

Szegedi Tudományegyetem
Természettudományi és Informatikai Kar
Kísérleti Fizikai Tanszék

SZAKDOLGOZAT

Az M4 gömbhalmaz PSF fotometriája

Készítette: Szandi Gábor
Fizika BSc szakos hallgató

Témavezető: Dr. Székely Péter
Egyetemi adjunktus
SZTE Kísérleti Fizikai Tanszék

Szeged
2014

Tartalomjegyzék

1. Bevezetés	3
1.1 Céljaim	3
1.2 Eszközök	3
2. Elméleti háttér	4
2.1 Gömbhalmazok	4
2.2 Az M4	6
2.3 A változócsillagok típusai	7
2.4 CCD chippek	9
2.5 PSF-fotometria	13
3. A képfeldolgozás lépései	15
3.1 Feladatok és eszközök	15
3.2 Bias-korrekción	16
3.3 Dark-korrekción	17
3.4 Flat-korrekción	18
3.5 A képek összetolása	21
4. Képadatok kinyerése	23
4.1 FWHM, szórás, háttér	23
4.2 WCS transzformáción I.	23
4.3 PSF fotometria	25
4.4 WCS transzformáción II.	27
5. Adatok feldolgozása	28
5.1 Fénygörbék előállítás	28
5.2 Első eredmények	30
5.3 Fénygörbék elemzése, fázisgörbék	30
6. Eredmények	31
7. Összefoglalás	36
8. Irodalomjegyzék	37
9. Nyilatkozat	38
10. Melléklet	39

1. Bevezetés

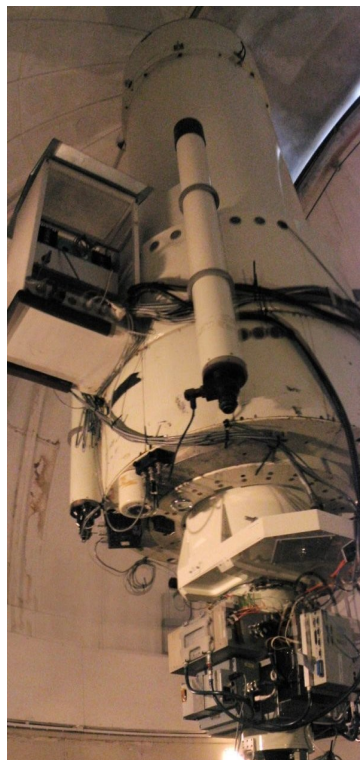
1.1 Céljaim

Céлом az IRIS és IRAF szoftvercsomagok használatával a PSF-fotometria alkalmazásának elsajátítása az M4 gömbhalmazról készített képek felhasználásával, valamint a halmazban változócsillagok keresése, azok besorolása periódusidejük és fényességváltozásuk alapján, fénygörbéik, majd azokból fázisgörbéik elkészítése.

1.2 Eszközök

A feldolgozásra váró képeket Dr. Székely Péter készítette 2003 július 28. és 2003 augusztus 15. között. A képek az ausztrál SSO (Siding Spring Observatory) 1 méteres ANU távcsövével készültek, 8 szegmenses (40'x26') Wide Field Imager CCD-vel, V szűrővel. Az M4 központi területe, melyen vizsgálataimat végeztem, ezen CCD egy szegmensét foglalta el.

Munkám során az IRIS csillagászati képfeldolgozó szoftvert és az IRAF csillagászati képfeldolgozó programcsomagot használtam. Ezen kívül az adatok vizsgálatához Dr. Székely Péter és Dr Kiss L. László által C, valamint Pascal nyelven írt programjait használtam.



1. ábra. Az SSO 1 méteres
ANU távcsöve
(forrás: Dr. Székely Péter)

2. Elméleti háttér

2.1 Gömbhalmazok

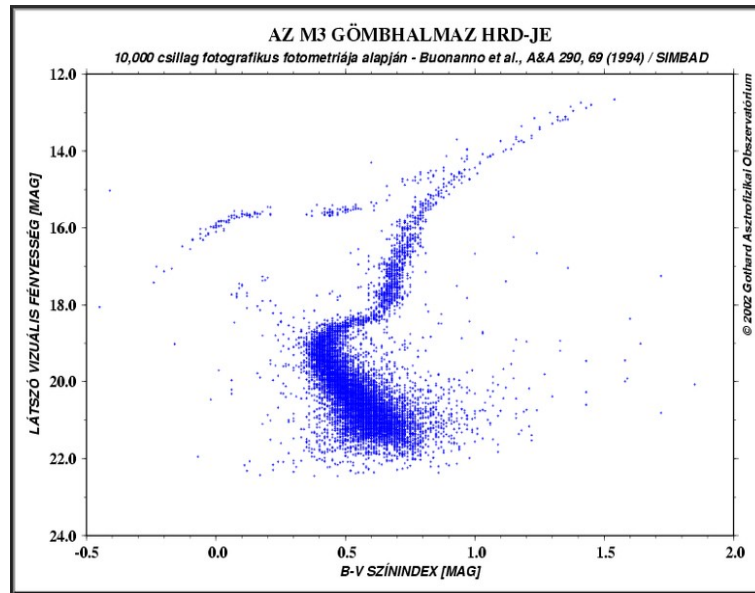
A csillagok nem egyenletesen oszlanak el a térben. Egyazon összesűrűsödő gázfelhőből keletkezve a kialakuló csillagok gyakran együtt maradnak, gravitációsan kötött csoportosulást alkotva. Ezek kialakulásuk idejét, körülményeit tekintve három különböző csoportba sorolhatóak: csillagasszociációk, valamint nyílt- és gömbhalmazok.

Az *asszociációk* a legkisebb csillagcsoportosulások. Tipikusan néhány (esetleg néhány száz), fiatal, 10^6 - 10^8 éves csillag alkotja. Alakjuk szabálytalan, továbbá ezek a társulások expanzívak, gravitációsan instabilak. Tejútrendszerünkben megközelítőleg ezer ilyen asszociációt találhatunk, ezek közül eddig kb. 150-et katalogizáltak.

A *nyílthalmazok* I. populációs, néhány milliárd éves objektumok; szabálytalan alakzatot felépítő csillagaik száma nagy intervallumban (néhány tíztől néhány ezerig) mozog, míg átmérőjük jellemzően 10 pc alatti. Nyílthalmazokat elsősorban a Tejútrendszer (és más galaxisok) spirálkarjaiban találunk, emiatt (és mert csillagaikat nehéz a háttércsillagoktól megkülönböztetni) megfigyelésük nehézkes. Számukat a Tejútrendszerben 15000 körülire tehetjük, ezek közül több mint ezer katalogizált.

A *gömbhalmazok*, mint nevük is mutatja, szabályos gömb alakú csillaghalmazok. Jóval idősebb, zömmel II. populációs csillagokból állnak, számuk egy-egy halmazban a több tízezertől akár a több százezerig terjedhet. A gömbhalmazok mérete széles skálán mozoghat, átlagos átmérőjük 50 pc. Ezen – a Tejútrendszer halójában gömbszimmetrikusan elhelyezkedő – halmazok száma galaxisunkban kb. ezerre tehető, ezek közül eddig nagyságrendileg 150 katalogizált. Elhelyezkedésük okozza azt, hogy az északi féltékről jóval kevesebb figyelhető meg belőlük. A déli égbolton különösen a Sagittarius csillagkép irányában gyakoriak.

Korukból kifolyólag a gömbhalmazok legfényesebb tagjai szuperóriások vagy vörös óriáscsillagok. A csillagképződés ezekben az objektumokban gyakorlatilag leállt, mivel ködökben igen szegények. Másik jellemzőjük, hogy sok RR Lyrae típusú változócsillagot tartalmaznak. Ezek „standard gyertyák”, melyek a gömbhalmazok távolságbecslését nagyban megkönnyítik. A fősorozatról elfejlődött csillagok nagy száma miatt a gömbhalmazok Hertzsprung-Russell-diagramja elég tipikus.



2. ábra. Egy gömbhalmaz (M3) HRD-je.

Jól megfigyelhető a pont, ahol a fősorozatról való elfejlődés épp tart,
továbbá a horizontális ág az RR Lyrae-sávval.

(forrás: <http://www.gothard.hu/astronomy/astroteaching/astrophysics/stars/hrd/hrd.php>).

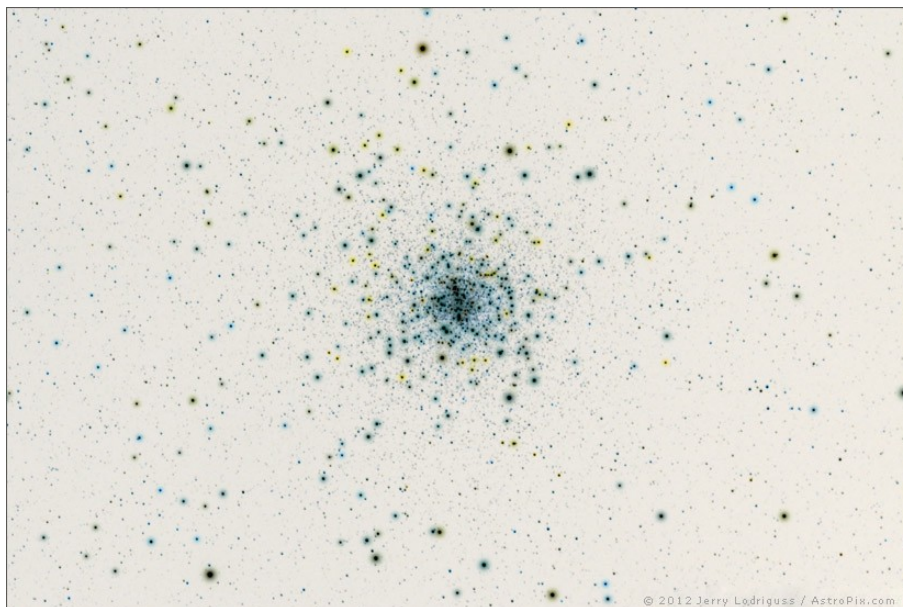
Az égbolt ezen látványos elemei kedvelt célpontjai mind az amatőr, mind a profi csillagászoknak. Sokszor szabad szemmel is megfigyelhetőek, bár csillagokra bontásukhoz már valamilyen eszköz szükséges. [1]

2.2 Az M4 gömbhalmaz

Philippe Loys de Chéseaux fedezte fel 1746-ban. Charles Messier híres katalógusából élete során csak egyetlen gömbhalmaz, az M4 esetén volt képes annak csillagokra bontására.

Ez annak köszönhető, hogy az M4 az egyik hozzánk legközelebb lévő gömbhalmaz, távolsága körülbelül 7200 fényév. Átmérője mintegy 75 fényév, ami ebből a távolságból 26,3 ívperc látszólagos átmérőt jelent, ehhez 5,6 látszólagos magnitúdó társul. Az M4 – melynek NGC katalógusbeli azonosítója NGC 6121 – a Skorpió csillagképben, annak alfája, az Antares közelében helyezkedik el. A csillagkép elhelyezkedéséből adódóan (Ra: 16h 23,6m; Dec: -26° 32') tőlünk a legjobban a nyári hónapokban figyelhető meg. [2]

Igen gyakran megfigyelt objektum, mely számtalan érdekességet rejt. Központi területén egy 11^m-s csillagokból álló, sűrűbb, küllőszerű képződmény található (a képen függőlegesen). Itt találták meg a legidősebb bolygót (2,5 Jupiter-tömegű, ~13milliárd éves), mely egy pulzárral és egy fehér törpével alkot hármas rendszert. Ebben a halmazban fedezték fel az első milliszekundumos pulzárt is. [3]



3. ábra. Az M4 gömbhalmaz.

(forrás: <http://www.astropix.com>)

2.3 A változócsillagok típusai

A változócsillagokat alapvető tulajdonságaik alapján több csoportra oszthatjuk.

Alapvetően 2 nagy csoportjukat különböztethetjük meg, a *valódi* (intrinsic) és *látszólagos* (extrinsic) változókat.

A **valódi változócsillagokat** további osztályokra bonthatjuk, a pulzáló, a kataklizmikus és eruptív változókra.

A *pulzáló* változóknak több típusa ismert, többek között a cefeidák, RR Lyrae-, RV-Tauri-, Mira-típusú változók. Míg a cefeidák, RR Lyrae, δ Scuti típusú változók rövidebb periódusidejűek, mely jellemzően néhány órától néhány napig terjed, addig a Mira vagy az RV Tauri típusú változócsillagok periódusideje jóval hosszabb, akár néhány száz nap is lehet.

Az *eruptív* változók jelenségeit a róluk ledobódó anyag, illetve a környező csillagközi anyaggal való kölcsönhatásuk okozza. Sok közülük közeli kettős tagja. Tipikusan óriás, szuperóriás-csillagok, melyek nagy mennyiségű anyagot veszítenek, illetve protocsillagok, melyek fejlődésük során irreguláris fényváltozásokat mutatnak.

A *kataklizmikus* változócsillagok többé-kevésbé az eruptívak egy változatának tekinthetők. Ide soroljuk a szupernóvákat, nóvákat, törpenóvákat, valamint többek között a T Tauri-típusú fiatal, irregulárisan változó csillagokat, és az R Coronae Borealis-típusú csillagokat is.

A **látszólagos változóknak** is több típusa van. Általában kettőscsillagok.

Egyik típusuk a *fedési kettősök* csoportja. A fényességváltozást ez esetben az okozza, hogy keringési síkjuk jó közelítéssel látóirányunkba esik, így felőlünk nézve a kettős tagjai periodikusan kitakarják egymást.

Másik típusa közeli kettősöknél figyelhető meg. Ezek szoros keringésük során deformációt szenvednek, így ellipszoid alakjuk is okozhat fényességváltozást. Előfordulhat továbbá, hogy a csillagok felszíne nem homogén, hanem „napfoltok” tarkítják, vagy közeli kettősöknél a (nagyobb hőmérsékletű) partner csillag felé néző oldalon forróbb (fényesebb)

terület, úgynevezett „hotspot” található.

A *pulzárok* is az extrinsic változócsillagok közé tartoznak. Ezen égitestek gyors forgásuk közben rádiósugár-nyalábot bocsátanak ki mágneses pólusaik irányába, melyek, ha az észlelő látóirányába esnek, szintén fényességváltozásként észlelhetőek. [5]

A vizsgálatomhoz használt képek jó közelítéssel egyhetes időintervallumot fedtek le, így csak olyan változócsillagok megtalálását remélhettem, melyek periódusideje néhány óra, legfeljebb néhány nap. Így egyes pulzáló változócsillag-típusok jöhettek szóba, esetleg nagyon szoros kettősök. Forgási változók a kis fényességváltozás miatt nem voltak megfelelőek, bár néhány típusuk periódusideje a megfelelő értékek közé eshet.

Munkám eredményeképp elsősorban a gömbhalmazokban gyakran, nagy számban előforduló RR Lyrae-típusú változócsillagok felfedezését vártam. Fényességváltozásuk, periódusidejük, előfordulásuk alapján ezek vélhetően a legkönnyebben felfedezhető objektumok a rendelkezésre álló képeken. [6]

2.4 A CCD chippek

- A CCD elődje: a fotolemez

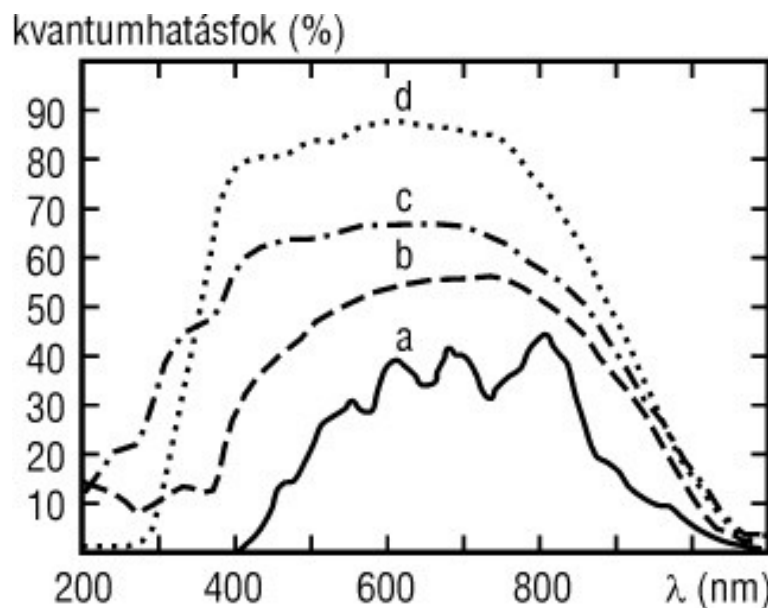
A *fotolemezek* nagy, akár 40 centiméteres lemezek voltak, melyeken egy fotoemulziós réteg rögzítette a teleszkóp képét. Ennek a módszernek előnyei mellett számos olyan hátránya volt, melyek megnehezítették a vele való munkát. A lemezek kvantumhatásfoka meglehetősen alacsony volt, ami azt jelenti, hogy a beérkező fotonoknak mindössze 3-4%-át voltak képesek hasznosítani. És bár a fotolemezekre lehetett órákon, vagy akár éjszakákon keresztül is exponálni, viszont ennél a módszernél a lemez feketedése nem volt egyenesen arányos az expozíció idejével (a reciprocitási törvény szerint), így több órás felvétel esetén egyre több idő kellett egységnyi határfényesség-növeléshez. Ez a gyakorlatban azt jelentette, hogy a határfényességet nemigen lehetett 22-23 magnitúdó fölé növelni. További kellemetlen körülményt jelentett, hogy a használt fotoemulziók a fény csak egy szűkebb hullámhossz-tartományán – a 300-500 nm közötti, kék tartományban – voltak elég érzékenyek, az ennél nagyobb hullámhosszakra egyre kevésbé. Ez a tény volt az oka annak, hogy a sok újdonságot sejtető infravörös megfigyeléseket csak speciális, direkt ilyen feladatokra készített, infravörösben érzékeny fotoemulziók használatával lehetett megvalósítani. A fotolemezekkel való munka ezután is tartogatott nehézségeket a kor csillagászai számára: a fotolemezek előhívása, adataik manuális, képről-képre történő feldolgozása, továbbá az elkészült képek archiválása, tárolása is körülményes, nehézkes folyamat volt.

Ezen nehézségek, továbbá a fejlődő orosz és amerikai űrprogramok szondáinak megfelelő képalkotó eszközökkel való ellátása egy könnyebben használható metódust igényelt.

- A CCD megjelenése

Az első *CCD-chip* (*Charge Coupled Device*) 1970 körül jelent meg, persze ez még elég gyenge minőségű volt. Az első jó minőségű csillagászati képet adó CCD-t 1974-ben készítették, ez mindössze 100x100 pixel méretű volt. Bár ez még összehasonlíthatatlanul gyengébb volt, mint a fotolemezes eljárás, az új technológia számos előnnyel rendelkezett, hátrányait pedig az idők folyamán igyekeztek csökkenteni.

Egyik nagy előnyének tekinthetjük a lineáris működését, azaz a fotolemezzel ellentétben a képen megjelenő intenzitásérték az expozíciós idővel egyenes arányban nőtt. Ez lehetővé tette igen különböző fényességű objektumok összehasonlítását. Nagyságrendileg ez a dinamikatartomány 10-12^m-re nőtt CCD esetén, míg a fotolemezek használatával ez az érték mindössze 5^m körül volt. További előnyt jelentett a jóval nagyobb kvantumhatásfok, mely már a korai CCD-k esetén is 40% körüli volt, a későbbi fejlesztéseknek köszönhetően (megvilágítás irányának módosítása, hogy a fénynek ne kelljen az elektródákon átjutnia; fluoreszcens bevonatok a beérkező fény hullámhosszának módosítása érdekében; antireflexiós bevonatok a minél kisebb veszteségért) manapság ez az érték eléri a 90-95%-ot!



4. ábra. Különböző CCD chipek kvantumhatásfoka:

(a) elülső megvilágítású, (b) hátsó megvilágítású, (c) hátsó megvilágítású, fluoreszcens bevonattal, (d) hátsó megvilágítású, VISAR antireflexiós bevonattal.

(forrás: Meteor Csillagászati Évkönyv, 2002)

A CCD hátránya a fotolemezekét megközelítő méretekben történő előállításának költségessége. A hibátlan chippek előállítása nagyobb eszközök esetén egyre nehezebb, hiszen akár egy-egy hibás pixel is használhatatlanná teheti az egész panelt. Ezt manapság több, kisebb méretű panel egymás mellé építésével küszöbölik ki, így a nagyobb panelekkel ellentétben a hibák előfordulása ritkább. Természetesen ez a megoldás sem tökéletes: az illesztési pontoknál, ahol nincsenek pixelek, „vakfoltok” találhatóak a látómezőben, továbbá az így illesztett chippek érzékenysége sem tökéletesen azonos, azaz a képek egyes területei között intenzitásbeli különbségekkel találkozhatunk. Ezeket a problémákat több, egymástól kissé eltolt kép készítésével orvosolják, melyekből azután létrehoznak egy korrigált képet. További hátránya a felbontóképességének elmaradása a fotolemezek hasonló tulajdonságaihoz képest.

- A CCD-chip működése

Egy klasszikus CCD chip felépítése a következő: vegyünk egy félvezető lapkát, mint hordozóréteget (Si), egyik oldalát vonjuk be vékony szigetelő réteggel (SiO_2), majd a szigetelőréteg másik oldalára helyezzünk elektródát. Fény hatására a fényelektromos hatás következményeképp elektronok lökődnek ki a szilíciumréteg kristályszerkezetéből. Ha az elektródára pozitív feszültséget kapcsolunk, a szabad elektronok összegyűlnek a szigetelő elektródával átellenes oldalán, azaz ezzel kvázi egy potenciálgödröt hoztunk létre a hordozórétegben. Ha elegendő távolságra egymástól több elektródát helyezünk el a felületen, minden elektródához létrehozhatunk egy-egy ilyen potenciálgödröt (ha túl közel kerülnek egymáshoz, a potenciálgödrök gyakorlatilag „összeolvadnak”, azaz csak egy, közös potenciálgödrünk lesz). Ezzel az eljárással egymástól elszigetelt helyeket hozunk létre a szilíciumban, amelyben az adott területen a fotonok által kiváltott elektronokat csapdázhatjuk, ezzel gyakorlatilag leképezve a teljes hordozórétegre beeső fény intenzitás szerinti eloszlását, azaz magát a képet.

Ezzel a módszerrel megkapjuk a réteg egyes területeire eső fotonok egymáshoz viszonyított arányát, viszont ahhoz, hogy ebből képet alkothassunk, ezen információkat meg is kell szereznünk, azaz a CCD-ből ki kell nyernünk. A CCD chippek egy-egy pixele valójában három, egymástól elkülönülő elektródából áll, ezek közül az egyik az, ami ténylegesen csapdázza az elektronokat, a másik két elektródára eleinte nem kapcsolunk

feszültséget. Ők az adatok továbbításában játszanak majd szerepet. Exponálunk, a beeső fotonok kiváltanak elektronokat, melyeket ezen az egy „működő” potenciálgödörben gyűjtünk össze. Ezek után célunk az, hogy az összegyűjtött elektronokat a CCD egyik oldalán található „regiszter” pixelekre továbbítsuk. Ezt úgy tesszük meg, hogy a feszültség alatt lévő elektródánk feszültségét elkezdjük csökkenteni, míg a mellette lévőét növeljük lassan, a potenciálgátat csökkentve, így átadjuk az elektronokat a következő elektródának. Eközben a másik oldali elektródánk továbbra is 0 potenciálon marad, így akadályozva meg, hogy a csökkenő potenciálgödörből az elektronok rossz irányba mozduljanak el. Így a pixelek által összegyűjtött elektronok egy pixellel közelebb kerülnek a regiszterhez, míg a legközelebbi elektródák elektronjai át is jutnak azokra. Ezután a regiszterből a fent ismertetett módon, de annak irányára merőlegesen, sorban kiolvassuk a regiszter pixeljeinek értékeit. Miután ez megtörtént, a regiszterek kiürültek: léptethetünk még egyet a kép pixeljein a következő sor elektronjait juttatva a regiszterekbe, majd azokat is kiolvassuk, és így tovább. A kiolvasási eljárás struktúrája miatt a kiolvasott pixelek sorszáma alapján egyértelműen következtethetünk eredeti helyükre a képen, így könnyedén rekonstruálhatjuk majd a rögzített információkat. Az így kinyert jel meglehetősen gyenge, ezért erősítőbe vezetik, majd A/D konverterrel digitalizálják az erősítóből nyert analóg jelet. A konverter típusa határozza meg a kiolvasott pixel színmélységét, ugyanis egy 8 bites konverter csak 2^8 árnyalat megkülönböztetésére képes, míg egy 16 bites 2^{16} félére. Általánosságban elmondhatjuk, hogy a 2^8 , azaz 256 árnyalatú kép nem elég részletes, így csillagászati képek esetén 16, vagy 32 bites A/D konvertereket használnak.

Ez a kiolvasási eljárás meglehetősen időigényes, különösen nagy chippek esetén. Ez (többek között) több regiszter beépítésével csökkenthető. Léteznek próbálkozások más típusú képképző eszközök megvalósítására, például a pixelenkénti címezéssel rendelkező CMOS chippek, vagy a szupravezető alagút-csatolt detektorok (STJ), melyek a CCD-nél érzékenyebbek, továbbá a beérkező fotonok energiájának függvényében váltanak ki elektronokat, azaz használatukkal spektroszkópiai információkhoz is juthatunk. [4]

2.5 PSF-fotometria

A csillagok pontszerű fényforrásnak tekinthetők, az elkészült csillagászati képeken azonban nem pontszerűnek látszanak: számos torzító hatás lép fel a felvételek készítése során. Ezek egyik csoportja a műszerek által okozott hibák. A távcsövek felépítésükből adódóan a pontszerű fényforrásról diffrakciós képet alkotnak. Tökéletes leképezőrendszer esetén csak az így kialakuló Airy-féle elhajlási képet kapnánk, ám ezen rendszerek mindenképp tartalmaznak egyéb hibaforrásokat is. Bár a leképezés nem tökéletes, a beeső intenzitásból nem veszítünk, azaz a „szétterülő” csúcs pixeljeire eső intenzitásunk összege jó közelítéssel megmarad (egy-két kivételtől eltekintve, pl. adaptív optika).

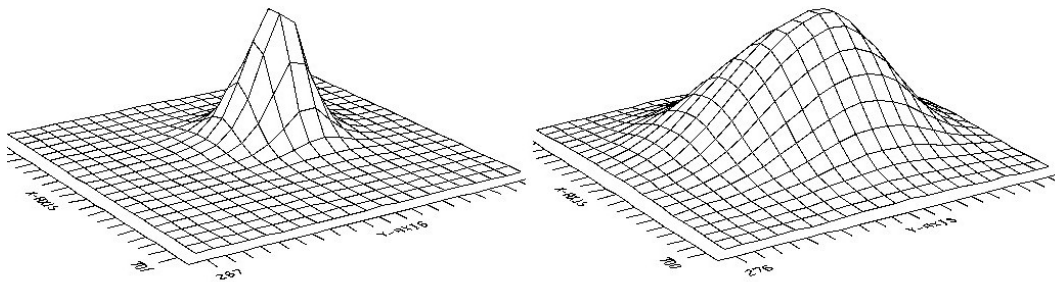
A fentieknél azonban jóval komolyabb zavaró hatás érvényesül a fény légkörön való áthaladása közben. A légkörben fellépő apró zavarok, turbulenciák a távcsövekénél sokkal nagyobb hibát okoznak a felvételeken. Ezek a véletlenszerű ingadozások a hosszú expozíciós idő alatt kiátlagolódnak, egy kiszélesedett képet alkotva a fényforrásról.

A PSF (point spread function – pont kiszélesedési függvény) ezen hibák összességének átviteli függvénye a pontszerű fényforrásra. A kialakuló csillagprofil jó közelítéssel Gauss-függvényt ír le, azaz két dimenzióban Gauss-felületet (lásd 6. ábra).

Az apertúra-fotometria során a csillag valamely átmérőjű környezetét vesszük, és az abba eső pixelek összintenzitását feleltetjük meg a csillag intenzitásának. Az apertúra méretének kiválasztása sarkalatos pontja a műveletnek, túl kicsire választva elveszítünk információt hordozó pixeleket, míg túl nagy apertúra esetén a környező háttér, esetleg közeli másik fénypont pixeljei is rontják az eredményt.

A PSF-fotometria során az intenzitáseloszlást próbáljuk mintafüggvényekkel illeszteni, majd az illesztett függvény és a mintafüggvény közötti eltérést vizsgáljuk. Ez esetben az illesztett függvény térfogata lesz arányos a csillag fényességével.

Sok csillagot tartalmazó égterületek (mint az M4) esetén az apertúra-fotometria a csillagok nagy száma és az „összeérő” csillagprofilok miatt nehézkesen, vagy egyáltalán nem használható.



5. ábra. Ugyanazon csillag profilja 3,8-as és 9,3-as félértékszélesség (FWHM) mellett.

3. A képfeldolgozás lépései

3.1 Feladatok és eszközök

Az észlelés során elkészített nyers felvételek nem alkalmasak közvetlenül adatok kinyerésére. Ahhoz, hogy használható információkra tegyünk szert a képekből, alkalmassá kell tennünk őket a vizsgálatokra. Ezen célt szolgálják az ún. alapkorrekciós lépések (preprocessing). A nyers képek számos hibával terheltek, melyek zömmel az észleléshez használt eszközök tökéletlenségeiből adódnak, ám ezek ismert jelenségek, így a kész képeken hatásaik általában könnyedén csökkenthetők.

A korrekciókhoz két különböző programcsomagot használtam.

Az *IRAF* (*Image Reduction and Analysis Facility*) egy széleskörűen alkalmazható programcsomag speciálisan csillagászati képfeldolgozásra kifejlesztve. Az ingyenes programcsomagot az arizonai National Optical Astronomy Observatory készítette. Linux és Mac OSX rendszereken használható parancssoros szoftver, használata a rengeteg *taszknak* és ezernyi beállítási lehetőségnek köszönhetően meglehetősen összetett, gyakorlott felhasználónak is tartogat kihívásokat. [7]

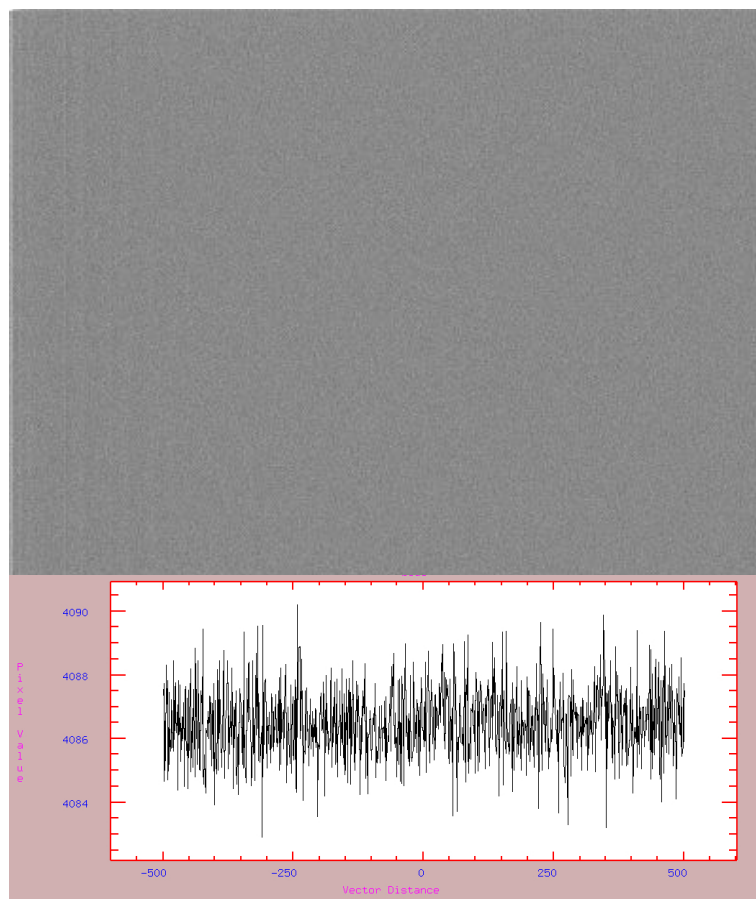
Az *IRIS* egy szintén ingyenes csillagászati képfeldolgozó szoftver. Windows rendszerre íródott, de Linuxon is könnyedén használható. Grafikus felülettel rendelkezik, mely megkönnyíti a felhasználók műveletek közötti navigálását. Számos opciója DSLR képek feldolgozásához készült, így ideális választás amatőr természetfotósok, amatőr csillagászok számára is. Használatát részletes, mintaképekkel ellátott angol nyelvű segédlet könnyíti. Tapasztalataim szerint képességei szerényebbek, mint az IRAF-nek, néhány műveletet mégis könnyebben és gyorsabban végezhettem el vele. [8]

A csillagászati képeken 3-féle alapvető korrekciós eljárást kell végeznünk, ezek sorrendben: **bias**, **dark**, **flat** korrekció.

Részletes leírásukban szemléltetésként az IRIS segédlet vonatkozó részének magyarázó képeit használtam.

3.2 Bias-korrekció

A képeken a hasznos jelhez egy közel konstans állandó jel adódik hozzá, mely függetlenül mind az expozíció idejétől, mind a hőmérséklettől mindig jelen van. Ez a bias, vagy offset jel a CCD pixelek alap jelszintjéből, valamint a kiolvasórendszer zajából tevődik össze. A korrekciós bias-képeket nulla expozíciós idővel készítjük, azaz exponálás nélkül kiolvassuk a CCD pixelek tartalmát. Mivel ez az érték additívan járul hozzá a kép jeléhez, eltávolításához egyszerűen ki kell vonnunk a bias-jelet a képekből. Érdeemes több bias-képet készíteni, majd ezeket átlagolni, ezzel egy ún. master bias-képet létrehozva. Mivel a bias-jel minden körülmények között jelen van a készülékben (azaz a többi korrekciós kép elkészítésekor is), ezért a master bias-képet *minden* egyéb képből ki kell vonnunk.



6. ábra. Egy master bias-kép, és egy sorrészletének metszete. Látható, hogy nem homogén.

(forrás: www.astrosurf.com)

3.3 Dark-korrekción

A képek készítése során a hasznos jelhez egy, a hőmozgás által kiváltott elektronok okozta zaj is hozzáadódik. Ezt a zajt hívjuk sötétáramnak, hiszen akkor is megfigyelhetjük, ha a detektorunkat egyetlen foton sem éri.

Ez a zaj annál nagyobb, minél kevésbé van lehűtve a detektorunk, valamint minél hosszabb expozíciós idővel dolgozunk. Ha a kamerát erősen hűtjük, akár folyékony nitrogénnel vagy szárazjéggel, mint a professzionális, nagy obszervatóriumokban, a sötétáram gyakorlatilag elhanyagolhatóvá válik. Kisebb teleszkópok hűtésénél bevált módszer a Peltier-elemes módszer, ez viszont kisebb teljesítményű. A környezethez képest -40°C – -50°C hőmérséklet-csökkenés érhető el vele, ez esetben viszont még kénytelenek vagyunk számolni a sötétárammal, azaz muszáj dark-képeket készítenünk. Ez esetben is célszerű több képet készítenünk, majd azokat átlagolnunk. Ezzel javítjuk a jel/zaj arányt, és könnyebben észrevehetjük a „forró” pixeleket. Ugyanis az egyes pixelek nem reagálnak azonos módon a hőmérséklet-változásra, azaz lesznek pixelek, melyek sötétárama szignifikánsan magasabb lesz a dark-kép átlagánál. Ezen pixeleknek köszönhető a nyers képek „szemcsés” kinézete. Ezek a magasabb intenzitású pixelek jellemzően minden dark-képünkön megmaradnak, azaz az átlagolás után le tudjuk majd vonni őket az objektumképeinkből. Mivel a sötétáram idő- és hőmérsékletfüggő, dark-képeinket az objektumképekkel azonos expozíciós idővel (időkkkel) és azonos hőmérsékleten (hőmérsékleteken) kell elkészítenünk, majd ügyelnünk kell arra, hogy az azonos körülmények között készült dark-képekből készítsünk mastereket; annyit, ahány hőmérsékleten és ahányféle expozícióval készítettük felvételeinket. Az elkészült master dark-képből természetesen le kell vonnunk a már elkészült master bias-képünket is.



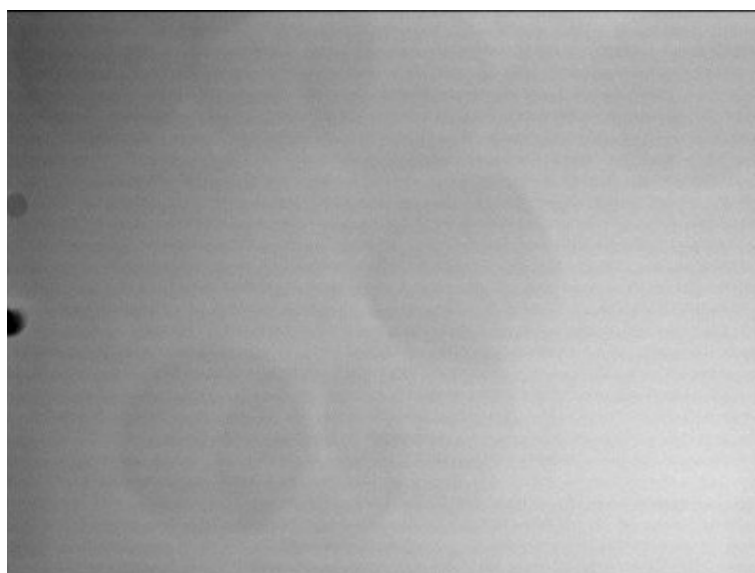
7. ábra. Master dark-kép. Megfigyelhető a forró pixelek okozta szemcsésség.
(forrás: www.astrosurf.com)

3.4 Flat korrekció

A korrekciós eljárások harmadik, nagyon fontos típusát a flat korrekció jelenti. A CCD chipek pixeleinek érzékenysége nem tökéletesen egyforma. Ezért, ha egyenletesen világítjuk is meg a detektorunkat, a kapott képünk nem lesz homogén. Ennek köszönhetően a képeink az eddigieken felül még egy effektussal terhelődnek, mely komolyan rontja a képek használhatóságát. Ezen felül a fentebb említett módon a megvilágításhoz használt egyenletes fényünk sosem lesz homogén, mire a CCD pixeljeire ér. Ezt az optikai rendszeren lévő szennyeződések, valamint az optikai vignettálás jelensége okozza, mely a kép széleinek gyengébb megvilágítását jelenti.

Ezen jelenségek eltávolítása érdekében a teleszkóppal egy egyenletesen megvilágított területről készítünk képeket (flat-képek). A gyakorlatban ez kétféle módon történhet: a teleszkópok kupoláiban direkt e célból szokás egy homogén fehér felületet elhelyezni (dome-flat), vagy lehetőség van az alkonyati, vagy hajnali szürkületi égboltról képeket készíteni (skyflat). Az első eset néhány teleszkópnál nehézkes lehet, ha a felületet nehéz egyenletesen megvilágítani, kisebb teleszkópoknál pedig eleve nincs is ilyen felület, így csak a skyflat marad az egyetlen lehetséges opció. Ezen második lehetőségnek is vannak azonban nehézségei: ha túl világos égbolton készítjük a flat-képeket, nagyon rövid expozícióval kell készülniük, nehogy beégjenek. Mivel pedig a flat-képek is terheltek a

sötétáram okozta zajjal, a rövidebb expozíciójú flatekhez is külön készítenünk kell megfelelő darkokat (kivéve persze, ha a hatékony hűtésnek köszönhetően nem szükséges dark-korrekción végeznünk). Ha túl sötét égen készítjük a flat-képeket, akkor pedig fennáll a veszélye, hogy néhány fényesebb objektum már megjelenik majd a szürkületi égboltunkon is. Ezt megelőzendő célszerű egymás után készített flat-képeinket úgy elkészítenünk, hogy a teleszkópot minden kép után kicsit elmozdítjuk, így egy esetleges fényes csillag az elkészült képek más-más területén fog megjelenni. Ezután a felbukkanó csillagok kiküszöbölése érdekében a flat-képeket a többivel ellentétben median-átlagoljuk, így a master képről már eltűnnek ezek az objektumok. Amennyiben többféle szűrővel dolgozunk, kénytelenek vagyunk minden egyes szűrővel flat-képeket készíteni, mivel az egyes szűrők felületén is lehetnek eltérő helyen szennyeződések. A flat kép akkor jó, ha a pixelek átlagos intenzitása körülbelül az intenzitás-tartomány közepére esik, azaz 16 bites kép esetén (65536 intenzitásérték) körülbelül 30-35 ezer közé. Ennek értéke az ég világosságától és az expozíciós időtől függ, így eltalálásához sok próbálkozás, vagy nagy rutin szükséges. Végezetül a dark és bias zajtól mentesített master flat-képet 1-re normáljuk, vagyis átlagértékét 1-nek választjuk, az ettől eltérő pixelek arányosan más értékeket kapnak. Ez azért fontos, mert az eddigiekkel ellentétben a flat-képet nem kivonjuk a nyers képből, hanem elosztjuk vele, így „kiegyenlítve” a különböző érzékenységű területek eltéréseit.



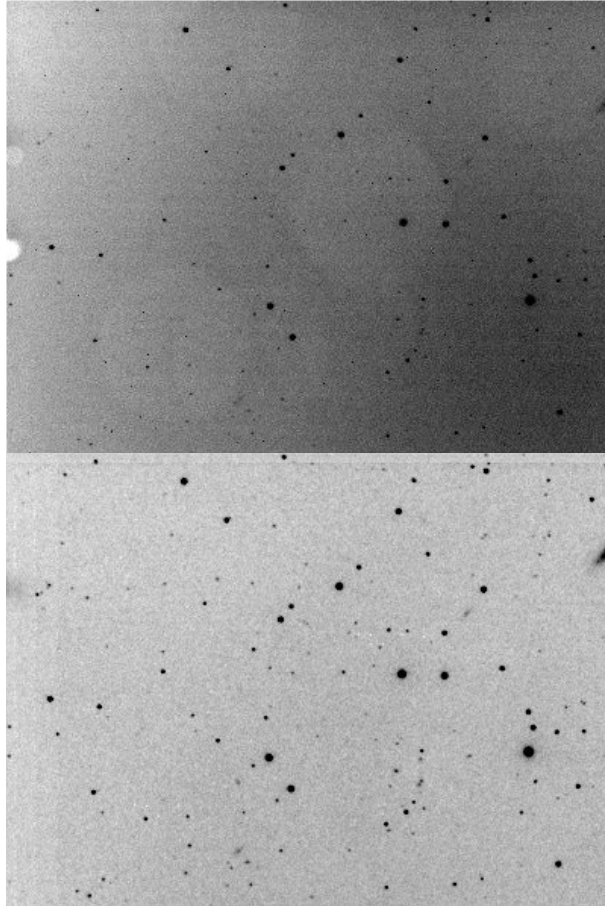
8.ábra. Flat-kép, rajta a jellemző vignettálással és különböző szennyeződésekkel.

(forrás: www.astrosurf.com)

Összesítve tehát a nyers képpel végzendő műveletek:

$$\text{feldolgozott kép} = \frac{(\text{nyers kép}) - (\text{dark}) - (\text{bias})}{(\text{flat}) - (\text{flat dark}) - (\text{bias})}$$

A különbség egy nyers és egy feldolgozott kép között:



9. ábra. Nyers és redukált kép összehasonlítása.

(forrás:www.astrosurf.com)

A fenti műveletek természetesen mind elvégezhetőek az IRAF programcsomaggal. A bias-, dark- és flat-képek masteit az IRAF-ban az alábbi útvonalon elérhető *task*okkal készítettem el (sorrendben):

- **noao** → **imred** → **ccdred** → **zerocombine**, **darkcombine**, **flatcombine**, majd a mastelek levonása a nyers képekből a
- **noao** → **imred** → **ccdred** → **ccdproc** taskkal történik.

Esetemben a képek az SSO 40 inches távcsövével készültek, hűtése miatt dark-képek nem készültek, így csak bias- és flat -korrekciót kellett végezniem.

3.5 A képek összetolása

Szintén az alapkorrekciós lépések közé tartozik a képek összetolása.

Ha csillagászati felvételeket akarunk készíteni, melyek expozíciója több tíz másodperc vagy akár több perc is lehet, feltétlenül szükségünk van óragépre, mely teleszkópunkat a célobjektumon tartja, miközben az halad az égen (ennyi idő alatt akár több látómezőnyit is elmozdulhat az ég felettünk). A vezetés azonban nem pontos, képről képre előfordulnak néhány (vagy akár néhány tucat) pixeles eltérések az objektumok képen elfoglalt pozíciói között. Mivel a csillagokat az adatfeldolgozás során pixelkoordináták alapján azonosítottam, elengedhetetlen volt, hogy minden képem tökéletesen fedésben legyen a többivel, így egyértelműen meghatározva a felvételek objektumait.

A képek összetolására IRAF-ban az **imalign**, vagy az **xregister** taskot használhatjuk, bármely programcsomagból.

Ami miatt ezen kezdeti lépésekhez mégis az IRIS szoftvert választottam a jól bevált IRAF helyett, az a képek összetolása volt. Képeim némelyike komoly elmozdulást mutatott a többihez képest, és az IRAF taskjaival - bár beállításai széleskörűen módosíthatók - nem tudtam megfelelő eredményt elérni. A beállításoknak egy megfelelő kombinációja bizonyára jól működött volna, azonban az IRIS ennél könnyebb módszert kínált.

Az IRIS '**Preprocessing**' menüje tartalmaz egy '**Automatic Preprocessing (2)**' nevű menüpontot, mely a master képek levonásával együtt képes megcsinálni az összetolást is (a mastereket ez esetben is meg kell előtte csinálnunk). Ehhez a felugró menüablak *align* területén ki kell pipálnunk az 'Automatic registration'-t. Ezek után megadjuk a zóna méretét, amin az összetoláshoz referenciacsillagokat keres a program, majd elindítjuk a műveletet. Ha minden jól ment, hamarosan megkapjuk a korrigált képeket, melyeket a program össze is ad nekünk egyetlen képbe. Ez szemléltetési célokra ideális, azonban nekünk a képek adataira egyesével van szükségünk, ezért az '**Automatic Preprocessing (1)**'-et választjuk, mely csak a masterek levonását végzi el.

Ezután következhet a képek összetolása.

Először is nyissuk meg az egyik képünket. Az összetolást a program '**Processing**' menüjének '**Stellar registration**' opciója különösebb beállítgatás nélkül megteszi nekünk.

A felugró ablak négyféle metódust kínál:

- (One star) Kiválaszthatunk a képünkön egyetlen csillagot, melyet minden képen megkeres a szoftver. Ez esetben csak eltolást végez a program, forgatást, nyújtást nem.
- (One matching zone) Egyetlen csillag helyett választhatjuk a kép egy területét is. Ez esetben lesz egy kipipálható opciónk, mellyel egy terület kiválasztása helyett az egész képet használhatjuk. Ez a lehetőség lineáris transzformációt végez.
- (Three matching zone) A harmadik típus a három összehasonlító zóna használata egy helyett. Ezeket a szoftver választja ki, bár a területek méreteit beállíthatjuk. Amennyiben képeink el is vannak forgatva egymáshoz képest, ez az opció lesz számunkra a megfelelő.
- (Global matching) Az utolsó opció minden képen egyenként azonosítja az összes csillagot. Ennél a műveletnél megadhatunk négyzetes vagy köbös transzformációt is akár. Ez egy igen erőteljes opció, képes olyan felvételek összetolására, melyek különböző optikai torzulásokat szenvedtek, vagy akár különböző eszközökkel készültek.

Bár esetemben ilyesmiről nem volt szó, a IRAF-fel tapasztalt nehézségeket figyelembe véve ez utóbbi eljárást választottam, mely bár időigényes volt, végül néhány nagyon rossz minőségű képet kivéve eredményesnek bizonyult.

4. Képadatok kinyerése

4.1 FWHM, szórás, háttér

Ezeknél a műveleteknél már a nagyobb tudású IRAF programcsomagot használtam. Az első lépés a számunkra a későbbiekben fontos információk kinyerése a képekből. Szükségünk van minden kép jellemző paramétereire, a *félértékszélességre* (FWHM), a *szórásra* (STDDEV), és a *háttérre* (SKY). Ezt az IRAF **imexamine** taskjával tehetjük meg, mely segítségével kiválasztunk egy közepes méretű, egyedülálló csillagot, valamint egy csillagmentes égterületet, és ezekből vételezzük a szükséges adatokat. Mivel sok képről van szó, célszerű egy listát készíteni egy shell-scriptbe, mely minden képünk **imexamine** parancsát tartalmazza, így automatizálva a procedúrát, amennyire lehet. Én is ezt tettem. Az így kapott adatok között rengeteg volt, ami számomra nem volt szükséges, így egy awk-scriptet használtam, mely kiválogatta a nekem fontos adatokat.

A következő lépésben ki kellett választanom a legjobb minőségű képet, hogy az legyen a referenciakép a további vizsgálatok során. Ehhez egy olyan egyszerű C programot használtam, mely összehasonlítja az FWHM-eket, kiválasztja a legkisebbet, majd ha több ilyen van, azok közül kiválasztja a legkisebb szórásút. Ezzel megkaptam a legjobb minőségű képet, ennek félértékszélessége 3,85 pixel volt. Ezt a képet használtam, mint referencia-képet a további műveletek során.

4.2 WCS transzformáció I.

Képeimen az objektumok azonosítása ebben a szakaszban még csak pixelkoordináták alapján volt lehetséges, viszont a későbbi műveletekhez elengedhetetlen volt képeimet a WCS-ben (World Coordinate System) is elhelyezni. Ehhez szükségem volt egy képre az M4-ről a DSS (Digitalized Sky Survey) gyűjteményből, melyet az ESO (European Southern Observatory) online archívumából nyertem. [13] Ezen a honlapon koordináták vagy objektumnév alapján kereshetünk, és a szükséges égbolterület méretét is megadhatjuk. [9]

A letöltött képen azonosítottam egy előzőleg a referenciaképen kiválasztott, jól elkülönülő csillagot. A **WCSTools** programcsomag tartalmazza az *imwcs* programot, mely a képek WCS-koordinátákkal való ellátását végzi. Ezen parancshoz számos kapcsolót kellett használnom, az utasítás végül így nézett ki: *imwcs -l -p 0.38 -vw -q isn -n 8 -d wcsstar -c ua2 -j 16:23:36 -26:26:20 -h 100 ref.fits*.

Itt az *-l* kapcsoló egy függőleges tengelyre való tükrözés,
a *-p 0.38* az elkészült képekre vonatkozó arcsec/pixel értéket állítja be,
a *-vw* a képek headerjébe írja a kapott adatokat, valamint részletezi a köztes eredményeket,

a *-q -isn -n 8* iterációt és szigma-klippinget állít be $n=8$ ismétléssel,
a *-d wcsstar* a kiválasztott csillag pixelkoordinátáit tartalmazó fájlt jelöli ki,
a *-c ua2* adja meg, hogy az illesztéshez az USNO A2.0 katalógusát használja,
a *-j 16:23:36 -26:26:20* a kiválasztott csillag WCS-koordinátáit adja meg,
míg a *-h 100* a használandó referencia-csillagok számát állítja be.

A fentiekből látható, hogy a művelethez szükség volt még az USNO A2.0 katalógusra, mely az interneten több forrásból is beszerezhető.

Az azonosításhoz a referenciaképen a *daofind*-dal talált csillagokat fényesség szerint rendeztem, majd a gömbhalmaz középső területén található objektumokat kizártam, hogy az *imwcs* könnyebben találjon megfelelő csillagokat az azonosításhoz.

Ezzel a PSF előtti utolsó lépéseket elvégeztem, következhetett a képek adatainak tényleges feldolgozása.

4.3 PSF fotometria

A PSF fotometria elvégzése számos lépésből áll. Ezen lépéseket először a referenciaképen végeztem el – az alább részletezett okok miatt –, és csak ezután következhetett a teljes képállományt feldolgozó műveletsor. Az alkalmazandó taszkok kimenetei jellemzően a következő taszkhoz szükséges bemenetek is egyben, így sorrendjük meghatározott volt.

A szükséges lépések és az ezekhez használt taszkok sorrendben a következők voltak:

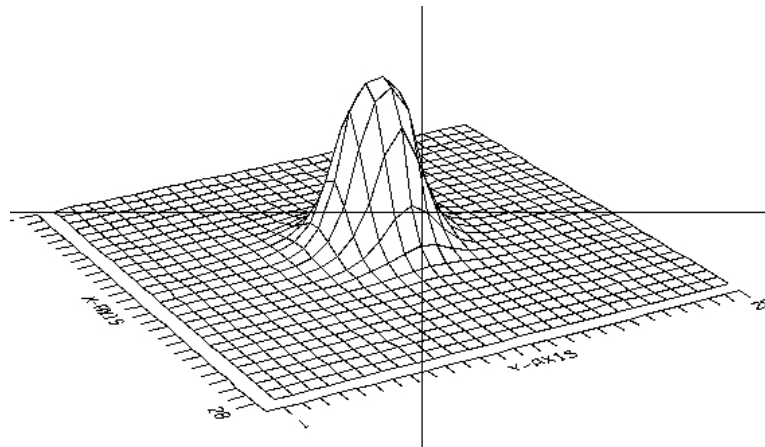
- Először a **daofind** taszkra volt szükség. Ezzel az IRAF egy fájlba listázza az adott képen található összes csillagot. A taszkban fontos néhány paramétert beállítani: a *datapars* paraméter-csoporton belül a félértékszélességet (*fwhmpsf*) és a szórást (*sigma*) az aktuális képet jellemző értékekre kell beállítanunk, melyekre előzőleg a képadatok kinyerésének első lépésében az **imexamine** taszk segítségével tettem szert. Be kellett állítanom továbbá a használható pixel-értékek alsó és felső határát, ezeknek 0, és 40000 értékeket választottam.

- Második lépésben a **phot** taszkkal apertúra fotometriát végez az IRAF. Ehhez ismét szükséges néhány paramétert beállítani. Az imént említett *fwhmpsf* és *sigma* paraméteren kívül az *annulus* = $2,5 \cdot \text{FWHM}$, *dannulus* = 3, *apertur* = $2 \cdot \text{FWHM}$ értékekkel dolgoztam, a Csillagászati Laboratórium II. gyakorlatomon megismertek alapján.

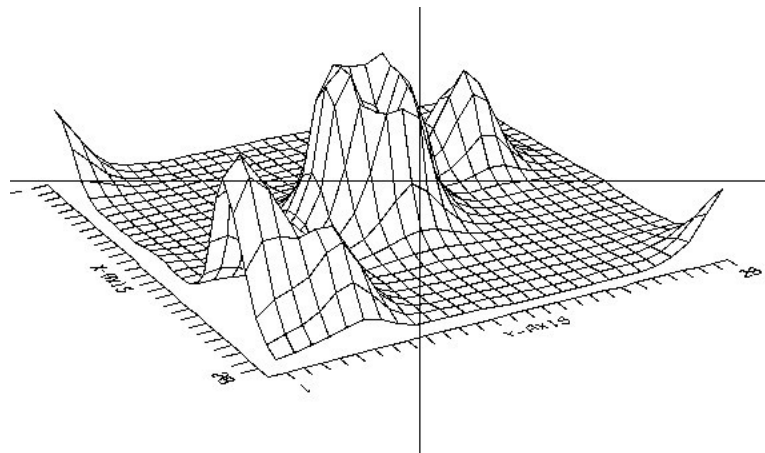
- A következő a **pstselect** taszk volt. Ennek feladata a PSF illesztéshez alkalmas csillagok kiválasztása. Az eddig beállított paramétereken kívül megadtam a kiválasztandó PSF-csillagok maximális számát (*maxnpsf* = 100), az illesztendő függvényt (*function* = *moffat25*), a *psfrad* = $2,5 \cdot \text{FWHM}$, *fitrad* = $1,5 \cdot \text{FWHM}$, *wsannul* = 3 és *sannulu* = $2,5 \cdot \text{FWHM}$ paramétereket.

A taszk kimenete a beállítások alapján 100 db, ígéretes csillag adatait tartalmazó fájl lett.

- A **PSF** taszk volt az, amiért először csak a referenciaképre végeztem el a műveleteket. Ez esetben az előzőleg kapott 100 csillagra interaktív módon futtattam a parancsot, ennek során egyesével kellett megvizsgálnom a csillagok profilját. Azok a csillagok voltak a megfelelőek, melyek jól elkülönültek, és szabályos profillal rendelkeztek.



10. ábra. Jó PSF-csillag profilja.



11. ábra. Rossz PSF-csillag profilja.

A profilok vizsgálata során kiválogatott kb. 60 csillag lett az alapja a később, csoportosan elvégzendő PSF-illesztésnek.

- Az **allstar** taszkot használva az előzőleg kapott PSF-eredményt alkalmaztam az összes, a képen lévő csillagra, majd
- a **txdump** segítségével végül kigyűjtöttem a csillagok adatait.

Mint kiderült, azért futtattam a fenti műveletsort először csak a referenciaképre, hogy kiválaszthassak megfelelően fényes és egyedül álló PSF-csillagokat, melyeket az összes képen használhatok. A következő lépésben lefuttattam a taszkokat a teljes képállományra, ügyelve arra, hogy a **pstselect** kimeneteként megkapott 100 PSF-csillagot minden kép esetén a válogatott kb. 60 csillag adataival helyettesítsem. Megfelelő shell-scriptekkel összefűztem a műveleteket minden taszkot csak egyszer lefuttatva, melyek egymás után minden képet feldolgoztak.

A 10 pixelnél nagyobb FWHM-mel rendelkező képeket eltávolítottam: a későbbiekben kiderült, hogy még a 8 körüli FWHM-mel rendelkező képeken lévő, halványabb csillagok profilja is használhatatlan.

4.4 WCS transzformáció II.

Ezzel a képadatokat feldolgoztam, minden szükséges adatra szert tettem, immár rendelkezésemre állt minden kép minden azonosított csillaga. A csillagokhoz a későbbi könnyebb azonosítás kedvéért hozzárendeltem a megfelelő égi koordinátákat. Ezt a *WCSTools xy2sky* parancsával végeztem. Bemenetként a képek és a hozzájuk tartozó, csillagaik adatait tartalmazó *.dat* fájlok szükségeltettek. Kimenetként J2000-es epocha mellett az összepárosított égi és pixelkoordinátákat kaptam. Ezeket összefűztem a korábbi *.dat* fájlokkal, így minden fontos információt egy helyre gyűjtve.

A következőkben ezen csillagok vizsgálata, osztályozása volt a feladat.

5. Adatok feldolgozása

5.1 Fénygörbék előállítása

A kinyert adatok használható információvá alakítása érdekében a következő lépésben Dr. Székely Péter **lcrd8** nevű 2004-es programját használtam fel. A C-program az alábbi lépéseket volt hivatott elvégezni:

1. képek, és a képekhez tartozó HJD értékek beolvasása
2. a differenciális fotometriához használandó referencia-csillagok listájának beolvasása
3. átlag magnitúdó kiszámítása és változócsillagok ellenőrzése szigma-levonással
4. differenciális fotometria elvégzése
5. fénygörbék előállítása

A program az első lépésben beolvasott adatok után második lépésben referencia-csillagokat várt. A referenciaképből nyert adatokat vizsgálva választottam ki megfelelőnek tűnőket. A „beégett” csillagokat elkerülendő a legfényesebb néhány tucatot kihagytam, az utánuk következő, még szintén meglehetősen fényes (25000-30000-es csúcsok) csillagokból választottam. A program a referenciacsillagok adatait begyűjtötte és feldolgozta a *.dat* fájljokból, ellenőrizte, hogy minden megadott referencia-csillag egyértelműen azonosítható-e minden képen, illetve melyik képről mennyi ilyen csillag hiányzik. Ez alapján mind a csillagokról, mind az esetlegesen bennmaradt, látványosan rossz képekről információt kaptam.

Ebben a lépésben az előzőleg kiválasztott referencia-csillagok nagy hányadától meg kellett válnom, ugyanis csak olyan csillagokat használhattam referenciának, amelyek minden képen rajta voltak. A hiányzó csillagok képenkénti eloszlása nem mutatott szignifikáns különbséget, így a képek közül nem kellett újabbakat eltávolítanom. Ezt követően a referenciaképhez tartozó adatfájl, és a hozzá tartozó rektaszcenzió, deklináció értékeket tartalmazó fájl került beolvasásra.

A program megadta a referenciacsillagok differenciális magnitúdóit, külön kiemelve, ha esetleg valamelyik változónak tűnne a magnitúdóértékek nagy eltérése miatt.

Ezzel megkaptam a később az összes csillagra elvégzendő differenciális fotometria referenciáját. Itt ellenőrzésképp először csak ezen referenciacsillagok fénygörbéit készítettem el a programmal, majd *gnuplot*-tal megjelenítve megvizsgáltam azokat. Sajnos a kapott fénygörbék igen nagy ingadozást mutattak, azokat referenciának használni egyelőre nem lehetett. A görbék „kisimítása” érdekében az erősen fluktuáló fénygörbékhez tartozó ref. csillagokat az IRAF-ben megnyitott képeken vizsgáltam meg, az *imexamine* taszk segítségével ellenőrizve azok profiljait. Igyekeztem kizárni az olyan csillagokat, melyek közvetlen környezetében további más csúcsok is voltak. Úgy véltem, a rosszabb minőségű képeken szétterülő közeli csúcsok járulnak hozzá fals értékekkel néhány referencia csillag fényességéhez, esetleg változócsillagot is kiválasztottam a ref. csillagok közé. Hosszas hibakeresést, többszöri változtatást követően sikerült (még jó néhány rosszabb minőségű kép adatainak kizárásával) kb. 0,02-0,03 magnitúdó szórással rendelkező referencia-fénygörbéket előállítanom. További finomítást csak a képek még szigorúbb szelekciójával remélhettem elérni, azonban nem akartam a fénygörbék pontjainak számát drasztikusan redukálni, így emellett az elfogadható kompromisszum mellett döntöttem. Végül a 8 éjszakát felölelő intervallum 5 éjjelének majd' 280 képét használtam a fénygörbék előállításához.

A program futtatásának második körében minden eddigi változót érintetlenül hagytam, annyi módosítással, hogy ez alkalommal minden csillag fénygörbéjét elkészítettem. Több, mint 14000 fénygörbe készült el.

Ezen fájlok tartalmazták a csillagok Ra és Dec koordinátáin kívül a valós koordináták referenciakoordinátáktól való távolságát szögmásodpercben, a HJD-t, a csillag instrumentális és differenciális magnitúdóját, valamint a magnitúdó hibáját. A kimeneti fájlok neve is kiegészült az instrumentális magnitúdóval, így ez alapján egy shell-scripttel csoportosíthattam őket. A túl fényes, és túl halvány csillagokat (10^m felett és 20^m alatt) szintén elkülönítettem. Közel 7900 adatsor kapott 'faint' (halvány) besorolást, így azokkal a továbbiakban nem foglalkoztam.

5.2 Első eredmények

Az előállított fénygörbéket megvizsgálva zömüknél a már a referencia-csillagok fénygörbéjénél is észlelt kismértékű ingadozás volt megfigyelhető. A legfényesebb 22 csillag (13^m és 14^m instrumentális magnitúdóval) mindegyikénél hasonló görbét figyeltem meg. A következő a 15^m és 16^m instrumentális magnitúdóval rendelkező csillagok csoportja volt. Az ebbe a kategóriába sorolt 275 csillag közül 33 darabot azonosítottam egyértelműen változócsillagnak. Az ennél halványabb csillagok fénygörbéit vizsgálva látható volt, hogy sajnos a rossz FWHM-értékek káros hatásai fokozottan jelentkeztek. Nagyon sok hibás érték került a fénygörbékre, a szabályos ingadozásokat nehéz volt észrevenni a zajos görbéken. A 17^m-s csoport 150 csillagából egyetlen nyilvánvaló változót tudtam azonosítani; ezek után a halványabb csoportok csillagainak vizsgálatától eltekintettem.

5.3 Fénygörbék elemzése, fázisgörbék

A továbbiakban a kiválasztott 34 fénygörbe vizsgálatával foglalkoztam. A fényességváltozások periódusának meghatározásához a Kiss László által írt **pdm** nevű Pascal-programot használtam, mely fázisdiszperziós módszerrel közelíti a periódusidőt. A programban a vizsgált periódusok minimumát 1/50 napnak állítottam be, a maximumot 100 napnak hagytam, ennek a végletnek az észlelés időtartamát figyelembe véve nem volt komoly jelentősége. A frekvencia-lépésközök számát 100000-nek állítottam be.

A program lefutása után kapott periódusidőket egy másik, stringhossz-módszert használó programmal (**stringcheck**) ellenőriztem, illetve módosítottam, majd a fénygörbéket a szemléletesség és a könnyebb azonosíthatóság kedvéért egy awk-script segítségével 2 periódus hosszúságú fázisgörbévé alakítottam.

6. Eredmények

A fázisgörbékről leolvasott adatokat egy táblázatban foglaltam össze (Táblázat 1). A csillagokat 1-34-ig sorszámoztam, a mellékletben megtalálható fázisgörbéket ez alapján azonosíthatjuk. A táblázatban helyet kaptak a csillagok égi koordinátái, periódusidejük, relatív magnitúdóváltozásuk, és végül feltételezett típusuk. Egy második táblázatban (Táblázat 2) összehasonlítottam eredményeimet a **Christine M. Clement** (Department of Astronomy and Astrophysics University of Toronto) által közzétett „**Catalogue of Variable Stars**” változócsillag-katalógus elemeivel [10], és az azonosított csillagok adatainak saját eredményeimtől való eltérését jeleztem, valamint a katalógus által a csillagokhoz rendelt GCVS-besorolást.

A kapott eredményeket vizsgálva tehetünk néhány észrevételt.

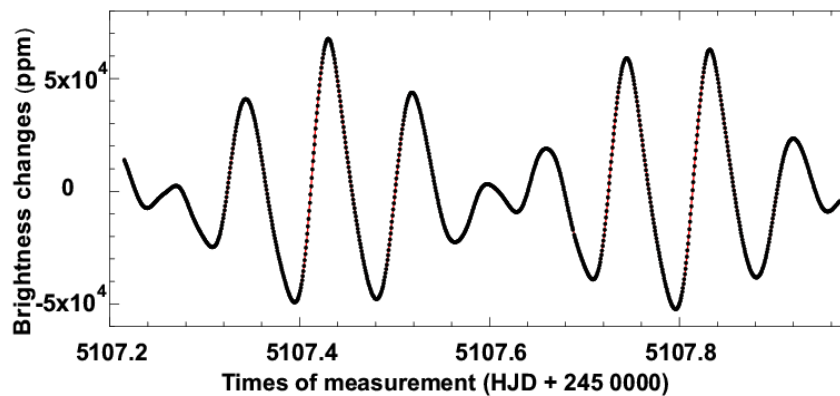
- Látható, hogy a fázisgörbék alapján az objektumok legnagyobb része egyértelműen besorolható az RR Lyrae típusú változócsillagok valamely alcsoportjába.

- Néhány, egyértelműen az RR Lyrae-k közé tartozó csillag fénygörbéje látványosan rossz értékekkel terhelt (lásd pl.: Star4), illetve némelyiknél két, egyszerre futó görbét láthatunk (lásd pl.: Star7). A periódusidők változtatásával (vagy többszörözésével) próbáltam jobb görbéket előállítani. Az öt éjszaka görbéinek összetolása 1-2 nap, vagy afeletti periódusidők megállapításához nem hordoz elég információt. A kettős vonalak adódhatnak valamely éjszaka adatsorának a többitől való kis eltéréséből is, ennek megállapításához több éjszaka adatsorára lett volna szükségem. Ezen fázisgörbék nemigen használhatók másra, mint kijelenteni az adott csillagról, hogy változó, és egy hozzávetőleges periódusidőt adni hozzá.

- A kisebb fényességigadozású RRc -k fénygörbéje a kisebb lépték miatt látványosabban magán viseli a hibás értékek zavaró hatását. (lásd: Star12, Star16, Star21, Star24, Star34 fázisgörbéi).

Szokatlanabb esetek

- A Star30 jelű csillag fénygörbéjét vizsgálva nyilvánvalóvá vált, hogy ez esetben nem a fent vázolt zavarral van dolgom. A programok által közelített periódusidőt négyszerezve kaptam a mellékletben látható fázisgörbét. A szinuszos görbe amplitúdóváltozásai δ Scuti változóra utalnak. A két változócsillag-osztály határán elhelyezkedő objektumok megkülönböztetése igen nehéz, azt mondhatjuk, hogy valódi, fizikai alapokon nyugvó megkülönböztetésük csak legfontosabb jellemzőik (tömeg, sugár, effektív hőmérséklet) ismeretében lehetséges. [11]



12. ábra. Egy δ Scuti fénygörbéje

- A Star32 jelű égitest periódusideje és fényességváltozása alapján RRc változócsillag lehetne, de nem hagyhatjuk figyelmen kívül a maximumnál észlelhető fényességcsökkenést. Fedési kettőscsillagok is produkálhatnak hasonló fénygörbéket: két olyan egymáshoz nagyon közel keringő, meglehetősen eltérő méretű csillag, melyek kisebbik tagja jóval forróbb, így nagyobb társa felé forduló oldalán ún. *hotspot*-ot hoz létre. Ezen hotspot adja – hőmérsékletéből és méretéből fakadóan – a közös fényességük döntő hányadát, illetve a hotspot forgása, valamint a gyors tömegközéppont körüli keringés miatt deformálódott csillagok alakja okozhatja a fénygörbe szinuszos jellegét, míg a maximum körüli fényességcsökkenés a kisebb komponens átvonulását jelzi a nagyobb előtt.

Táblázat 1: az azonosított változócsillagok mért adatai, és vélt típusa

Azonosító	Ra (°)	Dec(°)	~ P(nap)	~ Δ magni (m)	Típus
Star1	245.77746	-26.50760	0.629012	0.6	RRLyrB
Star2	245.80695	-26.51500	0.288998	0.45	RRLyrC
Star3	245.81801	-26.57966	0.536100	1.1	RRLyrA
Star4	245.83117	-26.59696	0.541459	1	RRLyrAB
Star5	245.83761	-26.55170	0.622949	0.3	RRLyrB
Star6	245.85019	-26.50781	0.854311	0.3	RRLyrB
Star7	245.85733	-26.43783	0.320594	0.45	RRLyrC
Star8	245.85801	-26.46165	0.498857	1.1	RRLyrA
Star9	245.85887	-26.49498	0.507833	0.85	RRLyrB
Star10	245.86155	-26.49674	0.571683	1.2	RRLyrA
Star11	245.87157	-26.48180	0.327115	0.7	RRLyrB
Star12	245.87387	-26.49737	0.265475	0.2	RRLyrC
Star13	245.87498	-26.60675	0.329147	0.35	RRLyrB
Star14	245.87839	-26.58304	0.446250	1.25	RRLyrA
Star15	245.88040	-26.59291	0.463400	1.3	RRLyrA
Star16	245.88156	-26.52526	0.198574	0.2	RRLyrC
Star17	245.88531	-26.50646	0.540824	0.9	RRLyrAB
Star18	245.88687	-26.55104	0.577312	0.6	RRLyrB
Star19	245.89439	-26.54787	0.616611	0.5	RRLyrB
Star20	245.89590	-26.42672	0.467696	1.25	RRLyrA
Star21	245.89739	-26.54338	0.309569	0.3	RRLyrC
Star22	245.89960	-26.52608	0.472203	1.35	RRLyrA
Star23	245.90385	-26.50368	0.601097	0.6	RRLyrB
Star24	245.90544	-26.53234	0.299790	0.4	RRLyrC
Star25	245.90838	-26.51167	0.544716	1	RRLyrAB
Star26	245.91412	-26.50599	0.611308	0.85	RRLyrAB
Star27	245.91454	-26.56664	0.251661	0.35	RRLyrC
Star28	245.92347	-26.54482	0.543532	1.2	RRLyrA
Star29	245.92975	-26.45455	0.613558	1	RRLyrAB
Star30	245.93842	-26.52465	0.912866	0.2	δ Scuti?
Star31	245.97324	-26.50154	1.355675	0.85	RRLyrB*
Star32	245.99844	-26.54291	0.269569	0.5	RRLyrC
Star33	246.00257	-26.51175	0.336315	0.7	RRLyrB
Star34	246.11885	-26.47465	0.643493	0.3	RRLyrC

Táblázat 2: a változócsillag-katalógusban azonosított objektumok

Azonosító	Katalógus ID	$\Delta RA(^{\circ})$	$\Delta Dec(^{\circ})$	$\Delta P(\text{nap})$	$\Delta(\Delta \text{magni})$	GCVS-típus
Star1	V35	0°0'0,44"	0°0'0,76"	0,002	0,23	RR0
Star2	V1	0°0'0,27"	0°0'0,2"	0,0001	0,09	RR1
Star3	V2	0°0'0,19"	0°0'0,68"	0,0004	0,1	RR0
Star4	V36	0°0'0,59"	0°0'0,56"	0,0002	0,4	RR0
Star5	V5	0°0'0,4"	0°0'0,52"	0,0005	0,09	RR0
Star6	V52?	0°0'0,52"	0°0'0,52"	0,3938	0,25	RR0
Star7	V6	0°0'0,61"	0°0'0,19"	0,0001	0,13	RR1
Star8	V7	0°0'0,56"	0°0'0,54"	0,0001	0,46	RR0
Star9	V8	0°0'0,77"	0°0'0,73"	0,0004	0,7	RR0
Star10	V9	0°0'0,57"	0°0'0,76"	0,0002	0,06	RR0
Star11	V10?	0°0'0,65"	0°0'0,68"	0,1636	0,62	RR0
Star12	-	-	-	-	-	-
Star13	V11?	0°0'0,22"	0°0'0,6"	0,1639	0,75	RR0
Star14	V12	0°0'0,1"	0°0'0,64"	0,0002	0,21	RR0
Star15	V14	0°0'0,21"	0°0'0,58"	0,0001	0,12	RR0
Star16	V37	0°0'0,68"	0°0'1,04"	0,0488	0,1	RR1
Star17	V16	0°0'0,68"	0°0'0,86"	0,0012	0,04	RR0
Star18	V38	0°0'0,47"	0°0'0,74	0,0005	0,08	RR0
Star19	V39	0°0'0,55"	0°0'0,83"	0,0074	0,13	RR0
Star20	V19	0°0'0,66"	0°0'0,09	0,0001	0,21	RR0
Star21	V20	0°0'0,05"	0°0'0,37"	0,0002	0,06	RR1
Star22	V21	0°0'0,24"	0°0'1,29"	0,0002	0,02	RR0
Star23	V22	0°0'0,24"	0°0'0,75"	0,002	0,02	RR0
Star24	V23	0°0'0,52"	0°0'1,12"	0,0012	0,34	RR1
Star25	V24	0°0'0,43"	0°0'0,71"	0,0021	0,25	RR0
Star26	V25	0°0'0,77"	0°0'0,76"	0,0014	0,03	RR0
Star27	V41	0°0'0,01	0°0'0,6"	0,0000	0,05	RR1
Star28	V26	0°0'0,56"	0°0'0,85"	0,0023	0,23	RR0
Star29	V27	0°0'0,75"	0°0'0,78"	0,0016	0,29	RR0
Star30	V49?	0°0'0,29"	0°0'0,74"	(4*)0,048	0,1	RR1
Star31	V28?	0°0'0,64"	0°0'1,04"	0,8333	0,31	RR0
Star32	V30	0°0'0,67"	0°0'0,88"	0,0001	0,13	RR1
Star33	V31?	0°0'0,65"	0°0'0,7"	0,16 (2/3)	0,26	RR0
Star34	-	-	-	-	-	-

A második, összehasonlító táblázatot megvizsgálva megállapíthatjuk, hogy az eredmények nagy része nagyon közeli egyezést mutat a katalógus elemeivel; ezeknél az adatoknál csak a fényességváltozás amplitúdója mutat néhol komolyabb eltéréseket, bár viszonyítási alapnak a legtöbb esetben használhatóak.

Két esetben, a Star12, Star34 esetében nem találtam a katalógusban hasonló adatot.

Más esetekben (Star6, Star11, Star13, Star31, Star33) a katalógus által megadott periódusidők szignifikánsan eltértek a vizsgálataim során megállapított értékektől. Itt a hibát feltehetően az adatsorok elégtelen hossza okozza. A Star31 fázisgörbéje alapján például kisebb periódusra gyanakodhatnánk, de az adatok elégtelen volta miatt nem jutottam meggyőzőbb eredményre.

Az általam δ Scuti-nak azonosított Star30 a katalógus V49 jelzésű elemével mutat egyezést, azzal a megjegyzéssel, hogy a katalógus az RR1 osztályba sorolja, negyedakkora periódussal.

A Star32, melynek fénygörbéje a maximum közelében jelentős fényességcsökkenést mutat, a katalógusban RR1-típusúként szerepel, azaz RRLyrC változó. A görbe alakját talán a Blazhko-effektussal magyarázhatjuk.

7. Összefoglalás

Eredményeimet tekintve úgy vélem, célkitűzésemet teljesítettem.

A PSF fotometria lépéseit végrehajtva, azoknak működési elvét végiggondolva, gyakran közvetlenül megfigyelve elsajátítottam e képfeldolgozó eljárás módszerét.

Az M4 gömbhalmazról készített felvételek kiváló alapot nyújtottak a feladathoz. A képeket körültekintően feldolgozva, azokat több szempont szerint szelektálva próbáltam a változó feltételek mellett készült képsorozatból megfelelő méretű és minőségű adatállományt előállítani, habár az észlelési idő rövideje nem kínált sok mozgásteret.

A kompromisszumok fényében, melyeket a vizsgálatok során kötni kényszerültem, eredményeimmel elégedett vagyok, a kitűzött célokat elértem. Sikerült a PSF fotometria módszerével változócsillagokat találnom a gömbhalmazban. Biztos vagyok benne, hogy nagyobb adatállományt használva a zavaró tényezők hatását sikeresen csökkenthetem, és kevesebb zajjal, illetve hosszabb észlelési intervallummal halványabb és hosszabb periódusidejű változócsillagokat is sikeresen azonosíthatok.

8. Irodalomjegyzék

- [1] Sir Patrick Moore: A Világegyetem Atlasza
- [2] The Messier Catalog
<http://messier.seds.org/m/m004.html>
- [3] HubbleSite Newscenter: Oldest Known Planet Identified
<http://hubblesite.org/newscenter/archive/releases/2003/19/>, STScI-2003-13
- [4] Fűrész Gábor: „CCD-kamerák a csillagászatban” c. cikke,
Meteor Csillagászati Évkönyv, 2002.
- [5] <http://www.astro.u-szeged.hu>
- [6] J. Lub: „RR Lyrae Stars”, The Messenger, No.13., page 15
- [7] IRAF – Image Reduction and Analysis Facility
<http://iraf.noao.edu/>
- [8] IRIS – Az astronomical images processing software
<http://www.astrosurf.com/buil/us/iris/iris.htm>
- [9] ESO Online Digitized Sky Survey
<http://archive.eso.org/dss/dss>
- [10] Christine M. Clement: Catalogue of Variable Stars in Galactic Globular Clusters (2013)
<http://www.astro.utoronto.ca/~cclement/>
- [11] Fűrész Gábor: Rövid időskálájú változócsillagok keresése galaktikus nyílthalmazokban, TDK-dolgozat, 1998
- [12] Csák Balázs: Két rövid periódusú Hipparcos-változó fotometriai és spektroszkópiai vizsgálata, TDK-dolgozat
- [13] Szűcs László: „Az NGC 6871 nyílthalmaz fotometriai vizsgálata” TDK dolgozat, 2008

9. Nyilatkozat

Alulírott **Szandi Gábor, Fizika Bsc** szakos hallgató, kijelentem, hogy a diplomadolgozatban foglaltak saját munkám eredményei, és csak a hivatkozott forrásokat (szakirodalom, eszközök, stb.) használtam fel.

Tudomásul veszem azt, hogy szakdolgozatomat a Szegedi Tudományegyetem könyvtárában, a kölcsönözhető könyvek között helyezik el.

Dátum: 2014.05.16.

.....

10. Melléklet

Az alábbi ábrákon láthatóak a változócsillagok fázisgörbéi. A grafikonok X tengelye fázist, míg Y tengelye relatív magnitúdó-értékeket ábrázol. Néhány ábrán észlelhető a fent említett fázisbeli bizonytalanság, továbbá a kisebb fényességváltozást mutató változók esetén az értékek relatív nagyobb szórása.

