amikor optikailag vékonyná válik, láthatóvá teszi a csillag magját, ami fehér törpévé hűl, miközben lefelé vándorol az 1.1 ábrán.

1.1.1. Az elfajult anyag - fehér törpék fizikai tulajdonságai

Az anyag akkor válik elfajulttá, amikor a nagy sűrűség miatt a részecskék közel kerülnek egymáshoz. Így a helyük nagyon meghatározott lesz. A Heisenberg-féle határozatlansági reláció miatt ez azzal jár, hogy az impulzus bizonytalansága megnő. Mivel



1.1. ábra. $5 M_{\odot}$ csillagok fejlődése (forrás: [6])

$p = m \cdot v$, a kis tömegű elektronok esetében a sebesség bizonytalansága gyorsabban nő, mint a nehezebb nukleonok esetében. A megnövekvő impulzus miatt egy újfajta nyomás lép fel, ezt néha "kvantumnyomás"-nak is nevezik, mivel teljes egészében kvantumos effektusból származik. Az elektronoknál jelentkezik először a kvantumnyomás hatása, tehát az elektronok válnak először elfajulttá. Számszerűsítve, az elfajultság feltétele, hogy

$$\frac{T}{\rho^{2/3}} < 1.3 \cdot 10^5 K cm^2 g^{-2/3} \quad (1.2)$$

feltételezve, hogy a nukleonok és protonok aránya 0.5. Ekkor az elektrongáz nyomása a Pauli-féle kizárási elvből, és a Heisenberg-féle határozatlansági relációból számolható:

$$P = \frac{(3\pi^2)^{1/3}}{5m_e} \hbar^2 \left[\frac{Z}{A} \frac{\rho}{m_H} \right]^{5/3} \quad (1.3)$$

Ha ezt a nyomást egyenlővé tesszük a hidrosztatikai egyensúly és konstans sűrűség feltételezésével ($\rho = M/V$) nyert hidrosztatikai nyomással, a kapott egyenletet átalakítva azt a meglepő eredményt kapjuk, hogy a fehér törpék tömege, és térfogata fordítottan arányos egymással. Ha tehát egy fehér törpe anyagot kap, a térfogata egyre csökken, ezáltal a sűrűsége megnő. Azonban amikor a sűrűség eléri a kb. $10^6 g/cm^3$ -es

értéket, az elektronok relativisztikussá válnak ($v \approx c/3$). A relativisztikus elektronnyomást a

$$P = \frac{(3\pi^2)^{\frac{1}{3}}}{4} \hbar c \left[\frac{Z}{A} \frac{\rho}{m_H} \right]^{\frac{4}{3}} \quad (1.4)$$

egyenlettel adhatjuk meg. Ha ezt tesszük egyenlővé a fehér törpe belsejében levő hidrosztatikai nyomással, majd kifejezzük a tömeget, megkapjuk a Chandrasekhar-féle határt.

$$M \approx \frac{(3\sqrt{2\pi})}{8} \frac{\hbar c^{\frac{3}{2}}}{G} \left[\frac{Z}{A} \frac{1}{m_H} \right]^2 \quad (1.5)$$

1.1.2. Ia típusú szupernóvák

Az elméletek szerint Ia típusú szupernóvák akkor keletkeznek, ha egy szoros kettős rendszerben levő fehér törpe anyagot kap társától [14]. Amikor átlépi a Chandrasekhar-határt, termonukleáris robbanása során megsemmisül. Mivel azonban még nem azonosítottak Ia progenitort, ezek csak feltételezések, elméleti spekulációk. Ia típusú szupernóvák előfordulnak fiatal és idősebb ($t \approx 4 \cdot 10^9$ év) populációkban, spirál és elliptikus galaxisokban is. Az Ia típusú robbanások nagyon homogének, kb. 90% -uk fénygörbéje, spektruma, és abszolút fényessége hasonló. Az elméletek szerint minden SN Ia-nál azonos tömegű fehér törpe robban, a különbségeket a keletkező ^{56}Ni mennyisége okozza.

1.1.3. Lehetséges progenitorok

1.1.3.1. O-Ne fehér törpék

Ezek kb. $10 M_{\odot}$ fősorozati csillagokból keletkeznek kettős rendszerben. Ilyenekből azonban kevés van az észlelt Ia-khoz képest, és a számítások szerint akkréció-indukált kollapszussal, robbanás nélkül neutroncsillaggá alakulnak.

1.1.3.2. C-O fehér törpék

Ezek legfeljebb $10 M_{\odot}$ fősorozati csillagokból keletkeznek kettős rendszerben. Elég nagy számban vannak ilyenek, és elég nagy a kezdeti tömeg és az akkréciós ráta értékének lehetséges tartománya, amelyben szupernóvaként robbanhatnak. A legtöbb SN Ia ezekből keletkezik.

Amennyiben a progenitor társa szintén degenerált fehér törpe, a rendszer a gravitációs sugárzás miatt energiát veszít, ezáltal összeolvad a két komponens. Ekkor dupla-degenerált összeolvadásról beszélünk, hiszen a kettős rendszer mindkét tagja degenerált

fehér törpe. Itt egyik komponensben sincsen hidrogén, ami jól magyarázza, hogy a felrobbanó csillag spektrumában miért nem látunk H vonalat. Ezt a modellt támogatja az is, hogy több, két fehér törpéből álló rendszer ismert. Ennek a modellnek azonban van egy problémája. A számítások szerint két C-O fehér törpe összeolvadásakor, miután a kisebb tömegű csillag kitöltötte a Roche-térfogatát, néhány keringési periódus alatt vastag, forró korongot formál a társa körül. A további fejlődés az akkréciós rátától függ. Ha $\dot{M} \geq 2.7 \cdot 10^{-6} M_{\odot}/\text{év}$, amit a MHD számítások jóval felülmúlnak, a szén nem a központban gyullad be. Ilyen esetekben a C-O mag robbanás nélkül ég O, Ne, és Mg keverékké, majd neutroncsillaggá alakul. Ezt bizonyítja, hogy néhány pulzár körül találtak bolygót, ami az akkréciós korongból keletkezhetett.

Ha a társcsillag egy elfejlődött óriás, a progenitor H-ben, vagy He-ban gazdag anyagot kap. Így éri el a Chandrasekhar-tömeget, ahol a megbomló egyensúly robbanáshoz vezet. A fehér törpe felületére hulló H folyamatosan ég a felszínen. Ilyen jelölteket is találtak már, ezek a szuperlágymögnyöntgenforrások, visszatérő nówák, és szimbiotikus csillagok. A számítások szerint ez a jelenség jobban visszaadja a galaktikus kémiai fejlődést. A modell gyengesége, hogy nem tudjuk, hogy a H-akkrécióval elérhető-e a Chandrasekhar-tömeg. Ez azért problémás, mert a behulló anyag erős csillagszéllel, illetve nówakitörések alkalmával távozik a progenitorról. A nówakitörések során a behulló hidrogén a csillag felszínén berobban, ami nem okozza a fehér törpe pusztulását. A tömegátadás $q_{max} = m_2/m_1 = 1.15$ arányig stabil maradhat. Ha a fehér törpéről áramló szél lefújja a vörös óriás külsejét, a tömegarány tovább növelhető. Ezáltal többféle kezdeti elrendezésű rendszerből keletkezhet SN Ia.

Az optikailag vastag csillagszél, ami a fehér törpéről ered, és a társáról anyagot fúj le, azért fontos, mert meggátolja a szeparáció csökkenését a két csillag között [10]. Enélkül a fehér törpe robbanás nélkül összeolvadna a fősorozati csillaggal, vagy duplán elfajulttá válna a rendszer, ha a társ vörös óriás. A másodkomponens anyagvesztése azért fontos, hogy megakadályozza a közös burok kialakulását. Ezzel is számolva a csillagkeletkezés óta eltelt idő függvényében az Ia SN-k eloszlására kb. t^{-1} -et kapunk, ami jó egyezést mutat a megfigyelésekkel. Amennyiben a progenitor társa egy 2-6 M_{\odot} fősorozati csillag, a csillagkeletkezés után 0.1 milliárd évvel robban a szupernóva. Ha a másik csillag kis tömegű vörös óriás (0.9-1 M_{\odot}), 10 Mrd évnél idősebb SN Ia populációt kapunk.

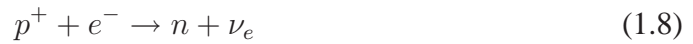
1.2. Nagy tömegű csillagok fejlődése

Ha egy csillag kezdeti tömege nagyobb, mint kb. 8 M_{\odot} , fejlődése már a fősorozaton eltér az eddig leírtaktól [6]. A hidrogén CNO-ciklus során ég héliummá. A keletkező luminozitás nagy, ezért az energia csak konvektív módon terjed. Ez felkeveri a csillag kémiai összetételét, nem alakul ki He mag. A fúzió során nő az átlagos részecsketömeg, nő a sugár, és a luminozitás is. Amikor a luminozitás eléri az Edding-

ton-féle határt (1.1 egyenlet), már nem nőhet tovább. A csillag sugara azonban tovább nő, így az effektív hőmérséklet csökkenni kezd, a csillag jobbra indul a HRD-n. Amikor leáll a konvekció, kialakul a He mag, elkezd összehúzódni, ezáltal felmelegedni. Beindul benne a fúzió, még mielőtt degenerálttá válna. Így a hőmérséklet fokozatosan nő, nem történik He-flash. Ahogy a He elfogy, a mag ismét elkezd összehúzódni, ami a hőmérsékletet megnöveli, így beindul a magban a szén és oxigén, majd a keletkező nehezebb elemek fúziója. Ez okozza a „kék hurkokat”. Ha kialakul a vasmag, a további fúzió már nem termel energiát. A mag összehúzódik, és ha eléri a $T > 10^9$ K hőmérsékletet, beindul a fotobomlás:



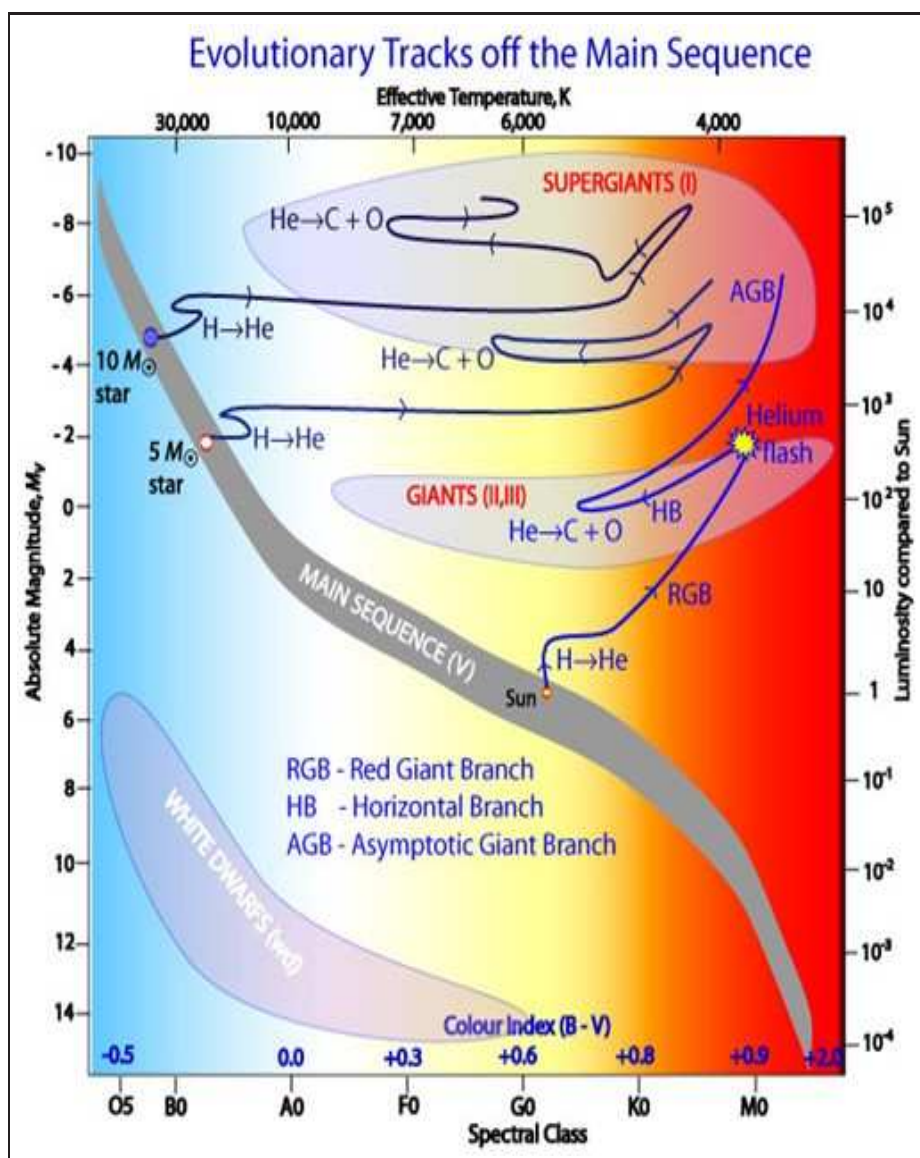
Ez az égésterméknek csökkenti, a fúzió üzemanyagának növeli a mennyiségét. Rövid ideig beállhat az egyensúly. Amikor a magban a hőmérséklet és a sűrűség meghaladja a $T > 8 \cdot 10^9$ K, és $\rho > 10^{10} \text{g/cm}^3$ értéket, beindul a neutronizáció.



A degenerált vasmagban a nyomást az elektronok biztosítják, amelyek így eltűnnek, a mag összeomlik. A keletkező neutrínók rengeteg energiát elvisznek. Egy $20 M_{\odot}$ csillagnál 10^7 -szer nagyobb a neutrínófluxus a fotonfluxusnál. A degenerált elektronok nyomása, amely eddig a mag egyensúlyát biztosította, eltűnik. Ekkor következik be a mag-összeomlásos (Core Collapse-CC) szupernóva-robbanás. Ahogy a csillag magja összeomlik, a felszabaduló gravitációs energia kisugárzódik. Eközben a nagyon nagy sűrűségű neutrongáz elfajult állapotba kerül. Ha a mag tömege nem túl nagy, az elfajult neutrongáz nyomása meg tudja állítani az összeomlást, így kialakul a neutroncsillag. A neutroncsillagra ráhulló gázzréteg visszapattan, ütközik a még befelé hulló anyaggal, kialakítva egy kifele haladó lökéshullámot. A lökéshullám kiszakítja a csillag hidrogénben gazdag külső burkát. Ha a csillag tömege nagyobb, mint kb. $20 M_{\odot}$, már az elfajult neutronnyomás sem elég nagy ahhoz, hogy megtartsa az egyensúlyt, fekete lyuk keletkezik.

1.2.1. II típusú szupernóvák

A II típusú szupernóváknak két nagy csoportját különböztetjük meg [6]. A IIP típus fénygörbéjében megfigyelhetünk egy konstans fényességű platót, míg a IIL típus fénygörbéje lineáris lefutású. A robbanás során a ledobódott H ionizált állapotba kerül. Ahogy a felhő tágul és hűl, rekombinálódik, ezáltal energiát sugároz ki. Ez okozza a platót. A lineáris fényességcsökkenést a ${}^{56}\text{Ni} \rightarrow {}^{56}\text{Co} \rightarrow {}^{56}\text{Fe}$ bomlás okozza.

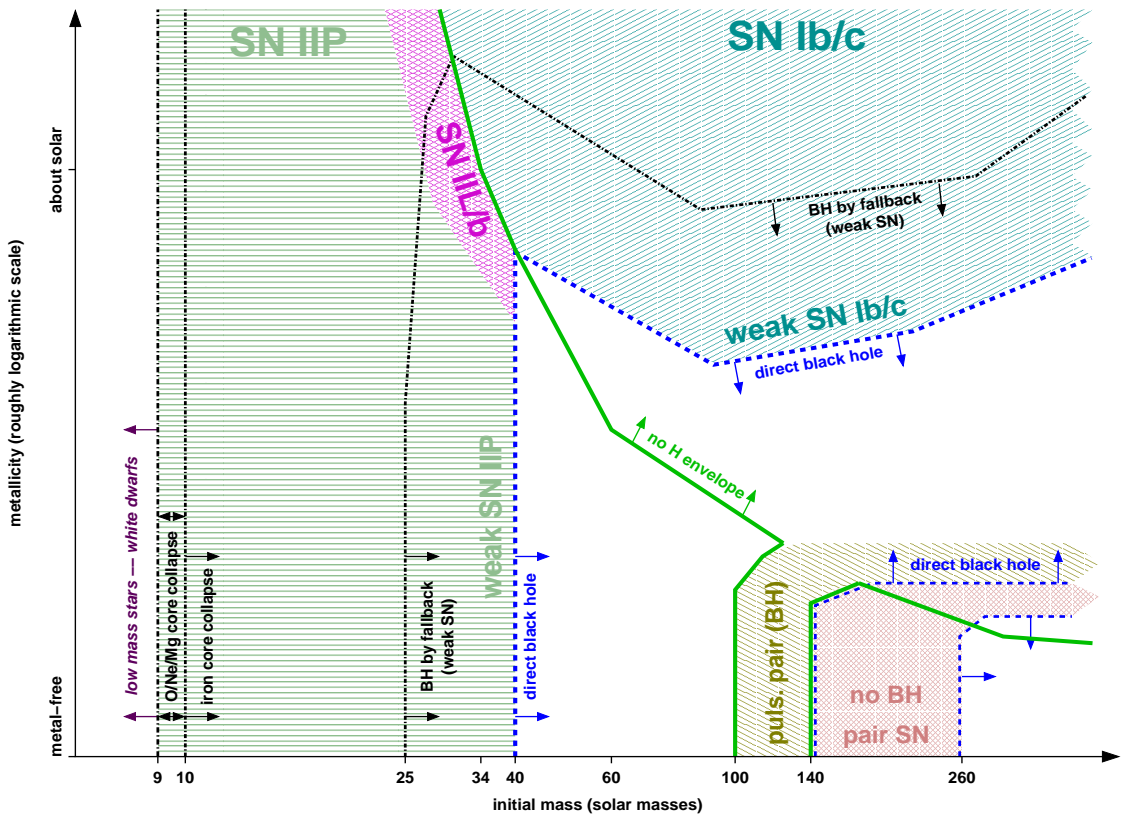


1.2. ábra. Különböző tömegű csillagok fejlődése a HRD-n (forrás: <http://www4.nau.edu/meteorite/Meteorite/Images/StellarEvolution1.jpg>)

Csak bizonyos tömegtartományba tartozó csillagokból lehet II-es típusú szupernóva [11]. Az alsó határt a konvekció mértéke határozza meg. A modellszámítások $6-11 M_{\odot}$ tömeget adtak. Az ennél kisebb kezdeti tömeggel rendelkező csillagok amelyek fokozatosan fújják le a külső rétegüket, fehér törpékké alakulnak.

A felső tömeghatárt az határozza meg, hogy a héjban létrejövő He-flash le tudja dobni a Ne-O mag burkát. A különböző számítások ezt $25-40 M_{\odot}$ közé teszik.

Ez enyhén függ a fémességtől is. Nagyobb fémtartalom esetén a nagyobb tömegvesztés miatt kisebb lesz a H burok. $2 M_{\odot}$ -nyi H már nem tudja a robbanás utáni fénygörbében fenntartani a platót, ezért ebben az esetben IIL, vagy nagyon vékony H réteg esetében Iib típusú szupernóvát látunk. A Iib típus spektruma kezdetben a II-es típushoz hasonlít (tartalmaz H vonalat), majd később az Ib-hez. A fémességnek és a kezdeti tömegnek viszonylag szűk tartományban kell mozognia ahhoz, hogy a hidrogénburok elvékonyodjon, de ne fúvódjon le teljesen. A CC szupernóvák progenitorainak lehetséges kezdeti tömeg-, és fémesség értékeit mutatja az 1.3 ábra. Ennek megfelelően a IIL és IIP robbanások megfigyelt aránya kb. 10-20 %.



1.3. ábra. Core collapse szupernóvák lehetséges progenitorai (forrás: [11])

A IIP típusú szupernóvák esetében a legkisebb tömegű progenitorok szintén kb. $8.5 M_{\odot}$ körül vannak [16]. A legnagyobb tömeg, amit detektáltak, $16 M_{\odot}$. Egyes modellek szerint $17-30 M_{\odot}$ közötti vörös szuperóriások is IIP típusú szupernóvaként fe-

jezik be életüket. Mivel azonban az utóbbi 10 év megfigyelései ezt nem támasztják alá, lehetséges, hogy ezek a csillagok robbanás nélkül, vagy nagyon halvány, ezért nem detektált robbanással alakulnak fekete lyukká.

1.2.2. Ib/c típusú szupernóvák

Az elméletek alapján ennek a típusnak a progenitorai Wolf-Rayet csillagok [7]. Ezek olyan nagytömegű csillagok, amelyeknek az erős csillagszél miatt nincs, vagy nagyon vékony a H burkuk. A magban He égése folyik. Három csoportjukat különböztetjük meg. Az alapján hogy a He mellett melyik elem vonalai erősek, WN (nitrogén), WC (szén), és WO (oxigén) típusúak lehetnek. Két csoportjuk fejlődhet végül szupernóvává. Amelyek kezdeti tömege $25-40 M_{\odot}$ között van, a fejlődés végén WN csillagokká válnak, majd Ib típusú robbanással semmisülnek meg. Amelyek kezdeti tömege ennél nagyobb, továbbfejlődnek WC csillagokká az Ic típusú robbanás előtt. Az Ib típus spektrumában van He vonal. Az Ic típus a robbanás előtt lefújta a hélium burkát is, így itt nem látunk He vonalat. Közvetlenül is sikerült detektálni a progenitort az SN 2008D esetében, amit a robbanás pillanatában, mint röntgen-kitörést észleltek [18]. Ezáltal lehetőség nyílt meghatározni a progenitor sugarát, illetve a robbanás előtt a csillagszél mértékét. Ezek alapján egy olyan csillagot láttunk, amely kompakt ($R \approx 10^{11}$ cm), és a csillagszél lehámozta a hidrogén burkát. Ez megegyezik a WR csillagok főbb tulajdonságaival.

2. fejezet

A felhasznált műszer

2.1. Űrcsillagászat

Az űrtávcsövek alkalmazásával kiküszöbölhetőek a légkör hatásai [19]. Ezek közül a legfontosabbak:

- Szórás
- Légköri emisszió
- Turbulenciák
- Az időjárás változékonysága
- A légkör csak szűk hullámhossztartományon engedi át az elektromágneses sugárzást

Ezáltal elérhetővé válik a felbontóképesség maximális határa, $1.22\lambda/d$, ahol λ fény hullámhossza, d az apertúra átmérője. További előny, hogy a súlytalanság állapotában keringő műszereknél a gravitáció nem okoz mechanikai deformációt. A légkör hatásainak kiküszöbölésével az égi háttér jelentősen lecsökken. Ezen előnyök mellett azonban az űrtávcsöves megfigyelések hátránya, hogy sokkal több a kozmikus sugár, ami rontja a kép minőségét.

2.2. A Hubble űrteleszkóp

Űrtávcsövek építésének a gondolata először az 1920-as években merült föl Herman Oberth cikkében¹. Az ötlet tényleges megvalósítása 1969-ben kezdődött el, amikor Lyman Spitzer kezdeményezésére beindult a Large Space Telescope (LST) project.

¹<http://hubble.nasa.gov/overview/intro.php>

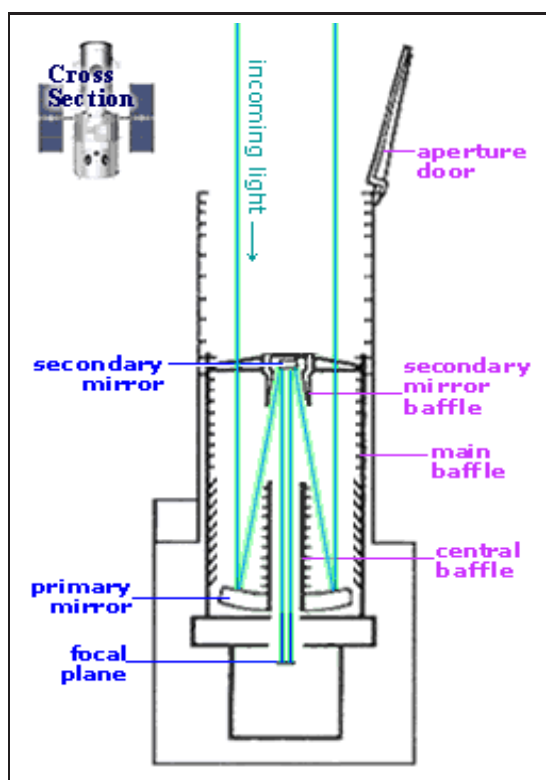
1971-ben nevezték el a legnagyobb, és legkomplexebb tervezett űrtávcsövet Edwin Hubble-ről, aki 1920-as években galaxisok távolságát, és radiális sebességeit megmérve felfedezte az univerzum tágulását. 1981-ben alakult meg a STScI-Space Telescope Science Institute, az a csillagászati kutatócsoport, amely a Hubble űrtávcsövet működteti. Végül 1990-ben állította a Discovery földközeli pályára (600 km) a Hubble űrteleszkópot. Nem sokkal a fellövés után fedezték fel a főtükrő szférikus aberrációját. Ezt az első (1993-as) szervízmisszió során korrigálták a COSTAR-ral (Corrective Optics Space Telescope Axia Replacement). Ekkor cserélték le a WF/PC kamerát a WFPC 2-re, amelynek a képeit felhasználtam, emellett több más műszert is kicseréltek, illetve újakat helyeztek el. További javítások és cserék történtek 1997-ben, 1998-ban, 1999-ben, és 2002-ben. A legújabb, és a tervek szerint az utolsó szervízmisszió során, amely 2009. május 11-én indult, leszerelik a WFPC2-t, utóda a WFC3.

2.2.1. Optikai rendszer

A HST optikai rendszere egy 2.4 méteres főtükrű Ritchey-Chretien távcső. Ennél az elrendezésnél a fő- és a segédtükör is hiperboloid, a főtükrő közepén át van fúrva, így a segédtükör fókusza a főtükrő mögé esik. A fény a belépő nyíláson keresztül az árnyékoló lemezek között jut el a főtükrőig. A főtükrő továbbítja a fényt a 0.3 m átmérőjű segédtükörig, amely visszaveri a sugarakat a főtükrőn levő lyuk felé a központi árnyékolókon át. Ez látható a 2.1 ábrán. A főtükrő mögött található a fókuszsík, ahol a detektor rögzíti a keletkező képet. Mivel a főtükrőt 4 mikronnal laposabbra csiszolták, fellépett a szférikus aberráció. Ezért volt szükség a COSTAR (Corrective Optics Space Telescope Axial Replacement) felszerelésére a detektorokra. A később felszerelt műszerek is korrigálva vannak szférikus aberrációra.

2.2.2. A WFPC2 kamera

A WFPC2-t is az 1993-as szervízmisszió során szerelték fel a Hubble teleszkópra, elődje, a WF/PC-1 helyére [1]. Várhatóan a 2009-es szervízmisszió során cserélik le, utóda a WFC3. A műszer négy kamerából áll. A fókuszsík közelében elhelyezett, négyoldalú piramis alakú tükör bontja négy részre a látómezőt a 2.2 ábrán látható módon. Mind a négy kamerában 800*800 pixeles Loral CCD detektor található. Három nagy látómezőjű (WFC) CCD csip L alakban helyezkedik el, és egy kisebb látómezőjű, de jobb felbontású kamera az L alakot négyzetté egészíti ki. A WF kamerák felbontása $0.1''/pixel$, fényereje $f/12.9$, míg a PC felbontása pixelenként $0.046''$, fényereje $f/28.3$.



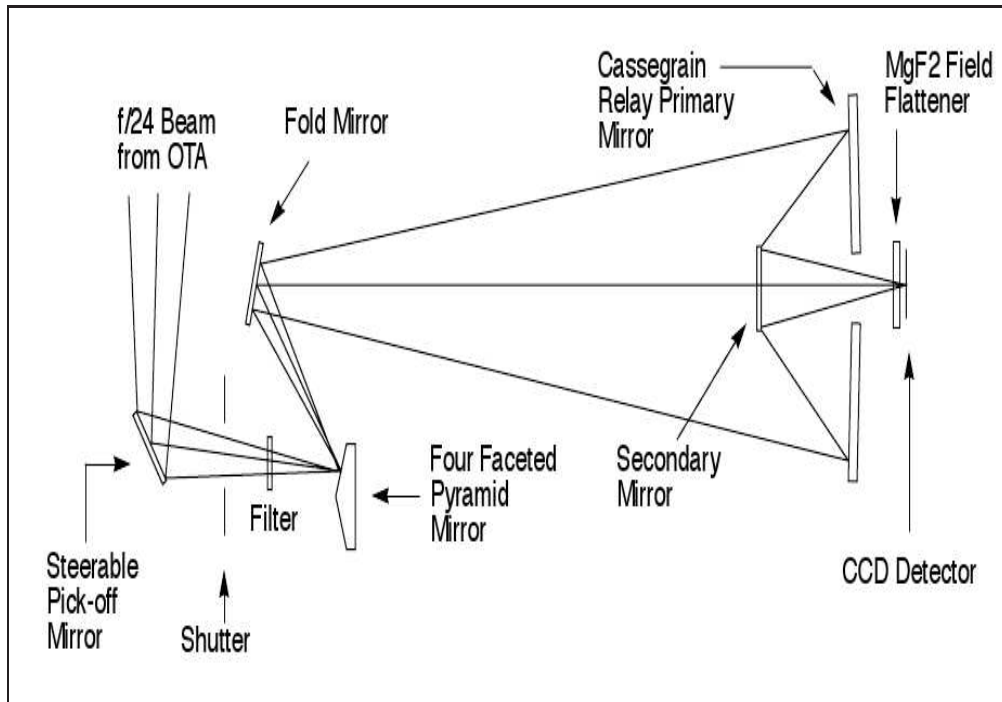
2.1. ábra. A fény útja a HST-ben (forrás: <http://hubble.nasa.gov>)

2.2.3. A WFPC2 kamera hibái

2.2.3.1. A töltéstovábbítási hatékonyság (CTE)

A WFPC2 CCD detektoraiban a töltéstovábbítás nem tökéletes [4], [3]. Emiatt azok az objektumok, amelyek az erősítőtől távol esnek, halványabbak, mint ha közel lennének hozzá ($X, Y=1$). Ez a hatás az idővel nő. Az okozza, hogy a CCD a kiolvasás közben is csapdáz be elektronokat. Ezeket a becsapdázott elektronokat később kibocsátja, amikor az eredetileg az adott pixelen levő elektronok már távolabb jutottak. Ennek a hatása a csillagok fotometriájára erősen függ a háttértől, ahogy az a 2.4 ábrán látszik. Három főkomponenst lehet megkülönböztetni:

- Gyorsan csökkenő nyúlvány +Y irányban (néhány 10 msec-os időskálán)
- Kiterjedt nyúlvány +Y irányban (kb. 100 msec-os időskálán)
- Gyorsan csökkenő nyúlvány +X irányban (kb. 10 μ sec-os időskálán)



2.2. ábra. A WFPC2 kamera fényútja (forrás: [15])

Ezek a hatások jól látszanak a 2.5 ábrán. Van egy negyedik komponens is, ami hosszú ideig tartó reziduál képeket okoz, ami a 2.3 képen látható, de ennek a hatása elhanyagolható.

2.2.3.2. Geometriai torzítás

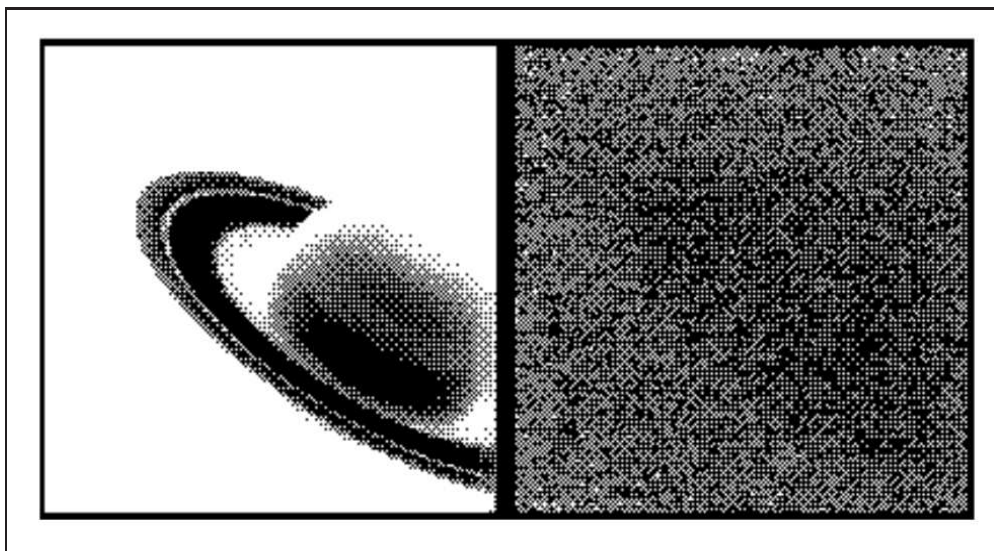
A WFPC2 látómezeje a műszer felépítése miatt geometriai torzítást szenved, aminek mértéke a chipék közepén néhány tized pixel, míg a szélein 2-3 pixel is lehet² [12]. Ez a WF chipéken 20-300, a PC chipen 8-100 mas. Ennek főbb okai a széles látómező, és az, hogy a műszerek elrendezése nem az optikai tengelyre esik. A torzítást ráadásul felerősíti a távcső szférikus aberrációja. Ezt a torzítást a következő egyenletekkel lehet korrigálni:

$$X_g = C_1 + C_2X + C_3Y + C_4X^2 + C_5XY + C_6Y^2 + C_7X^3 + C_8X^2Y + C_9XY^2 + C_{10}Y^3$$

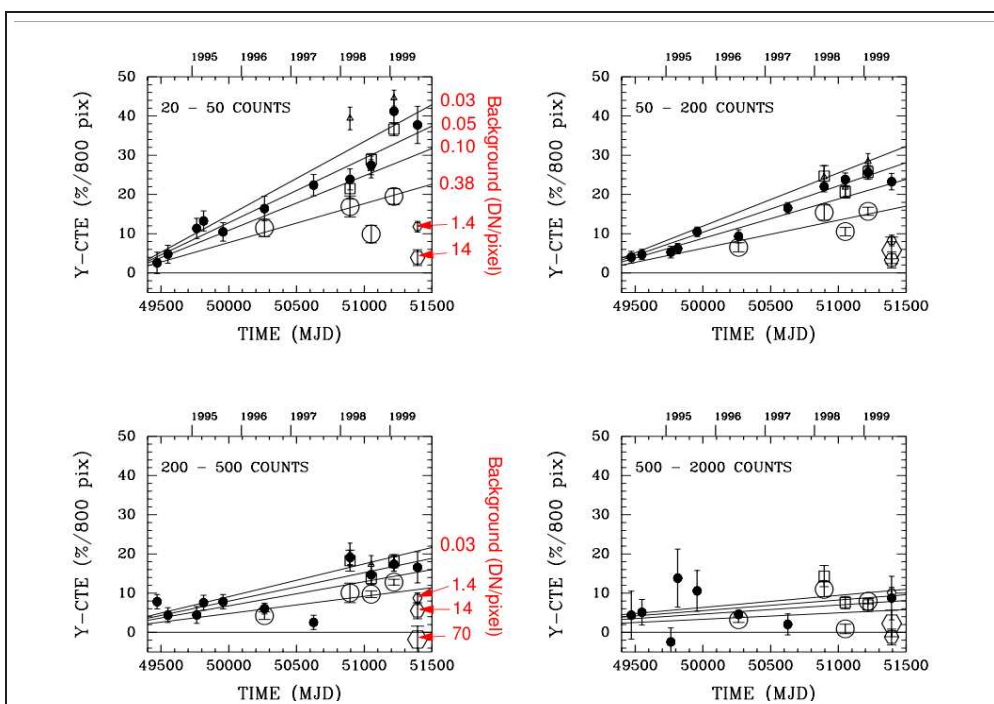
$$Y_g = D_1 + D_2X + D_3Y + D_4X^2 + D_5XY + D_6Y^2 + D_7X^3 + D_8X^2Y + D_9XY^2 + D_{10}Y^3$$

ahol az X_g , és Y_g a korrigált koordináták, X és Y pedig az eredeti koordináták, ha a koordináta-rendszer kezdőpontját a chipék középre helyezzük. C és D mind négy

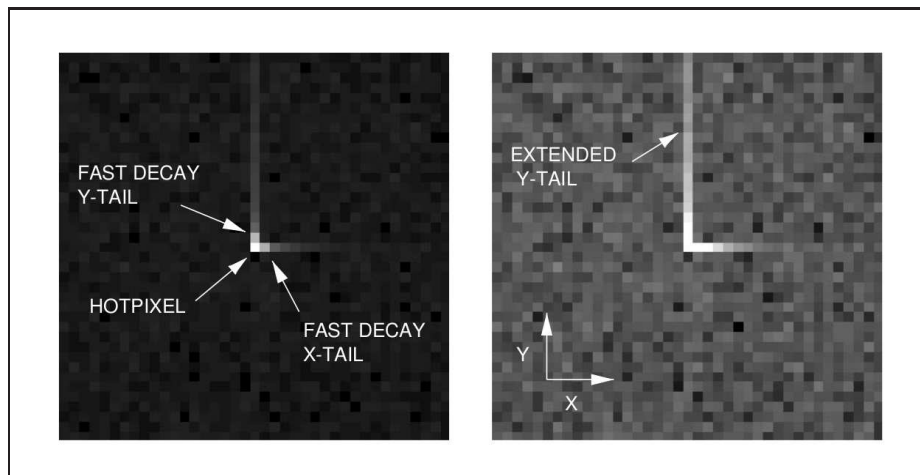
²http://www.stsci.edu/hst/wfpc/documents/isr/wfpc2_isr9502.html



2.3. ábra. A Szaturnusz képe, és a közvetlenül utána készített dark kép (forrás: [3])

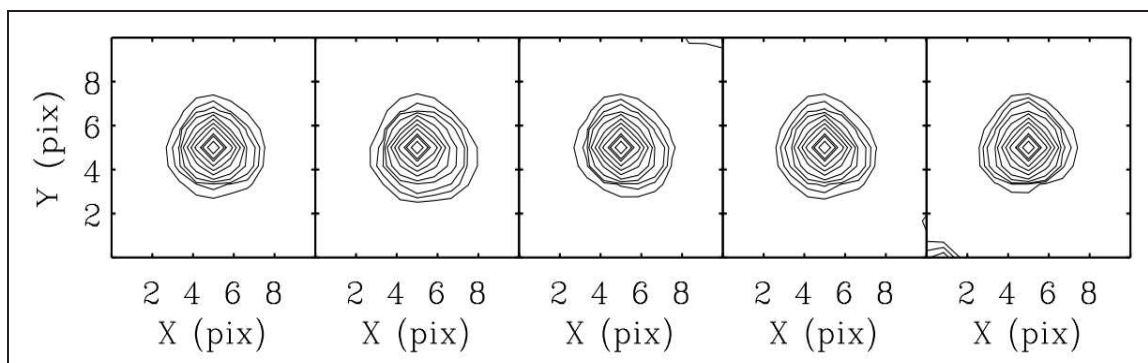


2.4. ábra. Az Y irányú CTE veszteség az égi háttér, és az idő függvényében. A különböző szimbólumok a különböző háttérhez tartozó értékeket jelölik. (forrás: [3])



2.5. ábra. A CTE hibájának három fő komponense (forrás: [4])

chipekre meghatározott együtthatók, és értékük enyhén függ a hullámhossztól. A PSF-ek torzulását a chippek különböző részein a 2.6 ábra szemlélteti.

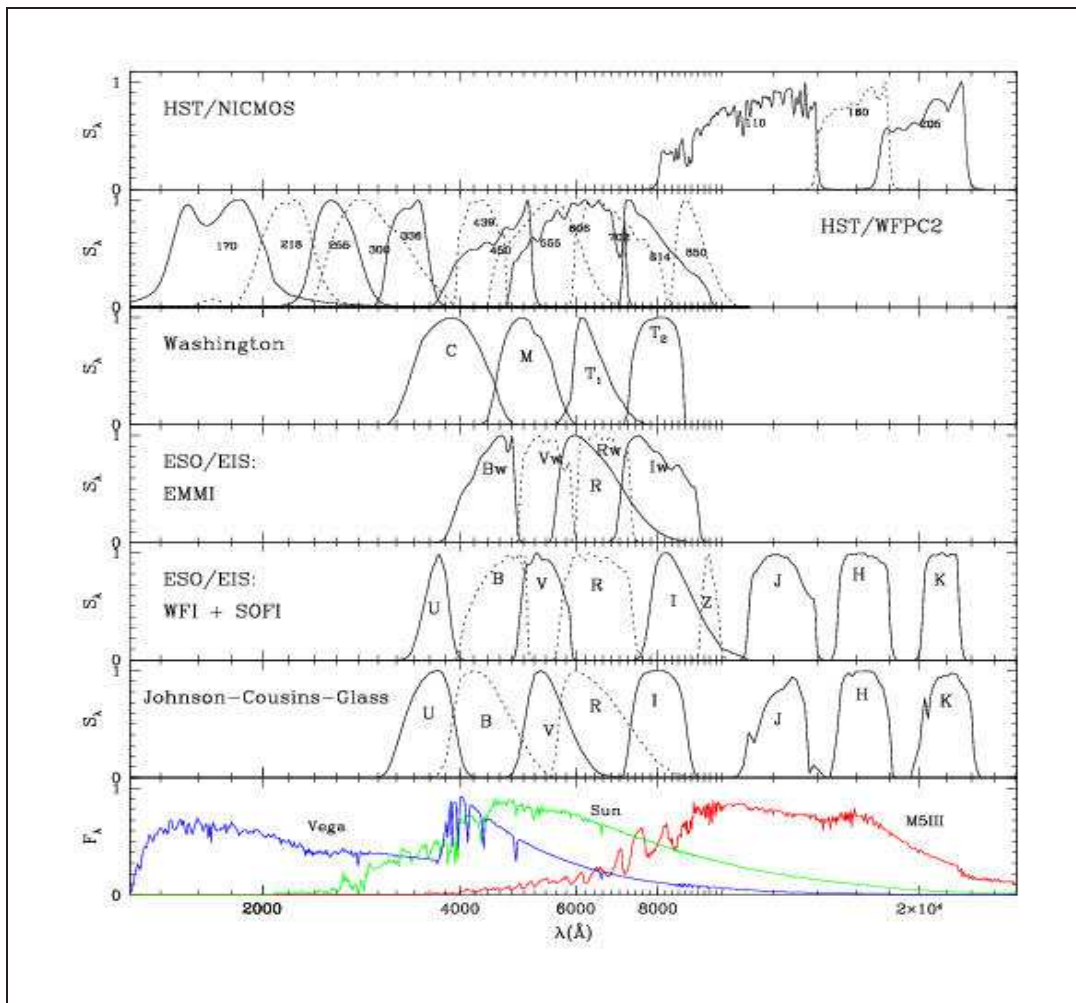


2.6. ábra. A PSF-ek torzulása. Az első kép a chip középső, majd bal alsó, jobb alsó, jobb felső, és bal felső részén látható PSF-eket ábrázolja. (forrás: [12])

2.2.4. A HST fotometriai rendszere

A VEGAmag fotometriai rendszerekben a Vega (alfa Lyrae) az elsődleges kalibráló csillag [8]. A legismertebb ilyen a Johnson-Cousins-Glass féle UBVRJHKLMN rendszer. Ez alapján a Vega fényessége: $V = 0.03$, és minden színindexe 0. A többi VEGAmag rendszer is hasonló definíciót követ, bár néhány szín itt kissé eltérhet 0-tól. A HST szűrőinek, és más szűrőrendszereknek az összehasonlítása látható a 2.7 ábrán.

A HST/WFPC2 által használt rendszer esetében a Vega abszolút fényességei Johnson-féle rendszerben, és a saját, megfelelő szűrőiben is $U=0.02$, $B=0.02$, $V=0.03$, $R=0.039$, $I=0.035$. Az ezek közé eső szűrőkben a fényességet lineáris interpolációval határozták meg, a kékebb és vörösebb szűrőkben a Vega fényessége 0 mag. A Vega spektrumát 1500-tól 10 500 Å-ig jól ismerjük. Ez alapján az optikai és ultraibolya tartományban, ahol a HST/WFPC2 műszer is mér, jól definiálható a fotometriai rendszer.



2.7. ábra. Különböző szűrők áteresztési függvényei (forrás: [8])

Bár a HST nem a Johnson féle szűrőrendszert használja, a kétféle rendszerben képzett színek közül az F450W a Johnson-féle B-szűrőnek, az F555W az V-nek, az F606W az R-nek, az F814W pedig az I-nek felelnek meg [1].

3. fejezet

Képfeldolgozás

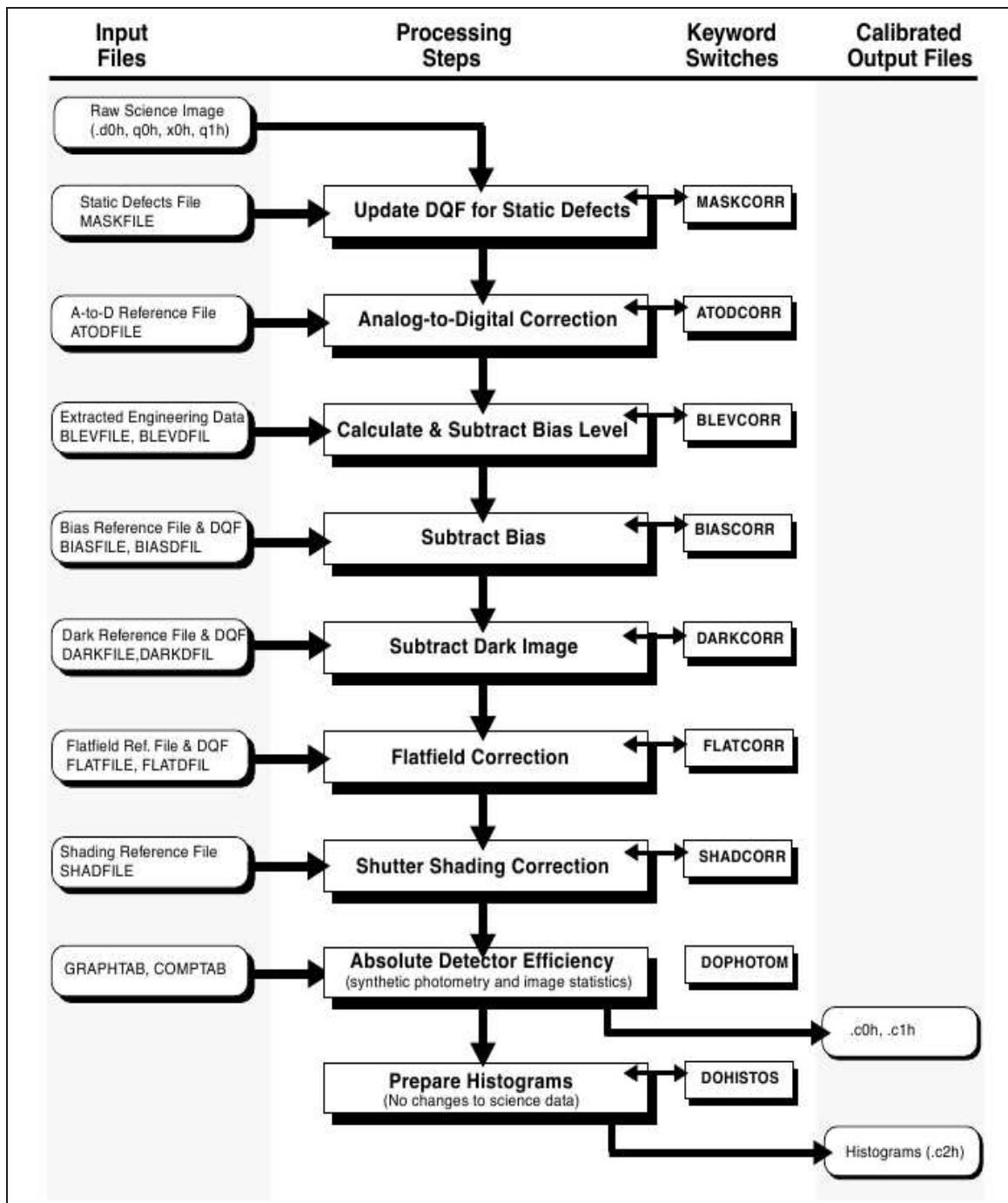
A Hubble által készített felvételek a készítéstől számított egy év elteltével válnak nyilvánossá. Ezeket a MAST (Multimission Archive at STScI)¹ honlapjáról lehet letölteni. Keresni lehet az alapján, hogy milyen kamerával készült a felvétel, képet, vagy spektrumot keresünk-e, stb. A WFPC2 kamerával készült nyers képeken a 3.1 ábrán felvázoltak szerint mechanikusan elvégzi az alapkorrekciókat a „pipeline” [1]. Először a DQ (data quality-adat minőségi) képeken megjelöli a folyamatosan rossz pixeleket. A DQ fájlokban a pixelek értéke azt jelzi, hogy az adott pixel jól működik-e, illetve ha nem, milyen hibái vannak. Következő lépésben a képen korrigál az analóg-digitális átalakítás hibájára. Ezután levonja a bias alapszintet, majd a bias képet is. Ezt követően levonja a dark-képet (sötét áram) a 10 másodpercnél hosszabb expozíciós idejű képekre. Elvégzi a flat-field korrekciót. A 10 másodpercnél rövidebb expozíciós idők esetében a zár becsukódásának véges sebességére is korrigál. Ezután már csak a fotometriához szükséges kulcsszavak értékét számolja ki, és meghatározza a végső DQ fájlokat. Az így keletkezett `_cof.fits` (adat), és `_c1f.fits` (DQ) fájlokat használtam fel a dolgozatban. Az archívumból elérhető az összes kalibrációs fájl, amit a „pipeline” használ.

A 2000-2007 eleje közötti, 15 magnitúdónál fényesebb maximális fényességű szupernóvák robbanás előtti, WFPC2-vel készült képeit használtam fel, Ezeket a 3.1, 3.2, 3.3, 3.4, és 3.5 táblázatban foglaltam össze.

A képek redukálásához a HSTphot² nevű programot használtam. Ezt a programot kifejezetten az alul-mintavételezett CCD képek feldolgozásához fejlesztették ki. Először a hibás pixeleket távolítottam el a képekről (mask), majd az égi háteret számítottam ki (getsky). Ezek után a kozmikus sugarak (crmask) és a forró pixelek (hotpixels) eltávolítása következett, végül a fotometria.

¹<http://archive.stsci.edu/>

²<http://purcell.as.arizona.edu/hstphot/>



3.1. ábra. A nyers képek korrigálása (forrás: [1])

a kép neve	cél	RA	DEC	expozíciós idő	szűrő
U2KV010DT	NGC1365	03 33 33.85	-36 08 42.5	1.000	F555W
U2KV010ET	NGC1365	03 33 33.85	-36 08 42.5	1.000	F555W
U2KV010FT	NGC1365	03 33 33.85	-36 08 42.5	1.000	F555W
U2KV010GT	NGC1365	03 33 33.85	-36 08 42.5	10.000	F555W
U2KV010HT	NGC1365	03 33 33.85	-36 08 42.5	10.000	F555W
U2KV010IT	NGC1365	03 33 33.85	-36 08 42.5	10.000	F555W
U2KV010JM	NGC1365	03 33 33.85	-36 08 42.5	100.000	F555W
U2KV010KT	NGC1365	03 33 33.85	-36 08 42.5	100.000	F555W
U2KV010LM	NGC1365	03 33 33.85	-36 08 42.5	100.000	F555W
U2KV010MT	NGC1365	03 33 33.85	-36 08 42.5	1.000	F814W
U2KV010NM	NGC1365	03 33 33.85	-36 08 42.5	1.000	F814W
U2KV010OM	NGC1365	03 33 33.85	-36 08 42.5	1.000	F814W
U2KV010PT	NGC1365	03 33 33.85	-36 08 42.5	10.000	F814W
U2KV010QT	NGC1365	03 33 33.85	-36 08 42.5	10.000	F814W
U2KV010RT	NGC1365	03 33 33.85	-36 08 42.5	10.000	F814W
U2KV010ST	NGC1365	03 33 33.85	-36 08 42.5	100.000	F814W
U2KV010TT	NGC1365	03 33 33.85	-36 08 42.5	100.000	F814W
U2KV010UT	NGC1365	03 33 33.85	-36 08 42.5	100.000	F814W

3.1. táblázat. Az SN 2001du képei

a kép neve	cél	RA	DEC	expozíciós idő	szűrő
U2TV3501T	NGC1201	03 04 06.40	-26 04 29.7	160.000	F814W
U2TV3502T	NGC1201	03 04 06.40	-26 04 29.7	160.000	F814W
U2TV3503T	NGC1201	03 04 06.40	-26 04 29.7	160.000	F555W

3.2. táblázat. Az SN 2003hv képei

3.1. Maszkolás

A `_c1f.fits` maszk-fájlok segítségével a hibás pixelek értékét -100-ra, a telített, vagy majdnem telített pixeleket pedig 4095-re állítja. Ezeket a további `hstphot` rutinok kihagyják. Amennyiben a képek fejlécében nincs megadva, kiszámolja a kiolvasási zajt, illetve megbecsüli a kamera hőmérsékletét.

a kép neve	cél	RA	DEC	expozíciós idő	szűrő
U6EAD601R	NGC1559	04 17 36.12	-62 47 05.5	160.000	F450W
U6EAD602R	NGC1559	04 17 36.12	-62 47 05.5	160.000	F450W
U6EAD603M	NGC1559	04 17 36.12	-62 47 05.5	160.000	F606W
U6EAD604R	NGC1559	04 17 36.12	-62 47 05.5	160.000	F606W
U6EAD605R	NGC1559	04 17 36.12	-62 47 05.5	160.000	F814W
U6EAD606R	NGC1559	04 17 36.12	-62 47 05.5	160.000	F814W

3.3. táblázat. Az SN 2005df képei

a kép neve	cél	RA	DEC	expozíciós idő	szűrő
U34M0102T	NGC1316	03 22 39.91	-37 12 08.6	1000.000	F814W
U34M0103T	NGC1316	03 22 39.91	-37 12 08.6	600.000	F814W
U34M0104T	NGC1316	03 22 39.91	-37 12 08.6	1300.000	F450W
U34M0105T	NGC1316	03 22 39.91	-37 12 08.6	1300.000	F450W
U34M0101T	NGC1316	03 22 39.87	-37 12 08.1	260.000	F814W
U34M0106T	NGC1316	03 22 39.87	-37 12 08.1	500.000	F450W
U34M0107T	NGC1316	03 22 39.87	-37 12 08.1	500.000	F450W
U34M0108T	NGC1316	03 22 39.87	-37 12 08.1	1400.000	F450W

3.4. táblázat. Az SN 2006dd képei

a kép neve	cél	RA	DEC	expozíciós idő	szűrő
U6EAN201R	NGC1058	02 43 29.21	+37 20 28.8	230.000	F450W
U6EAN202R	NGC1058	02 43 29.21	+37 20 28.8	230.000	F450W
U6EAN203R	NGC1058	02 43 29.21	+37 20 28.8	230.000	F814W
U6EAN204R	NGC1058	02 43 29.21	+37 20 28.8	230.000	F814W

3.5. táblázat. Az SN 2007gr képei

3.2. Égi háttér számolása

A getsky rutin minden egyes pixelre kiszámolja az ég értékét a körülötte levő pixelek átlagaként. Van két olyan opció is, amelynél rövidített módban számol. Ekkor néhány kiválasztott pixelnél számolja csak ki az égi háttérrel, majd a többi pixelnél ezekből interpolál. A másik lehetőség szerint chipenként az egész háttérrel egy számításból állapítja meg. Ezt csak akkor érdemes használni, ha az égi háttér állandó. Egyik rövidített mód használatára sem volt szükség, mivel csak néhány képpel kellett

dolgozni, így a legrészletesebb számítást is elég gyorsan el lehetett végezni.

3.3. Kozmikus sugarak eltávolítása

A program eltávolítja a kozmikus sugarakat akár nem teljesen összetolt, vagy különböző szűrővel készült képek esetében is. Először minden pixelre kiszámol egy "alap magas" és "alap alacsony" értéket, majd ezekből a minimális és maximális elfogadható értéket. Ehhez minden beadott kép azonos pixelét vizsgálja.

$$min = base_{lo} + sky - \sqrt{(\sigma_{threshold})^2 \left(\frac{base_{lo} + sky}{GAIN} + rnoise^2 \right) + (regfactor)^2 base_{lo}^2}$$

$$max = base_{hi} + sky + \sqrt{(\sigma_{threshold})^2 \left(\frac{base_{hi} + sky}{GAIN} + rnoise^2 \right) + (regfactor)^2 base_{hi}^2}$$

A program bemeneti értékeit a leírásban javasolt értékeken hagytam: σ threshold:3, regisztrációs faktor:1. Ha nagyon sok képpel dolgozunk, többször is le kell futtatni, hogy ha több képen is azonos pixelre esik egy-egy kozmikus sugár, mindet le tudja vonni.

3.4. Forró pixelek eltávolítása

Mivel a kozmikus sugarak levonásához átlagszámítást használunk, a forró pixelek, amelyek minden képen egyforma fényesek, a képen maradnak. A program az adott pixel körüli 8 pixelt használja fel a számításokhoz. Akkor tekint egy pixelt hibásnak, ha a szomszédos pixelek átlagánál tízszer fényesebb, vagy a szórás hétszeresével tér el tőle. Ezt a programot kétszer javasolt futtatni, hogy az összes forró pixelt megtalálja.

3.5. Fotometria

Utolsó lépésben a hstphot program megkeresi a csillagokat, és megméri a fényességüket. Ehhez filterenként előre kiszámolt PSF-eket használ. Ennek segítségével a csillagok közepét pixelnél pontosabban is meg lehet határozni. A WF chippek esetében pixelenként 10 * 10-es, míg a PC chipen 5 * 5-ös rácson keresi a csillag közepét. Ezt az eljárást a más chipre eső szomszédos pixeleken is elvégzi, ezzel eldönthető, hogy a csillag közepe melyik chipen van. Ha két csillag távolsága kisebb 1.5 pixelnél, automatikusan összekombinálja őket. Ezt az output fájlban jelzi. A fényességmérés előtt pontosítja az égi háttér mértékét, majd 25 iterációs lépésben meghatározza a fényességet

és pontosítja a pozíciót. Így a program 0.03 pixeles pontossággal mér pozíciót, és 0.01 magnítúdó a fényesség hibája. Mivel a PSF-eket 0.5 ívmásodperces apertúrára számították ki, apertúra-korrekciónak elméletileg nem szükséges.

A hstphot kimeneti fájljában három paraméter alapján lehet meghatározni egy objektumról, hogy milyen típusú. Az első a szórás (χ) Ahol az előre kiszámolt PSF jól illeszkedik csillag profiljára, ez az érték kisebb, mint 1.5. A második az élesség, ennek -0.3 , és $+0.3$ közé kell esnie. Ahol a PSF tökéletesen illeszkedik, ott az értéke 0. Pozitív, ha a csillag túl keskeny, esetleg kozmikus sugár, negatív, ha a csillag túl széles, lehet akár halmaz, vagy fel nem bontott kettős. A harmadik ilyen paraméter az objektum típusa. Ez 1 jó csillagokra; 2 feloldatlan kettősökre, illetve amik a fotometria során össze lettek kapcsolva; 3 a csillag közepe telítődött pixelre, vagy hibás oszlopra esik; 4 egy pixelnyi felfényesedés, ami lehet forró pixel, vagy kozmikus sugár; 5 kiterjedt objektum.

4. fejezet

Eredmények

Az előző fejezet elején felsorolt szupernóvák robbanás előtti környezetét vizsgáltam. A kimért csillagok fényességét HRD-n ábrázoltam, a kapott pontokra izokrónokat¹ illesztettem. Az egyik szupernóva (SN 2005df) szülőgalaxisára nem találtam fémeségadatot, ezeknél a $Z=0.019$ -es izokrónt használtam, illetve kisebb fémeségűeket. Az illesztésekhez használt távolságmodulusok, és galaktikus vörösödés értékeket a NED katalógusból² kerestem ki. Az extinkció mértéke a Johnson-rendszerben van megadva, de mivel a Johnson és a HST szűrői megfeleltethetőek egymásnak, ez nem okozott problémát. A kapott életkorok mindenhol 4-40 millió év között mozognak. Ez azt jelenti, hogy csillagkeletkezési területeket látunk, fiatal, nagy tömegű, fényes csillagokkal. Mivel az öt vizsgált progenitorok közül három Ia típusú, feltételezzük, hogy a fiatal csillagok mellett vannak idős, kis tömegű, elfejlődött csillagok. Mivel ezek fényessége kisebb, mint a fiatalabbaké, nem láthatóak a felvételeken. A képeken

szupernóva	szülőgalaxis	fémesség	A_B	A_V	A_R	A_I	m-M
SN2001du	NGC1365	0.02	0.088	0.068	0.055	0.040	31.65
SN2003hv	NGC1201	0.002-0.044	0.068	0.053	0.042	0.031	31.72
SN2005df	NGC1559	nincs adat	0.129	0.099	0.080	0.058	31.05
SN2006dd	NGC1316	0.02	0.090	0.069	0.056	0.041	31.82
SN2007gr	NGC1508	0.02	0.267	0.205	0.166	0.120	29.78

4.1. táblázat. *A vizsgált galaxisok adatai*

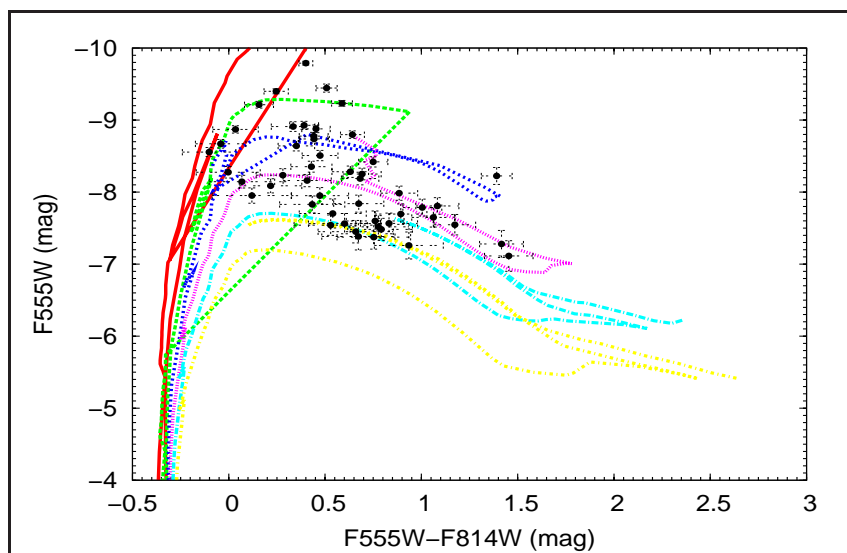
átlagosan $300 * 300$ pixeles területeken mértem ki a csillagokat, ez a szülőgalaxisok távolságának függvényében 141 kpc-től 200 kpc-ig terjedő átmérőjű égterületet jelent.

¹http://pleiadi.pd.astro.it/isoc_photsys.00/isoc_wfpc2vega/index.html

²<http://nedwww.ipac.caltech.edu>

4.1. SN 2001du

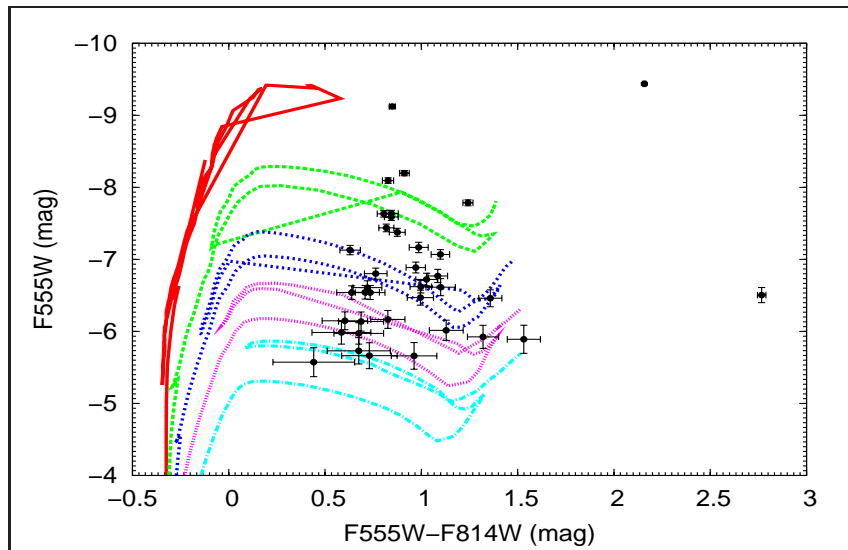
A felhasznált képek 1995. 09. 15-én, hat évvel a robbanás előtt készültek. Négy színben végeztek megfigyeléseket, ezel közül az F555W, és az F814W szűrős képek bizonyultak használhatónak, a másik két szűrőben (F160BW, F336W) nem, vagy csak alig volt olyan csillag, aminek a fényességét meg lehetett határozni. Mivel ez egy II-es típusú szupernóva, azt várjuk, hogy fiatal, nagy tömegű csillag volt a progenitor, és a környezetét is főképp ilyenek alkotják. A szülőgalaxis fémessége megegyezik a Nap fémességével [17], ezért a $Z=0.019$ -es izokrónt használtam. Ennek megfelelően a HRD-re illesztett izokrónok életkora 3.9 millió évtől 12.6 millió évig terjed.



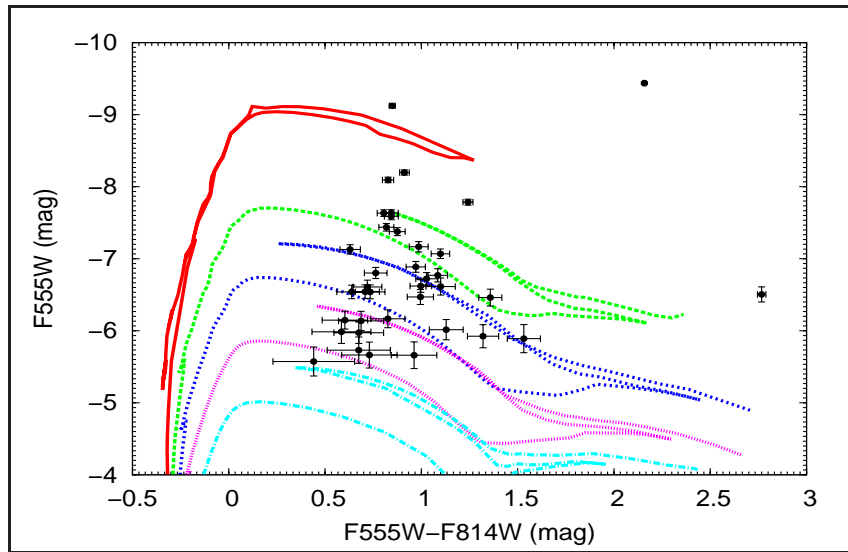
4.1. ábra. Az *SN 2001du* robbanása előtt a progenitor környezetének HRD-je az izokrónok életkora: $\log t=6.6$:piros; $\log t=6.7$:zöld; $\log t=6.8$:kék; $\log t=6.9$:rózsaszín; $\log t=7.0$:türkiz; $\log t=7.1$:sárga

4.2. SN 2003hv

A felhasznált felvételek 1996. 12. 27-én készültek, egy kép az F555W, és kettő az F814W szűrővel. Mivel csak három kép volt összesen, a csillagokat nehezebb volt kifotometrálni. Az egész WFC1 chipet kimértem ezért, hogy legyen elég mérési pont. Így a többi progenitor esetében kimért kb. 150-200 kpc-os terület helyett itt több mint 500 kpc átmérőjű terület csillagai szerepelnek az ábrán. Ez lehet az oka annak, hogy van néhány nagyon kilógó pont. Az itteni csillagok nagyon vörösek. Ez valószínű azért van, mert a Tejút mellett a gazdagalaxis is hozzájárul az interisztelláris vörösödéshez. A szülőgalaxis fémességére egy 2001-es cikkben [13] még $[Fe/H] = -0.98$ ($Z=0.002$), míg egy 2007-es cikkben [2] már $[Fe/H] = +0.36$ ($Z=0.044$) adatot találtam. Ábrázoltam a $Z=0.004$ -es, illetve a $Z=0.019$ -es izokrónákat. A $Z=0.004$ -es izokrónákat jobban lefedik a mérési pontjaim. A $Z=0.03$ -as izokrónok közül a legfiatalabb is 63 millió éves, ezért jóval halványabb, mint az általam detektált csillagok. Az izokrónok életkora itt 5-40 millió év, tehát szintén igen fiatal területet látunk, bár már majdnem egy nagyságrendet lefed a csillagok lehetséges életkora. Mivel az SN 2003hv Ia típusú szupernóva, idősebb csillagpopulációt várnánk. Ezek azonban olyan halványak, hogy a fényes, fiatal csillagok mellett nem látszanak.



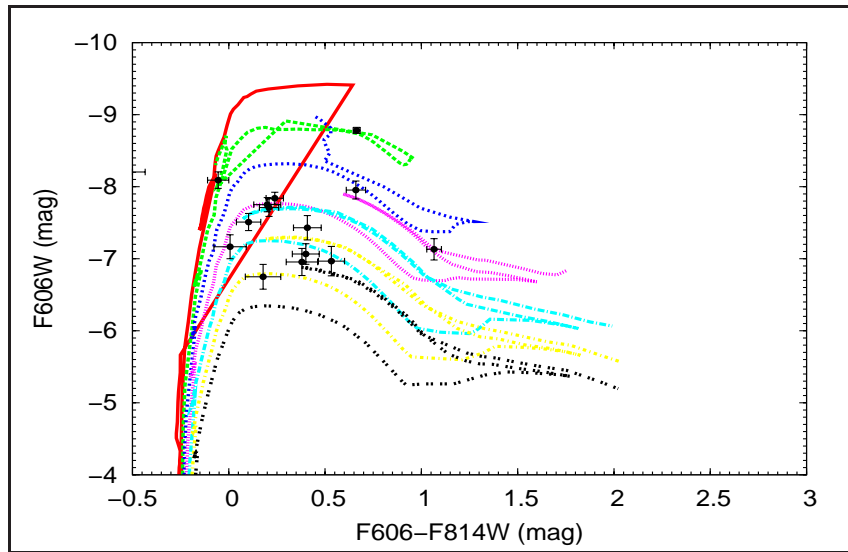
4.2. ábra. Az SN 2003hv robbanása előtt a progenitor környezetének HRD-je az izokrónok fémtartalma: $Z=0.004$, életkora: $\log t=6.7$:piros; $\log t=7.0$:zöld; $\log t=7.2$:kék; $\log t=7.4$:rózsaszín; $\log t=7.6$:türkiz



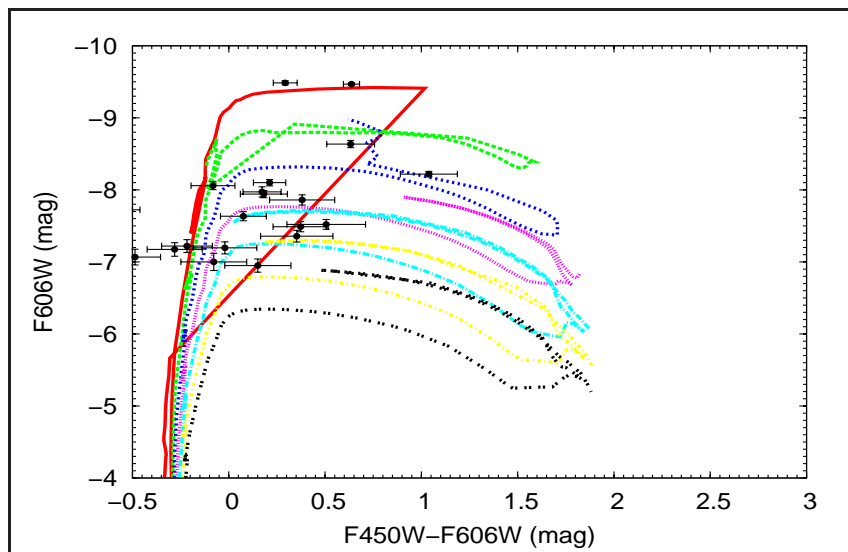
4.3. ábra. Az SN 2003hv robbanása előtt a progenitor környezetének HRD-je az izokrónok fémtartalma: $Z=0.019$, életkora: $\log t=6.7$:piros; $\log t=7.0$:zöld; $\log t=7.2$:kék; $\log t=7.4$:rózsaszín; $\log t=7.6$:türkiz

4.3. SN 2005df

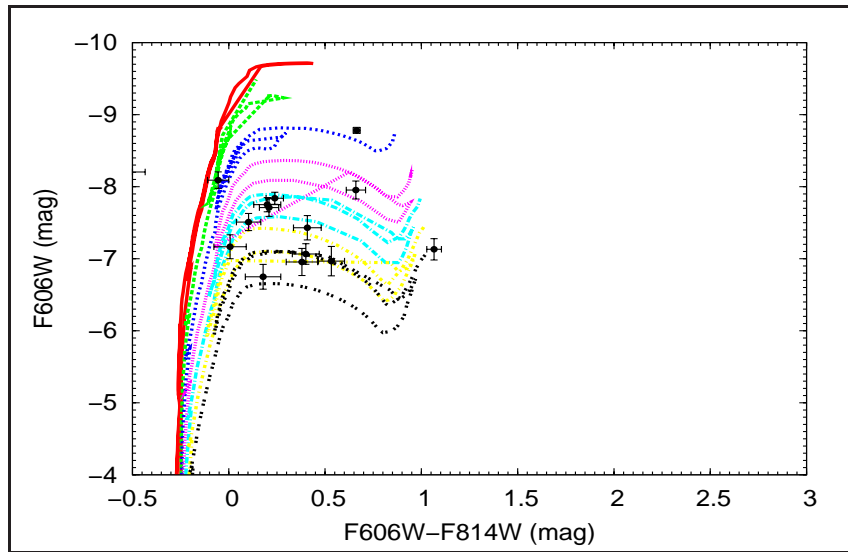
Az SN 2005df szintén Ia típusú robbanás. Az általam felhasznált képeket 2001. 08. 02-án készítették. Mivel itt három színben is vannak képek, kétféle színindexre is rajzoltam HRD-t. Mindkét színben konzisztensen a csillagok életkora 5-20 millió év között van, de a felső határ talán közelebb van 16 millió évhez, mivel a fekete vonal már csak a 4.4 ábrán fed le néhány mérési pontot. A két ábra közötti különbségekből az látszik, hogy a kék csillagok, amiket F814W szűrőben nem lehet detektálni, kevésbé illenek az izokrónra. Mivel nem találtam irodalmi adatot a szülőgalaxis fémességére, $Z=0.019$ -es, és $Z=0.004$ -es izokrónokot is használtam. Az alacsonyabb fémességű izokrónnal azonban az egy-két vörös csillag már nincs lefedve.



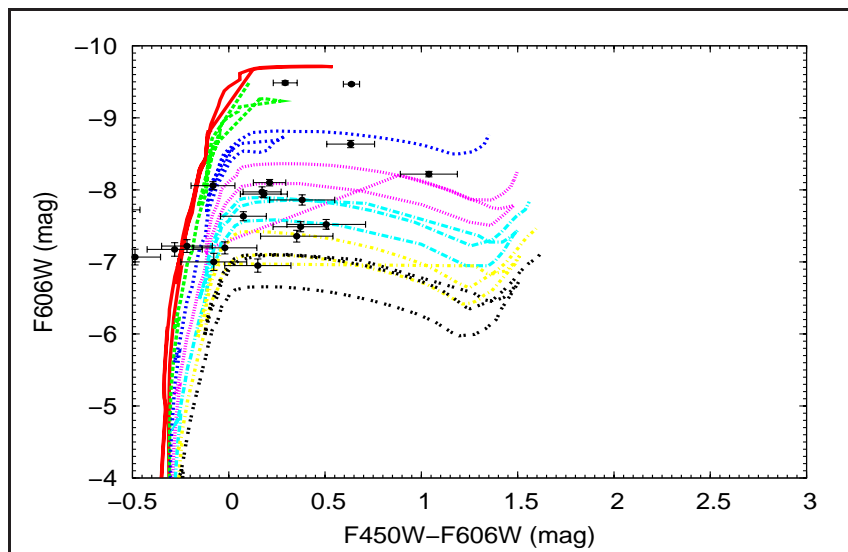
4.4. ábra. Az SN 2005df robbanása előtt a progenitor környezetének HRD-je az izokrónok fémtartalma 0.019, életkora: logt=6.7 :piros; logt=6.8 :zöld; logt=6.9 :kék; logt=7.0 :rózsaszín; logt=7.1 :türkiz; logt=7.2 :sárga; logt=7.3 :fekete



4.5. ábra. Az SN 2005df robbanása előtt a progenitor környezetének HRD-je az izokrónok fémtartalma 0.019, életkora: logt=6.7 :piros; logt=6.8 :zöld; logt=6.9 :kék; logt=7.0 :rózsaszín; logt=7.1 :türkiz; logt=7.2 :sárga; logt=7.3 :fekete



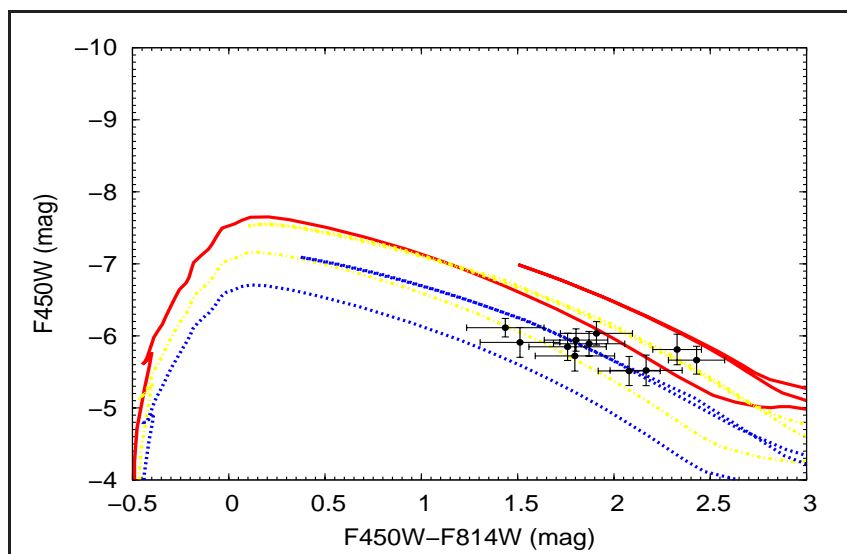
4.6. ábra. Az SN 2005df robbanása előtt a progenitor környezetének HRD-je az izokrónok fémtartalma 0.004, életkora: $\log t=6.7$:piros; $\log t=6.8$:zöld; $\log t=6.9$:kék; $\log t=7.0$:rózsaszín; $\log t=7.1$:türkiz; $\log t=7.2$:sárga; $\log t=7.3$:fekete



4.7. ábra. Az SN 2005df robbanása előtt a progenitor környezetének HRD-je az izokrónok fémtartalma 0.004, életkora: $\log t=6.7$:piros; $\log t=6.8$:zöld; $\log t=6.9$:kék; $\log t=7.0$:rózsaszín; $\log t=7.1$:türkiz; $\log t=7.2$:sárga; $\log t=7.3$:fekete

4.4. SN 2006dd

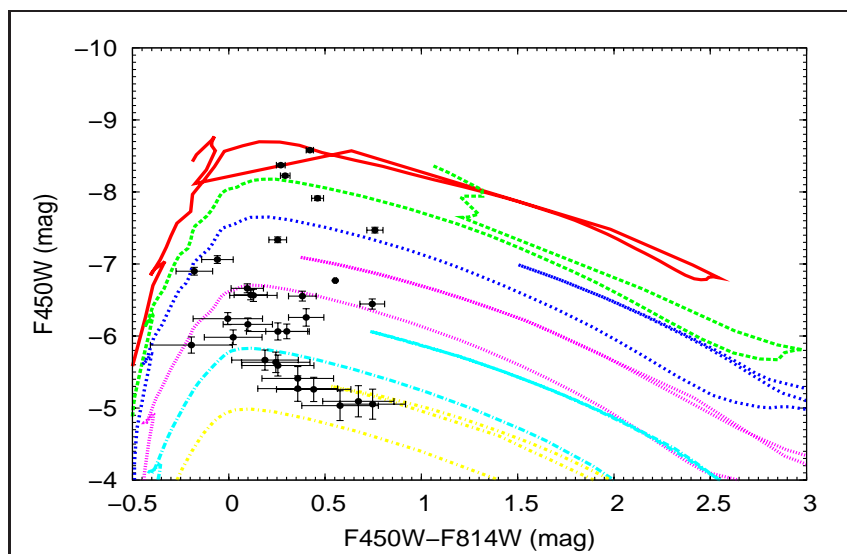
Az SN 2006dd szintén Ia típusú szupernóva. A felvételek a progenitor környezetéről 1996. 04. 07-én készültek. Mivel kevés a mérési pont, a lehetséges életkorok tartománya is viszonylag kicsi, 10-16 millió év. Az NGC 1316-ban található gömbhal-mazok fémessége $Z/Z_{\odot}=0.3$ és $Z/Z_{\odot}=-0.3$ közé esik [9], ezért a $Z=0.019$ -es izokrónt használtam.



4.8. ábra. Az SN 2006dd robbanása előtt a progenitor környezetének HRD-je az izokrónok életkora: $\log t=7.0$:piros; $\log t=7.1$:zöld; $\log t=7.2$:kék

4.5. SN 2007gr

Az SN 2001du-n kívül ez a másik CC szupernóva, ez Ic típusú. Az erről készült felvételek 2001. 07. 03-án készültek. A szülőgalaxisban található HII felhők fémességadatai alapján [5] a $Z=0.019$ -es izokrónt használtam. Annak ellenére, hogy az ember itt egy viszonylag fiatal populációt várna, a lehetséges életkor felső határa 40 millió év (az alsó határ 6.3 millió év). Ez a felső határ megegyezik az SN 2003hv esetében találttal, és meghaladja a két másik Ia típusú szupernóva esetében detektált felső korhatárt.



4.9. ábra. Az SN 2007gr robbanása előtt a progenitor környezetének HRD-je az izokrónok fémtartalma: $Z=0.019$, életkora: $\log t=6.8$:piros; $\log t=6.9$:zöld; $\log t=7.0$:kék; $\log t=7.2$:rózsaszín; $\log t=7.4$:türkiz; $\log t=7.6$:sárga

5. fejezet

Összefoglalás

Dolgozatomban bemutattam, hogy különböző csillagok közül melyek, és hogyan jutnak el a szupernóva-robbanásig. Ezután írtam az űrtávcsövek előnyeiről. Bemutattam a Hubble űrteleszkóp optikai és fotometriai rendszerét, illetve a WFPC2 kamera fő tulajdonságait. Bemutattam a WFPC2-vel készült képek felhasználására kidolgozott *hstphot* programot. A WFPC2 által készített felvételek felhasználásával megvizsgáltam néhány szupernóva környezetét a robbanás előtt. Azt tapasztaltam, hogy ezek mind fiatal csillagkeletkezési területek, vagy nem sokkal vannak a csillagkeletkezés után. Az SN 2007gr, aminek az elméletek szerint a progenitora nagy tömegű, ezért rövid életű WR csillag, nagyjából ugyanakkora lehetséges életkortartományt találtam, mint az Ia típusú SN 2003hv környezetében. A többi rendszer életkorai között sem találtam jelentős különbséget. Ez tehát azt jelenti, hogy mindkét szupernóva-típus előfordulhat csillagkeltő területeken. A kapott eredményeket az 5.1 táblázatban foglaltam össze.

galaxis	minimális életkor (millió év)	maximális életkor (millió év)
NGC 1365	3.9	12.6
NGC 1201	5	40
NGC 1559	5	20
NGC 1316	10	16
NGC 1508	6.3	40

5.1. táblázat. *Az általam vizsgált galaxisokban detektált csillagok életkora*

6. fejezet

Mérési adatok

χ	élesség	F555W (mag)	Δ F555W (mag)	F814W (mag)	Δ F814W (mag)
1.38	-0.031	20.231	0.013	18.439	0.199
1.40	-0.182	21.418	0.029	20.917	0.041
0.90	-0.070	21.726	0.026	21.236	0.036
1.48	-0.222	22.072	0.056	21.474	0.055
0.96	-0.097	22.117	0.034	21.781	0.063
1.01	-0.124	22.284	0.040	21.606	0.054
1.05	-0.196	22.303	0.047	22.056	0.075
1.44	-0.275	22.606	0.067	22.182	0.113
1.05	-0.224	22.589	0.056	22.108	0.075
0.96	-0.222	22.638	0.053	22.095	0.074
0.95	0.005	22.718	0.052	21.986	0.062
0.99	-0.112	22.646	0.051	22.521	0.118
0.81	-0.042	22.739	0.053	22.208	0.075
0.96	-0.124	22.779	0.056	22.246	0.079
1.39	-0.281	23.292	0.117	21.811	0.080
0.75	0.065	22.845	0.060	22.797	0.131
1.05	-0.046	22.875	0.069	22.434	0.095
0.84	-0.117	23.096	0.071	22.256	0.076
0.99	-0.104	23.065	0.074	22.410	0.092
0.97	-0.156	23.009	0.071	22.445	0.093
0.83	-0.074	22.960	0.064	22.972	0.139
0.84	-0.033	23.163	0.076	22.644	0.107

6.1. táblázat. Az SN 2001du környezetének mérési adatai

χ	élesség	F555W (mag)	Δ F555W (mag)	F814W (mag)	Δ F814W (mag)
0.85	-0.107	23.265	0.081	22.483	0.099
0.92	-0.138	23.233	0.079	22.512	0.095
0.90	0.009	23.328	0.087	22.556	0.097
0.82	-0.078	23.241	0.080	23.154	0.166
0.95	-0.247	23.281	0.090	22.910	0.139
0.77	-0.006	23.531	0.098	22.556	0.096
0.71	0.006	23.356	0.085	22.859	0.125
0.84	-0.157	23.731	0.117	22.636	0.101
0.85	0.083	23.708	0.115	22.535	0.112
0.89	0.006	23.371	0.088	23.213	0.170
0.89	-0.209	23.429	0.098	23.122	0.162
0.93	-0.206	23.821	0.142	22.838	0.136
0.90	-0.202	23.566	0.113	23.003	0.149
0.84	-0.076	23.867	0.134	22.715	0.112
0.82	0.018	23.564	0.107	23.354	0.206
0.78	-0.012	23.969	0.142	22.705	0.108
0.92	-0.028	23.676	0.118	22.911	0.130
0.99	-0.291	23.687	0.117	23.164	0.169
0.87	-0.249	24.236	0.188	22.730	0.114
1.22	-0.208	23.813	0.202	23.183	0.174
0.81	-0.045	24.403	0.212	22.859	0.126
0.86	-0.112	23.917	0.138	23.067	0.150
0.73	-0.001	23.951	0.143	23.029	0.148
0.81	-0.145	24.034	0.153	23.152	0.162

6.2. táblázat. Az SN 2001du környezetének mérési adatai

χ	élesség	F555W (mag)	Δ F555W (mag)	F814W (mag)	Δ F814W (mag)
0.91	-0.181	23.954	0.140	23.263	0.187
0.90	-0.073	23.999	0.157	23.132	0.159
0.77	-0.027	23.975	0.141	23.356	0.190
0.89	-0.180	24.141	0.166	23.298	0.191
0.98	0.032	24.065	0.156	23.316	0.195
0.90	-0.209	24.133	0.186	23.370	0.190
0.78	-0.094	24.257	0.187	23.232	0.179
0.70	0.039	19.080	0.008	17.140	0.003
0.46	-0.012	20.793	0.018	18.539	0.007
0.85	-0.104	21.108	0.021	20.163	0.015
0.72	-0.146	22.033	0.036	21.025	0.025
0.62	0.088	23.726	0.105	20.863	0.022
0.92	-0.205	22.136	0.039	21.213	0.029
0.98	-0.259	22.445	0.042	21.107	0.026
0.88	-0.230	22.595	0.046	21.655	0.036
0.66	-0.066	22.597	0.046	21.696	0.034
0.79	-0.222	22.641	0.048	21.701	0.036
0.75	-0.179	22.793	0.053	21.879	0.039
0.91	-0.297	22.854	0.056	21.883	0.041
0.67	-0.059	23.064	0.072	21.982	0.049
1.00	-0.273	23.161	0.066	21.966	0.048
0.77	-0.072	23.101	0.065	22.375	0.053
0.88	-0.285	23.343	0.075	22.276	0.050
0.92	-0.248	23.460	0.092	22.279	0.051
0.79	-0.070	23.509	0.087	22.386	0.056
0.79	-0.055	23.770	0.117	22.316	0.060
0.77	0.134	23.616	0.119	22.420	0.076
0.74	-0.130	23.428	0.077	22.569	0.059
0.73	-0.111	23.609	0.087	22.516	0.056
0.69	-0.107	23.761	0.104	22.670	0.068
0.70	-0.146	23.622	0.094	22.806	0.075
0.66	-0.152	23.690	0.097	22.860	0.077
0.76	-0.101	23.687	0.094	22.883	0.074

6.3. táblázat. Az SN 2003hv környezetének mérési adatai

χ	élesség	F555W (mag)	Δ F555W (mag)	F814W (mag)	Δ F814W (mag)
0.88	-0.159	24.339	0.195	22.711	0.086
0.79	-0.188	23.691	0.094	22.957	0.077
0.87	-0.108	24.306	0.160	22.890	0.081
0.81	-0.192	24.215	0.141	22.990	0.088
0.72	-0.249	24.064	0.124	23.142	0.089
0.87	-0.110	24.093	0.133	23.310	0.117
0.96	-0.221	24.083	0.124	23.384	0.118
0.64	-0.139	24.258	0.149	23.487	0.129
0.65	-0.215	24.244	0.162	23.563	0.153
0.70	-0.138	24.570	0.185	23.512	0.118
0.87	-0.293	24.499	0.183	23.728	0.164
0.65	-0.099	24.567	0.180	23.741	0.144
0.76	-0.003	24.657	0.201	24.120	0.212

6.4. táblázat. Az SN 2003hv környezetének mérési adatai

χ	élesség	F450W (mag)	Δ F450W (mag)	606W (mag)	Δ F606W (mag)
1.23	-0.152	23.039	0.114	23.072	0.055
0.98	-0.091	23.420	0.122	23.189	0.050
1.23	-0.002	23.700	0.169	23.270	0.072
1.13	-0.195	23.380	0.099	23.158	0.070
1.02	-0.107	24.164	0.204	23.609	0.068
0.93	-0.133	23.742	0.132	23.910	0.089
0.84	-0.046	23.964	0.166	23.935	0.084
0.95	0.223	23.725	0.143	23.957	0.094
0.95	-0.226	23.625	0.133	24.063	0.109
1.09	-0.290	24.101	0.171	24.130	0.119
0.76	-0.016	22.348	0.042	21.662	0.018
0.83	-0.140	99.999	0.000	22.638	0.039
1.20	-0.173	23.176	0.124	22.494	0.050
0.80	-0.005	23.999	0.148	22.911	0.038
0.98	-0.134	23.291	0.084	23.030	0.045
1.05	0.159	22.926	0.069	23.407	0.069
1.01	0.016	23.621	0.119	23.496	0.063
0.91	0.055	24.064	0.143	23.642	0.070
0.87	0.010	24.175	0.188	23.773	0.082
0.90	-0.120	99.999	0.000	24.000	0.096
0.87	0.060	99.999	0.000	24.104	0.091
0.89	-0.064	99.999	0.000	24.318	0.114
0.89	-0.057	24.381	0.172	24.181	0.092
0.95	0.021	99.999	0.000	24.781	0.161
0.87	-0.123	99.999	0.000	24.612	0.132

6.5. táblázat. Az SN 2005df környezetének mérési adatai

χ	élesség	F606W (mag)	Δ F606W (mag)	814W (mag)	Δ F814W (mag)
1.23	-0.152	23.072	0.055	23.218	0.155
0.98	-0.091	23.189	0.050	22.951	0.101
1.23	-0.002	23.270	0.072	23.178	0.137
1.13	-0.195	23.158	0.070	23.489	0.158
1.02	-0.107	23.609	0.068	22.885	0.107
0.93	-0.133	23.910	0.089	99.999	0.000
0.84	-0.046	23.935	0.084	23.696	0.188
0.95	0.223	23.957	0.094	99.999	0.000
0.95	-0.226	24.063	0.109	99.999	0.000
1.09	-0.290	24.130	0.119	99.999	0.000
0.76	-0.016	21.662	0.018	21.125	0.027
0.83	-0.140	22.638	0.039	21.707	0.060
1.20	-0.173	22.494	0.050	22.626	0.091
0.80	-0.005	22.911	0.038	22.199	0.052
0.98	-0.134	23.030	0.045	22.841	0.086
1.05	0.159	23.407	0.069	22.856	0.105
1.01	0.016	23.496	0.063	23.224	0.131
0.91	0.055	23.642	0.070	23.376	0.129
0.87	0.010	23.773	0.082	23.647	0.176
0.90	-0.120	24.000	0.096	23.063	0.173
0.87	0.060	24.104	0.091	23.316	0.124
0.89	-0.064	24.318	0.114	23.355	0.177
0.89	-0.057	24.181	0.092	23.708	0.156
0.95	0.021	24.781	0.161	23.541	0.198
0.87	-0.123	24.612	0.132	23.935	0.196

6.6. táblázat. Az SN 2005df környezetének mérési adatai

χ	élesség	F450W (mag)	Δ F450W (mag)	F814W (mag)	Δ F814W (mag)
1.19	-0.509	26.099	0.212	23.722	0.126
1.16	-0.404	26.019	0.170	24.099	0.185
1.08	-0.366	25.796	0.128	24.311	0.201
1.08	-0.610	26.189	0.210	24.343	0.206
1.13	-0.497	25.875	0.163	23.917	0.187
1.15	-0.249	26.247	0.193	23.769	0.146
0.95	-0.427	26.389	0.212	24.173	0.187
1.04	-0.505	26.397	0.202	24.269	0.161
1.22	-0.633	26.000	0.207	24.439	0.207
0.82	-0.449	25.968	0.155	24.116	0.165
1.03	-0.549	26.062	0.189	24.254	0.201

6.7. táblázat. Az SN 2006dd környezetének mérési adatai

χ	élesség	F450W (mag)	Δ F450W (mag)	F814W (mag)	Δ F814W (mag)
0.81	-0.017	21.675	0.022	21.258	0.023
0.66	-0.012	21.821	0.024	21.381	0.025
0.98	-0.024	22.135	0.031	21.527	0.031
0.87	-0.016	22.577	0.040	21.671	0.042
0.80	0.014	22.711	0.040	22.310	0.046
1.11	-0.011	22.986	0.054	22.898	0.082
0.95	-0.047	23.148	0.054	23.180	0.095
0.93	-0.113	23.603	0.071	22.711	0.064
0.82	0.065	23.493	0.068	22.964	0.072
0.85	-0.004	23.385	0.062	23.142	0.084
0.95	0.009	23.476	0.068	23.215	0.086
1.32	-0.046	23.483	0.085	23.208	0.123
1.21	0.015	23.789	0.121	23.240	0.092
0.98	-0.014	23.806	0.084	23.664	0.180
0.86	-0.114	23.983	0.102	23.535	0.109
1.03	0.011	23.885	0.089	23.639	0.128
1.25	-0.282	23.984	0.119	23.582	0.163
0.88	0.038	24.064	0.102	23.894	0.150
0.93	-0.093	24.172	0.112	24.219	0.213
1.14	-0.624	23.278	0.005	22.578	0.006
0.94	-0.032	24.381	0.140	24.046	0.173
0.87	-0.099	24.412	0.142	24.021	0.178
0.79	-0.035	24.457	0.146	24.055	0.187
0.90	-0.114	24.636	0.165	24.131	0.186
0.99	-0.188	24.993	0.209	24.099	0.171
0.74	0.090	24.777	0.177	24.272	0.207
0.76	-0.114	24.788	0.168	24.200	0.193
0.94	-0.248	24.953	0.217	24.133	0.185
0.92	-0.272	25.013	0.207	24.288	0.199

6.8. táblázat. Az SN 2007gr környezetének mérési adatai

Irodalomjegyzék

- [1] Mobasher Bahram. *WFPC2 Data Handbook*. Space Telescope Science Institute, 2002.
- [2] J. M. Barr, A. G. Bedregal, A. Aragón-Salamanca, M. R. Merrifield, and S. P. Bamford. The formation of S0 galaxies: evidence from globular clusters. *Astronomy and Astrophysics*, 470(1):173–178, 2007.
- [3] J. Biretta, S. Baggett, A. Riess, A. Schultz, S. Casertano, S. Gonzaga, I. Heyer, A. Koekemoer, J. Mack, M. McMaster, and B. Whitmore. Charge Transfer Efficiency in the WFPC2 CCD Arrays. Technical report, 2000.
- [4] J. Biretta, A. Riess, S. Baggett, B. Whitmore, S. Casertano, I. Heyer, A. Schultz, S. Gonzaga, M. S. Wiggs, M. McMaster, C. O. 'Dea, and A. Koekemoer. Charge Transfer Efficiency in the WFPC2 CCD Arrays. Technical report, 2001.
- [5] J. Braine, A. M. N. Ferguson, F. Bertoldi, and C. D. Wilson. The Detection of Molecular Gas in the Outskirts of NGC 6946. *The Astrophysical Journal Letters*, 669(2):73–76, 2007.
- [6] B. W. Carroll and D. A. Ostlie. *An introduction to modern astrophysics*. Addison-Wesley Publishing Company, Inc., 1996.
- [7] Paul A. Crowther. Physical properties of Wolf-Rayet stars. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 45:177–219, 2007. PT: J.
- [8] L. Girardi, G. Bertelli, A. Bressan, C. Chiosi, M. A. T. Groenewegen, P. Marigo, B. Salasnich, and A. Weiss. Theoretical isochrones in several photometric systems I. Johnson-Cousins-Glass, HST/WFPC2, HST/NICMOS, Washington, and ESO Imaging Survey filter sets. *Astronomy and Astrophysics*, 391:195–212, 2002.
- [9] P. Goudfrooij, J. Mack, M. Kissler-Patig, G. Meylan, and D. Minniti. Kinematics, ages and metallicities of star clusters in NGC 1316: a 3-Gyr-old merger remnant. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 322(3):643–657, 2001.
- [10] Izumi Hachisu, Mariko Kato, and Ken'ichi Nomoto. The delay-time distribution of type Ia supernovae and the single-degenerate model. *Astrophysical Journal*

Letters, 683(2):L127–L130, AUG 20 2008. PT: J.

- [11] A. Heger, S. E. Woosley, C. L. Fryer, and N. Langer. Massive star evolution through the ages. In W. Hillebrandt and B. Leibundgut, editors, *From Twilight to Highlight: the Physics of Supernovae; ESO ASTROPHYSICS SYMPOSIA; Workshop on From Twilight to Highlights - The Physics of Supernovae*, pages 3–12, JUL 29-31, 2002 2003.
- [12] V. Kozhurina-Platais, S. Casertano, and A. Koekemoer. Toward a Multi-Wavelength Geometric Distortion Solution for WFPC2. Technical report, 2002.
- [13] A. Kundu and B. C. Whitmore. New Insights from Hubble Space Telescope Studies of Globular Cluster Systems. II. Analysis of 29 S0 Systems. *The Astronomical Journal*, 122(3):1251–1270, 2001.
- [14] M. Livio. The progenitors of type Ia supernovae. *Arxiv preprint astro-ph/9903264*, 1999.
- [15] M. McMaster and J. Biretta. *Wide Field and Planetary Camera 2 Instrument Handbook*. 2008.
- [16] S. J. Smartt, J. J. Eldridge, R. M. Crockett, and J. R. Maund. The death of massive stars-I. observational constraints on the progenitors of type II-P supernovae. *arxiv.org/abs/0809.0403 v2*, 2008.
- [17] S. J. Smartt, J. R. Maund, G. F. Gilmore, C. A. Tout, D. Kilkenny, and S. Benetti. Mass limits for the progenitor star of supernova 2001du and other type II-P supernovae. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 343:735, 2003.
- [18] A. M. Soderberg, E. Berger, K. L. Page, P. Schady, J. Parrent, D. Pooley, X. Y Wang, E. O. Ofek, A. Cucchiara, A. Rau, E. Waxman, J. D. Simon, D. C. J Bock, P. A. Milne, M. J. Page, J. C. Barentine, S. D. Barthelmy, A. P. Beardmore, M. F. Bietenholz, P. Brown, A. Burrows, D. N. Burrows, G. Byrngelson, S. B. Cenko, P. Chandra, J. R. Cummings, D. B. Fox, A. Gal-Yam, N. Gehrels, S. Immler, M. Kasliwal, A. K. H. Kong, H. A. Krimm, S. R. Kulkarni, T. J. Maccarone, P. Meszaros, E. Nakar, P. T. O'Brien, R. A. Overzier, M. de Pasquale, J. Racusin, N. Rea, and D. G. York. An extremely luminous X-ray outburst at the birth of a supernova. *Nature*, 453(7194):469–474, MAY 22 2008. PT: J.
- [19] K. Szatmáry and L. Szabados. *Űrtávcsövek*. MCSE, Csillagászati Évkönyv, 2009.

Köszönetnyilvánítás

Ezúton szeretném megköszönni témavezetőmnek, Dr. Vinkó Józsefnek segítségét, türelmét és hasznos tanácsait.

Köszönöm nagybátyámnak, Gábrriel Andrásnak a technikai feltételek megteremtését, illetve Szing Attilának az informatikai segítséget. Köszönetemet fejezem ki az egész családomnak szerető támogatásukért és a Várszegi családnak a sok segítségért.

Nyilatkozat

Alulírott Gáspár Prémata Klára csillagász szakos hallgató, kijelentem, hogy a diplomadolgozatban foglaltak saját munkám eredményei, és csak a hivatkozott forrásokat (szakirodalom, eszközök, stb.) használtam fel. Tudomásul veszem azt, hogy a diplomamunkámat a Szegedi Tudományegyetem könyvtárában, a kölcsönözhető könyvek között helyezik el.

2009. május 15.