

SZEGEDI TUDOMÁNYEGYETEM  
TERMÉSZETTUDOMÁNYI ÉS INFORMATIKAI KAR  
OPTIKAI ÉS KVANTUMELEKTRONIKAI TANSZÉK

# Az NGC 6871 nyílthalmaz fotometriai vizsgálata

TDK-dolgozat

Készítette: Szűcs László, IV. éves csillagász szakos hallgató  
Témavezetők: Dr. Balog Zoltán, tudományos munkatárs, University of Arizona, USA  
Csák Balázs, predoktori ösztöndíjas, Max Planck Institut für Astronomie  
Heidelberg, Németország

Szeged, 2008

# Tartalomjegyzék

Bevezetés.....	4
1. Elméleti áttekintés.....	5
1.1 Nyílthalmazok.....	5
1.2 Hertzsprung–Russell diagram.....	5
1.3 Csillagkeletkezés és fejlődés.....	6
1.4 Szín–fényesség és szín–szín diagramok.....	8
1.5 A luminozítás-függvény és a kezdeti tömegfüggvény (IMF).....	10
2. A mérések.....	11
2.1 Az NGC 6871 nyílthalmaz.....	11
2.2 Műszerek.....	11
2.3 Képek.....	13
3. Korrekciók.....	14
3.1 Alapvető korrekciók.....	14
3.1.1 Bad pixel és BIAS korrekció.....	14
3.1.2 FLAT korrekció.....	15
3.1.3 Mozaik képek szétvágása, trimmelés.....	16
3.2 Kozmikus sugár korrekció.....	16
3.3 WCS transzformáció.....	17
3.4 Standard Transzformáció.....	18
3.4.1 Levegőtömeg (airmass) korrekció.....	18
3.4.2 Standard transzformáció.....	19
4. Fotometria.....	22
4.1 Csillagkeresés.....	22
4.2 Apertúra fotometria.....	22
4.3 PSF fotometria.....	23
4.3.1 Csillagok kiválasztása a PSF fotometriához, PSF-modell.....	23
4.3.2 ALLSTAR, korrekciók.....	24
5. Eredmények.....	27
5.1 A szín–fényesség diagram.....	27
5.2 A halmaztagság vizsgálata.....	29
5.3 Luminozítás-függvény és a kezdeti tömegfüggvény (IMF).....	30
Összegzés.....	32
Köszönetnyilvánítás.....	33
Függelék.....	34
Irodalomjegyzék.....	39

## Bevezetés

A Föld és a földszerű bolygók keletkezése az asztrofizika nem teljesen értett folyamatai közé tartozik. A fiatal nyílthalmazok vizsgálatának kulcsfontosságú szerepe van a Földhöz hasonló bolygók keletkezési mechanizmusának megértésében.

A fiatal csillagok körüli porkorongok megfigyeléséből és a bolygó keletkezési elméletekből úgy véljük, hogy a 10 és 30 millió éves kor közötti időtartam kritikus a földszerű bolygók keletkezésének szempontjából. Az eredeti, optikailag vastag gáz- és porkorong a rendszer kb. 3–10 millió éves korára eltűnik, körülbelül 10 millió éves korra a korongban a törmelék dominál, ami aktív bolygóformálódásra utaló jel (Hernandez et al. 2007). Numerikus modellek szerint a Föld körülbelül 10 millió év alatt összegyűjtötte tömegének közelítőleg 90 százalékát és körülbelül 30 millió év alatt teljesen kialakult (Kenyon és Bromley, 2004). Ezen elképzelések alapján ha 10 és 30 millió éves kor közé eső nyílthalmazokat vizsgálunk meg, akkor végigkövethetjük a földszerű bolygók keletkezésének történetét.

A nyílthalmazok remek laboratóriumként szolgálnak az asztrofizikai elméletek felállítása és tesztelése szempontjából. A nyílthalmazok legfontosabb tulajdonsága az, hogy nagyjából megegyező korú és összetételű csillagok alkotják, illetve hogy statisztikai következtetések levonására elegendő tagot tartalmaznak. Másrészt a Tejútrendszeren belül nagy számban (kb. 1200) ismerünk nyílthalmazokat, melyek kora széles skálán mozog, lehetőséget adva az időbeli fejlődés tanulmányozására is. A nyílthalmazokat ezen tulajdonságaik teszik optimális célponttá az asztrofizikai vizsgálatok számára.

Témavezetőm, Dr. Balog Zoltán kutatócsoportjának célja 4 darab, különböző korú nyílthalmazban optikai és infravörös fotometriai, valamint spektroszkópiai vizsgálatokkal megállapítani, hogy hogyan függ a földszerű bolygók keletkezése a csillagok tömegétől és felszíni hőmérsékletétől, illetve a környezettől (pl. csillagsűrűség). Ebbe a kutatásba kapcsolódtam be én is 2008 nyarán. Feladatom az NGC 6871 nyílthalmaz BVI szűrős fotometriai méréseinek kiértékelése, az adatok összevetése a 2MASS csillagkatalógus közeli infravörös tartományba eső méréseivel, a halmaz korának, fémességének és távolságának meghatározása, és az irodalmi értékkel való összehasonlítása, valamint a halmaztagság megállapítása volt, amelyet a későbbi közép-infravörös tartományba eső Spitzer űrtávcsöves méréseknél használjuk majd fel.

TDK dolgozatomban először röviden összefoglalom a bolygókeletkezés és a felhasznált módszerek elméletét, majd bemutatom a vizsgált objektumot és az általam végzett munkát, végül pedig ismertetem az elért tudományos eredményeket, és felvázolom a további tudományos terveimet.

# 1. Elméleti áttekintés

## 1.1 Nyílthalmazok

A nyílthalmazok legalább 10, legfeljebb néhány ezer csillagból álló csillagcsoportosulások, melyek ugyanabból a molekulafelhőből keletkeztek, ezért kémiai összetételük és koruk közel azonos. A halmaztagok erősebb gravitációs kapcsolatban állnak egymással, mint a mezőcsillagokkal. A gravitációs kötelék következtében a fiatal nyílthalmazok őrzik az eredeti populációt. Az idősebb nyílthalmazok ( $10^7$  év) az egymással és a Galaxissal történő gravitációs kölcsönhatások miatt csillagokat vesztenek.

A gömbhalmazoktól eltérően formájuk szabálytalan, a csillagsűrűség nem csökken jelentősen a halmaz középpontjától távolodva. A nyílthalmazok csillagsűrűsége  $0,25-80$  csillag/ $pc^3$  közé tehető. Méretük néhány parszekttől 20 parszekig terjed. A nyílthalmazok számát a Tejútrendszerben 15000-re becsülik (Marik, 1989), ezek közül jelenleg mintegy 1200-et ismerünk (Lyngå, 1987). Általában a galaxis fősíkjában, a spirálkarok mentén helyezkednek el.

## 1.2 Hertzsprung–Russell diagram

A Hertzsprung–Russell diagram (HRD) a csillagászat egyik legfontosabb diagramja. Vízszintes tengelyén a csillag felszíni hőmérsékletét (eredetileg szinképosztályát), a kéktől (nagyobb hőmérséklettől) a vörös (alacsonyabb hőmérséklet) felé, míg a függőleges tengelyen a csillagok luminozitását (eredetileg abszolút fényességét) ábrázoljuk. A diagramon több főbb csoportosulást figyelhetünk meg:

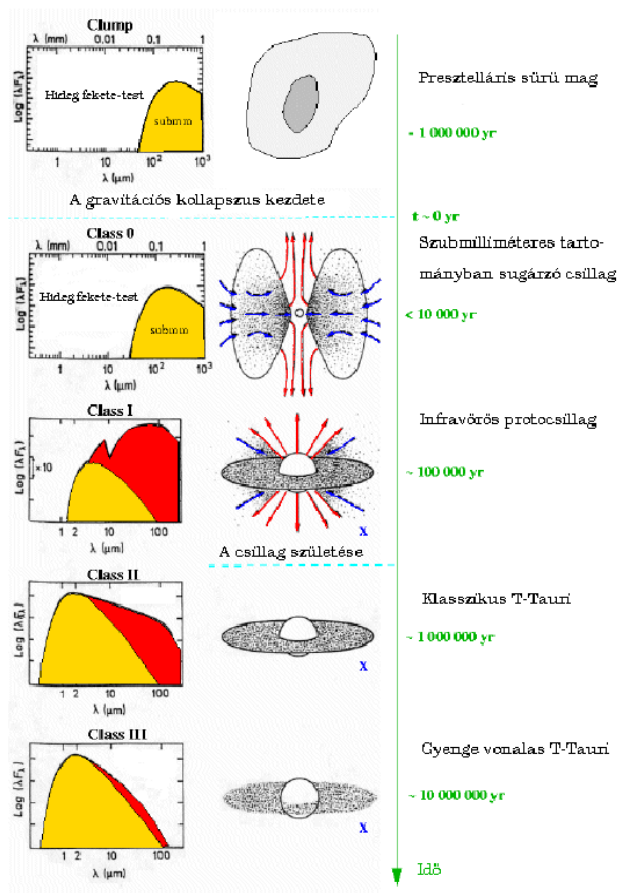
1. Fősorozat: a csillag magjában hidrogén fúzió zajlik, a csillag élete nagy részét ebben az állapotban tölti.
2. Vörös óriás-ág: H-égés a mag körüli héjban.
3. Horizontális-ág: He-égés a magban, H-égés a héjban.
4. Aszimptotikus óriás-ág: He+H-égés a héjban.

A csillagok életük során a HRD-n elmozdulnak, ezért a halmazok HRD-jének alakjából annak csillagevolúciós fázisára, korára következtethetünk.

### 1.3 Csillagkeletkezés és fejlődés

A csillagkeletkezés folyamata a molekulafelhő gravitációs kollapszusával kezdődik (Shu, 1977). A gravitációs kollapszust több hatás is beindíthatja. A legkisebb, magától összehúzódásnak induló tömeg nagysága elsősorban a gázfelhő sűrűségétől és hőmérsékletétől függ. Spontán összehúzódással a  $100 M_{\odot}$ -nél nehezebb gázfelhőkben nyílthalmazok keletkeznek. Csillagkeletkezést okozhat az is, ha a Tejútrendszer sűrűség hullámai haladnak át a gázfelhőn. Továbbá az interstelláris anyagban továbbterjedő, szupernóvák által keltett lökéshullámok is indíthatnak be csillagkeletkezést.

A csillagkeletkezés második szakasza az izotermális kollapszus. Kezdetben a gáz ritka, saját termikus sugárzása számára átlátszó, nagyobb ütemben képes elszugározni a hőt, mint ahogy az a kollapszusban felszabadul. Ez körülbelül addig tart, míg a felhőmag közepén a sűrűség elér egy kritikus értéket. A Kelvin–Helmholtz időskála ekkor megnő. Nem sugározza már el olyan könnyen az energiát, a belső rész felmelegszik, a nyomás megnő, megáll a kollapszust és egy stabil, hidrosztatikai egyensúlyban lévő mag alakul ki. Ebben a szakaszban az anyagátadás a szülőfelhő és a csillagmag között közvetlenül megy végbe. Ez  $10^4$ – $10^5$  évvel a kollapszus kezdete után fejeződik be.



1.ábra: A kis tömegű csillagok kialakulásának állomásai (Lada, 1987 nyomán)

A harmadik fázis az akkréciós szakasz. A behulló anyag növeli a protocsillag tömegét, így nagyobb lesz a potenciális energia, ennek következtében emelkedik a hőmérséklet, és a fényteljesítmény. A molekulafelhő forog, ezáltal impulzusmomentummal rendelkezik, amely az összehúzódás folyamán növekszik, így a keletkező protocsillag körül akkréciós korong jön létre. Ennek oka, hogy a forgó felhő egy tömegelemével együtt forgó koordináta-rendszerben a gravitáción kívül a centrifugális erő is hat, ez akadályozza a kollapszust. A felhő csak a forgástengellyel párhuzamos irányban esik össze akadálytalanul. Az anyagátadás a szülőfelhő és a csillag között az akkréciós korongon keresztül történik. A protocsillag spektrumában megjelenik az annak hőmérsékletére jellemző feketetest sugárzás, de még a korong és a gázburok sugárzása dominál.

Amikor a protocsillag magja eléri a néhány millió K hőmérsékletet, beindul a deutérium fúziója. Ekkor a különböző tömegű csillagok fejlődési útjai szétválnak. A  $2 M_{\odot}$ -nél kisebb csillagok hirtelen konvektívvá válnak, a plazmaáramlások erős mágneses teret gerjesztenek, és a csillag fotoszférája felmelegszik. A csillagszél és a fénynyomás kb.  $10^5$  év alatt lefújja a szülőfelhő maradványait. Ekkor a csillag az optikai tartományban is láthatóvá válik, felkerül a HRD fősorozattól jobbra eső tartományába. Ezt fősorozat előtti állapotnak nevezzük (Pre-Main Sequence, PMS). Ekkor a spektrum  $2 \mu\text{m}$  alatti tartományában a feketetest sugárzás, míg ezen érték felett az akkréciós korong sugárzása dominál (klasszikus T Tauri).

Az eredeti, optikailag vastag gáz és por a rendszer kb. 10 millió éves korára eltűnik, a korongban a törmelék dominál (gyenge vonalas T Tauri), ami aktív bolygóformálódásra utaló jel (Hernandez et al., 2007). A törmelékkorongban az 1–1000 km nagyságú bolygócsírák ütközése során a  $\mu\text{m}$  nagyságrendjébe eső porszemek keletkeznek, melyek 5–1000  $\mu\text{m}$  hullámhosszú emissziót produkálnak.

A hidrogén–hélium fúzió beindulásával a csillag felkerül a fősorozatra. A további fejlődését a csillag belső szerkezetének kémiai összetétel változása határozza meg. A fősorozat végén a magbéli hidrogén égetés megszűnik és az azt körülvevő héjba tevődik át. A csillag öregedésével a hidrogént égető héj fokozatosan vékonyodik és a keletkező héliumot a magnak adja át (vörös óriás állapot). Amikor a mag tömege eléri a csillag teljes tömegének 10–15 %-át, a Schönberg–Chandrasekhar határt, a mag összehúzódásba kezd, és a hőmérséklete növekszik (Schönberg és Chandrasekhar, 1942). Ha a csillag tömege elegendően nagy, a mag hőmérséklete eléri a  $10^8$  K-t, beindul a hélium fúziója, ekkor egy újabb egyensúlyi állapot jön létre és a csillag rákerül a horizontális ágra. A He-mag égetés után beindul a mag körüli rétegekben a He fúzió (AGB állapot), majd tömegüktől függően fehér törpévé, neutroncsillagá vagy fekete-lyukká fejlődnek.

A nagyobb tömegű csillagoknál a csillagfejlődés gyorsabban zajlik le. A nagy akkréciós ráta miatt a csillagszél csak  $10^6$  év alatt fújja le a szülőfelhő maradványait, ekkorra a csillag már ráfejlő-

dött a főszorozatra. Ezért és a főszorozaton töltött viszonylag rövid idő miatt ritkán észlelhetünk főszorozati nagy tömegű csillagokat. Azt a pontot a HRD-n, amely felett már nem találunk főszorozati csillagot, elfordulási pontnak (Turn Off Point, TO) nevezzük. Minél öregebb egy halmaz, annál kisebb fényességeknél van az elfordulási pont, így ennek segítségével a halmaz korát becsülhetjük meg. Az elfordulási pont helyzete kis mértékben függ a kezdeti fémességtől is.

## 1.4 Szín–fényesség és szín–szín diagramok

A gyakorlatban a HRD helyett az azzal topológiailag egyenértékű szín–fényesség diagramot (Color–Magnitude Diagram, CMD) használjuk, mivel a csillagok luminozitásának és felszíni hőmérsékletének pontos meghatározása spektroszkópiai vizsgálatot igényel. A vízszintes tengelyen két különböző szűrőben mért fényesség különbségét (színindex), míg a függőleges tengelyen a valamilyen szűrőben mért, magnitúdóban kifejezett fényességet ábrázoljuk. A leggyakrabban használt szín–fényesség diagram a (B–V)–V diagram, mivel a B–V színindex jól korrelál a csillagok effektív hőmérsékletével.

A csillagok elhelyezkedését a szín–fényesség diagramon a tőlünk mért távolság, a kor, illetve az intersztelláris abszorpció és vörösödés (színexcesszus) határozza meg. Ez utóbbi két hatás együttesére intersztelláris extinkcióként is szoktak hivatkozni. A távolság és az abszorpció függőleges tengely menti, pozitívabb értékek felé történő eltolást, míg a színexcesszus a vízszintes tengelyen, a nagyobb („vörösebb”) értékek felé történő eltolódást okoz. A halmaz korára az elfordulási pont helyéből következtethetünk.

Az egyes szűrők esetén fellépő, hullámhosszfüggő abszorpciót a mért fényesség és a valódi fényesség különbségeként definiáljuk. Például V szűrőben az abszorpció:

$$A_v = V_m - V_0 \quad (1)$$

A színexcesszust a két szűrőben fellépő extinkció különbségeként definiáljuk. Például a B–V szín vörösödését így számolhatjuk:

$$E(B-V) = A_B - A_V = (B-V) - (B-V)_0 \quad (2)$$

Az abszorpciós tényezők és színexcesszusok között ismerünk a Tejútrendszerben jó közelítéssel működő, empirikus összefüggéseket (Bessell és Berett, 1988). Az általam felhasznált összefüggések az alábbiak voltak:

$$A_v = 3,12 E(B-V) \quad (3a)$$

$$A_K = 0,34 E(B-V) \quad (3b)$$

$$E(V-I) = 1,25 E(B-V) \quad (3c)$$

$$E(V - K) = 2,78 E(B - V) \quad (3d)$$

$$E(J - H) = 0,37 E(B - V) \quad (3e)$$

$$E(H - K) = 0,19 E(B - V) \quad (3f)$$

Tehát ha meghatározzuk a halmaz vízszintes tengely menti eltolódását, akkor abból közelítőleg kiszámolhatjuk más színekben jelentkező színexcesszust, illetve az extinkciót. Ha például ismerjük az  $E(B-V)$ -t, akkor abból kiszámolhatjuk az  $A_v$ -t, ennek segítségével pedig felírhatjuk a távolságmodulus képletét:

$$m_V - M_V = -5 + \log(d) + A_V, \quad (4)$$

ahol  $m_V$  a V sávbeli mért,  $M_V$  pedig az abszolút fényesség,  $d$  pedig a távolság parszekben kifejezve. Ez a mennyiség megegyezik a szín–fényesség diagram függőleges tengelyének eltolódásával.

A gyakorlatban a halmazok távolságának, extinkciójának, és korának meghatározása izokrónok illesztésével történik. Az izokrónok különböző kezdeti tömegű, de azonos kémiai összetételű csillagok ugyanabban az időpillanatban vett helyzetét mutatják a szín–fényesség diagramon. Az izokrónsaládokat különböző kezdeti fényesség és csillagfejlődési modellek alapján számolják. A fősorozati illesztésre a Bertelli és munkatársai által számolt izokrónsaládot (Bertelli et al., 1994) használtam.

A halmaztagság megállapításának legjobb módszere a radiális sebesség és a sajátmozgás megfigyelése. Azonban a radiális sebesség mérését csak fényes csillagokra tudjuk elvégezni, a sajátmozgás vizsgálata pedig időigényes. A halmaz halvány tagjait a szín–fényesség és szín–szín diagramra történő, spektroszkópiából meghatározott paraméterű izokrón illesztésével találhatjuk meg. Azt mondhatjuk, hogy ezeken a diagramokon az izokrón szűk környezetébe eső csillagok nagy valószínűséggel halmaztagok. A szűrést pontosíthatjuk több, különböző szín–fényesség diagram alkalmazásával.

Az infravörös szín–szín diagramok segítségével meghatározhatjuk a halmaz tagjainak esetleges színtöbbletét, azaz infravörös excesszust mutathatunk ki. Az infravörös szín–szín diagramokon a csillagok helyzetét vörösödésük és színtöbbletük határozza meg. A fősorozati csillagok egy sávban helyezkednek el, melynek meredekségét vörösödési meredekségnek, vagy vörösödési törvénynek nevezzük. A sávtól jobbra (a vörösebb irányba) helyezkednek el az infravörös színtöbblettel rendelkező csillagok. A sávtól balra a jelenlegi modellek alapján nem lehetnek csillagok, azonban a megfigyelések szerint mégis előfordulnak ebben a tartományban is. Ennek a legkézenfekvőbb oka a fotometriai hiba lehet.



## 1.4 A luminozítás-függvény és a kezdeti tömegfüggvény (IMF)

A kezdeti tömegfüggvény (Initial Mass Function, IMF) a csillagkeletkezés szempontjából az egyik legfontosabb fizikai jellemző. Definíciója

$$f(m) = \frac{dN}{dm}, \quad (5)$$

ahol  $N$  az egységnyi térfogatban keletkezett  $m$  tömegű csillagok száma, míg  $m$  a keletkezett csillagok tömege. Tehát a kezdeti tömegfüggvény azt mutatja meg, hogy egységnyi térfogatban mennyi  $m$  tömegű csillag keletkezett. Közele csillagok megfigyelése alapján a kezdeti tömegfüggvénye hatványfüggvény alakú, melynek kitevője  $-2,35$  (Salpeter, 1955). Ez azt jeleneti, hogy minél kisebb tömegű egy csillag, annál több keletkezik belőle. A kezdeti tömegfüggvény ábrázolására logaritmikus skálát használunk, mivel ezen a hatványfüggvényt egy egyenes reprezentálja, melynek meredeksége megadja hatványfüggvény kitevőjét. Az 5. képlet logaritmikus skálázás esetén:

$$\log F(\log m) = \frac{dN}{d \log m} = \ln 10 m f(m) \quad (6)$$

Az egyenes meredeksége:

$$\gamma = \frac{\partial \log f(m)}{\partial \log m} \quad (7a)$$

vagy

$$\Gamma = \frac{\partial \log F(\log m)}{\partial \log m}. \quad (7b)$$

A Salpeter-féle kezdeti tömegfüggvény esetén  $\gamma = -2,35$  és  $\Gamma = -1,35$ . Később kiderült, hogy a kezdeti tömegfüggvény nem írható le egyetlen hatványfüggvénnyel.

A gyakorlatban a kezdeti tömegfüggvény több módszerrel is meghatározhatjuk. Ha rendelkezünk spektroszkópiai és fotometriai mérésekkel is, akkor a csillagok Hertzsprung–Russell diagramon elfoglalt helyéből egyértelműen meghatározhatjuk a tömegüket, majd ebből a tömegfüggvényt. Fiatal csillagok esetén ez jó közelítéssel megegyezik a kezdeti tömegfüggvénnyel. Ha nem rendelkezünk spektroszkópiai mérésekkel, akkor a K fotometriai sávban mért fényességek felhasználásával meghatározhatjuk a luminozítás-függvényt, majd abból a kezdeti tömegfüggvényt. A levezetést és bizonyítást mellőzve a luminozítás függvény meredekségét a  $\log \sum N_k - K$  hisztogramra történő egyenes illesztésével határozhatjuk meg. Feltételezve, hogy a csillagok egyszerre keletkeztek, és hogy a tömegfüggvény hatványfüggvény alakú, a tömegfüggvény meredekségét a következő képletből kaphatjuk meg:

$$a = \frac{\alpha}{2,5\beta}, \quad (8)$$

ahol  $a$  a luminozítás-függvény meredeksége,  $\alpha$  a kezdeti tömegfüggvény hatványkitevője,  $\beta$  pedig a tömeg-fényesség reláció hatványkitevője, ami a korai színeképtípusú csillagokra 2 (Lada et al, 1993).

## 2. A mérések

### 2.1 Az NGC 6871 nyílthalmaz

Az NGC 6871 (20<sup>h</sup> 05<sup>m</sup> 59,0<sup>s</sup>, +35° 46' 38") VI 3 p típusú nyílthalmaz. A halmaz megfelelő célpont a spektroszkópiai vizsgálatokra, mivel nincs körülötte jelentős csillagköd vagy molekuláris gáz. Spektroszkópiai vizsgálattal meghatározhatjuk a csillagok színeképtípusát és luminozítását. Másrészt infravörös fotometriai vizsgálattal a csillagok körüli anyagkorong infravörös többletsugárzását tudjuk mérni. Az optikai tartományba eső fotometriával megállapíthatjuk a halmaz kezdeti tömegfüggvényét (IMF). Ezen mérések alapján összefüggéseket állíthatunk fel a csillagok fizikai paraméterei és a bolygókeletkezés között.

A halmaz utolsó, publikált fotometriai vizsgálatát P. Massey (1995) végezte. Az UBV fotometria határfényessége 16,5 magnitúdó volt. A halmaz korára egymástól eltérő becslések szerepelnek az irodalomban. Massey B0-nál korábbi spektráltípusú csillagokat felhasználva 2–5·10<sup>6</sup> éves kort állapított meg. Ezzel szemben Reiman (1989) szerint a B5-nél korábbi színeképtípusú csillagok felhasználásával megállapított kor 10<sup>7</sup> év. Ez arra utalhat, hogy a halmaz nagyon különböző korú csillagokból áll, vagy hogy a fotometriai kormeghatározás nagy hibával terhelt.

### 2.2 Műszerek

A méréseket Dr. Balog Zoltán végezte 2000. szeptember 19-én, 20-án és 21-én az arizonai Fred Lawrence Whipple Observatory (FLWO) 1,2 méteres távcsövével. A távcső egy f/8-as fényerejű Ritchey–Chretien elrendezésű tükrös távcső. A főtükör méhsejt szerkezetű, boroszilikátból készült. A kómahiba-mentes látómezeje 30'.

Az FLWO 1,2 méteres távcsövéhez optikai és infravörös tartományban működő detektor is tartozik. Az általam feldolgozott képek az optikai tartományban működő, folyékony nitrogénnel hűtött, 4Shooter nevű mozaik CCD detektorral készültek. A 4Shooter-t Andrew Szentgyörgyi és John Geary építette a Harvard–Smithsonian Center for Astrophysics-ben. A detektor chipjei vékonyított, antireflexiós réteggel bevont CCD-k. A chippek 2048×2048 db 15 μm-es pixelből állnak, így a felbontás 0,337 "/pixel. A chipeken viszonylag sok rossz pixel található, ezért a korrekciók folyamán

fontos ezek javítása. További nehézséget jelent, hogy a detektor nem lineáris 16000 ADU felett.



2. ábra: FLWO 1.2 méteres távcsöve

A távcsőhöz U és Harris BVRI szűrők<sup>1</sup> tartoznak (1. Függelék). A mérőrendszer legfontosabb adatai az 1. táblázatban olvashatók.

Optika <sup>2</sup>	
Optikai elrendezés	Ritchey–Chretien
Főtükör átmérője	1,2 méter
Fókusz távolság	9,6 méter
Fényerő	f/8
Szűrőrendszer	U és Harris BVRI
Detektor <sup>3</sup>	
Kamera	4Shooter
CCD	Loral, antireflexiós bevonat, vékonyított
Pixel szám	4 × 2048×2048 db
Pixelméret	15 × 15 μm
Látómező	23' × 23'
Feloldás	0,337 "/pixel

1. táblázat: A mérőrendszer főbb adatai

1 <http://www.sao.arizona.edu/help/FLWO/48/OLD/old.filters.html>

2 <http://www.sao.arizona.edu/FLWO/48/48.rack.html>

3 <http://linmax.sao.arizona.edu/FLWO/48/OLD/4shccd.html>

## 2.2 Képek

Mindhárom éjszakán készültek bias és flat korrekciós képek (a folyékony nitrogénes hűtés miatt a szenzorok sötétárama elhanyagolható, így dark korrekciós képekre nem volt szükség), valamint standard fotometriai kalibrációs mérések. A nyílthalmazról szeptember 19-én és 20-án készültek felvételek. A flat képek expozíciós ideje szűrőnként és esténként változik. A nyílthalmazról 10, 60 és 480 másodperces expozíciós idővel, Harris B, V és I szűrőben készültek mérések.

2000. szeptember 19		
Kép típusa	Darabszám	Expozíciós idő, szűrő
BIAS	20 db	0 s
FLAT	28 db	108 s (B), 51 s (V), 27 s (I)
NGC 6871	36 db	10 s, 60 s, 480 s (BVI)
STANDARD	54 db	120 s (B), 90 s (V), 60 s (I)
2000. szeptember 20		
Kép típusa	Darabszám	Expozíciós idő, szűrő
BIAS	40 db	0 s
FLAT	60 db	108 s (B), 51 s (V), 27 s (I), 27 s (B), 15 s (V), 10 s (I)
NGC 6871	36 db	10 s, 60 s, 480 s (BVI)
STANDARD	30 db	30 s (B), 20 s (V), 15 s (I), 120 s (B), 90 s (V), 60 s (I)
2000. szeptember 20		
Kép típusa	Darabszám	Expozíciós idő, szűrő
BIAS	40 db	0 s
FLAT	60 db	108 s (B), 51 s (V), 27 s (I), 27 s (B), 15 s (V), 10 s (I)
NGC 6871	9 db	10 s, 60 s, 480 s (BVI)
STANDARD	36 db	30 s (B), 20 s (V), 15 s (I), 120 s (B), 90 s (V), 60 s (I)

2. táblázat: A mérés során készült képek listája

## 3. Korrekciók

### 3.1 Alapvető korrekciók

Manapság a legelterjedtebb csillagászati detektor a CCD (*Charge Coupled Device – töltéscsatorlított eszköz*) kamera. Elsősorban magas kvantumhatásfoka, széles spektrális érzékenysége (kb. 200–1000 nm), nagy dinamikai tartománya és linearitása miatt használjuk. Ezen jó tulajdonságai mellett a kamera által készített nyers képek hibákkal terheltek. A hibák oka lehet a CCD kamera kiolvasó egységének karakterisztikája, a túl magas hőmérséklet (−170 °C felett) esetén jelentős számban keletkező termikus elektronok, vagy az optikai rendszer hibái. Ezek a hibák csökkentik a fotometria pontosságát ezért kiküszöbölésükre korrekciókat kell végeznünk a képeken.

A korrekciókat a National Optical Astronomical Observatory IRAF<sup>4</sup> (Image Reduction and Analysis Facility) nevű programjával végeztem.

A 4Shooter CCD kamera 4 chipből áll, melyek a FITS fájlokban egymást követő rétegekben tárolódnak. A legtöbb IRAF taszk használata nehezkesebb több réteget tartalmazó fits fájl esetén. Ezt a problémát hivatott megoldani az IRAF MSCRED<sup>5</sup> nevű kiegészítése. A redukció során az egyes rétegeket külön fits fájlkká bontottam a könnyebb feldolgozás érdekében.

#### 3.1.1 Bad pixel és BIAS korrekció

A CCD kamera chipjei tartalmaznak rossz pixeleket is. Nulladik lépésként ezeket korrigáltam egy pixelmaszk segítségével. A pixelmaszk a rossz pixelek koordinátáit tartalmazó fájl. A korrekciót az IRAF *MSCRED* csomagjának *ccdproc* taszkjával végeztem el.

Ha a detektort fénymentes környezetben, nulla integrációs idővel olvassuk ki (ezt bias képnek nevezzük), az egyes pixelek akkor is mutatnak bizonyos jelszintet. A mintázat a detektorra jellemző. Ez a jel minden képre ráakódik, korrekciójához több bias képet kell készítenünk, majd ezeket összeátlagoljuk és levonjuk a képekből:

$$I'(x, y) = I(x, y) - \frac{\sum_{p=1}^M B_p(x, y)}{M} \quad (9)$$

ahol  $I(x, y)$ ,  $I'(x, y)$  a korrigálni kívánt, illetve a korrigált kép egyes pixeljeinek intenzitása,  $B_p(x, y)$  pedig a p-edik bias kép egyes pixeljeinek intenzitása. A bias képek átlagolására az véletlenszerű zajok kiküszöbölése miatt van szükség.

---

4 <http://iraf.noao.edu/>

5 <http://www.noao.edu/kpno/mosaic/mscred.html>

A bias képek átlagolását az IRAF *MSCRED* csomagjának *zerocombine* nevű taszkjával végezttem el.

### 3.1.3 FLAT korrekció

Az optikai rendszerbe került porszemek, szennyeződések és a CCD kamera pixeljeinek egymástól különböző érzékenysége a képen nem valós struktúrák kialakulását okozza. Ezek korrekciójához homogén egyenletesen kivilágított vászonról vagy a szűröküeti égboltról készítünk képet. Az ilyen képeket flat-field korrekciós képeknek nevezzük. A különböző szűrőkön keresztül más lehet a képek megvilágítása, és az esetleges porszemek is máshol helyezkednek el rajtuk, ezért minden szűrőben kell flat korrekciós képeket készíteni.

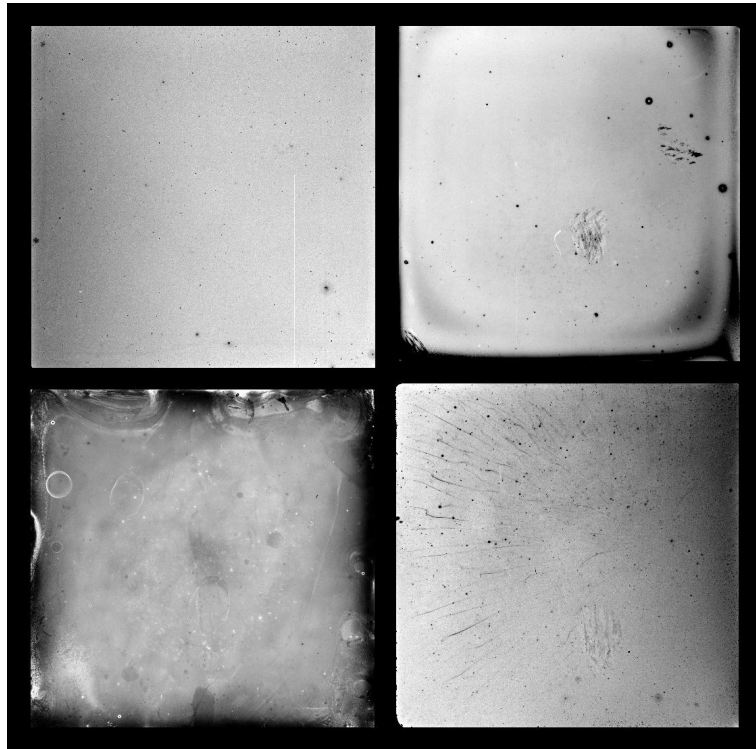
A flat-field korrekció menete a következő: a flat képeken elvégezzük a bias és dark korrekciót, az átlagos intenzitást azonos szintre hozzuk a képeken, majd medián-átlagoljuk őket. Ezt követően az átlagolt képen 1-re normáljuk a pixelek értékeit, majd a korrigálandó képet elosztjuk a normált flat-field képpel:

$$F(x, y) = \frac{\sum_{i=1}^N F_i(x, y)}{N} - \frac{\sum_{p=1}^M B_p(x, y)}{M} \quad (10)$$

$$I''(x, y) = \frac{I'(x, y)}{F(x, y)} \frac{\sum_{j,k} F(x, y)}{j \cdot k} \quad (11)$$

ahol  $F_i(x, y)$  az egyes flatfield képek,  $F(x, y)$  az átlagolt flatfield pixeljeinek intenzitása,  $I'(x, y)$  a bias-,  $I''(x, y)$  pedig a bias- és flat-korrigált kép egyes pixeljeinek intenzitása.

Gyakorlatban ez úgy történt hogy az összes flat képet bias-korrigáltam a *ccdproc* nevű taszk segítségével, majd az ugyanazon szűrőben készült flat képeket a *flatcombine* nevű taszkkal medián-átlagoltam, és 1-re normáltam.



3. ábra: Korrigált, normált, B szűrőben készült flat kép

A nyílthalmazról készült és a standard transzformációs képen a *ccdproc* taszkkal végeztem el a bias és flat-field korrekciókat.

### 3.1.4 Mozaik képek szétvágása, trimmelés

Az egyszerűbb redukálás érdekében a további műveleteket nem a mozaik képeken végzem el, hanem az egyes chipekkel készült képeket szétválasztom. Ehhez az MSCRED *mcsplit* nevű programját használtam. A taszk használata igen egyszerű: megadjuk neki a bemeneti listát és futtatjuk a taszkot: ekkor 4 fájl jön létre, ezen fájlok neve tartalmazza hogy melyik chipről (rétegből) valók.

Ahogy a 3. ábrán látható, a chipék szélei környékén a leképezési hibák halmozottan jelentkeznek, az alapkorrekciók sem segítenek ezen jelentősen, ezért ezeket a részeket levágtam (trim) a képek széléről a *ccdproc* taszk segítségével.

## 3.2 Kozmikus sugár korrekció

A kozmikus sugarak nagy energiájú részecskék, amelyek az égbolt minden irányából érkeznek. Ha egy ilyen nagy energiájú részecske a detektor egyik pixelét eltalálja akkor a pixelben (és a környező pixelekben) több ezer elektron is keletkezhet.

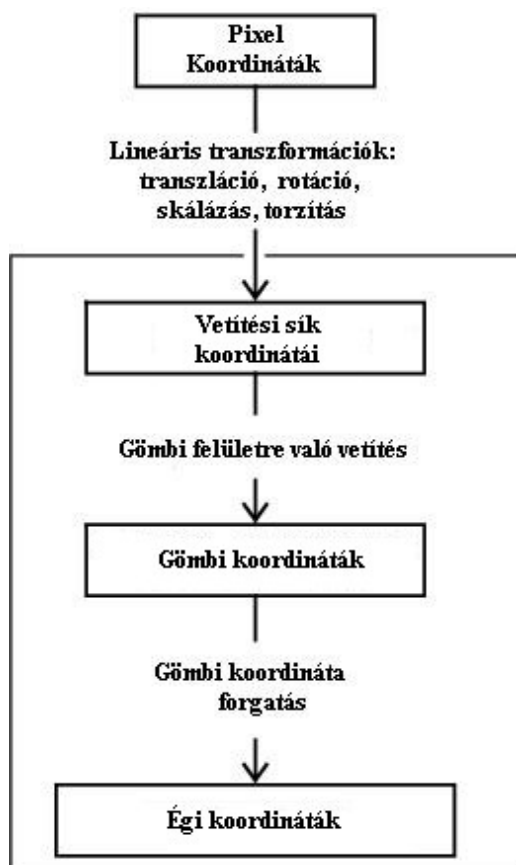
A kozmikus sugarak nyomai könnyen megkülönböztethetők a csillagoktól és a zajtól is, mivel nem gaussos az alakjuk, mint a csillagoké, a zajnál pedig nagyobb az intenzitásuk.

Általában a kozmikus sugarakat kozmikus sugár szűrő programokkal távolítjuk el a képekről.

Ilyen program az IRAF *noao.imred.crutil* csomagjának *cosmicrays* taszkja is. A kozmikus sugár szűrés időigényes feladat, de érdemes interaktív és iteratív módon elvégezni.

### 3.3 WCS transzformáció

A képeken a csillagok helyzete jól megadható az intenzitásmaximumaik pixel koordinátaival. Mivel az egyik feladatom egy égi koordinátákat és fényességeket tartalmazó „adatbázis” létrehozása volt, ezeket a pixel koordinátákat át kellett konvertálnom égi koordinátákba. Ehhez a Douglas J. Mink által fejlesztett, WCSTOOLS<sup>6</sup> nevű programcsomagot használtam (Mink, 2006). A WCSTOOLS meghatározza a World Coordinate System-be való átszámoláshoz szükséges transzformációs együtthatókat, és beírja azokat a referenciapontokkal együtt a kép fejlécébe. Az égi koordináták meghatározása az 4. ábrán látható módszerrel történik.



4. ábra: Égi koordináták meghatározása  
(Calabretta és Greisen, 2002 nyomán)

Első lépésként lineáris transzformációk hajtnak végre. A lineáris transzformációkat reprezentálhatjuk  $2 \times 2$ -es mátrixokkal való szorzással. A transzláció, rotáció és skálázás mátrixainak megfelelő sorrendben történő összeszorozásával egy szintén  $2 \times 2$ -es mátrixot kapunk. Ennek a mát-

6 <http://tdc-www.harvard.edu/wcstools>



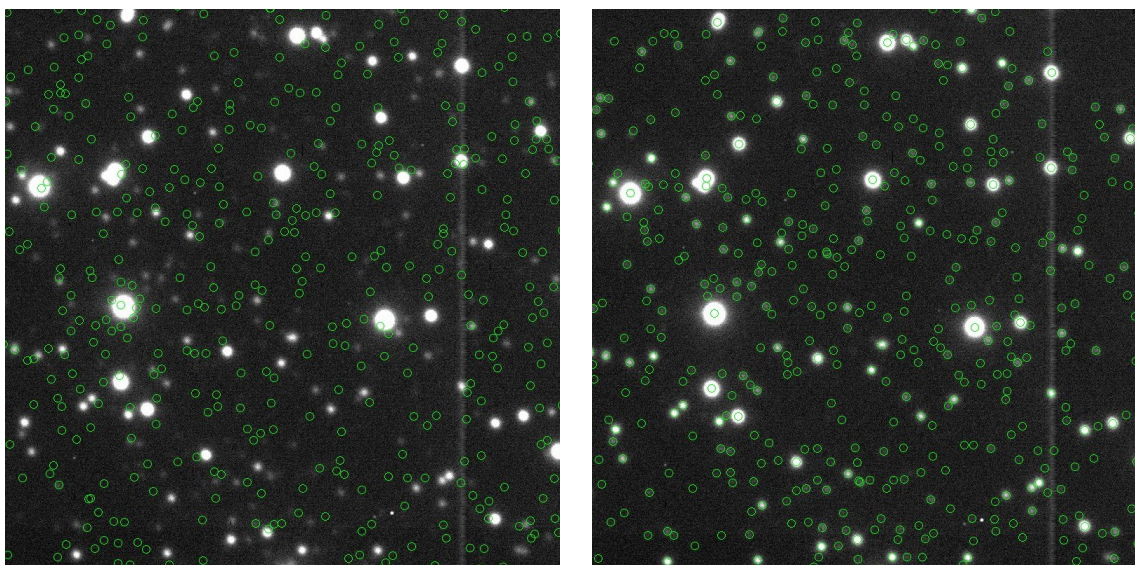
rixnak az elemeit lemezkonstansoknak nevezzük. A lemezkonstansok meghatározásához néhány ismert pixel és égi koordinátájú csillagra van szükség (Calabretta és Greisen, 2002). A konstansok és egy választott referenciapont a fejlécben íródnak.

A további lépésekben gömbi felületre vetítjük a koordinátákat, majd a gömböt beforgatjuk a második égi koordinátarendszernek megfelelően, és így megkapjuk a csillagok rektaszenciáját és deklinációját.

Gyakorlatban ez úgy történt, hogy a WCSTOOLS *imwcs* nevű programját futtattam. A program főbb bemenő paraméterei a platescale, koordinátalista, és a lemezkonstansok meghatározásához használt csillagok száma voltak.

A transzformációhoz a Two Micron All Sky Survey (2MASS) katalógusát vettem alapul, mivel később majd a halmaztagság meghatározásához és az infravörös excesszus vizsgálathoz a 2MASS infravörös méréseit is használni fogom. Az NGC 6871  $2^\circ \times 2^\circ$ -os tartományában töltöttem le<sup>7</sup> a csillagok égi koordinátáit, és azok J és K szűrőkben mért fényességét.

A korrekciók elvégzésekor az *imwcs* nem csak a lemezkonstansokat és a referenciapont égi koordinátáit írja a fejlécben, hanem többek között a transzformáció hibáját is ívmásodpercben. Ez a hiba 0,2" nagyságrendjébe esik az összes kép esetén, ami igen jónak mondható.



5. ábra: A 0095.n6871B\_1.fits kép részlete a WCS transzformáció előtt (balra) és után (jobbra)

A 5. ábrán egy képrészlet látható a WCS transzformáció előtt és után. A zöld karikák azok a helyek, amelyeken csillagnak kellene lennie a 2MASS katalógusa szerint.

<sup>7</sup> [http://irsa.ipac.caltech.edu/cgi-bin/Gator/nph-dd?catalog=fp\\_psc](http://irsa.ipac.caltech.edu/cgi-bin/Gator/nph-dd?catalog=fp_psc)

## 3.4 Standard Transzformáció

### 3.4.1 Levegőtömeg (airmass) korrekció

Ha egy csillag fényességét több különböző zenittávolság esetén megmérjük, akkor azt tapasztaljuk, hogy a fényesség zenittávolság növekedésével csökken, illetve a csillag vörösebbnek látszik. Ezt a jelenséget a légköri elnyelés és szórás, vagyis a légköri extinkció okozza. Az extinkciót a levegőtömeggel (airmass,  $X$ ) jellemezhetjük. A zenitben a levegőtömeg 1, plánparallel közelítésben,  $Z$  zenittávolság esetén a levegőtömeg a következőképpen számítható (Marik, 1989):

$$X = \frac{1}{\cos Z} = \frac{1}{\sin \varphi \sin \delta + \cos \delta \cos \varphi \cos h} \quad , \quad (12)$$

ahol  $\varphi$  a megfigyelési hely földrajzi szélessége,  $\delta$  a csillag deklinációja,  $h$  pedig az óraszög. A levegőtömeg értéke függ még a tengerszint feletti magasságtól is. Jól beállított mérőprogram esetén az expozíció közepére számolt levegőtömeg értéke a méréskor beíródik a FITS fájlok fejlécébe.

Az extinkcióra jellemző együttható meghatározása úgy történik, hogy egy vagy több csillag fényességét megmérjük különböző levegőtömegeknél, majd a magnitúdóban mért instrumentális fényességeket ábrázoljuk a levegőtömeg függvényében. Optimális esetben a fényesség lineárisan változik  $X$  függvényében, így a pontokra egyenest illesztve jellemezhetjük az extinkció hatását az adott hullámhosszon. Az  $y$  tengelymetszet a nulla levegőtömeghez tartozó fényesség, azaz ennyi lenne a csillag fényessége, ha nem lenne légkör. A meredekség megadja az extinkciós együtthatót. A többi csillag fényességét az 13. képlet alapján számolhatjuk:

$$m_0 = m_m - X k_\lambda \quad , \quad (13)$$

ahol  $m_0$  az extinkcióra korrigált,  $m_m$  a mért fényesség,  $X$  a levegőtömeg,  $k_\lambda$  pedig az extinkciós együttható. Az extinkció hullámhosszfüggő; kékből nagyobb mint vörösben, ezért minden szűrőben meg kell határozni. Sajnos az extinkció egy éjszaka alatt is változhat, így nagyon körültekintően kell elvégezni a méréseket és a korrekciókat is.

A mérések során a standard mezőkről több levegőtömegnél készültek képek. A 3. táblázat tartalmazza az általam meghatározott, egyes estékre és szűrőkre vonatkozó extinkciós együtthatókat. Az extinkció korrekció végrehajtására programot írtam.

2000. szeptember 19		
B	V	I
0,280 ± 0,034	0,175 ± 0,0194	0,059 ± 0,061
2000. szeptember 20		
B	V	I
0,354 ± 0,051	0,234 ± 0,032	0,122 ± 0,021
2000. szeptember 21		
B	V	I
0,189 ± 0,023	0,134 ± 0,009	0,075 ± 0,017

3. táblázat: Extinkciós együtthatók

### 3.4.2 Standard transzformáció

Mivel az egyes obszervatóriumok eltérő távcsöveket, detektorokat használnak, ezért ugyanazon csillagot különböző fényességűnek mérik. Az egyes obszervatóriumokban mért, a mérőrendszer paramétereitől függő fényességet instrumentális fényességnek nevezzük. Ahhoz, hogy összehasonlíthassam az eredményeimet mások által mértekkel, először a fényességeket egy nemzetközi, standard rendszerbe kell átszámolnom. Ennek a rendszernek az alappontjai a standardnak választott rendszerben kimért csillagok, a standard csillagok fényességei. A standard rendszerbe való átszámoláshoz a következő egyenleteket használtam (Henden és Kaitchuk, 1982):

$$V = v_0 + \epsilon(B - V) + \xi_V \quad (14)$$

$$B - V = \mu(b - v)_0 + \xi_{BV} \quad (15)$$

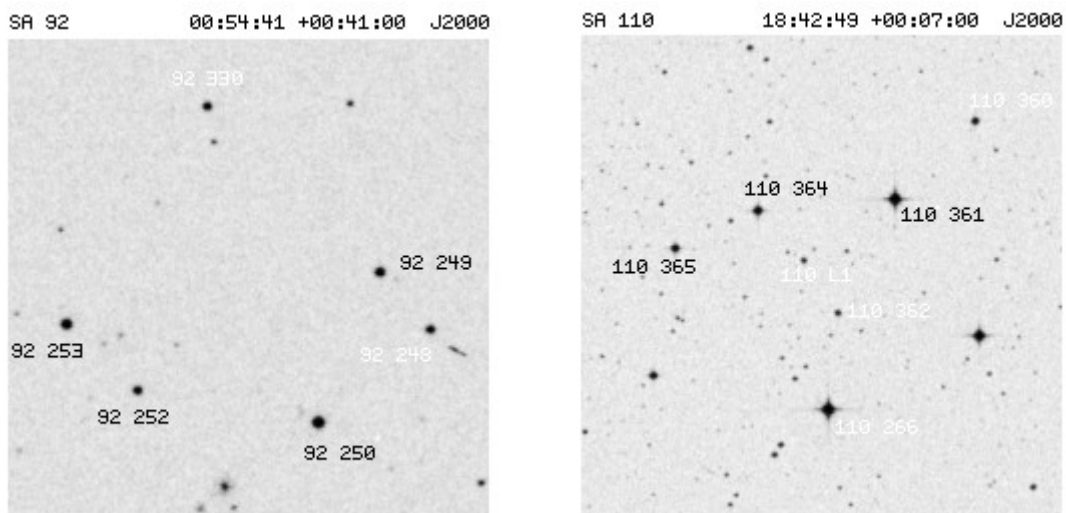
$$V - I = \eta(v - i)_0 + \xi_{VI} \quad (16)$$

A távcsőkonstansok ( $\epsilon$ ,  $\mu$ ,  $\eta$ ) és az eltolási konstansok ( $\xi_V$ ,  $\xi_{BV}$ ,  $\xi_{VI}$ ) a standard csillagok segítségével meghatározhatók. Az egyenletekből látszik, hogy a konstansok egyenes illesztéssel meghatározhatók (l. Függelék). A konstansok ismeretében a fenti egyenletekbe a halmaz csillagainak extinkcióra korrigált instrumentális magnitúdóit, illetve instrumentális színindexeit behelyettesítve megkapjuk azok standard értékeit.

A standard csillagok fényességei a Landolt katalógusból származnak (Landolt, 1992). A standard transzformációhoz az SA 92<sup>8</sup> és SA 110<sup>9</sup> Landolt-mezőket használtam fel (6. ábra).

8 <http://james.as.arizona.edu/~psmith/charts/c2.html>

9 <http://james.as.arizona.edu/~psmith/charts/c120.html>



6. ábra: A felhasznált Landolt mezők

Az instrumentális V fényesség és színindexek meghatározására programot írtam.

A standard transzformációs konstansokat minden chip-re külön-külön meghatároztam. A kapott értékek megtalálhatók a 4. táblázatban.

1. chip	
$\epsilon$	$-0,096 \pm 0,022$
$\xi_V$	$-2,392 \pm 0,024$
$\mu$	$1,092 \pm 0,024$
$\xi_{BV}$	$-0,147 \pm 0,031$
$\eta$	$0,983 \pm 0,032$
$\xi_{VI}$	$0,707 \pm 0,014$
2. chip	
$\epsilon$	$-0,034 \pm 0,011$
$\xi_V$	$-2,402 \pm 0,01$
$\mu$	$1,202 \pm 0,020$
$\xi_{BV}$	$-0,305 \pm 0,023$
$\eta$	$0,972 \pm 0,012$
$\xi_{VI}$	$0,712 \pm 0,016$
3. chip	
$\epsilon$	$-0,044 \pm 0,008$
$\xi_V$	$-2,380 \pm 0,009$
$\mu$	$1,122 \pm 0,015$
$\xi_{BV}$	$-0,173 \pm 0,017$
$\eta$	$0,974 \pm 0,013$
$\xi_{VI}$	$0,692 \pm 0,010$

	4. chip
$\epsilon$	$-0,041 \pm 0,008$
$\xi_V$	$-2,368 \pm 0,009$
$\mu$	$1,162 \pm 0,022$
$\xi_{BV}$	$-0,246 \pm 0,024$
$\eta$	$0,966 \pm 0,015$
$\xi_{VI}$	$0,733 \pm 0,011$

4. táblázat: Standard transzformációs konstansok

## 4. Fotometria

### 4.1 Csillagkeresés

Első lépésként csillagkeresést futtattam a képeken, mivel a fotometriai programoknak (és az *imwcs*-nek) az egyik bemenete egy koordinátalista. Az IRAF-ban a csillagkeresést a *noao.digiphot.-daophot* csomag *daofind* taszkjával valósíthatjuk meg. A *daofind* bemeneti paramétereinek közé tartozik a csillagok átlagos félértékszélessége, a háttér átlagos szórása és a tűréshatár, ami azt mondja meg, hogy a háttér szórásának hányszoros értéke feletti csúcsokat tekintse csillagnak. A félértékszélesség és a háttér szórása fontos paramétere a tényleges fotometriának is, ezért ezeket a paramétereket minden képre meghatároztam. A tűréshatárt 4-re állítottam az összes kép esetén.

### 4.2 Apertúra fotometria

Apertúra fotometriát használtam a standard csillagok instrumentális fényességének megállapítására és a PSF (Point Spread Function – pont kiszélesedési függvény) fotometria bemeneti fotometriai fájljának létrehozására is.

Az apertúra fotometria során a kimérendő csillag pixeleinek értékét egy megfelelő sugarú apertúrán belül összegezzük, ebből intenzitásértéket kapunk. Ahhoz, hogy helyes fényesség értéket kapjunk, figyelembe kell venni az égi háttér értékét, és az expozíciós időt is. A háttér intenzitását hasonló módszerrel (a csillag körüli körgyűrűvel) határozzuk meg. Az intenzitásból instrumentális magnitúdót számolhatunk. Képlettel kifejezve:

$$m_I = -2,5 \log \left( \frac{N_{ap} - A_{ap} S_{sky}}{t_{exp}} \right), \quad (17)$$

ahol  $m_I$  az instrumentális magnitúdó,  $N_{ap}$  az apertúrán belüli pixelértékek összege (az apertúra által lefedett területen begyűjtött fotonok száma),  $A_{ap}$  az apertúra területe,  $S_{sky}$  az égi háttérből az egy pixelre eső fotonok száma,  $t_{exp}$  pedig az expozíciós idő.

Gyakorlatban, erre a feladatra *noao.digiphot.daophot* csomag *phot* nevű taszkját használtam. Ennek a taszknak a fontos bemenő paraméterei: maga a kép, egy koordinátafájl, a félértékszélesség, a háttér szórása, az az ADU érték, amely feletti csillagokat nem mér ki (ez azért kell, mert 16000 ADU felett a kamera nem lineáris), az apertúra mérete, a háttér számítására használt gyűrű belső sugara és vastagsága.

Az apertúra méretét különbözőnek választottam a nyílthalmaz csillagainak és a standard csillagoknak az esetén. A nyílthalmazos képeken viszonylag sűrűn helyezkednek el a csillagok, így kisebb apertúrát kell használni, mint a csak néhány fényesebb csillagot tartalmazó standard képek esetén.

A nyílthalmazos képeken az apertúra a félértékszélesség 2-szerese, a körgyűrű belső sugara pedig a félértékszélesség 2,5-szerese, a körgyűrű szélessége pedig 10 skálaegység volt.

A standard mezős képek esetén a megfelelő apertúrát meghatározása úgy történt, hogy egy standard csillag fényességét kimértem több apertúrával is, majd a kapott fényességet ábrázoltam az apertúra függvényében. Azt az apertúra értéket választottam ki, amely felett már csak kis meredekséggel nőtt a fényesség. Az apertúrát 22, a gyűrű belső sugarát 23, szélességét pedig 10 skálaegységnek választottam.

A fényességek kiméréséhez IRAF szkriptet írtam.

## 4.3 PSF fotometria

### 4.3.1 Csillagok kiválogatása a PSF fotometriához, PSF-modell

A PSF fotometriához először meg kell határozni a mérőrendszerünkre, és az adott képre jellemző pontkiszéledési (PSF) függvényt, amit majd megpróbálunk illeszteni az egyes csillagokra. Ennek a függvénynek a megállapítása részben empirikusan történik; a képen kiválasztunk néhány csillagot, amelyek PSF-jéből és néhány bemeneti paraméterből a program összeállít egy modellcsillagot, tulajdonképpen egy modell PSF-et. A PSF fotometria során a program ennek a függvénynek a paramétereit változtatja, hogy legjobban illeszkedjen az egyes csillagok PSF-jéhez, majd ezen illesztett függvényt kiintegrálva kiszámítja a csillag fluxusát, és ebből a magnitúdóját.

Gyakorlatban a mintacsillagok kiválogatása a *noao.digiphot.daophot* csomagjának *pstselect* nevű programjával történt. A bemeneti fájlok a kép, és a képhez tartozó apertúra fotometriából kapott fájl. A legfontosabb bemeneti paraméterek a félértékszélesség, a háttér szórása és az intenzitásérték felső határa, amely feletti csillagokat nem választja ki. Másik fontos paraméter a kiválogatandó csillagok maximális száma, ennek értékét 150-re állítottam, mely elegendő a PSF meghatározására az egész képen. A taszk futtatása után egy koordinátaalista keletkezik, ami a modellhez kiválogatott csillagok koordinátáit tartalmazza.

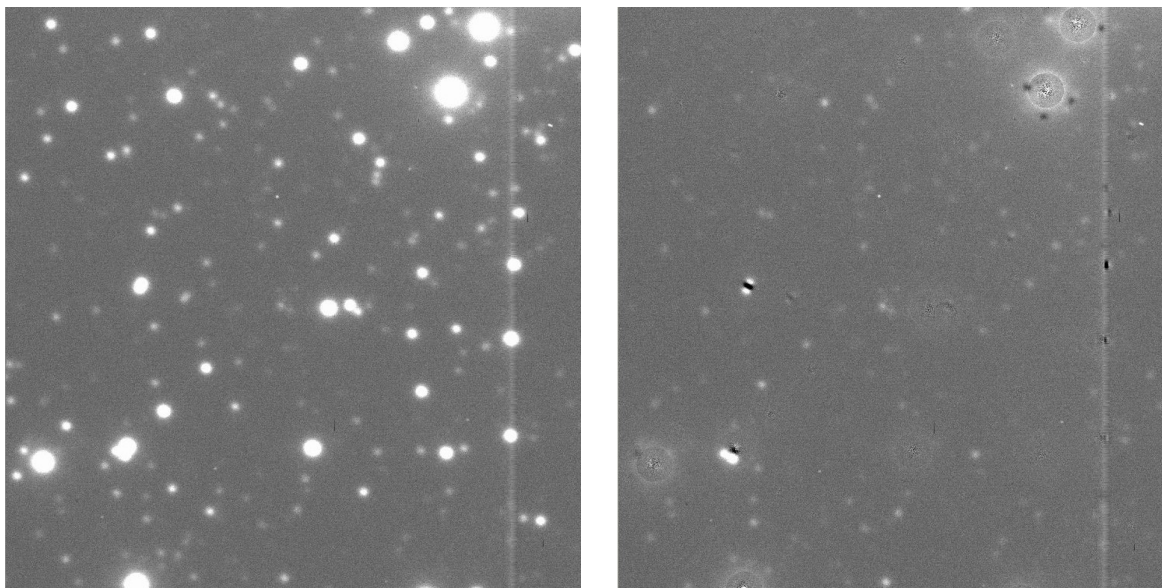
A modell PSF-et a *psf* nevű taszkkal hozhatjuk létre. Bemeneti fájlakként meg kell adni a képet, az apertúra fotometriai fájlt és a *pstselect*-tel kapott koordinátaelistát. Az egyik legfontosabb paraméter ennél a taszknál az illesztendő függvény típusa. A függvény típusát *moffat25*-nek választottam, mivel ez illeszkedett legjobban a csillagprofilokra.

A *psf* taszkt interaktív módban futtattam, mivel a *pstselect* hajlamos megtalálni a szűrés után megmaradt kozmikus sugarakat illetve a bad pixelek javítása után keletkezett „hegek” széleit. Mivel a PSF sok ok miatt változhat a mérés folyamán, ezért minden képhez saját PSF-modellt hoztam létre. A PSF-modell elkészítéséhez átlagosan 80–90 csillagot használtam fel.

#### **4.3.2 ALLSTAR, korrekciók**

Az *allstar* nevű taszk feladata a *psf* taszk futtatása után kapott PSF illesztése a kép egyes csillagaira. A program több iterációs lépésben próbálja illeszteni a függvényt. A sikeresen illesztett csillagok koordinátáit és fényességeit, illetve azon csillagok koordinátáit és apertúra fotometriás fényességeit, amelyeket nem tudott illeszteni, fájlba írja. Keletkezik továbbá egy FITS fájl is, amely az eredeti képből marad az illesztett csillagprofilok levonása után (7. ábra). A PSF fotometria annál jobb minél homogénebb ez a reziduálkép.



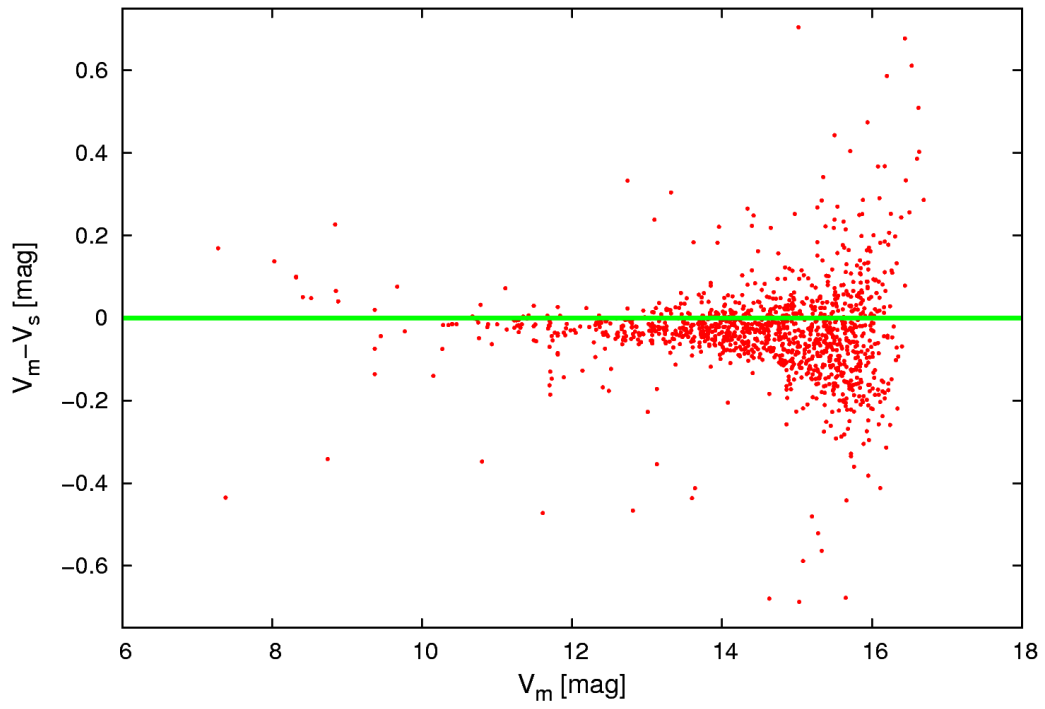


7. ábra: A 0095.n6871B\_1.fits kép részlete a PSF fotometria előtt (balra) és után (jobbra)

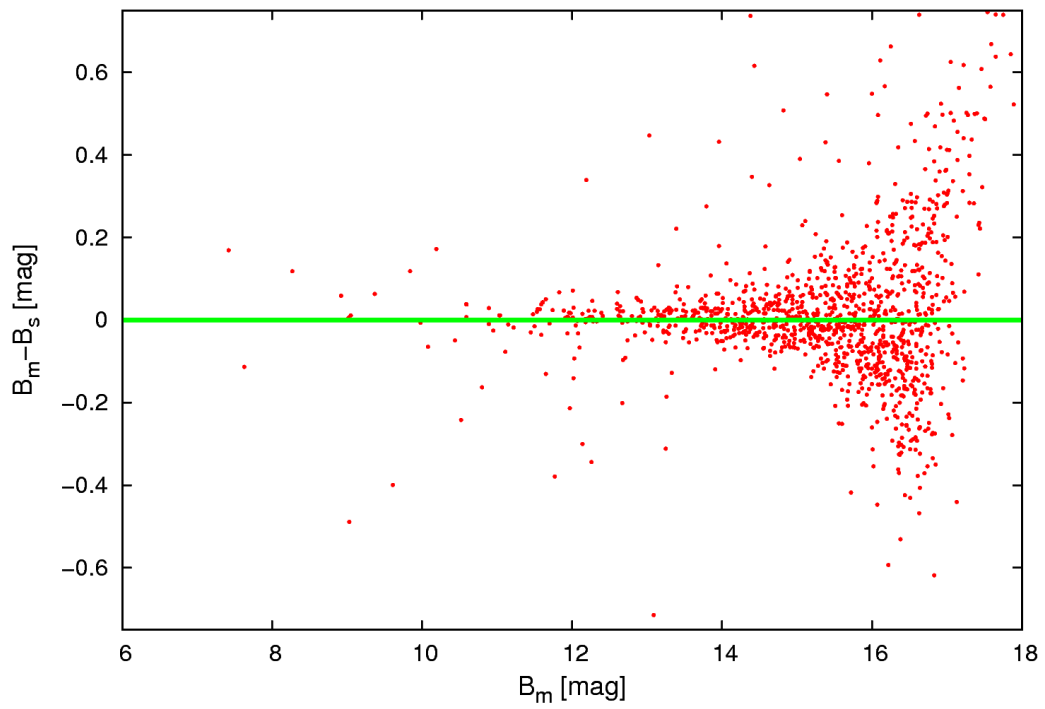
A PSF fotometria elvégzése után a következő feladat az apertúra és levegőtömeg korrekció végrehajtása volt. Mivel a standard transzformációs együtthatókat 22-es skálaegységű apertúrával kimért standard csillagok alapján állapítottam meg, ezért a minél jobb eredmény érdekében a PSF fotometriából kapott értékeket úgy kellett transzformálni, mintha megfelelő nagyságú apertúrával lettek volna kimérve. Ehhez minden képen kimértem néhány fényesebb csillag fényességét 22-es apertúrával, majd képeztem az apertúra fotometriával és a PSF fotometriával kapott fényességek különbségét. Az így kapott eltolást az egyes képek összes csillagára elvégeztem.

A B, V és I szűrőkben is kimért csillagokra elvégeztem a standard transzformációt, majd ezekből katalógust hoztam létre. A detektor 16000 ADU feletti nemlinearitása miatt a 10,5 magnitúdónál fényesebb csillagokat csak nagy hibával tudtam kimérni. Ha összehasonlítjuk az általam kimért fényességeket a Massey (1995) által kimértekkel, akkor láthatjuk is ezt az eltérést (l. 8. és 9. ábra). Ezen hiba kiküszöbölése érdekében a 10,5 magnitúdónál fényesebb csillagokat átvettem Massey-től. Az így kapott katalógusba beillesztettem a 2MASS infravörös J, H és K tartományú méréseit. Végül egy 15409 db, B, V, I, J, H és K szűrőben kimért csillagból álló adatbázist kaptam.





8. ábra: A saját és Massey fotometriai eredményeinek összehasonlítása V szűrőben



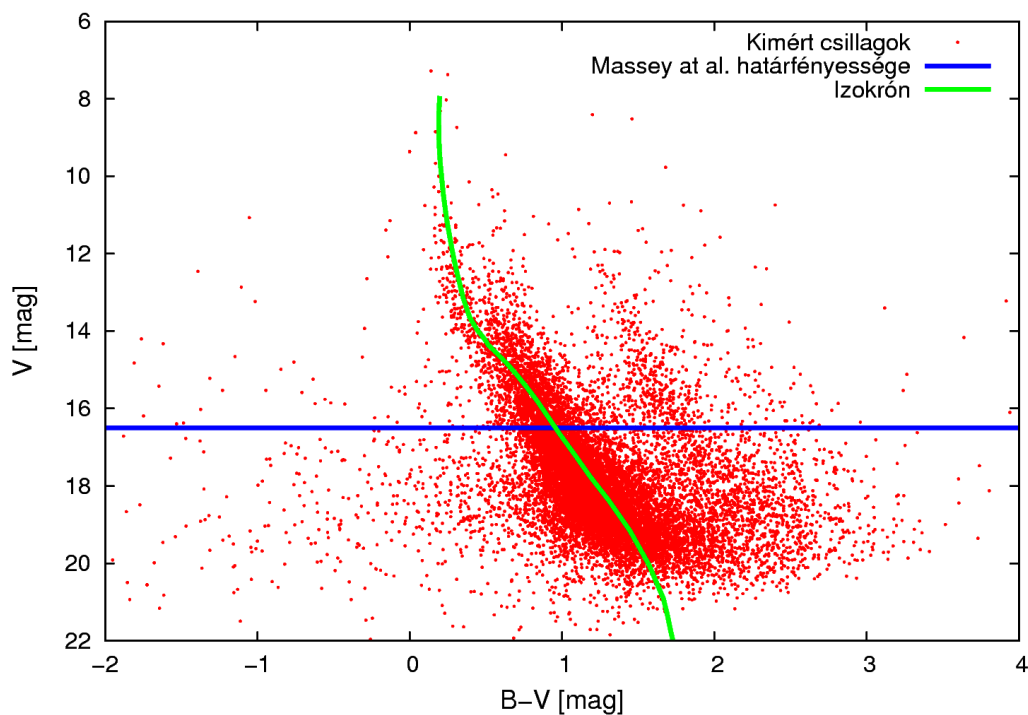
9. ábra: A saját és Massey fotometriai eredményeinek összehasonlítása B szűrőben

## 5. Eredmények

### 5.1 A szín–fényesség diagram

A csillaghalmazok szín–fényesség diagramja jól korrelál a Hertzsprung–Russell diagramjukal, azon való elhelyezkedésüket a vörösödésük, az irányukban mérhető interisztelláris extinkció, a távolságuk, fémességük és a koruk határozza meg. Ha spektroszkópiai vizsgálattal megtaláljuk a halmaz fényes tagjait, akkor azok segítségével a fent említett paramétereket meghatározhatjuk. A paraméterek ismeretében a fotometriai adatokra illesztett izokrónnal a halmaz halványabb tagjait is megtalálhatjuk (l. 1.7 fejezet).

A 10. ábra mutatja a halmaz  $(B-V) - V$  diagramját. Vízszintes vonallal jelöltem a korábbi Massey et al. (1995) által végzett fotometriai felmerés határfényességét ( $V=16.5$  mag). Látható, hogy az új mérések határfényessége legalább 3 magnitúdóval halványabb, ami sokkal több halmaztag detektálását tesz lehetővé. A diagramra izokrónt illesztettem. Az illesztés paramétereit közül a vörösödést, fémességet és a távolságot Balog és Kenyon (2002) spektroszkópiai vizsgálati eredményiből vettem. Az ismert  $E(B-V)$  vörösödésből a 3a egyenlet segítségével határoztam meg a halmazra jellemző interisztelláris extinkciót. A halmaz korára nagyon különböző becsléseket ismerünk (2.1 fejezet), ezért megvizsgáltam hogy melyik kor felel meg jobban a megfigyelési eredményeknek. Az izokrón illesztéshez a Bertelli és munkatársai (1994) által számolt izokrón családot használtam.



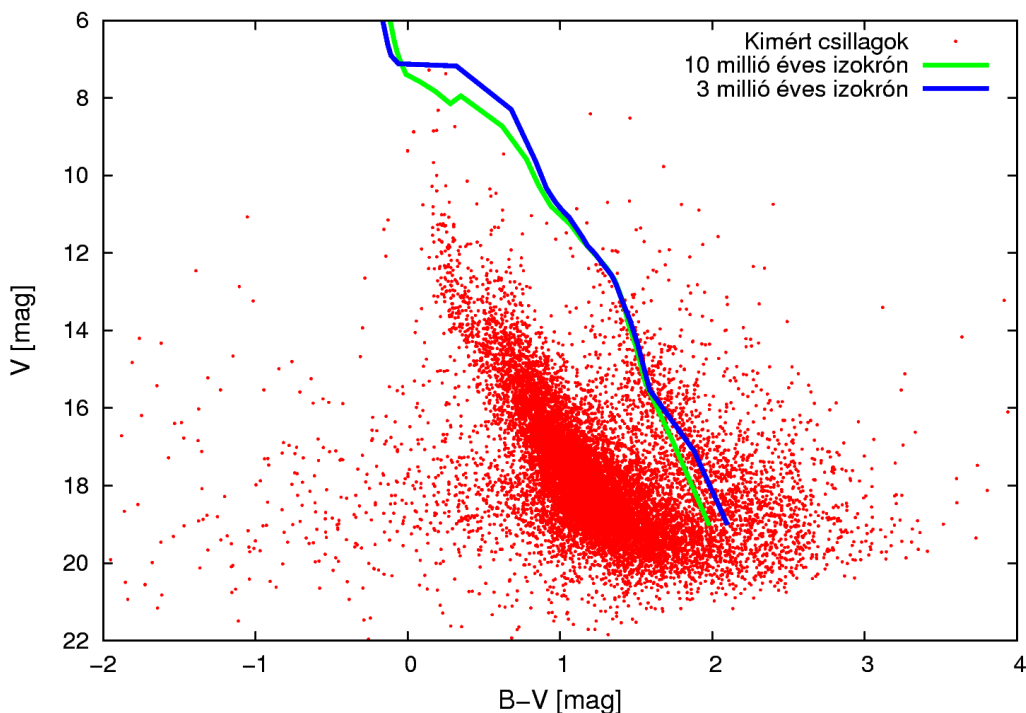
10. ábra: Az NGC 6871  $(B-V) - V$  diagramja

A CMD-n az NGC 6871-nek megfelelő pozícióban a Reiman (1989) által becült korról készült izokrón illeszkedik a legjobban, tehát a nyílthalmaz valószínű kora  $10^7$  év. A illesztés paraméterei az 5. táblázat tartalmazza.

Paraméter	Érték
Vörösödés; $E(B-V)$	0,44 <sup>m</sup>
Intersztelláris extinkció; $A_v$	1,37 <sup>m</sup>
Fémesség ( $Z$ )	0,02
Kor	$10^7$ év
Távolság	1650 parszek

5. táblázat: A CMD-re illesztett izokrón paraméterei

A  $(B-V)-V$  diagramon két fősorozat látszik: az NGC 6871-nek megfelelő,  $(B-V) = 0,2$ -től 2-ig terjedő csillagcsoportosulástól a vörös irányba (nagyobb színexcesszussal) egy második csoportot is megfigyelhetünk. Ennek oka lehet egy közeli, laza, fiatal csillagasszociáció jelenlete is. Balog & Kenyon (2002) spektroszkópiai mérések alapján megjósolta egy ilyen asszociáció jelenlétét. Ők négy klasszikus T Tauri csillagot találtak gyakorlatilag 0 vörösödéssel. Ezeknek a távolságát  $d < 300$  pc-nek becsülték. A 10 ábrán  $B-V = 1,2$  és  $2,2$  ill  $V = 18$  és  $12$  között elhelyezkedő csillagcsoportosulás pontos korát és távolságát az izokrónok és a távolság degeneráltsága miatt lehetetlen meghatározni. A távolság alsó és felső határára azonban tehetünk egy becslést abból kiindulva, hogy a Balog & Kenyon (2002) által jósolt asszociáció kora valószínűleg kisebb mint 10 millió év. Ezt a hátért a benne található T Tauri csillagok adják. Az is valószínűtlen, hogy az asszociáció fiatalabb mint 3 millió év hiszen akkor még látnunk kellene a szülőfelhő maradványait. Ha a  $(B-V)-V$  diagramon 3 ill 10 millió éves PMS izokrónokat (Siess et al., 1997) illesztünk a csillagcsoportra (11. ábra), akkor az asszociáció távolságára 100 és 200 pc közötti értéket kapunk, ami nagyon jó egyezésben van a Balog & Kenyon (2002) által jósolt ( $d < 300$ ) értékkel. A 10. ábrán elkülöníthető meg az NGC 6871 fősorozatához közel  $B-V = 1$  és  $V = 12$  körül egy harmadik csillagcsoportosulás is. Ezek a csillagok valószínűleg a látómezőben szintén megtalálható Biurkan 1 és 2 nyílthalmazoktól származnak.

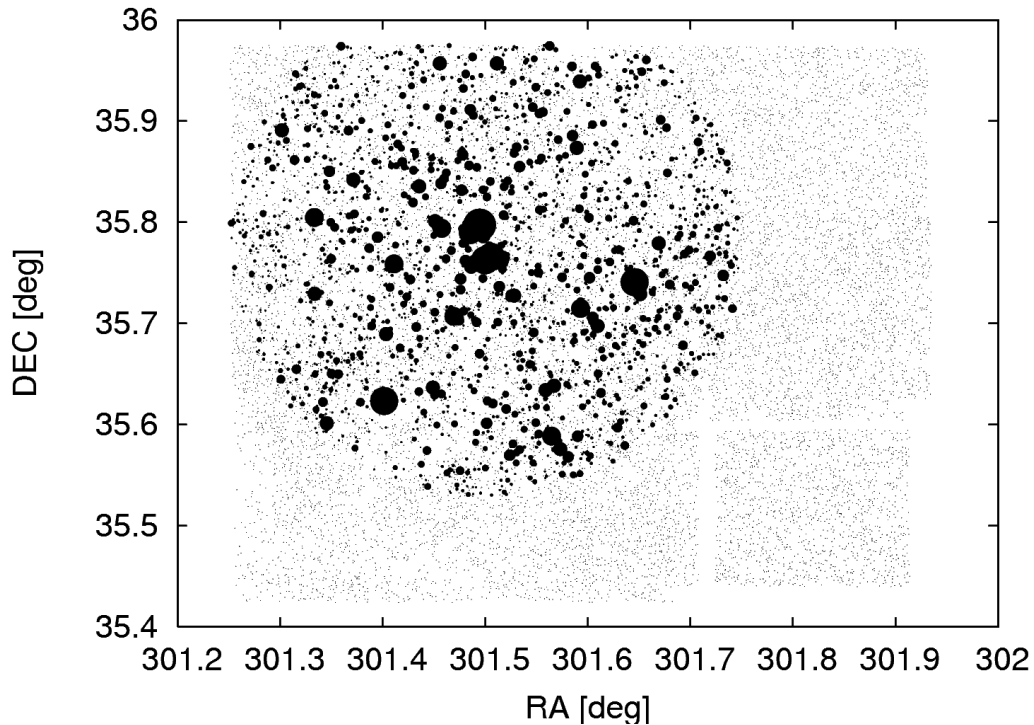


11. ábra: A nagyobb vörösödésnél látható csillagsoportosulásra illesztett izokrónok

## 5.2 A halmaztagság vizsgálata

A halmaztagság fotometriai méréseken alapuló vizsgálatát a halmaz szín-fényesség és szín-szín diagramjain végezhetjük el, úgy, hogy kiválasztjuk az izokrónmenti csillagokat. A halmaztagság vizsgálatához először a  $(V-K)-V$ , majd a  $(V-I)-V$  diagramot használtam, mivel ezeknél a diagramoknál a színeknek viszonylag széles a bázisa, így a fotometriai hibák nem okoznak akkor hibát a halmaztag-kiválasztásban, mint a  $(B-V)-V$  diagram esetén. A kiválogatásra programot írtam, amely az egyes színértékekhez az izokrón interpolációjával kiszámoltam az ahhoz tartozó elméleti fényesség értéket, majd ennél az értéknél  $0,8^m$ -val fényesebb és  $0,05^m$ -val halványabb csillagokat válogattam ki. A felső fényességhatárt az szabta meg, hogy egy halmaztag kettős rendszer maximálisan  $0,75$  magnitúdóval a fősorozat felett helyezkedhet el. Ehhez az értékhez meg hozzáadtam maximális fotometriai hibát ( $0,05^m$ ). Az alsó határt tisztán a fotometriai hiba szabta meg.. Ellenőrzésre a  $(J-H)-J$  és  $(J-K)-K$  diagramokat használtam (l. Függelék)

Ezzel a módszerrel mintegy 3900 csillagot találtam halmaztagnak  $21$  magnitúdós határfényességig és  $0,65 \pm 0,05 M_{\odot}$  határtömegig.



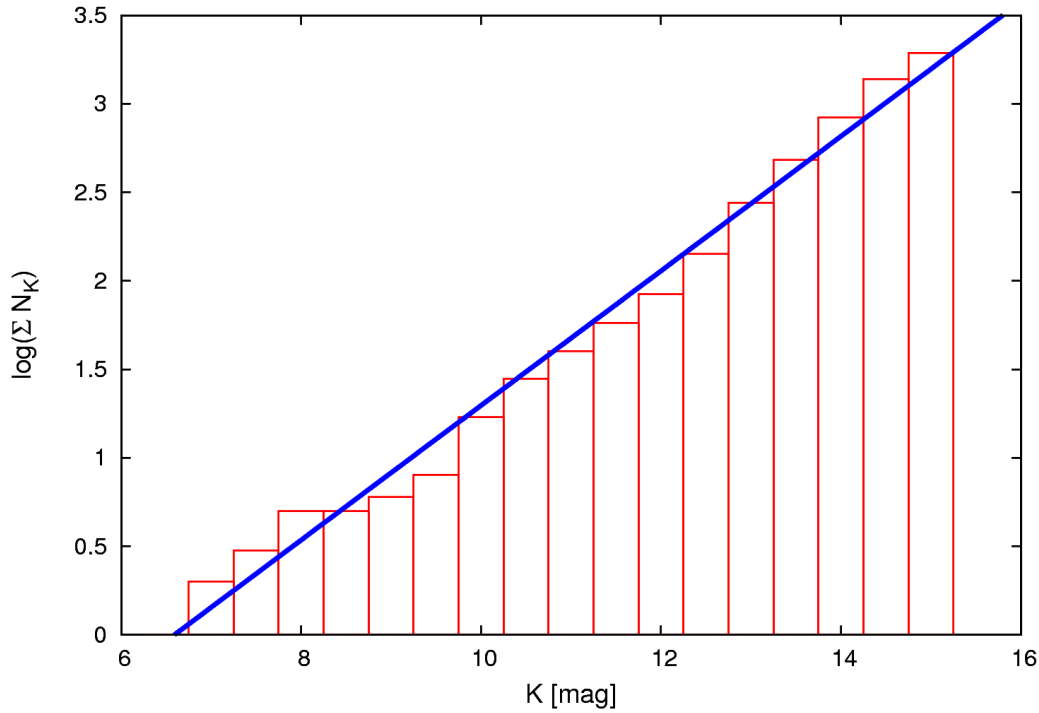
21. ábra: A látómező rektaszcenzió - deklináció térképe

A biztosan nem a halmazhoz tartozó csillagok kiszűrésének érdekében elkészítettük a kiválasztott 3900 csillag rektaszcenzió – deklináció térképét és kiválasztottuk azokat, amelyek a halmaz középpontjától legfeljebb 0,23 fokra vannak (Kharchenko et al., 2005). Ezzel a módszerrel egy 2030 csillagot tartalmazó listát kaptunk, melynek a határfényessége  $20^m$ , határtömege  $0,7 \pm 0,04 M_{\odot}$ . A 12. ábra mutatja a kiválasztott halmaztagjelöltek elhelyezkedését. A korongok mérete a csillag fényességével van összefüggésben. A legkisebb méretű pontok a látómezőben lévő összes csillagot jelölik.

### 5.3 Luminozitás-függvény és a kezdeti tömegfüggvény (IMF)

A luminozitás-függvény ismeretében fiatal halmazok esetén meghatározhatjuk a kezdeti tömegfüggvényt, amely fontos jellemzője a csillaghalmazoknak. (l. 1.4 fejezet)

A luminozitás-függvény meghatározásához logaritmikus skálán ábrázoltam a halmaz tagjainak K szűrős kumulatív fényesség-hisztogramját ( $(\sum N_k) - K$ ) ahol  $\sum N_k$  a K-nál fényesebb csillagok összegét jelöli. (13. ábra).



13. ábra: Az NGC 6871 K-szűrős fényesség-histogramja

Ha feltételezzük, hogy a luminozítás-függvény hatványfüggvény alakú, akkor a hisztogram meredeksége adja meg a luminozítás-függvény kitevőjét (11. ábra). Ez  $0,38 \pm 0,01$ -nek adódik. Az ebből számolt kezdeti tömegfüggvény hatványkitevő

$$\alpha = a \cdot 2,5 \cdot \beta = 1,9 \pm 0,1 \quad (18)$$

Az általam kapott meredekség lényegesen eltér a Massey et al. (1995) által kapott értéktől ( $1,0 \pm 0,3$ ). Az eltérés oka az, hogy Massey et al. (1995) csak nagy tömegű ( $M > 6 M_{\odot}$ ) csillagok alapján határozták meg a kezdeti tömegfüggvény meredekségét, míg az általam kiválasztott halmaztagok határtömege  $0,65 \pm 0,05 M_{\odot}$ . A 11. ábrán jól látszik, hogy a nagy tömegű tartományban a kumulatív KLF „laposabb” (meredekség =  $0,28 \pm 0,04$ ), ami valószínűleg a kis számok miatti statisztikai fluktuációra vezethető vissza. Így az ezen tartomány alapján a 18-as összefüggésből meghatározott IMF meredekség is alacsonyabb lesz ( $1,38 \pm 0,22$ ) ami már a hibahatárokon belül megegyezik a Massey et al. (1995) által talált értékkel.

A teljes hisztogram illesztéséből kapott meredekségekkel a luminozítás-függvényt és a tömegfüggvényt a következőképpen írhatjuk fel:

$$\Phi(K) = 10^{0,38 \cdot K} \quad (19)$$

és

$$f(m) = \frac{dN}{dm} = m^{-1,9} \quad (20)$$

ahol  $\Phi_i(K)$  a  $K$ -szűrőre vett luminozítás-függvény,  $f(m)$  pedig a kezdeti tömegfüggvény.

## Összegzés

A Balog Zoltán által 2000 szeptemberében, az NGC 6871 nyílthalmaz környezetéről készített BVI szűrős felvételek fotometria redukálásával közel 15000 csillagból álló katalógust hoztam létre, melyet a 2MASS égboltfelmérő program JHK szűrős méréseivel egészítettem ki.

A halmaz szín–fényesség diagramjára a spektroszkópiából és korábbi fotometriai vizsgálatokból ismert paraméterekkel izokrónát illesztettem, és megvizsgáltam, hogy az irodalomban található eltérő korok közül melyik felel meg jobban a méréseinknek. A halmaz CMD-jére legjobban a  $10^7$  évvel számot izokrón illeszkedik.

A mérései eredményekből készült CMD-n egy másik,  $B-V=1.2$  és  $2.2$  illetve  $V=18$  és  $12$  között elhelyezkedő csillagcsoportosulás is látható. Ezekre 3 ill 10 millió éves PMS izokrónákat (Siess et al., 1997) illesztve távolságukra 100 pc és 200 pc adódott. Ezek az értékek összhangban vannak a Balog & Kenyon (2002) által jósolt ( $d < 300$  pc) értékkel.

Az mérési eredményekből készített szín–fényesség és szín–szín diagramokra illesztett izokrón segítségével a csillaglistából kiválasztottam az NGC 6871 legvalószínűbb tagokat 20 magnitúdós határfényességig, ami  $0,7 \pm 0,04 M_{\odot}$  kezdeti tömegnek felel meg. 2030 csillagot találtam halmaztagnak.

Meghatároztam a halmaztagok logaritmikus, K-szűrőben vett kumulatív luminozítás hisztogramjának meredekségét. Azt találtam, hogy a luminozítás függvény hatványkitevője (a hisztogram meredeksége) a eltérő meredekséget mutat a 6 és 9 magnitúdós és 9–16 magnitúdós tartományban. A fényesebb tartományon a meredekség jó közelítéssel megfelel a Massey által meghatározottnak. Ennek eltérését az egész hisztogramra illesztett egyenestől valószínűleg a kis számok miatti fluktuáció okozza. A luminozítás függvény meredekségeiből meghatároztam a halmaz kezdeti tömegfüggvényének hatványkitevőjét, ez  $1,9 \pm 0,1$ -nek adódott.

A további tudományos tervek között szerepel a halmaz közép infravörös tartományú űrtávcsöves fotometriai vizsgálata. Témavezetőm sikerrel pályázott ebben a témában a Spitzer űrtávcső távcsőidejére, a mérésekre várhatóan 2008 telén vagy 2009 kora tavaszán kerül sor. Továbbá halmaz újabb, az MMT Observatory Hectochelle/Hectospec műszereivel történő, spektroszkópiai vizsgálata is tervbe van véve. Mindkét tervezett mérés előkészületeinek és kiértékelésének fontos paramétere az általam megállapított halmaztagság.

## **Köszönetnyilvánítás**

Köszönöm Dr. Balog Zoltánnak, hogy lehetőséget nyújtott a kutatásba való bekapcsolódásra és hogy a halmaztagság megállapításában sok hasznos tanáccsal és instrukcióval látott el.

Szeretném megköszönni Csák Baláznak, hogy időt és fáradságot nem sajnálva segített munkám gyakorlati részében és ezen dolgozat javításában.

Szeretném megköszönni Mészáros Szabolcsnak a dolgozat javításában és Székely Péternek a WCS transzformációban nyújtott segítségét. Továbbá köszönettel tartozok Jurkovic Mónikának és Sziládi Katalinnak is.

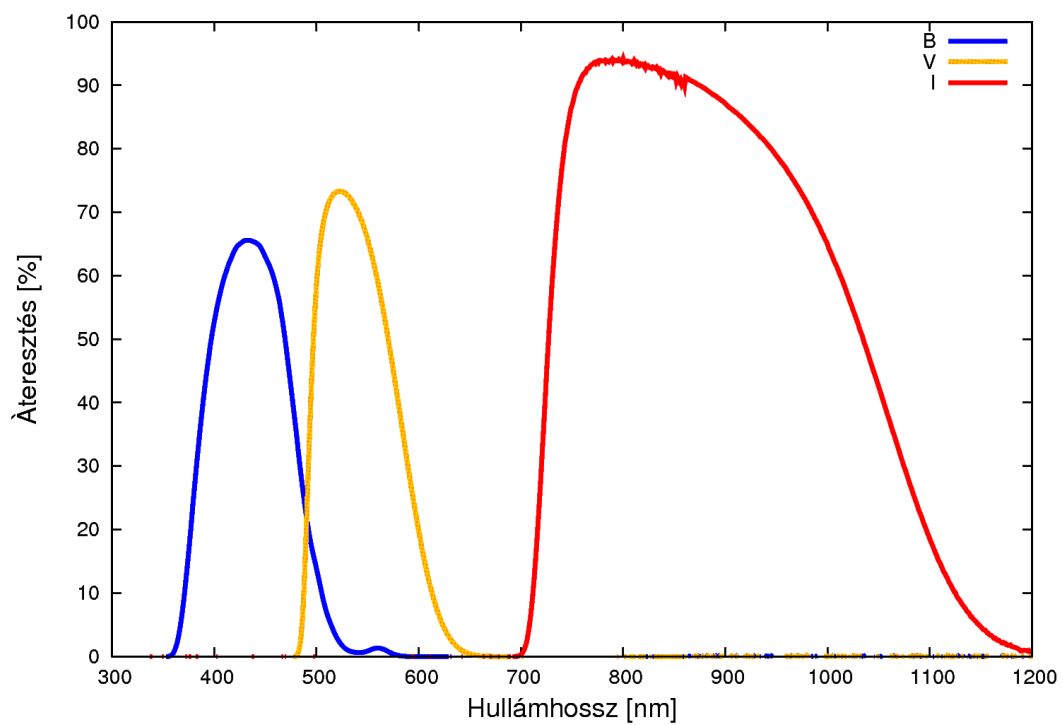


# Függelék

## F.1 Harris BVI szűrők átteresztési függvénye

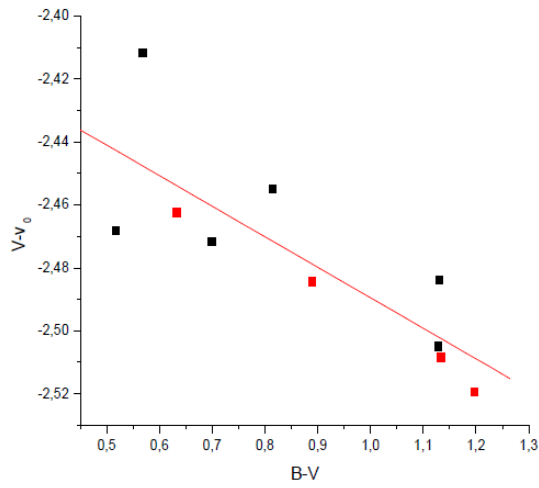
Szűrő	Központi hullámhossz [nm]
B	424
V	523
I	804

6. ábra: Harris BVI szűrők

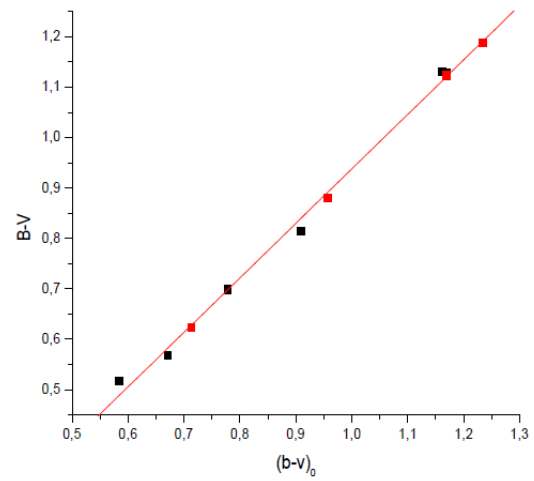


14. ábra: A Harris szűrőrendszer átteresztési függvénye (BVI)

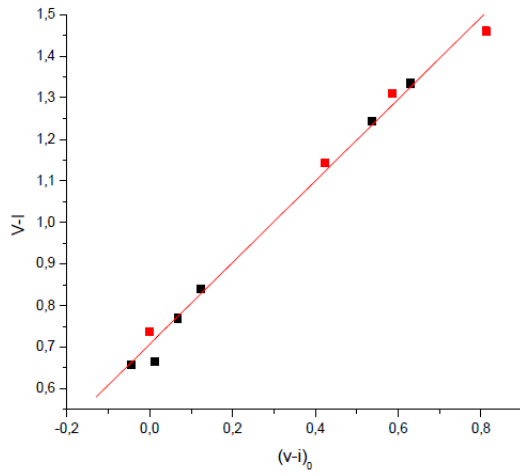
## F.2 Standard transzformációs együtthatók meghatározása



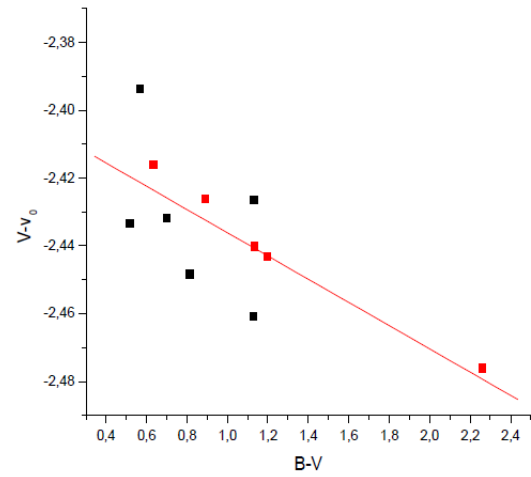
a)  $\epsilon$  és  $\zeta_V$  meghatározása (1. chip)



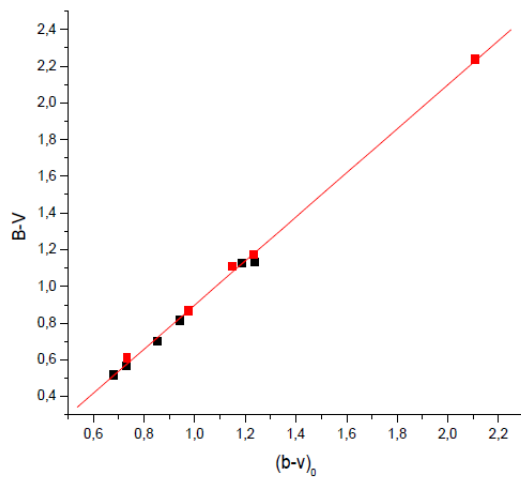
b)  $\mu$  és  $\zeta_{BV}$  meghatározása (1. chip)



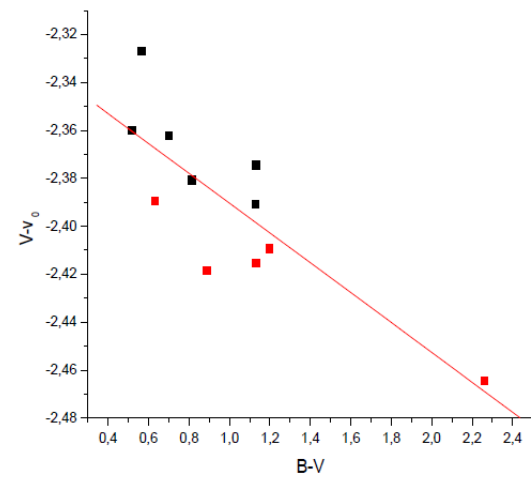
c)  $\eta$  és  $\zeta_{VI}$  meghatározása (1. chip)



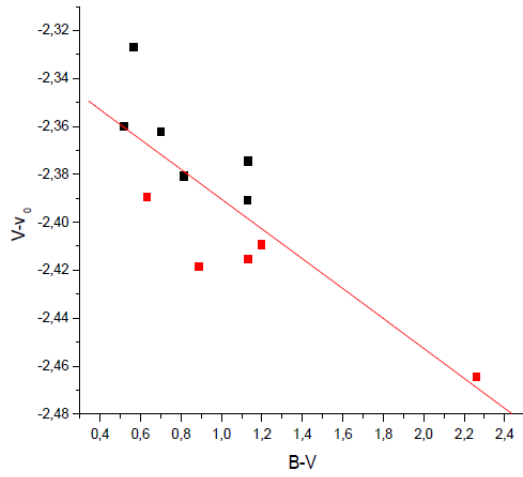
d)  $\epsilon$  és  $\zeta_V$  meghatározása (2. chip)



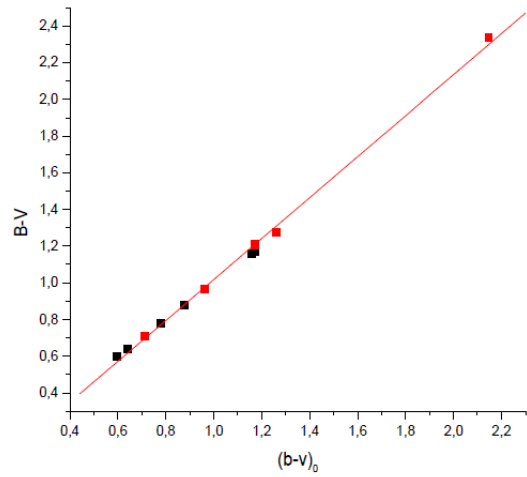
e)  $\mu$  és  $\zeta_{BV}$  meghatározása (2. chip)



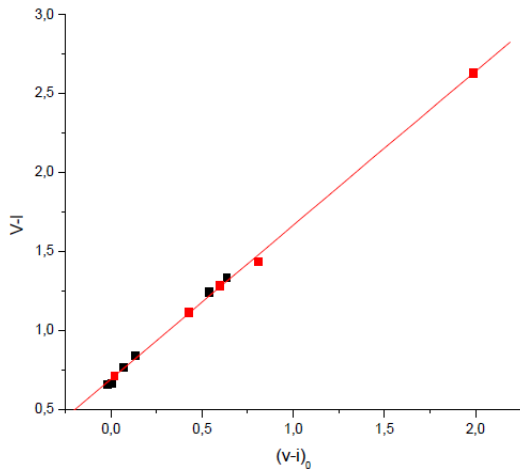
f)  $\eta$  és  $\zeta_{VI}$  meghatározása (2. chip)



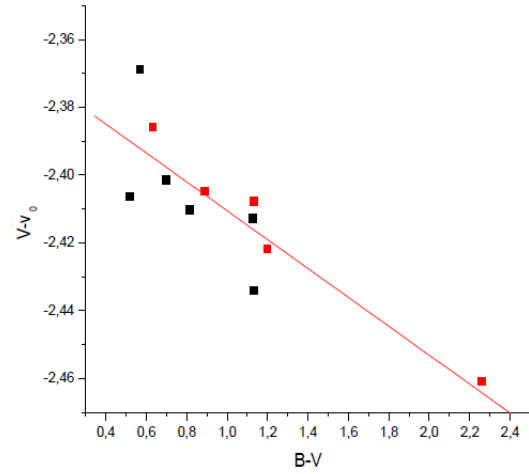
g)  $\epsilon$  és  $\zeta_V$  meghatározása (3. chip)



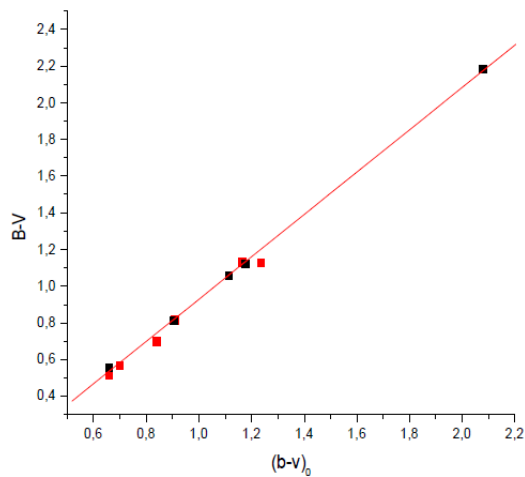
h)  $\mu$  és  $\zeta_{BV}$  meghatározása (3. chip)



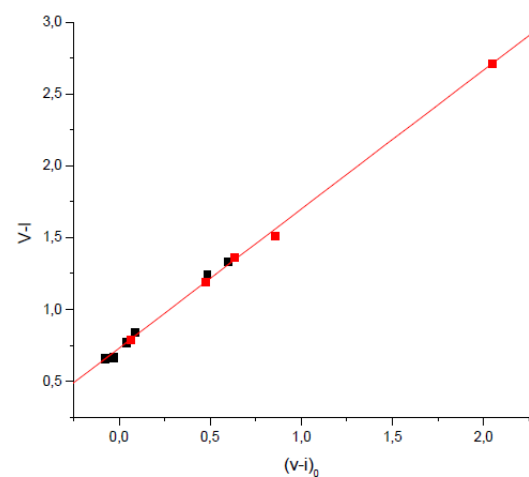
i)  $\eta$  és  $\zeta_{VI}$  meghatározása (3. chip)



j)  $\epsilon$  és  $\zeta_V$  meghatározása (4. chip)



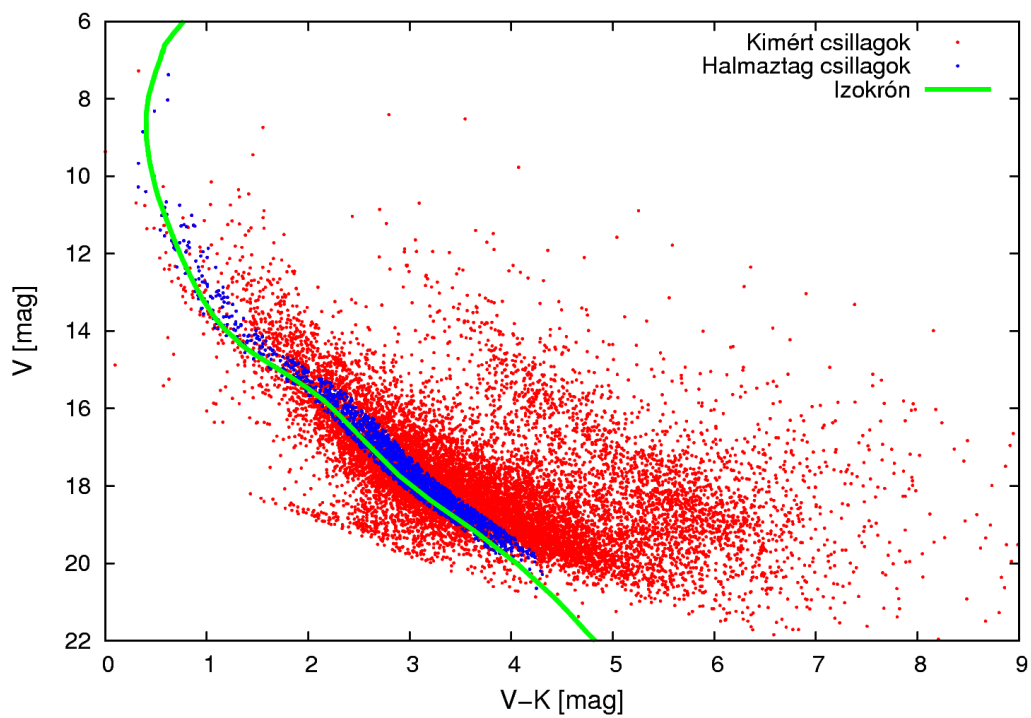
k)  $\mu$  és  $\zeta_{BV}$  meghatározása (4. chip)



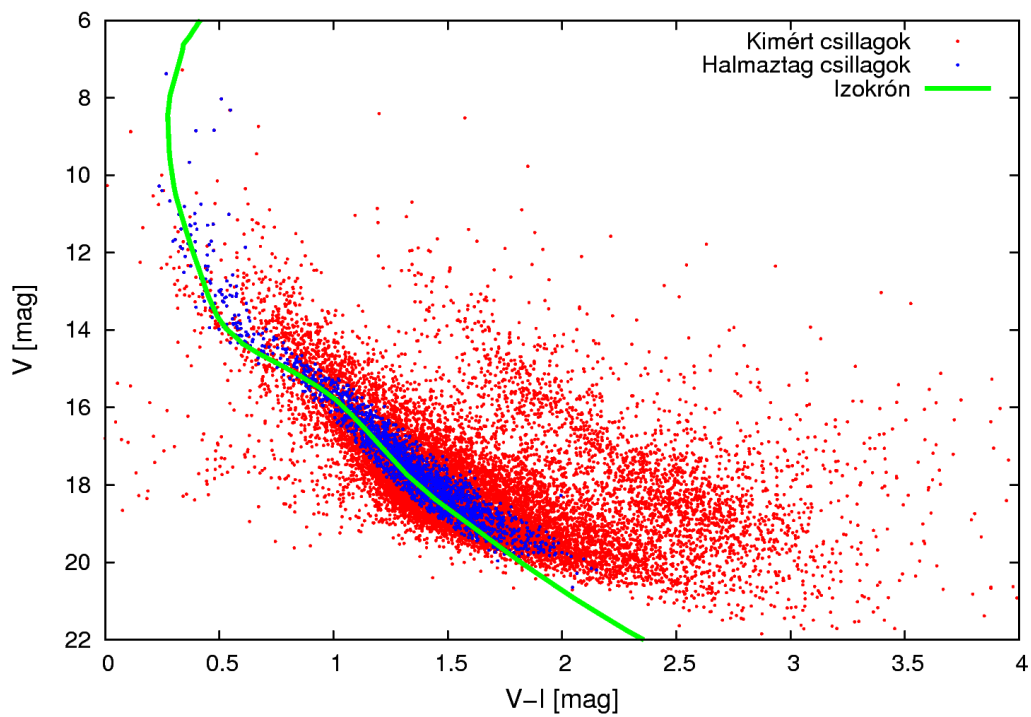
l)  $\eta$  és  $\zeta_{VI}$  meghatározása (4. chip)

15. ábra: Standard transzformációs konstansok meghatározása egyenes illesztéssel. A fekete pontokkal jelölt csillagok az SA 92-es, piros ponttal jelölt csillagok az SA 110-es standard mezőből származnak.

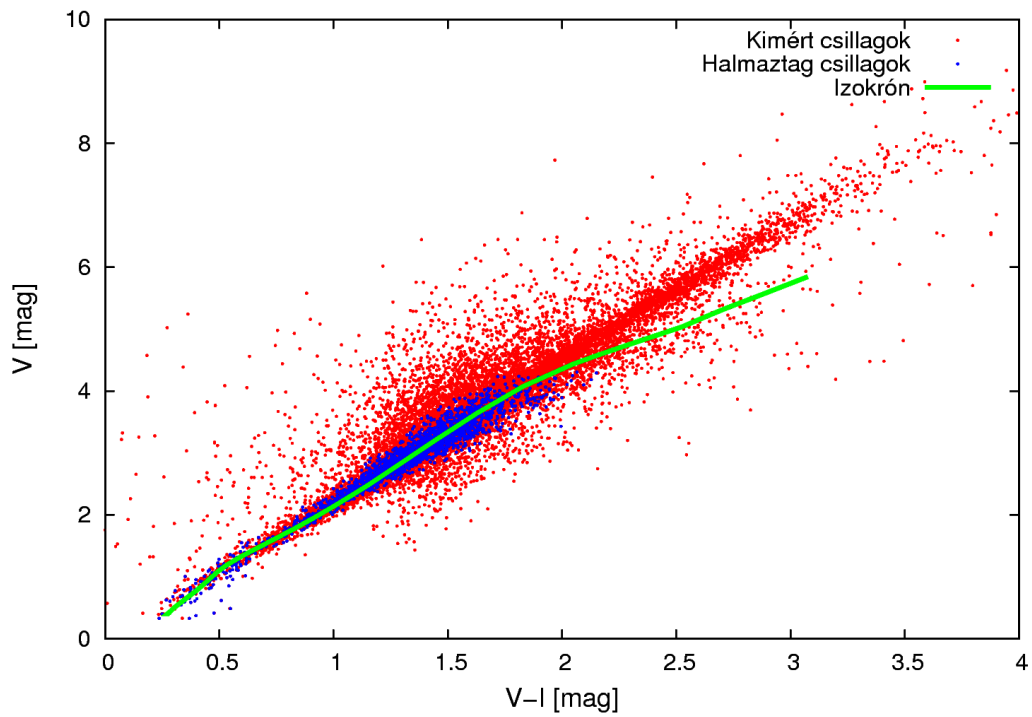
## F.4 A halmaztagok a szín-fényesség és szín-szín diagramokon



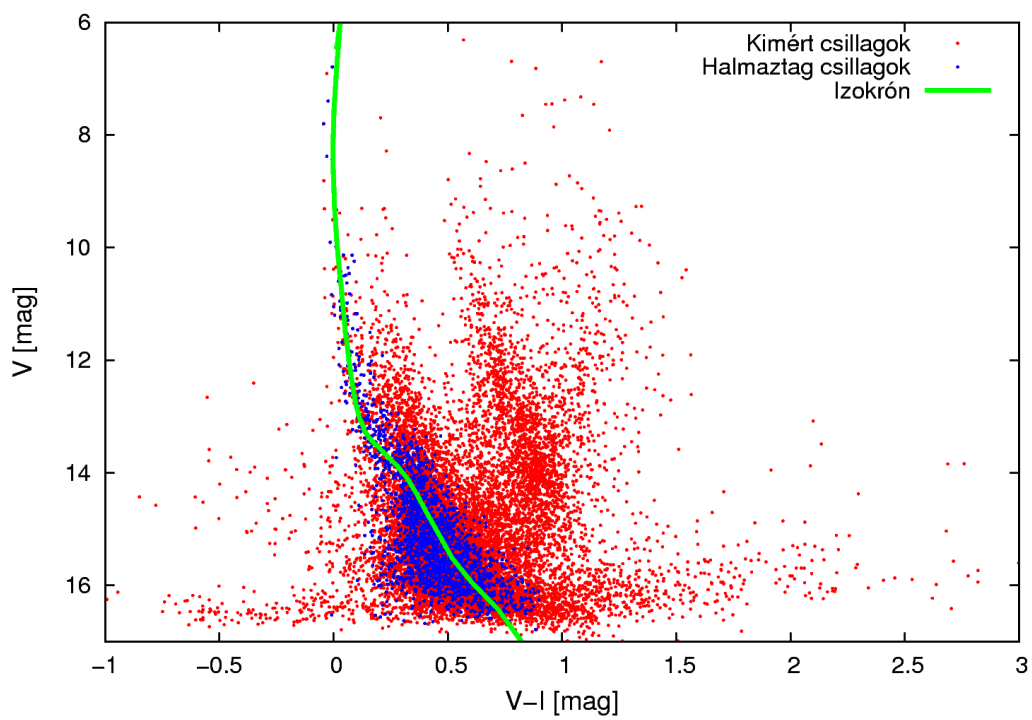
16. ábra : Halmaztag csillagok a és az izokrón a ( $V-K$ )- $V$  diagramon



17. ábra: Halmaztagok és az izokrón a ( $V-I$ )- $V$  diagramon



18. ábra: Halmaztagok a és az izokrón a  $(V-I) - (V-K)$  diagramon



19. ábra: A halmaztagok és az izokrón a  $(J-H) - J$  diagramon

# Irodalomjegyzék

Balog, Z., Kenyon, S. J., 2002, *AJ*, **124**, 2083-2092

Bertelli G., Bressan A., Chiosi C., Fagotto F., Nasi E., 1994, *A&A*, **106**, 275

Bessell, M. S., Brett, J. M., *PASP*, **100**, 1134-1151

Calabretta, M. R., Greisen, 2002, *A&A*, **395**, 1077-1122

Hernandez, J., et al., 2007, *ApJ*, **662**, 1067

Kenyon, S. J., Bromley, B. C. 2005, *AJ*, **130**, 269

Lada, E. A., Strom, K. M., Myers, P. C., 1993, *Protostars and Planets III*, pp 245-277

Landolt, A. U. ,1992, *AJ*, **104**, 340

Marik, M, 1989, *Csillagászat*, Akadémiai kiadó

Massey, P., Johnson, K. E., DeGioia-Eastwood, K. ,1995, *ApJ*, **454**, 151

Mink, D. J., 2006, *Astronomical Data Analysis Software and Systems XV ASP Conference Series*, Vol. 351

Salpeter, E. E., 1955, *ApJ*, **121**, 161

Schönberg, M. Chandrasekhar S., 1942, *ApJ*,. 161–172

Siess, L., Forestini, M., Dougados, C., 1997, *A&A*, **324**, 556-565

Shu, F. H., 1977, *ApJ*, **214**, 488

Reimann, H.-B., 1989, *Astron. Nachr*, **310**, 273

Russell, H. N., 1912, *Relations between the Spectra and Other Characteristics of the Stars*