

SZEGEDI TUDOMÁNYEGYETEM
OPTIKAI ÉS KVANTUMELEKTRONIKAI TANSZÉK

A csillagfejlődés korai szakasza fiatal galaktikus nyílthalmazokban

PhD értekezés

Készítette:

Balog Zoltán

(tudományos segédmunkatárs)

Témavezetők:

Dr. Vinkó József

(egyetemi docens)

SZTE Optikai és Kvantumelektronikai Tanszék

Dr. Scott Kenyon

(Smithsonian Astrophysical Observatory)

SZEGED

2005

Tartalomjegyzék

1. Bevezetés	3
1.1. A csillaghalmazok jelentősége az asztrofizikában	3
1.1.1. Nyílthalmazok és csillagkeletkezés	4
1.1.2. Nyílthalmazok HRD-je	5
1.1.3. Intersztelláris vörösödés, abszorpció, vörösödési törvények	11
1.1.4. Luminozitásfüggvények és a kezdeti tömegfüggvény (IMF)	15
1.2. A vizsgált nyílthalmazok	19
1.2.1. NGC 7128	19
1.2.2. NGC 7538	20
1.2.3. NGC 6871	21
1.3. A mérések kiértékelésére és az adatfeldolgozásra használt eljárások	23
1.3.1. A CCD és infravörös felvételek feldolgozása	23
1.3.2. Digitális fotometria	26
1.3.3. Simított sűrűségkontúrok (kernel módszer)	30
1.3.4. Kolmogorov–Szmirnov teszt	31
2. Észlelések és az adatok redukálása	33
2.1. Fotometria	33
2.1.1. Infravörös (NGC 7538)	33
2.1.2. Optikai (NGC 7128)	36
2.2. Spektroszkópia	40
2.2.1. NGC 7128	41
2.2.2. NGC 6871	42

3. Eredmények	44
3.1. NGC 7128	44
3.1.1. A megfigyelt halmazcsillagok spektrumának elemzése	44
3.1.2. Spektráلكlasszifikáció	50
3.1.3. Radiális sebességek	53
3.1.4. Vörösödés	54
3.1.5. A halmaz fizikai paraméterei	60
3.2. Emissziós csillagok az NGC 6871 nyílthalmazban	64
3.2.1. Spektráلكlasszifikáció	64
3.2.2. Az emissziós csillagok kiválasztása	68
3.2.3. Az emissziós csillagok vizsgálata	72
3.2.4. Az emissziós csillagok spektrumainak tulajdonságai	75
3.2.5. A lehetséges PMS csillagok összehasonlítása a Taurus-Auriga mole- kulafelhőben található fiatal csillagokkal	78
3.3. Új beágyazott halmaz az NGC 7538-ban	80
3.3.1. A csillagok sűrűségeloszlása	81
3.3.2. A vörösödési törvény	84
3.3.3. szín-fényesség- és szín-szín-diagramok	85
3.3.4. Fényesség- és színfüggvények	90
Összefoglalás	97
Köszönetnyilvánítás	100
Irodalomjegyzék	108
A dolgozat angol nyelvű összefoglalása	109

1. fejezet

Bevezetés

1.1. A csillaghalmazok jelentősége az asztrofizikában

Már nagyon régen felismerték, hogy a csillaghalmazok kitűnő laboratóriumként szolgálnak a csillagfejlődés kutatásához. Tanulmányozásuknak fontos szerepe van abban, hogy jobban megértsük a csillagkeletkezés és -fejlődés fizikáját. Ebből a szempontból a halmazok legfontosabb tulajdonsága, hogy már statisztikailag is jelentős mennyiségű csillagot tartalmaznak viszonylag kis helyre sűrítve. Ez lehetőséget biztosít arra, hogy egyszerű módszerekkel rövid idő alatt nagy mennyiségű, egymással fizikai kapcsolatban álló csillagról tudjunk információt szerezni. A halmazok csillagainak tömege meglehetősen tág határok között változik. Mivel ezek a csillagok többé-kevésbé egyszerre keletkeztek ugyanabból a molekulafelhőből, a halmazok szín-fényesség-diagramjának megfigyelése alkalmas a csillagfejlődési elméletek tesztelésére. A halmazok szolgáltatják a legkisebb fizikai skálát, amelyen a csillagok kezdeti tömegfüggvénye tanulmányozható.

Mivel a halmazt tagjainak gravitációs vonzása tartja össze, fejlődését a Newton-törvények szabályozzák. Soktest-rendszerek esetén a kölcsönhatások rendkívül bonyolultak, ezért a csillaghalmazok fontos tesztelési lehetőséget biztosítanak a csillagdinamika tanulmányozásához is. A halmazok térbeli eloszlása szerepet játszik a Galaxis struktúrájának feltérképezésében. Például a gömbhalmazok eloszlása segített meghatározni a Galaxis középpontjának a helyét és felfedezni a galaktikus halót.

A fiatal nyílthalmazok adatokat szolgáltatnak a csillagkeletkezésről a galaxisokban és a Tejútrendszer spirálkarjaiban. Ezek a halmazok szintén érdekesek lehetnek a Naprendszer eredetének vizsgálatában, mivel a meteorit mintákban talált rövid élettartamú radioaktív

magok arra utalnak, hogy a Nap maga is egy nagy tömegű csillag közelében keletkezett, ezért nagyon valószínű, hogy tagja volt egy viszonylag sok tagból álló halmaznak.

A halmazok eredetéről nagyon keveset tudunk. A Galaxis gömbhalmazai több milliárd évesek, ezért keletkezési mechanizmusuknak közvetlen empirikus vizsgálata teljesen lehetetlen. A nyílthalmazok azonban, úgy tűnik, folyamatosan keletkeznek Galaxisunk korongjában, és így elméletileg lehetőség nyílik keletkezésük és a bennük lezajló fizikai folyamatok közvetlen tanulmányozására.

A dolgozatban először bemutatom a vizsgált objektumokat ill. az észlelésre használt műszereket, majd ismertetem a mérések kiértékeléséhez használt módszereket. A harmadik fejezetben sor kerül a tudományos eredmények ismertetésére, végül a dolgozat egy rövid összefoglalással zárul.

1.1.1. Nyílthalmazok és csillagkeletkezés

A nyílthalmazok megfigyelése alapvető fontosságú azon fizikai folyamatok megértéséhez, amelyek elvezetnek egy molekulafelhőtől egy fősorozati csillaghoz. A csillagok folyamatosan keletkeznek Galaxisunkban, ezáltal tulajdonképpen a csoportos csillagkeletkezés minden fázisát figyelemmel lehet kísérni segítségükkel. A bennük talált fősorozat előtti fejlődési állapotban levő csillagok fizikai paraméterei pontosabban határozhatók meg, mint egyedülálló csillagoknál.

Ugyanúgy, mint fősorozati ill. fősorozat utáni fejlődési állapotban lévő csillagok esetében, a megfigyelt Hertzsprung–Russell-diagram lehetővé teszi az észlelések és a különböző csillagfejlődési modellek jóslatai közötti összehasonlítást. Így nyílthalmazban lévő fősorozat előtti fejlődési állapotban lévő csillagok detektálása számos előnnyel jár a kiterjedt csillagkeletkezési területeken megfigyelt egyedülálló csillagokkal szemben.

A vizsgálat szempontjából a legfontosabbak a fiatal nyílthalmazok, melyek még megőrizték eredeti csillagpopulációjukat. Idősebb ($\tau > 10^7$ év) nyílthalmazok már veszíthetnek csillagokat egymással, illetve a Galaxissal történő gravitációs kölcsönhatások miatt. Azonban a fiatal halmazok vizsgálata nem mindig egyszerű, hiszen a csillagok mellett a halmazban jelen lehetnek még a "szülő" gázfelhő maradványai, melyek megnehezítik a fotometriai vizsgálatokat, hiszen igen erős differenciális vörösödést ill. extinkciót tudnak okozni. Általában a két- hárommillió éves halmazok optikai tartományban nem is láthatók, mivel teljesen be vannak ágyazódva abba a molekulafelhőbe, amelyből keletkeztek. Az ilyen

halmazok vizsgálatához infravörös tartományban végzett megfigyelésekre van szükség. Ez a technika azonban csak az utóbbi 10-15 évben kezdett jelentős mértékben fejlődni.

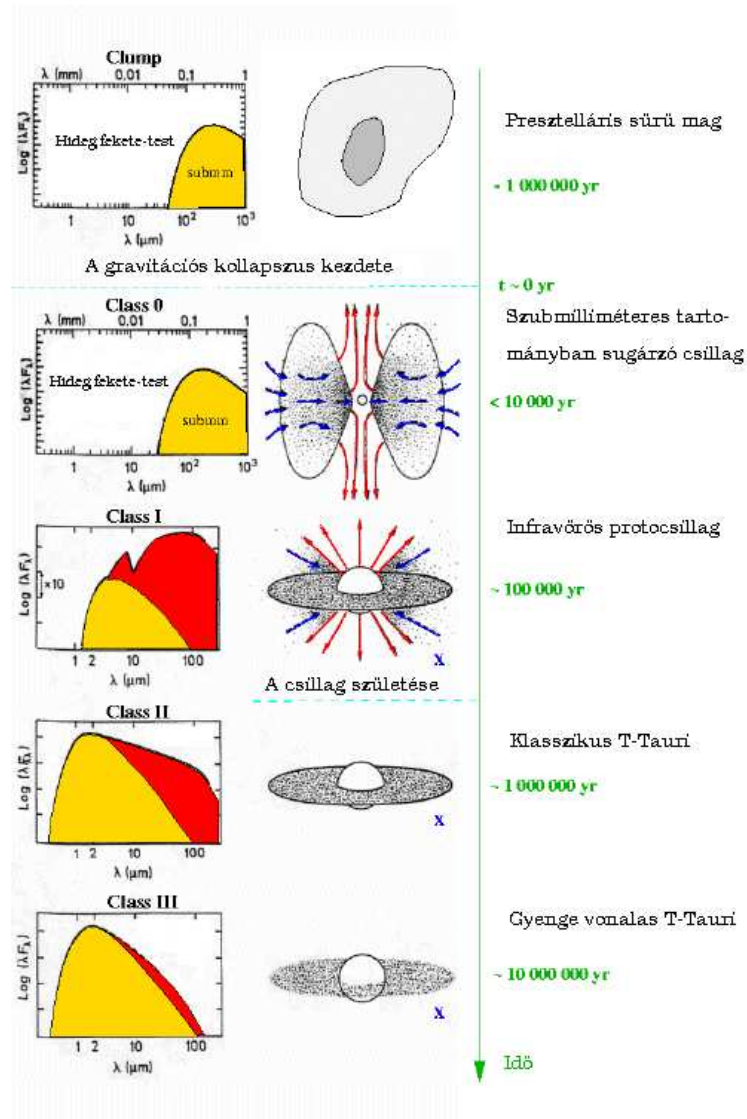
1.1.2. Nyílthalmazok HRD-je

A Hertzsprung-Russell diagram (HRD) a csillagászat legfontosabb állapotdiagramja. Ennek vízszintes tengelyén a csillagok effektív hőmérséklete, míg függőleges tengelyén a csillagok luminozitása van feltüntetve. A diagramon a csillagok nem véletlenszerűen helyezkednek el, hanem bizonyos részeken sűrűbben, máshol ritkábban. A HRD csillagokkal leginkább populált területe a kis effektív hőmérsékletektől és luminozitásoktól a nagy effektív hőmérsékletek és luminozitások felé húzódó ún. fősorozat. Itt találhatók azok a csillagok, melyek magjában hidrogén-hélium fúzió zajlik. A másik terület, ahol jelentős számú csillag helyezkedik el, a kis effektív hőmérsékletű, de nagy luminozitású rész, az ún. óriáság. Az itt tartózkodó csillagok hőmérséklete ugyan alacsony, de nagy méretük miatt nagy az energiakibocsátásuk. Ezek a csillagok a magbeli hélium égetéséből nyerik az energiát.

Csillagfejlődés a HRD-n

A csillagok fejlődésük során egy jól meghatározott utat járnak be a HRD-n. Ez az út a kezdeti tömegüktől és kisebb mértékben a kezdeti kémiai összetételüktől függ.

A csillagok molekulafelhők gravitációs összehúzódásából jönnek létre (Shu, 1977). Életük első szakaszában a hideg csillagkezdemény mélyen be van ágyazódva a szülőfelhőbe. Ekkor csak a szubmilliméteres tartományban történő sugárzásából következtethetünk jelenlétére. Ez az állapot kb. 1 millió évig tart. Később megindul a gravitációs összehúzódás és az anyagáramlás a környező molekulafelhőből a csillagmag felé. Ekkor az anyagátadás a szülőfelhő és a csillagmag között még közvetlenül megy végbe, azaz a felhő anyaga rázuhan a csillagra. Erre a zuhanásra (infall) rádiócsillagászati mérések szolgáltatnak bizonyítékot (Mardones et al., 1997). Az impulzusmomentum többletet ún. bipoláris kifújások (outflow) szállítják el a rendszerből. Ez az ún. 0. osztályú objektum (Class 0 object). Ez a fázis kb. 10000 évig tart, amíg a csillag körül ki nem alakul egy anyagkorong (akkréciós korong). Ezután már ezen keresztül történik az anyagátadás. A felhő anyaga erre a korongra áramlik, majd a korongról a csillagra. Az ebben a fázisban lévő protocsillagot 1. osztályú objektumnak (Class I object) nevezzük. Ekkor már megjelenik



1.1. ábra. A kis tömegű csillagok kialakulásának főbb állomásai (Lada, 1987).

a protocsillag hőmérsékletére jellemző feketetest sugárzás a spektrumban, de még mindig a korong és a gázburok sugárzása dominál. Ez a sugárzás azonban a hőmérséklet emelkedése miatt áttevődik az infravörös tartományba. A csillag körüli gázburok eltűnéséhez kb. 10^5 évre van szükség. Mikor a burok eltűnik, a csillag optikai hullámhosszakon is láthatóvá válik. Ekkor a csillag megjelenik a HRD-n a fősorozattól jobbra (Stahler, 1983; Palla és Stahler, 1990). Tulajdonképpen innen számítjuk a csillag életét. Ez az ún. fősorozat előtti (Pre-Main Sequence, PMS) fejlődési állapot. Ekkor már a csillag csak az akkréciós korongról kap anyagot. Spektrumában rövidebb hullámhosszakon ($2\mu\text{m}$ alatt) már a feketetest sugárzás dominál, míg a hosszabb hullámhosszakon az akkréciós korong infravörös sugárzása. Ezt az állapotot, mely kb. 1 millió évig tart, nevezzük klasszikus

T Tauri (Classical T Tauri Star - CTTS) állapotnak. A csillag optikai spektrumában az akkréció miatt megjelenik a hidrogén Balmer-sorozatának valamint a kalcium H és K vonalának emissziója. Ezenkívül megjelenhetnek a kén, a nitrogén és az oxigén tiltott vonalai, melyek a csillagra hulló anyag becsapódási helyein jönnek létre. Később a korong lassan eltűnik, ezzel együtt az emissziós vonalak is gyengülnek, illetve megszűnnek. Ez a folyamat kb. 10 millió évig tart. Ebben az állapotban a csillagot gyenge vonalú T Tauri csillagnak (Weak-line T Tauri Star - WTTS) nevezzük. A WTTS fázis végére a csillag eléri a fősortozatot és magjában beindul a hidrogén - hélium fúzió. Az itt leírt fejlődési útvonal csak kis tömegű ($M \leq 2M_{\odot}$) csillagok esetén érvényes, hiszen a nagyobb tömegű csillagok keletkezése és fejlődése olyan gyors, hogy esetükben a fősortozat előtti állapotot gyakorlatilag lehetetlen megfigyelni.

A fősortozati állapot elérése után a csillagok fejlődését kémiai összetételük változása határozza meg. Ebben az állapotban tartózkodnak a csillagok a leghosszabb ideig. Egy Naphoz hasonló csillag kb. 10 milliárd évet tölt a fősortozati állapotban, míg egy 15 naptömegű csillag 11 millió évet. Itt a magbeli hidrogén héliummá való átalakulása zajlik. E folyamat közben kialakul egy izotermikus, tisztán héliumból álló mag és körülötte egy hidrogént égető héj. Az idő előrehaladtával a héj egyre vékonyodik, és égéstermékét a magnak adja át, ezáltal a mag tömege egyre nő. Ezt nevezzük szubóriás állapotnak. Ez egészen addig folytatódik, míg a mag tömege át nem lépi a Schönberg-Chandrasekher féle határt. Ekkor a mag összehúzódásba kezd, míg a héj továbbra is égeti a hidrogént. A mag hőmérséklete növekedni kezd a kisugárzott gravitációs potenciális energia hatására. A megnövekedett energiakibocsátás miatt a csillag tágulásba kezd és rákerül a vörös óriás ágra. Mikor a mag hőmérséklete eléri a 100 millió kelvint, beindul a hélium nehezebb elemekké való égése. Innen a csillag tömegétől függően fejlődhet tovább fehér törpe, neutroncsillag vagy fekete lyuk állapotba.

A különböző tömegű csillagok fejlődése jól nyomon követhető egy nyílthalmaz HRD-jén. Látható, hogy a nagy tömegű csillagok már elfejlődtek a fősortozatról, míg a kis tömegűek még mindig fősortozati állapotban vannak. Az a pont, amely fölött már nem lehet fősortozati csillagot találni (elfordulási pont, turn-off point), jellemző a halmaz korára. Minél idősebb a halmaz, annál alacsonyabb luminozításoknál található az elfordulási pont.

szín–fényesség- és szín–szín-diagramok

Gyakorlatban egy halmaz HRD-jének felvétele meglehetősen nehéz feladat. Ismernünk kell ugyanis hozzá a halmaz tagjainak luminozitását és effektív hőmérsékletét. Ezek a mennyiségek pontosan csak spektroszkópia segítségével határozhatók meg. Mivel azonban egy halmaz látóirányában több száz, esetenként több ezer csillag is tartózkodhat, ez a feladat nagyon időigényes. Ezért a megfigyelő csillagászok a HRD helyett a vele ekvivalens szín–fényesség-diagramot használják. Itt a vízszintes tengelyen két különböző szűrővel mért fényesség különbségét (a színindexet), míg a függőleges tengelyen valamelyik szűrővel mért fényességet ábrázoljuk magnitúdóban. Az így kapott diagramon ugyanúgy kirajzolódik a fősorozat, ill. az óriáság, mint a HRD-n. A színindex ugyanis egyértelmű kapcsolatba hozható az effektív hőmérséklettel, míg a fényesség a luminozitással.

A pontok elhelyezkedését a diagramon 4 paraméter szabja meg: A tőlünk való távolság, az intersztelláris abszorpció és az ezzel összefüggő vörösödés, valamint a kor. A távolság és az abszorpció a pontokat a függőleges (fényesség) tengely mentén tolja el, azaz minél távolabb van tőlünk a halmaz, annál halványabbaknak látjuk a tagjait. Ezt az összefüggést fejezi ki az 1.1. egyenlet

$$m - M = -5 + 5 \lg r + A_v, \quad (1.1.)$$

ahol M a csillag abszolút fényessége, m a látszó fényessége, r a távolság, A_v az intersztelláris extinkció értéke magnitúdó egységekben.

A vörösödés a vízszintes (szín) tengely menti eltolást okoz. A csillagközi anyagon áthaladó fény ugyanis szóródik a különböző részecskéken. Rövidebb hullámhosszakon ez a szóródás nagyobb mértékű, míg hosszabb hullámhosszakon kisebb. Emiatt a csillagközi anyagon áthaladó fényt vörösebbnek látjuk. Ezt a következő összefüggéssel jellemezhetjük:

$$E(B - V) = (B - V) - (B - V)_0, \quad (1.2.)$$

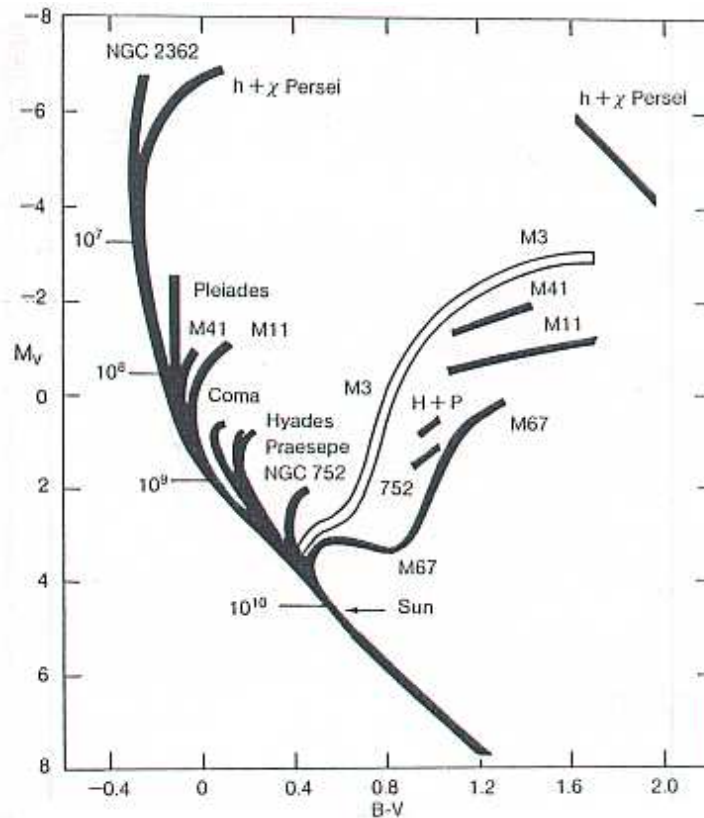
ahol $E(B - V)$ Johnson rendszer $B - V$ színindexében bekövetkezett vörösödés ($B - V$) a megfigyelt színindex és $(B - V)_0$ a vörösödésmentes színindex.

Az abszorpció és a vörösödés között a fennáll a

$$R = \frac{A_v}{E(B - V)} \simeq 3.1 \quad (1.3.)$$

kapcsolat. Ez egy tapasztalati összefüggés, amely a Tejútrendszerben minden irányban közelítőleg érvényes.

A kor a főszorozati és az óriáságon tartozkodó csillagok arányát változtatja meg egy halmazban. A fiatal halmazoknál még jóval kevesebb csillag tartózkodik az óriáságon, mint az idősebb halmazokban. Erre példa az 1.2 ábra, melyen látható, hogy az idősebb halmazokban az elfordulási pont halványabb magnitúdó értékeknél van, mint fiatal halmazok esetén.



1.2. ábra. Különböző korú nyílthalmazok szín-fényesség-diagramjai

Ha elméleti csillagfejlődési modellszámítások eredményeit ábrázoljuk a HRD-n ill. a CMD-n akkor az azonos korú, de különböző tömegű csillagok kirajzolnak egy görbét. Ezt a görbét nevezzük izokronnak.

Ha tehát felvesszük egy halmaz szín-fényesség-diagramját, és erre illesztünk egy elméleti izokront, akkor meghatározhatjuk a halmaz távolságát, korát, ill. a köztünk és a halmaz tagjai között fellépő fényelnyelés mértékét. Fiatal halmazoknál a három paramétert nem tudjuk egyszerre illeszteni a szín-fényesség-diagramra. Ez azért van, mert gyakorlatilag végtelen számú, egymástól nagyon eltérő paraméterkombinációt tudunk generálni, melyek

segítségével a modell izokron jól ráillik a megfigyelésekre.

Ezt a problémát küszöbölhetjük ki, ha egy harmadik szűrőn keresztül mért fényesség segítségével elkészítjük a halmaz szín–szín-diagramját, amely mindkét tengelyén valamilyen színindexet ábrázolunk. Ezen a diagramon a csillagok pozíciója első közelítésben csak a vörösödéstől függ. Ha erre a diagramra illesztünk egy modell izokront (általában a nullkorú fősorozatot), akkor meghatározhatjuk a halmaz csillagainak átlagos vörösödését.

A vörösödés ismeretében a halmaz távolságát kiszámíthatjuk azon csillagok segítségével, melyek még nem fejlődtek el a fősorozatról. Ezt úgy tehetjük meg, hogy az ismert vörösödéssel vízszintesen eltolt nullkorú fősorozatot a szín–fényesség-diagram függőleges tengelye mentén addig toljuk, míg az egyezésbe nem kerül az elfordulási pont alatt található csillagokkal. Az eltolásnak megfelelő magnitúdó-különbséget nevezzük távolságmodulusnak, melyből a vörösödés ismeretében az 1.1. és 1.3. egyenletekből a távolság kiszámítható.

A kor meghatározása ezután az elfordulási pont közelében ill. az óriáságon található csillagok segítségével történik. A modell izokronokat korrigáljuk a megfelelő vörösödés és távolságmodulus értékével, majd ábrázoljuk őket a szín–fényesség-diagramon. A legjobban illeszkedő izokron kora adja a halmaz legvalószínűbb korát (1.2 ábra).

Nagyon fiatal beágyazott halmazok vizsgálata során az erős differenciális vörösödés miatt az izokronillesztés csak nagyon durva becslésként alkalmazható a kor- ill. a távolság meghatározásra. Ennek három oka van. Az első az előbb említett differenciális vörösödés, mely gyakorlatilag lehetetlenné teszi a fősorozat előtti ill. a vörösödött fősorozati csillagok elkülönítését a CMD-n. A másik ok az, hogy a halmaz tagjainak jó része még fősorozat előtti fejlődési állapotban van. Az ezekre a csillagokra számolt izokronok meglehetősen bizonytalanok. Továbbá, ezek a halmazok optikai tartományban gyakorlatilag láthatatlanok, csak infravörös hullámhosszakon tanulmányozhatók. A fősorozati csillagok vörösödésmentes infravörös színei viszont nagyon kis tartományban változnak (A K,H–K diagramon a fősorozat gyakorlatilag egy függőleges egyenes), ami rendkívül bizonytalanná teszi a fősorozat-illesztést a CMD-n.

Emiatt az infravörös hullámhossztartományban sokkal nagyobb szerepe van a kétszín diagramoknak. Ezen a diagramon a csillagok helyét csak a vörösödésük ill. az esetleges infravörös szintöbbségük határozza meg. A vörösödés egy egyenes mentén mozdítja el a csillagokat a diagramon. Az egyenes meredekségét vörösödési meredekségnek, másnéven vörösödési törvénynek nevezzük. Az erős differenciális vörösödés miatt az optikai kétszín

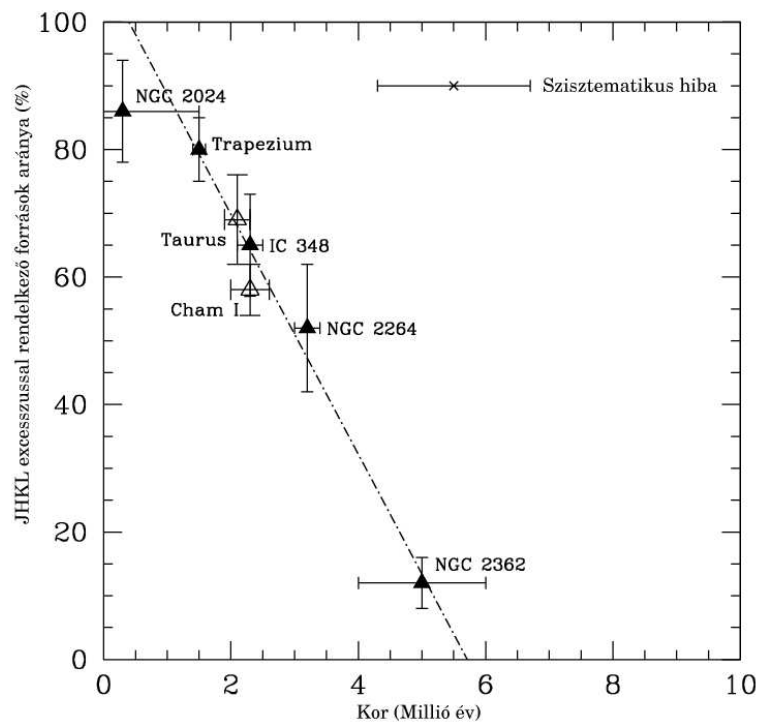
diagramtól eltérő módon a nullkorú fősorozat nem tartja meg az alakját. A fősorozati csillagok egy sávban helyezkednek el. Ezt a sávot nevezzük vörösödési sávnak. A vörösödési sávtól jobbra (a vörös oldalon) található azok a csillagok, melyek infravörös színtöbblettel rendelkeznek a vörösödött fősorozati csillagokhoz képest. A sáv bal oldalán (kék oldal) elvileg nem találhatnánk csillagokat, ugyanis a jelenlegi modellek nem tudnak olyan spektrális energiaszétosztást produkálni, hogy a csillag a vörösödési sáv fölé kerüljön. Gyakorlatban azonban gyakran előfordul, hogy itt is találhatók csillagok. Erre több magyarázat is létezik. Mivel a halmaz még be van ágyazva a szülőfelhőjébe, elképzelhető, hogy bizonyos csillagoknak a normálistól eltérő vörösödése van valamilyen csillag körüli anyagfelhő miatt. Az is lehetséges, hogy a csillagok fotometriáját befolyásolja a szülőfelhő fényességének egyenetlensége. A harmadik, és egyben legegyszerűbb magyarázat a fotometriai hiba.

Fiatal halmazok vizsgálatánál a legérdekesebb objektumok a vörösödési sáv jobb oldalán elhelyezkedő csillagok, melyeknek infravörös színtöbblete van. Az infravörös színtöbbletet ugyanis egy csillag körüli anyagkorongról érkező sugárzás okozza (Kenyon et al., 1996; Chiang és Goldreich, 1997, és a bennük foglalt referenciák). Ilyen korong azonban csak fiatal csillagok körül található, tehát azok a csillagok, melyeknek infravörös színtöbblete van, fiatal, valószínűleg fősorozat előtti objektumok.

Ezen csillagok halmazbeli számaránya korrelációban áll a halmaz korával (1.3 ábra). Fiatal (1 millió éves) halmazoknál gyakorlatilag az összes csillagnál kimutatható infravörös színtöbblet. 2-3 millió év alatt ezen csillagok aránya 50%-ra esik, míg 5 millió éves halmazoknál gyakorlatilag alig találunk ilyen csillagot (Lada et al., 2002). Ez arra utal, hogy a csillagkörüli anyagkorong 5 millió éves időskálán megsemmisül, ami fontos megkötés a bolygókeletkezési elméletek számára. Az 1.3 ábra alapján durva felső becslést adhatunk egy halmaz korára, ha ismerjük azon csillagok arányát, melyeknek infravörös színtöbbletük van.

1.1.3. Intersztelláris vörösödés, abszorpció, vörösödési törvények

Az előző fejezetben ismertetett analízis kritikus pontja az intersztelláris vörösödés ill. abszorpció meghatározása. Ezért érdemes ezen fogalmaknak egy kicsit több teret szentelni.

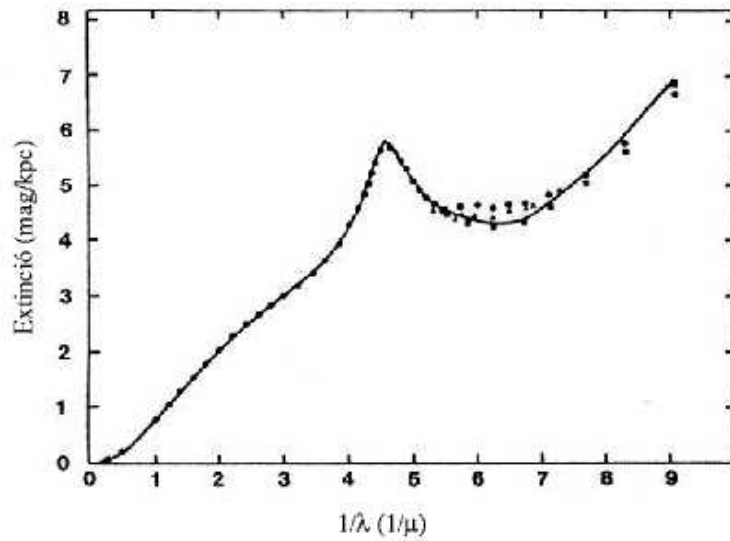


1.3. ábra. Csillagok aránya, melyek körül korong található, különböző korú halmazokban (Lada et al., 2002).

Vörösödés és extinkció

A csillagközi anyag a rajta áthaladó fény egy részét elnyeli és szórja. Ennek hatására a csillagról érkező fény intenzitása csökken. Ezt az effektust interstelláris extinkciónak nevezzük. Megmutatható, hogy az 1.1. egyenletben szereplő A_v közelítőleg megegyezik a látóirányba eső optikai mélységgel ($A_v = 1.086\tau_v$), azaz arányos a látóirányba eső csillagközi anyag mennyiségével (Carroll és Ostlie, 1996). Az extinkció mértéke függ a csillagközi anyagban található részecskék méretétől és anyagi minőségétől. Mie 1908-ban kimutatta, hogy az extinkció függ a hullámhossztól ($a_\lambda \propto \lambda^{-1}$). Ez azonban csak az infravörös és az optikai hullámhossztartományokon igaz. Rövidebb hullámhosszak felé haladva ez az összefüggés már nem teljesül, mint az a 1.4 ábrán is látható. Különösen feltűnő a 2175 Å-nél ($4.6 \text{ } 1/\mu$) levő csúcs, ami grafit jelenlétére utal a csillagközi anyagban.

Amint az a 1.4 ábrán látszik, az extinkció rövidebb hullámhosszakon jóval erősebb, mint hosszabb hullámhosszakon. Ez azt eredményezi, hogy a csillagok fénye a csillagközi anyagon áthaladva vörösebb lesz. Ezt az effektust vörösödésnek hívjuk, és az $E(\lambda_1 - \lambda_2) = A_{\lambda_1} - A_{\lambda_2}$ mennyiséggel jellemezzük.



1.4. ábra. Az interstelláris extinkció hullámhosszfüggése (Hoyle és Wickramasinghe, 1982)

Vörösödési törvények

Az extinkció hullámhosszfüggését vörösödési törvénynek is nevezzük. A vörösödési törvény legegyszerűbb kifejezése a következő: $\frac{A_{\lambda_1}}{A_{\lambda_2}} = c_1$, de szokás használni az $\frac{E(\lambda_1 - \lambda_2)}{E(\lambda_3 - \lambda_4)} = c_2$ formulát is, ahol c_1 és c_2 konstansok. A vörösödési törvények ismerete elengedhetetlen feltétele annak, hogy az 1.1.2 fejezetben ismertetett analízist el tudjuk végezni. Ezek mutatják meg ugyanis, hogy a szín–szín–diagramon az izokront mekkora meredekségű egyenes mentén kell eltolnunk ahhoz, hogy a megfigyelési adatokkal egyezésbe hozzuk, és ezáltal megállapítsuk a vörösödés mértékét. Ezért gyakran a vörösödési törvényekben szereplő konstansokat vörösödési meredekségeknek is nevezik.

Ezek a törvények empirikus vizsgálatok útján kaphatók meg. Habár a vörösödési törvények látóirányonként különbözőek lehetnek, hiszen a csillagközi por összetétele nem teljesen homogén, a tapasztalat azt mutatja, hogy a Galaxis nagy részében a vörösödési meredekségek értéke állandó. A különböző vörösödési meredekségek értékeit Bessell és Brett (1988) foglalta össze.

A vörösödési törvények harmadik kifejezőmódja az ún. teljes és szelektív extinkció aránya: $R_{\lambda_2} = \frac{A_{\lambda_2}}{E(\lambda_1 - \lambda_2)}$. Johnson UBV fotometriai rendszerben ez az 1.3. egyenletben felírt alakot ölti.

Az infravörös vörösödési törvény meghatározása

A vörösödési törvény $\frac{E(J-H)}{E(H-K)}$ ismerete alapvető fontosságú az infravörös kétszín diagram megszerkesztése szempontjából. Meghatározásához két módszert használhatunk. Az egyik az, hogy alacsony felbontású spektrumokból meghatározzuk a programcsillagok spektráltípusát és ebből fotometria segítségével a vörösödésüket. Az így meghatározott vörösödési törvény pontossága durván megegyezik a spektrálasszifikáció pontosságával. Ha viszonylag nagyszámú csillagra alkalmazzuk, akkor pontos hibabecslést tesz lehetővé. Ez módszer azonban csak fényes csillagok esetén alkalmazható, és a szükséges megfigyelések elvégzése is meglehetősen időigényes.

A másik, az ún. fotometriai módszer lényege az, hogy a vörösödött programcsillagaink színeit összehasonlítjuk közeli, gyakorlatilag nulla vörösödésű csillagok átlagos színével. Ez a módszer ideális olyan felmérések esetén, ahol több ezer csillagot észlelnek, így a spektroszkópai vörösödésmeghatározás gyakorlatilag lehetetlen. Itt azonban a vörösödési törvény hibájának meghatározása rendkívül bonyolult.

Gyakorlatban a módszert a következő módon alkalmazzuk. Felvételeket készítünk a vizsgálni kívánt égterületről, valamint egy ettől nem túl nagy távolságban elhelyezkedő másik égterületről (off field). Feltételezzük, hogy a vizsgált égterületen lévő csillagok ill. az "off field" csillagok azonos eloszlásúak. Minden egyes programcsillag vörösödése minden egyes "off field" csillaghoz képest J–H-ban ill. H–K-ban a következő:

$$E_{ij,(J-H)} = (J - H)_i - (J - H)_j \quad (1.4.)$$

$$E_{ij,(H-K)} = (H - K)_i - (H - K)_j \quad (1.5.)$$

Az i index a programcsillagokra, míg a j index az "off field" csillagokra vonatkozik. Ha az "off field" N_0 számú csillagot tartalmaz, akkor minden egyes programcsillag átlagos vörösödése:

$$\langle E_{i,(J-H)} \rangle = \frac{1}{N_0} \sum_{j=1}^{N_0} E_{ij,(J-H)} \quad (1.6.)$$

$$\langle E_{i,(H-K)} \rangle = \frac{1}{N_0} \sum_{j=1}^{N_0} E_{ij,(H-K)} \quad (1.7.)$$

Az egyes pontok valószínű hibáját kiszámíthatjuk, ha a program és az "off field" csillagok színeinek hibáját, ill. az átlagos vörösödés szórását négyzetesen összegezzük.

Ezután ábrázoljuk a $\langle E_{i,(J-H)} \rangle$ -t az $\langle E_{i,(H-K)} \rangle$ függvényében. A kapott diagramra egyenest illesztünk, melynek meredeksége megadja a régió vörösödési törvényének közelítő értékét.

Kimutatható, hogy a PMS csillagok jelenléte a mintában módosítja az egyenes meredekségét, hiszen ezek a csillagok a vörösödési sávtól jobbra helyezkednek el, így csökkentik a meredekség értékét. Ezért fontos, hogy meg tudjuk állapítani a mintánkban szereplő PMS csillagok számát, és hatásukat a meredekségre, hogy eredményeinket korrigálhassuk. Ezt a hatást a vörösödési valószínűségeloszlás vizsgálatával tesztelhetjük. A módszert Kenyon et al. (1998a) fejlesztette ki a ρ Oph sötét köd vörösítő hatásának vizsgálata során.

1.1.4. Luminozitásfüggvények és a kezdeti tömegfüggvény (IMF)

A kezdeti tömegfüggvény a csillagkeletkezés szempontjából az egyik legfontosabb fizikai jellemző. Definíciója

$$f(m) = \frac{dN}{dm} \quad (1.8.)$$

ahol N az egységnyi térfogatban keletkezett m tömegű csillagok száma, míg m a keletkezett csillagok tömege. A kezdeti tömegfüggvény tehát azt mutatja meg, hogy egységnyi térfogatban mennyi m tömegű csillag keletkezett. Meghatározására először Salpeter tett kísérletet (Salpeter, 1955). Azt találta, hogy a Naphoz közeli csillagok kezdeti tömegfüggvénye hatványfüggvény alakú, melynek kitevője -2.35 ($\frac{dN}{dm} = m^{-2.35}$). Ez azt jelenti, hogy minél kisebb tömegű egy csillag, annál több keletkezik belőle. Praktikus okokból a tömeget logaritmikus skálán szokták ábrázolni. Ezzel a kifejezésmóddal

$$\log F(\log m) = \frac{dN}{d \log m} = \ln 10 m f(m) \quad (1.9.)$$

A Salpeter-féle hatványfüggvény kitevője eben az írásmódban -1.35 . A hatványfüggvény egyszerűsítése miatt az IMF ábrázolásánál logaritmikus skálát használnak. Logaritmikus skálán a hatványfüggvényt egy egyenes reprezentálja, melynek meredeksége a hatványfüggvény kitevője.

$$\gamma = \frac{\partial \log f(m)}{\partial \log m} \quad (1.10.)$$

vagy

$$\Gamma = \frac{\partial \log F(\log m)}{\partial \log m} \quad (1.11.)$$

Salpeter-féle IMF esetén $\gamma = -2.35$ és $\Gamma = -1.35$.

Később kiderült, hogy a kezdeti tömegfüggvény nem írható le egyetlen hatványfüggvénnyel, mivel kis tömegeknél a kezdeti tömegfüggvény értéke eltér a Salpeter által meghatározott értéktől. Több próbálkozás is történt a kezdeti tömegfüggvény alakjának meghatározására, megfigyelések alapján (pl. Miller és Scalo, 1979).

Számos módja van annak, hogy a kezdeti tömegfüggvényt infravörös észlelések segítségével meghatározzuk. Ha fotometriai és spektroszkópiai információkkal is rendelkezünk, akkor a csillagok H-R digramon elfoglalt pozíciójából egyértelműen meghatározhatjuk a tömegüket, majd ez alapján a tömegfüggvényt. Nagyon fiatal halmazok esetén ez gyakorlatilag megadja a kezdeti tömegfüggvényt. A legtöbb halmaz csillagairól csak fotometriai információval rendelkezünk, ezért a luminozításfüggvény és a szín-fényesség-diagram sokkal megbízhatóbb eredményt szolgáltat az adatok és a modellek összehasonlításánál, mint a H-R diagram. Azonban a fiatal csillagok esetén az evolúciós útvonalak, melyek alapján a modell luminozításfüggvényeket meghatározzák, maguk is bizonytalanok, és a szín-fényesség-diagramok esetén is rengeteg hibaforrást találhatunk (extinkció, infravörös színtöbblet, csillagfoltok), melyek megnehezítik a vörösödésmentes színek meghatározását (Kenyon és Hartmann, 1995).

A fent említett hibalehetőségek miatt a kezdeti tömegfüggvény meredekségének meghatározására az egyik legelterjedtebb módszer az, hogy a luminozításfüggvény meredeksége segítségével számítjuk a kezdeti tömegfüggvény meredekségét. Fiatal halmazoknál, melyek optikai tartományban nem észlelhetők, a $2.2\mu m$ -es központi hullámhosszú K szűrővel készült észlelések alapján szerkesztjük meg a luminozításfüggvényt.

A számolást a következőképpen végezzük. Először is feltesszük, hogy a K-szűrős luminozításfüggvény (legyen ϕ) felírható valamilyen hatványfüggvény formátumban.

$$\phi \equiv \frac{dN}{dK} \propto 10^{aK} \quad (1.12.)$$

ahol K jelöli a K szűrővel mért fényességet magnitúdóban, N a K magnitúdójú csillagok száma, a a luminozításfüggvény meredeksége, amely a következő módon írható:

$$a = \frac{d \log \phi}{dK} \quad (1.13.)$$

Tudjuk, hogy a luminozításfüggvény összefüggésben van a kezdeti tömegfüggvénnyel ($dN/d \log m$) és a csillagkeletkezési függvénnyel $b(t)$. Ez formálisan a következőképpen írható

$$\phi = \int_0^T \frac{dN}{d \log m} \frac{\partial \log m}{\partial K} b(t) \quad (1.14.)$$

Ha az egyszerűség kedvéért feltételezzük, hogy a csillagkeletkezés egy időpontban ment végbe akkor $b(t) = \delta(t)$. Ekkor a δ függvény tulajdonsága miatt:

$$\phi = \frac{dN}{d \log m} \frac{\partial \log m}{\partial K} \quad (1.15.)$$

ahol az első tag a kezdeti tömegfüggvény, míg a második tagra azért van szükség, hogy a így meghatározott ϕ dimenziója konzisztens legyen az eredetileg definiált ϕ dimenziójával. Tegyük fel, hogy a kezdeti tömegfüggvény és a tömeg-fényesség reláció hatványfüggvény alakban írható:

$$\frac{dN}{d \log m} \propto m^{-\alpha}; \quad m \propto L_K^{\frac{1}{\beta}} \quad (1.16.)$$

Ahol L_K a K szűrőn keresztül mért luminozítás, α és β konstansok.

Ezenkívül definíció szerint:

$$K = -2.5 \log L_K + konst \quad (1.17.)$$

amiből

$$\frac{d}{dK} \log L_K = \frac{1}{-2.5} \quad (1.18.)$$

Ebből

$$a = \frac{d \log \phi}{dK} = \frac{d \log \left(\frac{dN}{d \log m} \frac{\partial \log m}{\partial K} \right)}{dK} =$$

$$\begin{aligned}
&= \frac{d \log \left(m^{-\alpha} \frac{\partial \log m}{\partial K} \right)}{dK} = \frac{d \log \left(L_K^{\frac{1}{\beta}(-\alpha)} \frac{\partial \log L_K^{\frac{1}{\beta}}}{\partial K} \right)}{dK} = \\
&= \frac{\frac{-\alpha}{\beta} d \log L_K}{dK} + \frac{d \log \left(\frac{\frac{1}{\beta} \partial \log L_K}{\partial K} \right)}{dK} = \\
&= \frac{\frac{-\alpha}{\beta} d \log L_K}{dK} + \frac{d \log \left(\frac{1}{-2.5\beta} \right)}{dK} = \\
&= \frac{\alpha}{2.5\beta} + 0
\end{aligned} \tag{1.19.}$$

Tehát megmutattuk, hogy a legegyszerűbb esetben, azaz egyidejű csillagkeletkezést és hatványfüggvény alakú kezdeti tömegfüggvényt feltételezve, a K-szűrős luminozításfüggvény meredeksége

$$a = \frac{\alpha}{2.5\beta}. \tag{1.20.}$$

Ha rendelkezünk egy halmaz csillagainak K szűrőn keresztül mért fényességével, akkor a K-szűrős luminozításfüggvény meredeksége közvetlenül mérhető, ha felrajzoljuk a kumulatív logaritmikus K-szűrős luminozításfüggvény hisztogramját. Ez a következő módon látható be.

Legyen N_K azoknak a csillagoknak a száma, melyek a $(K, K-dK)$ intervallumban találhatók. Ekkor az összes K-nál halványabb objektum száma a következő módon kapható

$$\begin{aligned}
\sum N_K &= N_{K_1} + N_{K_2} + \dots + N_{K_K} = \\
&= \frac{dN}{dK} K_1 + \frac{dN}{dK} K_2 + \dots + \frac{dN}{dK} K_K = \\
&= \phi(K_1 + K_2 + \dots + K_K)
\end{aligned} \tag{1.21.}$$

Ha vesszük a 1.21. egyenlet bal oldalának logaritmusát, akkor megkapjuk a kumulatív logaritmikus K-szűrős luminozításfüggvényt ($f(K) = \log \sum N_K$). Ha ezt a függvényt K szerint deriváljuk, akkor meghatározhatjuk a meredekségét.

$$\frac{d}{dK} \log \sum N_K = \frac{d}{dK} \log \phi + \frac{d}{dK} \log (K_1 + K_2 + \dots + K_K) \tag{1.22.}$$

A fenti egyenlet jobb oldalán az első tag megegyezik a K-szűrős luminozításfüggvény meredekségével, míg a második tag 0. Tehát, ha egyenest illesztünk a $\log \sum N_K - K$ hisztogramra, akkor megkapjuk a K-szűrős luminozításfüggvény meredekségét és így meghatározhatjuk a kezdeti tömegfüggvény meredekségét is.

1.2. A vizsgált nyílthalmazok

1.2.1. NGC 7128



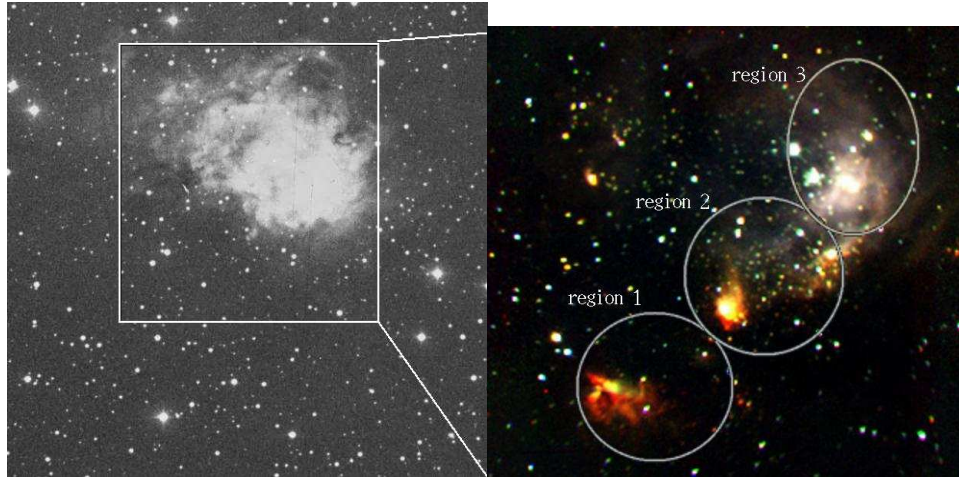
1.5. ábra. Az NGC 7128 DSS képe

Az NGC 7128 (1.5 ábra) egy közepesen gazdag nyílthalmaz. Trumpler osztálya II3m (Jerzykiewicz et al., 1996; Ruprecht, 1966). A halmaz a második galaktikus kvadránsban található, közel a Cygnus csillagkeletkezési komplexumhoz. Galaktikus koordinátái: $l = 97.4^\circ$, $b = 0.4^\circ$. Összehasonlítva a Tejútrendszerben található nagy vörösödésű halmazok többségével, az NGC 7128 viszonylag jól ismert. Számos becslés létezik a távolságára és a korára ($d \simeq 3$ kpc, $\tau \simeq 10^7$ év; Johnson, 1961; Becker, 1963; Barbon, 1969), habár ezek az eredmények többnyire régi fotografikus észleléseken alapulnak. A halmaz távolsága azt mutatja, hogy valahol félúton lehet a Nap és a Perseus spirálkar között (Kimeswenger és Weinberger, 1989). A halmazban található változócsillagokat Jerzykiewicz et al. (1996) tanulmányozta V szűrővel készült CCD kamerás idősorok felhasználásával. Az idősorok segítségével 8 változócsillagot mutattak ki, melyből 3 fedési kettős, 2 irreguláris, 3 pedig ismeretlen típusú periodikus változó.

A differenciális fotometria mellett a szerzők standard BVI fotometriát is publikáltak 252 csillagra. Sajnos a B mérések határmagnitúdója jelentősen kisebb volt, mint a V és I méréseké, ezért csak 32 csillag esetén publikáltak CCD fotometria alapján meghatározott B–V színindexet. A WEBDA katalógusban: (<http://obswww.unige.ch/webda/>, Mermil-

liod, 1995) a változócsillagok mellett található egy halmazhoz tartozó, emissziós vonalakat mutató, ún. Be csillag.

1.2.2. NGC 7538



1.6. ábra. Az NGC 7538 DSS képe (bal panel), ill. a központi rész infravörös (JHK) színes kompozit képe (jobb panel). Az infravörös képen feltüntettem a 3 McCaughrean et al. (1991) régiót. A színes kép a Fred Lawrence Whipple Observatórium (FLWO) 1.2 m-es távcsövéhez csatolt STELIRCAM nevű IR kamerával készült 2002-ben.

NGC 7538 egy látható ionizált hidrogénfelhő (HII terület 1.6 ábra) a Perseus spirálkarban, valószínűleg tagja a Cas OB2 komplexumnak. Távolságát 2.2 kpc és 4.7 kpc közöttinek becsülték, a leginkább elfogadott érték 2.8 kpc (Blitz et al., 1982). A régió analízisének ezt a távolságértéket fogom használni. Az NGC 7538 neve azonban nem csak a látható ködöt jelöli, hanem a tőle délkeletre elhelyezkedő molekulafelhőt is, valamint számos infravörös forrást a ködön belül. A terület ma is aktív csillagkeletkezési hely. Számos fényes közeli, ill. távoli infravörös forrás található benne, melyek luminozitása ($L \simeq 3000 - 30000 L_{\odot}$) között van. Ezek a fényességek kb. 10-20 naptömegnek felelnek meg a fősorozaton. Az NGC 7538 különösen gazdag gyűjteménye az éppen keletkező objektumoknak. Az infravörös- és rádiótartományban végzett megfigyelések felfedtek egy sorozatot, mely északnyugat felől délkelet felé haladó fokozatosan fiatalodó tagokból áll. A terület északi részén található optikai köd tartalmaz néhány nagy tömegű csillagot, melyek erős csillagszelük révén anyagot távolítanak el a területről. A délkeleti részen található nagy sűrűségű régió, mely kapcsolatban áll az IRS1, 2 és 3 infravörös forrásokkal, egy ma is

rendkívül aktív csillagkeletkezési terület. Habár az NGC 7538-at tartalmazó területet elég alaposan feltérképezték már különböző hullámhossztartományokban (pl. Momose et al., 2001; Ungerechts et al., 2000; Yao et al., 2000), kiterjedt közeli infravörös megfigyelések nem születtek. Bloomer et al. (1998); Werner et al. (1979); Wynn-Williams et al. (1974) 11 közeli infravörös forrást katalogizált.

1991-ben McCaughrean et al. (1991) elvégezte a terület feltérképezését közeli infravörösben, de fotometriát azóta sem publikáltak, csak kvalitatív megállapításokat tettek a területre vonatkozóan. Eszerint az NGC 7538-at három egymástól jól elkülönülő régióra bonthatjuk. A délkeleti rész a legfiatalabb, mélyen beágyazott, csak infravörösben látható terület, középen található egy szintén beágyazott sűrű halmaz, míg az északnyugati rész a legidősebb, számos nagy tömegű fényes csillaggal, melyek a HII régió ionizáló forrásául szolgálnak. A későbbiekben ezt a felosztást fogom alkalmazni a terület vizsgálatánál.

1.2.3. NGC 6871



1.7. ábra. Az NGC 6871 DSS képe

Az NGC 6871 (1.7 ábra) nyílthalmaz kb. 10 millió éves. Ez a kor egy igen fontos állomás egy nyílthalmaz fejlődése során. Fiatalabb halmazok ($\sim 10^6$ év) gyakran beágyazódnak fényes ködökbe vagy sötét molekulafelhőkbe, ami megnehezíti megfigyelésüket. Ezekben a halmazokban a csillagok többségénél még jelen van a csillag körüli akkréciós korong (Haisch et al., 2001), ami tulajdonképpen a szülőfelhő maradványa.

Idősebb halmazok ($\sim 10^8$ év) körül alig találunk ködöket vagy molekuláris gázfelhőket. Ezekben a halmazokban már csak nagyon kevés csillag körül van anyagkoronggal (Habing et al., 2001; Spangler et al., 2001). Az NGC 6871 körül nincs jelentős köd, vagy molekuláris gáz, ezért ideális célpont optikai spektroszkópai észlelésekhez, melyek segítségével meghatározhatjuk a halmaztagok spektráltípusát és luminozitását. A halmaz szintén ideális célpont infravörös észlelésekre, melyekkel a csillagkörüli anyagkorong infravörös többletsugárzását (excesszusát) tudjuk mérni. Optikai adatokból megbízhatóan kiszámíthatjuk a halmaz kezdeti tömegfüggvényét (Initial Mass Function, IMF) és összehasonlíthatjuk más halmazokéval. Haisch et al. (2001) kimutatta, hogy a csillagkörüli anyagkorong kb. 5 - 10 millió év alatt tűnik el. Az infravörös excesszus mérése az NGC 6871-ben, kombinálva az optikai spektroszkópiával, adatokat szolgáltat a csillagkörüli anyagkorongok időskálájára.

Az NGC 6871 fotometriailag viszonylag jól feltérképezett halmaz. A halmaz tagja a Cyg OB3 asszociációnak (Garmany és Stencel, 1992), mely az egyik legnagyobb közeli csillagkeletkezési terület. A legfrisebb CCD fotometriát 1995-ben végezték (Massey et al., 1995). A publikált UBV fotometria határfényessége $V \sim 16.5$ mag. A halmaz korára vonatkozólag több becslés is létezik: Massey et al. (1995) a B0-nál korábbi spektráltípusú csillagokat használta fel a kormeghatározáshoz, ill. Reimann (1989), aki a B5-nél korábbi spektráltípusú csillagok *uvby* fotometriájára illesztett izokron segítségével határozta meg a halmaz korát. A két módszerrel kapott eredmény között jelentős eltérés mutatkozik (Massey et al. (1995): $2 - 5 \cdot 10^6$ év, Reimann (1989): 10^7 év). Ez vagy arra utal, hogy a halmaz csillagai között jelentős korkülönbség van, vagy pedig arra, hogy a fotometriai kormeghatározás jelentős hibával terhelt. Harmadik lehetőség, hogy a kormeghatározás szempontjából olyan csillagokat is figyelembe vettek a szerzők, amelyek valójában nem tartoznak a halmazhoz. Ezt a lehetőséget Slesnick et al. (2002) vetette fel a h és χ Persei kettős halmaz vizsgálata során. A halmazban jelenlévő O típusú csillagok megszabják a nagy tömegű csillagok lehetséges korának felső határát. Massey et al. (1995) szerint a halmazban található legnagyobb tömegű csillag tömege $M = 40M_{\odot}$. Ennek a csillagnak a maximális fősorozati élettartama 4-5 millió év. Azonban Massey et al. (1995) megjegyzi, hogy a halmaz tartalmaz fősorozatról elfejlődött $15M_{\odot}$ -ű csillagokat melyek fősorozati életkora 11 millió év.

1.3. A mérések kiértékelésére és az adatfeldolgozásra használt eljárások

1.3.1. A CCD és infravörös felvételek feldolgozása

A dolgozatban közölt eredmények különböző CCD és infravörös kamerákkal elvégzett méréseken alapulnak. A képek különböző szisztematikus hibákkal terheltek, melyekre a kép kiértékelése előtt korrigálni kell. Ezek a következők:

- alapszint (bias): A CCD kamerában a töltéseket potenciálkülönbségek keltése által mozgatjuk, ezért szükséges, hogy a kiolvasó elektronikának legyen egy offsetje. Ezzel megakadályozhatjuk azt, hogy negatív értékek kerüljenek kiolvasásra.

- sötétkép (dark): A kamera pixeleiben akkor is keletkeznek töltések, ha a kamerát nem éri fény. Ez azzal magyarázható, hogy a kamera nem zero hőmérséklete miatt a termikus fluktuációk kiválthatnak töltéseket a félvezetőből. Ennek csökkentése érdekében a CCD kamerákat általában folyékony nitrogénnel, míg az infravörös kamerákat folyékony héliummal hűtik. Azonban még a legjobban hűtött kamera pixelei is tartalmaznak valamennyi töltést.

- világoskép (flat-field): A kamera pixeleinek érzékenysége különböző, ami azt eredményezi, hogy azonos megvilágítás hatására más-más jelet produkálnak. Ezenkívül a kamera ablakán és a szűrőkön található szennyeződések is blokkolhatják a detektorra érkező fény egy részét. Ez azt eredményezi, hogy egy egyenletesen megvilágított felület képe a kamerában nem egyenletes jelet ad.

- égi háttér (sky): A felvételek készítése során gyakran megjelennek olyan hatások, melyek azt okozzák, hogy a kép háttere nem egyenletes, hanem kicsit változik. Ilyen hatás lehet pl. az, hogy teliholdas éjszakákon a holdfény nem egyenletesen világítja ki az égboltot, ezért a képek intenzitásában egy gradiens lesz megfigyelhető. A holdfény reflexiója a kupola belsejéről, ill. a távcső alkatrészeiről, szintén okozhat érdekes mintázatot.

Optikai tartományban ez a hatás általában kicsi, és elegendő a fotometriánál figyelembe venni. Infravörösben viszont jelentős, hiszen ebben az esetben a fent említett hatásokon kívül itt még jelentkezik a környezet hőmérsékletváltozása is. Ezért infravörösben szükséges a fotometria előtt még ezt a korrekciót is elvégezni.

A fenti problémák miatt a számunkra hasznos információ kinyerése nem egyszerű feladat, ezért a következő néhány fejezetben ismertetem a CCD képek redukálásának főbb

lépéseit. Mivel az infravörös kamerák tulajdonságai jelentősen eltérnek az optikai tartományban működő kamerákétól, ezért minden egyes lépésnél külön kitérek arra, hogy az infravörös kamerák esetében milyen módszerrel végezzük azt el.

Bias és dark korrekció

Mivel ez a két hiba additív jellegű, ezért korrekciójuk nem túl bonyolult feladat. Ha a kamera bias szintje nem változik jelentősen az észlelés során, akkor elég néhány bias képet készítenünk az éjszaka elején és végén, majd ezek átlagát levonni a tudományos célra felhasználni kívánt képekből. Az átlagolásra azért van szükség, mivel a bias képeken is megjelenik a kiolvasási zaj, mely átlagolással csökkenthető.

A dark képnél ugyanez a helyzet, annyi különbséggel, hogy a dark kép pixeleinek értéke függ az expozíciós időtől is, ezért minden egyes expozíciós időhöz, amit az észlelés során használtunk, készítenünk kell dark képeket.

Gyakorlatban elég csak a bias vagy a dark korrekciót elvégezni. A professzionális CCD kamerák, melyeket folyékony nitrogénnel hűtenek, sötétárama ugyanis nagyon kicsi. Ezért elképzelhető, hogy a dark kép levonása a kiolvasási zaj miatt csökkenti a jel/zaj arányt. Nagyobb sötétáramú kamerák esetén (ilyenek pl. az infravörös kamerák, ahol a termális hatások sokszorozottan jelentkeznek) a dark kép levonása elkerülhetetlen. Ekkor azonban nem szükséges bias-re korrigálni, hiszen a levont dark kép már tartalmazza a bias-t is.

A két korrekció matematikai formában a következőképpen fogalmazható meg:

$$I'(x, y) = I(x, y) - \frac{1}{N} \sum_{i=1}^N B_i(x, y) \quad \text{vagy} \quad I'(x, y) = I(x, y) - \frac{1}{N} \sum_{i=1}^N D_i(x, y), \quad (1.23.)$$

ahol $I(x, y)$ a nyers kép, $I'(x, y)$ a korrigált kép intenzitása az x, y pontban, $B(x, y)$ és $D(x, y)$ pedig rendre a bias illetve a dark képek intenzitását jelölik.

Az általunk használt optikai CCD kamerákban az észlelések során a bias eléggé stabil volt, a dark pedig elhanyagolhatóan kicsi. Így elegendő volt csupán bias korrekciót alkalmazni az éjszaka elején és végén készített bias képekkel.

Az infravörös kamerában a bias szint levonása tulajdonképpen már az expozíció során megtörténik, hiszen minden expozíció úgy indul, hogy az összes pixel értékét nullára állítjuk. Itt csak dark korrekciót alkalmaztunk.

Flatfield korrekció

A flatfield korrekció elvégzéséhez először meg kell határoznunk a pixelről pixelre történő érzékenységváltozást. Ezt úgy tehetjük meg, hogy felvételeket készítünk egy homogénen kivilágított felületről. Ez lehet a kupola belsejében elhelyezett fehér színű ernyő, vagy a szürkületi ég. Az így készült felvételeken először elvégezzük a dark, ill. a bias korrekciót, majd a zaj csökkentése céljából átlagoljuk őket:

$$F'(x, y) = F(x, y) - \frac{1}{N} \sum_{i=1}^N B_i(x, y) \quad \text{vagy} \quad F'(x, y) = F(x, y) - \frac{1}{N} \sum_{i=1}^N D_i(x, y). \quad (1.24.)$$

$$F''(x, y) = \frac{1}{N} \sum_{i=1}^N F'_i(x, y) \quad (1.25.)$$

Itt $F(x, y)$ jelöli a flatfield kép intenzitását az x, y pontban. Az így kapott képet normáljuk az átlagintenzitással.

$$F'''(x, y) = \frac{F''(x, y)}{F_0} \quad \text{ahol} \quad F_0 = \frac{1}{NM} \sum_{i=1}^N \sum_{j=1}^M F''(i, j) \quad (1.26.)$$

Ezzel megkaptuk, hogy az egyes pixelek érzékenysége hány százaléka az átlagnak. A végső normált képpel leosztjuk az objektumról készült felvételt, megszüntetve ezáltal a pixelek különböző érzékenységből adódó eltéréseket. Fontos, hogy a flatfield korrekciót minden szűrőre külön-külön el kell végezni, hiszen a szűrők felületén lerakódó porszemek a flatfield kép mintázatát módosíthatják.

Az infravörös kamerával készített felvételeknél a kivilágított ernyő, illetve a szürkületi égbolt nem használható flatfield képek elkészítésére. A kivilágított ernyő gyakorlatilag azonnal telítésbe viszi a kamerát, míg az ég háttérfényessége infravörösben olyan gyorsan változik, hogy lehetetlen elegendő mennyiségű, jó minőségű flatfield képet készíteni. Ezért ezeknél az eszközöknél a flatfield képek elkészítésére más technikát alkalmaznak. Itt az objektumokról készült észleléseket medián átlagolják, majd a kapott képet normálják. A medián átlagolásra a képen megjelenő égi objektumok hatásának kiküszöbölése miatt van szükség.

Sky korrekció

Mivel az égi háttér hatása nem mindenütt egyforma, ezért minden egyes észlelt égterület esetén szükséges elkészítenünk a terület csillagmentes háttérképét, amit aztán inten-

zításban felskálázunk az objektumképünk háttéréhez, majd kivonjuk abból. Erre a következő eljárást alkalmazzuk. Egy területről több felvételt készítünk, úgy, hogy a távcsövet a 20-30 ívmásodperccel elmozgatjuk különböző irányokba (ezt az eljárást dithering-nek hívják). Az így kapott képekre elvégezzük a dark és a flatfield korrekciót, majd medián átlagoljuk őket, hogy eltüntessük a csillagokat.

A medián átlagot úgy kapjuk, hogy a képek azonos koordinátájú pixeleit sorba rendezzük és kiválasztjuk azt az értéket, ami a sorba rendezett mintát két egyenlő részre osztja. Ez páratlan számú adat esetén az $(n + 1)/2$ -ik adatpont, míg páros számú adat esetén az $n/2$ -ik és az $n/2 + 1$ -ik adatpont átlaga. Ennek a statisztikának az az előnye a közönséges átlaggal szemben, hogy nem érzékeny a kiugró adatokra. Hátránya viszont az, hogy csak elegendően nagy számú adatpont esetén alkalmazható.

Az így kapott képet azután úgy skálázzuk, hogy az átlagintenzitása megegyezzen az objektumról készült kép háttérének átlagintenzitásával. Végül a skálázott képet kivonjuk az eredetiből.

1.3.2. Digitális fotometria

Dolgozatomban nagyrészt CCD felvételek elemzésével foglalkozom, ezért szeretnék röviden kitérni arra, hogy milyen módszerekkel lehet fotometriai információt kinyerni egy CCD képből.

Az egyébként pontszerűnek látszó csillag a távcső belépő nyílásán történő fényelhajlás (diffrakció), illetve a légköri turbulenciák hatása (seeing) miatt korongszerűnek látszik a CCD felvételen. A korong intenzitáseloszlását PSF-nek nevezzük, ami az angol "Point Spread Function" kifejezés rövidítése. A PSF diffrakció-limitált (légkör nélküli) esetben teljesen kör alakú apertúrára az ún. Airy-mintázat. A légkör hatása ezt a mintázatot "elkeni", és az intenzitáseloszlás közelítőleg Gauss-függvény alakú lesz. Ennek legfontosabb jellemzője a félértékszélesség. A digitális fotometria feladata meghatározni a PSF-ben található fotonok számát. Ez két módszerrel végezhető el, attól függően, hogy a képen a csillagok izoláltak (PSF-jeik jól elkülönülnek), vagy nem izoláltak (a PSF-ek átfedik egymást). Az első esetben egyszerű apertúra fotometriát alkalmazunk, míg a második esetben szükségünk lehet a PSF valamilyen analitikus függvénnyel való illesztésére. A következő két alfejezetben ezt a két eljárást ismertetem.

Apertúra fotometria

Ha a csillagok PSF-je nem fedí át egymást, akkor nyugodtan alkalmazhatunk apertúra fotometriát. Ez az eljárás tulajdonképpen a fotoelektromos fotometria digitális megfelelője. Egy meghatározott apertúrán belül megszámoljuk a beeső fotonokat, majd abból levonjuk a csillag közelében mért égi háttér értékét.

$$m_I = -2.5 \log \left(\frac{N_{ap} - A_{ap} S_{sky}}{t_{exp}} \right) \quad (1.27.)$$

ahol m_I az instrumentális magnitúdó, N_{ap} a a fotonok száma az apertúrán belül, A_{ap} az apertúra területe, S_{sky} az égi háttér egy pixelre eső fotonjainak száma, t_{exp} az expozíciós idő.

A módszer legkényesebb eleme a megfelelő apertúra kiválasztása. Ha az apertúra túl kicsi, akkor kevés fotont mérünk, míg ha az apertúra túl nagy, akkor az égi háttér zajából mérünk túl sokat, ezért romlik a jel/zaj viszony. A legjobb választás általában az, ha az apertúra méretét akkorának vesszük, mint amekkora a PSF félértékszélessége. Az égi háttér meghatározására az apertúra köré írt gyűrűben lévő pixelek értékét átlagoljuk.

PSF illesztéses fotometria

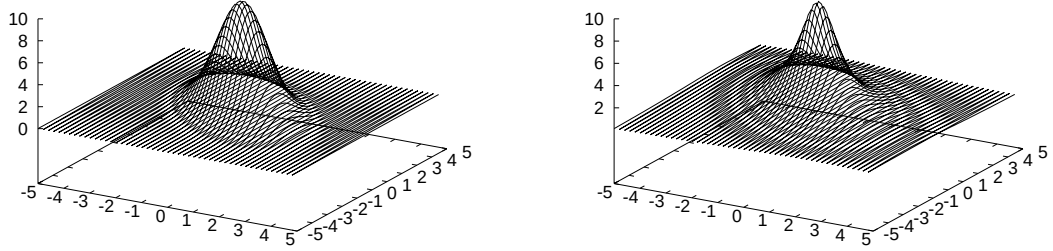
Az ún. PSF illesztéses fotometria során nem egyszerű fotonszámlálás történik. Itt először egy modellfüggvényt illesztünk a kép azon helyeire, ahol a csillagok találhatóak, majd integrálással meghatározzuk függvény alatti térfogatot, ami megfelel a csillagról érkező, detektált fotonok számának. Az eljárás legnehezebb lépése a modellfüggvény paramétereinek meghatározása. Ezt az IRAF csillagászati programcsomag segítségével végezhetjük el. Itt több modellfüggvény közül választhatunk, attól függően, hogy a felvételeinken milyen torzulásokat szenved a PSF. Ilyen torzítás lehet pl. az, hogy a távcső vezetése nem megfelelően működik, aminek hatására a PSF-ek egyik irányban elnyújtottak lesznek. Az IRAF-ben hat különböző függvény illesztésére van lehetőségünk. Ezek a következők:

Gauss: Elliptikus Gauss-függvény, melynek tengelyei az x, y irányokba mutatnak.

$$I = I_0 \exp \left[-0.5 \left(\frac{x^2}{p_1^2} + \frac{y^2}{p_2^2} + xyp_3 \right) \right] \quad (1.28.)$$

Lorentz: Elliptikus Lorentz-függvény.

$$I = \frac{I_0}{1 + \frac{x^2}{p_1^2} + \frac{y^2}{p_2^2} + xyp_3} \quad (1.29.)$$



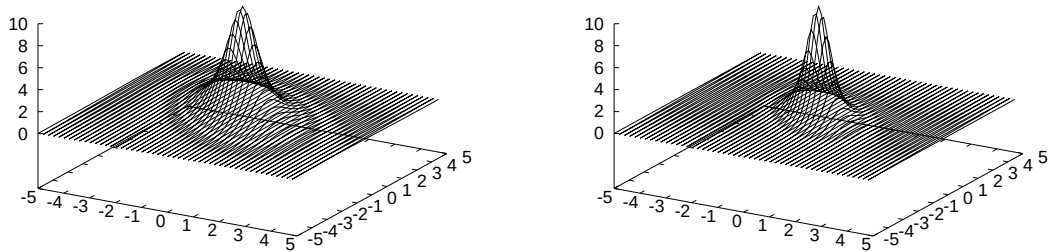
1.8. ábra. Gauss- és Lorentz-profil

Moffat15: Elliptikus Moffat-függvény 1.5-ös kitevővel.

$$I = \frac{I_0}{\left(1 + \frac{x^2}{p_1^2} + \frac{y^2}{p_2^2} + xyp_3\right)^{1.5}} \quad (1.30.)$$

Moffat25: Elliptikus Moffat-függvény 2.5-ös kitevővel.

$$I = \frac{I_0}{\left(1 + \frac{x^2}{p_1^2} + \frac{y^2}{p_2^2} + xyp_3\right)^{2.5}} \quad (1.31.)$$



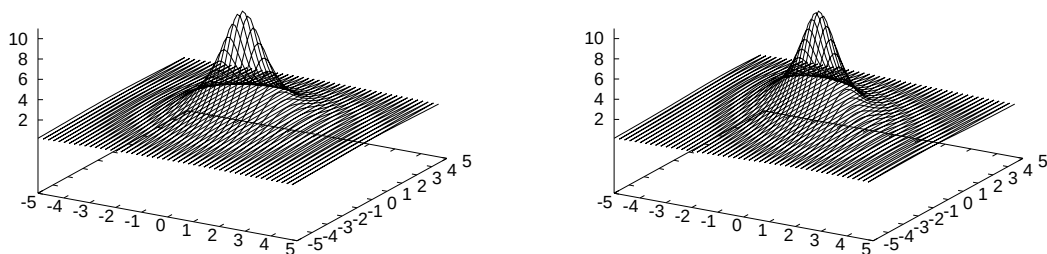
1.9. ábra. Moffat15- és Moffat25-profil

Penny1: Gauss- mag és Lorentz-szárnyak. A mag orientációja tetszőleges, de a Lorentz-függvény tengelyei csak x, y irányúak lehetnek.

$$I = I_0 \frac{1 - p_3}{1 + \frac{x^2}{p_1^2} + \frac{y^2}{p_2^2}} + p_3 \exp \left[-0.693 \left(\frac{x^2}{p_1^2} + \frac{y^2}{p_2^2} + xyp_4 \right) \right] \quad (1.32.)$$

Penny2: Ugyanaz mint a Penny1, de a Lorentz-függvény orientációja is tetszőleges.

$$I = I_0 \frac{1 - p_3}{1 + \frac{x^2}{p_1^2} + \frac{y^2}{p_2^2} + xyp_5} + p_3 \exp \left[-0.693 \left(\frac{x^2}{p_1^2} + \frac{y^2}{p_2^2} + xyp_4 \right) \right] \quad (1.33.)$$



1.10. ábra. Penny 1 és Penny 2 profil

Az 1.28. - 1.33. egyenletekben I_0 egy skálázófaktor, a p_i -k pedig illesztésből meghatározandó paraméterek.

Gyakran előfordul, hogy a képen olyan torzítások jelennek meg, melyek azt eredményezik, hogy a PSF függ a csillag képen elfoglalt helyétől. Ezeket úgy vehetjük figyelembe, hogy a modellfüggvény paramétereit a hely függvényében számoljuk ki, így a kép minden részén a neki megfelelő modellfüggvényt alkalmazzuk a fotometria során. A függvény meghatározását a következőképpen végezzük. A képen kiválasztunk olyan csillagokat, melyek fényesek, tehát jó a jel/zaj viszonyuk, és egyedülállóak, azaz egy kb. 4 félértékszélességnyi sugarú körön belül nincsen a közelükben másik csillag. Ezeknek a csillagoknak (PSF-csillagok) az intenzitáseloszlására ráillesztjük a fenti függvényeket, és amelyik a legjobban illeszkedik, azt fogadjuk el modellfüggvényként.

Az illeszkedés természetesen egyik esetben sem tökéletes. Ezért, miután meghatároztuk a modellfüggvényt, meg kell vizsgálnunk, hogy a PSF-csillagok profiljai mennyire térnek el

ettől. Ezt úgy tesszük meg, hogy a modellfüggvénnyel generált intenzitásprofilt levonjuk a képről a csillagok helyein és megvizsgáljuk a visszamaradó értékeket. Ezeket átlagoljuk az összes kiválasztott PSF-csillagra, és létrehozunk egy ún. numerikus maradványfüggvényt. Ez lesz a PSF numerikus része. Ezzel majd korrigálni kell az analitikusan kapott értéket.

Miután így meghatároztuk a modellfüggvény paramétereit és numerikus részét, ezeket ráillesztjük a többi csillagra is. Itt az egyetlen illesztési paraméter az intenzitás maximuma. Ezután a kapott függvényeket minden csillag esetében kiintegráljuk és így megkapjuk a csillagról beérkező detektált fotonok számát. Az integrálásnál természetesen figyelembe vesszük a háttér fényességét, amit az apertúra fotometriához hasonlóan egy, a csillag köré írt körgyűrűben határozunk meg. Ebből számolhatjuk a csillag instrumentális fényességét.

1.3.3. Simított sűrűségkontúrok (kernel módszer)

Ha egy csillagmező sűrűségeloszlását akarjuk vizsgálni, akkor a legkézenfekvőbb megoldást az kínálja, ha kiszámítjuk a mező egyenlő sűrűséget jelölő kontúrvonalait. Ehhez a kernel módszert használhatjuk (Silverman, 1986). Ennek a módszernek az a legnagyobb előnye, hogy a sűrűségeloszlás simítható, így viszonylag gyengébb mintavételezés mellett is elfogadható eredményt kaphatunk. A módszer rövid leírása a következő: A mező minden (α, δ) pontjában ki kell számolnunk a $D(\alpha, \delta)$ sűrűséget, amit az összes adatpont hozzájárulása ad. Ehhez felhasználunk egy kernelfüggvényt (K) és egy simítási faktort (h), amely a simításhoz használt bin méretét jelöli

$$D(\alpha, \delta) = \frac{1}{h^2} \sum_{i=1}^n K(\alpha, \alpha_i, \delta, \delta_i) \quad (1.34.)$$

A kernelfüggvényre az egyes pontok hozzájárulásának távolsággal való súlyozásához van szükségünk. A legelterjedtebben használt kernelfüggvény a Gauss-profil (Gomez et al., 1993):

$$K(\alpha, \alpha_i, \delta, \delta_i) = \frac{1}{2\pi} \exp \left[\frac{-r^2}{2h^2} \right] \quad (1.35.)$$

$$\text{ahol} \quad r = (\delta - \delta_i)^2 + (\alpha - \alpha_i)^2 \cos^2 \delta \quad (1.36.)$$

Miután a sűrűségeket kiszámoltuk, az egyenlő sűrűségű pontokat összekötve megkapjuk a kontúrvonalakat.

1.3.4. Kolmogorov–Szmirnov teszt

Statisztikai vizsgálatoknál gyakran fontos, hogy el tudjuk dönteni, hogy két adatsor ugyanabból az eloszlásfüggvényből származtatható-e vagy sem. Pontosabban megfogalmazva ki tudjuk-e zárni, hogy a két adatsor ugyanabból az eloszlásfüggvényből származtatható. Erre a feladatra széleskörűen használt eljárás a Kolmogorov-Szmirnov, másnéven K-S teszt.

A K-S teszt akkor alkalmazható, ha az adatsor minden pontjához tartozik egy szám (pl. egy csillag deklinációja). Ekkor az adatsor jellemezhető az ún. kumulatív eloszlásfüggvényével ($S_N(x_n)$). Ha az N esemény az x_i ($i = 1, \dots, N$) értékeket veheti fel, akkor $S_N(x_n)$ megadja azoknak az adatpontoknak az arányát, melyekre igaz, hogy $i < n$.

Két kumulatív eloszlás különbségének mérésére a K-S teszt egy egyszerű módszert alkalmaz. A különbség (D) definíció szerint egyenlő a két kumulatív eloszlás különbsége abszolút értékének maximumával:

$$D = \max (|S_{N_1}(x) - S_{N_2}(x)|) \quad (1.37.)$$

Ami a K-S tesztet hasznossá teszi, az az, hogy könnyen meghatározható bármilyen nullától különböző (D) érték szignifikanciája. Ez a következőképpen történik. Először felírjuk az ún. Q_{KS} függvényt:

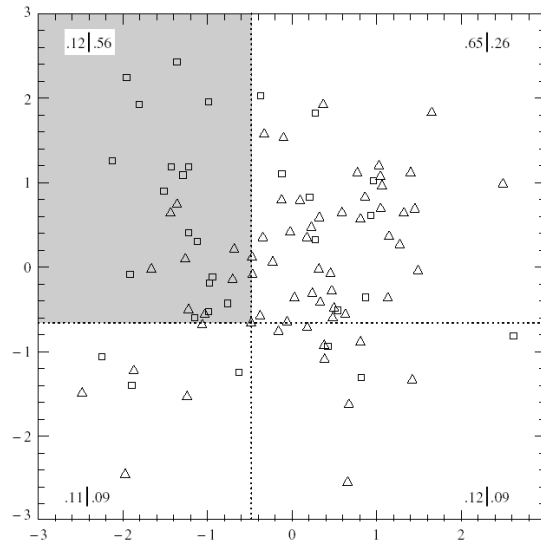
$$Q_{KS}(\lambda) = 2 \sum_{i=1}^{\infty} (-1)^{i-1} e^{-2i^2\lambda^2}, \quad (1.38.)$$

ami egy monoton függvény, $Q_{KS}(0) = 1$ és $Q_{KS}(\infty) = 0$ határokkal. Ez a függvény megadja D szignifikancia szintjét, azaz azt, hogy a megfigyelt D érték mennyire zárja ki, hogy a két adatsor ugyanabból az eloszlásból származik. A λ értékét a következő összefüggésből kapjuk (Stephens, 1970):

$$\lambda = \left(\sqrt{N_e} + 0.12 + \frac{0.11}{\sqrt{N_e}} \right) D, \quad (1.39.)$$

ahol $N_e = \frac{N_1 N_2}{N_1 + N_2}$ az adatpontok effektív száma. Ez a közelítés nagyon pontos értékeket ad nagyszámú adat esetén, de kimutatható, hogy már $N_e \geq 4$ esetben is elfogadható a pontossága.

A K-S teszt két dimenziós eloszlásokra is alkalmazható, ahol az adatpontokat két számmal jellemezhetjük (pl. egy csillag rektaszценziója és deklinációja). Sajnos a kumulatív valószínűségeloszlást egynél nagyobb dimenziószámú esetekben nem lehet egyértelműen definiálni. Peacock (1983) kimutatta, hogy ez a probléma megkerülhető, ha kiszámoljuk az integrált valószínűséget mind a négy természetes kvadránsban egy adott pont (x_i, y_i) körül.



1.11. ábra. Kétdimenziós eloszlások vizsgálata (Press et al., 1993)

Ez azt jelenti, hogy megvizsgáljuk, hogy az adatok mekkora része esik a $(x > x_i, y > y_i)$, $(x < x_i, y > y_i)$, $(x < x_i, y < y_i)$, $(x > x_i, y < y_i)$ térrészekbe (1.11 ábra). Az (x_i, y_i) koordinátapárt úgy választjuk ki, hogy az összes adatpontra meghatározzuk a kvadránsokban található adatok különbségét, majd megkeressük azt a koordinátapárt, ahol valamelyik kvadránsban két adatsor közötti különbség maximális. Ez esetben a D ezen integrált valószínűségek maximális különbsége. A kétdimenziós K-S teszt szignifikanciája a következő összefüggéssel adható meg (Fassano és Franceschini, 1987):

$$S = Q_{KS} \left(\frac{\sqrt{N}D}{1 + \sqrt{1 - r^2} \left(0.25 - \frac{0.75}{\sqrt{N}} \right)} \right), \quad (1.40.)$$

ahol $N = \frac{N_1 N_2}{N_1 + N_2}$ hasonlóan az egydimenziós esethez. Az 1.40. egyenlet akkor ad megbízható értéket, ha $N \geq 20$.

2. fejezet

Észlelések és az adatok redukálása

A dolgozatban közölt eredmények több külföldi obszervatóriumban végzett méréseken alapulnak. Munkám során használtam a torontói David Dunlap Obszervatórium (DDO), a Calar Alto-i Német-Spanyol Obszervatórium (CAHA) valamint az arizonai Fred Lawrence Whipple Obszervatórium (FLWO) műszereit. Az alábbiakban részletezem, hogy melyik műszert milyen megfigyelésre alkalmaztam, illetve ismertetem a felvételek kiértékelésénél használt eljárásokat.

2.1. Fotometria

Fotometriai észleléseket két hullámhossztartományban végeztem (optikai UBV , $uvby$ ill. infravörös JHK). A két tartomány sajátosságaiából adódóan az észlelések is teljesen különböző műszereket és észlelési, valamint redukálási technikát kívántak. A következő két fejezetben ezeket ismertetem.

2.1.1. Infravörös (NGC 7538)

Az infravörös fotometriai méréseket az arizonai FLWO 1.2 méteres távcsövéhez kapcsolt kétcsatornás STELIRCAM nevű infravörös kamerával végeztem. A kamera egyik csatornája (vörös) mindig a K szűrővel készített képet vette fel, míg a másik csatorna (kék) felváltva rögzítette a J és a H szűrős képeket. A két csatornán szimultán lehetett észlelni. A képek kiredukálása után kiderült, hogy az észlelések során a kék csatornán problémák jelentkeztek, melyek a színekben jelentős szórást okoztak ezért a színinformációt Scott Kenyon egy régebbi méréssorozatának (SQIID kamera (Ellis et al., 1993) Kitt Peak National

Observatory) újbóli kiredukálásával biztosítottam.

Mindkét észlelés során sor került standard csillagok mérésére, mellyel biztosítható a fotometria kalibrálása a standard rendszerbe. A standard csillagokat Elias et al. (1982) katalógusából válogattam.

A standard csillagok expozíciós ideje a STELIRCAM mérések esetén 2.5 s volt (10 darab 0,25 s expozíciós idejű kép összeadása), míg az NGC 7538 felvételeinek expozíciós ideje 60 s volt (6 darab 10 s-os kép). Az expozíciós idők a SQUIID méréseknél: standardok 10 s, NGC 7538 180 s.

Redukálás

Az infravörös felvételek redukálását mindkét méréssorozat esetén az IRAF programcsomag CCDRED részével végeztem az 1.3.1 fejezetben leírt módon. Első lépésként a detektor nemlinearitásából származó hibák kiküszöbölését végeztem olyan IRAF rutinokkal, amiket kifejezetten a STELIRCAM ill. a SQUIID detektorokhoz írtak. Ezeket a belső használatra szánt rutinokat a *SAO Telescope Data Center* bocsájtotta rendelkezésemre. Ezután minden egyes képet korrigáltam egy megfelelő expozíciós idejű sötétképpel, majd a hosszú expozíciós idejű képekből medián összegzéssel flatfield képet készítettem, mellyel korrigáltam a pixelek változó érzékenysége miatt fellépő (flatfield) hibákat. A flatfield-re korrigált képekből azután minden égterületre külön-külön, szintén medián összegzéssel elkészítettem az égi háttér levonásához szükséges ún. sky képeket. A sky képeket ezután minden egyes felvétel háttérének átlagával skáláztam, hogy így kiküszöböljem a különböző égi háttér miatt jelentkező egyenlőtlenségeket. Az így skálázott sky képek levonásával megkaptam az égi háttér fényességére korrigált felvételeket.

A fent vázolt redukálási eljárásra egy IRAF alapú UNIX scriptet írtam, mely képes volt teljesen automatikusan kezelni a flatfeldeezést és az égi háttér levonását.

A korrigált képeket az SExtractor nevű programcsomaggal fotometráltam (Bertin és Arnouts, 1996), mely a források megtalálását, ill. adott apertúrával történő fotometriáját végzi el a képen. Mivel a nagy kiterjedésű HII régió esetleg néhány esetben megtévesztette a program csillagkereső algoritmusát, szükséges volt az összes képet átnézni, és a felesleges detektálásokat a mintából eltávolítani.

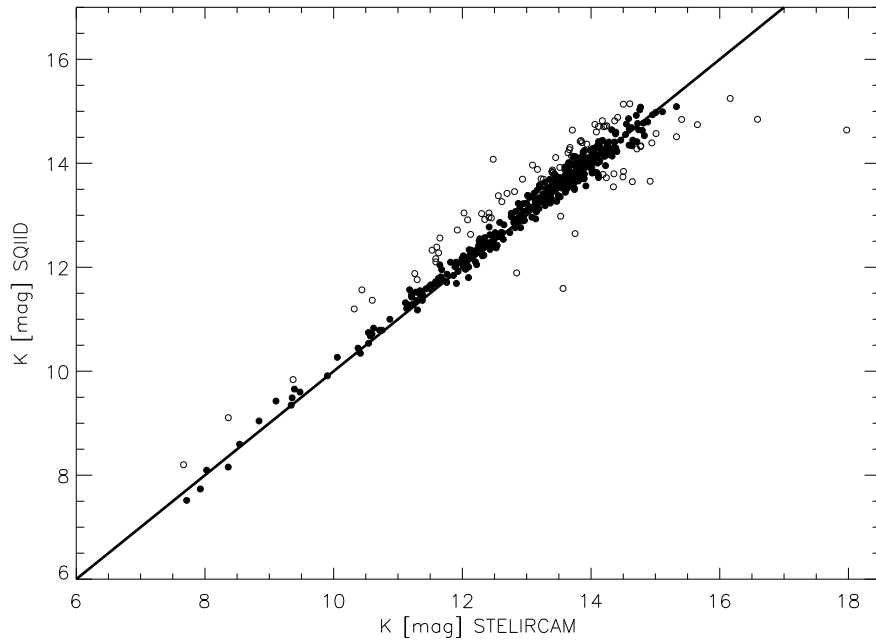
Standard transzformáció

Az apertúra fotometriával kapott instrumentális magnitúdó értékeket a korábban már említett Elias-féle standard csillagok segítségével transzformáltam a standard JHK fotometriai rendszerbe. A használt transzformációs egyenletek a következők voltak:

$$K_{std} = \alpha_1 K_0 + \beta_1 \quad K_0 = K_{inst} - k_1 X_k \quad (2.1.)$$

$$(H - K)_{std} = \alpha_2 (H - K)_0 + \beta_2 \quad (H - K)_0 = (H - K)_{inst} - k_2 X_{h-k} \quad (2.2.)$$

$$(J - K)_{std} = \alpha_3 (J - K)_0 + \beta_3 \quad (J - K)_0 = (J - K)_{inst} - k_3 X_{j-k} \quad (2.3.)$$



2.1. ábra. A STELIRCAM és a SQUID műszerekkel készült fotometria összehasonlítása.

Mindkét méréssorozat esetén a transzformációk szórása kisebb volt, mint 0.02 mag. A két különböző műszerrel készült mérés egyezőségét illusztrálja a 2.1 ábra, ahol a SQUID mérések K szűrővel mért standard magnitúdói vannak ábrázolva a STELIRCAM mérések standard K magnitúdói függvényében. Az ábrán a mért K magnitúdó értékek mellett feltüntettem az $x = y$ egyenletű egyenest. Jól látható, hogy a pontok nagy része jól

követi az egyenest. A kilógó pontok valószínűleg a fiatal csillagoknál gyakori infravörös fényváltozás miatt térnek el az egyenestől.

2.1.2. Optikai (NGC 7128)

Az optikai CCD fotometriai méréseket az Instituto de Astrofísica de Andalucia munkatársaival kooperációban végeztük. Összesen négy észlelési kampányt hajtottunk végre.

Az elsőt Kaszás Gáborral (JATE) közösen 1996 júliusában a Calar Alto-i Német-Spanyol Obszervatórium 1.23 méteres távcsövével, ahol *UBV* szűrős méréseket végeztünk egy 1024x1024 TEK6 CCD kamerával. A konfiguráció 8x8 ívmásodperces látómezőt biztosított 0.47 ívmásodperc/pixel felbontásban.

Ez alatt a méréssorozat alatt a távcső főtükrének jelentős része le volt takarva, egy korábbi tisztítás során történt rongálódás miatt. A letakarás két hibaforrást hordozott magában. Egyfelől korlátozta a határmagnitúdót, megnövelvén a fotometria szórását, másfelől interferenciaminták jelentek meg a CCD képeken, amelyek befolyásolták a háttér értékét bizonyos helyeken. A flatfield képpel való leosztás után a minták hatása csökkent, de nem lehetett őket teljesen eltüntetni.

1996 július/augusztus hónapokban az IAA munkatársai (A. Delgado és A. Moitinho) egy *uvby* méréssorozatot végeztek a mexikói San Pedro Martir obszervatórium 1.5 méteres távcsövével egy 1024x1024-es TEK CCD-t és fókuszreduktort használva, mely 0.44 ívmásodperc/pixel felbontást eredményezett. A fókuszreduktor által okozott vignettálás miatt a képek széleit le kellett vágni, így a végső látómező 5.5x5.5 ívperc lett.

A harmadik kampányra 1996 augusztusában került sor a Kanári-szigeteki Roque de los Muchachos obszervatórium 1 méteres tükörmérőjű Jakobus Kapteyn távcsövével. Ezt szintén az IAA munkatársa, A. Delgado végezte. Az észleléshez egy 1024x1024 pixeles TEK4 CCD kamerát használt. A felbontás 0.33 ívmásodperc/pixel volt, mely 5.6x5.6 ívmásodperces látómezőnek felel meg.

Kaszás Gáborral és Fűrész Gáborral (JATE) további *uvby* méréseket végeztünk 1997 júliusában, a korábban már említett Calar Alto-i távcsövel ill. CCD kamerával. Sajnos az 1996-ban fennálló hibákat ekkorra még nem javították ki, ezért a képeken megjelentek ugyanazok a problémák, mint az egy évvel korábbi kampányban.

A standard képfeldolgozó eljárásokat (bias, flatfield korrekció, kozmikus sugarak eltávolítása) az IRAF/CCDRED csomagjának segítségével mindig az észleléseket végző

csoport végezte.

A Calar Alto-i észlelések során a kamera zárjának időzítéséből eredő szisztematikus hibák kiküszöbölése végett csak olyan égi flatfield képeket használtunk, melyek 5 másodpercnél hosszabb expozíciós idővel készültek (Surma, 1993). A képek fotometrállását az IRAF/DAOPHOT csomaggal végeztem. A standard csillagok fényességét apertúrafotometriával mértem, míg a halmazt tartalmazó képekre PSF illesztést alkalmaztam.

Mivel az észlelési sorozatokat és a képek redukálását minden esetben más csoportok végezték, ezért az instrumentális magnitudók standard rendszerbe történő transzformálása is különbözőképpen történt.

A Johnson mérések standard transzformációja

Minkét UBV kampányhoz Landolt katalógusaiból (Landolt, 1983, 1992) választottunk standard csillagokat. A Calar Alto-i észlelések esetén a kalibrációt (beleértve az extinkciós korrekciót is) a Henden és Kaitchuck (1982) által leírt módon végeztem.

Mivel a legköri extinkciót a Calar Alto-i észlelések során nem kísértük figyelemmel, az extinkciós koefficienseket két lépésben kellett meghatározni. Először kiválasztottunk egy standardsorozatot, melyet ugyanazon az éjszakán ugyanannál a levegőtömegnél észleltünk. Ezek segítségével meghatároztuk a távcsőkonstansokat. Feltételezve, hogy ezek az észlelési kampány során nem változnak, meghatároztuk a kalibráció zéruspontját és az extinkciós koefficienseket arra az éjszakára, melyen az NGC 7128-at észleltük. Ehhez azokat a standard csillagokat használtuk, melyeket az NGC 7128 észlelésének idején mértünk.

A Rouqe de los Muchachos-ról származó adatok kalibrálása a fent leírttól kissé eltérő módon történt, A. Delgado által. Ő a Landolt standard csillagok mellett megfigyelt 48 csillagot négy nyílthalmazban (IC 4996, NGC 6910, NGC 7067, NGC 7128), melyek csillagaira megbízható fotometriát publikáltak (Hoag et al., 1961). Ezeket másodlagos standard csillagokként használta a Rouqe de los Muchachos-i észlelések transzformációjánál. A kalibráció részletei a Delgado et al. (1998) publikációban találhatók.

A standard transzformációk vizsgálata után a Hoag et al. (1961) rendszeréhez kötött standard magnitúdóértékeket fogadta el. A kalibráció bizonytalansága ugyan valamivel nagyobb volt, mint a Landolt csillagokból meghatározott kalibrációé ($\sigma_V = 0.04$ mag, $\sigma_{B-V} = 0.04$ mag, $\sigma_{U-B} = 0.07$ mag), azonban a Hoag et al. (1961) rendszerhez kötött kalibráció csökkenti a különböző szisztematikus hibák hatását, ami az erősen

vörösödött csillagok esetén lépnek fel a standard transzformációkban (Delgado és Alfaro, 2000). Ezeket a hibákat az okozza, hogy gyakorlatilag zéró vörösödésű standard csillagok alapján meghatározott lineáris transzformációkat használunk arra, hogy meghatározzuk erősen vörösödött csillagok színeit. Gyakorlatban nagy vörösödéseknél a transzformációk már nem mindig lineárisak (Gutierrez-Moreno és Moreno, 1970). Ez a standard értékek kiszámításánál szisztematikus hibát okoz. Az NGC 7128 csillagairól korábbi mérések alapján (Johnson, 1961; Jerzykiewicz et al., 1996) feltételeztük, hogy nagy vörösödésűek, ezért esetükben indokolt a másodlagos standard csillagok használata.

A Calar Alto-i méréseket is hozzáigazítottam a Rouque de los Muchachos-ról származó mérésekhez, hogy az egész adatbázist egyezésbe hozzam a Hoag et al. (1961) rendszerrel. Végül azoknak a csillagoknak fényességértékeit, melyek a két adatsorban megegyeztek, átlagoltam, és ezt az átlagot fogadtam el standard magnitúdóként a további vizsgálatokhoz.

A standard magnitúdók bizonytalanságának becslésénél figyelembe vettem a PSF illesztés hibáját, az apertúra korrekciót, a standard transzformáció bizonytalanságát és az eltérést a Calar Alto-i és a Rouque de los Muchachos-i adatsor között. A PSF illesztés hibája a szokásos exponenciális növekedést mutatta a halványabb magnitúdók felé, minden szűrőre. Az értéke $V = 16$ mag határig 0.01 mag alatt maradt, majd meredeken emelkedett. Azokat a csillagokat, melyeknél ez a hiba nagyobb volt, mint 0.1 mag, nem vettük figyelembe a fotometriai analízisnél. Ezzel V -ben 19.5 magnitúdós határfényességet sikerült elérnünk. Az apertúra korrekció hibája kisebb volt, mint 0.02 magnitúdó. A Calar Alto-i és a Rouque de los Muchachos-i adatsor jó egyezése miatt a két adatsor kombinációja által bevezetett szórás 0.02 mag volt a fényes csillagokra, és 0.05 magnitúdónál kisebb a halvány csillagok esetén. A korábban már említett transzformációs hibákat is beleszámítva a maximális hiba: $\sigma_V = 0.11$ mag, $\sigma_{B-V} = 0.15$ mag, $\sigma_{U-B} = 0.15$ mag-nak adódott. A 2.1 táblázat tartalmazza a fotometria átlagos hibáját különböző fényességtartományokban.

Hogy méréseink megbízhatóságát ellenőrizzem, összehasonlítottam az általunk kapott standard magnitúdó értékeket a Jerzykiewicz et al. (1996) által publikáltakkal. 120 olyan csillagot találtam, melyek mindkét adatsorban szerepeltek és észlelték őket V szűrőn keresztül. A $B-V$ színindexre ez a szám 24 volt. Miután eltávolítottam az ismert változócsillagokat és Jerzykiewicz et al. (1996) halvány csillagait ($V > 17.5$), melyek jelentős eltérést mutattak mind a Calar Alto-i, mind a Rouque de los Muchachos-i adatsortól, a

2.1 Táblázat. Az *UBV* fotometria átlagos hibája különböző fényességtartományokban

fényességtartomány (magnitúdó)	σ_V	$\sigma_{(B-V)}$	$\sigma_{(U-B)}$
$m < 15$	0.049	0.049	0.049
$15 < m < 16$	0.060	0.061	0.073
$16 < m < 17$	0.068	0.070	0.090
$17 < m < 18$	0.072	0.078	0.097
$18 < m < 19$	0.088	0.106	0.121
$m > 19$	0.111	0.142	0.153

szisztematikus eltérés a két észlelés között *V*-ben 0.04 magnitúdó lett, a *B–V* színindexben pedig 0.007.

A Strömgren mérések standard transzformációja

A Strömgren szűrők keskeny sáv szélessége miatt jóval hosszabb expozíciós időre volt szükségünk ezeknél a mérésekél, mint a Johnson *UBV* mérésekénél. Emiatt az észlelések kivitelezése és a standard rendszerbe való transzformáció is más megközelítést igényelt.

A Calar Alto-i észlelések első éjszakáját teljes mértékben a standard csillagok mérésének szenteltük. A standardokat Olsen (1983); Knude (1992); Schuster és Nissen (1989) katalógusaiból válogattuk. Ezeket a méréseket használtuk az extinkciós koefficiensek és a távcsőkonstansok meghatározásához. Ezeket az értékeket a kampány során állandónak tételeztük fel. Ezután minden éjszaka mértünk néhány standard csillagot, hogy meghatározzuk a kalibráció zéruspontját, és ellenőrizzük az előbbi feltevés helyességét.

A standard transzformációt a következő egyenletek felhasználásával végeztük.

$$V = A + y_i + B(b - y) \quad (2.4.)$$

$$(b - y) = C + D(b - y)_i \quad (2.5.)$$

$$(u - b) = E + F(b - y) + G(u - b)_i \quad (2.6.)$$

$$m_1 = H + I(b - y) + Jm_{1i} \quad (2.7.)$$

$$c_1 = K + L(b - y) + Mc_{1i} \quad (2.8.)$$

ahol az i index a légköri extinkcióra korrigált instrumentális magnitúdókat jelöli. Mivel az u mérésekkel pontosságával kapcsolatban fenntartásaink voltak (főképp az alacsonyabb határfényesség miatt), ezért mind az $u-b$, mind az m_1 színindexre elvégeztük a kalibrációt. Ezután a halmazcsillagokra kiszámítottuk az m_1 indexet a 2.9. egyenlet felhasználásával:

$$m_1 = ((u - b) - c_1 - 2(b - y))/2 \quad (2.9.)$$

Ha a kapott eredményeket összehasonlítjuk az m_1 közvetlen kalibrációjából (2.7.) kapott értékekkel (melyek függetlenek az u szűrős mérésektől), ellenőrizni tudjuk az u mérések megbízhatóságát. Azt találtuk, hogy a kétféle módon meghatározott m_1 értékek között nincs szignifikáns különbség ($\sigma < 0.01$). Ebből arra következtettünk, hogy az u mérések is megbízhatóan transzformálhatók a standard rendszerbe.

A San Pedro Martír-i mérések alkalmával nem észleltünk standard csillagokat, ezért az *uvby* adatok kalibrációját a Calar Alto-i mérések segítségével végeztük.

Mivel a San Pedro Martír-i adatok határfényessége és belső pontossága nagyobb volt mint a Calar Alto-i méréseké, ezért ezt az adatsort használtuk a további vizsgálatokhoz. A Strömgren mérések hibája közelítőleg ugyanaz, mint a 2.1 táblázatba foglalt Johnson méréseké. A PSF illesztés maximálisan megengedhető hibáját a Johnson mérésekhez hasonlóan 0.1 magnitúdóban állapítottuk meg.

2.2. Spektroszkópia

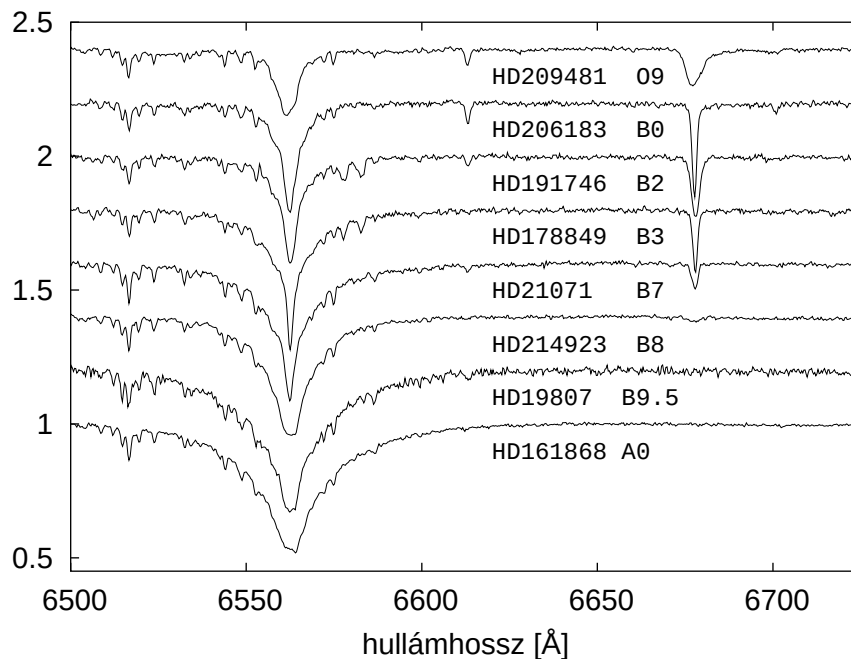
A spektroszkópai méréseket a Smithsonian Astrophysical Observatory Mount Hopkinsi csillagvizsgálójának 1.5 méter tükörátmérőjű távcsövéhez rögzített FAST spektrográffal (Fabricant et al., 1998) ill. a torontói David Dunlap Obszervatórium 1.88 m-es távcsövével és a hozzá tartozó spektrográffal végeztem.

Az arizonai távcsövet az NGC 6871 csillagainak vizsgálatához, míg a torontói műszert az NGC 7128 csillagainak vizsgálatához használtam.

2.2.1. NGC 7128

A torontói méréseket 1998. július 10-én és 11-én végeztem. A megfigyelések alatt az NGC 7128 12 legfényesebb csillagáról vettem fel spektrumot. A spektrográf reciproklinéáris diszperziója $16 \text{ \AA/mm}$ volt, ami 7000-es feloldóképességnek felel meg. A spektrumokat egy 1024×1024 -es CCD kamerával rögzítettem. Ez lehetőséget adott egy $316 \text{ \AA}$ hosszú spektrum felvételére. A központi hullámhosszat $6620 \text{ \AA}$ -nek választottam, így a felvett spektrum tartalmazta a $H\alpha$ és a $\text{HeI } \lambda 6678$ vonalakat. A halmaz csillagai esetében 30-40 perces expozíciós időt használtam a lehető legjobb jel/zaj viszony eléréséhez. Hosszabb expozíciókra nem volt lehetőség a spektrográf mozgásából származó bizonytalanságok miatt.

A halmaz csillagain kívül spektrumokat vettem fel 9 MK standard csillagról (2.2 ábra, 2.1 táblázat). A csillagokat Garcia (1989) katalógusából válogattam.



2.2. ábra. A megfigyelt standard csillagok spektruma: látható a $H\alpha$ vonal erősödése és a HeI vonal gyengülése a koraitól a későbbi spektráltípusok felé haladva

A spektrumok redukálásához az IRAF/SPECRED csomagját használtam. A hullámhossz-kalibrációt egy FeAr spektrállámpa felhasználásával végeztem, ennek spektrumát minden csillagspektrum felvétele előtt és után rögzítettem. A csillagspektrum légkörtől származó vonalait Kaszás et al. (1998) módszerével távolítottam el a spektrumból.

2.2 Táblázat. A megfigyelt MK standard csillagok Garcia (1989) katalógusából. A fotometriai adatok a SIMBAD^a ill. a GCPD^b (Mermilliod et al., 1997) katalógusokból származnak. A vörösödések értékeit a publikált fotometriai adatokból és a fősorozati csillagok vörösödésmentes színindexeiből (Lang, 1992; Gray, 1992) számoltam.

Csillag neve	Spektráltípus	V	B–V	E(B–V)
HD209481	O9V	5.56	+0.07	0.37
HD206183	B0V	7.41	+0.14	0.42
HD207538	B0V	7.31	+0.33	0.62
HD191746	B2V	7.17	+0.01	0.24
HD178849	B3V	7.02	–0.13	0.08
HD21071	B7V	6.09	–0.07	0.06
HD214923	B8V	3.40	–0.08	0.03
HD19807	B9.5V	9.00	+0.24	0.28
HD161868	A0V	3.74	+0.04	0.04

^a<http://simbad.u-strasb.fr/>

^b<http://obswww.unige.ch/gcpd/gcpd.html>

2.2.2. NGC 6871

1999 és 2002 között több megfigyelési kampányt végeztem a Smithsonian Astrophysical Observatory Mount Hopkinsi csillagvizsgálójának 1.5 méter tükörátmérőjű távcsövéhez rögzített FAST spektrográffal (Fabricant et al., 1998). A mérendő csillagok nagy száma és a távcső leghatékonyabb kihasználása szükségessé tette, hogy a mérések egy részét ún. "service observing" módban végezzük. Ezekben az észlelésekben közreműködtek a Mt. Hopkins-i obszervatórium alkalmazottai, Perry Berlind és Mike Calkins, valamint a Harvard University doktorandusz hallgatói.

Az észlelések során alacsony felbontású spektrumokat vettünk fel arról a csillagmezőről, mely az NGC 6871 halmazt tartalmazta. Ehhez egy 300 vonal/mm-es rácsot és egy 3 ívmásodperces rést használtunk. A spektrumokat egy 512x2688-as Loral CCD chipen

rögzítettük. A spektrumok gyakorlatilag a teljes látható hullámhossztartományt lefedték (3800-7500 Å) 6 Å-ös felbontással.

A spektrumok redukálását a SAO-ban erre a célra kifejlesztett számítógépes program végezte, mely az IRAF/SPECRED programcsomagot használja. Ez a program a standard bias, flat-field és megvilágítás korrekciók után hullámhossz kalibrációt alkalmaz, melyhez a spektrum felvétele után közvetlenül rögzített spektrállámpa spektrumát használja. A hullámhossz kalibráció hibája minden képre $\pm 0.5 - 1$ Å volt. A végső, egydimenziós spektrum előállítása az IRAF APEXTRACT taszkjával történt. A legtöbb spektrum jel/zaj viszonya nagyobb volt, mint 30.

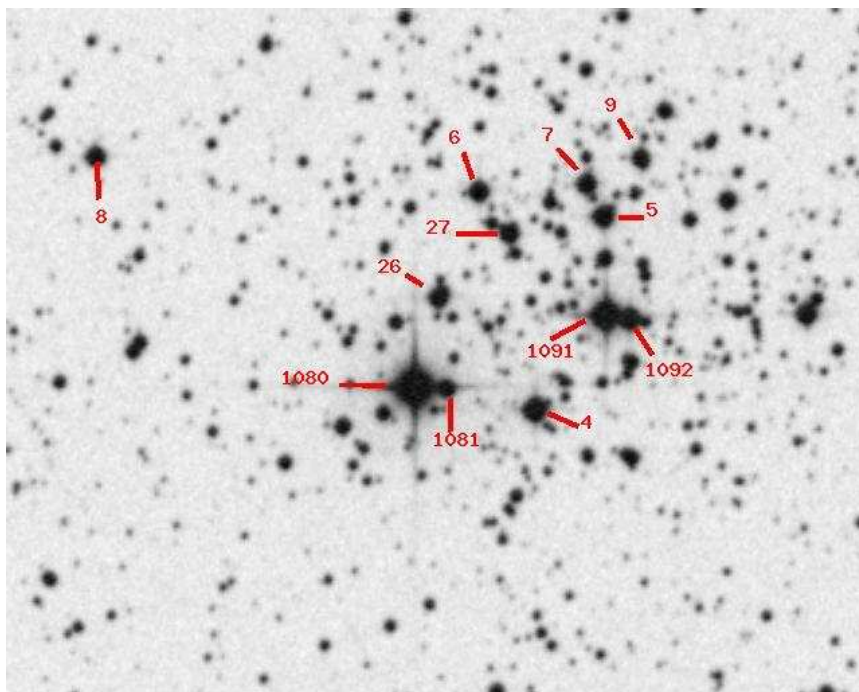
3. fejezet

Eredmények

3.1. NGC 7128

3.1.1. A megfigyelt halmazcsillagok spektrumának elemzése

Ebben a fejezetben rövid elemzést adok az egyes csillagok spektrumairól. A csillagok jelölésére a Mermilliod féle adatbázisban (WEBDA) található azonosítókat használtam (3.1 ábra, 3.1 táblázat)



3.1. ábra. A spektroszkópai mintában szereplő csillagok.

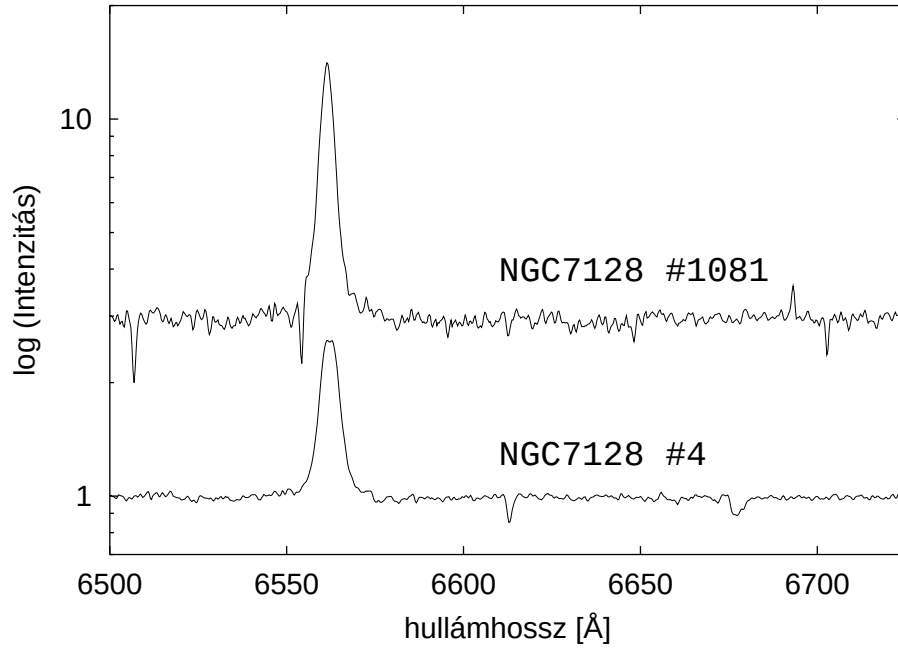
3.1 Táblázat. A spektroszkópai mintában szereplő csillagok.

csillag	RA(J2000)	DEC(J2000)	SpT	<i>ref</i>
#9	21:43:55.22	+53:43:43.13	...	...
#7	21:43:57.46	+53:43:31.91	B2V	Hoag és Applequist (1965)
#5	21:43:56.70	+53:43:20.01	B2V	Hoag és Applequist (1965)
#1092	21:43:55.33	+53:42:41.84	...	...
#6	21:44:00.03	+53:43:27.79	B2V	Hoag és Applequist (1965)
#27	21:44:00.68	+53:43:12.08	...	...
#26	21:44:03.52	+53:42:46.23	...	...
#1081	21:44:02.98	+53:42:11.84	...	...
#4	21:43:59.15	+53:42:05.41	B3IV	Svolopoulos (1961)
#8	21:44:18.51	+53:43:32.44	...	...
#1080	21:44:04.35	+53:42:11.23	...	...
#1091	21:43:56.37	+53:42:43.41	...	...

Be csillagok

A WEBDA katalógusban egy ismert Be csillagot (#4) találtam az NGC 7128 tagjai között. A csillag fényváltozása alapján Jerzykiewicz et al. (1996) valószínűsítette először, hogy Be csillagról van szó. A csillag spektruma (3.2 ábra alsó görbe), mely erős $H\alpha$ emissziót mutat, megerősíti ezt a feltevést. Két abszorpciós vonal is tisztán azonosítható a spektrumban: a 6613 Å-nél található vonal egy diffúz intersztelláris sáv (DIB), míg a 6678 Å-nél található a He I vonal, melynek jelenléte korai spektráltípusra utal.

Két másik korai típusú emissziós csillagot is detektáltam a halmazban. A #1081 (3.2 ábra felső görbe) halványabb, mint #4, de a $H\alpha$ emissziója lényegesen erősebb. Az emissziós vonal enyhe P Cygni profilt mutat. A csillag spektrumából hiányzik a He I vonal, ami arra utal, hogy későbbi típusú objektumról van szó. Ez a csillag szerepel Kohoutek és Wehmeyer (1997) $H\alpha$ emissziós csillagokat tartalmazó katalógusában. Azonosítója: HBH-5203-02S. Jerzykiewicz et al. (1996) fotometriája nem mutatott ki szignifikáns fényességváltozást erre a csillagra.

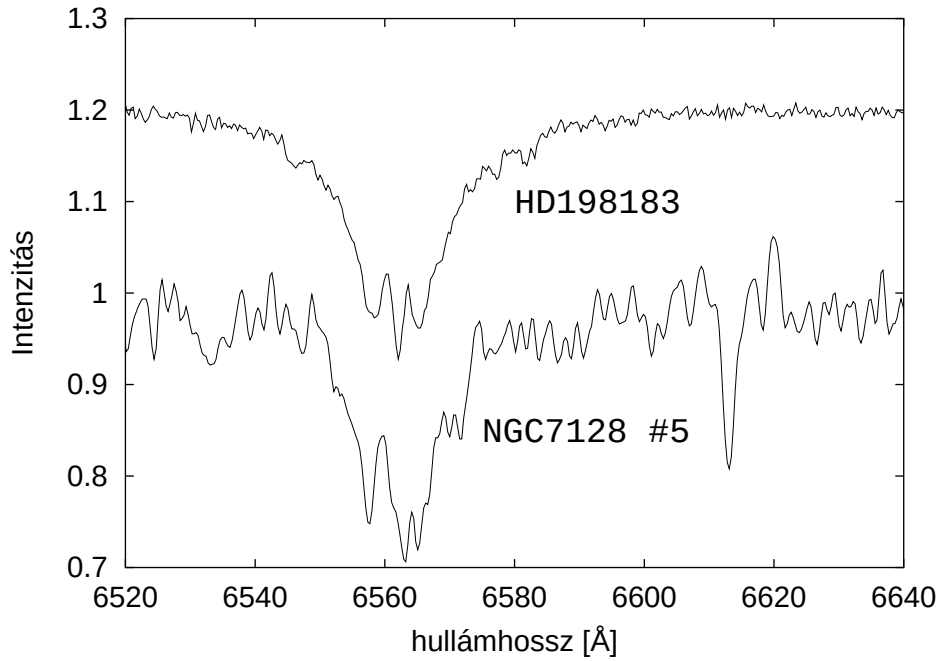


3.2. ábra. A két Be csillag (#3 és #1081) spektruma

A harmadik emissziós csillag (#5) $H\alpha$ profilja különleges (3.3 ábra). Ez nagyon hasonlít egy ismert Be csillag (HD198183) $H\alpha$ profiljához. #5 ismert fedési kettős (V1481 Cyg; Jerzykiewicz et al. (1996); Zakirov (1997)), ezért valószínűleg a Doppler-kiszélesedés is felelős a $H\alpha$ vonal szélességéért. A teljes megfigyelt spektrumot a 3.5 ábrán ábrázoltam, együtt a többi kettőscsillag spektrumával. Itt látszik a He I vonal megkettőződése a társcsillag jelenléte miatt. A 6613 Å DIB szintén erős a #5 spektrumában.

Szuperóriások

Az NGC 7128 két csillaga szuperóriás, amint azt a fényességük és a színük is jelzi. Ezek a csillagok legalább egy magnitúdóval fényesebbek, mint a legfényesebb B csillag a halmazban. Mindkét csillag (#1080, #1091) spektruma K szuperóriásokra utaló jellemzőket mutat (3.4 ábra). #1080 $H\alpha$ vonala gyengébb, mint #1091-é, de fémvonalai erősebbek. Ez azt mutatja, hogy #1080 valamivel későbbi típusú. #1091 irreguláris változó (Alksnis és Zacs (1981); Jerzykiewicz et al. (1996)), mely rövid ill. hosszú időskálán is mutat változásokat. Érdekes, hogy jelentős eltolódás látható a #1081 és #1090 $H\alpha$ vonala között, míg a fémvonalak gyakorlatilag teljesen egybeesnek. Ennek oka lehet egy emissziós komponens, mely kitölti a $H\alpha$ kék oldalát. Másik magyarázat a jelenségre a

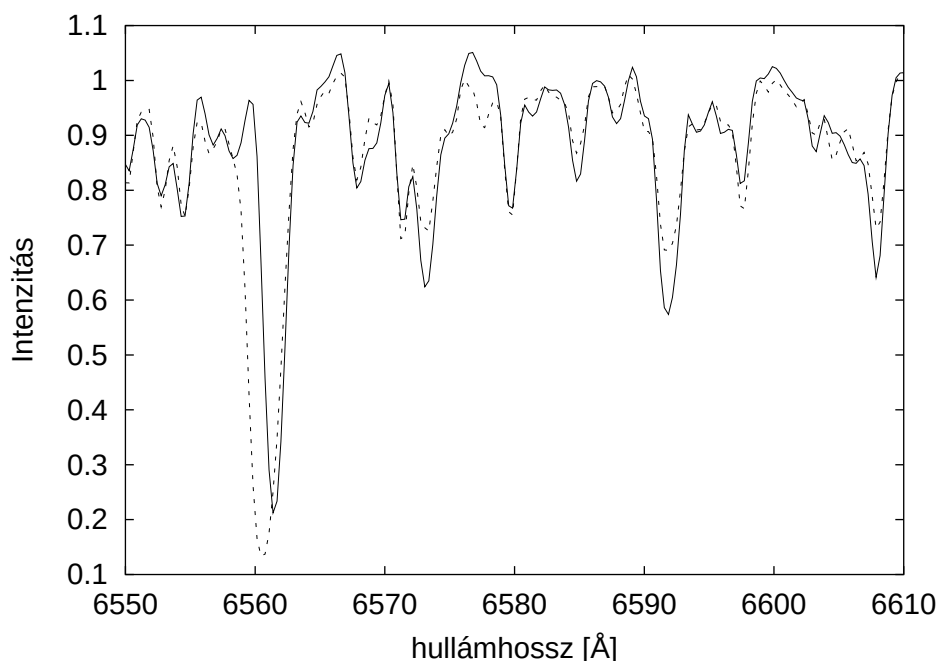


3.3. ábra. A #5 spektruma, amely valószínűleg Be csillag. Összehasonlításként ábrázoltam egy ismert Be csillag (HD198183) spektrumát.

#1090 légkörének pulzációs mozgása, ahol a felső rétegekből származó $H\alpha$ vonal Dopplereltolódása különbözik a fotoszférában keletkező fémvonalakétól (ún. "level effect"). Ilyen effektust gyakran figyelnek meg pulzáló szuperóriások pl. cefeidák esetén (Wallerstein et al., 1992; Vinkó et al., 1998).

Ismert és valószínű kettősök

Az NGC 7128-ban három ismert kettőscsillag található: #5 (=V1481 Cyg), #9 és #26. Mindhárom csillagról publikáltak jól kimért fénygörbét (Jerzykiewicz et al., 1996; Zakirov, 1997). A spektrumaik, melyek a 3.5 ábrán láthatók, jól mutatják ezen csillagok kettős természetét (erősen kiszélesedett $H\alpha$ és He I vonalak). Ezeknél a csillagoknál is megjelenik a He I vonal, ami korai B spektráltípusra utal. A He I vonal erős kiszélesedése azt jelentheti, hogy a kísérőcsillag szintén korai B típusú, melynek tömege és felszíni gravitációja hasonló a főcsillagéhoz. Azonban a forgási kiszélesedés is jelentős lehet ezekben a rövid periódusú kettős rendszerekben. A hasonló fedési mélység a #5 és #26 fénygörbéjében (#9-nél nem mérték ki másodlagos minimumot a hosszabb periódus miatt) alátámasztja a korai B-kísérő hipotézisét.

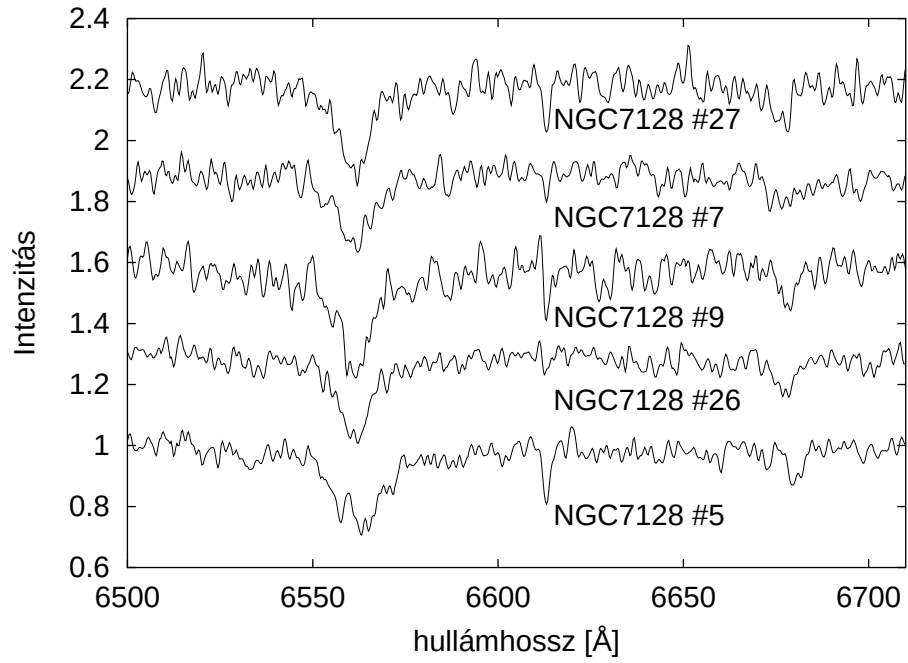


3.4. ábra. A szuperóriás csillagok spektruma. A #1091 spektrumát (pontosított vonal) és a #1080 spektrumát (folytonos vonal) egymás tetején ábrázoltam, hogy látszódjon a $H\alpha$ vonalak közötti eltolódás

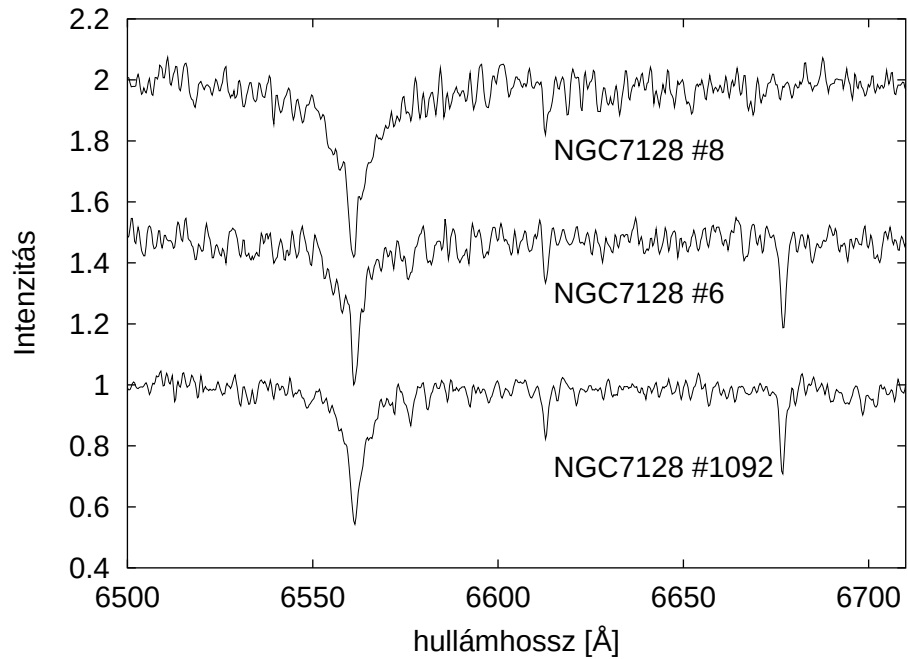
Az NGC 7128 két másik csillaga (#7 és #27) spektruma is hasonló (széles $H\alpha$ és He I vonalak). Ezen csillagok spektrumát is feltüntettem a 3.5 ábrán. Ezek a csillagok szintén kettősök lehetnek, de nem mutatnak detektálható fényváltozást (Balog et al., 2001) ezért valószínűleg nem rövid periódusú fedési kettősök. A spektrumok alacsony jel/zaj viszonya miatt nem tudtam biztosabb következtetést levonni.

Normális B-típusú csillagok

A maradék három csillag (#6, #8 és #1092) spektruma a 3.6 ábrán van feltüntetve. Ezeket a spektrumokat összehasonlítva MK standard csillagok spektrumaival megállapíthatjuk, hogy normális B-típusú fősorozati objektumokról van szó. A WEBDA szerint #8 valószínűleg nem halmaztag, amit a csillag radiális sebessége (3.1.3 fejezet) és a látómezőben elfoglalt helye (a halmaz külső részén található (3.1 ábra)) is alátámaszt.

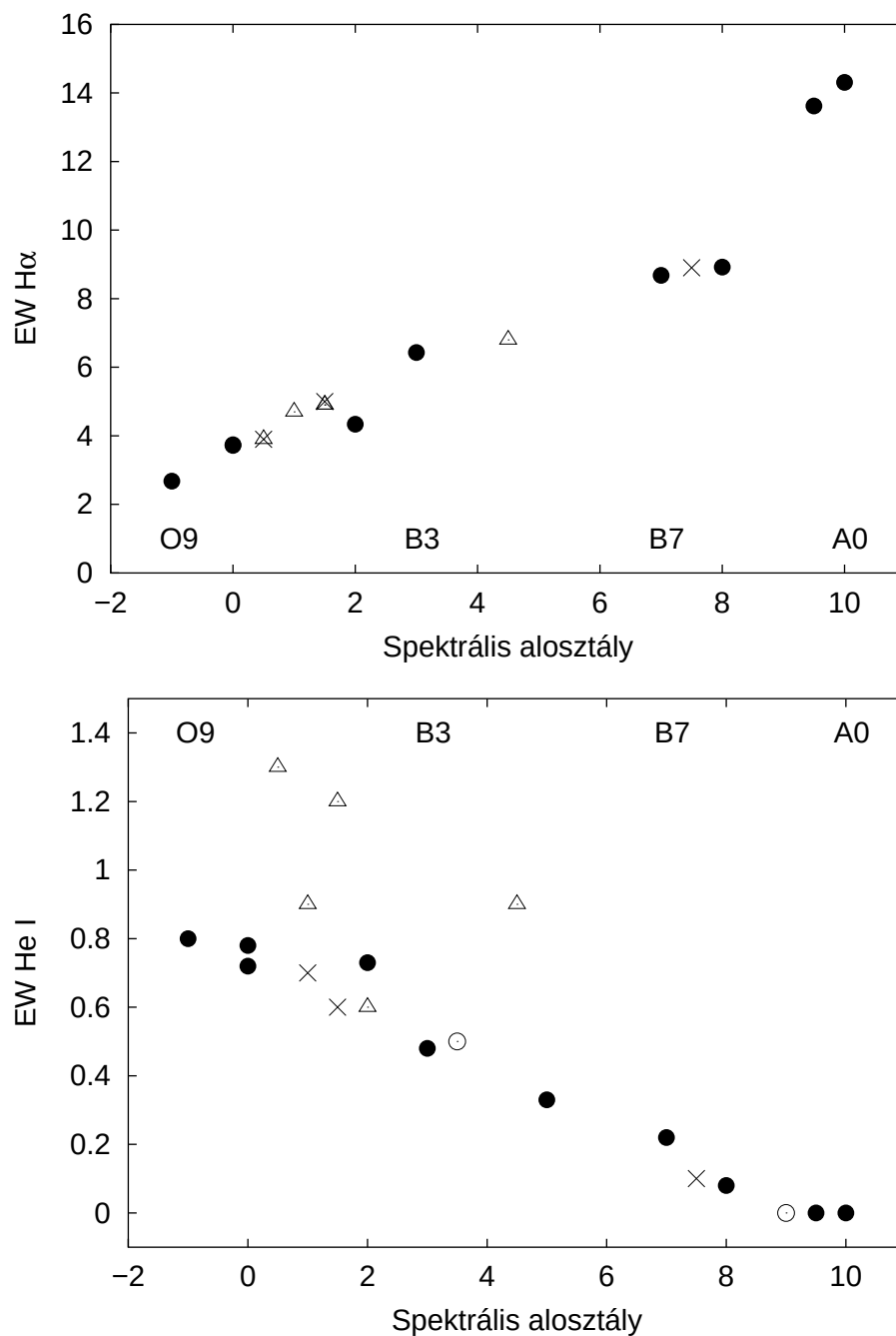


3.5. ábra. Az ismert (#5,#26,#9) és a valószínű (#7, #27) kettősök spektrumai, melyek széles $H\alpha$ és He I vonalakat mutatnak.



3.6. ábra. A normális B-típusú csillagok (#1092,#6,#8) spektruma

3.1.2. Spektrálklasszifikáció



3.7. ábra. A $H\alpha$ (fent) és a He I (lent) vonalak ekvivalens szélessége a spektráltípus függvényében. Fekete körök jelölik a standard csillagokat, míg a többi szimbólum a különböző típusú halmazcsillagokat: kereszt - normális csillag, üres kör - Be csillag, háromszög - kettőscsillag

A halmazcsillagok spektráltípusát a $H\alpha$ és a HeI vonal ekvivalens szélessége (EW) alapján alapítottam meg. Az ekvivalens szélességeket kétféle módon határoztam meg: a $H\alpha$ vonal esetén közvetlenül integráltam a helyi kontinuum és a vonalprofil között, míg a HeI vonalnál az előbbi módszeren kívül egy ún. Voigt-profilt is illesztettem a vonalra. Ezért a He I vonal esetén a végső ekvivalens szélességet a két módszerből kapott érték átlaga adta. A 3.7 ábrán látható az ekvivalens szélesség-spektráltípus reláció. A spektroszkópiai standard csillagokat fekete körökkel jelöltem, míg a halmazcsillagokat a többi szimbólum képviseli. Mivel az NGC 7128 viszonylag fiatal halmaz, ezért található benne egy homogén B-típusú csillagokból álló minta, amely nem, vagy csak kis mértékben fejlődött el a fősorozatról. Ez azt jelenti, hogy a spektrumuk nem különbözik a standard B-típusú fősorozati csillagokétól.

A halmazcsillagok spektrumát is a fent leírt módon határoztam meg. Az egyetlen kivételt a lokális kontinuum meghatározása jelentette, amely fokozottabb odafigyelést igényelt a halvány csillagok spektrumainak alacsonyabb jel/zaj viszonya miatt. Ezeket a spektrumokat először simítottam, hogy a kontinuumot meg tudjam határozni, majd az ekvivalens szélességet kiszámítottam mind a simított, mind az eredeti spektrumon. Végső ekvivalens szélességnek a két érték átlagát fogadtam el. Az eljárást többször megismételtem, hogy a meghatározott ekvivalens szélességek bizonytalanságát ellenőrizsem. Ez a bizonytalanság hozzávetőleg $0.1\text{--}0.2 \text{ \AA}$ volt a legtöbb csillagra, de a legalacsonyabb jel/zaj viszonyú spektrumok (#7 és #27) esetén elérte a $0.4 \text{ \AA}$ -öt is. Az első érték kb. 1 spektrális alosztály bizonytalanságot jelent a He I kalibrációban. A halmazcsillagok mért ekvivalens szélességei a 3.1 táblázatban találhatók

A spektráltípus meghatározás több lépésben történt. Először egy előzetes spektráltípust rendeltem hozzá minden csillaghoz a $H\alpha$ ekvivalens szélesség alapján (3.7 ábra felső panel). Ezt később finomítottam a He I vonal kalibrációját használva (3.7 ábra alsó panel).

Látható, hogy a halmazcsillagok többségénél a két spektráltípus jó egyezést mutat, és B0-B4 között van. Az a négy csillag melyeknek irreálisan nagy a He I ekvivalens szélessége (#7, #27, #26, #9), mind ismert, vagy valószínű kettős (l. 3.5 ábra). Az ekvivalens szélesség többsége ezeknél a csillagoknál egy társcsillag jelenlétével és az emiatt fellépő Doppler-kiszéledéssel magyarázható. A kiszéledés természetesen sokkal látványosabb a keskeny He I vonalnál, mint az egyébként is széles $H\alpha$ esetén. Ezért ezeknek a csillagoknak a spektráltípusa sokkal közelebb áll a $H\alpha$ kalibráció alapján meghatározotthoz.

3.2 Táblázat. A spektroszkópiai mintában szereplő csillagok új spektroszkópiai és fotometriai paraméterei. A korábbi spektráltípusok Hoag és Applequist (1965) és Svolopoulos (1961) publikációkból származnak

csillag	$EW_{H\alpha}$ [Å]	$EW_{He\ I}$ [Å]	SpT	SpT (korábbi)	V [mag]	$B - V$ [mag]	$U - B$ [mag]	$b - y$ [mag]	$u - b$ [mag]	m_1 [mag]	c_1 [mag]	megj.
#9	6.8	0.9	B4.5	...	13.36	0.82	0.02	0.77	1.47	-0.25	0.57	kettős.
#7	3.9	1.3	B0.5	B2V	12.64	0.78	-0.09	0.69	1.30	-0.25	0.42	kettős ?
#5	4.9	0.6	B1.5	B2V	12.26	0.80	0.04	0.70	1.36	-0.25	0.46	Be?, kettős
#1092	3.9	0.6	B0.5	...	12.17	0.85	-0.01	0.71	1.44	-0.24	0.50	...
#6	5.0	0.7	B1.5	B2V	12.55	0.73	-0.09	0.66	1.20	-0.25	0.36	...
#27	4.9	1.2	B1.5	...	13.01	0.82	-0.01	0.72	1.36	-0.24	0.41	kettős ?
#26	4.7	0.9	B1	...	12.25	0.72	-0.16	0.61	0.90	-0.28	0.24	kettős
#1081	...	0.0	B8-A0	...	13.21	0.80	-0.09	0.71	1.23	-0.28	0.38	Be
#4	...	0.5	B4	B3IV	11.46	0.80	-0.06	0.72	1.32	-0.28	0.42	Be
#8	8.9	0.1	B7.5	...	12.29	0.51	-0.25	...	...	...	...	nem halmaztag*
#1080	...	...	K	...	...	...	...	...	...	...	...	SG, beégett
#1091	...	...	K	...	11.10	2.37	2.76	1.82	4.66	0.45	0.11	SG

*Csak a Calar Alto-i képeken van jelen, ezért a fotometriai információt csak arra használtam, hogy kizárjam a halmaztagságot.

A #5 csillag esetében a $H\alpha$ és a He I vonalak alapján kapott spektráltípus megegyezik, de ez a csillag valószínűleg Be csillag, ezért a $H\alpha$ ekvivalens szélességében az emissziós komponens hatása is érvényesül. A másik két Be csillag (#4, #1081) esetén a klasszifikációt csak a He I vonal alapján végeztem. Valójában a #1081 csillagnál a He I vonal hiánya jelzi, hogy a csillag késői B típusú. Megjegyzem, hogy ezen csillagok színindexe (3.2 táblázat) jóval korábbi spektráltípusra utal (B2-B3), de mivel a Be csillagok színindexére valószínűleg a csillagkörüli anyag is hatással van, ezért a Be csillagok esetén elfogadtam a He I vonal alapján meghatározott spektráltípust. A véglegesen elfogadott spektráltípusokat a 3.2 táblázat tartalmazza, ahol feltüntettem a korábban elvégzett klasszifikációk eredményeit (Hoag és Applequist, 1965; Svolopoulos, 1961). A 3.2 táblázat tartalmazza még a spektroszkópiai minta fotometriai adatait is, melyek a 2.2 fejezetben részletezett fotometriai észlelésekből származnak. Az új spektráltípusok egy spektrális alosztályon belül egyeznek a korábbiakkal. Megjegyzem, hogy a #8 csillag esetén a He I vonal hiánya és a $H\alpha$ ekvivalens szélessége is késői B spektráltípusra utal, azonban a keskenyebb $H\alpha$ vonal alacsonyabb gravitáció jelzője (Gray, 1992), így nem kizárt, hogy ez a csillag egy háttérben található kék óriás.

3.3 Táblázat. A spektroszkópai programcsillagok radiális sebessége

Csillag	JD	V_r km/s	σ km/s	megj.
#6	51006.667	−44	5	...
#1092	51005.856	−46	5	...
#8	51006.702	−65	10	nem halmaztag
#1080	51005.781	−52	2	szuperóriás
#1091	51005.856	−51	2	szuperóriás
HD178849	51005.683	−11	3	MK standard
HD191746	51005.695	−2	3	MK standard
HD212943	51006.821	54.3	0.3	IAU seb. standard

3.1.3. Radiális sebességek

A kettősök nagy száma és a spektrumok viszonylag alacsony jel/zaj viszonya miatt a programcsillagok közül csak néhánynak tudtam meghatározni a radiális sebességét. Az óriáscsillagok esetében a radiális sebességet a csillag spektrumának a HD 212943 IAU sebességstandard spektrumával való keresztkorrelációval kaptam. Ehhez az IRAF RV csomagjának FXCOR taszkját használtam.

Az egyedülálló korai típusú programcsillagoknál a HD 191746 és a HD 178849 MK standard csillagokat használtam referenciaként. Mivel ezek nem IAU sebességstandardok, ezért a sebességüket a 0.9-es biszektor felhasználásával számoltam ki. Mindkét standard segítségével keresztkorrelációval meghatároztam a programcsillagok radiális sebességét, végül a két sebesség átlagát fogadtam el tényleges radiális sebességnek.

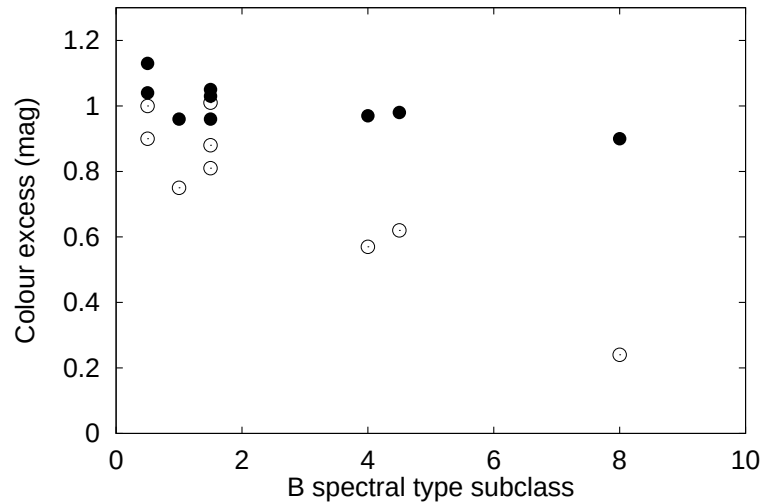
A számolt sebességek a 3.2 táblázatban találhatók. A halmazcsillagok átlagos sebessége: $\langle V_r \rangle = 48 \text{ km/s} \pm 5 \text{ km/s}$. Az alacsony szórás a halmaztagok sebességének erős korrelációjára utal. A #8 csillag sebessége jelentősen eltér a többi vizsgált csillagétól, ami szintén megerősíti a feltevést, hogy ez a csillag nem halmaztag.

3.1.4. Vörösödés

A korábban meghatározott magas vörösödésértékek (pl. $E(B - V) \approx 1.1$; Johnson, 1961) különösen fontossá teszik, hogy az intersztelláris vörösödést megfelelően kezeljük a halmaz fizikai paramétereinek meghatározása közben.

Az NGC 7128 vörösödését három különböző módon határoztam meg. Először a spektráltípusból adódó színindexeket hasonlítottam össze a saját fotometriából kapott színekkel a B-típusú halmaztagok esetén. Ezt mindkét használt fotometriai rendszerre (UBV , $uvby$) elvégeztem. Az $uvby$ mérések esetén a B-típusú csillagokra az ún. Shobbrook formulával (Shobbrook, 1984) is meghatároztam a vörösödést. Végül a $\lambda = 6613$ Å hullámhossznál található diffúz intersztelláris sáv erősségét felhasználva következtettem a vörösödés mértékére.

Minden B-típusú csillaghoz, melyeknek meghatároztam a spektráltípusát, a spektráltípus alapján hozzárendeltem egy vörösödésmentes színindexet. Az $U - B$ és a $B - V$ esetében Schmidt-Kaler táblázatát használtam (Lang, 1992). Az $E(U - B)$ ill. az $E(B - V)$ értékeket úgy kaptam meg, hogy az általam mért színindexből kivontam a táblázatból vett vörösödésmentes értéket. A 3.8 ábrán az egyes csillagok vörösödéseit ábrázoltam a spektráltípus függvényében.



3.8. ábra. A Johnson fotometriai indexek és a spektráltípusok alapján számolt individuális vörösödések. teli körök: $E(B - V)$; üres körök: $E(U - B)$

Látható, hogy az $E(B - V)$ enyhén, az $E(U - B)$ erősen csökken a későbbi spektráltípusok

felé. Ez bizonyos mértékig aggasztó, hiszen azt jelzi, hogy ez a fajta vörösödésmeghatározás súlyos szisztematikus hibával terhelt. Ugyanerre az eredményre jutott Sagar (1987) és Wang és Hu (2000) a szintén a Cygnusban található NGC 6823 és NGC 6913 nyílthalmazok esetén. Annak ellenére, hogy Wang és Hu (2000) arra a következtetésre jutott, hogy ez a viselkedés *"should be reflection of reality"* úgy gondoltam, hogy az ismeretlen szisztematikus hibák szerepet játszhatnak ebben az anomáliában, ezért megvizsgáltam a szóba jöhető effektusokat.

A jelenség oka lehet pl. valamiféle normálistól eltérő vörösödés, ami az egyes csillagokat körülvevő gázburokban jön létre. Ismert, hogy a sűrű csillagkörüli anyag miatt a fősorozat előtti fejlődési állapotban lévő csillagokra általában más vörösödési törvények vonatkoznak, mint a fősorozati csillagokra (pl. Delgado et al., 1998). Habár esetünkben nagy tömegű, forró csillagokról van szó, lehetséges, hogy késői típusú PMS csillagokból származó gáz jelenléte változó vörösödési törvényt okoz. Ennek az effektusnak csökkennie kell a korábbi spektráltípusok felé, mivel a forró, fényes B csillagok sokkal jobb hatásfokkal söprik ki a környezetükből a csillagközi anyagot, mint a hűvösebb, késői típusú csillagok.

Másrésről találtam három lehetséges szisztematikus hibát, ami felelős lehet az anomális vörösödésért.

1. A CCD fotometriánk tartalmazhat valamiféle színfüggő szisztematikus hibát. A fényes csillagok standard magnitúdójának bizonytalansága kisebb, mint 0.05 mag, de természetesen nem lehet kizárni valamiféle szisztematikus nullpont-hibát a végső magnitúdó értékekben. Ez különösen az U szűrőre igaz. Megjegyzem azonban, hogy 0.4-0.5 magnitúdós eltérés elég valószínűtlen.

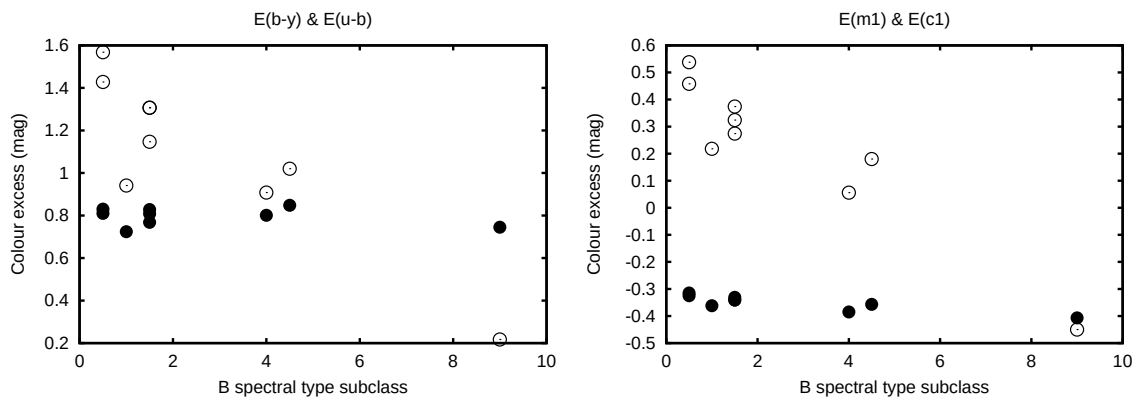
2. A későbbi típusú csillagokra meghatározott új spektráltípusok szisztematikusan helytelenek lehetnek. Ez valószínűbb, mint az előbbi eset, mivel összesen 3 ilyen csillag van és mind a három pekuliáris: kettő közülük Be csillag, egy pedig kettős. Továbbá a #1081 spektráltípusa meglehetősen bizonytalan, mivel a klasszifikáció a He I vonal hiányán alapul, azonban ennek a csillagnak a spektráltípusa B1 körüli kellene, hogy legyen, ahhoz hogy a vörösödésben jelentkező anomália eltűnjön. Ilyen korai spektráltípus viszont ellentmondásban lenne a He I vonal hiányával.

3. Lehetséges, hogy a Schmidt-Kaler táblázatban található "tisza" színindexek mutatnak valamilyen szisztematikus hibát. Mivel a minta túl kevés tagot tartalmaz ennek ellenőrzésére, ezért ezt a lehetőséget nem tárgyalom tovább.

Mivel a csökkenő vörösödés valódiságát nem lehet igazolni a jelenlegi mintával, ezért úgy döntöttem, hogy a késői spektráltípusú csillagokat eltávolítom a mintából. A maradékból kaphatok egy átlagos vörösödési törvényt az egész halmazra, mely konzisztens a korai B-típusú csillagokra.

Ha csak a B3-nál korábbi típusú csillagokat tekintem, akkor az átlagos vörösödések a következők: $E(B - V) = 1.03 \pm 0.06$, $E(U - B) = 0.89 \pm 0.10$. A vörösödések aránya adja az átlagos vörösödési törvényt: $\alpha \equiv E(U - B)/E(B - V) = 0.86 \pm 0.1$, ami jó egyezésben van Turner (1976) a Cygnusra meghatározott értékével ($\alpha = 0.8$).

Hasonló módon határoztam meg a vörösödést a Strömgren fotometria alapján is. Ebben az esetben az elméleti értékeket Relyea és Kurucz (1978) táblázatából vettem. Mivel a táblázat értékei effektív hőmérséklet és felszíni gravitációs gyorsulás szerint vannak rendezve, ezért a Schmidt-Kaler féle T_{eff} - spektráltípus relációt használtam, hogy eredményeim összehasonlíthatók legyenek az előző számításokkal. A felszíni gravitációs gyorsulásra a $\log g = 4.0$ értéket használtam. Ezzel a módszerrel a következő vörösödéseket számoltam ki: $E(b - y)$, $E(u - b)$, $E(m_1)$, $E(c_1)$. A 3.9 ábra mutatja a színindexek spektráltípustól való függését, hasonlóan a 3.8 ábrához.



3.9. ábra. A Strömgren fotometriai indexek és a spektráltípusok alapján számolt individuális vörösödések. Bal ábra: teli körök - $E(b-y)$; üres körök - $E(u-b)$. Jobb ábra: teli körök - $E(m_1)$; üres körök - $E(c_1)$

Ezek az ábrák nagyon hasonlóak a 3.8-hoz, azaz a színindexek szintén csökkennek a későbbi spektráltípusok felé. Ez az effektus fokozottabban jelentkezik, ha a színindexben szerepel a Strömgren u szűrő ($u - b$, c_1). Ezért az anomáliáért felelős lehet a halmazon belüli anyag ill. valamiféle szisztematikus hiba a CCD fotometriában, a spektrálklasszifi-

kációban vagy az alkalmazott elméleti színdexekben. Hogy az utolsó feltevést ellenőrizzem, a Relyea és Kurucz (1978) publikáció alapján számolt vörösödésmentes színindexeket összehasonlítottam Warren (1976) értékeivel, melyek egy $uvby - MK$ spektráltípus empirikus kalibráción alapulnak. Az összehasonlítás nagyon jó egyezést adott, ezért valószínű, hogy ha az anomáliáért valamilyen szisztematikus hiba felel, akkor az nem az elméleti színindex miatt lép föl.

A Johnson indexeknél használt metódust követve itt is elhagytam azokat a csillagokat, melyek spektráltípusa B3-nál későbbi volt. Az eredményül kapott átlagos vörösödések a következők: $E(b - y) = 0.80 \pm 0.04$, $E(u - b) = 1.32 \pm 0.21$, $E(m_1) = -0.33 \pm 0.02$ és $E(c_1) = 0.39 \pm 0.11$.

A Strömgren fotometria alapján a vörösödést meghatároztam az ún. Shobbrook formula (Shobbrook, 1984) segítségével is. Ez a formula a $(b - y)_0$ és a vörösödésmentes c_0 indexek között teremt kapcsolatot B-típusú csillagok esetén:

$$(b - y)_0 = -0.1146 + 0.0805c_0 + 0.0616c_0^2 + 0.2719c_0^3 - 0.7801c_0^4 + 0.4679c_0^5 \quad (3.1.)$$

A 3.1. egyenletet alkalmaztam azokra a B-típusú csillagokra, melyek $uvby$ -magnitúdóértékeik megbízhatóak voltak. Körülbelül 30 ilyen csillagot sikerült kiválasztani. Az egyenletet iteratív módon oldottam meg. Először a mért $b - y$ és c_1 értékekből indultam ki. A c_1 -et vörösödésmentesnek tekintve ($c_1 = c_0$) megoldottam a 3.1. egyenletet. Az így kapott $(b - y)_0$ segítségével kiszámoltam az egyes csillagok közelítő vörösödését minden színindexre, majd a kapott vörösödésekkel meghatároztam a vörösödésmentes színindexeket. Az új c_0 értéket visszahelyettesítve az egyenletbe ismét kiszámoltam $(b - y)_0$ -t. A megoldás kb. 3-4 iteráció után konvergált (a végeredmények eltérése kisebb volt, mint 0.001). Ennek a módszernek az az előnye, hogy nagyobb számú csillaggal tudunk dolgozni, ami csökkenti az átlagos vörösödés bizonytalanságát. Az egyenlet megoldásával az átlagos vörösödés: $E(b - y) = 0.82 \pm 0.03$ -nak adódott. Ez az eredmény nagyon jó egyezésben van a modell atmoszférák segítségével meghatározott értékkel. A további vizsgálatokhoz ezt az értéket használtam.

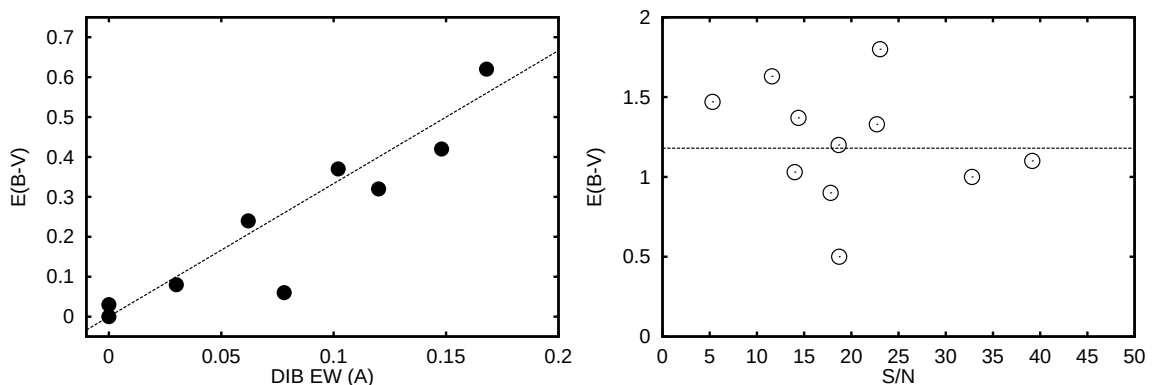
Az egymástól függetlenül meghatározott Johnson- és a Strömgren vörösödéseket összehasonlítva a két vörösödés arányára az $E(b - y)/E(B - V) = 0.8 \pm 0.08$ értéket kaptam, mely tulajdonképpen konzisztens Shobbrook (1983) empirikus relációjával $E(B - V) \simeq 1$ mag esetén. Megjegyzem, hogy a relációt lényegesen kisebb vörösödésekre dolgozták

ki, ezért nagy vörösödések mint, pl. az NGC 7128 esetén eltérésekre lehet számítani. Ezért lehetséges, hogy a vártnál nagyobb $E(b - y)/E(B - V)$ arány nagy, ill. pekuliáris vörösödéssre utal.

A korábban meghatározott vörösödések segítségével kiszámítottam a vörösödési meredekségeket: $E(u - b)/E(b - y) = 1.6 \pm 0.4$, $E(m_1)/E(b - y) = -0.40 \pm 0.05$ and $E(c_1)/E(b - y) = 0.49 \pm 0.17$. A $E(c_1)/E(b - y)$ értéke sokkal nagyobb, mint az általánosan elfogadott érték ($E(c_1)/E(b - y) = 0.2$), azonban ez a jelenség nem szokatlan nagy vörösödések esetén (Alfaro és Delgado, 1991). A vörösödési meredekségek konzisztenciája ellenőrizhető, hiszen ki kell elégíteniük a következő egyenletet:

$$\frac{E(m_1)}{E(b - y)} = \frac{1}{2} \left(\frac{E(u - b)}{E(b - y)} - \frac{E(c_1)}{E(b - y)} \right) - 1 \quad (3.2.)$$

Ez az egyenlet közvetlenül levezethető a 2.9. egyenletből. Ha a fenti értékeket behelyettesítjük a 3.2. egyenletbe, akkor a két oldal az értékek hibahatárán belül megegyezik egymással.



3.10. ábra. A DIB EW és az $E(B - V)$ közti reláció (bal ábra) és a halmazcsillagokra a reláció alapján számított $E(B - V)$ értékek a spektrumok jel/zaj viszonyának függvényében (jobb ábra). A vízszintes vonal az átlagos spektroszkópai vörösödést jelzi

Végül az $E(B - V)$ -t meghatároztam a 6613 Å-nél található diffúz intersztelláris sáv (DIB) felhasználásával. A diffúz intersztelláris sávokat Jenniskens és Desert (1994) vizsgálta. Azt találták, hogy ezen vonalak erőssége és a vörösödés között pozitív korreláció figyelhető meg, ezért a DIB-ek jól használhatók a vörösödés meghatározására. Oudmaier et al. (1997) használta ezt a technikát nagy tömegű fiatal csillagszerű objektumokra (young stellar object, YSO). Arra a következtetésre jutottak, hogy a DIB-ek alapján

számolt vörösödés lényegesen kisebb, mint a kontinuum meredekségéből számolt. Ez arra utal, hogy a YSO-k valószínűleg módosítják a környezetüket, csökkentve azon molekulák sűrűségét, melyekből a DIB-ek keletkeznek.

Első lépésként újrakalibráltam a relációt, mely a DIB-ek ekvivalens szélessége és a vörösödés között áll fenn, felhasználva a spektroszkópiai standard csillagokat (2.1 táblázat). A standardok vörösödését a megfigyelt színindex és a Schmidt-Kaler táblázatban szereplő vörösödésmentes színindexből számítottam. A megfigyelt színindexeket a SIMBAD adatbázisból gyűjtöttem össze.

A kalibráció eredménye a 3.10 ábra bal oldalán látható, ahol az illesztett egyenes $EW = 0.3 E(B - V)$. Jenniskens és Desert (1994) 0.231-et kapott az egyenes meredekségére, mely nem különbözik sokban az általam kapott értéktől. Az eltérés valószínűleg a spektrumok felbontásának különbözőségéből adódik.

A halmazcsillagok vörösödését a fenti korrelációt felhasználva becsültem meg. Az eredményeket a 3.10 ábra jobb oldala mutatja, melyen a kapott $E(B - V)$ értékeket ábrázoltam a kontinuum szinten mérhető jel/zaj viszony függvényében. A vízszintes vonal az $E(B - V)$ értékek súlyozott átlaga. Súlyfaktorként a jel/zaj viszonyt használtam. Látható, hogy bár a spektrumok jel/zaj viszonya nem elég nagy ahhoz, hogy megbízható egyedi vörösödések határozzunk meg, az átlagos vörösödés ($E(B - V) = 1.18 \pm 0.2$) jó egyezésben van a fotometria alapján kapott $E(B - V) = 1.03 \pm 0.06$ értékkel.

A DIB által meghatározott vörösödés a bizonytalansága esetünkben nagyobb mint az egyéb módszerekkel meghatározott vörösödéseké. Ennek két oka lehet: a kalibrációhoz használt standard csillagok vörösödése jóval kisebb, mint a halmazcsillagoké, ill. a DIB ekvivalens szélességének meghatározása hibával terhelt.

Ellentétben az Oudmaijer et al. (1997) által kapottakkal, a $\lambda 6613$ DIB alapján meghatározott vörösödés értéke nem kisebb, mint az egyéb módszerekkel meghatározott értékek, ami arra utal, hogy a $6613 \text{ \AA}$ -nél található DIB jó vörösödésindikátor nagy vörösödésértékekre ($E(B - V) = 1.0 - 1.2$) is.

További független vörösödésindikátor lehet az NGC 7128 irányában hideg csillagközi por által kibocsájtott távoli infravörös sugárzás. Schlegel et al. (1998) összeállított egy nagyfelbontású vörösödéstérképet az IRAS/COBE mérések alapján. Ez az adatbázis $E(B - V) = 2.11$ -et ad az NGC 7128 galaktikus pozíciójára. Ez a vörösödés jelentősen magasabb, mint az egyéb módszerekkel kapott $E(B - V) \simeq 1.0 - 1.2$. Ez alátámasztja Arce és

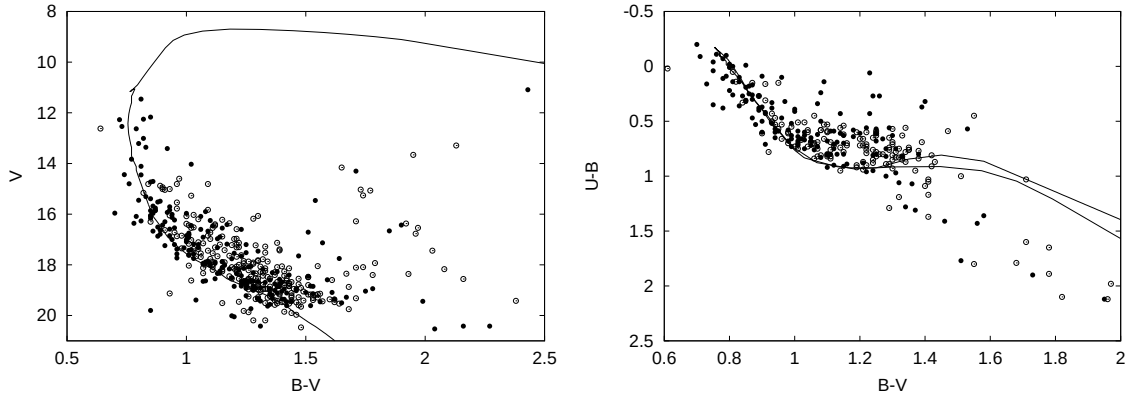
Goodman (1999) állítását, miszerint Schlegel et al. (1998) vörösödési térképe fölülbecsüli a vörösödést azokra a területekre, melyekre $E(B - V) > 0.15$. Hasonló eredményt kapott Stanek (1998) is, aki kimutatta, hogy a galaktikus fősíktól ± 2 foknál közelebbi régiókban a távoli infravörös mérések alapján készült vörösödési térképet nem lehet úgy korrigálni, hogy megbízható eredményt adjon, többek között az infravörös pontforrások jelenléte és a háttérben lévő portól származó sugárzás miatt.

Érdekeség, hogy a mező legfényesebb csillaga (#1080) nagyon közel helyezkedik el a 21423+5328 jelű IRAS pontforráshoz, mely fluxusa erősen növekszik a $100\mu m$ -es tartomány felé. Ez szintén felelős lehet a nagy különbségért, mely az optikai hullámhossz-tartományokban végzett megfigyelések és az infravörös térkép alapján meghatározott vörösödések között lép fel.

3.1.5. A halmaz fizikai paraméterei

Az NGC 7128 fizikai paramétereit az előző fejezetben számított vörösödési paraméterek felhasználásával határoztam meg. Az UBV adatok vörösödésmentesítéshez a Turner (1976) által megadott $\alpha \equiv E(U - B)/E(B - V) = 0.80$ vörösödési meredekséget és $R \equiv A_V/E(B - V) = 3.1$ abszorpciós koefficienszt használtam. A spektroszkópiából meghatározott vörösödések alátámasztják a fenti α érték használatának jogosságát. Ezeket a paramétereket használtam a halmaz tagjainak kiválasztásához a fotometriai diagramokon (l. Delgado et al., 1998). Ez az analízis pontosabb vörösödést és vörösödésmentes távolságmodulust (DM) adott a halmaz fősorozati csillagaira: $E(B - V) = 1.03 \pm 0.06$ mag és $DM = 13.0 \pm 0.2$ mag. A tisztán fotometriai úton nyert vörösödés tökéletes egyezésben van a fotometriai és spektroszkópiai mérések kombinációjából számolttal. Ez nagyban növeli a fotometriai analízis megbízhatóságát és csökkenti a távolságmodulust terhelő esetleges szisztematikus hibákat.

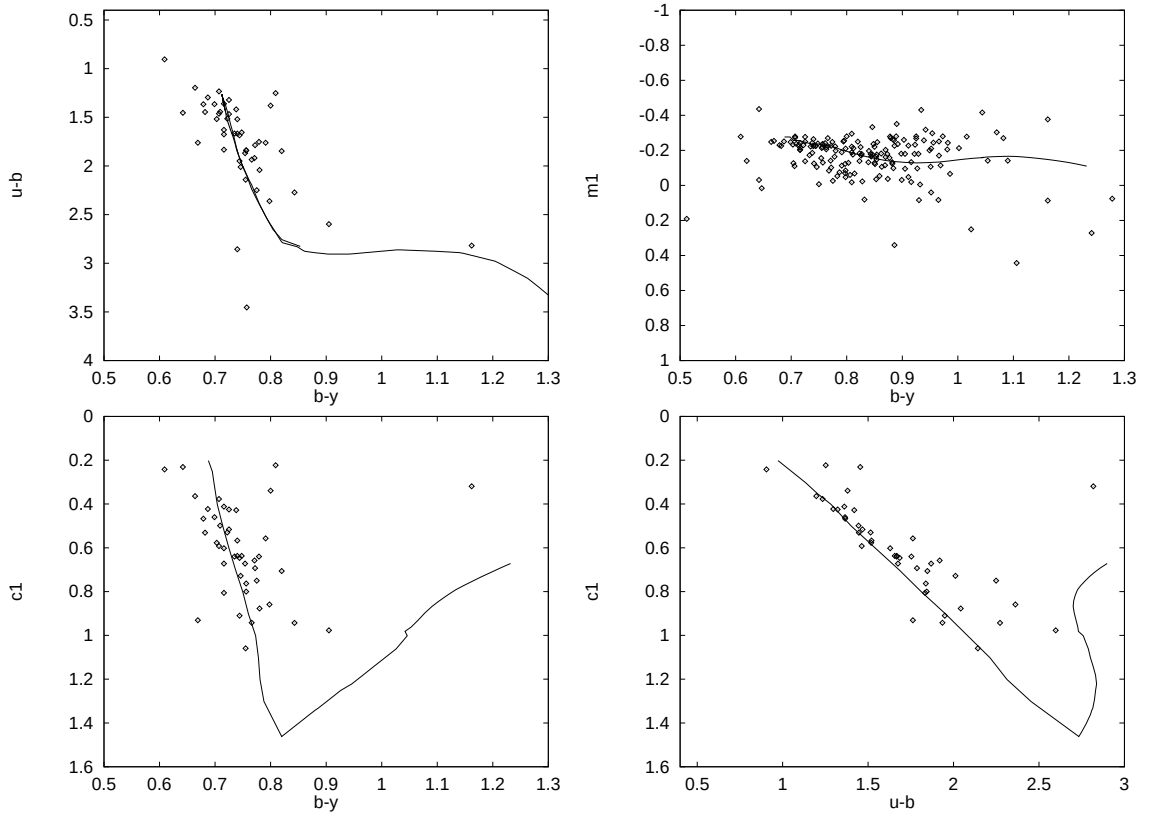
3.11 ábra mutatja a halmaz szín-fényesség- (bal panel) ill. szín-szín-diagramját (jobb panel). Az ábrákon szintén feltüntettem a Claret (1995) által közölt 10^7 éves izokront, melyet eltoltam a megfelelő vörösödés ill. távolságmodulus értékekkel. Az izokron illeszkedése a szín-fényesség-diagram felső részére azt jelzi, hogy 10^7 év egy alsó becslés a halmaz korára, habár lehetséges, hogy a diagram fényesebb csillagai csak idősebbeknek tűnnek különböző effektusok miatt (kettősség, rotáció, emissziós vonalak). Mint azt az előző fejezetkben láttuk, némelyikük valóban mutat emissziós vonalakat.



3.11. ábra. Izokron illesztés a $(B-V) - V$ (bal panel) és az $(U-B) - (B-V)$ (jobb panel) diagramokon. A teli körök a központi régióban található csillagokat jelölik, míg az üres körök a külső területek csillagait. A folytonos vonal a 10 millió éves izokron eltolva a vörösödés ($E(B - V) = 1.03$ mag) és a távolságmodulus ($DM = 13.0$ mag) értékével

Az *uvby* mérések esetén Balona és Shobbrook (1984) abszolút magnitúdó kalibrációját használtam a Shobbrook-féle (Shobbrook, 1984) vörösödési formulával. Az előző fejezetben meghatározott vörösödési meredekségek értékét felhasználva ábrázoltam a szín–szín–diagramokat és a 10^7 éves Strömgren izokront (3.12 ábra). Látható, hogy az eltoló izokronok jó egyezésben vannak minden színindex kombinációra, így a modell atmoszférák alapján meghatározott vörösödési meredekségeim teljesen konzisztensek a Strömgren fotometriai diagramokkal. Sajnos a jelentős szórás, ami az ábrákon látható, lehetetlenné teszi, hogy az izokron illesztéssel a vörösödési meredekségeket tovább pontosítsuk.

Minden csillagra, melyre u, v, b, y adatok is rendelkezésre álltak, a Strömgren fotometria alapján kiszámítottam az egyedi távolságmodulust. Ezeket az értékeket ábrázoltam a 3.13 ábrán a V függvényében. A teljes és a szelektív abszorpció arányára az $R_S \equiv A_V/E(b - y) = 4.3$ általánosan elfogadott értéket használtam. Jól megfigyelhető a diagramon az elfejlődött csillagok jelenléte $V \leq 14.5$ magnitúdónál. Ha ezeket a csillagokat nem vesszük figyelembe, akkor az átlagos távolságmodulusra $DM = 13.0 \pm 0.7$ magnitúdót kapunk. Ez tökéletesen megegyezik az UBV fotometriából kapott értékkel. A jelölt bizonytalanság az individuális értékek szórása az átlag körül. A valódi bizonytalanság azonban lényegesen nagyobb is lehet a vörösödés hibája, ill. az abszolút magnitúdó kalibrációjának bizonytalansága miatt.

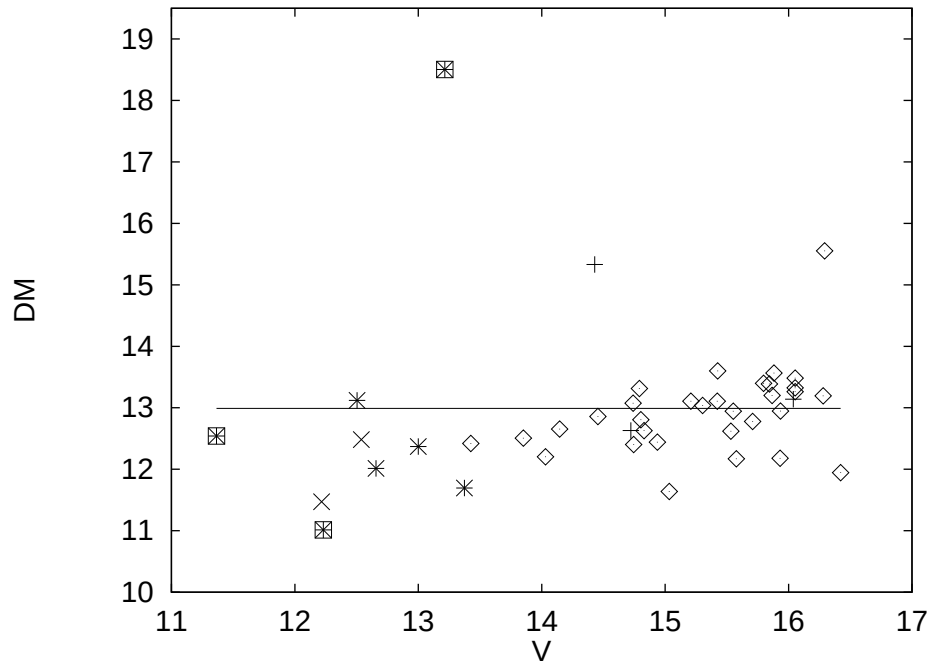


3.12. ábra. Az NGC7128 Strömgen szín–szín-diagramjai. A folytonos vonal a 10 millió éves izokron eltolva a megfelelő vörösödési meredekségekkel (l. szöveg)

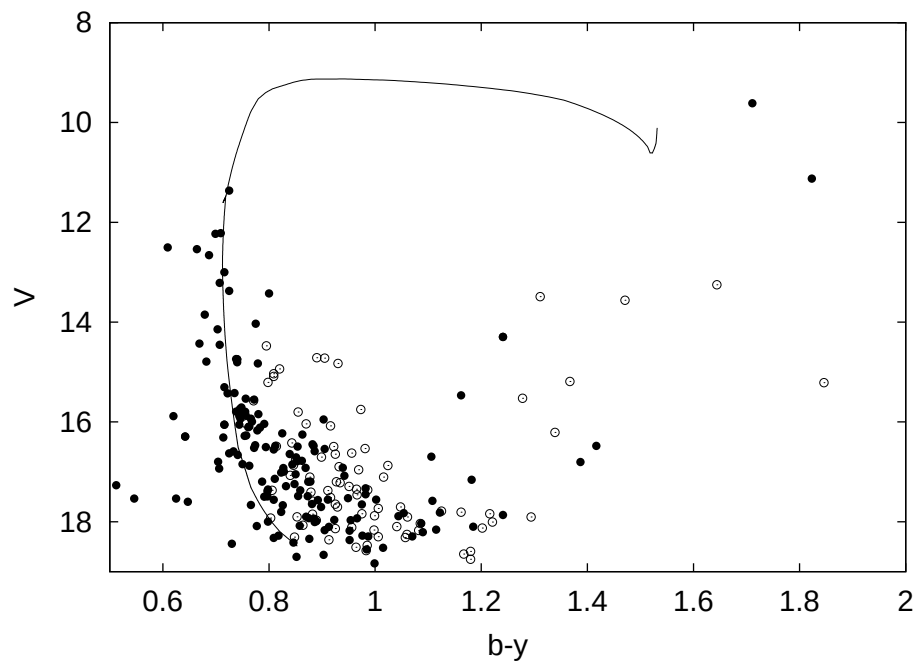
Számításaim megbízhatóságát ellenőriztem úgy, hogy eredményeimet összehasonlítottam a Jordi et al. (1997) és Arenou (1993)¹ kalibrációkból kapott eredményekkel. Az értékek eltérése kisebb, mint 0.02 magnitúdó az $E(b - y)$, és 0.05 magnitúdó a távolságmodulus esetén.

A 3.14 ábra mutatja az egyezést a megfigyelt Strömgen $V - (b - y)$ diagram és a 10^7 éves vörösödéssel ill. távolságmodulussal eltoltt izokron között.

¹<http://wwwhip.obspm.fr/cgi-bin/uvbyh>



3.13. ábra. A Strömgren észlelések távolságmodulus-fényesség diagramja. A szimbólumok jelentése: gyémánt - normális csillagok; plusz jel - kettőscsillagok; csillag - Be csillagok; kereszt - a spektroszkópai minta csillagai. A vízszintes vonal a Strömgren fotometriai adatokból meghatározott $DM=13.0$ mag értéket jelöli.



3.14. ábra. Izokron illesztés a $(b-y) - V$ diagramon. A szimbólumok jelentése megegyezik a 3.11 ábra szimbólumaival.

3.2. Emissziós csillagok az NGC 6871 nyílthalmazban

3.2.1. Spektrálklasszifikáció

Az egyes csillagok spektráltípusának meghatározásához keskenysávú spektrálindeket használtam (O’Connell, 1973; Worthey et al., 1994). Az abszorpciós és emissziós indexeket az IRAF SBANDS taszkjával határoztuk meg. Ezek definíciója a következő:

$$I_{\lambda} = -2.5 \log \frac{F_{\lambda}}{\bar{F}} \quad (3.3.)$$

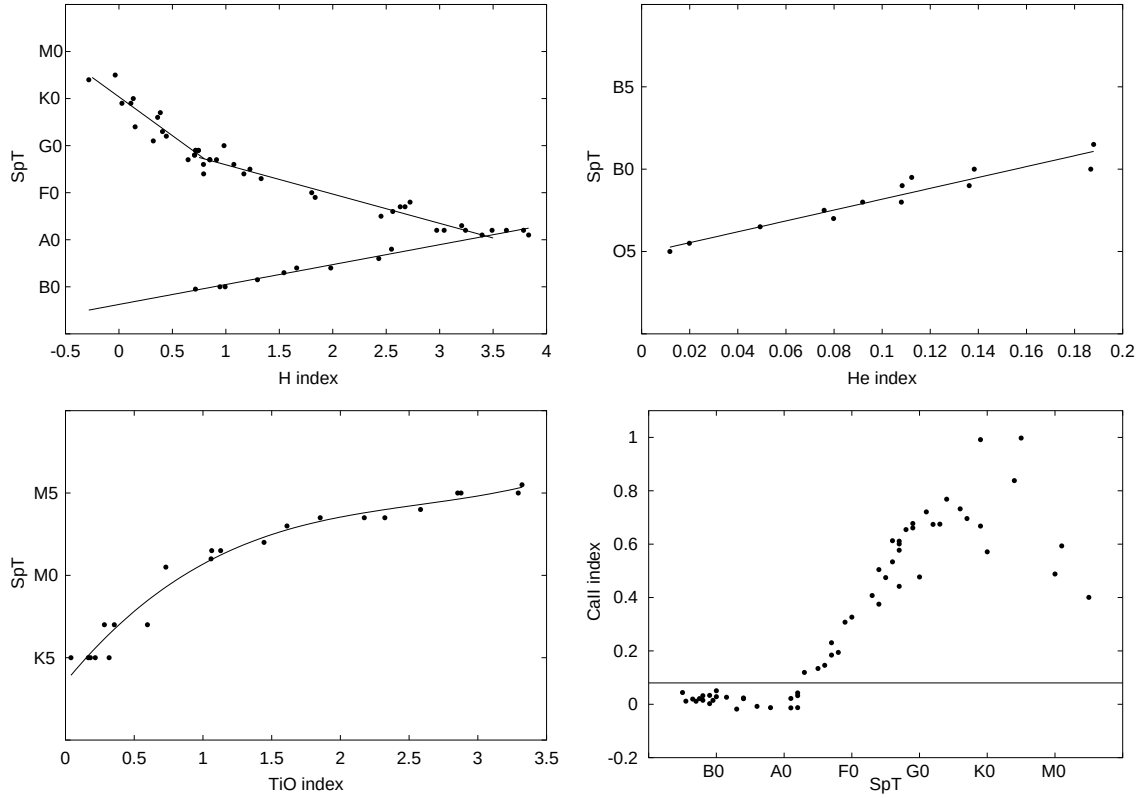
ahol F_{λ} a λ hullámhossztartományon mért átlagos fluxus, $\bar{F}$ pedig a λ tartományra interpolált kontinuum fluxus, melyet a λ kék (λ_k) és vörös (λ_v) oldalának vonalmentes szakaszain mérhető kontinuum fluxus alapján határoztam meg. Az analízis során használt indexek a 3.4 táblázatban találhatók.

Jacoby et al. (1984) standardcsillagait felhasználva meghatároztam a spektráltípus és a spektrális indexek közötti összefüggést. Az összes indexet végigvizsgálva megállapítottam, hogy a spektrálklasszifikációra a leghasználhatóbb indexek a He, H és nagyon késői típusoknál a TiO indexek.

A spektráltípusok meghatározásához a B2-nél korábbi spektráltípusok esetén a He indexek összegét ($I_{He} = I_{He\lambda 4144} + I_{He\lambda 4387} + I_{He\lambda 4471} + I_{He\lambda 4922}$), B0-nál későbbiekre pedig két különböző hidrogénindex összegéből ($I_{H1} = I_{H\alpha} + I_{H\beta} + I_{H\gamma} + I_{H\delta} + I_{H\lambda 3889} + I_{H\lambda 3835}$, $I_{H2} = I_{H\alpha} + I_{H\beta} + I_{H\gamma} + I_{H\delta} + I_{H\lambda 3889}$) meghatározott indexet használtam. A két különböző H indexre azért volt szükség, mert a $H\lambda 3835$ spektráltípustól való függése A2-nél későbbi spektráltípusok esetén megbízhatatlanná válik. A TiO indexek összegét ($I_{TiO} = I_{TiO\lambda 5968} + I_{TiO\lambda 6182} + I_{TiO\lambda 6234} + I_{TiO\lambda 7100}$) használtam minden olyan csillag esetén, melyben TiO vonal észlelhető volt. Az index-spektráltípus (ST) függés meghatározásához egyeneseket illesztettem az index-ST reláció különböző szakaszaira. Az ST a numerikus spektráltípust jelenti (5 = O5, 10 = B0, 20 = A0 és így tovább). A különböző indexre illesztett egyenesek láthatók a 3.15 ábrán.

A CaII indexet nem használtam közvetlenül spektráltípus-meghatározásra, csak arra, hogy eldöntsem, hogy egy csillag A2-nél későbbi vagy korábbi típusú. Erre azért volt szükség, mert a H indexek alapján minden csillaghoz két spektráltípus rendelhető.

A spektrálklasszifikáció megbízhatóságát úgy ellenőriztem, hogy az általam kapott spektráltípusokat összehasonlítottam az irodalomban talált értékekkel. Összesen 58 csil-



3.15. ábra. A színektípusok a spektrálklasszifikációhoz használt indexek függvényében. Bal felső panel: H index, jobb felső panel: He index, bal alsó panel: TiO index, jobb alsó panel: CaII index. Ezen a panelen a tengelyek fel vannak cserélve, mivel az itt szereplő indexet nem használtam spektráltípus meghatározására (l. szöveg). Az egyes indexek jelentése megtalálható a szövegben ill. a 3.4 táblázatban.

lagra találtam publikált spektráltípust. Definiáltam egy $\delta ST = ST(\text{Balog}) - ST(\text{irod})$ paramétert minden csillagra, és kiszámítottam az egész mintára vonatkozó átlagos δST -t. Az eredmény $\langle \delta ST \rangle = -0.21 \pm 4.1$ lett. A jelentős szórásért 12 csillag volt felelős. Ezeknek a spektrumát egyenként leellenőriztem, és azt találtam, hogy mind a 12 csillag irodalomban található spektráltípusa helytelen. (Pl. van három K5-típusúnak klasszifikált csillag, melyek közül egy biztosan M típusú, hiszen spektrumában nagyon erős TiO vonalak találhatók, kettő pedig nyilvánvalóan G csillag. Miután a félreklasszifikált csillagokat eltávolítottam a mintából $\langle \delta ST \rangle = 0.15 \pm 1.7$ értéket kaptam. Ennek a szórása megegyezik a vizuális klasszifikáció tipikus 1-2 alosztályos hibájával (pl. Cutispoto et al., 1999).

Spektrális indexek segítségével gyorsan és hatékonyan tudunk spektráltípust meg-

határozni kifelbontású digitális spektrumok alapján. A sokobjektumos spektrográfok (Multi-Object Spectrograph, MOS) térhódításával lehetővé vált, hogy rövid idő alatt több ezer spektrumot készítsünk. Ez az adarmennyiség hagyományos eszközökkel feldolgozhatatlan, ezért szükség van egy olyan módszerre, ami képes viszonylag rövid idő alatt nagy mennyiségű spektrumot klasszifikálni. A fent ismertetett technika pontos spektrálasszifikációt biztosít azokra a csillagokra, melyek spektrumában nincs emissziós vonal. Ezzel a módszerrel a rendelkezésre álló adatsor alapján sajnos nem tudtam a csillagokat luminozitási osztályokba sorolni, mivel ez nagyobb felbontású spektrumokat igényel. Azonban a spektrális index segítségével nagyobb felbontású spektrumokkal könnyen elvégezhető lesz ez a művelet is.

Az emissziós vonalakat mutató spektrumok esetén a spektrálasszifikációt a Jaschek és Jaschek (1987) által leírt módon végeztem, és vizuálisan határoztam meg a spektráltípust. Ezen csillagok esetén az publikált spektráltípusokkal való összehasonlítás ± 0.9 spektrális alosztály hibát adott.

3.4 Táblázat. A spektráltípusok meghatározásához használt abszorpciós indexek

Index név	központi hullámhossz [Å]	sávszélesség [Å]	kék kontinuum [Å]	vörös kontinuum [Å]
CN1	4160.875	35.00	4100.125	4265.375
CN2	4160.875	35.00	4091.375	4265.375
Ca λ 4227	4229.750	12.50	4216.625	4247.250
G λ 4300	4300.125	35.00	4275.750	4328.250
Fe λ 4383	4396.000	51.25	4366.000	4450.375
Ca λ 4455	4464.625	22.50	4451.500	4485.875
Fe λ 4531	4538.000	45.00	4510.500	4571.125
Fe λ 4678	4678.375	86.25	4622.125	4750.875
H β	4861.250	28.75	4837.875	4884.125
Fe λ 5015	5015.875	76.25	4962.125	5059.625
Mg1	5101.625	65.00	4926.375	5333.625
Mg2	5173.875	39.50	4926.375	5333.625
Mgb	5176.375	32.50	5152.000	5198.875
Fe λ 5270	5265.650	40.00	5240.650	5301.900
Fe λ 5335	5332.125	40.00	5310.250	5358.375
Fe λ 5406	5401.250	27.50	5381.875	5420.000
Fe λ 5709	5710.250	23.75	5686.500	5731.500
Fe λ 5782	5788.375	20.00	5772.125	5806.500
NaD	5894.875	32.50	5869.875	5936.875
TiO λ 5968	5968.3	40	5835.6	6073.3
TiO λ 6234	6233.7	40	6106.5	6396.8
H α	6565	30	6330	6600
H β	4861	20	4785	5050
H γ	4340	20	4270	4400
H δ	4101	20	4015	4270
H λ 3889	3889	20	3860	3910
H λ 3835	3835	20	3815	3860
He λ 4144	4144	20	4063	4175
He λ 4387	4387	20	4370	4510
He λ 4471	4471	20	4370	4510
He λ 4026	4026	20	3995	4063
He λ 4922	4922	20	4900	4950

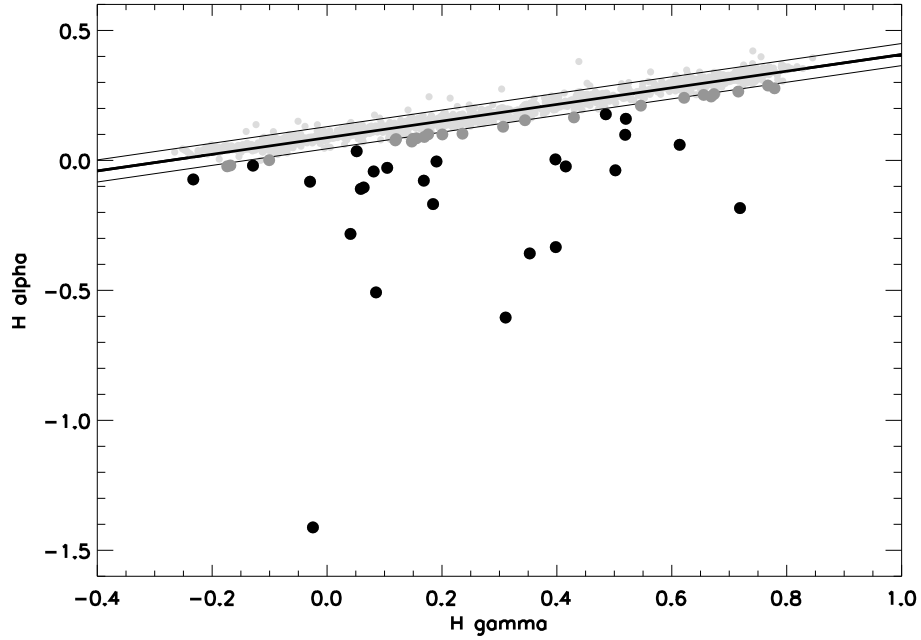
Index név	központi hullámhossz [Å]	sávszélesség [Å]	kék kontinuum [Å]	vörös kontinuum [Å]
CaII	3933	20	3910	4015
Mg λ 5175	5175	30	5050	5300
Na λ 5892	5892	30	5820	6100
CH λ 4305	4305	20	4270	4400
Ba λ 6495	6495	30	6330	6620
TiO λ 6180	6182	40	6127	6372
TiO λ 7100	7100.5	40	7050	7400

3.2.2. Az emissziós csillagok kiválasztása

Az emissziós csillagok azonosítására a hidrogén alapállapotú atomjának (H I) spektrális indexeit használtam. Normális fősorozati csillagokban a H I vonalak félértékszélessége a spektráltípus jól meghatározható függvénye (l. pl. Jaschek és Jaschek (1987)). A félértékszélesség legmagasabb értékét A2 spektráltípusnál veszi fel (e.g. $I_{H\beta} \simeq 0.7$) és csökkenő tendenciát mutat korábbi ill. későbbi spektráltípusok felé. A H I Balmer sorozatában minden abszorpciós vonalnak kb. egyforma a félértékszélessége. Ezzel ellentétben az emissziós vonalak félértékszélessége függ a felső szinttől. A $H\alpha$, $H\beta$ és $H\gamma$ relatív fluxusai kb. 3:1:0.45 (Osterbrock, 1989). Ennek következtében a H I emisszió először kitölti a $H\alpha$ abszorpciós vonalat, mielőtt hatással lenne a Balmer sorozat további tagjaira. Ezt a tulajdonságot felhasználva azonosítottam emissziós csillagokat abban az esetben, amikor az emisszió nem volt szemmel látható a spektrumban, azaz kiválasztottam azokat a csillagokat, melyek $H\alpha$ abszorpciós vonala viszonylag gyenge volt a $H\beta$ és a $H\gamma$ vonalhoz képest.

Az 3.16 ábra mutatja a $H\alpha$ indexet ($I_{H\alpha}$) a $H\gamma$ index ($I_{H\gamma}$) index függvényében a spektroszkópai mintámra. A csillagok többsége egyenes vonalban helyezkedik el viszonylag kis szórással. Ezek normális fősorozati csillagok, emissziós vonalak nélkül. Ezen csillagok indexeire egy egyenest illesztettem a legkisebb négyzetek módszerével (Press et al., 1993). Az egyenes egyenlete:

$$I_{H\alpha} = 0.32 * I_{H\gamma} + 0.09 \quad (3.4.)$$



3.16. ábra. Az emissziós csillagok kiválasztása

Az illesztés hibája $\sigma = 0.02$. Több iterációt is végeztem, mielőtt elfogadtam volna a végső illesztést. Először kivettem a mintából azokat a csillagokat melyeknek látható emissziós vonaluk van (negatív $H\alpha$ index). Az első illesztés után eltávolítottam azokat a csillagokat, amelyek kívül estek a 2σ határon. Ez a csoport tartalmazta az összes nyilvánvalóan emissziós csillagot, és a gyenge jel/zaj miatt kilógó pontokat (a 2σ határ fölött lévő pontok a 3.16 ábrán). Ezután elvégeztem a végső illesztést, és kiszámoltam a szórást, amelyet később az emissziós csillagok azonosítására használtam.

Biztos emissziós csillagként azonosítottam azokat a csillagokat, amelyek, több mint 3σ -val az egyenes alá estek (fekete körök a 3.16 ábrán). Lehetséges emissziós csillagoknak nevezem azokat, amelyek a 2 - 3σ közé esnek az illesztett egyenes alatt. A spektrumok vizuális vizsgálata megerősítette, hogy 24-ből 22 biztosan emissziós csillagnak azonosított, és 20-ból 4 lehetséges emissziós csillagnak van látható $H\alpha$ emissziója. A többi csillag spektrumában a $H\alpha$ abszorpciós vonal határozottan gyengébb, mint a normális fősorozati csillagokban. A 3.5. és a 3.6. táblázat tartalmazza a 44 emissziós csillagnak azonosított objektumot az általam meghatározott spektráltípussal és vörösödéssel, valamint az irodalomból (Massey et al., 1995) vett fotometriai adatokkal együtt. A 3.18 ábra mutatja ezen csillagok szín-fényesség-diagramját.

3.5 Táblázat. Csillagok, melyek biztos $H\alpha$ emissziót mutatnak. A fotometriai adatok a Massey et al. (1995) publikációból származnak.

Csillag	V	B–V	U–B	Spektráltípus	E(B–V)	fejlődési áll.	első detektálás
#0001	6.83	0.11	–0.74	WN5 + O9.5	> 0.41	óriás	Aller (1943)
#0006	8.74	0.31	–0.67	B0	0.61	főszorozati	Hiltner (1956)
#0008	8.85	0.17	–0.53	B0	0.47	főszorozati	Grigsby és Morrison (1988)
#0186	11.98	0.32	–0.13	B4	0.48	főszorozati	Bernabei és Polcaro (2001)
#2352	12.75	0.38	–0.09	B5	0.52	főszorozati	Bernabei és Polcaro (2001)
#2905	8.81	0.83	–0.29	O9	> 1.13	szuperóriás	Balog és Kenyon (2002)
#0215	10.27	0.25	–0.51	B1	0.51	főszorozati	Balog és Kenyon (2002)
#2209	13.13	0.80	0.14	B5	0.94	főszorozat előtti	Balog és Kenyon (2002)
#1062	11.71	0.47	–0.58	B6	0.6	főszorozat előtti	Balog és Kenyon (2002)
#1238	13.47	0.52	0.16	B6	0.65	főszorozati	Balog és Kenyon (2002)
#0038	11.91	0.31	0.06	B8	0.4	főszorozat előtti	Balog és Kenyon (2002)
#2320	14.70	0.71	0.42	A0	0.71	főszorozat előtti	Balog és Kenyon (2002)
#2492	13.02	0.68	0.45	A0	0.68	főszorozat előtti	Balog és Kenyon (2002)
#2139	13.83	0.46	0.20	A1	0.43	főszorozat elői	Balog és Kenyon (2002)
#2399	9.26	0.09	–0.04	A2	0.03	főszorozati	Balog és Kenyon (2002)
#1694	14.41	0.76	0.36	A9	0.49	főszorozat előtti	Balog és Kenyon (2002)
#2646	15.88	0.96	0.47	F7	0.46	főszorozat előtti	Balog és Kenyon (2002)
#2631	16.03	0.94	–0.11	F8:	0.42	főszorozat előtti	Balog és Kenyon (2002)
#2055	15.95	0.85	0.35	F8:	0.33	főszorozati	Balog és Kenyon (2002)
#1755	15.31	0.73	0.17	F8	0.21	főszorozat előtti	Balog és Kenyon (2002)
#1552	15.37	0.77	0.32	F9	0.22	főszorozati	Balog és Kenyon (2002)
#2675	15.92	0.98	0.38	G0:	0.4	főszorozat előtti	Balog és Kenyon (2002)
#2245	13.98	1.15	0.25	G1	0.55	főszorozat előtti	Balog és Kenyon (2002)
#2621	14.79	1.15	0.82	G5	0.49	főszorozat előtti	Balog és Kenyon (2002)
#2138	14.40	1.21	0.87	G9	0.43	főszorozat előtti	Balog és Kenyon (2002)
#1286	14.08	1.48	1.29	K2	0.59	óriás	Balog és Kenyon (2002)
#1647	14.42	1.41	1.05	K8	0.02	főszorozat előtti	Balog és Kenyon (2002)
#1659	14.37	1.38	0.86	K8	–0.01	főszorozat előtti	Balog és Kenyon (2002)

3.6 Táblázat. Valószínű emissziós csillagok. A fotometriai adatok a Massey et al. (1995) publikációból származnak.

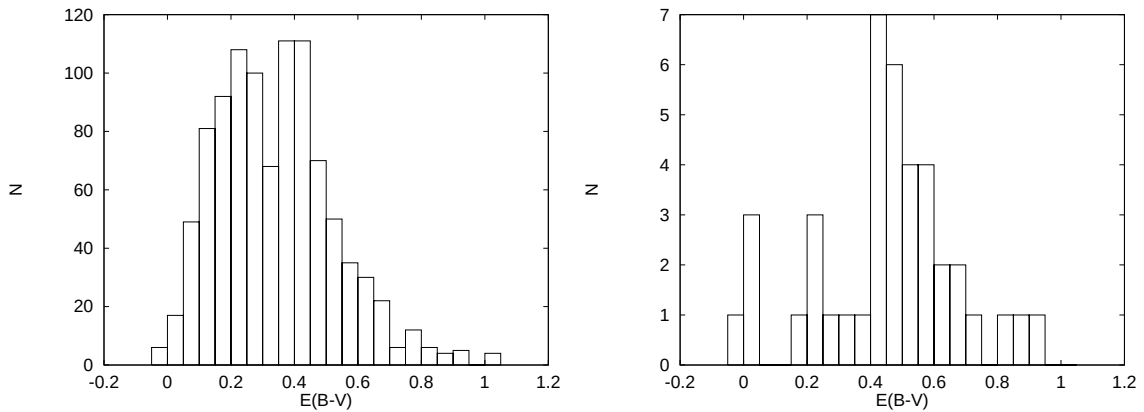
Azonosító	V	B–V	U–B	Spektráltípus	E(B–V)	fejlődési áll.	első detektálás
#0002	7.29	0.25	–0.62	O9	> 0.55	óriás	Balog és Kenyon (2002)
#0003	7.38	0.25	–0.64	B0	0.55	főszorozati	Balog és Kenyon (2002)
#2092	11.93	0.23	–0.07	B4	0.39	főszorozati	Balog és Kenyon (2002)
#1651	13.90	0.52	0.34	A0	0.52	főszorozat előtti	Balog és Kenyon (2002)
#1980	14.34	0.48	0.23	A2	0.42	főszorozati	Balog és Kenyon (2002)
#1093	16.15	0.91	0.29	A2	0.85	főszorozati	Balog és Kenyon (2002)
#2637	15.02	0.65	0.46	A3	0.56	főszorozati	Balog és Kenyon (2002)
#1710	15.24	0.59	0.31	A5:	0.45	főszorozat előtti	Balog és Kenyon (2002)
#2156	14.35	0.72	0.44	A7	0.53	főszorozat előtti	Balog és Kenyon (2002)
#2067	14.31	0.74	0.55	F1	0.41	főszorozat előtti	Balog és Kenyon (2002)
#1379	16.47	1.19	–0.85	F2	0.84	főszorozat előtti	Balog és Kenyon (2002)
#1845	14.81	1.01	0.34	F6	0.55	főszorozat előtti	Balog és Kenyon (2002)
#1221	15.18	0.65	0.21	F7	0.15	főszorozati	Balog és Kenyon (2002)
#2545	15.63	0.76	0.06	F8	0.24	főszorozati	Balog és Kenyon (2002)
#1869	15.75	0.82	0.10	F9	0.27	főszorozati	Balog és Kenyon (2002)
#0113	13.02	1.83	1.97	M5:	0.01	főszorozat előtti	Balog és Kenyon (2002)

3.2.3. Az emissziós csillagok vizsgálata

Ebben a fejezetben meghatározom a vörösödést az NGC 6871-ben található csillagokra, felhasználva a fotometriai és spektroszkópai adataikat. A pontos vörösödés ismerete segítséget nyújt abban, hogy különválasszuk az előtér- és háttércsillagokat a halmaz tagjaitól, és pontosan elhelyezhessük a halmaztagokat a HRD-n.

Vörösödés és halmaztagság

Kiszámoltam a mintában található nem emissziós fősorozati csillagok vörösödését a mért spektráltípusokból Kenyon és Hartmann (1995) szintáblázata segítségével. Ez a táblázat csak B0-nál későbbi csillagokat tartalmaz, ezért csak alsó becslést tudok adni a vörösödésre az O típusú csillagok esetében. Emiatt az analízis folyamán ezen csillagoktól eltekintek. A 3.17 ábra bal oldalán látható az NGC 6871-et tartalmazó csillagmező vörösödéeloszlása. Az eloszlás maximuma kb. $E_{B-V} = 0.4$ magnitúdónál található. Ez az érték jó egyezésben van a korábban meghatározott értékekkel ($E_{B-V} = 0.443$, WEBDA és $E_{B-V} = 0.46$ Massey et al. (1995))



3.17. ábra. Az NGC6871 irányában megfigyelt csillagok vörösödéeloszlása

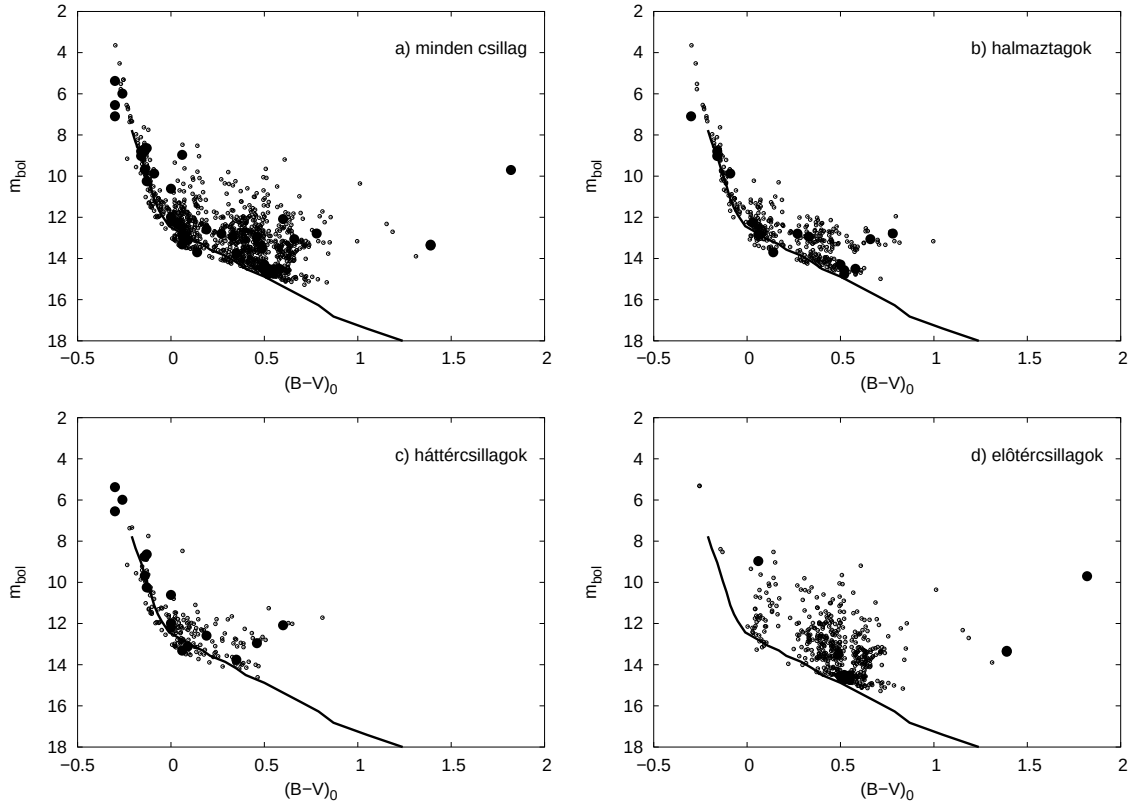
Eredményeimet leellenőriztem Hakkila et al. (1997) számítógépes programjával, amely kiszámolja a vizuális fényelnyelést a galaktikus szélesség, hosszúság valamint a távolság függvényében. A program több publikáció eredményeit kombinálja össze. Ezek közül három (Fitzgerald, 1968; Neckel et al., 1980; Arenou et al., 1992) szolgáltat információt a vörösödésről az NGC 6871 galaktikus koordinátáira. Az általam becsült vörösödés csak Neckel et al. (1980) eredményeivel van összhangban. Arenou et al. (1992) kb. kétszeresen fölül-, míg Fitzgerald (1968) alulbecsüli a vörösödést. Az egyes vörösödések közötti eltérés

oka valószínűleg az, hogy a különböző vizsgálatok eltérő térbeli felbontással készültek. A galaktikus fősík közelében különösen fontos a vörösödési térképek jó felbontása, hiszen az extinkció ezeken a területeken nagyon erősen változik, ami torzíthatja a kisebb térbeli felbontású térképek eredményeit. A legjobb felbontása a Neckel et al. (1980) által közölt adatoknak van, ezért a továbbiakban csak ennek a publikációnak az eredményeit fogom használni.

A 3.17 ábra jobb oldalán látható az emissziós csillagok vörösödés eloszlása. Az eloszlás hasonló a normál csillagokéhoz, azonban megfigyelhető, hogy van egy tulajdonképpen 0 vörösödésű csoport az emissziós csillagok között. Ezek az objektumok lehetnek fiatal, magányos csillagok közel a Naphoz, vagy esetleg egy közeli, eddig ismeretlen fiatal asszociáció tagjai. Ezekkel a nulla vörösödésű csillagokkal együtt az emissziós csillagok kb. 22%-a tartozik a látszólagos előtércsillagok közé ($E_{B-V} < 0.3$). Azok a csillagok, melyek vörösödése 0.3 és 0.5 közé esik, valószínűleg halmaztagok. Ehhez a csoporthoz az észlelt emissziós csillagok 38%-a tartozik. Majdnem ugyanennyi emissziós csillagnak (40%) a vörösödése nagyobb, mint a halmaz tagjaié. Neckel et al. (1980) A_v -távolság relációja szerint ezen csillagok távolsága nagyobb, mint 1.9 kpc. A távolság a #2905 jelű extrém vörösödésű csillag esetében 6.6 kpc, ami nem valószínű, hiszen ez elképzelhetetlenül nagy abszolút fényességet eredményezne. Ezenkívül, ha kiszámítjuk a csillag távolságát (z) a galaktikus fősíktól, akkor azt kapjuk, hogy $z > 200$ pc, ami szintén ellentétben áll az eddig O és B csillagokra elfogadott értékekkel (50 – 100 pc). Ez arra utal, hogy ennek a csillagnak extra vörösödése van. A többi háttércsillag távolsága elfogadhatónak tűnik az NGC 6871 pozíciójára nézve, de elképzelhető, hogy néhány csillag ezek közül mégis a halmazhoz tartozik, csak extra vörösödése van valamilyen csillagkörüli anyag miatt. Ezt a lehetőséget a következő alfejezetben fogom vizsgálni.

Az emissziós csillagok elhelyezkedése a Hertzsprung-Russell diagramon

Miután kiszámoltam a vörösödést, meghatároztam az A_v -t és a bolometrikus korrekciót a minta minden csillagára, és megszerkesztettem a HRD-t minden almintára, amelyeket az előző alfejezetben definiáltam (előtér, halmaz, háttér). Ezek a 3.18 ábrán találhatók. A 3.18a ábra mutatja az egész minta HRD-jét, a 3.18b ábra a HRD-t a feltételezhető halmaztagokra, míg a 3.18c és 3.18d ábrák a háttér- és az előtércsillagok HRD-jét ábrázolják. Kis szürke szimbólumok jelzik a fősorozati csillagokat, nagy fekete pontok pedig az emissziós



3.18. ábra. Az NGC 6871 irányában található csillagok vörösödésre korrigált színfényesség-diagramjai

csillagokat. A folytonos vonalak mutatják a nullkorú fősorozatot (Zero Age Main Sequence, ZAMS) eltolva a halmaz távolságmodulusával ($DM = 11.08$), ami 1649 pc távolságnak felel meg (Battinelli és Capuzzo-Dolcetta, 1991).

A halmaztagok HRD-jén (3.18b ábra) az emissziós csillagok többsége a ZAMS mentén helyezkedik el. Négy objektum azonban a fősorozat fölé esik. Ezek lehetséges fősorozat előtti fejlődési állapotban lévő csillagok. Számos nem emissziós csillag található e négy csillag közelében a HRD-n. A látszólagos PMS csillagok viszonylag nagy szórása nagy korszórást (age-spread) valószínűsít (Massey et al., 1995; Reimann, 1989).

A háttércsillagok HRD-je (3.18c ábra) nagyon hasonlít a halmaztagokéhoz. Durván az emissziós csillagok fele található a ZAMS-on, vagy fölötte. Ez arra utal, hogy ezek a csillagok tulajdonképpen halmaztagok, de valamilyen csillagkörüli anyag miatt extra vörösödésük van. Radiálissebesség-mérésekkel tesztelni lehetne ezt a lehetőséget.

Az alacsony vörösödésű csillagok a fősorozat fölötti területet foglalják el a HRD-n. Legtöbb ezek közül előtércsillag különböző távolságmodulusokkal. A négy zero vörösödésű

csillag közül 3 durván egyforma távolságban van a Naptól: ezek a ZAMS-sal közel párhuzamos vonal mentén helyezkednek el a HRD-n, és talán tagjai egy kisebb fiatal csillagokból álló csoportnak. A negyedik vörösödés nélküli csillag valószínűleg 100 parszeknél közelebb van a Naphoz, de ennek a csillagnak elég bizonytalan a spektráltípusa. További megfigyelések szükségesek, hogy jobban behatároljuk e csillag távolságát. A többi előtércsillag alig valamivel a ZAMS fölött található. A pozíciójuk konzisztens azzal a távolsággal, amit Neckel et al. (1980) kalibrációját használva kaphatunk a vörösödésükből (1.2 kpc). Ezek a csillagok tagjai lehetnek egy látóirányba eső másik fiatal nyílthalmaznak, vagy esetleg egy alacsonyabb sűrűségű fiatal csillagcsoportnak a lokális spirálkarban.

3.2.4. Az emissziós csillagok spektrumainak tulajdonságai

Ebben a fejezetben rövid leírást adok a mintában található emissziós csillagokról. A minta felosztásában az előző fejezetekben használt sémát követem: előtér, háttér, halmaz. Minden csoportban két részre osztom a csillagokat: fősorozat előtti ill. fősorozati vagy azutáni csillagok. A felosztásnál három szempontot veszek figyelembe: HRD-n elfoglalt pozíció, [NII], [SII] emisszió jelenléte a spektrumban, ill. Li I $\lambda 6708$ abszorpciós vonal detektálása. Habár a Li I $\lambda 6708$ használható leginkább kormeghatározásra fiatal csillagok esetében, az alacsony felbontás miatt csak kevés esetben sikerült e vonalat azonosítani a spektrumokban. A detektálás még azokban az esetekben is bizonytalan, ahol valószínűsítettem a vonal jelenlétét. Nagyobb felbontású spektrumok jobb tesztet biztosítanak a Li I $\lambda 6708$ jelenlétére.

Mivel a halmaz tartalmaz néhány O típusú csillagot, a [NII] és [SII] emissziós vonalak esetleg lehetnek rosszul elvégzett háttérlevonás eredményei. Ennek a lehetőségnek a tesztelésére meghatároztam a [SII] indexet az egész mintára. Ha a [NII] és [SII] emisszió jelenléte az emissziós köd változása miatti rossz háttérlevonás eredménye, akkor durván hasonló számú látszólagos [NII] és [SII] abszorpcióval bíró forrás jelenlétére számíthatunk a mintában. A teszt a [SII] index elég kis szórását mutatta ($\sigma = 0.01$). A [SII] index enyhén emelkedik a későbbi spektráltípusok felé. Ez alól a trend alól kizárólag a [SII] emissziót mutató csillagok a kivételek. Nem találtam olyan csillagot, amely látszólagos [SII] abszorpciót mutatna, ezért arra következtetésre jutottam, hogy az emissziós köd miatti rossz háttérlevonás nem lehet felelős a detektált [NII] és [SII] emisszióért.

Előtéracsillagok

Kilenc olyan csillag van a mintánkban, melynek kicsi a vörösödése, ezért valószínűleg előtéracsillag. Mivel mindegyik halványabb, mint a Hipparcos műholddal végzett mérések határmagnitúdója, ezért nem tudjuk ellenőrizni az evolúciós állapotukat pontos távolságmérések felhasználásával. A legtöbbjük késői típusú (F-M), csak egynek (#2399) van viszonylag korábbi (A2) spektráltípusa. Ezen csillag $H\alpha$ vonalának magjában található gyenge emisszió.

Az előtéracsillagok közül öt F típusú. Kettő (#1755, #1552) mutat látható emissziós vonalat; a másik három (#1221, #2545, #1869) $H\alpha$ vonala a spektráltípusához képest gyenge. A HRD-n elfoglalt pozíciójuk és Neckel et al. (1980) A_v -távolság összefüggése alapján arra következtethetünk, hogy ezek a csillagok kb. egyforma távolságra vannak a Naptól. Ez a távolság egybeesik a normális előtéracsillagok többségének távolságával, ami arra utal, hogy ezek az emissziós csillagok egy másik halmaz tagjai lehetnek, mely a Nap és az NGC 6781 között helyezkedik el. Ezt a feltevést radiálissebesség-mérésekkel lehetne ellenőrizni. Csak egyikük (#1755) tartozik az általam valószínűsített PMS csillagok közé.

A maradék három csillag közül kettő (#1647, #1659) wTTs lehet K8 körüli spektráltípussal. Minden Balmer vonaluk emissziót mutat, ugyanúgy mint a kalcium H és K vonala is. A Li I $\lambda 6708$ vonal detektálható az #1659 spektrumában, még alacsony felbontásban is.

A mintában egy M típusú csillag (#113) is szerepelt, mely gyenge $H\alpha$ és [NII] emissziót mutatott. Megvizsgáltam annak a lehetőségét, hogy ez a csillag egy dMe csillag. Első lépésként megbecsültem a közeli dMe csillagok számát a Henry et al. (2002) által 0.084 csillag/ pc^3 csillagsűrűségből. A közeli csillagok kb 70%-a M törpe (Henry et al., 2002). A spektroszkópiai megfigyelések határmagnitúdójáig ($V \simeq 14.9$) kb. 100 pc távolságig tudunk M törpéket detektálni. Ebből kiszámolhatjuk, hogy az NGC 6871 irányában észlelhető M törpék száma kettő. A dMe csillagok aránya az M törpék között folyamatosan nő a spektráltípussal (4% M0-nál és 90% M5 és annál későbbi típusok esetén, Joy és Abt (1974)). A dMe csillagok átlagos aránya az előbbiekből adódóan 17%. Ebből következően közepesenél valamivel kisebb a valószínűsége ($\simeq 34\%$), hogy a spektroszkópiai mintánkban dMe csillag szerepel. Ennek ellenére az #113 lehet dMe csillag, de nagy felbontású optikai spektroszkópiai észlelések lennének szükségesek, hogy egy dMe csillagot megkülönböztessünk egy PMS csillagtól.

Valószínű halmaztagok

Ebbe a csoportba 15 emissziós csillag tartozik. A spektráltípusaik korai B-től késő G-ig változnak. A legtöbbjük jól látható emissziót mutat. Több mint a csillagok fele (összesen 9) valószínűleg PMS csillag. 8 csillag esetén ezt az azonosítást a HRD-n elfoglalt pozíciójukra alapoztam. Egy csillagnak [NII] és [SII] emissziós vonalai vannak.

A 11 látható emissziót mutató csillag között három B típusú található (#8, #186, #38). Ezeknél csak a $H\alpha$ vonalnál észleltem emissziót. Kettő közülük (#8 és #38) korábban már ismert volt (Grigsby és Morrison, 1988; Bernabei és Polcaro, 2001). Ezek valószínűleg klasszikus Be csillagok.

Van két A típusú csillag a valószínű halmaztagok között (#2139, #1694). Az #2139 [NII] és [SII] emissziót mutat. Az #1694 $H\alpha$ emissziója nagyon gyenge, de a csillag HRD-n elfoglalt pozíciója jelzi, hogy valószínűleg PMS csillag.

Ebbe a csoportba tartozik még három F típusú csillag, melyek jól látható emissziót mutatnak. Kettő közülük (#2646, #2631) valószínűleg PMS csillag [NII] és [SII] emissziója miatt. A harmadik (#2055) csak $H\alpha$ -ban mutat emissziót, és nagyon közel fekszik a fősorozathoz.

Végül maradt még három G típusú csillag (#2621, #2138, #2675), melyek valószínűleg PMS csillagok. Mind a három jóval fősorozat fölött helyezkedik el a HRD-n. Az #2621 spektruma [NII] és [SII] emissziót mutat, míg az #2138 spektrumában detektálható a Li I $\lambda 6708$ vonal. A csoport harmadik csillaga nem mutat semmilyen különleges spektrális tulajdonságot a $H\alpha$ vonal gyenge emisszióján kívül.

Nagy vörösdésű csillagok

A vörösdésük alapján 16 olyan emissziós csillagot azonosítottam, melyek valószínűleg háttérobjektumok. Ezek többsége korai típusú, csak három spektráltípusa F, vagy későbbi. A csillagok kb. fele a fősorozat felett helyezkedik el a HRD-n, amely arra utalhat, hogy ezek a csillagok halmazcsillagok, melyeknek valamiféle extra, valószínűleg csillagközi anyagtól származó vörösdésük van.

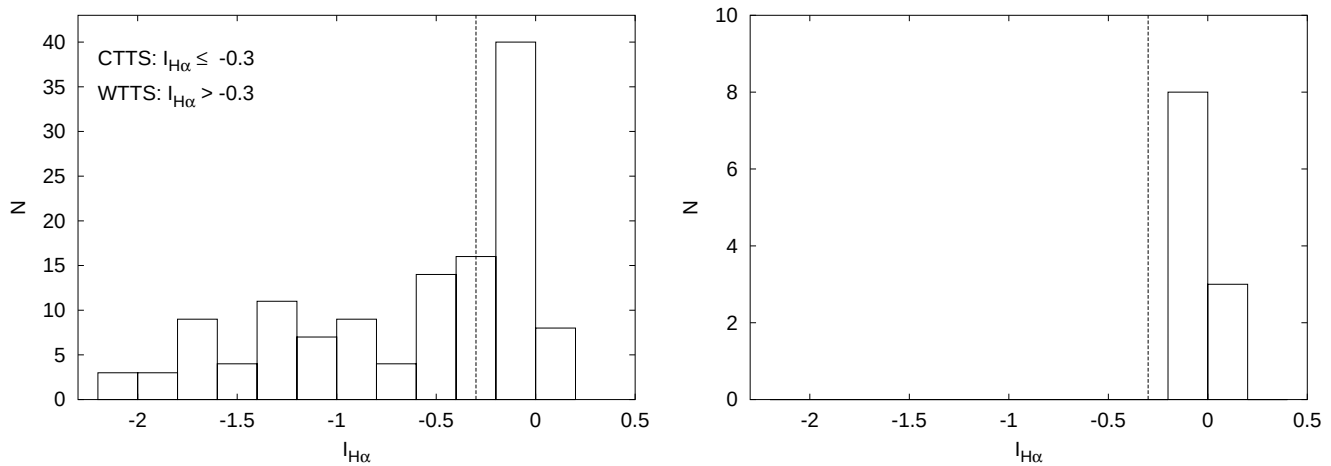
Ezek közül a csillagok közül hét (#3, #6, #2352, #215, #2209, #1062, #1238) B spektráltípusú. Az #3 kivételével mindnek határozott emissziós vonalai vannak. Kettő (#1062 és #2209) a fősorozat fölött helyezkedik el, ezért PMS csillagként azonosítottam őket. Az #6 és #1062 esetén a teljes Balmer sorozat emissziót mutat, míg az #2352,

#215, #2209 és #1238 esetében csak a $H\alpha$ mutat detektálható emissziót.

Hat A típusú csillag is tagja ennek a csoportnak (#2320, #2492, #1651, #1093, #2637, #2156). Ezek közül csak kettő (#2320 és #2492) mutat határozott $H\alpha$ emissziót, a többi négy a normálisnál gyengébb $H\alpha$ abszorpciója miatt került kiválasztásra. A HRD-n elfoglalt pozíciójuk alapján négy csillagot (#2320, #2492, #1651, #2156) azonosítottam PMS csillagként. Ezek közül egy (#2320) mutat [NII] és [SII] emissziót.

A három késői típusú csillag (#1379, #1845, #2245) közül mind a fősorozat fölött helyezkedik el, ezért őket PMS csillagként azonosítottam. Közülük egy (#2245) spektruma tartalmazza a Li I $\lambda 6708$ abszorpciós vonalat.

3.2.5. A lehetséges PMS csillagok összehasonlítása a Taurus-Auriga molekulafelhőben található fiatal csillagokkal



3.19. ábra. Az NGC 6871 (jobb panel) és a Taurus-Auriga molekulafelhő (bal panel) PMS csillagainak $H\alpha$ index szerinti eloszlása. A függőleges szaggatott vonal jelöli a klasszikus T Tauri csillagok és a gyengevonalas T Tauri csillagok (WTTS) közötti határt.

A kis tömegű PMS csillagok két csoportba oszthatók a fotometriai és a spektroszkópiai tulajdonságaik alapján (Walter, 1987; Walter et al., 1988). A klasszikus T Tauri csillagok (CTTS) erős $H\alpha$ emissziót mutatnak, melynek ekvivalens szélessége $EW(H\alpha) > 10\text{\AA}$. A legtöbb klasszikus T Tauri csillagnak erős HI, CaI és néha HeI emissziós vonalai vannak. Sok CTTS spektrumában megtalálható a [NII], [SII] és [OI] emisszió, mely erős csillagszélről vagy kollimált jet-től származik. A klasszikus T Tauri csillagoknak erős inf-

rávörös színtöbblete van, mely a csillagkörüli anyagkorongból származik. Szintén jellemző rájuk az optikai "veiling" (az abszorpciós vonalak magjának a kitöltöttsége, ill. esetenként a vonalak teljes hiánya), amely a határréteg extra emissziójára ill. akkréciós forró foltra utal (Bertout, 1989).

A másik csoport a gyengevonalú T Tauri csillagok (WTTS), melyek spektrumában gyakran találhatunk CaII és más kromoszférikus emissziós vonalakat. Ezeknek a csillagoknak a spektruma közelítőleg feketetest, és nagyon ritkán mutatnak jet-re vagy csillagszélre utaló jeleket (Bertout, 1989).

Hogy az általam azonosított emissziós csillagokat elhelyezzem a többi PMS csillag között, összehasonlítottam a mintában szereplő késői típusú PMS csillagokat a Taurus-Auriga molekulafelhőben található PMS csillagokkal (pl. Kenyon és Hartmann, 1995). A 3.19 ábra összehasonlítja a Taurus-Auriga felhőben talált T Tauri csillagok $H\alpha$ indexének eloszlását az NGC 6871 területén talált késői típusú PMS csillagokéval. Mindkét hisztogramnak ugyanannál az indexnél van maximuma. A Taurus-Auriga-hoz viszonyítva az NGC 6871 területén kevés az erős emissziót mutató csillagok száma, viszont arányaiban sok a gyengevonalú emissziós csillag.

A Taurus-Auriga felhőben található PMS csillagok jóval fiatalabbak ($\simeq 10^6$ év), mint az NGC 6871-ben találhatóak ($\simeq 10^7$ év). Más fiatal csillaghalmazok megfigyelése azt az eredményt adta, hogy az akkréciós korong, ami a klasszikus T Tauri csillagok emissziójának motorját adja, 10^7 éves időskálán eltűnik (Hartmann et al., 1998; Haisch et al., 2001). A WTTS-ek felfedezése és a CTTS-ek hiánya az NGC 6871-ben tökéletesen konzisztens ezekkel a megfigyelésekkel.

3.3. Új beágyazott halmaz az NGC 7538-ban

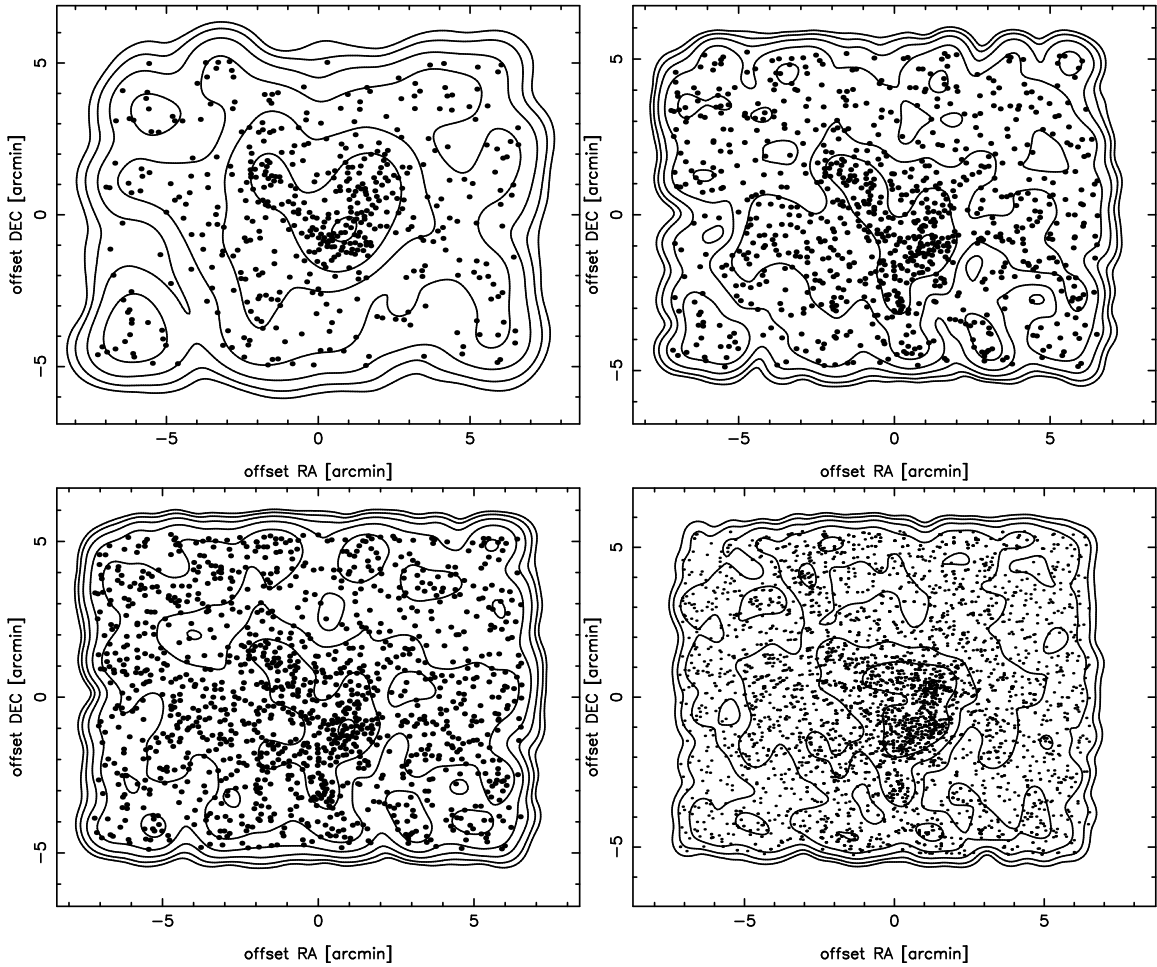
A HII területek gyakran tartalmaznak egy vagy több csillagcsoportosulást. Mivel ezeken a területeken az extinkció értéke általában nagy, az ionizáló csillagok többnyire teljesen láthatatlanok az optikai hullámhossztartományban. Közeli infravörös képeken azonban gyakran felfedezhetünk beágyazott halmazokat, melyek legalább néhány O-B csillagot és több kisebb tömegű objektumot tartalmaznak. Ezek a beágyazott halmazok a legfiatalabb ismert csillagrendszerek. Lada és Lada (2003) összefoglalta kb. 100 ismert beágyazott halmaz tulajdonságait, felhasználva a csillagkeletkezési területek és a molekulafelhő komplexumok szisztematikus vizsgálatát tartalmazó irodalmat. A 2MASS katalógus alapos átvizsgálása után Bica et al. (2003) és Dutra et al. (2003) arra a következtetésre jutott, hogy még legalább 300 ilyen halmaz található 10 kpc távolságon belül.

A beágyazott halmazok tulajdonsága területről területre jelentősen változik. A legtöbb halmaz azonosítására azt a kézenfekvő tulajdonságot használták fel, hogy a halmaz területén a csillagok sűrűbben helyezkednek el, mint a háttércsillagok. A tipikus csillagsűrűség 10 és 100 csillag/pc² között van szemben a háttér 2 és 10 csillag/pc² sűrűségével. Általában a méret és a teljes tömeg 0.5-1.0 pc és 30-1000 M_☉ nagyságrendű. A szülőfelhő maradványainak jelenléte miatt általában erős és változó vörösödés van jelen a halmazokban. Mivel ezek tagjai jórészt PMS csillagok, ezért gyakran mutatnak infravörös excesszust, amely csillagkörüli anyagkorong jelenlétére utal (Lada és Lada, 2003).

Ezeknek a csillagkoncentrációknak a tanulmányozása nagyon fontos, mivel adatokat szolgáltatnak a csillagkeletkezés korai szakaszairól. Az infravörös többletet mutató csillagok aránya fontos megkötést jelent a csillagkörüli anyagkorong megsemmisülési időskálájára és így a bolygókeletkezésre is. Nagyszámú, egykorú és hasonló távolságú csillag segítségével statisztikai számításokat végezhetünk (pl. pontosan meghatározhatjuk a luminozítás-függvényt halmazon kívüli kontroll-mezők segítségével). A luminozítás-függvény ezeknél a fiatal csillagkoncentrációknál információt szolgáltat a tömegfüggvényről. Ez segít bennünket a kezdeti tömegfüggvény (IMF) természetének és univerzalitásának vizsgálatában.

3.3.1. A csillagok sűrűségeloszlása

A fiatal beágyazott halmazok egyik legfontosabb tulajdonsága, hogy csillagsűrűségük nagyobb, mint a környező területeké. A sűrűségeloszlás vizsgálatához az 1.3.3 fejezetben ismertetett kernel módszert használtam. A h értékét a ritkább SQUID adatoknál 1.8-nak, a sűrűbb STELIRCAM adatoknál 1.3-nak, míg a legmélyebb határmagnitúdójú, ezáltal legsűrűbb FLAMINGOS méréseknél 1.0-nak vettem.



3.20. ábra. Simított sűrűségkontúrok az NGC 7538 körül. Bal felső panel: SQUID minta, jobb felső és bal alsó panel: STELIRCAM minta, jobb alsó panel: FLAMINGOS minta

Az NGC 7538 csillagai eloszlásának vizsgálatához csak azt a területet használtam, amit mind a három észlelési sorozat lefed, hogy az eredményeket össze tudjam hasonlítani. A jobb összehasonlíthatóság érdekében a nagyobb határfényességű STELIRCAM észleléseket két mintába soroltam. Az első minta határfényessége megegyezik a SQUID észlelések határfényességével, a második pedig az összes STELIRCAM-mal észlelt forrást tartal-

3.7 Táblázat. A koncentráció középpontjának koordinátái a különböző mérési sorozatok esetén

Adatsor	RA (J2000)	DEC(J2000)	ábra
SQIID	23:13:39.37	+61:29:13.01	3.20 ábra bal felső panel)
STELIRCAM $K < 15$ mag	23:13:38.66	+61:28:55.37	3.20 ábra jobb felső panel)
STELIRCAM összes adat	23:13:38.66	+61:28:55.37	3.20 ábra bal alsó panel)
FLAMINGOS	23:23:36.35	+61:30:10.5	3.20 ábra jobb alsó panel)

mazza. Mindegyik mintában felfedezhetünk egy jelentősebb csillagkoncentrációt. A koncentrációk koordinátáit a 3.7. táblázat tartalmazza.

A 3.7. táblázat alapján megállapítható, hogy a mélyebb FLAMINGOS mintában (3.20 ábra jobb alsó panel) a koncentráció középpontja durván 1 ívperccel északnyugatra helyezkedik el a SQIID és a STELIRCAM adatok középpontjától .

A középpontok jó egyezésben vannak a 2MASS pontforrás katalógus adatai alapján számolt csúccsal: $RA = 23 : 13 : 38.84$ $DEC = 61 : 29 : 01.05$. A közeli infravörös források legsűrűbb helye az optikai köd ($RA = 23 : 13 : 30.21$ $DEC = 61 : 30 : 10.5$ (Wynn-Williams et al., 1974; Campbell és Persson, 1988)) déli részére esik. A sűrűségadatokból a halmaz sugarát $\sim 3'$ -nek becsültük, ami 2.5 pc-nek felel meg 2.8 kpc távolságban.

A sűrűségeloszlások csúcsai jól kivehető trendet követnek. A kis határmagnitúdójú SQIID adatok csúcsa kb. $1'$ -cel délkeletre van a mélyebb FLAMINGOS adatsor csúcsánál. A FLAMINGOS adatokban felfedezhetünk egy második koncentrációt (1,-1 koordináták a 3.20-as ábrán), mely egybeesik a STELIRCAM adatok legsűrűbb részével. Ez a koncentráció a fő FLAMINGOS csúcs és a SQIID csúcs között helyezkedik el. Ezek a csillagsűrűségbeli változások azt a trendet követik, amit először McCaughrean et al. (1991) fedezett fel. Eszerint a három koncentráció három különböző korú csillagcsoportnak felel meg. A legöregebb az északnyugati csoport, míg a legfiatalabb a délkeleti csoport.

A csillagsűrűség eloszlás központjának jó egyezése ellenére a kontúrvonalak formája változik a határmagnitúdóval. A 3.20 ábra jobb felső panelján jól látható, hogy a STE-

3.8 Táblázat. A koncentráció sűrűsége a különböző mérési sorozatok esetén

Adatsor	csillagsűrűség [csillag/ívmásodperc ²]	vetített felületi csillagsűrűség 2.8 kpc távolságban [csillag/pc ²]
SQIID	10.3	15.5
STELIRCAM $K < 15$ mag	14.7	22.3
STELIRCAM összes adat	16.9	25.6
FLAMINGOS	97	146.5

LIRCAM képeken található egy extra koncentráció a központtól délre, mely hiányzik a SQIID adatokból. Ez a koncentráció még erőteljesebb a mélyebb STELIRCAM adatokban (3.20 ábra bal alsó panel). A mélyebb adatokban ezen felül megjelenik egy harmadik csillagkoncentráció is a fő koncentrációtól keletre. Hasonló jelenséget figyelhetünk meg a 2MASS adatoknál is a megfelelő határmagnitúdós mintákban.

A FLAMINGOS észlelések alapján meghatározott kontúrok két koncentrációt mutatnak, melyek csillagsűrűsége közel azonos. Az északnyugati résznek valamivel nagyobb a sűrűsége, ami arra utal, hogy ez lehet a régió legsűrűbb része. A különböző határfényességű észlelések alapján számolt csillagsűrűségek a 3.8. táblázatban találhatók.

A kisebb határfényességű észlelések (SQIID, STELIRCAM) azt mutatják, hogy az NGC 7538-ban felfedezett új halmaz valamivel ritkább, mint az átlag. A bizonytalan távolságmeghatározás azonban jelentős hibát okozhat a sűrűségadatok becslésénél, ez akár A 2-4-szeres is lehet (Blitz et al., 1982; Campbell és Persson, 1988). Az általam számolt sűrűség körülbelül egy nagyságrenddel kisebb, mint a Trapéz halmaz magjának sűrűsége skálázva az méréseim határmagnitúdójára (325 csillag/pc²) (Muench et al., 2002). Más halmazokkal összehasonlítva melyek sűrűsége 10 és 100 csillag/pc² (Lada és Lada, 2003, és a benne található referenciák) megállapíthatjuk, hogy az NGC 7538-ban található csillagkoncentráció valamivel ritkább, mint az átlag, de sűrűbb, mint a legritkább beágyazott halmazok ($\simeq 12$ csillag/pc² a Gem1 és Gem4 halmazok esetén; Lada és Lada (2003)). A FLAMINGOS észlelések azonban felfednek sok halvány infravörös forrást és felbontják a SQIID és a STELIRCAM észlelésekben egy csillagnak látszó forrásokat. Ezekkel az

NGC 7538 és a Trapéz sűrűségaránya 0.06-ról ($K < 15$ mag) 0.2-re ($K < 17.5$ mag) nő, ami azt jelenti, hogy az NGC 7538-ban felfedezett új halmaz a legsűrűbb halmazok egyike lehet.

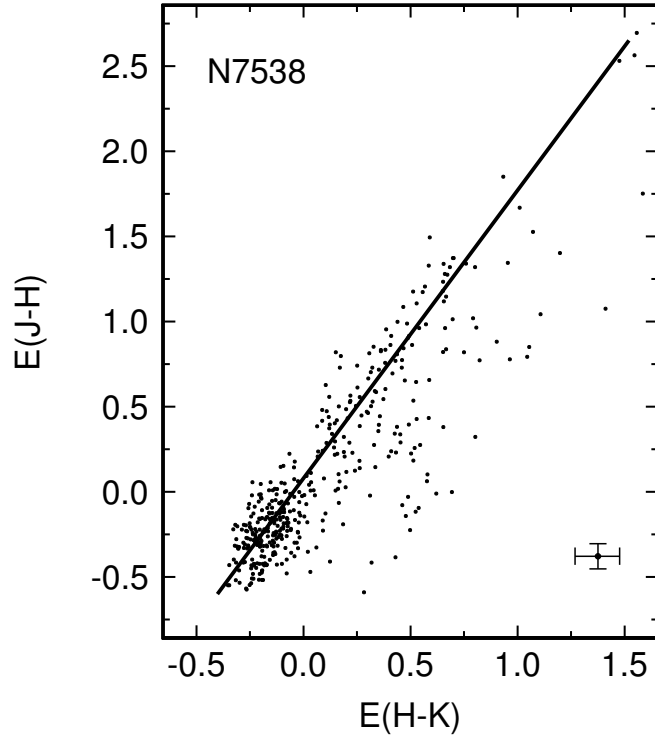
3.3.2. A vörösödési törvény

A 3.20 ábra több kisebb csillagkoncentrációt mutat, melyek alakja és láthatósága függ a határfényességtől és attól, hogy milyen hullámhosszon vizsgáljuk őket. Ennek a struktúrának több oka is lehet. Pl. differenciális extinkció egy egyedülálló beágyazott halmaz irányában, vagy több kisebb halmaz, melyek különböző mélységben vannak beágyazódva a ködbe, ill. esetleg több különböző távolságú halmaz szuperpozíciója. Hogy a fenti kérdést vizsgálni tudjuk, először meg kell határozni a terület vörösödési törvényét és a vörösödés mértékét.

A PMS csillagok gyakran mutatnak karakterisztikus színtöbbletet a vörösödött főso-rozati csillagokhoz képest a közeli infravörös tartományban (Kenyon és Hartmann, 1987; Bertout et al., 1988; Lada és Adams, 1992). Mivel a azok a csillagok, melyeknek színtöbblete van, általában kívül esnek a vörösödési sávon a kétszín ($J-H$ - $H-K$) diagramon, a vörösödési meredekség ismerete elengedhetetlen ahhoz, hogy a PMS csillagokat el tudjuk különíteni a főso-rozati csillagoktól.

A vörösödési törvény meghatározásához az 1.1.3 fejezetben ismertetett módszert használtam (Kenyon et al., 1998a).

A 3.21 ábra mutatja a régió 14 magnitúdónál fényesebb csillagainak extinkció értékeit. Az infravörös színtöbblet nélküli csillagok alapján meghatározott vörösödési meredekség $E_{J-H}/E_{H-K} = 1.69 \pm 0.04$. Ez a meredekség illeszkedik azon értékek közé, melyeket más csillagkeletkezési területekre határoztak meg ugyanezzel a módszerrel ($E_{J-H}/E_{H-K} = 1.57-2.08$). Korábbi eredmények arra utalnak, hogy a közeli infravörös vörösödési törvény korrelációban áll a csillagkeletkezési aktivitással. Minél kisebb a meredekség, annál nagyobb a csillagkeletkezési aktivitás (Kenyon et al., 1998b; Gómez és Kenyon, 2001; Racca et al., 2002). Az NGC 7538 esetén kiszámolt meredekség a régiót a csillagkeletkezési aktivitás szempontjából a ρ Oph ($E_{J-H}/E_{H-K} = 1.57$) és Cha I ($E_{J-H}/E_{H-K} = 1.80$) területek közé helyezi, ami egyezésben van az eddigi eredményekkel.



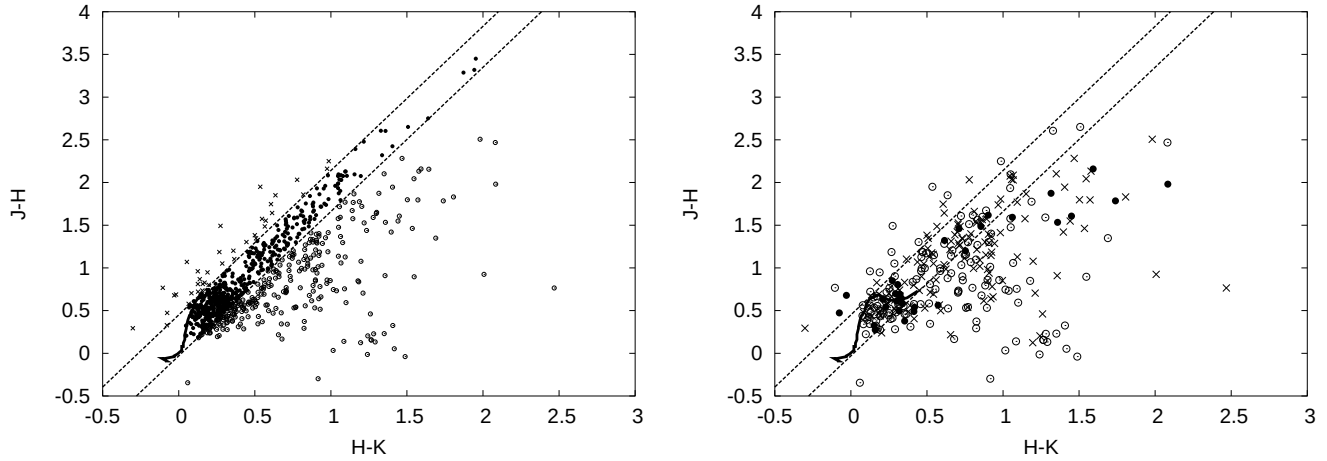
3.21. ábra. Az NGC 7538 régió vörösödési törvénye

3.3.3. szín-fényesség- és szín-szín-diagramok

A vörösödési törvény a közeli infravörös szín-szín-diagrammal együtt lehetőséget nyújt arra, hogy PMS csillagokat azonosítsunk beágyazott halmazokban. PMS csillagok gyakran mutatnak közeli infravörös színtöbbletet cirkumsztelláris anyagkorong jelenléte miatt (Kenyon et al., 1996, és a benne foglalt referenciák), melyek a csillagokat a vörösödési sávtól balra helyezik el a kétszín diagramon. A halmaz távolságára és átlagos vörösödésére pedig ZAMS és izokron illesztésből adhatunk becslést.

A 3.22 ábra mutatja a régió közeli infravörös szín-szín-diagramját. Az 3.3.2 fejezetben meghatározott vörösödési törvény lehetőséget biztosít arra, hogy a szín-szín-diagramot részekre bontsuk. A vörösödési sáv tartalmazza a csillagok 60%-át. A fennmaradó 40% nagy része különböző mértékű infravörös színtöbbletet mutat és közeli infravörös színeik jó egyezésben vannak a diszk modellek (Adams et al., 1987; Kenyon és Hartmann, 1987; Kenyon et al., 1996; Meyer et al., 1997) által jóslottakkal. Azonban van egy kis csoport (kb. 15 csillag), melyet alkotó csillagok közeli infravörös színei inkonzisztensek a diszk modellekkel ($H-K \approx 1-1.5$ és $J-H \approx 0$). Ezek a csillagok lehetnek planetáris ködök

(Whitlock, 1985) vagy B[e] csillagok (Zickgraf, 2000). Középtávoli infravörös mérések vagy közeli infravörös spektroszkópia lenne szükséges ahhoz, hogy ezeket a forrásokat pontosan beazonosítsuk. Végül az infravörös források durván 5%-a a vörösödési sáv felett helyezkedik el. Amennyiben ezen forrásokban nem a felhőből származó szórt fény dominál (Whitney et al., 1997), akkor a források színére nem lehet fizikai magyarázatot adni. Mivel ezek a források viszonylag halványak ($K < 14$), valószínűleg fotometriai hiba, vagy a felhő fényének hatása felelős a különleges színekért.



3.22. ábra. Az NGC 7538 régió szín–szín-diagramja. Bal panel: a minta összes csillaga. Üres körök - csillagok, melyeknek infravörös szintöbblete van; teli körök - főszorozati csillagok; keresztek - a vörösödési sáv fölött elhelyezkedő csillagok. Jobb panel: A McCaughrean et al. (1991) régiókban található csillagok. Teli körök - 1-es régió; keresztek - 2-es régió; üres körök - 3-as régió. Folytonos vonal jelöli a ZAMS-ot (Siess et al., 2000), míg szaggatott vonalak jelölik a vörösödési sáv határait.

A vörösödési sávban elhelyezkedő csillagok azt mutatják, hogy a vörösödés erősen változik az NGC 7538 területén. A megfigyelt vörösödési értékek általában $E(H - K) \simeq 0.0$ -tól $E(H - K) \simeq 1.0$ -ig terjednek melyek vizuális extinkcióban $A_V \simeq 0$ ill. $A_V \simeq 16.5$ -nak felelnek meg (Bessell és Brett, 1988). Néhány csillag vörösödése ill. extinkciója elérheti az $E(H - K) \simeq 2.0$ ($A_V \simeq 33$) értéket is. A Hakkila et al. (1997) kódba ágyazott Neckel et al. (1980) modell (l. 3.2.3 fejezet) alapján megbecsültem a főszorozati csillagok távolságát az irányukban várható intersztelláris extinkció mértékéből. A modell szerint az NGC 7538-ban mérhető legkisebb és legnagyobb vörösödés rendre 0 kpc és 19 kpc távolságnak felel meg. Természetesen a felhő jelenléte módosítja az általános A_V –távolság

relációt a nagy vörösödésű csillagokra, ezért a 19 kpc-es távolság nem realiztikus. Ezért a relációt csak a felhő becsült távolságáig (2.8 kpc) alkalmazhatjuk. Ennél a távolságnál a Neckel et al. (1980) modell $A_V \simeq 3$ extinkciót jósol, ami $E(H - K) \simeq 0.18$ -nak felel meg. Erre az eredményre a későbbiekben még visszatérek.

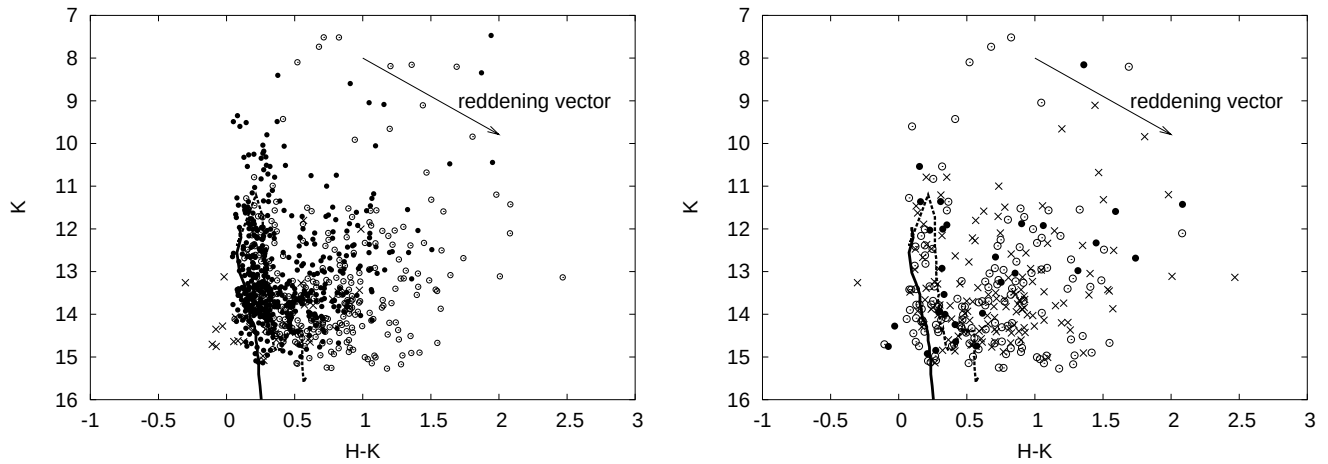
A nagy vörösödésű csillagok az optikai köd környékén csoportosulnak a SQIID adatokban kimutatott csillagkoncentrációban. A legtöbb csillag, amely a szín–szín–diagramon a vörösödési sáv felett helyezkedik el, vagy a színe hasonlít a planetáris ködök ill. B[e] csillagok színéhez, az optikai köd legfényesebb részéhez közel található, ezért elképzelhető, hogy ezeknek a csillagoknak a színeit a H II régió fénye erősen befolyásolja.

A 3.20 ábra mutatja, hogy a csillagok sűrűségeloszlása egy jól definiált csúcsot mutat durván ugyanazon a helyen, mind a SQIID, mind a STELIRCAM adatokban. Az ebben a koncentrációban található csillagok 56%-ának közeli infravörös szintöbblete van. Az egész mintára ez az arány 37%. Durván 34%-a az összes olyan csillagnak, melynek infravörös szintöbblete van, ebben a koncentrációban található, amely mindössze 8%-át fedi le a teljes mintának. Ez további bizonyítékot szolgáltat a fiatal beágyazott halmaz jelenlétére.

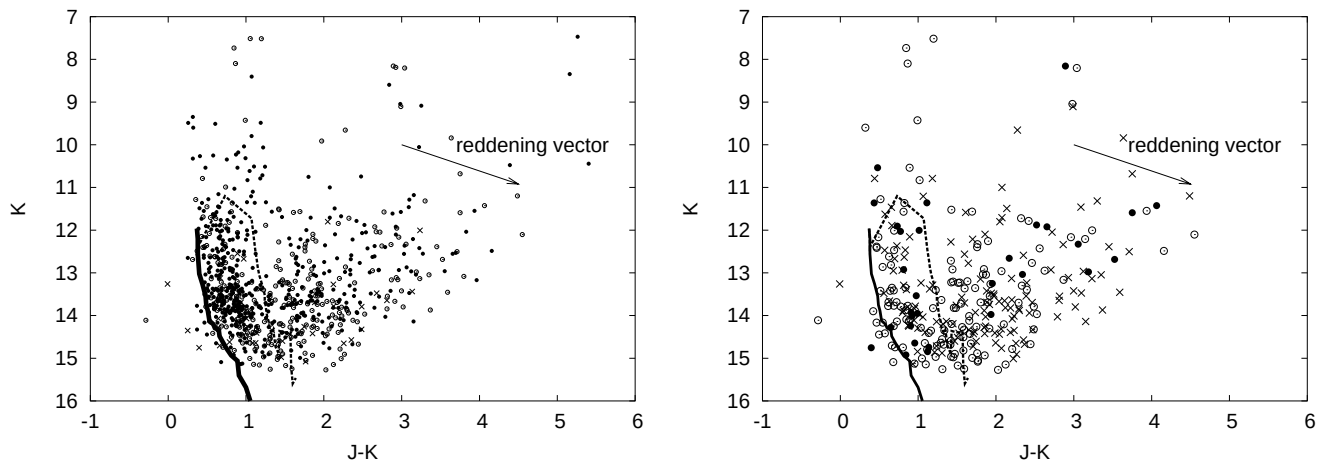
Azt, hogy csillagok, melyeknek infravörös szintöbblete van, valóban halmazt alkotnak-e, két dimenziós Kolmogorov-Szmirnov teszttel (Press et al., 1993) vizsgáltam. Az egyszerűség kedvéért definiáltam egy 0.05 fok sugarú kört a koncentráció csúcsa körül, és összehasonlítottam a körön belüli és a körön kívüli csillagok H–K és J–H színindexeit. Szintén összehasonlítottam a körön belül azon csillagok pozícióját, melyeknek van, ill. nincs infravörös szintöbblete, hogy megnézzem, vajon a források véletlenszerűen helyezkednek-e el a koncentrációban. Annak a valószínűsége, hogy a forrásokat véletlenszerűen ugyanabból a mintából választjuk ki, mindkét esetben kisebbnek adódott, mint 5×10^{-3} . Ez megerősíti azt a feltevést, miszerint azok a csillagok melyek közeli infravörös szintöbbletet mutatnak jobbra a halmazban található, és nem ugyanabból a populációból származnak, mint azok melyek nem.

A szín–szín–diagram segítségével megvizsgáltam, hogy valóban helyes-e az a feltevés, hogy az NGC 7538 három egymástól elkülönülő, különböző korú csillagokat tartalmazó részből áll (McCaughrean et al., 1991). A 3.22 ábra jobb oldali paneljén feltüntettem a McCaughrean et al. (1991) által definiált három térbeli régió csillagait. Az első régióhoz 30 csillag tartozik, melyek mindegyike erősen vörösödött. A második és a harmadik régióhoz rendre 131 és 138 csillag tartozik. A diagramból megállapítható, hogy a harmadik régió

csillagai a legkevésbé vörösödtek, míg a második régió csillagainak vörösödése az első és a harmadik között van. Ez azt jelenti, hogy a trend, amit a csillagsűrűség kontúrok középpontjainál megfigyeltünk, jelentkezik a vörösödésben is. A legjobban vörösödött csillagok a délkeleti részen, míg a legkevésbé vörösödtek az északnyugati részen helyezkednek el.



3.23. ábra. Az NGC 7538 régió H–K - K diagramjai. Bal panel: minden csillag, jobb panel: a McCaughrean et al. (1991) régiókban található csillagok. A szimbólumok jelentése megegyezik a 3.22 ábra szimbólumaival. Folytonos vonal jelöli a ZAMS-ot (Siess et al., 2000), szaggatott vonal pedig az 1 millió éves izokront (Siess et al., 2000). A vörösödés hatását az ábra jobb felső részén lévő nyíl mutatja.



3.24. ábra. Ugyanaz, mint a 3.23 ábra, de a J–K - K-ra

A 3.23 és 3.24 ábrák mutatják a régió szín–fényesség-diagramjait (3.23 ábra: H–K -

K, 3.24 ábra: J–K - J). A bal panel mindkét ábrán tartalmazza az összes csillagot, míg a jobb panel csak a koncentrációhoz tartozó csillagokat mutatja a 3.22 ábrával megegyező kódolásban. A csillagok mellett mindegyik ábrán fel van tüntetve a ZAMS (folytonos vonal) és az 1 millió éves izokron (szaggatott vonal) (Siess et al., 2000). A ZAMS és az izokront elhelyezéséhez Blitz et al. (1982) távolságát vettem alapul ($d = 2.8$ kpc), míg a vörösödésként a következő értékeket fogadtam el: $E(H - K) = 0.186$, $E(J - K) = 0.55$ lásd lentebb. Az alacsony vörösödésű csillagok mindegyik ábrán a ZAMS közelében helyezkednek el. Ha a ZAMS-ot 0.6 magnitúdóval eltoljuk, akkor jól ráillik a J–K - K diagram kék oldalára. Ezzel az eltolással megbecsülhetjük a fősorozati csillagok távolságát, ami 2.1 kpc-nek adódik. Ez megerősíti azt a következtetést, hogy ezek a csillagok a halmaz előtt helyezkednek el.

Az előző bekezdésben említett vörösödés értékeket és a fősorozati csillagok távolságát, mely gyakorlatilag az NGC 7538-ban található csillagkoncentráció minimális távolsága, főszorozat illesztéssel becsültem meg. Siess et al. (2000) nullkorú főszorozatát illesztettem a (J–K), K digram kék oldalára. Ez alapján a vörösödésre $E(J - K) = 0.55 \pm 0.05$ -öt míg a távolságmodulusra $D_m = 11.6 \pm 0.2$ -öt kaptam. Ez a távolságmodulus 2.1 kpc távolságnak felel meg, ami kicsit alacsonyabb, mint az általánosan elfogadott $d = 2.8 \pm 0.9$ kpc (Blitz et al., 1982; Campbell és Persson, 1988). Az $E(J - K)$ értékből Bessell és Brett (1988) kalibrációja alapján meghatároztam $E(H - K)$ értékét, mely 0.186 magnitúdónak adódott. Ez tökéletes egyezésben van azzal az értékkel, melyet a Neckel et al. (1980) modell alapján számoltam a halmaz távolságára.

Az infravörös szintöbbltet mutató csillagok a szín–fényesség-diagramon jól elkülönülnek a főszorozati csillagoktól. Habár néhányan közülük kis vörösödésűek, és a ZAMS, vagy az 1 millió éves izokron közelében helyezkednek el, legtöbbjüknek plusz vörösödése van. Viszonylag alacsony infravörös szintöbbltet esetén (0.2 – 0.5 mag K-ban), a legtöbbjüknek kb. $E(H - K) \sim 0.4 - 0.7$ és $E(J - K) \sim 1.2 - 1.8$ mag extra vörösödésre van szüksége ahhoz, hogy az 1 millió éves izokronra kerüljön. Ez azt jelenti, hogy minél jobban vörösödött egy csillag, valószínűleg annál fiatalabb. Ezenkívül nagyobb infravörös szintöbbltetet mutató csillagok fiatalabbak, mint a kisebbet mutatók, azonban ez a korkülönbség olyan kicsi, hogy csak pontos spektroszkópiai vizsgálatokkal lehetne kimutatni. Az előzőekből arra következtethetünk, hogy a régió legvörösödöttebb csillagai, valamint azok, amelyek infravörös szintöbbltetet mutatnak, még nem érték el a ZAMS-ot.

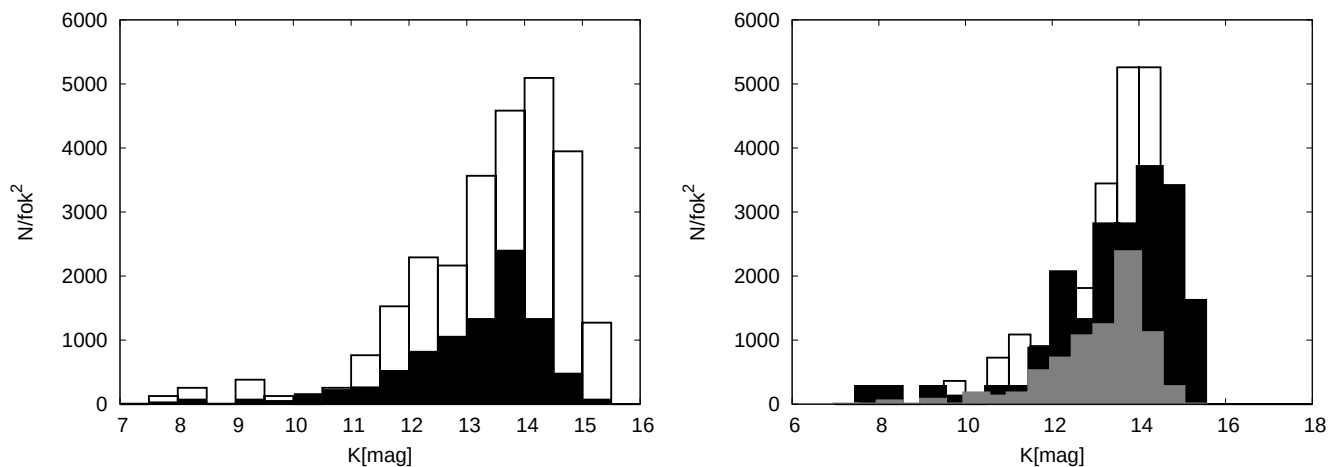
Azok a források melyeket színük alapján PN és B[e] objektumokként klasszifikáltam, mindegyik szín–fényesség-diagramon ugyanott csoportosulnak. Ezek nyilvánvalóan nem illenek a ZAMS-ra, vagy az 1 millió éves izokronra. A vörösödési sáv fölött lévő források véletlenszerűen helyezkednek el a szín–fényesség-diagramokon, nagyrészt a halványabb régiókban. Valószínűleg a környező köd hatása, illetve fotometriai hiba miatt kerültek ezek a csillagok a vörösödési sáv fölé a szín–szín-diagramon.

3.3.4. Fényesség- és színfüggvények

A halmaz szín–fényesség-diagramja azt mutatja, hogy a fiatal csillagok nagy része közel esik az 1 millió éves izokronához, ha a távolságot és az extinkciót úgy választjuk meg, hogy az megfeleljen egy az NGC 7538-ba ágyazott halmaznak. McCaughrean et al. (1991) felvetését, miszerint a terület három jól elkülöníthető részből áll, sikerült igazolni a csillagsűrűség kontúrok, valamint a szín–szín-diagram segítségével. Adataim azonban nem alkalmasak arra, hogy egyértelműen megerősítsem azt a felvetést, miszerint a három terület kora egymástól eltér. A csillagok vörösödése közötti jelentős eltérés lehetetlenné teszi, hogy meghatározzuk pontos korukat. Muench et al. (2003) kimutatta, hogy a csillagok luminozításfüggvényének alakja erősen függ a kortól, ezért megvizsgáltam, hogy lehetséges-e a luminozításfüggvények alapján különbséget tenni a három terület kora között.

A luminozításfüggvény szintén jól használható arra, hogy becslést tegyünk a kezdeti tömegfüggvény (IMF) meredekségére (l. 1.1.4 fejezet). Többek között Lada et al. (1991a, 1993) használta a kumulatív logaritmikus luminozításfüggvényt, hogy megbecsülje az IMF meredekségét néhány beágyazott halmaz esetében (pl. NGC 2023, 2024, 2068 stb.). Muench et al. (2002); Muench (2002); Muench et al. (2003) is hasonló módszert használt az IC348 és a Trapéz esetében.

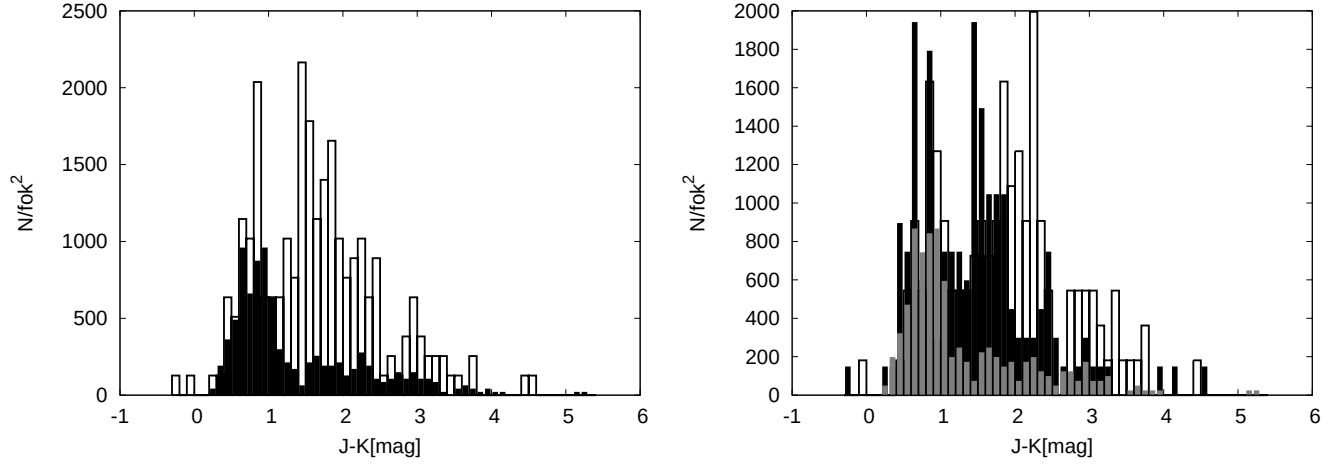
A 3.25 ábra mutatja az NGC 7538 K-szűrős luminozításfüggvényét (KLF). A bal oldali panelen a fehér hisztogram a koncentráció csúcsa körüli 0.05 fokos körben elhelyezkedő forrásokat jelöli, míg a fekete a terület többi csillagát. A jobb oldali panelen két McCaughrean et al. (1991)-féle régió (2 és 3) valamint a terület többi csillagának hisztogramja van feltüntetve. A magnitúdó binok mérete 0.5 mag volt a viszonylag kevés számú csillag miatt. Az első McCaughrean et al. (1991) régiót a diagramon nem tüntettem fel, mivel az olyan kevés csillagot tartalmaz, hogy lehetetlen elkészíteni a terület megbízható hisztogramját.



3.25. ábra. A K-szűrős luminozításfüggvény. Bal panel: minden csillag, fehér hisztogram - koncentráció, fekete hisztogram - a terület többi csillaga. Jobb panel: fehér hisztogram - 2-es McCaughrean et al. (1991) régió, fekete hisztogram - 3-as McCaughrean et al. (1991) régió, szürke hisztogram - a terület többi csillaga.

A KLF-nek mindkét panelen több érdekes tulajdonságát figyelhetjük meg. A koncentráció csillagsűrűsége jóval nagyobb, mint a környezeté (l. még 3.3.1). A bal panelen azt láthatjuk, hogy a KLF csúcsa a koncentráció esetén 0.5 magnitúdóval halványabb, mint a környezeté. A két hisztogram alakja is különböző. A környezet hisztogramja a csúcs előtt hirtelen nő, míg a koncentrációnál azt látjuk, hogy a növekedés sokkal egyenletesebb. Ez a fényes csillagok többletének köszönhető. A jobb panelen a 3-as régió hisztogramjának csúcsa eltolódik a halványabb rész felé, és relatíve több halvány csillag található benne, mint a terület többi részében. Muench et al. (2002) kimutatta, hogy az idősebb halmazok KLF-jének csúcsa a halványabb magnitúdóértékek felé tolódik. Mivel a 3-as régió vörösödése kisebb, mint a koncentráció többi részéé, ezért a csúcs eltolódása megerősíti McCaughrean et al. (1991) hipotézisét, miszerint a 3-as régió idősebb csillagokat tartalmaz, mint a 2-es.

Hogy igazoljam azt az állítást, miszerint az extinkció felelős a koncentráció és a környezet hisztogramjának csúcsának különbségéért, megvizsgáltam a csillagok színének eloszlását (3.26 ábra, bal panel). A koncentráción kívüli csillagok közel Gauss-eloszlást mutatnak. Az eloszlás csúcspontja a $J - K \simeq 0.7 - 0.8$ mag körül van, félértékszélessége $\simeq 0.7$ mag. A csillagok száma gyorsan csökken a magasabb $J-K$ értékek felé. Ezzel ellentétben, a koncentráció hisztogramjának két csúcsa van. Az egyik csúcs egybeesik a



3.26. ábra. Az NGC 7538 régió J–K hisztogramjai. A színekódok megegyeznek a 3.25 ábra kódjaival

koncentráción kívüli csillagok hisztogramjának csúcsával, és az alakja is közel azonos. A másik csúcs kb. 0.7-0.8 magnitúdóval vörösebb csillagokat tartalmaz és a szélessége kb. duplája az előző csúcsnak. Megállapítottam, hogy mindkét hisztogramon az előtérscillagok okozzák a kék oldalon levő csúcsot. A csillagsűrűség a koncentráció irányában, és azon kívül közel egyenlő. A csúcs $1 M_{\odot}$ -nél nagyobb tömegű ($J - K \sim -0.18 - 0.51$; Siess et al., 2000) és $E(J - K) = 0.55$ -nél nagyobb vörösödésű csillagokat tartalmaz. A Gauss-görbe félértékszélessége az optikai extinkciós térképek alapján megegyezik az NGC7538 irányában mérhető közeli infravörös vörösödés eloszlásával (Neckel et al., 1980; Hakkila et al., 1997). A második csúcs a koncentrációban fellépő extra vörösödés és az infravörös szintöbbslet együttes hatása. A 3.3.3 fejezetben meghatározott $E(H - K)$ értékekből és a 3.3.2 fejezetben meghatározott vörösödési törvényből $E(J - K)$ -ra 0.1 - 2.4 mag érték adódik. A cirkumsztelláris anyagkorong által produkált infravörös szintöbbslet további 0.35 - 0.75 mag értékkel növeli meg a $J - K$ értékét (Kenyon et al., 1996). A két effektus kombinált hatása közelítőleg 0.45-3.15 közötti többletet okoz a J–K színindexben. Ez teljesen egybevág a vörös oldali csúcs kiterjedésével a 3.26 ábra bal paneljén.

Röviden összefoglalva, megállapíthatjuk, hogy a McCaughrean et al. (1991) által definiált régiók vörösödése eltérő egymástól, de a szín–fényesség-diagramok nem szolgáltatnak egyértelmű bizonyítékot arra nézve, hogy ezek a régiók eltérő korúak. Az 1 millió éves izokron és a ZAMS túl közel vannak egymáshoz, hogy következtetéseket lehessen levonni belőlük. Nagyobb határmagnitúdójú felvételek, melyek alkalmasak 0.1 - 0.5 naptömegű

csillagok detektálására, talán alkalmasak lennének a különböző régiók kor szerinti elkülönítésére. A K-szűrős luminozításfüggvényből következtethetünk arra, hogy a régiók eltérő korúak, de a rendelkezésre álló adatokból ezt nem jelenthetjük ki teljes biztonsággal.

A 3.26 ábra jobb panelján látható a 2-es és a 3-as McCaughrean et al. (1991) régiók valamint az azokon kívüli terület csillagainak J–K hisztogramja. Ezzel a diagrammal tesztelhetjük, hogy a szín–szín-diagram alapján levont következtetésünk, miszerint a 2-es régió vörösödése valóban nagyobb-e, mint a 3-asé, valójában igaz-e. Az ábráról leolvasható, hogy a 2-es régió színeloszlásának csúcsa közelítőleg 0.8 magnitúdóval vörösebb mint a 3-as régióé, ami megerősíti, hogy ezen a területen a vörösödés valóban nagyobb.

A kumulatív K-szűrős luminozításfüggvény vizsgálatához a teljes SQUIID mintát vettem alapul. A 3.27 ábrán látható luminozításfüggvények $K < 15.5$ magnitúdónál fényesebb csillagokat tartalmaznak. Ez a határfényesség $M > 1.15 M_{\odot}$ -nak felel meg a halmaz távolságában (2.8 kpc). A 2MASS, SQUIID és STELIRCAM adatokból a minta teljességi határát $K < 14.5$ -nek becsültem, mely $1.55 M_{\odot}$ -nak felel meg.

A kumulatív logaritmikus K-szűrős luminozításfüggvény kiszámításához a mintát három fő részre osztottam: (1) a koncentráció, (2) a kontrollmezők a halmaz területén kívül, (3) a koncentráción kívüli csillagok. A koncentrációt még további három részre osztottam McCaughrean et al. (1991) felvetésének megfelelően. Minden területen felvettem a hisztogramot, amit csillag/négyzetfokra normáltam. Aztán a kontrollmező normált hisztogramját kivontam a koncentráció normált hisztogramjából, majd vettem az eredmény logaritmusát. Ezzel megkaptam a $\log_{10}(KLF_1 - KLF_2)$ -t a K fényesség függvényében. Erre egyenest illesztve kaptam a kumulatív logaritmikus K szűrős luminozításfüggvény meredekségét, ami 0.29 ± 0.02 -nak adódott. Az eljárást megismételtem a koncentráción kívüli csillagok luminozításfüggvényének levonásával is. Ekkor 0.34 ± 0.02 -ot kaptam eredményül. Végző értéknek a két meredekség átlagát fogadtam el (l. 3.9 táblázat). A mintavételezés hiányossága miatt jelentkező hibákat úgy küszöböltam ki, hogy csak a 11 és 14.5 magnitúdó közötti értékekre illesztettem az egyenest.

Megvizsgáltam azt is, hogy a koncentráció különböző régióiban is hasonló eredményt kapok-e. E célból megismételtem az eljárást a 2-es és a 3-as McCaughrean et al. (1991) régióra. Annak ellenére, hogy a különböző régiók luminozításfüggvényeinek csúcsai eltérő helyen jelentkeztek, a meghatározott meredekségek nagyon hasonlóak a teljes koncentrációra számolt értékekhez (3.27 ábra). Mindegyik érték jó egyezésben van a Lada et al. (1991b,a)

3.9 Táblázat. A kumulatív logaritmikus K-szűrős luminozításfüggvény meredekségére kapott értékek. Összehasonlításuképp a táblázat tartalmaz néhány példát, melyet más halmazokra hasonló módszerrel határoztak meg.

halmaz	meredekség	referencia
M17	0.26	Lada et al. (1991a)
NGC2023	0.21 ± 0.01	Lada et al. (1991b)
NGC2024	0.37 ± 0.02	Lada et al. (1991b)
NGC2068	0.37 ± 0.02	Lada et al. (1991b)
NGC2068	0.38 ± 0.03	Lada et al. (1991b)
NGC7538 SQUID adatok teljes koncentráció	0.32 ± 0.04	jelen dolgozat
NGC7538 FLAMINGOS adatok teljes koncentráció	0.35 ± 0.01	jelen dolgozat
NGC7538 FLAMINGOS adatok 1. régió	0.25 ± 0.02	jelen dolgozat
NGC7538 FLAMINGOS adatok 2. régió	0.35 ± 0.02	jelen dolgozat
NGC7538 FLAMINGOS adatok 3. régió	0.37 ± 0.02	jelen dolgozat

által számoltakkal. A meredekségek hasonlósága megerősíti Muench et al. (2002) hipotézisét, miszerint a fiatal halmazoknál a luminozításfüggvény alakja nem változik akkor sem, ha a halmaz csillagainak kora nagyon tág határok között mozog ($\delta\tau \sim 5$ millió év).

Az előzőekben vázolt lépéseket a nagyobb határfényességű FLAMINGOS adatokra is elvégeztem. Ez esetben az illesztést a $K > 11$ és $K < 16$ magnitúdóértékekre számoltam ki. A teljes koncentráció esetén a meredekségre 0.35 ± 0.01 -ot kaptam, míg a McCaughrean et al. (1991) régiók esetén rendre 0.25 ± 0.02 , 0.35 ± 0.02 , 0.37 ± 0.02 az 1-es, 2-es és 3-as régióra. A meredekség változása arra utal, hogy valóban az 1-es régió tartalmazza a legfiatalabb csillagokat. Ez utóbbi eredmény azzal a korábban tett megállapítással együtt, hogy a 3-as McCaughrean et al. (1991) régió idősebb, mint a 2-es, megerősíti McCaughrean et al. (1991) feltevését, miszerint a régiók korszorozatot alkotnak (1-es a legfiatalabb, 3-as a legidősebb).

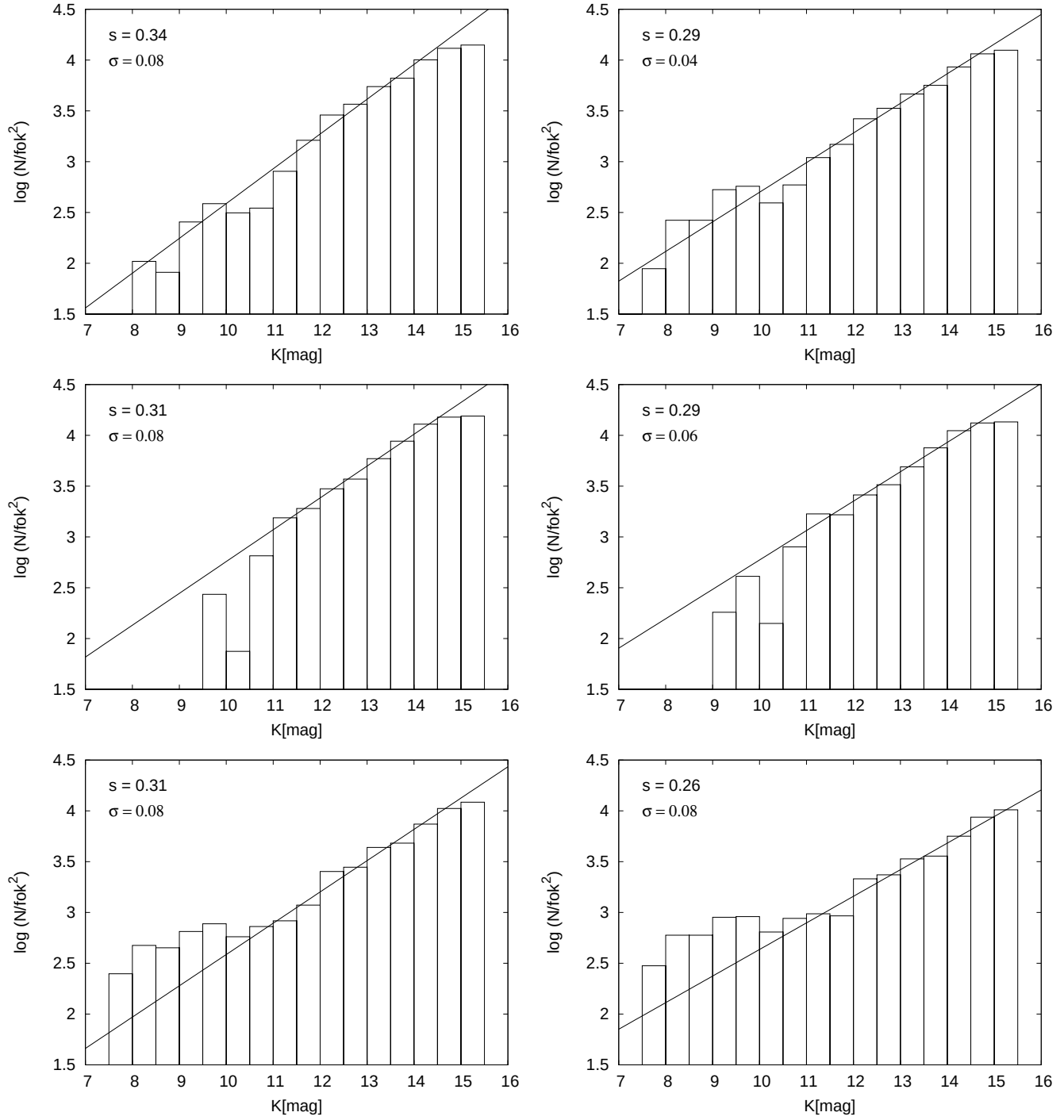
A meredekséget a 3.9 táblázatban gyűjtöttem össze. Itt szerepelnek még a korábban hasonló módszerrel Lada et al. (1991b,a) által más halmazokra megállapított meredekségek.

3.10 Táblázat. Az NGC 7538-ban található halmaz IMF-je alapján, az 1 és 120 naptömeg közötti csillagokra számolt össztömeg. Összehasonlításképp a táblázat tartalmazza a Plejádok, az ONC és a h és χ Per halmazok hasonló módon meghatározott össztömegeit

halmaz	tömeg [$M_{\odot}$]	referencia
NGC 7538	790	jelen dolgozat
ONC	450	Slesnick et al. (2002)
Plejádok	320	Slesnick et al. (2002)
h Per	3700	Slesnick et al. (2002)
χ Per	2800	Slesnick et al. (2002)

Az 1.1.4 fejezetben ismertetett módon meghatároztam a kezdeti tömegfüggvény meredekségét a kumulatív logaritmikus K-szűrős luminozításfüggvények átlagos meredekségéből (0.32). Ez az érték $\alpha \simeq 1.58$ -at adott, amely jelentősen meredekebb, mint a Salpeter által meghatározott érték. Természetesen a tömeg-fényesség reláció hatványának megváltozása jelentősen befolyásolja a végeredményt. Az 1.20. egyenletből látszik, hogy 10%-nyi változás a tömeg-fényesség reláció kitevőjében, 10%-nyi változást okoz az IMF meredekségében.

Ha ismerjük α -t, akkor a kezdeti tömegfüggvény kiintegrálásával első közelítésben megbecsülhetjük a halmazban található csillagok össztömegét. Hogy eredményeimet összehasonlíthassam más halmazokra számolt értékekkel, az integrálási határokat 1 és 120 naptömegnek vettem. Ezekkel a határokkal kiszámítottam, hogy a koncentráció közelítőleg 790 $M_{\odot}$ -nyi tömeget tartalmaz. Ez a tömeg nagyságrendileg megegyezik azzal, amit a Plejádok és az Orion-köd halmaz (Orion Nebula Cluster - ONC) esetében meghatároztak (Slesnick et al., 2002) és kb. 4-5-ször kisebb, mint a h (3700 $M_{\odot}$) és χ (2800 $M_{\odot}$) Per esetén (Slesnick et al., 2002).



3.27. ábra. Az NGC7538-ban található koncentráció kumulatív logaritmikus KLF-je. Felső panelek - minden csillag; középső panelek - 2-es McCaughrean et al. (1991) régió; alsó panelek - 3-as McCaughrean et al. (1991) régió. Bal oldali ábrák - a KLF-ek a kontrollmező csillagaival korrigáltak; jobb oldali ábrák - A KLF-ek a közvetlenül a koncentráción kívüli csillagokkal korrigáltak.

Összefoglalás

Dolgozatomban két nyílthalmaz és egy ionizált hidrogénfelhő (HII régió) fotometriai ill. spektroszkópai analízisét mutattam be.

Az NGC 7128 esetében kiterjedt fotometriai vizsgálatot végeztem az Instituto de Astrofísica de Andalucía munkatársaival együttműködve. Johnson (UBV) ill Strömgren ($uvby$) rendszerben történt fotometriai mérések segítségével meghatároztam a halmaz fizikai paramétereit (kor, távolság, átlagos vörösödés). A különböző módszerekkel kapott eredmények jó egyezésben vannak egymással. A Strömgren mérések alapján kiszámoltam a régió vörösödési törvényeit, melyeket a standard értékektől eltérőnek, de egymással konzisztensnek találtam. Ezzel megerősítettem Alfaro és Delgado (1991) azon a feltevését, miszerint a nagy vörösödésű területeken a vörösödési meredekségek eltérnek a standard értékektől.

A halmaz irányában található legfényesebb csillagokról spektrumokat is készítettem, melyek segítségével elvégeztem ezen csillagok spektrálklasszifikációját. A spektráltípusok felhasználásával szintén meghatároztam a vörösödést, melynek értéke jó egyezést mutatott a fotometriából nyert értékkel. A vörösödést a $\lambda 6613 \text{ \AA}$ -nél található diffúz intersztelláris sáv segítségével is kiszámítottam. Az így kapott érték szintén összhangban van a többi fotometriai és spektroszkópai vörösödéssel.

Végül a vörösödést meghatároztam Schlegel et al. (1998) vörösödési térképe segítségével. A kapott vörösödés majdnem duplája volt az előző értékeknek. Ezzel megerősítettem Stanek (1998) és Arce és Goodman (1999) állítását, miszerint a Schlegel-féle vörösödési térkép felülbecsüli a vörösödést a galaktikus fősíkhhoz ± 2 foknál közelebbi régiókban ill. az $E(B - V) > 0.15$ vörösödésű területeken.

A halmaz csillagainak spektroszkópai vizsgálata során két csillag spektrumában $H\alpha$ emissziót találtam. A csillagokat a klasszikus Be csillagok közé soroltam be.

Az NGC 6871 nyílthalmaz esetén spektroszkópai vizsgálatokat végeztem. A vizsgálat

fő célja volt olyan csillagokat találni, melyek spektruma emissziós vonalakat tartalmaz.

Több mint 1500 csillagról készítettem spektrumot az NGC 6871 látóirányában, melyek közül 44-nél kimutattam az emisszió jelenlétét a $H\alpha$ vonalban.

A csillagok spektrálklasszifikációjára kidolgoztam egy automatizált módszert, amely O'Connell (1973) és Worthey et al. (1994) keskenysávú spektrális indexeinek vizsgálatán alapul. Az eljárás felhasználásával klasszifikáltam az NGC 6871 irányába eső csillagokat, és az irodalomban fellelhető fotometria felhasználásával meghatároztam a halmaz fizikai paramétereit, valamint elkülönítettem az előtér- illetve háttérobjektumokat a halmaztagoktól.

A fotometriai és a spektroszkópiai információk segítségével megszerkesztettem a halmaz vörösdésmentes szín-fényesség-diagramját. Ennek segítségével ill. csillagok spektrumában található emissziós vonalak alapján elkülönítettem a PMS csillagokat az egyéb emissziós objektumoktól.

Megállapítottam, hogy a halmazban valószínűleg 11 PMS csillag található. Ezek $H\alpha$ index szerinti eloszlását összehasonlítottam, a Taurus-Auriga molekulafelhőben található PMS csillagok eloszlásával. Megállapítottam, hogy az eloszlás maximuma mindkét esetben ugyanannál az indexértéknél van, de az NGC 6871 esetén hiányoznak az erős emissziót mutató csillagok. Mivel a Taurus-Auriga molekulafelhő PMS csillagai jóval fiatalabbak ($\simeq 10^6$ évesek), mint az NGC 6871 PMS csillagai ($\simeq 10^7$ évesek), arra következtettem, hogy az akkréciós korong, mely a T Tauri csillagok emissziójának motorja, $\simeq 10^7$ éves időskálán eltűnik.

A spektroszkópiai mintában talált gyengevonalú T Tauri csillagok 45%-a mutat [SII] 36%-a pedig [NII] emissziót. Ilyen emissziót eddig még nem sikerült ezekben a csillagokban kimutatni. Ez arra utal, hogy ezen vonalak létrejöttében az eddig gondoltakkal ellentétben nem csak az akkrécióval összefüggő jelenségek (jet, korong-csillagszél kölcsönhatás) játszanak szerepet.

Az NGC 7538 jelű HII régióról méréseket készítettem közeli infravörösben. A mérések K szűrővel készültek, és a korábban S. Kenyon, M. Barsony és E. Lada által készített infravörös (JHK) méréseket egészítették ki.

Az infravörös források pozícióiból megszerkesztettem a terület simított csillagsűrűség kontúrjait, melyek segítségével meghatároztam az NGC 7538-ba ágyazott fiatal halmaz középpontjának koordinátáit. Közeli infravörös szín-fényesség- és szín-szín-diagramok

felhasználásával kimutattam, hogy a halmaz nagyrészt PMS csillagokból áll, és távolsága egyezésben van a HII régióra adott korábbi távolságbecslésekkel.

Fényesség- és színfüggvények segítségével igazoltam azt a feltevést, hogy a régió három egymástól elkülöníthető részre osztható, melyek vörösödése különböző (McCaughrean et al., 1991).

Megszerkesztettem a halmaz kumulatív logaritmikus luminozításfüggvényét, melyből becslést adtam a halmaz IMF-jének meredekségére. A kapott érték jó egyezést mutat a más csillagkeletkezési területekre meghatározott meredekség értékekkel. A régió különböző területeire megszerkesztett kumulatív logaritmikus luminozításfüggvények segítségével igazoltam, hogy a McCaughrean et al. (1991) által definiált régiók valóban egy korszorozatot alkotnak (délkeleti rész a legfiatalabb, északnyugati rész a legöregebb).

A kapott meredekségből az IMF kiintegrálásával megbecsültem a halmazhoz tartozó csillagok össztömegét, és megállapítottam, hogy a halmaz tömege kb. megegyezik azokkal a tömegekkel, melyeket a Plejádok és az Orion Nebula Halmaz esetén határoztak meg, de jóval kisebb, mint a χ és h Persei esetén kapott értékek.

Köszönetnyilvánítás

Mindenekelőtt szeretném kifejezni köszönetemet témavezetőimnek Dr. Vinkó Józsefnek és Prof. Scott J. Kenyonnak, mert minden tőlük telhető módon segítették munkámat. Hasznos tanácsaik nélkül valószínűleg sokszor tévútra kerültem volna. Emellett köszönet illeti őket a kutatásaimhoz szükséges anyagi fedezet előteremtéséért is.

Köszönöm a Smithsonian Astrophysical Observatory Pre-Doctoral programjának, hogy lehetővé tette azt, hogy 3 évet töltsék el a világ egyik vezető csillagászati kutatóintézetnek (Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics) falai között.

Köszönet Perry Berlindnek, hogy megismertetett az FLWO műszereinek működésével, valamint Mike Calkinsnak és a Harvard Egyetem hallgatóinak, hogy észleléseikkel segítették a munkámat. Az ő közreműködésük nélkül lehetetlen lett volna a spektroszkópiai vizsgálathoz szükséges anyag összegyűjtése.

Természetesen köszönettel tartozom Bor Zsoltnak, a Szegedi Tudománygyetem Optikai és Kvantumelektronikai Tanszékének vezetőjének, amiért lehetővé tette, hogy a tanszék profiljába nem vágó kutatómunkát végezzek.

Végül, de nem utolsósorban köszönet illeti a családomat a dolgozat megírása során tanúsított nagyfokú türelmükért és megértésükért, valamint azért, mert elviselték, hogy a munkám miatt gyakran hetekre is távol voltam otthonról.

Irodalomjegyzék

- Adams, F. C., Shu, F. H., and Lada, C. J., 1987, *BAAS* **19**, 1096
- Alfaro, E. J. and Delgado, A. J., 1991, *A&A* **241**, 69
- Alksnis, A. and Zacs, L., 1981, *Peremennye Zvezdy* **21**, 499
- Aller, L. H., 1943, *ApJ* **97**, 135
- Arce, H. G. and Goodman, A. A., 1999, *ApJL* **512**, L135
- Arenou, F., 1993, *Ph.D. Thesis*
- Arenou, F., Grenon, M., and Gomez, A., 1992, *A&A* **258**, 104
- Balog, Z., Delgado, A. J., Moitinho, A., Fűrész, G., Kaszás, G., Vinkó, J., and Alfaro, E. J., 2001, *MNRAS* **323**, 872
- Balog, Z. and Kenyon, S. J., 2002, *AJ* **124**, 2083
- Balona, L. A. and Shobbrook, R. R., 1984, *MNRAS* **211**, 375
- Barbon, R., 1969, *Memorie della Societa Astronomica Italiana* **40**, 45
- Battinelli, P. and Capuzzo-Dolcetta, R., 1991, *MNRAS* **249**, 76
- Becker, W., 1963, *Zeitschrift fur Astrophysics* **57**, 117
- Bernabei, S. and Polcaro, V. F., 2001, *A&A* **366**, 817
- Bertin, E. and Arnouts, S., 1996, *A&AS* **117**, 393
- Bertout, C., 1989, *ARA&A* **27**, 351
- Bertout, C., Basri, G., and Bouvier, J., 1988, *ApJ* **330**, 350

- Bessell, M. S. and Brett, J. M., 1988, *PASP* **100**, 1134
- Bica, E., Dutra, C. M., Soares, J., and Barbuy, B., 2003, *A&A* **404**, 223
- Blitz, L., Fich, M., and Stark, A. A., 1982, *ApJS* **49**, 183
- Bloomer, J. D., Watson, D. M., Pipher, J. L., Forrest, W. J., Ali, B., Greenhouse, M. A., Satyapal, S., Smith, H. A., Fischer, J., and Woodward, C. E., 1998, *ApJ* **506**, 727
- Campbell, B. and Persson, S. E., 1988, *AJ* **95**, 1185
- Carroll, B. W. and Ostlie, D. A., 1996, *An introduction to modern astrophysics*, Reading, MA: Addison-Wesley, 1996
- Chiang, E. I. and Goldreich, P., 1997, *ApJ* **490**, 368
- Claret, A., 1995, *A&AS* **109**, 441
- Cutispoto, G., Pastori, L., Tagliaferri, G., Messina, S., and Pallavicini, R., 1999, *A&AS* **138**, 87
- Delgado, A. J. and Alfaro, E. J., 2000, *AJ* **119**, 1848
- Delgado, A. J., Alfaro, E. J., Moitinho, A., and Franco, J., 1998, *AJ* **116**, 1801
- Dutra, C. M., Bica, E., Soares, J., and Barbuy, B., 2003, *A&A* **400**, 533
- Elias, J. H., Frogel, J. A., Matthews, K., and Neugebauer, G., 1982, *AJ* **87**, 1029
- Ellis, T. A., Drake, R., Fowler, A. M., Gatley, I., Heim, G. B., Luce, R. W., Merrill, M., Probst, R. G., and Buchholz, N. C., 1993, in *SPIE Vol.1765: Cryogenic Optical Systems and Instruments V*, p. 94
- Fabricant, D., Cheimets, P., Caldwell, N., and Geary, J., 1998, *PASP* **110**, 79
- Fassano, G. and Franceschini, A., 1987, *MNRAS* **225**, 155
- Fitzgerald, M. P., 1968, *AJ* **73**, 983+
- Gómez, M. and Kenyon, S. J., 2001, *AJ* **121**, 974
- Garcia, B., 1989, *Bulletin d'Information du Centre de Donnees Stellaires* **36**, 27

- Garmany, C. D. and Stencel, R. E., 1992, *A&AS* **94**, 211
- Gomez, M., Hartmann, L., Kenyon, S. J., and Hewett, R., 1993, *AJ* **105**, 1927
- Gray, D. F., 1992, *The observation and analysis of stellar photospheres*, Cambridge Astrophysics Series, Cambridge: Cambridge University Press, 1992, 2nd ed., ISBN 0521403200.
- Grigsby, J. A. and Morrison, N. D., 1988, *PASP* **100**, 830
- Gutierrez-Moreno, A. and Moreno, H., 1970, *A&A* **7**, 35
- Habing, H. J., Dominik, C., Jourdain de Muizon, M., Laureijs, R. J., Kessler, M. F., Leech, K., Metcalfe, L., Salama, A., Siebenmorgen, R., Trams, N., and Bouchet, P., 2001, *A&A* **365**, 545
- Haisch, K. E., Lada, E. A., and Lada, C. J., 2001, *ApJ* **553**, L153
- Hakkila, J., Myers, J. M., Stidham, B. J., and Hartmann, D. H., 1997, *AJ* **114**, 2043+
- Hartmann, L., Calvet, N., Gullbring, E., and D'Alessio, P., 1998, *ApJ* **495**, 385+
- Henden, A. A. and Kaitchuck, R. H., 1982, *Astronomical photometry*, New York, Van Nostrand Reinhold Co., 1982. 405 p.
- Henry, T. J., Walkowicz, L. M., Barto, T. C., and Golimowski, D. A., 2002, *AJ* **123**, 2002
- Hiltner, W. A., 1956, *ApJS* **2**, 389+
- Hoag, A. A. and Applequist, N. L., 1965, *ApJS* **12**, 215
- Hoag, A. A., Johnson, H. L., Iriarte, B., Mitchell, R. I., Hallam, K. L., and Sharpless, S., 1961, *Publications of the U.S. Naval Observatory Second Series* **17**, 343
- Hoyle, F. and Wickramasinghe, C., 1982, *ApSS* **86**, 321
- Jacoby, G. H., Hunter, D. A., and Christian, C. A., 1984, *ApJS* **56**, 257
- Jaschek, C. and Jaschek, M., 1987, *The classification of stars*, Cambridge: University Press, 1987
- Jenniskens, P. and Desert, F.-X., 1994, *A&AS* **106**, 39

- Jerzykiewicz, M., Pigulski, A., Kopacki, G., Mialkowska, A., and Niczyporuk, S., 1996, *Acta Astronomica* **46**, 253
- Johnson, H. L., 1961, *Lowell Observatory Bulletin* **5**, 133
- Jordi, C., Masana, E., Figueras, F., and Torra, J., 1997, *A&AS* **123**, 83
- Joy, A. H. and Abt, H. A., 1974, *ApJS* **28**, 1+
- Kaszás, G., Vinkó, J., Szatmáry, K., Hegedus, T., Gál, J., Kiss, L. L., and Borkovits, T., 1998, *A&A* **331**, 231
- Kenyon, S. J., Brown, D. I., Tout, C. A., and Berlind, P., 1998a, *AJ* **115**, 2491
- Kenyon, S. J. and Hartmann, L., 1987, *ApJ* **323**, 714
- Kenyon, S. J. and Hartmann, L., 1995, *ApJS* **101**, 117+
- Kenyon, S. J., Lada, E. A., and Barsony, M., 1998b, *AJ* **115**, 252
- Kenyon, S. J., Yi, I., and Hartmann, L., 1996, *ApJ* **462**, 439
- Kimeswenger, S. and Weinberger, R., 1989, *A&A* **209**, 51
- Knude, J., 1992, *A&AS* **92**, 841
- Kohoutek, L. and Wehmeyer, R., 1997, *Catalogue of stars in the northern Milky Way having H-alpha in emission*, Catalogue of stars in the northern Milky Way having H-alpha in emission, Publisher: Hamburg Sternwarte, 1997 Contents Pt.1 Catalogue. Pt.2 Charts
- Lada, C. J., 1987, in *IAU Symp. 115: Star Forming Regions*, pp 1–15
- Lada, C. J. and Adams, F. C., 1992, *ApJ* **393**, 278
- Lada, C. J., Depoy, D. L., Merrill, K. M., and Gatley, I., 1991a, *ApJ* **374**, 533
- Lada, C. J. and Lada, E. A., 2003, *ARA&A* **41**, 57
- Lada, C. J., Lada, E. A., Muench, A. A., Haisch, K. E., and Alves, J., 2002, in *The Origins of Stars and Planets: The VLT View. Proceedings of the ESO Workshop held in Garching, Germany, 24-27 April 2001, p. 155.*, pp 155–+

- Lada, E. A., Evans, N. J., Depoy, D. L., and Gatley, I., 1991b, *ApJ* **371**, 171
- Lada, E. A., Strom, K. M., and Myers, P. C., 1993, in *Protostars and Planets III*, pp 245–277
- Landolt, A. U., 1983, *AJ* **88**, 439
- Landolt, A. U., 1992, *AJ* **104**, 340
- Lang, K. R., 1992, *Astrophysical Data I. Planets and Stars.*, Astrophysical Data I. Planets and Stars, X, 937 pp. 33 figs.. Springer-Verlag Berlin Heidelberg New York
- Mardones, D., Myers, P. C., Tafalla, M., Wilner, D. J., Bachiller, R., and Garay, G., 1997, *ApJ* **489**, 719
- Massey, P., Johnson, K. E., and Degioia-Eastwood, K., 1995, *ApJ* **454**, 151+
- McCaughrean, M., Rayner, S., and Zinnecker, H., 1991, *Mem. Soc. Astron. Italiana* **62**, 715
- Mermilliod, J., 1995, in *ASSL Vol. 203: Information & On-Line Data in Astronomy*, pp 127+
- Mermilliod, J.-C., Claria, J. J., Andersen, J., and Mayor, M., 1997, *A&AS* **324**, 91
- Meyer, M. R., Calvet, N., and Hillenbrand, L. A., 1997, *AJ* **114**, 288
- Miller, G. E. and Scalo, J. M., 1979, *ApJS* **41**, 513
- Momose, M., Tamura, M., Kameya, O., Greaves, J. S., Chrysostomou, A., Hough, J. H., and Morino, J.-I., 2001, *ApJ* **555**, 855
- Muench, A. A., 2002, *Ph.D. Thesis*
- Muench, A. A., Lada, E. A., Lada, C. J., and Alves, J., 2002, *ApJ* **573**, 366
- Muench, A. A., Lada, E. A., Lada, C. J., Elston, R. J., Alves, J. F., Horrobin, M., Huard, T. H., Levine, J. L., Raines, S. N., and Román-Zúñiga, C., 2003, *AJ* **125**, 2029
- Neckel, T., Klare, G., and Sarcander, M., 1980, *A&AS* **42**, 251
- O’Connell, W. O. R., 1973, *AJ* **78**, 1074+

- Olsen, E. H., 1983, *A&AS* **54**, 55
- Osterbrock, D. E., 1989, *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*, Research supported by the University of California, John Simon Guggenheim Memorial Foundation, University of Minnesota, et al. Mill Valley, CA, University Science Books, 1989, 422 p.
- Oudmaijer, R. D., Busfield, G., and Drew, J. E., 1997, *MNRAS* **291**, 797
- Palla, F. and Stahler, S. W., 1990, *ApJL* **360**, L47
- Peacock, J. A., 1983, *MNRAS* **202**, 615
- Press, W. H., Flannery, B. P., Teukolsky, S. A., and Vetterling, W. T., 1993, *Numerical Recipes in C: The Art of Scientific Computing*, Cambridge University Press
- Racca, G., Gómez, M., and Kenyon, S. J., 2002, *AJ* **124**, 2178
- Reimann, H.-G., 1989, *Astron. Nachr.* **310**, 273
- Relyea, L. J. and Kurucz, R. L., 1978, *ApJS* **37**, 45
- Ruprecht, J., 1966, *Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia* **17**, 33
- Sagar, R., 1987, *MNRAS* **228**, 483
- Salpeter, E. E., 1955, *ApJ* **121**, 161
- Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., and Davis, M., 1998, *ApJ* **500**, 525
- Schuster, W. J. and Nissen, P. E., 1989, *A&A* **221**, 65
- Shobbrook, R. R., 1983, *MNRAS* **205**, 1215
- Shobbrook, R. R., 1984, *MNRAS* **211**, 659
- Shu, F. H., 1977, *ApJ* **214**, 488
- Siess, L., Dufour, E., and Forestini, M., 2000, *A&A* **358**, 593
- Silverman, B. W., 1986, *Density estimation for statistics and data analysis*, Monographs on Statistics and Applied Probability, London: Chapman and Hall, 1986

- Slesnick, C. L., Hillenbrand, L. A., and Massey, P., 2002, *ApJ* **576**, 880
- Spangler, C., Sargent, A. I., Silverstone, M. D., Becklin, E. E., and Zuckerman, B., 2001, *ApJ* **555**, 932
- Stahler, S. W., 1983, *ApJ* **274**, 822
- Stanek, K. Z., 1998, *astro-ph/9802307* p. preprint
- Stephens, M. A., 1970, *JRSSb* **32**, 115
- Surma, P., 1993, *A&A* **278**, 654
- Svolopoulos, S. N., 1961, *ApJ* **134**, 612
- Turner, D. G., 1976, *AJ* **81**, 1125
- Ungerechts, H., Umbanhowar, P., and Thaddeus, P., 2000, *ApJ* **537**, 221
- Vinkó, J., Remage Evans, N., Kiss, L. L., and Szabados, L., 1998, *MNRAS* **296**, 824
- Wallerstein, G., Jacobsen, T. S., Cottrell, P. L., Clark, M., and Albrow, M., 1992, *MNRAS* **259**, 474
- Walter, F. M., 1987, *PASP* **99**, 31
- Walter, F. M., Brown, A., Mathieu, R. D., Myers, P. C., and Vrba, F. J., 1988, *AJ* **96**, 297
- Wang, J.-J. and Hu, J.-Y., 2000, *A&A* **356**, 118
- Warren, W. H., 1976, *MNRAS* **174**, 111
- Werner, M. W., Becklin, E. E., Gatley, I., Matthews, K., Neugebauer, G., and Wynn-Williams, C. G., 1979, *MNRAS* **188**, 463
- Whitelock, P. A., 1985, *MNRAS* **213**, 59
- Whitney, B. A., Kenyon, S. J., and Gomez, M., 1997, *ApJ* **485**, 703
- Worthey, G., Faber, S. M., Gonzalez, J. J., and Burstein, D., 1994, *ApJS* **94**, 687
- Wynn-Williams, C. G., Becklin, E. E., and Neugebauer, G., 1974, *ApJ* **187**, 473

- Yao, Y.-Q., Chen, Y.-F., Yang, J., Takanori, H., Nagata, T., and Sato, S., 2000, *Acta Astronomica Sinica* **41**, 2
- Zakirov, M., 1997, *Informational Bulletin on Variable Stars* **4503**, 1
- Zickgraf, F., 2000, in *ASP Conf. Ser. 214: IAU Colloq. 175: The Be Phenomenon in Early-Type Stars*, pp 26–+

A dolgozat angol nyelvű összefoglalása

Scientific Background and Research Goals

It was recognized long time ago that stellar clusters are perfect laboratories for stellar evolution research. Their study plays a very important role in our current understanding of star formation and stellar evolution. From this point of view the most important property of star clusters is that they contain statistically significant number of stars spanning a wide range of stellar mass within a relatively small volume of space. This provides the ability to obtain information about many stars during a short period of time using relatively simple methods. Because these stars formed more or less simultaneously from the same progenitor molecular cloud, observation of the cluster color-magnitude diagrams can be used to test the stellar evolution theories. Moreover, they provide the smallest physical scale over which the stellar initial mass function can be studied.

Because the cluster is held together by the gravitational attraction of its members, its evolution is governed by Newton's laws. In many body systems these interactions are extremely complicated, so stellar clusters provide important tests for studies of stellar dynamics. Their spatial distribution plays a vital role in mapping the galactic structure. For example, the distribution of the globular clusters helped us to discover the position of the galactic center and the existence of the galactic halo.

Young open clusters provide data on recent star formation in galaxies and in the spiral arms of our Milky Way. These clusters might also be of interest for understanding the origin of our solar system. The presence of short-lived radioactive nuclei in meteoritic samples has suggested that the Sun itself was formed near a massive star and thus likely was a member of a relatively rich cluster.

We know very little about the origin of clusters. Globular clusters of the Galaxy

formed billions of years ago, so direct empirical study of their formation is impossible. However, open clusters seem to be formed continuously in the disk of our Galaxy, and, in principle, direct study of the physical processes leading to their formation is possible.

The observations of open clusters is a crucial source of information to the understanding of the physical processes leading from molecular clouds to Main Sequence stars. Stars are formed continuously in our Galaxy so open clusters make it possible to study each step of clustered star formation. The physical properties of Pre-Main Sequence (PMS) stars in open clusters can be determined more reliably than in the case of single stars.

The most important clusters are the young open clusters which preserved their original stellar population. Older ($\tau > 10^7$ yr) open clusters may loose members due to evolution and dynamical effects. However, the study of young open clusters is sometimes complicated, since the stars might still be embedded in dust and gas that reduces the accuracy of the photometric measurements, and may have very non-uniform extinction. 2-3 million year-old clusters are usually undetectable in optical wavelengths, since they are totally embedded in their parental molecular cloud. To study these clusters, we need to use observations in the infrared. This technique, however, started its rapid development only during the last decade.

Research methods

During my work I used the equipments of several observatories: Fred Lawrence Whipple Observatory, Tucson, Arizona, USA; German-Spanish Astronomical Center, Calar Alto, Spain; David Dunlap Observatory, Richmond Hill, Canada. I have also analyzed data obtained by my collaborators. I performed the reduction and analysis of the data using self developed computer codes and the IRAF computer program.

I used classical isochrone fitting for the determination of the physical parameters of clusters. I identified PMS stars using their photometric and spectroscopic properties.

I developed a method for spectral classification using spectroscopic indices of different chemical elements. I used similar method for spectroscopically identifying young stars. This method uses the strength of H_α and H_γ to decide, whether a star shows emission or not. Sometimes the H_α emission only fills the core of the absorption line, thus, it is visually undetectable.

In the case of NGC 7538 I used standard IR techniques to study the embedded cluster. I used the cumulative logarithmic K-band luminosity function for determining the slope of the initial mass function.

Results

I present the photometric and spectroscopic analysis of two open clusters and an ionized hydrogen cloud (HII region).

For the study of NGC 7128 I carried out an extensive photometric campaign in collaboration with researchers of the Instituto de Astrofísica de Andalucía. Using Johnson (*UBV*) and Strömgren (*uvby*) measurements, I determined the physical parameters (age, distance, reddening) of the cluster. The result obtained with different methods are consistent. Using Stromgren measurements I calculated the redding laws of the region. The results were consistent with each other but they differed from the standard reddening law for the Galaxy. This confirmed the hypothesis that in the areas of large reddening the reddening slopes differ from the standard values.

I obtained spectra of the brightest stars in the field of NGC 7128 and performed spectral classification for these stars. Using the newly determined spectral types I calculated the average reddening which was in good agreement with the value determined from photometry. I also estimated the reddening from the $\lambda 6613$ Å diffuse interstellar band. This reddening also agreed with the previous values within the errors.

During the spectroscopic survey I found H_{α} emission in the spectra of two stars. I classified these stars as classical Be stars.

I carried out a spectroscopic survey of NGC 6871. I secured spectra of more than 1500 stars in the field. I detected H_{α} emission in 44 stars.

For the spectral classification I worked out a method using narrow band spectral indices. With this method I classified the stars in the sample and determined the physical parameters of the cluster using published photometry. Using the individual reddening of the stars I separated the probable cluster members from foreground and background objects.

Combining the photometric and spectroscopic information I constructed the reddening-free color-magnitude diagram of NGC 6871. Using this diagram and the emission lines in

the spectrum, I separated the PMS stars from other emission-line objects.

I showed that there are 11 PMS stars in NGC 6871. I compared the distribution of their H_α index to the distribution of PMS stars in the Taurus-Auriga molecular cloud. I showed that the peak of the H_α index distribution coincides with the peak observed for WTTS's in the Taurus-Auriga cloud, but in NGC 6871 there are no stars showing strong emission. Since the PMS stars in the Taurus-Auriga cloud are much younger ($\simeq 10^6$ yr) than those in NGC 6871 ($\simeq 10^7$ yr), I concluded that the accretion disk which is the engine of the T Tauri emission, disappears on a timescale of 10^7 yr.

Among the weak line T Tauri stars (WTTS) in the sample, 45% shows [SII], while 36% [NII] emission. These forbidden emission lines have not been detected in such stars so far. This implies that the formation of these lines might not only be associated with accretion phenomena, like jets or disk-wind interaction.

I collected near-IR photometry of the NGC 7538 region in K-filter. The measurements were complemented earlier infrared (JHK) data of S. Kenyon, M. Barsony and E. Lada.

I constructed the smoothed stellar density contours of the region from the position of the infrared sources. Using these contours I discovered a young cluster embedded in NGC 7538 and determined the central coordinates. Using infrared color-color and color-magnitude diagrams I showed that the cluster consists of mainly PMS stars and its distance is in good agreement with the earlier estimates of the distance of the associated HII region.

Using luminosity- and color functions I proved the hypothesis that the region can be divided into three parts in which the average reddenings are different.

I constructed the cumulative logarithmic luminosity function of the clusters, and estimated the slope of the IMF of the clusters. The results is in good agreement with the values derived for other star forming regions. Using cumulative logarithmic luminosity functions for the different parts of the region I proved that these regions (defined by McCaughrean) are forming an age sequence (South-Eastern part is the youngest, North-Western part is the oldest).

I calculated the total mass of the cluster by integration of the initial mass function using the slope derived from the cumulative logarithmic luminosity function. The total mass of the cluster is turned out to be similar to the total mass of the Orion Nebula Cluster and the Pleiades, but much lower than the total mass of χ and h Persei.