

SZEGEDI TUDOMÁNYEGYETEM
TERMÉSZETTUDOMÁNYI ÉS INFORMATIKAI KAR
KÍSÉRLETI FIZIKAI TANSZÉK
CSILLAGÁSZ SZAK

DIPLOMAMUNKA

Nagy amplitúdójú Delta Scuti változócsillagok maximumidőpontjainak O-C vizsgálata

Szakáts Róbert

Témavezető: Dr. Szabó M. Gyula

2009.

Tartalomjegyzék

1. Bevezetés	2
1.1. Változócsillagok	2
1.2. δ Scuti csillagok	8
1.3. A kappa-mechanizmus	11
1.4. A δ Scuti csillagok vizsgálata	12
2. A mérések	14
2.1. A mérések kiértékelése	14
2.1.1. A bias, dark és flat korrekció	16
2.1.2. A képek összezsúsztatása, apertúrafotometria	18
3. Az O-C diagram	20
4. Eredmények	23
4.1. V854 Sco	23
4.2. BE Lyn	24
4.3. DY Her	28
4.4. XX Cyg	30
4.5. DY Peg	32
4.6. CY Aqr	34
5. Összefoglalás	36
Irodalomjegyzék, hivatkozások	38
Köszönetnyilvánítás	44

1. Bevezetés

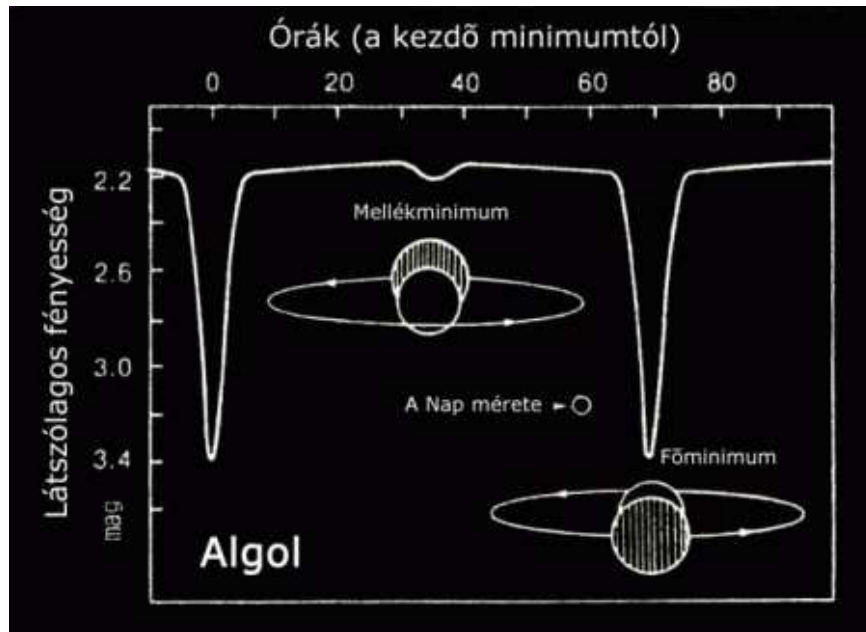
A változócsillagok olyan csillagok, melyek bizonyos módon időben változtatják a fényességüket vagy más fizikai paramétereiket. Például nem csak a fényesség, de bizonyos színképvonalak erőssége is változhat. Fontos megjegyezni, hogy ezen definíció alapján szinte mindegyik csillagot tekinthetjük változónak, hisz életük során a kibocsátott sugárzásuk változik. Ezért szűkebb értelemben azokat a csillagokat tekintjük változóknak, melyek emberi időskálán változnak. Ezen égitestek vizsgálatakor nagyon sok fontos asztrofizikai paramétert lehet meghatározni a megfigyelésekből, például tömeget, hőmérsékletet, luminozitást. Ezen túl csillagmodellek és csillagfejlődési modellek tesztelésére is alkalmasak.

1.1. Változócsillagok

A változócsillagok vizsgálata a csillagászat egyik fő és egyben egyik legrégebbi területe is. Gondoljunk itt a kínai csillagászok Kr. u. 185 (SN 185) valamint a Kr. u. 386-ban történt megfigyelésére (G11.2-0.3), vagy a Rák-ködöt létrehozó SN 1054 észlelésére. Ezek az események azért kerültek a korabeli szakemberek figyelmének középpontjába, mert jelentős fényességváltozással jártak, emiatt vendégcsillagoknak is hívták őket. Később derült fény erre, hogy más, kevésbé látványos, ámde igen fontos változócsillagok is léteznek. Egyes csillagástörténettel foglalkozók szerint a β Persei, más néven az Algol, már a középkori arabok előtt is ismert változó volt, de a fényességváltozásának pontos követéséről nem maradtak fenn feljegyzések. Később, a XVII. században Geminiano Montanari jegyezte le először az európai csillagászok közül a csillag fényváltozását, de a jelenség pontos mibenlétére nem adott magyarázatot. Egy évszázaddal később a hollandiai születésű, de Angliában tevékenykedő John Goodricke oldotta meg az Algol problémáját. Az ő feltételezése az volt, hogy a rendszer nem egy, hanem két csillagból áll. Goodricke két másik változót is felfedezett, melyek közül a δ Cephei (és a hozzá hasonló klasszikus Cepheidák) később a csillagászati távolságmérés egyik meghatározó csillaga lett.

Hála a XX. század végi nagy égboltfelmérő programoknak, a ma ismert változók száma az egymilliót közelíti. Ahogy fentebb is láttuk, ezen csillagok különböző változócsillag típusokba sorolhatók, melyek a következők (a teljesség igénye nélkül):

- Fedési kettősök: ebben az esetben két csillag kering egymás körül oly módon, hogy keringésük során eltakarják egymást, így a rendszer összfényessége periodikusan csökken. Ilyen változókat csak akkor figyelhetünk meg, ha a csillagok keringési síkja megfelelően kis szöget zár be a látóirányunkkal. Tipikus példa a fentebb is említett β Persei. (Lásd 1. ábra,[13])



1. ábra. Az Algol rendszer.[22]

- Rotáló változók: ezen csillagoknál a fényességváltozást a csillag fotoszférájában elhelyezkedő foltok okozzák. Ahogy a csillag forog a tengelye körül, hol "látjuk" a foltot, hol nem, így a látható fényessége a csillagnak változik. Pl. LO Peg[14]
- Eruptív változók: a csillagok kromoszférajában és koronájában lezajló folyamatok heves fényváltozásokat okoznak. Ilyenek például az FU Orionis, vagy az R Coronae Borealis változók.[15][16]
- Kataklimikus változók: ezeknél a csillagoknál is heves folyamatok okozzák a fényességváltozást, de típusonként más-más oka van a hirtelen felfényesedésnek
 - Nóvák, törpe nóvák: míg a nóváknál a fehér törpére hulló anyag termonukleáris robbanása (úgynevezett nukleáris megszaladás) okozza a felfényesedést, addig

a törpe nívánál a fehér törpe körüli akkréciós korongban kialakuló forró pont robbanása. Nívánál ekkor a csillag 0.01%-a lerobban a csillagról. Ez körülbelül 7-12 magnitúdós felfényesedést okoz, de ennél nagyobbakat is megfigyeltek már. A kettős rendszer ezt a robbanást túléli, így évezredek múltán újabb robbanás következik be. Törpenívánál az akkréciós korongban bekövetkező robbanást az váltja ki, hogy az anyagátadási ráta megnő. Kezdetben ennek okai vitatottak voltak, két modell volt valószínűsíthető: tömegátadás-ugrás modell, ekkor a másodkomponensről érkező anyagmennyiség nő meg míg a korong-instabilitás modellben az anyagátadás állandó, de a korongban instabilitás alakul ki, ami növeli az anyagbefogást. Későbbi vizsgálatok ez utóbbi modellt tették elfogadottá. A nívák és a törpenívák minden esetben kettős rendszerekben alakulnak ki, hiszen mindkét esetben szükség van a fehér törpére és annak környezetébe jutó anyagra, amely minden esetben a nem kompakt társcsillagról származik.[12]

- Szupernívák: Alapvetően két típusuk létezik, az I. típus, valamint a II. típus. Az első típusnál gyakorlatilag nem találni a színekben hidrogénre utaló jeleket, míg a második típusnál nagyon erős hidrogén vonalakat lehet megfigyelni. Ebből következik, hogy a két objektum fizikailag nagyon különböző. Az I. típus olyan objektumból jön létre, mely nem tartalmaz jelentős mennyiségű hidrogént, a II. típus pedig olyanból, amely hidrogénben gazdagabb.
- A II. típusú szupernívák olyan csillagok, melyek magja összeomlik. Ez kétféle módon történhet meg. Első esetben a 4-8 naptömegű, aszimptotikus óriáságon található oxigén-szén magú csillagok magja a nagy nyomás hatására elfajult állapotba kerül. Mikor leáll az energiatermelés, a külső rétegek összenyomják a magot, amely így felmelegszik és az 1 milliárd fok átlépésekor beindul a szén-oxigén fúzió. Az elfajult gáz nyomása nem függ a hőmérséklettől, így a mag továbbra is összehúzódik. Az elfajult állapot miatt a hőmérséklet emelkedésével nem növekszik a nyomás, a sűrűség viszont igen, és emiatt a fúzió megszalad és a hőmérséklet is tovább nő. A kritikus hőmérséklet elérésekor az elfajulás megszűnik és ez okozza a robbanást.

Ha a csillag tömege meghaladja a 8 naptömeget, a szén fúziója az elfajult állapot bekövetkezése előtt beindul, így a mag nem húzódik össze ebben a fázisban. A

fúzió a vasig tart, és mikor az egész mag vassá alakul, az energiatermelés leáll. A sugárnyomás nem tud ellentartani a csillag tömegéből adódó nyomásnak, így a mag elkezd gyorsan összenyomódni. A hatalmas nyomás hatására az elektronok belepréselődnek az atommagokba, így kialakul egy neutronmag. Mikor a magban lévő neutrongáz elfajul, a mag összehúzódása megáll és a befelé zuhanó rétegek nekiütköznek a mag határának, melyről kifelé egy lökéshullám alakul ki. Ez beindítja a fúziót a könnyebb elemekben gazdag külső rétegben. Itt nincs semmi, ami ellent tudna tartani a sugárnyomásnak, ezért a csillag külső része lerobban a csillagról. A neutronmag ezt túléli, és neutroncsillagként létezik tovább. Ha a csillag tömege elég nagy (több mint 12 naptömeg), akkor a mag tovább zuhan össze és fekete lyuk alakul ki.

- Az I. típusú szupernóváknak három altípusa létezik. Az Ia típusnál egy fehér törpe robbanását figyelhetjük meg. Ez úgy zajlik le, hogy a fehér törpére a társ csillagáról anyag hullik a belső Lagrange-ponton keresztül, így a csillag eléri a Chandrasekhar-határt, ami körülbelül 1.4 naptömeg, és összeomlik. Ekkor nukleáris robbanás történik a fehér törpe belsejében és ezt a robbanást figyelhetjük meg.

Az Ib típus sok héliumot tartalmaz, az Ic pedig sok szilíciumot. Ennek magyarázata az, hogy ezek is nagytömegű csillagok robbanásainak eredményei, de a robbanás előtt a csillag szinte az egész külső burkát elveszti. [12]

Akár I., akár II. típusú, a szupernóvarobbanásnál hatalmas energiák szabadulnak fel. Ezekben a robbanásokban keletkeznek a vasnál nehezebb elemek. A különböző típusú szupernóvákról a fénygörbéjük lefutása és a színekük egyértelműen árulkodik. Mind az Ia mind pedig a II. típusú szupernóvákat használják távolságmeghatározásra.

- Pulzáló változók: több fajtájuk is létezik, a fényváltozást alapvetően a csillag rezgése okozza. Ismert radiális és nemradiális pulzáció. Radiális pulzációnál a rezgés csak sugárirányú. Nemradiális pulzációnál két módot különböztetünk meg attól függően, hogy a csillag belsejében az egyensúlyi helyzetéből kimozdított tömegelmre ható visszatérítő erők közül a nyomás vagy a gravitáció a nagyobb. A p-módus a nyomásból adódó pulzációs módus, a g-módus a gravitációból adódó. A különböző módusok

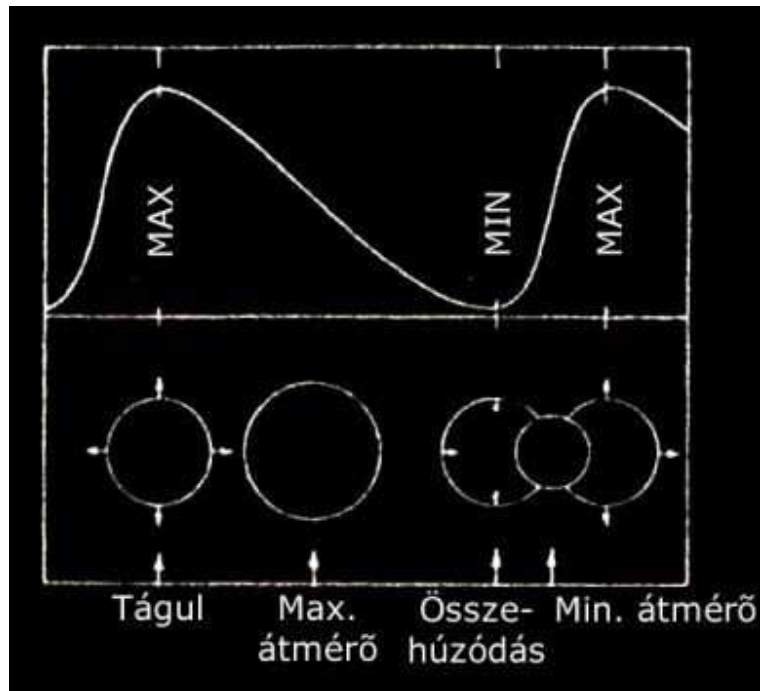
a csillag különböző részein figyelhetők meg: a p-módusok a felszín közelében, főleg nagy frekvenciákon, a g-módusok pedig inkább a csillag belsejében dominánsak. Ezen két módus mellett még egy harmadik, az f-módus is megjelenhet, amely felszíni gravitáció által létrehozott hullámokból áll.[12][23]

Sokszor előfordul, hogy egy csillag nem az alapfrekvenciáján hanem valamely felhangján, vagy akár egyszerre több felhangján rezeg. A felhang frekvenciája az alaprezgés frekvenciájának egész számú többszöröse. Többféle pulzáló változócsillag létezik:

- Hosszú periódusú változók: ide tartoznak a Mirák, melyek nagy amplitúdójú vörös- és szuperóriások. Fényességváltozásuk meghaladja a 2.5 magnitúdót, periódusok körülbelül 100 naptól 1000 napig változhat. Színképük M, de ritkán lehet S, N, R illetve C osztály is. A Mirák fényváltozása szabályos, de a fénygörbe alakja periódusonként változhat. Ezzel együtt periódusuk is változhat. Jó példa rájuk a már említett Mira vagy az R Cassiopeiae.[17]
- A félszabályos változók között 10 és 1000 napos periódussal rendelkező csillagokat találunk. Amplitúdójuk 2.5 magnitúdónál kisebb, fényváltozásuk amplitúdója ezen belül széles skálán mozoghat. Fénygörbéjük szabálytalan. Több alcsoportjukat különböztetjük meg, SRA, SRB, SRC, SRD és L típusokat. Az SRA, SRB, és L típusok hasonló csillagfejlődési állapotban lévő csillagok, ezeket manapság egy csoportba veszik, az SRC típusúak nagytömegű szuperóriás csillagok, az SRD-k pedig sárga óriáscsillagok. A mirák és a félszabályos változók is az aszimptotikus óriáságon helyezkednek el.[14][21]
- Az RV Tauri csillagok viszonylag szabályosan változtatják fényességüket, fényváltozásuk amplitúdója is jelentős, 2-4 magnitúdóig terjedhet. Színképük a változás során F-G-től K-M-ig változik. Jellemző rájuk a fénygörbében megjelenő fő- és mellékminimumok váltakozása. Tipikusan ilyen csillag az AC Her és az U Mon.[18][19][20]
- Szabálytalan változók: ide általában azokat a vörös óriásokat és szuperóriásokat sorolják, melyek fényváltozásában nem lehet felfedezni egyértelmű szabályosságot. Két alosztályuk létezik, az LB és az LC típusú csillagok. Az LB típusúak K, M, C és S színképtípusú óriások, mint például az AA Cas, az LC osztályba a

szabálytalan szuperóriások kerülnek, mint például az RW Cep. Közös jellemzőjük, hogy amplitúdójuk 1 magnitúdó körüli. A legújabb kutatások a szabálytalan változók típusát idejétmúlttá tették, mivel kiderült, hogy ezek a csillagok mind félszabályos változók, így őket az előbbi csoportok valamelyikébe kell besorolni.

- α Cygni: A-B színképtípusú szuperóriás csillagok, kváziperiódikusak, fényességváltozásuk amplitúdója 0.1 magnitúdó körüli, periódusuk pár naptól pár hétig terjed. Többszörös periodicitás jellemzi őket, sokszor nemradiális pulzációt is meg lehet figyelni náluk.
- A ZZ Ceti változók, vagy más néven DAV csillagok fehér törpék, fényességváltozásuk (0.001-0.3 magnitúdó) és periódusuk (0.5 – 25 perc) nagyon kicsi, minden esetben nemradiális pulzáció és multiperidicitás figyelhető meg náluk.
- Klasszikus instabilitási változók
 - * δ Cephei: a típus, valamint a típus első alosztályának névadója a δ Cephei. Ezek a csillagok fényes, F vagy K színképtípusú fiatal pulzáló csillagok. Periódusuk viszonylag tág határok között mozoghat, így találunk 1 napos és 135 napos Cepheidát is. Amplitúdójuk 0.1 és 2 magnitúdó közötti. (lásd 2. ábra) Jelentőségük abban áll, hogy abszolút fényességük korrelál a periódusukkal. Ezt Henrietta S. Leavitt fedezte fel, ebből pedig a periódus-fényesség relációt Harlow Shapley dolgozta ki. Ennek segítségével a cefeidák standard gyertyaként szolgálnak a csillagászati távolságmérésben. Két alcsoportjuk létezik, a klasszikus vagy I. típusú, és a W Virginis típusú csillagok, melyek II. populációsak és abszolút fényességük kisebb mint a klasszikus cepheidáké.
 - * RR Lyrae: óriás, öreg, II. populációs csillagok. Színképtípusuk A, a Tejútrendszer korongjában, a haloban és gömbhalmazokban gyakoriak. Periódusuk 0.2-1 napig terjedhet, amplitúdójuk 0.1-2 magnitúdó között változik. Mivel abszolút fényességük 0.5-0.6 magnitúdó körüli, szintén használhatók standard gyertyaként. Rájuk is vonatkozik egyfajta periódus-fényesség reláció. Főként radiálisan pulzálnak, de néhány esetben kimutatható nemradiális pulzáció is. Az RR Lyrae csillagoknál megfigyelhető egy jelenség, melyet Blazsko-effektusnak hívnak. Ekkor a csillag amplitúdója, periódusa és a



2. ábra. Egy tipikus δ Cephei fénygörbéje a csillag méretének függvényében.[22]

fénygörbe alakja periódikusan változik.

- * δ Scuti csillagok: diplomamunkámban ezen csillagok fénygörbéjének változásával foglalkozom, részletes tárgyalásuk alább következik.

1.2. δ Scuti csillagok

Színképtípusuk A0 és F5 közötti, periódusuk pár óra, fényváltozásuk amplitúdója pár tized magnitúdótól 0.9 magnitúdóig terjedhet. Előfordulnak köztük mono- és multiperiódusú csillagok is. Pulzációjuk lehet radiális vagy nemradiális. Régebben törpe cepheidaként vagy AI Vel csillagokként hivatkoztak rájuk.

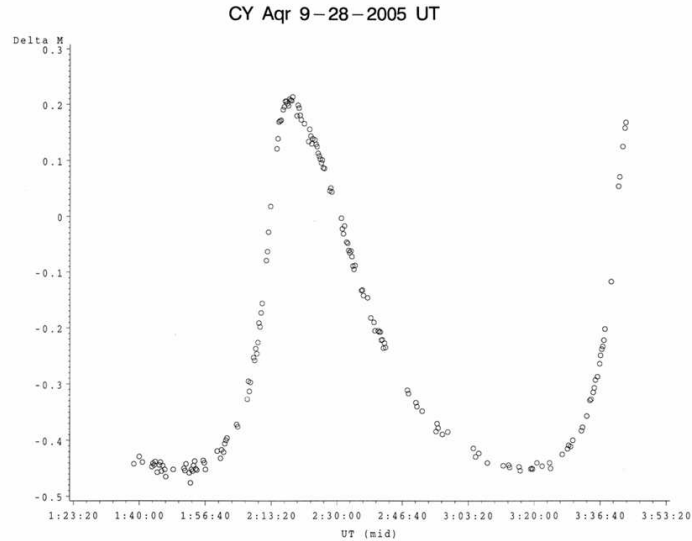
A névadó csillagot E. A. Fath tanulmányozta részletesebben 1935-ben. A radiális sebesség mérésekből származó periódust megerősítette, és úgy találta, hogy a fénygörbe amplitúdója változik. 1955-ben H.J. Smith használta először a törpe cefeida kifejezést, mivel ezek a csillagok különböztek az RR Lyrae csillagoktól, egyrészt fémszegényben, másrészt a rájuk érvényes periódus-fényesség reláció is más volt. A 0.3 magnitúdónál nagyobb amplitúdóval rendelkező δ Scutikat először AI Velorum típusú csillagoknak sorolták be egészen 1980-ig, amikor is Breger javasolta a δ Scuti elnevezést. A fémszegény δ Scutikat újabban SX Phoeni-

cis csillagokként emlegetik. A kisebb amplitúdójú δ Scutik több módusban is pulzálhatnak. A nagy amplitúdójú δ Scutik nagy részének pulzációja egy vagy két módusú, általában az alaprezgésben pulzálnak, vagy az első felhangban, hasonlítva ezzel az RR Lyraekhez, bár néhány csillag esetében előfordulhat nemradiális módus is.

Berger 1975-ben felírt egy periódus-fényesség-szín relációt (PLCR), melyet 1978-ban S. K. Gupta pontosított Tsvetkov 1977-es munkája alapján. Gupta javasolta, hogy az egységes PLCR helyett alkalmazzanak különböző relációkat a különböző módusoknak megfelelően. A δ Scuti csillagok fentebb említett XX. század eleji felfedezésekor a fényváltozás egyetlen magyarázataként a radiális pulzációt emlegették. Emiatt, és a megfigyelt fénygörbe, valamint periódus alapján ezeket a csillagokat a β Canis Majoris változók közé sorolták, bár már ekkor kilógtak csoportjuk többi csillaga közül a nagy amplitúdó miatt. A '70-es évekre megnőtt a felfedezett δ Scuti csillagok száma, köszönhetően az egyre pontosabb fotometriai méréseknek. Ekkor meg is nőtt a kifejezetten ilyen típusú csillagok felfedezésére irányuló mérések száma. Breger és Bergman 1975-ben számításokat végzett, melyekkel megpróbálták meghatározni, hogy mely módusokban pulzálnak a csillagok. Eredményeik alapján feltételezték, hogy a melegebb csillagok az alapmódusban és az első felhangban rezegnek, a hidegebbek pedig az első és második felhangban. A rendelkezésre álló fénygörbék mennyisége és pontosságainak köszönhetően az elemzések kimutatták, hogy elképzelhető ezen csillagoknál nemradiális pulzáció is. Stellingwerf 1980-ban numerikus szimulációkkal próbálta bizonyítani nemlineáris pulzáció jelenlétét ezen csillagoknál. A megfigyeléseket sikerült reprodukálnia, de a modellnek volt egy gyenge pontja: a csillag külső rétegei nagyon könnyen elérték a szökési sebességet, és így a csillag hamar ledobta külső atmoszféráját, ami nem egyezett a megfigyelésekkel. Később a modelljét pontosította, és ez az abnormális viselkedés eltűnt belőle.

Ezen modellekkal párhuzamosan feltételezték, hogy egyes δ Scuti csillagoknál a megfigyelt módusok változását okozhatja egy kísérő által létrehozott árapályerő is, amely felerősíthet egy nemradiális módust. Ez egyes esetekben megfelelő magyarázatot adott, találtak pár kettős δ Scuti csillagot, de nagyon sok más esetben nem találtak bizonyítékot kísérőre ott, ahol megfigyelhető volt a módusok lassú változása. Természetesen tág kettősöknél az árapályerők elhanyagolhatóak, de a fényidő-effektus nem.

Eggen 1970-ben javasolta a 0.2 napnál rövidebb periódusú δ Scuti csillagok átsorolását egy



3. ábra. A CY Aqr, egy tipikus HADS fénygörbéje[38]

új kategóriába, melyet ő ultrarövid periódusú cefeidák néven illetett. Két alosztályt is létre kívánt hozni, 0.6 és 1.9-es abszolút fényességű csillagokra. Mindezt ezen csillagok HRD-n való elhelyezkedésével indokolta. A későbbi vizsgálatok és nagyobb számú csillag mérése után kiderült, hogy az Eggen által talált csillagok nem különböznek el annyira a többi δ Scutitól, mint ahogy azt annak idején ő feltételezte. Emiatt az általa javasolt felosztás nem terjedt el.

Az 1970-es évek végére felmerült a kérdés, hogy a δ Scutik mutatnak-e szabálytalan változásokat. Az akkori fotometriai pontosság és a viszonylag rövid adatsorok elemzésével arra jutottak, hogy ez elképzelhető. Számtalan csillagnál kezdtek el látni szabálytalan változásokat, de ezeket mind megcáfolták a XX. század végi, XXI. század eleji mérések. A mérések pontossága jelentősen megnőtt, valamint a rendelkezésre álló adatsorok hossza is jelentősen nagyobb lett, mint korábban, így a fénygörbék és maximumidőpontok elemzése kimutatta, hogy szabálytalan változások nem figyelhetők meg, viszont az is kiderült, hogy nagyon sok csillag multiperiodikus.

Kennelly (1998) feltételezte, hogy a τ Peg több mint 30 nemradiális módusban is rezeg a fő radiális módusok mellett. Breger (1998) szintén több, mint 24 kis amplitúdójú módust tételezett fel az FG Vir vizsgálata során. Dziembowski (1995) arra következtetett, hogy a korábban felfedezett multiperiodikus δ Scutik rezgése p- és g-módusok keverékéből szár-

maznak.

A nagy amplitúdójú δ Scuti csillagok nagy része radiális pulzációt végez, az alapl módus, az első és a második felhang figyelhető meg náluk. Ezen csillagoknál a nagy amplitúdó miatt a radiális pulzáció a domináns. Nagyon pontos és hosszú mérésekkel kimutathatók náluk nagyon kicsi amplitúdójú radiális rezgések is. Láthatunk a 3. ábrán. egy szép nagy amplitúdójú fénygörbét. Ha megnézzük a δ Scuti csillagok elhelyezkedését a Hertzsprung-Russell diagramon, láthatjuk, hogy az instabilitási sáv alsó részében helyezkednek el, egy részük pedig a fősorozat és az instabilitási sáv metszéspontjában. (4. ábra.) Ebben a sávban helyezkednek el a többi pulzáló változócsillag is, többek között a Cepheidák, az RR Lyrae-k, a W Virginis, és az RV Tauri csillagok is.

1.3. A kappa-mechanizmus

Az instabilitási sávban a pulzáció fő okának a kappa-mechanizmust tartják. Az elnevezés az opacitás jeléből, a görög κ betűből ered. A csillagok pulzációjával foglalkozó elméletek szerint az adiabatikus pulzáció nem tudja megmagyarázni a hosszú évek óta pulzáló csillag folyamatos pulzációját, ugyanis adiabatikus pulzációnál nincs energiacsere a környezettel. Ekkor a gerjesztésről vagy csillapításról nem tudunk mondani semmit. Magyarázatot a nem-adiabatikus modellek adhatnak. De csupán egy nemadiabatikus modellel nem lehet magyarázni az évekig tartó pulzációt. Nemadiabatikus pulzációnál van energiacsere a környezettel, ezért állna le a pulzáció nagyon hamar. A pulzáló csillagok jelenségének megmagyarázásához kell még egy mechanizmus, ami részt vesz a gerjesztésben és fenntartja a pulzációt. Ez lesz a kappa-mechanizmus. Az átmeneti réteg az a héj a csillag belsejében, ahol a belső, adiabatikusnak tekinthető rész elválik a külső felszíntől, a nem adiabatikus résztől. A csillagokban ionizációs zónák helyezkednek el. A felszínhez közel található a hidrogén ionizációs zónája, ahol a hidrogén csak részlegesen ionizált. Ez alatt foglal helyet a He II ionizációs zónája. Az opacitás általában csökken a hőmérséklet növekedésével, de ionizált gázoknál nő. A rezgés összehúzóási fázisában a sugárzás fluxusa nő a csillag rétegeiben, mivel a hőmérsékletnövekedés miatt a csillag anyaga átlátszóbb lesz. Ezzel szemben a részben ionizált zónában és a He II zónában a sugárzás nagy része nem jut át, mivel ezeknek a régióknak az opacitása megnő. Az elnyelt sugárzás miatt a réteg hőmérséklete nő, ami a megnövekedett nyomással együtt ezután tágulásra készíti azt. Ezzel párhuzamosan a maga-

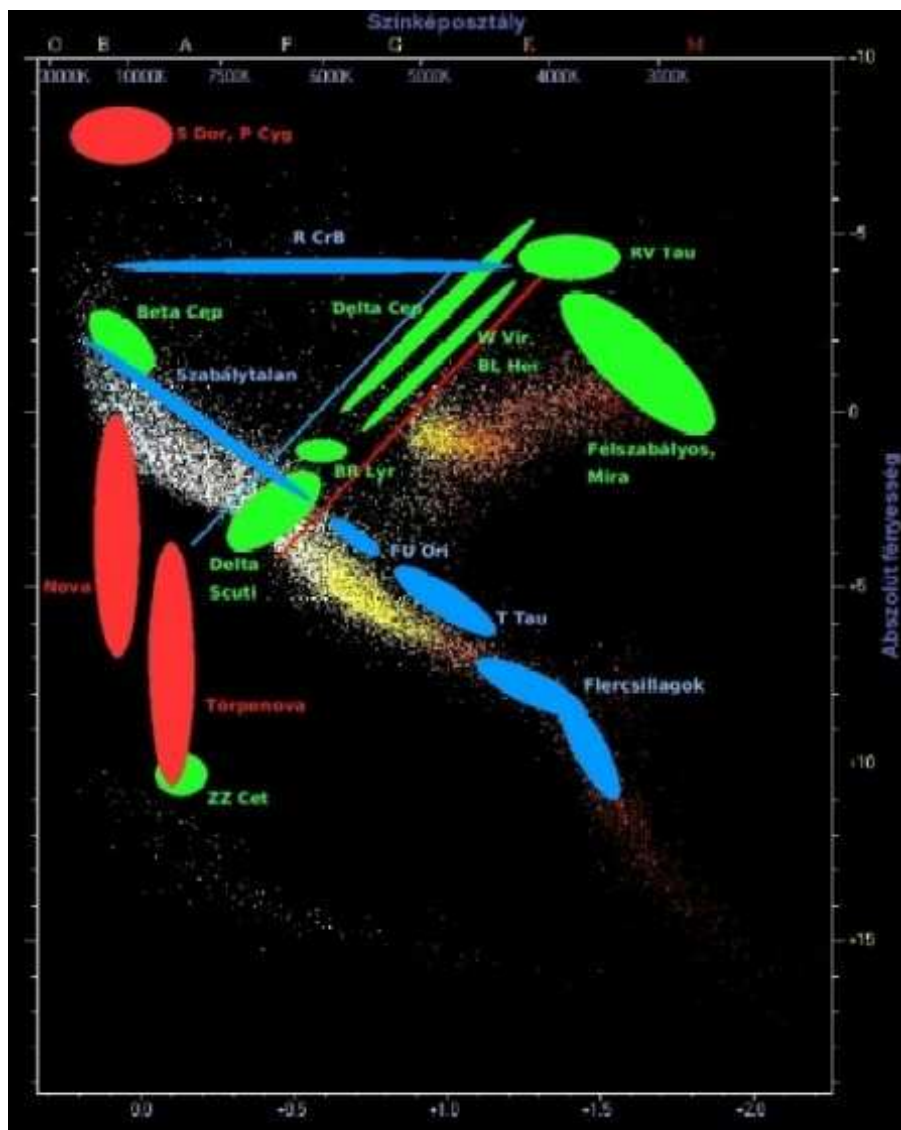
sabb hőmérséklet miatt egyre több H atom ionizálódik, a He II zóna még egyszer ionizálódik, ami tovább növeli az opacitást. Hogy a rezgés fennmaradjon, a részben ionizált zónának egybe kell esnie az átmeneti réteggel, és a magból kisugárzott teljes energia nagyságrendjének meg kell egyeznie az átmeneti réteg feletti rétegek egy ciklusbeli pulzációs energiájával. Mikor ezek a rétegek annyira kitágulnak, hogy sokkal több sugárzást engednek át, mint korábban, a He II zóna ionjai rekombinálódnak, az opacitás csökken, csillag kevésbé fűti a réteget, ezért a elkezd összehúzódni és ekkor kezdődik a folyamat előlről. A *delta Scuti* típusú csillagoknál a He II ionizációs zónája a felelős a pulzációért.[69] Mivel a kappamechanizmus csak olyan esetben működik, ahol sugárzási energiatranszfer van, ezért konvektív csillagoknál, mint amilyenek a vörös csillagok, ez a mechanizmus nem figyelhető meg. Ebből adódik az instabilitási sáv vörös oldali határa a HRD-n. A kék határt az ionizációs zóna szabja meg. Ahol túl kicsi az ionizációs zóna sűrűsége a nagyon magas hőmérséklet miatt, ott a mechanizmus nem tud kialakulni.[24][25]

1.4. A δ Scuti csillagok vizsgálata

A nagy és kis amplitúdójú δ Scuti csillagok vizsgálatának több mozgatórugója is van. Napjainkban ezen csillagok fejlődésének pontos menete nem teljesen tisztázott. A csillagok megfigyelésével és ezen belül a változásuk elemzésével fontos információkhoz juthatunk. A csillagfejlődési modellek szerint ezen csillagoknál a periódusnak időben növekednie kellene, ennek ellenére vannak megfigyelések csökkenő periódusú csillagokról. Egyes feltételezések szerint ezek a periódusváltozások nem a csillagfejlődés, hanem sokkal inkább a pulzáció kapcsán fellépő nemlineáris effektusok eredményei.[57]

Ezek mellett, a több módusban pulzáló változók vizsgálata az asztroszeizmológia területén is nagyon fontos. A csillagok belső szerkezetéről nagyon sokat elárulnak a nemradiális p és g-módusok.

Többszín-fotometria segítségével meg lehet határozni a csillagok színindexét, ezen keresztül pedig jó becslést lehet adni a felszíni hőmérsékletükre. Ha ezen adatok mellé meghatározzuk a csillag periódusát (például $O - C$ diagram segítségével), akkor a megfelelő csillagmodellek alkalmazásával meghatározhatjuk a csillag további paramétereit is. Rodríguez és társai 1990-ben több δ Scutinak vélt csillag segítségével összehasonlította (és ezzel tesztelte) bizonyos pulzációs és evolúciós modellek eredményeit.[70]



4. ábra. Változócsillagok a HR diagramon.

A δ Scuti csillagok a már korábban említett csillagfejlődési modellek bővebb tesztelésére is alkalmasak. Ha rendelkezünk egy ilyen változóról hosszú, évtizedekre visszamenő adatsorral, akkor a periódusváltozását nagyon jól megismerhetjük. Ezt színindex alapján össze lehet vetni a HRD-n elfoglalt helyével. Ha sok ilyen csillagot vizsgálunk, és figyelembe veszünk bizonyos statisztikai megfontolásokat, reprezentatív mintát tudunk venni ezen változókból ahhoz, hogy összevethessük a periódusuk változását az evolúciós állapotukkal. Jiang hasonló megfontolások alapján valószínűsíti, hogy a csillagok elfejlődése a fősorozatról nem egyenes ágba halad, hanem a csillagok ciklusokat írnak le, és ezek a ciklusok korrelálnak a

csillagok periódus változásával az evolúciós állapotukon keresztül.[71]

Bizonyos esetekben az $O - C$ diagram változását nem a csillag pulzációja okozza, hanem az úgynevezett fényidő-effektus. Ennek oka az, hogy a csillag nem magányos, hanem van egy vagy több nagyobb tömegű kísérője. Ekkor a pulzáló csillag is a közös tömegközéppont körül fog keringeni, így mikor tőlünk nézve pályája távolabbi részén jár, a róla érkező fénynek a fény véges terjedési sebessége miatt több időt kell megtennie hogy elérjen hozzánk, mikor pedig közelebb van hozzánk kevesebbet. Emiatt egy hamis periódus változást látunk. Ebben az esetben a diagram gondos analízisével és görbe illesztéssel meg lehet határozni a kettős rendszer paramétereit.[28][72]

Diplomamunkámban 6 nagy amplitúdójú δ Scuti csillagot vizsgálok meg, többek között az RR Lyrae csillagoknál megfigyelhető Blazsko-effektushoz hasonló hatást keresve, mely a csillagok fénygörbéjének és maximumidőpontjainak periódikus változását okozza.

2. A mérések

A diplomamunkámban felhasznált mérési eredmények alapvetően három különböző műszertől származnak. Személyesen a Szegedi Csillagvizsgáló 40 cm-es Newton rendszerű távcsövével mértem 2006 nyarán és őszén. A mérések másik fele Pizskéstetőn történt, a 60/90-es Schmidteleszkóppal 2003 és 2004-ben, valamint az 1 m-es RCC teleszkóppal 2007-ben. Ezen méréseket témavezetőm, Dr. Szabó M. Gyula végezte. Ezeket összefoglalva a 1. táblázatban láthatjuk.¹

2.1. A mérések kiértékelése

Mind a szegedi, mind a pizskéstetői mérések CCD kamerával készültek (ST-6. ST-9. Kodak AT 200), így az adatfeldolgozás során a digitális csillagászati képfeldolgozás egyik legelterjedtebb és legsokoldalúbb szoftverével, az IRAF-fel² dolgoztam. A CCD kamerában a detektor chipjére érkező fotonok elektronokat löknek ki, melyet a pixelekre kapcsolt pozitív feszültség tart bennük. Az expozíciós idő végéig az egy pixelre érkező fotonok a pixel potenciálgödrében maradnak. Kiolvasáskor az elektronok száma arányos a beérkezett fotonok

¹SzR : Szakáts Róbert, SzMGy : Szabó M. Gyula

²Az IRAF-et fejleszti és támogatja a NOAO, Tucsonban, Arizona.

Mérés ideje	Objektum	Műszer	Észlelő	exp. idő	szűrő	mérés időtartama
2006.06.18.	V854 Sco	40 N	SzR	60 mp	B és V	60 perc
2006.06.22.	V854 Sco	40 N	SzR	90 és 60 mp	B és V	130 perc
2006.06.25.	V854 Sco	40 N	SzR	90 mp	V	225 perc
2006.06.26.	V854 Sco	40 N	SzR	90 mp	V	180 perc
2006.06.27.	V854 Sco	40 N	SzR	90 mp	V	75 perc
2006.06.28.	V854 Sco	40 N	SzR	60 mp	V	210 perc
2003.12.08.	BE Lyn	RCC	SzMGy	3 mp	V	240 perc
2004.04.22.	BE Lyn	RCC	SzMGy	3 mp	V	179 perc
2006.10.18.	BE Lyn	40 N	SzR	15 mp	V	300 perc
2006.10.19.	BE Lyn	40 N	SzR	15 mp	V	380 perc
2006.10.27.	BE Lyn	40 N	SzR	15 mp	V	385 perc
2006.10.30.	BE Lyn	40 N	SzR	15 mp	V	380 perc
2007.07.22.	DY Her	60/90S	SzMGy	70 mp	V	80 perc
2007.07.23.	DY Peg	60/90S	SzMGy	60 mp	V	150 perc
2007.07.25.	XX Cyg	60/90S	SzMGy	60 mp	V	160 perc
2007.07.25.	CY Aqr	60/90S	SzMGy	45 mp	V	90 perc
2007.07.26.	CY Aqr	60/90S	SzMGy	45 mp	V	105 perc
2007.07.27.	XX Cyg	60/90S	SzMGy	50 mp	V	110 perc

1. táblázat. A mérések

számával, így tekinthetjük a chipet egy lineáris fotonszámológónak is. A csillagászatban használt chipek kvantumhatásfoka 90% körüli. A használt kamerák 16 bites képeket állítottak elő, így egy pixel értéke 0 és 65535 között változhatott. Ha egy pixelre nagyon sok foton érkezik, akkor az telítetté válik és az elektronok szomszédos pixelekre szöknek át. Nyilvánvaló, hogy ez kerülendő, ezért az expozíciós idők úgy lettek megválogatva, hogy túlfolyás ne történjen meg.

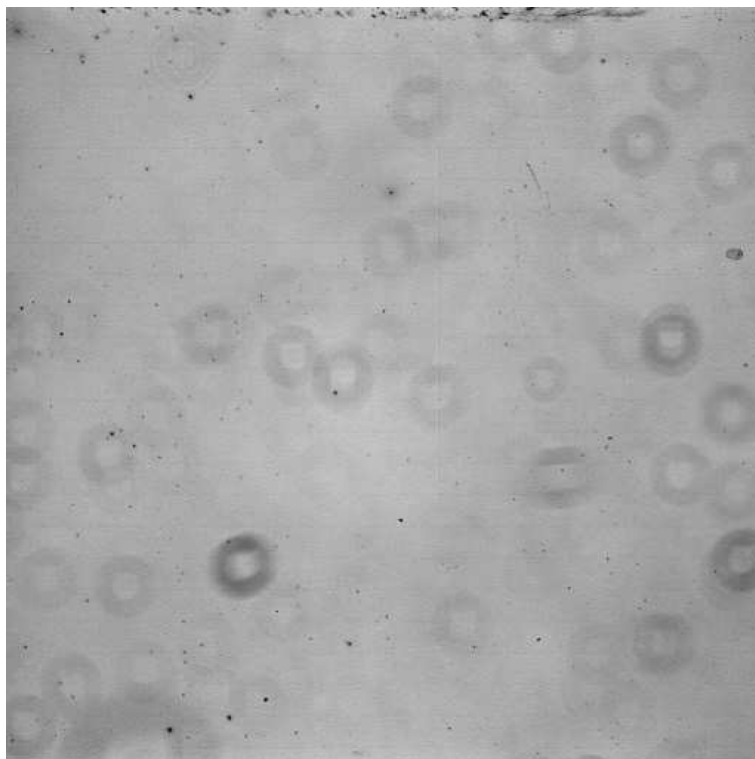
2.1.1. A bias, dark és flat korrekció

A CCD kamerák sajátosságaiból adódóan a nyers képek alkalmatlanok pontos fotometria elvégzésre, így ezeket korrigálnunk kell a megfelelő módon:

- A bias korrekció: nulla expozíciós idejű kép, ezen az egyes pixelek valódi kiolvasási értékeit figyelhetjük meg, sok esetben mintázata lehet például a beragadó töltések miatt. Erre rakódik rá a kiolvasási zaj, amely a kiolvasó elektronika zaja. Ez független a kiolvasott kép értékeitől, egy adott kamerára és elektronikára mindig ugyanaz.
- A dark korrekció: mivel a CCD chipben lévő molekulák hőmérséklete különbözik 0 K-től, ezért a molekulák hőmozgást végeznek. Emiatt járulékos elektronok gyűlhetnek fel a pixelekben. E sötétáram a hőmérséklettel exponenciálisan és az expozíciós idővel lineárisan nő. A legprofesszionálisabb kamerák folyékony nitrogén hűtésűek, hőmérsékletük mérések során 170 K, ekkor a sötétáram elhanyagolható. Az általunk használt kamerák egyszerű Peltier-cellás hűtéssel rendelkeztek, így a sötétáramot figyelembe kellett venni.
- A flat korrekció: a CCD kamerák pixelei általában nem 100%-ig egyformán érzékenyek, magyarul más a kvantumhatásfokuk. Emiatt egy homogén felületről készített kép inhomogén lesz. A kvantumhatásfokok különbségéből eredő inhomogenitást növeli még a rendszerben lévő optikai elemeken szóródó fény, a szűrőkre, lencsékre, tükrökre lerakódott porszemek fényelnyelése és szórása. Ezt korrigálandó, flat felvételeket kell készíteni. Ezekből két fajta létezik: sky és dome flat. Előbbi a szürkületi vagy hajnali égboltról készített kép, míg utóbbi általában a kupolában elhelyezett homogén fehér fényvel megvilágított fehér felületről készített kép. Ezekben a képekben megfigyelhetjük a már korábban említett hatások által létrejövő struktúrát, lásd 5. ábra.

A bias korrekciót elhagyhatjuk abban az esetben, ha a dark képek expozíciós ideje megegyezik a korrigálandó képek expozíciós idejével, hisz ekkor a dark kép tartalmazza a bias kép által levonandó zajokat. Nagyon fontos, hogy a dark képek hőmérséklete megegyezzen a korrigálandó képek hőmérsékletével. Ha az expozíciós idő különbözik, de vannak bias képeink, akkor a dark képek bias korrigálása után a dark képeket lehet skálázni az expozíciós időre, mivel az idővel lineárisan változik. Bizonyos kamerák rendelkeznek úgynevezett over-

scan régióval. Ennek segítségével elvégezhető az overscan korrekció a képekre, ami a kiolvasó elektronika alapszintjének változását korigálja a képeken. Az általunk használt kamerákon nem volt bekapcsolva az overscan, így ezt a korrekciót nem végeztem el.



5. ábra. Egy tipikus flat kép.

Bias képeket minde este készítettünk, a redukálásnál az egy éjszakához tartozó bias képeket átlagoltam, és az átlagolt képet vontam le utána a dark, flat és objektum képekből. Dark képeket szintén minden este készítettünk, ezeket igyekeztünk a korigálandó képek expozíciós idejével, valamint azok hőmérsékletén létrehozni. Így nem kellett skálázni a sötétáram képeket és ezzel sikerült kiszűrni a kamerák esetleges nemlinearitásából adódó hibát. A képeket szintén átlagoltam, minden egyes expozíciós időre létrehoztam egy-egy "master" dark képet, mellyel azután korigáltam a flat és objektum képeket. Flat képeket is igyekeztünk minden éjszakához készíteni, de ez nem mindig sikerült. Ilyenkor a mérést megelőző, vagy azt követő napon készült flat képeket használtam fel a korrekcióhoz. Flatet szűrőnként csináltunk, igaz, ez csak a V854 Sco méréseket érintette igazán, hisz arról a csillagról készültek B és V szűrős képek, az összes többi, általam vizsgált csillagról csak V szűrős képeket készítettünk. Természetesen ezeknél a flat képeket V szűrővel készítettük el. Szegeden, a

40 centis távcsővel minden lehetséges alkalommal sky flatet készítettem. Hogy az esetleges csillagok ne zavarják meg a flat kép elkészítését, az exponálások közben kicsit elmozgattam a távcsövet, hogy a látómezőben lévő csillagok ne ugyan oda essenek. A csillagokat a flat képek átlagolása közben a medián átlagolás kiszűrte. A flat képek készítésekor ügyeltünk rá, hogy se túl halvány, se túl fényes ne legyen a flat kép, a gyakorlatban ez legalább 20%-os és legfeljebb 80% telítési értéknek felelt meg. Mivel flat korrekciónál az átlagolt master flat képpel leosztjuk az objektum képeket, ezért ezeket normálni kell, hogy az esetleges nagy intenzitásérték ne rontsa el a képeinket. Az átlagolt képre ki kell számolni a pixelek átlagintenzitását és ezzel az értékkel le kell osztani minden pixelt. Így az összes pixelérték egy körüli lesz, és ezzel már el lehet végezni a korrekciót. Szerencsére ezt nem nekem kellett számolni, az IRAF megfelelő taskjai maguktól megcsinálták a korrekció során.³ A mérések elvégzésekor arra ügyeltem még, hogy a távcsövet mindig kissé defókuszáljam, hogy a csillagok több pixelre essenek. A tapasztalat szerint apertúrafotometria elvégzésekor ez jótékony hatással van a fotometria szórására.

2.1.2. A képek összecsúsztatása, apertúrafotometria

A csillagászati távcsövek mechanikája óragéppel van felszerelve, hogy tudja követni a csillagok elmozdulását az égen, ami a Föld forgásából adódik. Ezek az óragépek nagy pontosságúak, de ennek ellenére nem tökéletesen követnek egy-egy adott égi koordinátát. Emiatt az egy éjszaka alatt készült képeken a csillagok elmozdulnak. Ez azért baj, mert a fotometria során általában az apertúrát szeretjük minden képen ugyan oda tenni. Ez megköveteli azt, hogy minden képen ugyanott legyenek a mérendő csillagok. Ezért az egymáshoz képest elmozdult képeket össze kell csúsztatni egy referencia-képhez képest. Hogy ezt megtehesük, először azonosítani kell a lehető legtöbb csillagot a képen. Ezt lehet manuálisan, de jelen esetben, mivel éjszakánként több száz képről van szó, az automatikus csillagkeresést választottam. Erre az IRAF daofind taskját használtam. Először megvizsgáltam a képeket az imexam taskkal, megállapítottam az átlagos félértékszélességet, a háttér átlagát, valamint a szórást, és ezeket a paramétereket beállítottam a daofind tasknak. A program lefutása után kinyertem a felismert csillagok koordinátáit egy shellscript segítségével, majd kiválasztottam egy referencia képet, melynek adatfájljából kimásoltam a változó és az össze-

³A használt taskok a következők voltak: zerocombine, darkcombine, flatcombine, ccdproc

hasonlító koordinátáit, valamint körülbelül még 10 fényesebb csillag pixelkoordinátáit. Ezt követően a referencia adatfájltra és minden kép csillagokat tartalmazó adatfájljára lefuttattam Sódor Ádám `koord11` programját, amely beazonosította a különböző képeken a referencia képről megadott csillagokat. A létrejövő adatfájlt ezután a `geomap` tasknak adtam be, amely létrehozta a képek összeecsúsztatásához szükséges transzformációs adatbázist. Magát az összeecsúsztatást a `geotran` task segítségével hajtottam végre.

Az apertúrafotometriát ezután végeztem el a `phot` task segítségével. Ennél a módszernél a program egy kör alakú apertúrát helyez a csillag köré, melynek sugarát mi határozzuk meg. Futtatáskor ezen körön belüli pixel intenzitás értékek adódnak össze.

$$F_{össz} = \sum I_i$$

Ebben benne van a háttér, így azt egy másik, gyűrű alakú apertúrával mérjük ki, és vonjuk le az első fluxus értékből.

$$F = \sum I_i - N \langle B \rangle$$

ahol $\langle B \rangle$ a háttér átlaga. Mint az első esetben, itt is mi szabhatjuk meg a gyűrű külső és belső sugarát. Végül az instrumentális fényességet megkapjuk, ha a fluxusnak vesszük a tízes alapú logaritmusát, és megszorozzuk -2.5-el ezt az értéket.

$$M_i = -2.5 \cdot (\sum I_i - N \langle B \rangle)$$

Ügyelni kell rá, hogy se túl nagy, se túl kicsi apertúrát ne válasszak. A helyes értékek kiválasztásához ismét az `imexam` taskot hívtam segítségül. A csillagok félértékszélessége, a háttér nagysága és szórása a fotometriánál is fontos paraméterek. Ha ezek átlagértékét meghatároztam egy képsorozatra, be lehetett állítani a paramétereket. Magát a fotometriát több apertúrával végeztem el, és végül ezekből a legkisebb szórásút hagytam meg. Az apertúrák méretei 1.3-szeres félértékszélességtől 3-szoros félértékszélességig változtak. A külső gyűrű alakú apertúra méretét igyekeztem nagyra venni, hogy a háttér átlaga jól legyen meghatározva, de sok esetben nem vehettem túl nagyra, mivel a külső apertúra belógott volna szomszédos csillagokba, elrontva így a háttér levonását.

A fénygörbék elkészítése folyamán úgynevezett összehasonlító fotometriát csináltam, ez azt jelenti, hogy a mérendő változón kívül meghatároztam még két másik (az összehasonlító és egy ellenőrző) csillag instrumentális fényességét is. Ezután a változó fényességéből

kivontam az összehasonlító fényességét, valamint az összehasonlító és az ellenőrző csillag fényességének különbségét is képeztem. Ha az összehasonlító és az ellenőrző csillag különbségének eredménye jó közelítéssel egy konstans az egész méréssorozatra, akkor jó az összehasonlító, azaz ő maga nem egy változócsillag. Az összehasonlítót igyekeztem úgy megválasztani (már amikor lehetett), hogy fényességben közel legyen a változóhoz, valamint a képen fizikailag is közel legyen hozzá. A tényleges fénygörbét a linux rendszerekben megtalálható `gnuplot` programmal hoztam létre. A maximumidőpontok meghatározásához a csúcsokra egy többrendű polinomot illesztettem, és annak maximumát fogadtam el a csillag tényleges maximumidőpontjaként. Első közelítésben minden alkalommal egy negyedfokú polinomot illesztettem a csúcsok közeli (körülbelül 0.0075 nap sugarú) környezetére. Ha ez nem volt megfelelő, az intervallum csökkentésével és a fokszám növelésével el lehetett érni a kívánt eredményt. Az időpontokat heliocentrikus julián dátumban kaptam meg, mivel az IRAF `set jd` taskja a képek fejlécében található UT időből és a csillagok koordinátáiból, valamint a mérőhely földrajzi adataiból kiszámolta ezt és beleírta a fejlécekbe. Ezután a fotometriai adatok kinyerésekor a pontos HJD-ot is kiírtam a `gnuplot`nak beadott adatfájlokba.

Méréseimnél standard transzformációt nem végeztem el, mivel standard fényesség értékekre nem volt szükség, csak a fénygörbe alakját és a maximumok időpontját kellett meghatároznom.

3. Az O-C diagram

Periódikus jelek, események vizsgálatánál az O-C diagram használata hagyományosnak mondható. A módszer maga viszonylag egyszerű, de alkalmazása nagyon pontos eredményekhez vezethet periódusmeghatározásnál, valamint a periódus finom változásainak kimutatásánál. Alkalmazásához ki kell választanunk egy kezdeti időpontot (t_0), vagy más néven *epochát*, ami lehet egy jellegzetes időpont, például maximum vagy minimum. Emellett szükségünk van egy periódusértékre, amiről úgy gondoljuk, hogy azonos a megfigyelt esemény periódusával.

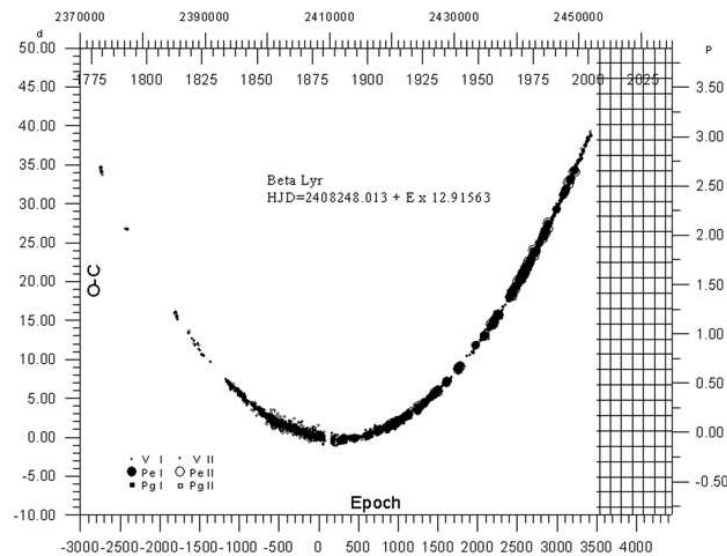
$$P_0 = t_1 - t_0$$

Ezt követően a konkrét mérési adatokból meghatározzuk egy maximum vagy minimum bekövetkeztének pontos időpontját. Ez lesz a megfigyelt időpont (O). Ezt összehasonlíthatjuk

az általunk számolt bekövetkezési időponttal (C). Ennek értékét úgy kapjuk meg, hogy a kezdeti időponthoz hozzáadjuk az elméleti periódus annyiszorosát, ahány ciklus lezajlott. Ekkor $O - C$ értéke:

$$O - C = t_n - (t_0 + nP_0),$$

ahol n az eltelt ciklusok száma. Ha ezt az értéket ábrázoljuk az idő vagy n függvényében, megkapjuk az $O - C$ diagramot. Egy tipikus periódusváltozást mutató csillag $O - C$ diagramját láthatjuk a 6. ábrán.[16]



6. ábra. A β Lyrae $O - C$ diagramja.

A már kész diagramot vizsgálva különböző esetekkel találkozhatunk:

- Ha a valódi periódus P , a számításhoz használt periódus pedig P_0 , és $P_0 = P$, akkor a diagramon egy vízszintes egyenest látunk, mivel $O - C = 0$.
- Abban az esetben, ha $P_0 \neq P$ és mindkettő állandó, az $O - C$ P_0 függvénye lesz.

$$(O - C)(P_0) = t_n - (t_0 + nP_0)$$

Ha $P_0 > P$, akkor egy negatív meredekségű egyenest látunk. Ha $P_0 < P$, akkor egy pozitív meredekségű egyenest látunk. A meredekség segítségével meghatározhatjuk a helyes periódust. Tegyük fel hogy $P_0 \approx P$ és $\delta P = P_0 - P$, valamint tekintsük $O - C$ -t kvázifolytonsonak. Ekkor

$$O - C = t_n - (t_0 + n(P + \delta P)) = (t_n - t_0 - nP) - n \cdot \delta P.$$

Mivel P_0 gyakorlatilag megegyezik P -vel, ezért a zárójeles tagot vehetjük 0-nak, a maradék pedig egy egyenes egyenlete. A

$$\frac{d(O-C)}{dn} = -\delta P$$

érték pedig megadja a diagram meredekségét. Ebből pedig már korrigálhatjuk a számított periódus értékünket.

- A valódi periódus egyenletes változásakor az $O - C$ diagram egy másodfokú függvény-nyel lesz leírható. Ezt egyszerűen beláthatjuk a következő módon: a periódus nőjön ciklusonként $(t_{i+1} - t_i) P_i - P_{i-1} = \delta P$ -vel. Az n -edik megfigyelt időpontra felírhatjuk a következőt:

$$t_n = t_0 + nP_0 + \delta P \cdot \sum_{i=1}^n i = t_0 + nP_0 + \frac{n(n-1)}{2} \delta P$$

Ha kiszámítjuk az $O - C$ diagramot adott T' és P' értékekkel: $t_c = T' + EP'$ ahol E egy becsült érték a ciklusszámra. E -t akkor tudjuk egyértelműen meghatározni, ha az adatsorban lévő ürök alatt a periódus nagysága nem változik jelentősen. Ha feltesszük, hogy $E = n$, $T' \approx T_0$ valamint $P' \approx P_0$, akkor

$$\begin{aligned} O - C = t_n - t_c &= t_0 + nP_0 + \frac{n(n-1)}{2} \delta P - (T' + nP') = \\ &= t_0 - T' + n(P_0 - P') + \frac{n(n-1)}{2} \delta P = \Delta t + n\Delta P + \frac{n^2}{2} \delta P - \frac{n}{2} \delta P = \\ &= \Delta t + n(\Delta P - \frac{\delta P}{2}) + n^2 \cdot \frac{\delta P}{2} \end{aligned}$$

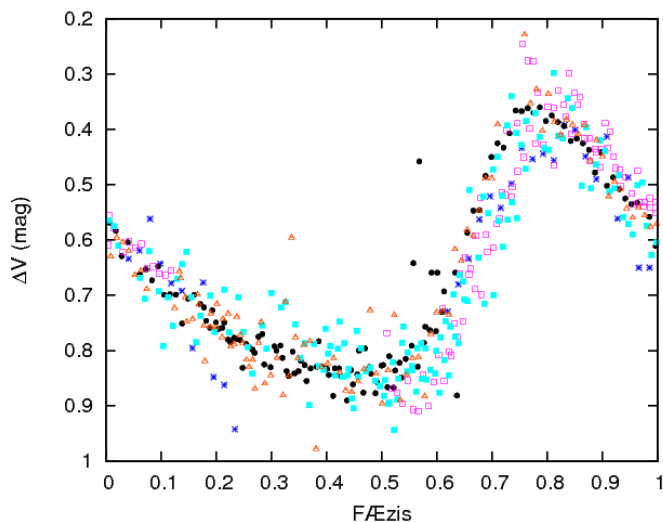
Ha a diagramra parabolát illesztünk, az illesztésből megkaphatjuk Δt , ΔP és δP , vagy más néven periódusváltozási ráta értékét, melyek segítségével ezután elvégezhetjük a perióduskorrekciót. Ha nagyon nagy időintervallumban dolgozunk, akkor tekinthetjük a diagramot kvázifolytonosnak.[26]

4. Eredmények

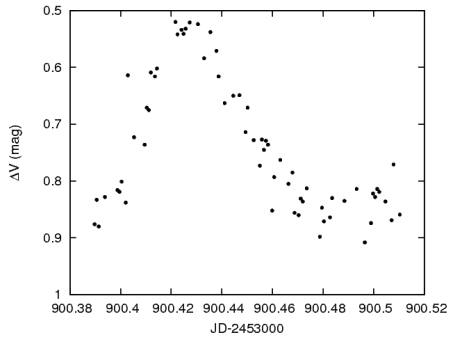
4.1. V854 Sco

1942-ben azonosították változóként a csillagot, ekkor a W UMa osztályba sorolták be. 1967-ben Robinson meghatározta a csillag periódusát, amire 0.102413 ± 0.000002 napos értéket kapott. 1998-ban Kinman már δ Scuti csillagként hivatkozott rá. Van Cauteren és társai 2001-ben mérték a csillagot, igaz, szűrők nélkül, és találtak egy 0.15 magnitúdós amplitúdó változást. A periódust is újra meghatározták, de ugyanazt az értéket kapták, mint Robinson. Az elsődleges perióduson kívül másik periódust nem sikerült meghatározniuk.

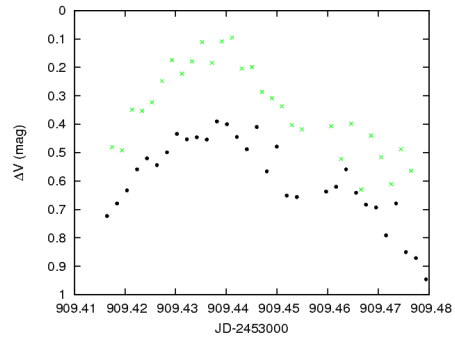
2006-os nyári dolgozatomban már foglalkoztam a csillaggal, akkor újra meghatároztam a periódusát, ami 0.102481 ± 0.000751 napnak adódott, ez 6 másodpercel volt több, mint a Robinson és Van Cauteren által meghatározott korábbi periódus. A csillag amplitúdója V-ben $0^m.3 \pm 0^m.015$ -nak adódott. Sajnos a csillag Magyarországról maximális horizont feletti magasságában is nagy alacsonyan látszik. Ez megfigyelhető a 8. ábrán ismertetett fénygörbéken. A görbék szórása egész nagy, még V-ben is. Az első 1-2 éjszakán próbálkoztam B szűrős felvételekkel is, de gyakorlatilag értékelhetetlen fénygörbék születtek, így ezt a későbbiekben hanyagoltam. Az adatsort fázisba toltam, ezt láthatjuk a 7. ábrán. A már korábban említett fotometriai pontok nagy szórása miatt a fázisba tolt pontok is nagy szórást mutatnak, így a görbealak változás egyértelműen nem mutatható ki.[31]



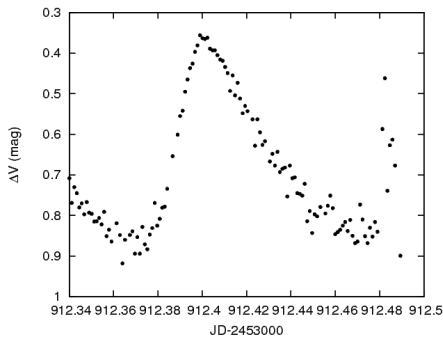
7. ábra. A V854 Sco fázisba tolt fénygörbéi.



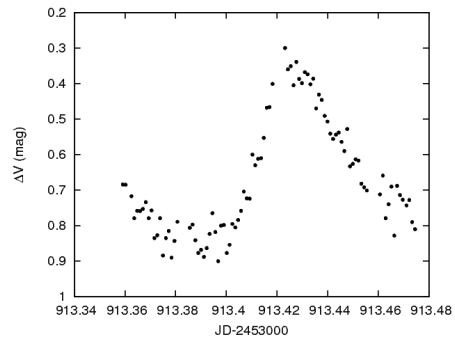
(a) A június 13-i fénygörbe



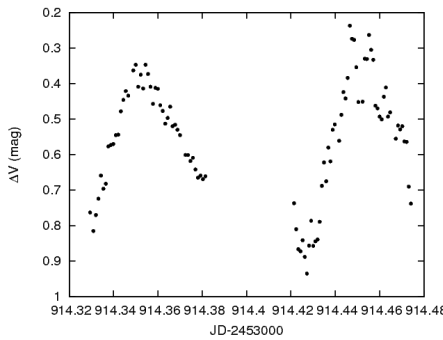
(b) A június 22-i fénygörbe



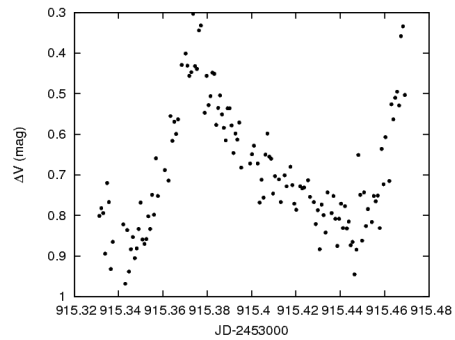
(c) A június 25-i fénygörbe



(d) A június 26-i fénygörbe



(e) A június 27-i fénygörbe



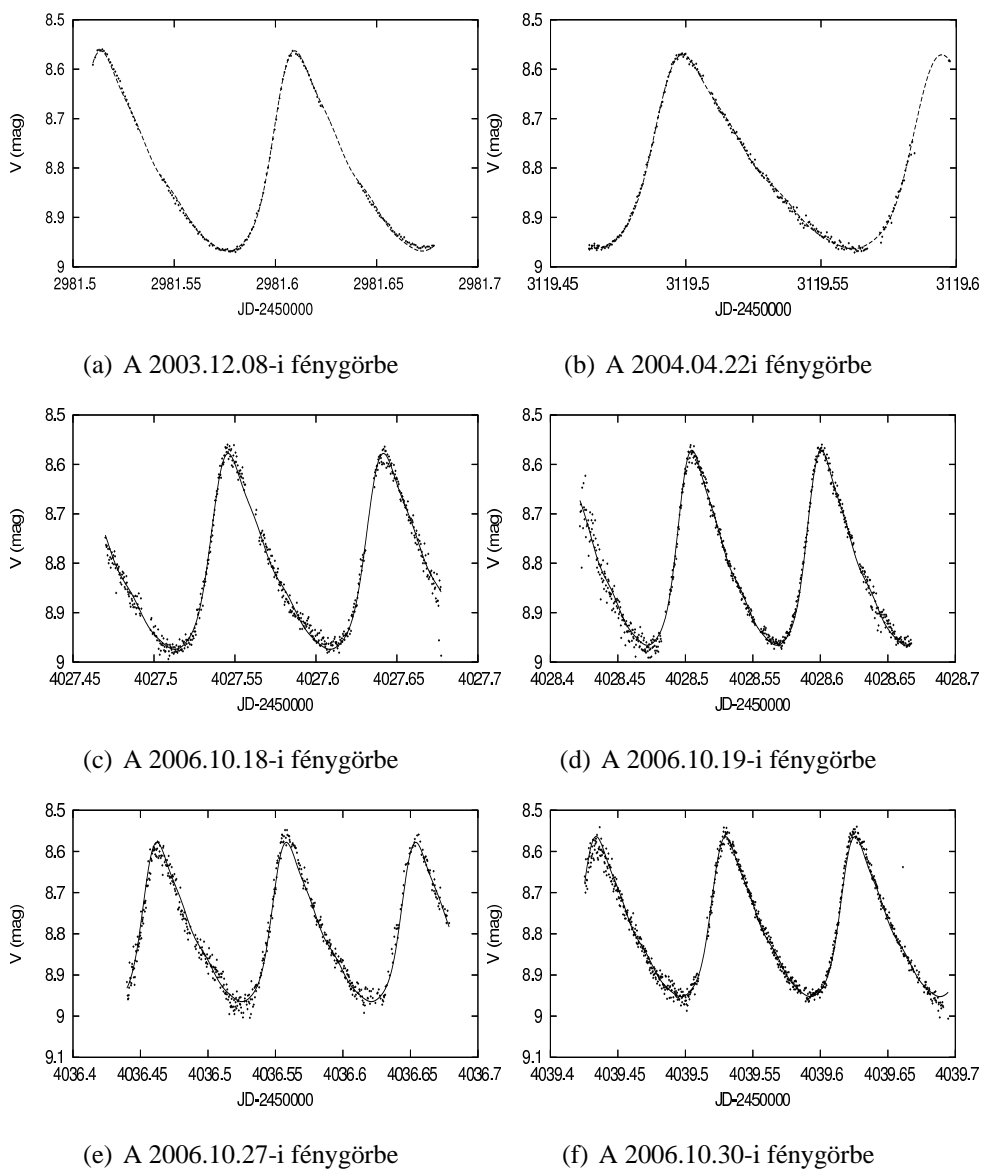
(f) A június 28-i fénygörbe

8. ábra. V854 Sco fénygörbék

4.2. BE Lyn

A csillag korábbi vizsgálata során az $O - C$ szórásából, valamint az amplitúdó változásából periódikus periódusváltozást feltételeztek. Az első megfigyelések alapján a BE Lyn-t nagyamplitúdójú, monoperiódikus csillagnak találták. 1995-ben Kiss és Szatmáry elvégezték a csillag vizsgálatát, ezt 2003-ban Derekeas és társai kibővítették. Először az $O - C$ diagramot

periódikusnak találták, de ezt később elvetették. Rodríguez 1996-ban és Derekas 2003-ban a maximumok szórását további pulzációs módusok jelenlétével próbálták magyarázni, de teljes mértékben ez nem sikerült. 2004-ben Szabó Gyula saját méréseket végzett és az új adatokkal kiegészített görbealak illesztéssel számolt $O - C$ diagramok és a maradványok elemzése után valószínűsítette, hogy a maximum $O - C$ változásait a fénygörbe alakjának, a maximum fázisának kis mértékű változása okozza, nem pedig fényidő-effektus.



9. ábra. BE Lyn fénygörbék

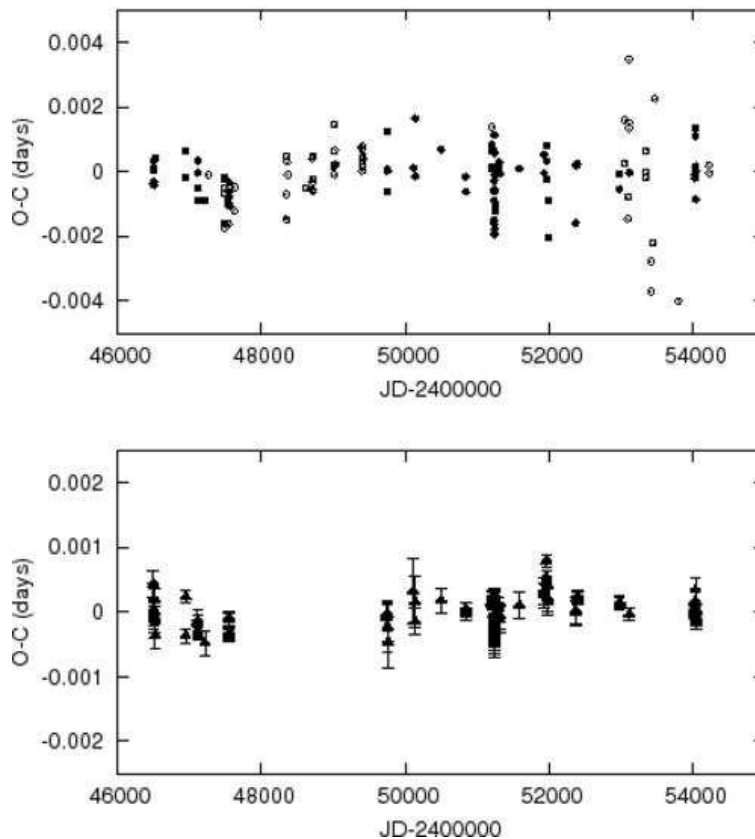
2008-ban felhasználtuk az új maximumidőpontokat a teljes görbe illesztéses $O - C'$ diagram létrehozásához. A régebbi adatokat Kiss L.L., Rodríguez, E. és Oja 1987-es publikációiból vettük [27][28][29][30][31]. A teljes görbe illesztéséhez egy ötödrendű Fourier-

polinomot használtunk, mely a következő alakú volt:

$$f(t) = a_0 + \sum_{k=1}^5 a_k \sin k\phi + b_k \cos k\phi$$

ahol $\phi = 2\pi t/P$, A a relatív amplitúdó, a_0 pedig az átlagos fényesség. Az együtthatók értékei a 2. számú táblázatban láthatók. Ha $A = 1$, az illesztett görbe teljes amplitúdója 0.395 magnitúdó. A görbét ezután minden egyes éjszaka méréseire illesztettük, így a görbealak éjszakánkénti kicsiny eltolódása kimutatható volt. A görbealak változása miatt az A és a_0 paramétereket is illesztettük. Ezek után az illesztett görbék maximuma lett a teljes görbealakból számolt O-C' alapja. Meghatároztunk egy új periódust, melyre $P = 0.09586952$ nap ± 0.00000003 nap adódott. Így a számolt maximumok időpontja:

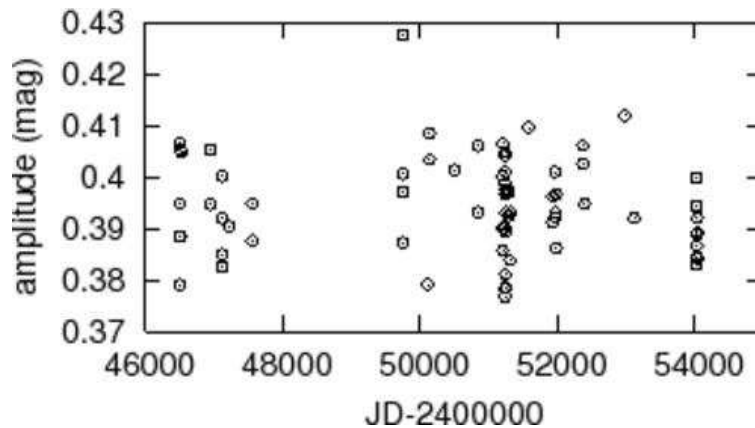
$$C = 2449749.4651 + 0.09586952\Delta E$$



10. ábra. Fent: az egyedi maximumok alapján készített O-C, lent: a teljes görbealakból származó O-C'

a_0	8.8128		
a_1	0.0740	b_1	-0.1578
a_2	0.0523	b_2	0.0151
a_3	0	b_3	0.0207
a_4	-0.0097	b_4	0
a_5	-0.0034	b_5	-0.0041

2. táblázat. A Fourier-együtthatók $f(t)$.



11. ábra. Az amplitúdó a maximumidőpontok függvényében.

A 10. ábrán összehasonlíthatjuk a két módszerrel készült O-C diagramot. Látszik, hogy az alsó ábrán az O-C tengely feleakkora, mint a felsőn. A teljes görbealakkból illesztett O-C' diagramon nagyon kicsi változás látszik (10 mp), ez feltételezhetővé teszi, hogy a teljes fénygörbe fázisában nincs változás. Ezzel együtt a régi O-C diagramon a pontok szórása túl nagy ahhoz, hogy egy mesterséges jelenség legyen. Összességében feltételezhetjük, hogy a maximális fényesség fázisa kicsit változik és ez vezet az O-C szórásához.

Az amplitúdó változást is megvizsgáltuk, mely 0.03 magnitúdó körüli. Semmiféle periodicitást nem találtunk. A változás feltételezett oka az, hogy a mérések különböző távcsövekkel készültek, sokszor nem lettek standard rendszerbe transzformálva, így az extinkciós korrekció hiánya okozhatja ezt a jelenséget.

Végül megvizsgáltuk, hogy az amplitúdóváltozás összefügg-e a maximumokkal, mint ahogy az várható egy Blazsko-effektushoz hasonló jelenséget mutató csillagnál. Ennek eredménye

a 11. számú ábrán látható. Látszik, hogy nem figyelhető meg korreláció a maximumidőpontok és az amplitúdók nagysága között. 2009-ben Derakas és társai spektroszkópai méréseket is végeztek a csillagról, meghatározva a radiális sebességgörbét. A görbe jól mutatta az eddig is ismert alaplópusú pulzációt. A tömegközéppont sebességét $3.4 \frac{km}{s}$ -nak mérték, míg a légkör pulzációját $34 \frac{km}{s}$ -nak. Nemradiális pulzációt nem sikerült kimutatniuk.[73]

4.3. DY Her

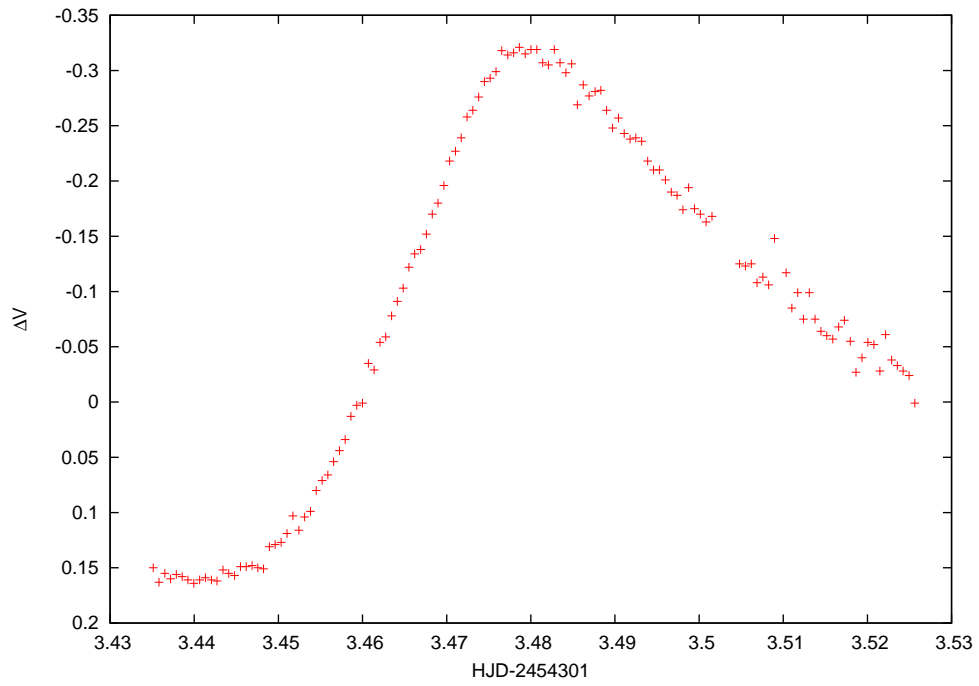
A csillagot az 1970-es évek óta vizsgálják, a legnagyobb léptékű idősort 1993-ban analizálta Yang[71]. Az időSORa nagyon hosszú volt, de az utolsó mérési pontja 1984-ban készült. Előtte Szeidl & Mahdy véhzett hasonló vizsglatokat. Mindkét tanulmány megegyezett abban, hogy a csillag periódusa változik, méghozzá úgy, hogy lassan csökken. Spektroszkópai vizsgálatokból McNamara és Breger kiszámította a csillag sugarát, ami 2.7 napsugár lett. Szeidl 1979-ben új számításokat végzett, és feltételezte, hogy a sugár ennél nagyobb. Breger 1978-ban kiszámította a csillag effektív hőmérsékletét Strömgren fotometriai adatokból. Rodríguez 1989-ben a csillag fémességét határozta meg. További vizsgálatokat Peña (1999), majd Pócs & Szeidl (2000) végeztek. Ez utóbbi tanulmányban a periódusváltozást a fényidő-effektus számlájára írták, de egyértelmű bizonyítékot nem tudtak szerezni ennek az elméletnek a megerősítésére. 2003-ban Derakas et al. újabb $O - C$ vizsgálatot végeztek. A feltételezett kísérőt nem sikerült megtalálniuk, viszont a már korábban is említett lassú periódus csökkenést ők is megfigyelték.[34][32][33][44][37][27]

A korábbi adatokat én is felhasználtam saját vizsgálataimhoz, és ezeket még kiegészítettem a 2007-es piszkéstetői méréssel. Az éjszaka fénygörbét a 12. ábrán láthatjuk. A görbétől meghatároztam az új maximumidőpontot, ami 2454304.47975 HJD-nek adódott. Ezt és a korábbi maximumidőpontokat felhasználva elkészítettem a csillag $O - C$ diagramját, $p = 0.1486309$ nappal számolva. Ezután egy másodrendű görbét illesztettem a pontokra.⁴

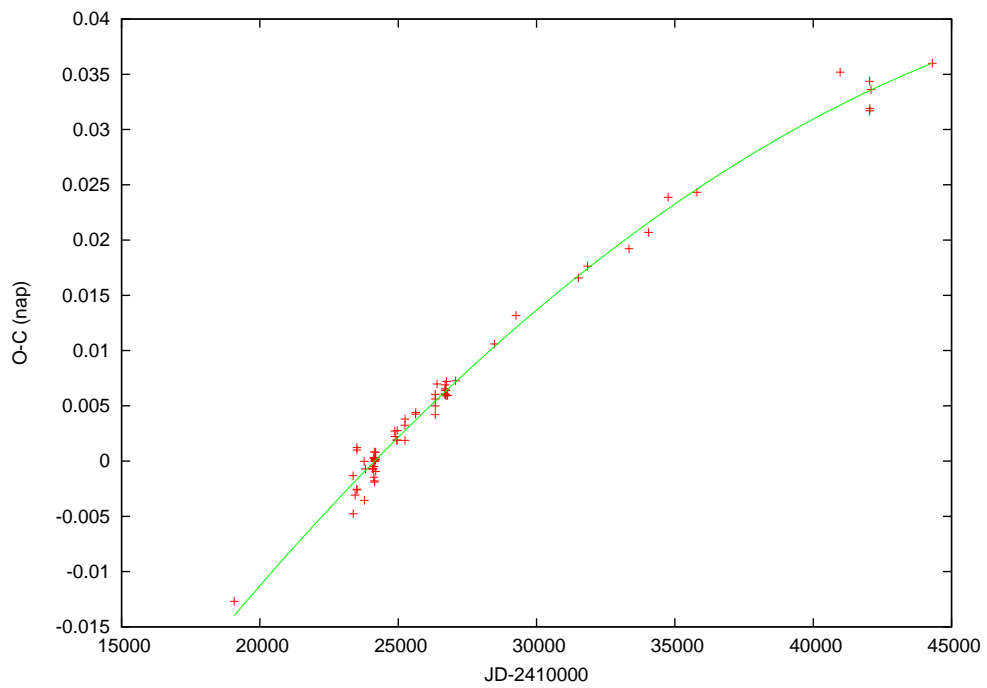
$$f(x) = a \cdot x^2 + b \cdot x + c$$

Az illesztésből a következő periódusváltozási rátát sikerült meghatároznom: $\frac{\delta P}{\delta t} = -1.395 \cdot 10^{-9}$. Jól látszik, hogy az eddig megfigyelt tendencia itt is jelen van, valamint az új maximum is jól illeszkedik az adatsorba. Lásd 13. ábra.

⁴A következőkben mindig ilyen alakú görbét fogok illeszteni



12. ábra. A DY Her 2007.07.22. fénygörbéje



13. ábra. A DY Her O-C diagramja

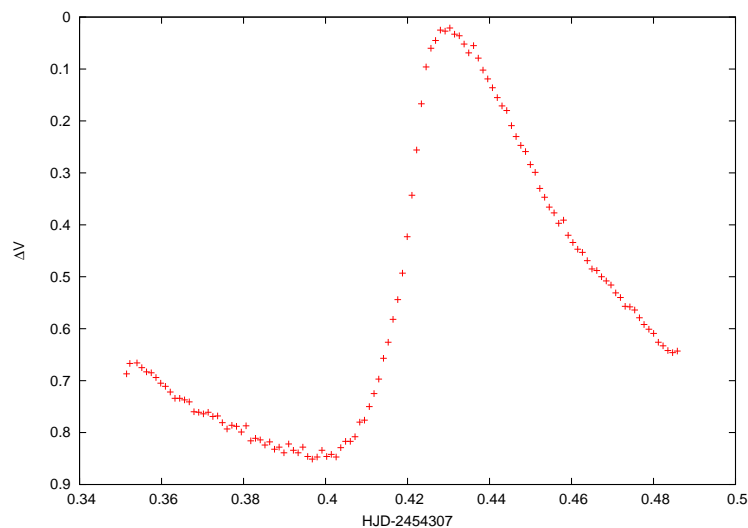
4.4. XX Cyg

A csillagot 1904-ben fedezte fel Cesarski, később Harlow Shapley is vizsgálta. Megállapította, hogy az XX Cyg az akkoriban ismert legrövidebb periódusú csillag. Ő még a Cepheidák közé sorolta. Vizsgálta a csillag pulzáció közbeni színképtípus-változását, valamint szabaddszemes fényességbecsléseket hasonlított össze fotografikus mérésekkel. 1936-ban Detre is vizsgálta a csillagot. Ő $O-C$ számításokat is végzett, valamint a fénygörbét is tanulmányozta. Meghatározta az amplitúdót, amire közel 1 magnitúdót kapott. 1977-ben Bookmeyer és társai már RR Lyrae típusú csillagnak sorolták be. 1979-ben Eggen ultra-rövid periódusú cefeidának nevezte több más, nagy amplitúdójú fényes változóval együtt[39][40][41][42].

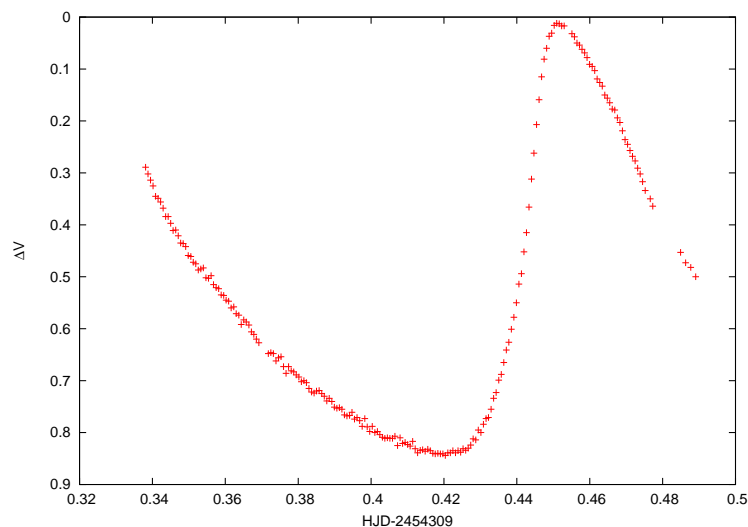
A csillag egyik legátfogóbb vizsgálatát McNamara hajtotta végre 1980-ban. Fotometriai és spektroszkópiai méréseket is végzett, pontosította a csillag periódusát, valamint színindexét. A spektroszkópiai mérésekből pedig elkészítette a csillag radiális sebességgörbéjét. A fénygörbéből $p = 0.134865$ napos periódust határozott meg. A mérési pontokat standard rendszerbe transzformálta így nagy pontosságú standard színindexeket tudott számolni. V-ben 0.77 magnitúdós amplitúdót mért, és ez, valamint a periódus alapján RRs típusú csillagnak sorolta be az XX Cygnit. A felszíni hőmérsékletét 6600 K-tól 8400-ig becsülte, függően a fázistól. Azt találta ezen kívül, hogy a csillag fémszegény, és ez ellentmondott annak, hogy az akkoriban ismert többi RRs csillag mind fémgazdag volt. A csillag vizsgálata közben azt is elképzelhetően tartották, hogy az alaplóduson kívül más felhangokon is pulzál, de végül erre nem találtak meggyőző bizonyítékot. A színképét is összehasonlították más, akkoriban törpe cefeidának nevezett változójével, és azt találták, hogy a többi hasonló periódusú csillaghoz képest a hidrogén vonalain kívül az összes többi vonal jóval gyengébb. Ezt a csillag pulzációjának nagy radiális sebességével és színindexével magyarázták[43].

Szeidl és társai 1981-ben megfigyelték a csillag periódusának változását, $O-C$ analízis segítségével. 2000-ben Kiss & DEREKAS vizsgálták a csillagot. Ezt később Blake és társai (2003), majd Zhou és társai (2002) újra megvizsgálták. Ők úgy találták, a csillag periódus növekszik. 2003-ban DEREKAS újra megvizsgálta a csillagot, és egy már korábban is említett maximum dudort talált az R szűrős fénygörbéken. Nem talált meggyőző bizonyítékot arra, hogy egy másodlagos maximum is jelen lenne a csillag fényváltozásában.[44][27]

2007-ben két éjszaka sikerült mérni a csillagot, július 25. és 27-én. A fénygörbéket a 14. és 15. ábrákon láthatjuk. A görbékből sikerült új maximumokat meghatározni, ezek

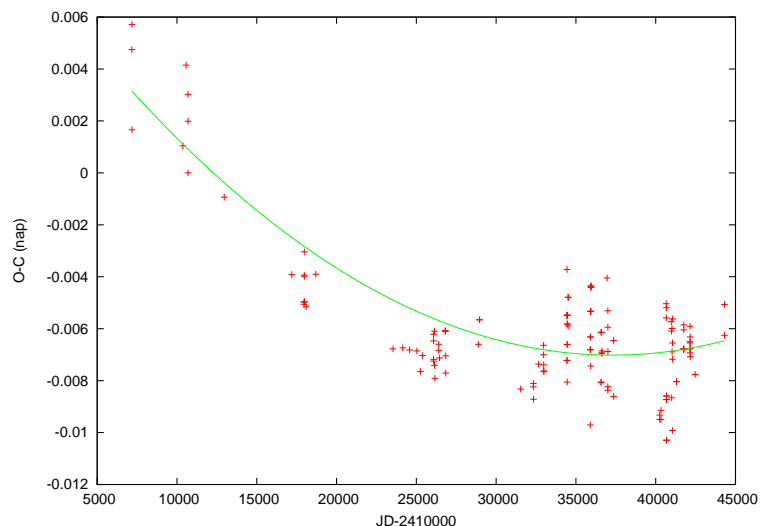


14. ábra. Az XX Cyg július 25-i fénygörbéje.



15. ábra. Az XX Cyg július 27-i fénygörbéje.

a következők: 2454307.429856 HJD, valamint 2454309.451247 HJD. Ezeket, valamint a korábbi irodalmi maximumokat felhasználva elkészítettem a csillag $O - C$ diagramját, $p = 0.1348651$ napos periódust használva. Ezt követően egy másodrendű polinomot illesztettem a pontokra. Az illesztésből a következő periódusváltozási rátát sikerült meghatároznom: $\frac{\delta P}{\delta t} = 3.366 \cdot 10^{-12}$. Ugyanúgy, mint a DY Her esetében, az $O - C$ diagram jól visszaadja a korábban mások által is megfigyelt periódusváltozást. Az új maximumok szintén jól illeszkednek az $O - C$ korábbi tendenciájába.

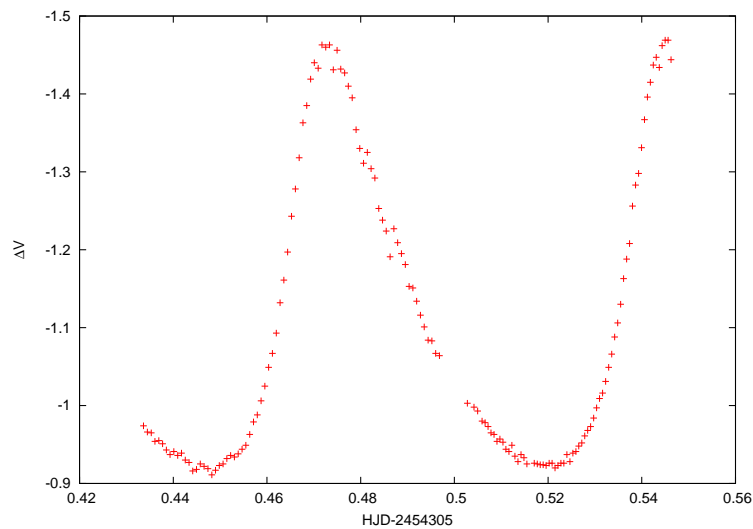


16. ábra. Az XX Cyg O-C diagramja.

4.5. DY Peg

A DY Peg az egyik legrégebben megfigyelt δ Scuti csillag. A megfigyelések kezdete visszanyúlik egészen az 1930-as évekbe, mikor is Morgenrot (1934) felfedezte a csillag változásait. Soloviev (1938. 1940), aki először vizsgálta alaposabban a csillag fényváltozásait úgy találta, hogy a csillag fénygörbéje erősen változik. Ezeket a változásokat főleg a 0.3 magnitúdós amplitúdónál találta szembeűnőnek. Később Lange (1944) megkérdőjelezte ezt, de 1960-ban Grigorevsky és Mandell jelentős fénygörbe változásokat tapasztalt. Ennek periódusát 0.2554 napra becsülték. Később pontosabb fotometriai mérések után úgy vélték, hogy a csillag mutat némi szabálytalan változást a fénygörbéjének maximális amplitúdójában, ám ez sosem haladta meg a 0.05 magnitúdót. 1964-ben Karetnikov és Medvedev kimutattak egy erősebb változást a fénygörbében, ami elérte a 0.4 magnitúdót. Ennek a változásnak a periódusát 0.255413 napnak becsülték. 1979-ben Quigley és Africano, valamint 1980-ban Mahdy és Szeidl megvizsgálták a csillag periódusváltozását. Később 100 maximumidőpont felhasználásával az $O - C$ reziduálokat elemezték. Úgy találták, hogy az adatsort egyaránt jól lehet közelíteni két egyenes illesztésével, illetve egy negyedfokú illesztéssel. Első esetben egy egyszeri 6.5 másodperces periódus csökkenést tudtak illeszteni, a másodikban pedig egy 0.33 miliszekundum per éves folyamatos csökkenést. 1987-ben Mahdy 4 éjszakányi méréssel bővítette a korábbi adatokat. A fénygörbék maximumában talált változást, ami

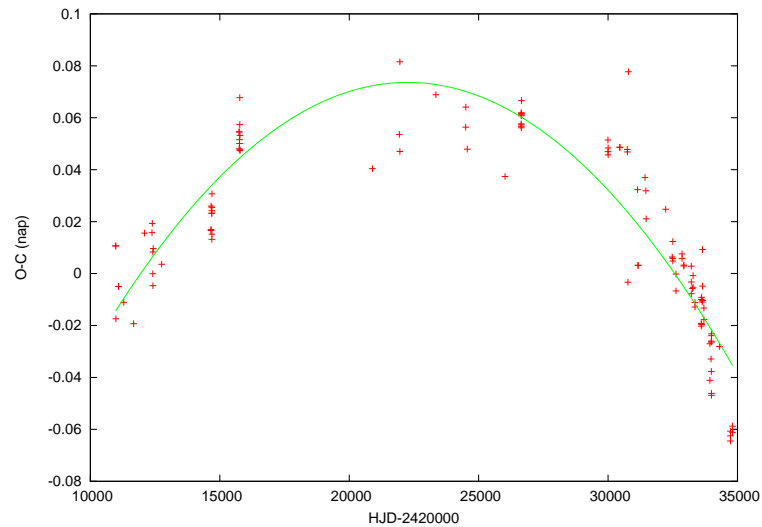
nagyobb volt, mint a mérési hiba, de ez a változás nem haladta meg így sem a 0.04 magnitúdót. Egyértelmű periódust ebben a változásban nem talált. Az $O - C$ diagram elemzésekor azt találta, hogy ismét nem egyértelmű a periódusváltozás illesztése. Első esetben egy egyenest illesztett, ekkor az egyszeri periódusváltozásra $\Delta P = -7.0 \cdot 10^{-8}$ nap értéket kapott. Másodfokú görbe illesztéssel 20 miliszekundum per évszázad értéket kapott. Ő ezek alapján nem tudta eldönteni, melyik a helyes illesztés, és a csillag további, hosszú távú megfigyelését javasolta[5][56][58].



17. ábra. Az DY Peg 2007.07.23-i fénygörbéje.

2000-ben Blake és társai publikálták a csillag periódusváltozásáról saját cikküket, melyben pontosították azt. A DY Peg fizikai paramétereit Wilson és társai (1998), valamint Peña és társai 1999-ben határozták meg. Garrido és Rodríguez 1996-ban négy éjszakányi mérés alapján meghatároztak egy másodlagos periódust a csillagnál. Koen 1996-ban kimutatta, hogy a csillag periódusváltozása jóval komplexebb annál, mint amit addig gondoltak róla. Blake és társai 2000-ben egy negyedfokú illesztést végeztek az $O - C$ diagramra, és kimutatták, hogy ez nagyjából hét nagyságrenddel kisebb, mint amit korábban Mahdy kiszámított. 2003-ban Deras és társai új mérésekkel bővítették az addigi adatokat, és ők is elvégezték az $O - C$ diagram vizsgálatát. Adatsoruk több mint 50 évet ölelt át. Egy parabolát illesztettek a diagramra, és a periódus változására ugyanakkora értéket kaptak, mint Mahdy és Peña korábban. Ezzel szemben a Blake által bemutatott eredményeket nem tudták megerősíteni. Mivel úgy látták, hogy a parabolaillesztés nem fedi le elég jól az $O - C$

diagramot, egyetértettek Koen korábbi állításával, hogy az $O - C$ diagramnál kifinomultabb vizsgálati módszerre van szükség a periódusváltozás vizsgálatokhoz[55][27].



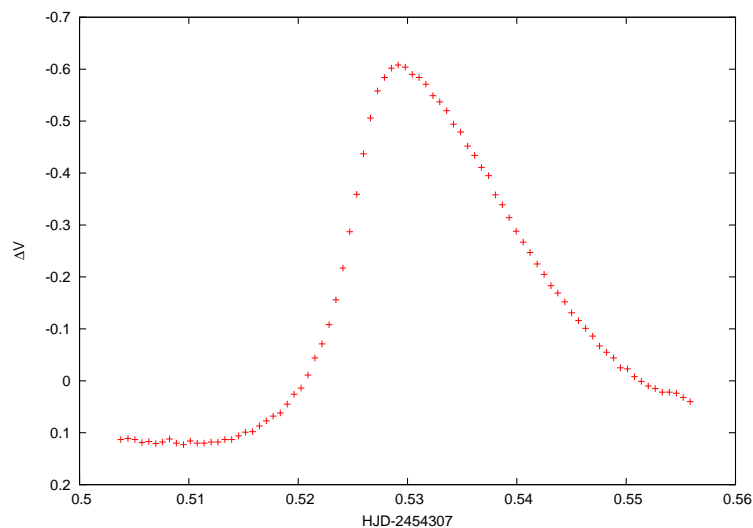
18. ábra. Az DY Peg $O - C$ diagramja.

Dolgozatomban a korábbi adatsort kiegészítettem a 2007.07.23-as piszkétesői maximumokkal, Joachim Hubscher valamint Patrick és társai legfrissebb méréseivel.[57] A 2007-es éjszakából két maximumot sikerült meghatározni, ezek HJD 2454305.4732 és 2454305.5456. Igaz, a második csúcs nem volt teljes, annak ellenére elég nagy pontossággal sikerült meghatározni a maximumot. A fénygörbét a 17. számú ábrán láthatjuk. Az $O - C$ diagramot $p = 0.072926302$ napos periódussal készítettem el. Ezután egy másodfokú görbét illesztettem. Az illesztésből a következő periódusváltozási rátát sikerült meghatároznom: $\frac{\delta P}{\delta t} = -7.3917 \cdot 10^{-12}$. Látszik, hogy a másodfokú görbe 2455000 HJD környékén már nem jól illeszkedik az új mérési pontokra. Lásd 18. ábra.

4.6. CY Aqr

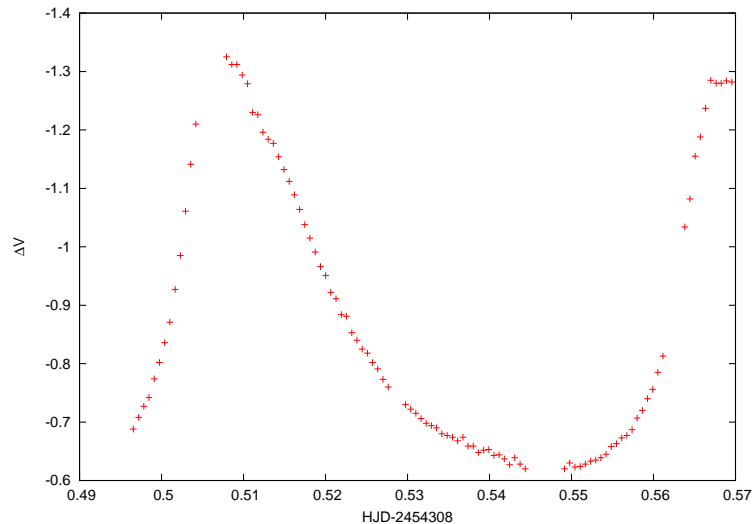
A csillag már 1934-es felfedezése óta állandó megfigyelés alatt áll. Periódusa közel másfél óra, V szűrős amplitúdója pedig 0.7 magnitúdó. A CY Aqr hosszútávú fényváltozása régóta ismert, az egyik legátfogóbb elemzést Powell és társai készítették 1995-ben, több mint 500 maximumidőpontot felhasználva. Előttük Ashbrook 1954-ben fázisugrást feltételezett a csillagnál. Powellék négy különböző modellt próbáltak ki a csillagra, de egyik sem tudta pon-

tosan magyarázni az $O - C$ diagram alakját. Megállapításuk az volt, hogy parabola helyett egyeneseket kell illeszteni a diagram különböző szakaszaira. Előre megjósoltak még egy periódus változást, amelynek pár éven belül kellett bekövetkeznie. 2003-ban Fu még több maximumidőpont segítségével állított elő $O - C$ diagramot. A megállapítása az volt, hogy a periódusváltozás fényidő-effektussal, illetve a különböző szakaszokra illesztett egyenesekkel egyaránt magyarázható. Egy hosszú idejű periódusváltozást és egy nagyon excentrikus pályát (T 50 – 60 év) feltételezve, az eredmények nagy része magyarázható. A korai mérésekből származó pontok ugyanis nem nagyon illeszkednek a kettőscsillag magyarázatához. 2009-ben Derekas és társai is vizsgálták a csillagot. Saját méréseikből meghatároztak új maximumokat, ezek segítségével pedig elkészítették a csillag $O - C$ diagramját. Eredményeik összhangban voltak Fu és társai eredményeivel. Fotometria mellett spektroszkópiai vizsgálatot is végeztek a csillagon, meghatározták a radiális sebességét, ami $-38 \frac{km}{s}$ -nak adódott, ami összhangban van a korábbi mérésekkel. A feltételezett kettősség miatti radiális sebességváltozás $1.4 \frac{km}{s}$, de ezt nem tudták detektálni, mivel ez az általuk alkalmazott műszer hibájával összemérhető. A végső megállapításuk emiatt az volt, hogy se megerősíteni, se megcáfolni nem tudták vele a kettőscsillag elképzelést[61][69][73].



19. ábra. A CY Aqr július 25-i fénygörbéje.

2007-ben két éjszaka sikerült mérni a csillagot, 2007.07.25-én és 26-án. A mérésekből létrehoztam a csillag fénygörbéjét (Lásd 19. valamint 20. ábrák) és ebből két új maximumidőpontot határoztam meg, ezek a következők: 2454307.5294 HJD, valamint 2454308.5077



20. ábra. Az CY Aqr július 26-i fénygörbéje.

HJD. Ezután elkészítettem a csillag $O - C$ diagramját $p = 0.061038$ nap felhasználásával (lásd 21. ábra), amin jól megfigyelhető a Fu által is említett fázisugrás. Erre az adatsorra szinte teljesen értelmetlen másodfokú görbét illeszteni, így ehelyett az egyes szakaszokra illesztettem egyenest, mely a következő alakú:

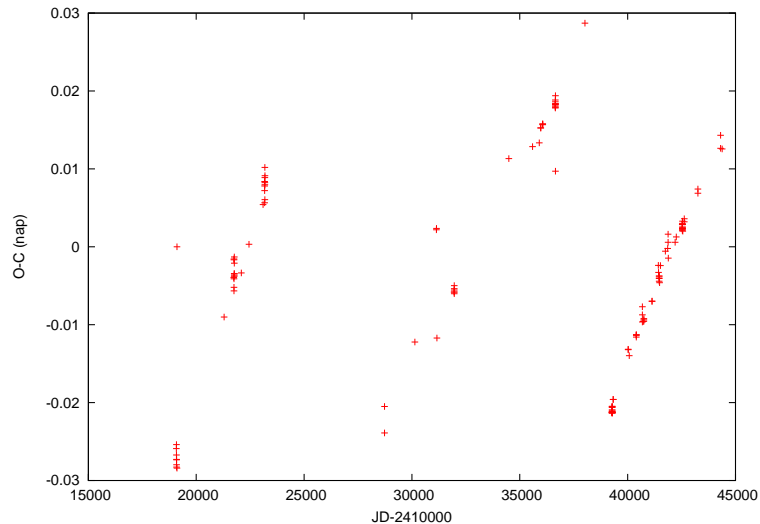
$$f(x) = a \cdot x + b$$

Ekkor az illesztésből származó paraméterek a következők lettek: első szakaszra: $a = 8.6566 \cdot 10^{-6} e - 06 \pm 1.676 \cdot 10^{-7}$, $b = -0.19253 \pm 0.00362$; második szakaszra: $a = 4.6716 \cdot 10^{-6} \pm 2.257 \cdot 10^{-7}$, $b = -0.1532 \pm 0.00777$; harmadik szakaszra: $a = 5.8878 \cdot 10^{-6} \pm 5.24 \cdot 10^{-7}$, $b = -0.2483 \pm 0.02159$.

5. Összefoglalás

Diplomamunkámban nagyamplitúdójú δ Scuti változócsillagok $O - C$ analízisét végeztem el. Munkám során a korábbi maximumidőpontokat és a saját, valamint témavezetőm méréseit felhasználva elkészítettem öt csillag $O - C$ diagramját.

- A V854 Sco esetében a görbelakot vizsgáltam, újra meghatároztam a csillag periódusát és amplitúdóját. A mérési pontok nagy szórása miatt a görbealak-változás nem volt egyértelműen eldönthető, így ez a kérdés nyitott maradt.



21. ábra. Az CY Aqr $O - C$ diagramja.

- A BE Lyn csillagra teljes görbealak illesztéssel készült $O - C$ diagramot hoztunk létre. Megállapítottuk hogy az így nyert diagramon a pontok szórása körülbelül feleakkora volt, mint a hagyományos módszerrel készített diagramon. Feltételeztük, hogy a maximális fényesség fázisa kicsit változik, és hogy ez okozza a megfigyelt szórást. A maximumidőpontok és az amplitúdó között nem találtunk kapcsolatot.
- A DY Her csillag esetén a piszkéttetői mérésekből határoztam meg új maximumidőpontokat, valamint elkészítettem a csillag $O - C$ diagramját. A csillag periódusának változása megfigyelhető volt, méghozzá összhangban a korábban megállapítottal. Az új maximum jól illeszkedett az eddigi mérésekhez.
- Az XX Cyg csillagot az előzőekhez hasonlóan vizsgáltam. Szintén sikerült kimutatni a periódusváltozást az $O - C$ diagramból.
- A DY Peg esetén szintén hasonlóan jártam el, mint az előzőekben. Az $O - C$ diagramra illesztett másodfokú függvény jól mutatta, hogy 2455000 HJD körül az illesztés elromlik, így jogos a feltevés, hogy a csillag periódusa jóval összetettebb módon változik.
- A CY Aqr $O - C$ diagramját vizsgálva sikerült kimutatni a szakirodalomban korábban említett fázisugrásokat, a diagram egyedi kinézete miatt csak az egyes szakaszokra lehetett egyeneseket illeszteni.

Hivatkozások

- [1] Richard B. Stothers, A new Explanation of the Blazhko Effect in RR Lyrae Stars, 2006. The Astrophysical Journal, 652. 643
- [2] <http://www.univie.ac.at/?L=2>. 2009
- [3] Fitch, W. S., Rediscussion of Delta Scuti, 1960. Astrophysical Journal, 132. 430
- [4] North, P., Jасhek, C., & Egret, D., Delta Scuti Stars in the HR Diagram, 1997. Proceedings of the ESA Symposium 'Hipparcos - Venice '97', 13-16 May, Venice, Italy, ESA SP-402 (July 1997), p. 367-370
- [5] W. J. F. Wilson, E. F. Milone,² D. J. I. Fry,² and J. Van Leeuwen, Studies of Large-Amplitude δ Scuti Variables. III. DY Pegasi, 1998. Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 110. 433
- [6] Rodriguez, E., Lopez de Coca, P., Rolland, A., Garrido, R., & Costa, V., δ Scuti stars: a new revised list, 1994. Astron. Astrophys. Suppl., 106. 21
- [7] Magyar Csillagászati Egyesület, Amatőr csillagászok kézikönyve, 1999.
- [8] Gupta, S. K., Empirical P-L-C Relations for Delta Scuti Stars, 1978. Astrophysics and Space Science, Volume 59. Issue 1. pp.85-90
- [9] <http://www.cartage.org.lb>, 2009.
- [10] <http://outreach.atnf.csiro.au>, 2009.
- [11] <http://s94958815.onlinehome.us/angryastronomer/>, 2006.
- [12] Magyar Csillagászati Egyesület, Csillagászati évkönyv 2001. 2000.
- [12] Magyar Csillagászati Egyesület, Csillagászati évkönyv 2007. 2006.
- [13] www.csillagaszattortenet.csillagaszat.hu, 2009.
- [14] Csorvási Róbert: Az LO Pegasi mágneses aktivitásának finomléptékű vizsgálata, TDK dolgozat 2006

- [14] Bebesi Zsófia: Pulzáló vörös óriáscsillagok fényváltozásának idő-frekvencia analízise, diplomamunka 2003
- [15] Ábrahám P, Kóspál Á, Csizmadia Sz, Kun M, Moór A, Prusti T: "Long-term evolution of FU Orionis objects at infrared wavelengths", 2004. *Astron. & Astroph.* 428. 89
- [16] <http://www.aavso.org>, 2009.
- [17] Toshiya Ueta et al.: Mass Loss History of the AGB star, R Cas 2009
- [18] Z. Kolláth et al.: Analysis of the Irregular Pulsations of AC Her, 1998. *Astronomy and Astrophysics*, 329. 147
- [19] Gillet, D., Burki, G., & Duquennoy, A: The pulsation of the photosphere of the RV Tauri stars - AC Herculis and R Scuti, 1990. *A&A* 237 159G
- [20] Shenton, M et al.: Multiwavelength observations of RV Tauri stars II. U Monocerotis, 1994. *Astron. Astrophys.* 287. 852-865
- [21] Magyar Csillagászati Egyesület, Csillagászati évkönyv 2006. 2005.
- [22] <http://kiskun.mcse.hu>, 2002.
- [23] <http://astro.elte.hu>, 2009.
- [24] Andersen, J., *Highlight of Astronomy*. Vol. 11B, 1997
- [25] Gastine, T. and Dintrans, B.: Direct Numerical Simulations of the κ -Mechanism, 2008. *A&A*
- [26] Derekas Aliz: Fedési és pulzáló változócsillagok periódusvizsgálata, TDK dolgozat, 2002
- [27] Derekas, A., Kiss, L.L., Székely, P., Alfaro, E.J., et al., 2003. *A&A*, 402. 733
- [28] Kiss, L.L., Szatmáry, K., 1995. *IBVS*, 4166
- [29] Oja, T., 1986. *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 65. 405 (1986A&AS...65..405O)
- [30] Oja, T., 1987. *Astron. Astrophys.*, 184. 215 (1987A&A...184..215O)

- [31] Szakáts, R.; Szabó, Gy. M.; Szatmáry, K., *IBVS*, **5816**
- [32] McNamara D.H., 1978. PASP 90. 759 NASA ADS
- [33] Breger M., Campos A.J., Roby S.W., 1978. PASP 90. 754 NASA ADS
- [34] Szeidl B., 1979. *IBVS* 1718
- [35] Szeidl B., Mahdy H.A., 1981. *Comm Konkoly Obs.* 75. 1 NASA ADS
- [36] Rodríguez E., Tesis Doctoral, Fotometría *uvby* – β de estrellas variables tipo SX Phe y Delta Sct de gran amplitud. Universidad de Granada, 1989
- [37] J.H. Peña, D. González, and R. Peniche: Determination of physical parameters of five large amplitude δ Scuti stars, 1999., *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* 138. 11-18
- [38] <http://www.skythisweek.info/cyaqr.htm>, David Oesper, 2005.
- [39] Shapley, H.; Shapley, M. B., A study of the lightcurve of XX Cygni, 1915. *Astrophys. J.*, 42. 148
- [40] Detre, L., XX Cygni, 1936. *Astronomische Nachrichten*, 258. 329
- [41] Bookmeyer, B. B.; Fitch, W. S.; Lee, T. A.; Wisniewski, W. Z.; Johnson, H. L., Photoelectric UBV observations of RR Lyrae variable stars. Second list, 1977. *Rev. Mex. Astron. Astrofis.*, 2. 235
- [42] Eggen, O. J., The classification of intrinsic variables. VIII - Ultrashort period Cepheids, 1979. *Astrophysical Journal Supplement Series*, 41. 413
- [43] McNamara, D. H.; Feltz, K. A., Jr., A photometric and spectrographic study of XX Cygni, 1980. *Astronomical Society of the Pacific, Publications*, 92. 195. NSF-supported research.
- [44] Szeidl, B.; Mahdy, Hamid A., Period Changes in Dwarf Cepheids, II. YZ Bootis, XX Cygni and DY Herculis, 1981. *Communications of the Konkoly Observatory*, No. 75 (Vol. VIII, 1), 1-35

- [45] Joneer, M. D., The Nature of the Dwarf Cepheid XX-Cygni, 1982. ASTRON. SOC. OF THE PACIFIC. PUBL., 94. 289
- [46] Hubscher J.; Walter F., Photoelectric minima of selected eclipsing binaries and maxima of pulsating stars., 2007. IBVS, 5761
- [47] Huebscher J., Photoelectric minima of selected eclipsing binaries and maxima of pulsating stars., 2007. IBVS 5802
- [48] Klingenberg G.; Dvorak S.W.; Robertson C.W., Times of maxima for selected delta Scuti stars., 2006. IBVS, 5701
- [49] Hubscher J.; Paschke A.; Walter F., Photoelectric minima of selected eclipsing binaries and maxima of pulsating stars., 2006. IBVS, 5731
- [50] Hubscher J.; Paschke A.; Walter F., Photoelectric minima of selected eclipsing binaries and maxima of pulsating stars., 2005. IBVS, 5657
- [51] Agerer F.; Huebscher J., Photoelectric maxima of selected pulsating stars., 2003. IBVS, 5485
- [52] Van Cauteren P.; Wils P., Times of extrema of selected eclipsing binaries and two SX Phe Stars., 2000. IBVS, 4872
- [53] Agerer F.; Dahm M.; Huebscher J., Photoelectric minima of selected eclipsing binaries and maxima of pulsating stars., 1999. IBVS, 4712
- [54] Agerer F.; Huebscher J., Photoelectric minima of selected eclipsing binaries and maxima of pulsating stars., 1998. IBVS, 4606
- [55] Blake, R. Melvin; Khosravani, Houman; Delaney, Paul A., Period Changes in the SX Phoenicis Stars. part I. BL Camelopardalis and DY Pegasi, 2000. Journal of the Royal Astronomical Society of Canada, 94. 124
- [56] Mahdy H.A., UBV photometric observations of DY Pegasi., 1987. IBVS, 3055
- [57] Wils, Patrick et al. Photometric Observations of High-Amplitude Delta Scuti Stars, 2009. IBVS, 5878

- [58] Geyer, E. H.; Hoffmann, M., Maxima of the RRs-variables CY Aqr, DY Her and DY Peg, 1974. IBVS, 0936
- [59] Pena, J. H.; Peniche, R.; Hobart, M. A., Times of Maximum Light of the Delta Scuti Star CY Aqr, 1985. IBVS, 2672
- [60] Rodriguez, E.; Rolland, A.; Lopez de Coca, P., New Times of Maxima for CY Aqr, DY Peg and BL Cam, 1990. IBVS, 3428
- [61] Fu, Jian-Ning; Jiang, Shi-Yang; Liu, Yan-Ying, New Time of Light Maxima for CY Aqr, 1994. IBVS, 3970
- [62] Agerer, Franz; Hubscher, Joachim, Photoelectric Minima and Maxima of Selected Eclipsing and Pulsating Variables, 1996. IBVS, 4382
- [63] Agerer, Franz; Dahm, Michael; Hubscher, Joachim, Photoelectric Minima of Selected Eclipsing Binaries and Maxima of Pulsating Stars, 2001. IBVS, 5017
- [64] AGERER, Franz; HUBSCHER, Joachim, Photoelectric Minima of Selected Eclipsing Binaries and Maxima of Pulsating Stars, 2002. IBVS, 5296
- [65] Agerer, Franz; Hubscher, Joachim, Photoelectric Maxima of Selected Pulsating Stars, 2003. IBVS, 5485
- [66] Hubscher, Joachim; Steinbach, Hans-Mereyntje; Walter, Frank, BAV-Results of observations - Photoelectric Minima of Selected Eclipsing Binaries and Maxima of Pulsating Stars, 2009. IBVS, 5874
- [67] J. BARROSO, Jr., Maxima of CY Aquarii in 1964 and 1968 Period Determination, 1969. IBVS, 0341
- [68] E.H. GEYER; M. HOFFMANN, Maxima of the RR_S – Variables CY Aqr DY Her AND DY Peg, 1974. IBVS, 0936
- [69] J. N. Fu; C. Sterken, Long-term variability of the SX Phoenicis star CY Aquarii, 2003. A&A, 405. 685
- [69] Marik Miklós szerk., Csillagászat, 1989. Akadémiai Kiadó, Budapest

- [70] E. Rodríguez et al., The SX Phe Stars, 1990. *Astrophysics and Space Science*, 169. 113
- [71] Jiang Shi-Yang, Period Variations and Evolution of Delta Scuti Stars, 1993. *Astrophysics and Space Science*, 1993. 210. 189
- [72] Fu, J.-N., Jiang, S.-Y., Gu, S.-H., & Qiu, Y.-L., Has the delta Scuti star BS Aqr a companion?, 1997. *IBVS* 4518
- [73] Derekas A., Kiss L.L., Bedding T.R., Ashley M.C.B., Csák B., Danos A., Fernandez J.M., Fűrész G., Mészáros Sz., Szabó Gy.M., Szakáts R., Székely P., Szatmáry K.: 2009. Binarity and multiperiodicity in high-amplitude delta Scuti stars, *Monthly Notices of Royal Astron. Soc.*, 394. 995-1008. [arXiv:0812.2139]

Köszönetnyilvánítás

Szeretném megköszönni témavezetőmnek, Dr. Szabó M. Gyulának a támogatását és az útmutatását, nélküle nem jöhetett volna létre ez a dolgozat.

Szeretném még megköszönni Dr. Szatmáry Károlynak a felém tanúsított végtelen türelmét, ami nélkül valószínűleg nem jutottam volna el idáig.

Nyilatkozat

Alulírott Szakáts Róbert, csillagász szakos hallgató kijelentem, hogy a diplomadolgozatban foglaltak saját munkám eredményei, és csak a hivatkozott forrásokat (szakirodalom, eszközök, stb.) használtam fel.

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

Aláírás:.....

Dátum: 2009. 05. 15.