

**Kiss L. László**

# **Pulzáló vörös óriáscsillagok**

Értekezés az MTA doktora cím megszerzéséért

Sydney, 2006



# Tartalomjegyzék

<b>1. Bevezetés</b>	<b>5</b>
<b>2. Vörös óriás változócsillagok</b>	<b>7</b>
2.1. Út a vörös óriásokig . . . . .	7
2.2. Fényváltozások és osztályozás . . . . .	12
2.3. A pulzáció legfontosabb tulajdonságai . . . . .	13
2.4. Fénygörbeforrások: amatőrcsillagászok és mikrolencse- programok . . . . .	16
2.5. Többszörös periodicitás és periódus–fényesség-relációk . . . . .	18
2.6. Mirák periódusváltozásai és energiatermelési instabilitások . . . . .	20
<b>3. Hosszú periódusú változók és megfigyeléseik</b>	<b>23</b>
3.1. Vizuális és fotoelektromos adatok összehasonlítása . . . . .	23
3.1.1. Megfigyelési adatok . . . . .	24
3.1.2. Eredmények . . . . .	26
3.2. A vizuális adatok megbízhatósága . . . . .	32
<b>4. Többszörös periodicitás, káosz, sztochasztikus gerjesztés</b>	<b>35</b>
4.1. Hosszú másodperiódusok és rotáció: az RY Ursae Maioris amplitúdómodulációja . . . . .	35
4.1.1. A fénygörbe . . . . .	36
4.1.2. Fénygörbe-analízis . . . . .	36
4.1.3. Következtetések . . . . .	40
4.2. Az R Cygni kaotikus pulzációja . . . . .	42
4.2.1. Vizuális észlelések és adatkezelés . . . . .	43
4.2.2. Standard módszerek . . . . .	44
4.2.3. Nemlineáris analízis . . . . .	48
4.2.4. Összefoglalás . . . . .	55
4.3. Az L <sub>2</sub> Puppis szoláris oszcillációi . . . . .	57
4.3.1. Észlelések . . . . .	58
4.3.2. A teljesítményspektrum és a módusélettartam . . . . .	60
4.3.3. Rezgési amplitúdó és fázis . . . . .	61
4.3.4. Az alacsonydimenziójú káosz tesztelése . . . . .	63
4.3.5. Az L <sub>2</sub> Puppis pulzációs módusa . . . . .	65
4.3.6. Következtetések . . . . .	66
<b>5. Statisztikus asztroszeizmológia és alkalmazásai</b>	<b>67</b>
5.1. Vörös változók a Nagy Magellán-felhőben: csillagpulzáció az első vörös óriáságon . . . . .	67
5.1.1. Adatok és feldolgozásuk . . . . .	68
5.1.2. Eredmények . . . . .	70
5.1.3. Következtetések a Nagy Magellán-felhő alapján . . . . .	74
5.2. Vörös változók a Kis Magellán-felhőben: a pulzáció fényességfüggése . . . . .	77
5.2.1. Analízis . . . . .	77
5.2.2. Eredmények . . . . .	78
5.2.3. Következtetések a Kis Magellán-felhő alapján . . . . .	84
5.3. Pulzáló vörös óriások és a közeli galaxisok szerkezete . . . . .	86

5.3.1. Alkalmazott módszer . . . . .	87
5.3.2. A Nagy Magellán-felhő szerkezete . . . . .	90
5.3.3. A Kis Magellán-felhő szerkezete . . . . .	91
5.3.4. Összefoglalás . . . . .	93
<b>6. A kutatás további irányai</b>	<b>94</b>
<b>7. Köszönetnyilvánítás</b>	<b>96</b>

# 1. Bevezetés

Az asztrofizika egyik kulcsproblémája a csillagok szerkezete és fejlődése. Néhány az „örök” kérdések közül: Hogyan zajlik a csillagfejlődés? Milyen lesz Napunk jövője? Milyen fizikai folyamatok vezérlik a fejlődést? Értekezésemben a csillagfejlődés azon kései fázisait tanulmányozom, melyekben a vörös óriássá felfúvódott csillagok könnyen megfigyelhető rezgéseket végeznek, azaz pulzáló változócsillagokként észlelhetők. Annak ellenére, hogy az összes csillag kb. 90%-a átesik a vörösóriás-fázison, a csillagok életében mind a mai napig ez a legbizonytalanabban ismert szakasz. Kutatásaim során a pulzációt mint csillagszerkezeti nyomjelzőt használom az alábbi kérdésekkel kapcsolatban:

- Milyen fizikai tényezők és folyamatok játszanak elsődleges szerepet a vörös óriások pulzációjában?
- Milyen módon hat kölcsön a csillagfejlődés, a tömegvesztés és a pulzáció a kései fejlődési állapotokban?
- Hogyan térképezhetjük a lokális Univerzum háromdimenziós szerkezetét pulzáló vörös óriásokkal?

A kis és közepes tömegű csillagok (kb.  $0,5\text{--}5 M_{\odot}$  között) fejlődésük során kétszer válnak vörös óriáscsillaggá. Részletes evolúciós modellszámítások alapján tudjuk, hogy amikor a fősorozati csillagok magjában kezd elfogyni a hidrogén, az energiatermelés kikerül a héliumból álló magot övező hidrogénhéjba. Ezen héjégetés során a felszabaduló sugárzási teljesítmény több nagyságrenddel megnő, aminek eredményeképpen a csillag az *(első) vörös óriáságra kerül (Red Giant Branch, RGB)*, ahol az egyre alacsonyabb hőmérsékletek és egyre nagyobb luminozitások felé fejlődik. Egy adott határluminozitást elérve, a megnövekedett tömegű héliummagban „begyulladnak” a termonukleáris reakciók, amit – paradox módon – a luminozitás csökkenése követ. Ezután a csillag újra elkezd felfúvódni, fejlődése pedig átkerül az *aszimptotikus óriáságra (Asymptotic Giant Branch, AGB)*, ahol a nagy amplitúdójú pulzációk mellett erős tömegvesztési folyamatok is beindulnak. Az ilyen csillagokból kerülnek ki a markáns fényváltozású mirák, illetve a kevésbé szélsőséges változású félszabályos változócsillagok. Ezekben a csillagokban az energiatermelés a szénből és oxigénből álló magot övező hidrogén- és héliumhéjakban történik, melyek időbeli instabilitásairól éppen a csillagpulzáció adhat hírt. Az AGB teteje felé haladva a csillagok tömegük jelentős részét ledobják, középen feltárul a rendkívül forró, energiát már nem termelő egykori csillagmag, melynek ultrabolya fotonjai fénylésre gerjesztik a ledobott gázfelhőt – megszületett egy planetáris köd. Néhány tízezer év alatt a köd teljesen eloszlik, az egykori fényes vörös óriáscsillag helyén pedig egy lassan hűlő fehér törpe, kísérő csillag hiányában a Világegyetem egyik legstabilabb képződménye marad.

A fenti vázlatos kép egyik legfontosabb, ugyanakkor talán legbizonytalanabban ismert komponense a tömegvesztés, ami sok nagyságrendet változik a különböző fejlődési állapotok között. A legintenzívebb tömegvesztéssel a vörös óriásokban találkozunk, melyek kiterjedt légköre a legkisebb perturbációk hatására is el tud szakadni a csillagtól. A pulzáció pontosan ilyen perturbáció, hiszen a csillag minden rezgési ciklusában lökéshullámok indulnak kifelé, melyek kellő mozgási energiához juttatják a csillag legkülső rétegeit az elszakadáshoz. Jelenleg azonban nem világos, hogy mi történik a tömegvesztéssel, ha a csillagpulzáció tulajdonságai megváltoznak, illetve

ha hasonló hőmérsékletű és luminozitású, de eltérő fejlődési állapotú (RGB és AGB) csillagokat hasonlítunk össze.

A csillagmagokból származó neutrínók mellett az *asztroszeizmológia* az egyetlen közvetlen információforrás a csillagok belső szerkezetéről. Gyakorlatilag minden csillag rezgéseket végez a sajátfrekvenciáin, és ezek a rezgések, mint a csillagok legbelső tartományain is áthaladó állóhullámok, hírvivő szerepet játszanak a csillagbelsőben uralkodó fizikai körülményekről. Az asztroszeizmológia pulzáló változócsillagok megfigyelt frekvenciáit rezgési módusokkal azonosítja, melyek modellszámításokon keresztül megadják a vizsgált rendszer legfontosabb paramétereit. Vörös óriáscsillagoknál megfigyelési szempontból nehezen áthidalható probléma a rezgések időskálája, mivel a mira és félszabályos változók jellemzően 100 és 1000 nap közötti periódusokkal pulzálnak. Emiatt empirikus vizsgálatokhoz legalább 5–10 év, de inkább több évtized hosszú megfigyelésekre van szükség, amit egy kutató sem tud magára vállalni. Ez az oka annak, hogy a doktori értekezésemben bemutatott eredmények egy része kis fotometriai pontosságú, ám évtizedes skálán homogén vizuális észleléseken alapul, melyek pontosságát és megbízhatóságát több vizsgálattal is igazoltam. A módusazonosítás mellett fontos kérdés a rezgési állapotok stacionáriussága, ami szintén csak évtizedes adatsorok alapján tanulmányozható.

A gravitációs mikrolencsék keresésére irányuló programok (pl. MACHO, OGLE, EROS) nagy fotometriai adatbázisai az elmúlt száz egy évtizedben egy teljesen új diszciplína, a *statisztikus asztroszeizmológia* megszületéséhez vezettek. Ennek keretein belül több ezer, akár több tízezer, ugyanolyan típusú pulzáló csillag statisztikus jellemzőit vizsgáljuk korábban fel nem ismert összefüggések után kutatva. A Nagy Magellán-felhő pulzáló vörös óriáscsillagai több, egymással párhuzamos periódus–fényesség-relációt rajzoltak ki a periódus – K infravörös magnitúdó síkon, amit az alpmódusú pulzáció mellett felhangok gerjesztésével lehetett megmagyarázni. Ez egyúttal igazolta a Tejútrendszerben észlelt félszabályos csillagok többmódusú pulzációját. Egyik legfontosabb eredményem, az RGB fázisban fellépő csillagrezgések felfedezése is a statisztikus asztroszeizmológia eszközeivel született, és jelen sorok írásakor (2005 vége) talán ez a legpezsgőbb terület a vörös óriások pulzációival kapcsolatban.

Az 1999-ben megírt PhD-értekezésemben klasszikus pulzáló változócsillagok (cefeidák, RR Lyrae-k,  $\delta$  Scuti csillagok) fizikai paramétereinek meghatározása mellett a félszabályos vörös óriások többszörös periodicitásával foglalkoztam. A tudományos kérdésselvetés már akkor is a bonyolult, látszólag irreguláris fénygörbékből kinyerhető fizikai információkra irányult. A periódusok és periódusarányok diszkrét eloszlásából – a MACHO program periódus–fényesség-relációkra vonatkozó eredményei előtt – többmódusú pulzációra következtettem, ami mindmáig a legtöbbet idézett munkám (Kiss et al. 1999). Azóta a csillagászat több területén folytattam vizsgálatokat (Naprendszer apró égitestjei, kölcsönható kettős rendszerek, nóvák és szupernóvák, csillaghalmazok), ám kutatásaim fókuszában továbbra is a csillagpulzáció állt, különös tekintettel a vörös óriáscsillagok rezgéseire. Ezért döntöttem úgy, hogy doktori értekezésemben ezeket a vizsgálatokat foglalom össze egy koherens képbe<sup>1</sup>.

---

<sup>1</sup>A 4.3. és az 5. fejezetektől eltekintve a bemutatott eredményeket a Szegedi Tudományegyetem Kísérleti Fizikai Tanszékén értem el, míg 2002 decemberétől a Sydney-i Egyetem Fizika Iskolájában folytatom posztdoktori tanulmányaimat.

## 2. Vörös óriás változócsillagok

A vörös óriás változócsillagok kutatása a szó legszorosabb értelmében több évszázadra visszanyúló terület a csillagászatban belül. Az első pulzáló vörös óriást David Fabricius fedezte fel 1596-ban, amikor egy addig soha nem látott csillagot talált a Cet csillagképben – ő még az 1572-es Tycho-féle (szuper)nóvához hasonló új csillagnak gondolta. Csak a 17. század közepére vált világossá, hogy periodikus változócsillagról van szó, amit Johannes Hevelius nevezett el Mirának, azaz csodálatosnak. A következő három évszázadban egyre szaporodtak a megfigyelések, először csak a Miráról, majd több, hozzá hasonló változócsillagról (Zsoldos 1998), ám a megfigyelt fényváltozások helyes fizikai magyarázatáért egészen a 20. század második feléig kellett várni.

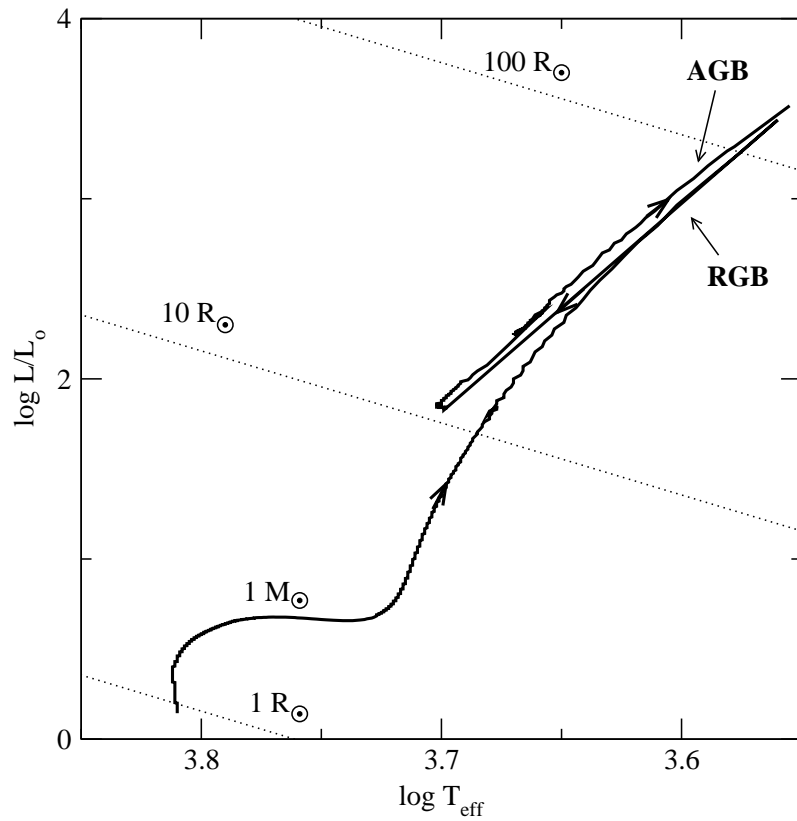
Ma már sok ezer vörös óriás változócsillagot ismerünk, melyeket a Változócsillagok Általános Katalógusa (GCVS) több, egymástól a fénygörbe tulajdonságai alapján jól elkülönülő csoportba sorol. A vizuális tartományban néhány század magnitúdótól akár 10 magnitúdóig terjedő amplitúdók, illetve a 10-től akár 1000 napig terjedő periódusok a csillagfejlődés kései fázisában levő vörös óriások pulzációjával magyarázhatók, amit mind elméleti, mind megfigyelési oldalról erős bizonyítékok támasztanak alá. A hosszú periódusok nagyon nehézé teszik az empirikus vizsgálatokat, ám ettől függetlenül intenzív kutatások folynak, mivel sok fontos és mindmáig nyitott kérdés fűződik a vörös óriáscsillagokhoz. A terület egyik legteljesebb áttekintését Habing & Oloffson (2004) kötetében lehet megtalálni, ami az aszimptotikus óriásági csillagokra vonatkozó ismeretek viszonylag naprakész összefoglalása.

Az alábbiakban a Csillagászati Évkönyv 2006-os kötetében megjelent áttekintő cikemet fölhasználva – ugyanakkor jelentősen kibővítve – összefoglalom kutatásaim asztrofizikai hátterét (Kiss 2005). Legelőször elhelyezem a vörös óriáscsillagokat a csillagfejlődés színterén (2.1. pont). Utána megadom a vörös óriás változócsillagok definícióját, röviden kitérve a GCVS típusaira (2.2. pont), majd vázolom a pulzáció legfőbb jellemzőit (2.3. pont). A 2.4. pontban a létező fénygörbeadatok forrásait tárgyalom, míg a 2.5 és 2.6. pontokban az utóbbi néhány év legfontosabb felismeréseit foglalom össze, melyek új lendületet adtak a vörös óriásokban jelentkező csillagpulzációk kutatásának.

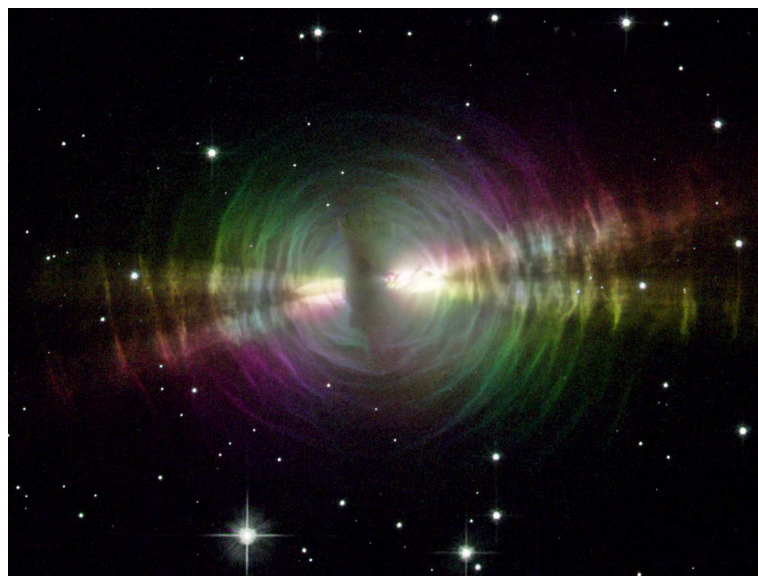
### 2.1. Út a vörös óriásokig

Minden csillag a Hertzsprung–Russell-diagram (HRD) fősorozatán kezdi életét, amikor a magbéli hidrogén-hélium fúzió felelős az energiatermelésért. A kis és közepes tömegű csillagokban (kb. fél és öt naptömeg között) a magbéli hidrogén elfogytával az energiatermelés kikerül a magból az azt övező hidrogénégető héjba. Mindeközben a csillag megkezdte vándorlását a HRD jobb felső sarka felé, azaz luminozitása megnő, felfúvódik, hőmérséklete pedig lecsökken (1. ábra). Ekkor beszélünk *(első) vörös óriáságról (Red Giant Branch, RGB)*, amihez jól meghatározott maximális luminozitás tartozik. A számítások szerint a csillagok tömegétől szinte teljesen független az RGB tetejének (tip of the Red Giant Branch, TRGB) luminozitása, ami így jól használható távolságindikátor is egyben (Lee et al. 1993). A TRGB-t a csillagok akkor érik el, amikor a héliummá átalakult magban beindul a hélium szénné való átalakulása; ehhez a csillag tömegének legalább 0,5–0,6 naptömegűnek kell lennie. A hélium-szén fúzió hirtelen kezdődik, ami érdekes módon a csillag összehúzódásával és felmelegedésével jár.

Amikor a magbéli hélium nagy része átalakul szénné, hasonló folyamat játszódik



**1. ábra.** Egy  $1 M_{\odot}$  tömegű fémszegény csillag evolúciós útvonala a Hertzsprung–Russell-diagramon (Castellani et al. 2003 modelljei alapján).



**2. ábra.** A Tojás-köd. A fák évgyűrűihez hasonló koncentrikus gyűrűk látszanak, melyek az aszimptotikus óriáságon jelentkező, időszakosan erősebb tömegvesztési folyamatokra utalnak. A két átlós „fényugár” a központi csillag fénye, ami a csillagköri porburokból a sugarak irányában tud csak kijutni (HST PR).



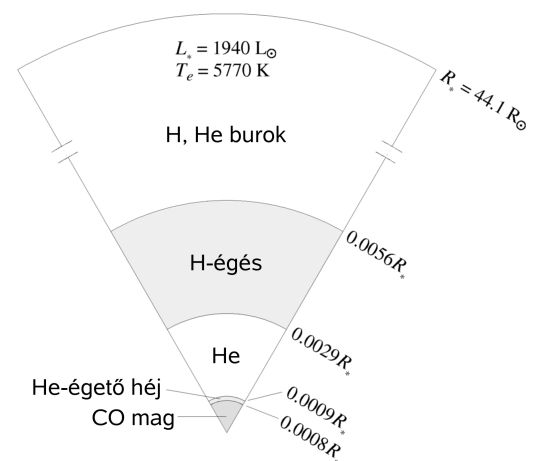
le, mint az első vörös óriáságra kerülés előtt: az energiatermelés újra kikerül a csillag magjából az azt övező, héliumban és hidrogénben gazdag héjakba. Ekkor a luminozitás újra megnő, emiatt a csillag újból felfúvódik vörös óriássá, hőmérséklete pedig ismét lecsökken 3000–4000 K közé. Ezt a második vörös óriáságot hívjuk *aszimptotikus óriáságnak* (*Asymptotic Giant Branch, AGB*), ahol a csillagok fejlődése markáns fordulóponthoz érkezik: a több száz napsugárra való kitágulás miatt a csillag anyagának külső részei igen távol kerülnek a tömegközépponttól, azaz a szökési sebesség pár km/s-ra lecsökken. Ilyenkor a legkisebb instabilitások is erős tömegvesztési folyamatokat indítanak el, aminek a végén a csillag tömegének jelentős része (akár 80–90%-a is!) ledobódik, létrehozva egy lassan táguló gázfelhőt, amit a forró csillagmag intenzív sugárzása fénylésre gerjeszt. Ekkor születik meg egy új planetáris köd (l. 2. ábra), közepén a lassan hűlő, általában szénből és oxigénből álló egykori maggal, ami csillagászati léptéken rövid idő múlva a fehér törpék közé kerül, mindenféle további energiatermelés nélkül.

A 1. ábrán ezt az útvonalat láthatjuk egy 1 naptömegű fémszegény csillagra, elméleti modellszámítások alapján (Castellani et al. 2003). Az átlós vonalak jelzik az 1, 10 és 100  $R_{\odot}$  sugarú csillagok helyét. Jól látszik, hogy a Napunkhoz hasonló csillagok kb. 200  $R_{\odot}$  méretig fúvódnak fel, miközben hőmérsékletük 3500 K-re csökken. A modellek jelentősen bizonytalanok a RGB és AGB tetején, ahol a tömegvesztés figyelembe vétele az elméleti számításokban rendkívül nehéz.

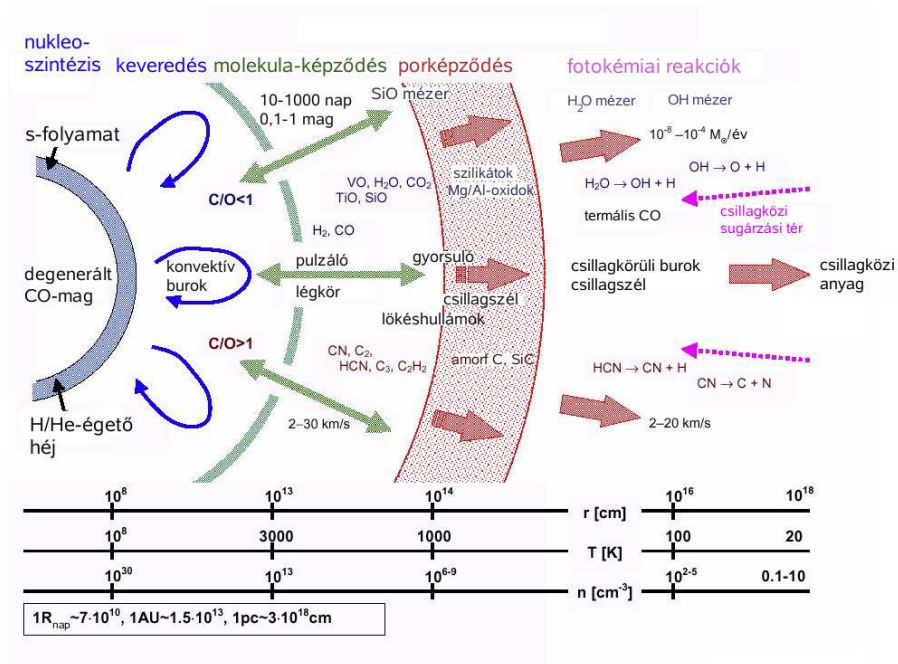
Az aszimptotikus óriásági csillagok belső szerkezete nagyon jellegzetes (3. ábra). Legfelül az energiát nem termelő szén-oxigén mag van, aminek mérete a csillag sugarának egy ezrelékét sem éri el. Körülötte hélium- és hidrogén-égető héjak találhatók, melyeket egy héliumból álló réteg választ el. A csillag méretének több mint 99%-át a hidrogénből és héliumból álló felfúvódott burok teszi ki, aminek nagy részében a konvektív energiaterjedés dominál. Utóbbi jelenti az egyik legnagyobb nehézséget a csillagok modellezésében, mivel a turbulens konvektív zóna viselkedésének kiszámítása a legnehezebb hidrodinamikai feladatok közé tartozik (l. pl. Xiong et al. 1998 elméleti számításait vörös óriások pulzációira vonatkozóan).

A jelenleg is sok nyitott kérdés oka a vörös óriáscsillagok rendkívül összetett viselkedése. A konvekció által dominált burok folytonosan megy át a csillagközi térbe, miközben a fotoszféra a Nap fotoszférájától nagyságrendekkel vastagabb zóna. Eközben a csökkenő hőmérséklettel először molekula-, majd porképződés indul be, ami kihatással van a pulzáció és a tömegvesztés dinamikájára egyaránt. A csillag és burka sokszorosan csatolt rendszerként fogható fel, amiben a pulzáció csak egy a sok ismeretlen között (4. ábra).

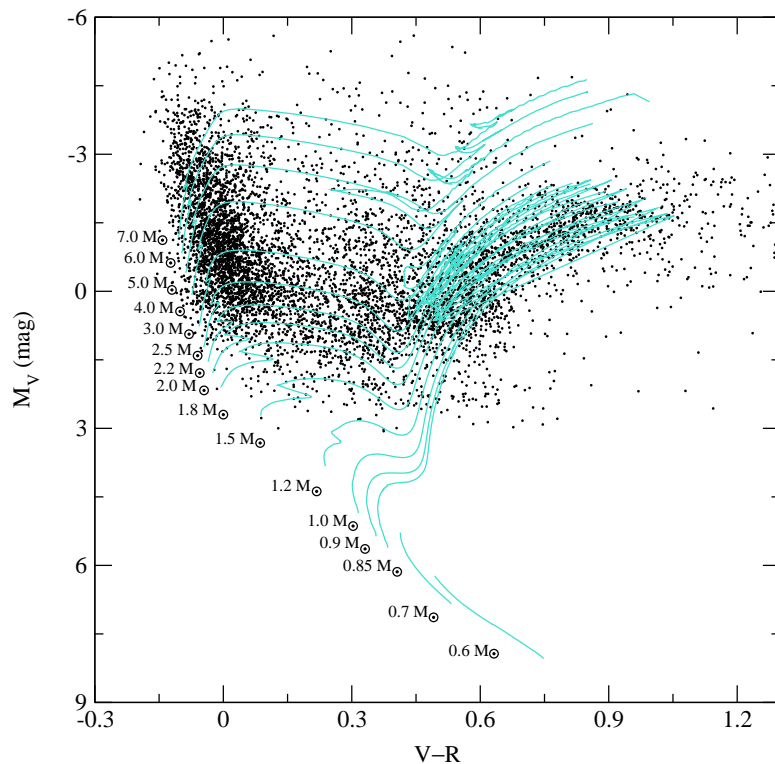
Végezetül érdemes megvizsgálni azt a kérdést is, hogy a különböző evolúciós állapotú vörös óriások élettartamai hogyan viszonyulnak egymáshoz. Ezzel arra ka-



**3. ábra.** Egy 5  $M_{\odot}$  tömegű AGB-csillag belső szerkezete. A magot övező héjak méretét meg kellett százszorozni az ábrázolhatóságához (Carroll & Ostlie 1996 nyomán).



4. ábra. Az AGB-csillagok rendkívül összetett rendszerek. Ez a sematikus ábra kísérletet tesz a csillagmagtól a csillagközi térig terjedő tartományok elkülönítésére, a bennük lejátszódó fizikai és kémiai folyamatok alapján (J. Hron, Bécsi Egyetem nyomán).



5. ábra. Hétezer, a MACHO program keretében az LMC-ben felfedezett változócsillag szín-fényesség-diagramja, illetve csillagfejlődési modellek az LMC fémességével (Castellani et al. 2003). Jól látszik a vörös óriások domináns tömegtartománya ( $1-3 M_{\odot}$ ).

1. táblázat. A fősorozat (MS), első vörös óriáság (RGB) és az aszimptotikus óriáság (AGB) élettartamai (Vassiliadis & Wood 1993).

M ( $M_{\odot}$ )	Z	$\tau_{\text{MS}}$ ( $10^6$ év)	$\tau_{\text{RGB}}$ ( $10^6$ év)	$\tau_{\text{AGB}}$ ( $10^6$ év)
1,0	0,016	11250,0	3563,0	12,58
1,5	0,016	2742,0	757,0	10,02
2,0	0,016	1236,0	164,8	9,108
2,5	0,016	619,2	42,83	13,03
3,5	0,016	230,7	11,10	3,22
5,0	0,016	95,60	2,578	1,408
1,0	0,008	8129,0	2776,0	10,25
1,5	0,008	2461,0	514,0	8,721
2,0	0,008	1018,0	128,6	14,74
2,5	0,008	517,0	33,55	12,17
3,5	0,008	200,9	9,042	3,383
5,0	0,008	85,67	2,426	1,150
1,0	0,004	6650,0	2111,0	8,875
1,5	0,004	2088,0	420,2	7,269
2,0	0,004	893,0	108,2	8,264
2,5	0,004	460,4	27,45	6,397
3,5	0,004	184,4	6,868	2,402
5,0	0,004	80,58	2,180	0,920

punk közvetlen információt, hogy az összes vörös óriás közül milyen pl. az RGB- és AGB-csillagok relatív hozzájárulása a teljes populációhoz. Ide vonatkozó eredményeket Vassiliadis & Wood (1993) közölt, akik különböző fémességű<sup>2</sup> evolúciós modelleket számoltak. A három fő szakasz (fősorozat, első vörös óriáság, aszimptotikus óriáság) fémességtől és kezdeti tömegtől való függését az 1. táblázatban foglalom össze. A három fémesség rendre a Napnak ( $Z = 0,016$ ), a Nagy Magellán-felhőnek ( $Z = 0,008$ ) és a Kis Magellán-felhőnek ( $Z = 0,004$ ) felel meg.

A számok tisztán mutatják, hogy az 1–2,5  $M_{\odot}$  tömegű csillagokra az RGB (több) nagyságrenddel hosszabb élettartamú, mint az AGB, azaz tetszőlegesen kiválasztott vörös óriás populáció mellett a TRGB alatti luminozításokra dominál az első vörös óriáság. Ugyanakkor az is látszik, hogy az 1–2,5  $M_{\odot}$  csillagok AGB-élettartama nagyon hasonló, illetve szignifikánsan hosszabb, mint a nagyobb tömegű csillagok AGB-élettartama. Ennek az a következménye, hogy a TRGB feletti luminozításoknál legtöbb csillag 1–2,5  $M_{\odot}$  közötti tömegű.

Ugyanezt illusztrálja az 5. ábra is, ahol 7000, a Nagy Magellán-felhőben levő változócsillag szín–fényesség–diagramját mutatom be, Castellani et al. (2003) vonatkozó evolúciós útvonalaival együtt. Az ábra közepétől jobbra felfelé ível a vörös óriáság, és a legnagyobb csillagkoncentrációt pontosan az 1–3  $M_{\odot}$  tömegű modellek írják le – összhangban az élettartamokon alapuló elvárásokkal.

<sup>2</sup>Dolgozatomban azt a csillagászati konvenciót követem, mely szerint minden héliumnál nehezebb elemet fémnek nevezünk. A hidrogén, hélium és fémek arányát  $X$ ,  $Y$  és  $Z$  betűvel jelöljük, ahol  $X+Y+Z=1$ .

A vázolt csillagfejlődés fontos kísérőjelenségei a csillagok különböző instabilitásai. A vörös óriás változócsillagok tekintetében két alapvető instabilitás említhető meg:

- pulzációs instabilitás;
- energiatermelési instabilitás.

A *pulzációs instabilitás* a csillagok periodikus kitágulásával és összehúzódásával kapcsolatos, amit hasonló folyamatok gerjesztenek, mint a többi klasszikus pulzáló változócsillagokban (pl. RR Lyrae-k, cefeidák). Jelenleg úgy gondoljuk, hogy legtöbb pulzáló vörös óriásban a  $\kappa$ -mechanizmus, azaz az opacitás periodikus modulációja hajtja hőerőgépként a csillagok rezgéseit (l. még 4.3. fejezet). A jelenség leírásához használt formalizmusra itt nem térek ki, mert PhD-értekezésemben már összefoglaltam a legfontosabb összefüggéseket – a téma klasszikus áttekintését Cox (1980) könyvében találjuk. Fontos azonban megjegyezni, hogy a nagy luminozitás és sugár, valamint a viszonylag kis tömeg következménye, hogy a pulzáció időskálája sokkal hosszabb, mint az említett klasszikus pulzáló változóknál. Míg egy 100 napsugarú és 8 naptömegű cefeida 15–20 napos periódussal tágul ki és húzódik össze (Kiss & Vinkó 2000), addig egy 200 napsugarú és 1 naptömegű vörös óriás 200–300 napos periódusokkal jellemezhető (Lebzelter et al. 2000).

Ezzel szemben az *energiatermelési instabilitás* (héliumhéj-villanásként, illetve termális pulzusként is szokás emlegetni) a hidrogén- és héliumégető héjak időben változó viselkedéséhez köthető, jellemző időskálái néhány száz évtől százezer évig terjednek (Schwarzschild & Härm 1965; Weigert 1966; Wood & Zarro 1981). Közvetlenül és emberi időskálán megfigyelhető hatásuk a pulzációs periódus változása (l. később).

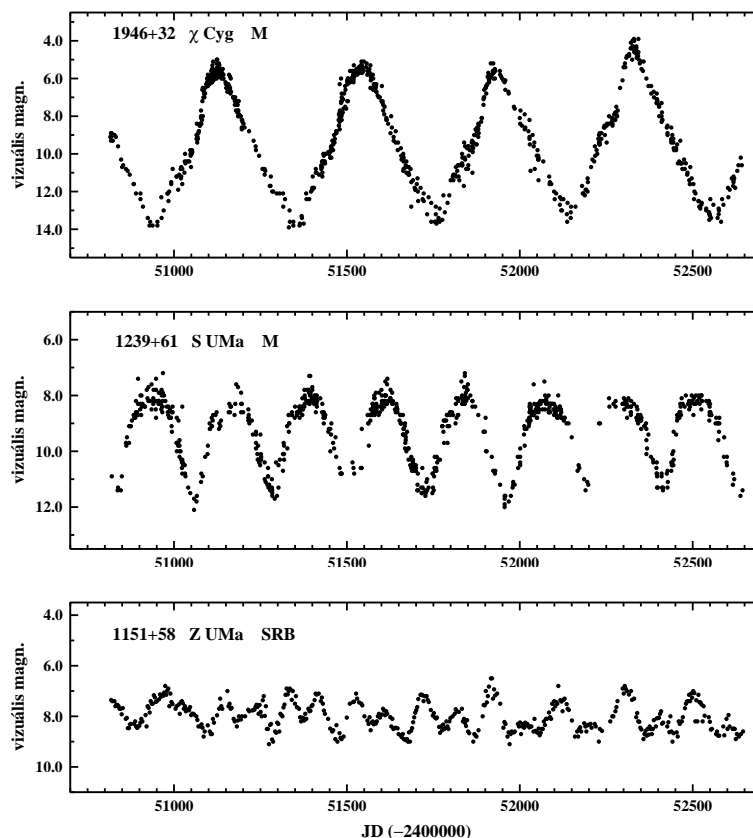
## 2.2. Fényváltozások és osztályozás

A Változócsillagok Általános Katalógusa (GCVS) több típusba sorolja a pulzáló vörös óriásokat. Az osztályozás alapja a vizuális tartományban tapasztalható fényváltozás amplitúdója, illetve szabályossága. Az utóbbi évek eredményeinek tükrében a klasszifikáció nagyjából leképezi az alapvető fizikai különbségeket, ugyanakkor bizonyos altípusok (pl. L) létjogosultsága legalább is megkérdőjelezhető. Éppen ezért csak a legfontosabb típusokra térek ki.

A *Mira Ceti típusú változók* (*mirák*) hosszú periódusú vörös óriások, 100–1000 nap közötti periódussal, 2,5–11 magnitúdós vizuális amplitúdóval, illetve többé-kevésbé szabályosan ismétlődő fénygörbével (l. a  $\chi$  Cygni és az S Ursae Maioris adatait a 6. ábrán<sup>3</sup>). Ezzel szemben a *félszabályos* (*szemireguláris*, *SR*) típusú változók 2,5 magnitúdónál kisebb vizuális amplitúdójúak, 10–1000 nap közé eső periódusokkal jellemezhetőek, noha fénygörbéjük igen távol áll a szabályostól, hosszabb-rövidebb állandó fényű szakaszokkal (pl. Z Ursae Maioris). A GCVS további altípusokat is megad (pl. *SRA*, *SRB*, *L*, *LB*), ezek azonban igazából hasonló csillagfejlődési állapotba tartozó és hasonló fizikai paraméterű változókat jelölnek, így megkülönböztetésükkel nem foglalkozom. Többször megtörtént, hogy a szabálytalan (L) típusú csillagokról valójában csak nem állt elegendő mennyiségű és/vagy minőségű észlelés a félszabályos jelleg felismerésére (Lebzelter 1999a). Annyit mindenképpen meg kell jegyezni, hogy az értekezésemben tárgyalt csillagok minden szempontból elválnak az *SRC* és *SRD* altípusba tartozó

---

<sup>3</sup>Az értekezésben bemutatott összes fénygörbén az időt Julián Dátumban (JD) fejezem ki, ami az i.e. 4713. január 1., 12:00 UT-től eltelt napok száma.

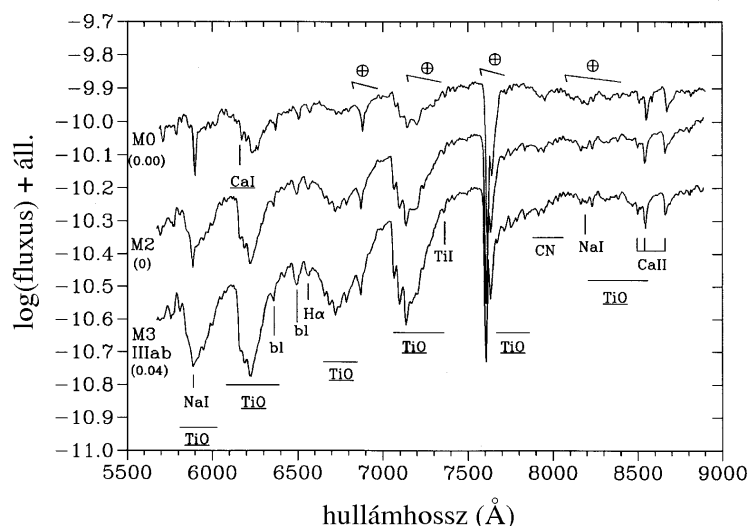


**6. ábra.** *Felül:* A legnagyobb amplitúdójú mira, a  $\chi$  Cyg fénygörbéje 1998 és 2002 között. A csillag átlagos periódusa 408 nap. *Középen:* Az S UMa fényváltozásai ugyanebben az időszakban ( $P=226$  nap). *Alul:* Egy kétszeresen periodikus (195 és 100 nap) félszabályos változócsillag, a Z UMa öt évnyi fénygörbéje (Kiss et al. 2004).

félszabályos változóktól, mert előbbieket nagytömegű szuperóriás csillagok, utóbbiak pedig sárga óriáscsillagok – egyikük sem kötődik sem az aszimptotikus óriásághoz, sem az első vörös óriásághoz. Ugyanakkor az is fontos, hogy mind a mirák, mind a klasszikus értelemben vett félszabályos változók az aszimptotikus óriáságon találhatóak; első vörös óriásági változókat egészen az elmúlt 2–3 évig nem ismertünk. Mint azt később látni fogjuk, ennek oka az RGB-n lévő pulzáló csillagok vizuális tartományban alig néhány ezred, esetleg század magnitúdónyi, azaz a legújabb időkig rendkívül nehezen kimutatható változása.

### 2.3. A pulzáció legfontosabb tulajdonságai

Míg az 1990-es években még élénk szakmai viták folytak a mira változók pulzációs módusáról (pl. Tuchman 1991; Tuthill et al. 1994; Barthes & Tuchman 1994; Haniff et al. 1995; Yaari & Tuchman 1996, 1999; Wood & Sebo 1996; Barthes 1998), addig az elmúlt öt évben egyértelművé vált, hogy a mirák alapmódusú radiális pulzációt mutatnak. A legerősebb bizonyítékokat a Nagy Magellán-felhő vörös változóinak többszörös periódicitása (Wood et al. 1999), illetve a legközelebbi mirák pontos interferometriai mérései szolgáltatták (Woodruff et al. 2004, Perrin et al. 2004). Ezek alapján a rövidebb periódusú félszabályos változók az első, második stb. felhangú, a viszonylag nagy amplitúdók alapján szintén radiális módusban rezegnek.

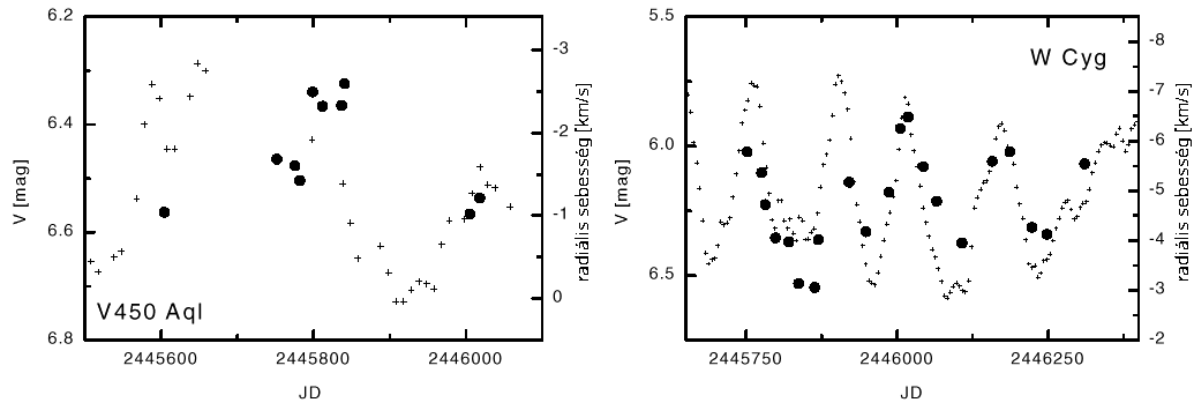


7. ábra. Vörös óriáscsillagok színepei. ⊕ jelöli a földi légkör elnyelési sávjait (Torres-Dodgen & Weaver 1993).

Az elméleti modellezés nyitott kérdéseit Olivier & Wood (2005) foglalta össze: az évtizedek óta fejlesztett hidrodinamikai modellek eredményei mind a mai napig csak közelítőleg írják le még az alpmódusú mirák pulzációját is. Olyan kérdések tekintetében is ellentmondásosak az eredmények, miszerint az időfüggő konvekciót is figyelembe vevő (lineáris) modellekben a turbulens nyomás vajon csillapítja a rezgést (Xiong et al. 1998), vagy éppen ellenkezőleg, gerjeszti (Munteanu et al. 2005). A publikált nemlineáris modellek egyszerűsített konvekciója nem ismert módon torzítja az eredményeket, míg a pulzáció és konvekció kölcsönhatását figyelembe vevő számítások vörös óriásokra egészen a legújabb időkig nem léteztek. Olivier & Wood (2005) publikálta az első részletes paramétervizsgálatot, ami arra utalt, hogy a turbulens nyomás figyelembevételével realiztikusabb mira-modellek kaphatók.

Fontos tisztázni: miért olyan nagy a mira és félszabályos változók vizuális amplitúdója? Klasszikus pulzálóknál (pl. cefeidák) ritkán változik a fényesség 1 magnitúdónál többet, ugyanakkor a 6. ábrán jól látszik, hogy a  $\chi$  Cygni maximumban 10–11 magnitúdóval, azaz 10–20 ezerszer fényesebb, mint minimumban. Az eltérés oka nem a pulzáció, hanem a csillaglégkörök különbségében rejlik. Ha megnézzünk néhány jellemző vörösóriás-spektrumot (7. ábra), jól látszanak a vizuális tartományban rendkívül erős molekulásávok, elsősorban a titán-oxid és a vanádium-oxid elnyelési sávjai. Elméleti légkörmodellek azt mutatják, hogy a vizuális tartomány közepén (550 nm-es hullámhosszon) a 3000–4000 K-es hőmérséklet között a csillaglégkörben stabil molekulák a fény legnagyobb részét elnyelik (pl. Bessell et al. 1989). A mirák (és a nagyobb amplitúdójú félszabályos változók) vizuális amplitúdója azért olyan nagy, mert a légköri molekulásávok erőssége nagyon érzékeny a hőmérsékletre: ahogy a pulzáció során egy mira hőmérséklete 200–300 K-t változik, úgy válik egyre átlátszóbbá, majd szinte teljesen átlátszatlaná a légkör túlnyomó része.

Ha valós képet szeretnénk alkotni a vörös óriások rezgéseiről, az infravörös tartományban kell méréseket végezni. Számítások és a tapasztalat szerint a 2,2  $\mu\text{m}$ -es K-sávban szinte teljesen átlátszó a vörös óriások légköre, és az itt mérhető változások ténylegesen a luminozitás változásait jellemzik. Whitelock et al. (2000) több éves



8. ábra. Fél szabályos változók fénygörbéi és radiális sebesség-görbéi. A szoros (anti)korreláció érzékeltetéséhez a sebességtengelyt megfordítottuk (Lebzelter et al. 2000).

mérésorozatai alapján tudjuk, hogy a mirák K-beli amplitúdója néhány tizedmagnitúdótól legfeljebb 1 magnitúdóig terjed, ami nagyon hasonló pl. a cefeidák optikai amplitúdóihoz. A fél szabályos változónál a 0,1–0,2 magnitúdós infravörös amplitúdók gyakoriak, azaz a pulzáló vörös óriások valódi luminozitásváltozásai ritkán érik el a kétszeres-háromszoros felfényesedést, majd visszahalványodást.

Spektroszkópiai vizsgálatokhoz szintén az infravörös tartományban érdemes méréseket végezni, ahol a H-sávban viszonylag tiszta spektrális ablakban lehet kimérni a fotoszféra mozgásait (Lebzelter 1999b). Példaként két fél szabályos csillag radiális sebesség-görbéjét láthatjuk a 8. ábrán, ahol szimultán vizuális fénygörbékre fordított sebességtengellyel rajzoltuk rá a sebességeket. A hasonló alakú fény- és sebességgörbék azt jelzik, hogy itt is a fénygörbe tükörképe a radiális sebesség-görbe, hasonlóan a klasszikus cefeidákhoz (pl. Kiss 1998). A sebességgörbe kiintegrálásával megbecsülhető a csillagok sugárváltozása, ami mindössze 5–10% (Hinkle et al. 1984, Lebzelter et al. 2000) – szintén hasonló a cefeidák és RR Lyrae-k relatív sugárváltozásaihoz. Ami után az sem meglepő, hogy a mira és fél szabályos változók periódusa is szoros korrelációt mutat olyan fizikai paraméterekkel, mint a luminozitás (2.5. pont), sugár (Szatmáry 2004) és a felszíni gravitációs gyorsulás (Szatmáry & Kiss 2002).

Összefoglalva: a vörös óriások csillagregzései hasonlóak jellegűek, mint a klasszikus instabilitási sávban, néhány fontos megjegyzéssel kiegészítve:

- A vörös óriásokban rendkívül fontos szerepet játszik a konvektív energiaterjedés. A csillagok belsejének túlnyomó részét elfoglalja a konvektív zóna, amiben a kifelé haladó energia forró gázbuborékok közvetítésével terjed. Ezen buborékok mechanikai és termodinamikai tulajdonságai nagyon bizonytalanul ismertek, ezért a pulzációval való kölcsönhatásuk mértéke sem ismert.
- Az energiatermelés instabilitásai szintén bonyolítják a képet, mivel a velük egy időben fellépő luminozitásváltozások „elhangolhatják” a csillagokat, akár emberi időskálán is.
- A kiterjedt csillaglégkör komplex módon reagál a periodikus kitágulásra és összehúzódásra, a hőmérséklet változását követő molekulásáv-változások mellett lökéshullámok terjedésével, porszemcsék képződésével, illetve pulzáció által kiváltott tömegvesztéssel is számolni kell.

Mindezeket figyelembe véve a pulzáló vörös óriások jelenleg a legtöbb nyitott kérdést felvető változócsillagok. Természetesen a változások időléptéke, a több hónapos-tól évekig terjedő periódusok sem segítik a kutatást, mert nagyon megnehezítik a teljes pulzációs fázist lefedő homogén és nagy pontosságú adatok felvételét.

## 2.4. Fénygörbeforrások: amatőr csillagászok és mikrolencse-programok

A vörös óriások fényváltozásainak kutatása az a terület, ahol egészen a legutóbbi idő-kig az amatőr csillagászok vizuális fényességbecslései jelentették az egyetlen felhasználható adatforrást. Annak ellenére, hogy már az 1960-as, 1970-es években voltak próbálkozások pontos fotoelektromos fénymérések végzésére, ezek a programok a legritkább esetben tartottak ki 2–3 évnél tovább, 5–6 évig pedig egyetlen egy sem futott (pl. Smak 1964; Landolt 1965, 1973; Eggen 1977, 1978). Az 1980-as években John Percy (Torontói Egyetem) indította el az amatőr fotoelektromos észlelők mérési programját, ami a kis amplitúdójú félszabályos változók megfigyeléseit tűzte ki célul (Percy et al. 1996). Legtöbb csillagra azonban továbbra is csak vizuális adatok léteznek. Mírákra a fénygörbék nagy amplitúdói még a kis pontosságú vizuális észlelésekkel is jó jel/zaj viszonyú adatsorokat eredményeztek, ugyanakkor a félszabályos csillagok kisebb amplitúdói erősen korlátozták az amatőr csillagászok által észlelt fotometriai adatok felhasználását.

A legnagyobb amatőr csillagász szervezetek még a 19. sz. legvégén, vagy a 20. sz. legelején alakultak, így bizonyos csillagokra már akár 100 év hosszú vizuális fénygörbék is megrajzolhatók. A legjelentősebb szervezetek a következők: Brit Csillagászati Társaság, Változócsillag Szakcsoport (British Astronomical Association, Variable Star Section, BAAVSS), Amerikai Változócsillag-észlelők Társasága (American Association of Variable Star Observers, AAVSO), Francia Változócsillag-észlelők Társasága (Association Française des Observateurs d’Étoiles Variables, AFOEV) és Japán Változócsillag-észlelők Ligája (Variable Star Observers’ League in Japan, VSOLJ). Az évtizedes fénygörbék a fenti szervezetek adatbázisai alapján összegyűjthetők és a hosszú távú jelenségek segítségével vizsgálhatók.

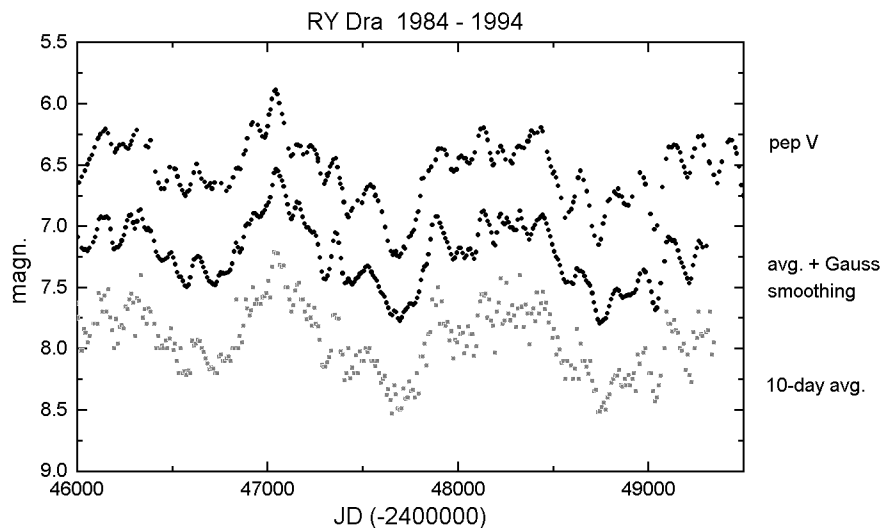
Az említett szervezetek közül kétségkívül az AAVSO-nak van a legnagyobb adatbázisa, melybe fénygörbék grafikus lekérésével betekinthezünk a <http://www.aavso.org> címen. A közeljövő tervei között szerepel a közel 12 millió észlelést tartalmazó AAVSO adatbázis internetes elérhetővé tétele, ami, ha bekövetkezik, várhatóan sok új felfedezéshez fog vezetni. Ezzel szemben már ma is nagyon sokan használják az AFOEV adatait, melyek szabadon elérhetők a <http://cdsarc.u-strasbg.fr/pub/afoev> címen keresztül. Hasonlóan hasznosak a BAAVSS és a VSOLJ adatai is, melyek néhány csillagnál a 19. sz. legvégére nyúlnak vissza (pl. az R Cygni esetében a legrégebbi pont 1891-ből származik és 1901-től teljesen folyamatos a brit fénygörbe). Sajnos e szervezetek megfigyelései csak a vezetőjükkel való közvetlen kapcsolatfelvétel révén kérhetők el részletes vizsgálatra.

Más szervezetek a fentiektől függetlenül is gyűjtenek adatokat (pl. a német BAV és BBSAG, az új-zélandi RASNZ, a belga VVS WVS, a spanyol GEOS és a cseh MEDUZA csoport), de ezek kevesebb adatot gyűjtöttek be eddig, illetve 25–30 évnél nem hosszabbak az adatsoraik. Magyarországon az MCSE Változócsillag-észlelő Szakcsoportja gondozza a magyar amatőr észlelések archívumát, ami naprakész állapotban szabadon hozzáférhető a <http://vcssz.mcse.hu> címen (legtöbb adat szerepel az AAVSO és



AFOEV adatbázisában is). Jellemzően 30–35 év hosszú adatsorok alapján tanulmányozható több száz változócsillag fénygörbéje, nagy részük mira és félszabályos változó.

Természetesen felmerül a kérdés, hogy mennyire használhatóak a vizuális fénygörbék. Tapasztalat szerint az egyedi vizuális fényességbecslések átlagos hibája kb.  $\pm 0,3$  magnitúdó. Ha ránézünk egy összefésült fénygörbére, amelyen a különböző szervezetek egy csillagra vonatkozó adatait együtt ábrázoljuk, a kapott eredmény néha egészen kiábrándító. Ugyanez a helyzet akkor is, ha egyetlen szervezet nagyszámú megfigyeléseit tekintjük. Különösen rossz lehet az első benyomás a kis amplitúdójú félszabályos változócsillagok esetében. Az egyesített fénygörbék szórása sokkal nagyobb az egyedi hibáknál, jellemzően egy 1–1,5 magnitúdó széles sávba esnek a pontok. Ha azonban a fénygörbe sűrűn mintavételezett (pl. minden napra esik egy vagy több becslés), akkor 2, 5, esetleg 10 napos átlagokat számítva sokat javul a fényváltozásról alkotott kép. Ez a javulás annak köszönhető, hogy független megfigyelések hibái is függetlenek, ezért a számított átlagpontok hibája arányos az  $1/\sqrt{N_{\text{obs}}}$  értékével. Tapasztalataim szerint a legjobban mintavételezett görbéknel az átlagpontokat  $N_{\text{obs}} = 10\text{--}15$  egyedi észlelésből számíthatjuk ki, azaz a statisztikus zaj lecsökkenthető a 0,1 mag szintjére. További javulást eredményezhetnek különböző zajsűrítő technikák, ám ezekkel óvatosan kell bánni.



**9. ábra.** Az RY Dra félszabályos változócsillag fotoelektromos és vizuális adatainak összehasonlítása (Kiss et al. 1999).

Az amatőr észlelések felhasználhatóságáról az 1990-es évek vége óta vannak megbízható információink, mióta az automatizált mérőrendszerek precíz fotoelektromos és CCD fotometriai méréseket végeznek vizuális adatokkal egy időben. Az ezzel a kérdéssel kapcsolatban végzett kutatásaimat a 3. fejezetben fogom ismertetni. A 9. ábrán egy korábbi összehasonlítást mutatok be, ahol R.R. Cadmus fotoelektromos mérésorozata és a vele egyidőben végzett vizuális észlelések alapján megrajzolt fénygörbe látható az RY Dra széndús félszabályos változóra. A létező korlátokat szem előtt tartva mára a szakmai körökben is elfogadott, hogy periódusok, periódusváltozások, hosszú távú jelenségek kimutatására a vizuális észlelések is megbízhatóak. Ráadásul a vizuális fénygörbék az észlelésekben részt vevők nagy száma (jellemzően több száz) miatt

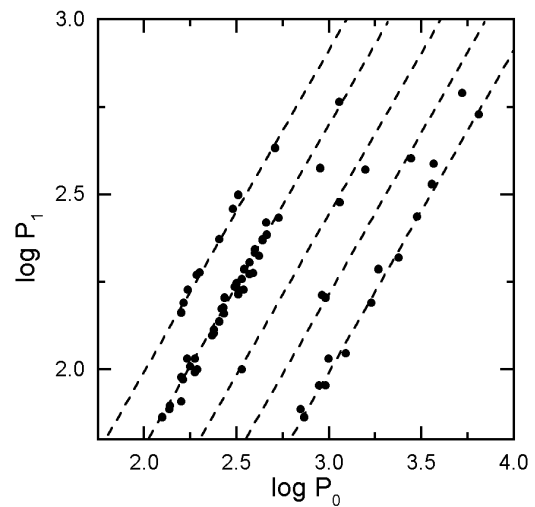
sokkal folytonosabbak, mint a tipikus műszeres mérések, így kevésbé jelentkezik hamis periódusok az analízisekben.

Mint a változócsillagászat annyi ága, a vörös óriások kutatása is új lendületet kapott a mikrolencse-programok által mért változócsillag-fénygörbék tízezreitől (l. Szabados 2000). A két legnagyobb hatású projekt a lengyel-amerikai OGLE (Optical Gravitational Lensing Experiment), valamint az amerikai-ausztrál MACHO (Massive Compact Halo Objects) program volt. Ezek közül a MACHO 2000 elején lezárult, míg az OGLE jelenleg a projekt III. fázisában jár, felújított kameráival minden derült éjjel új méréseket végezve a chilei észlelőhelyről. Ennek megfelelően sok ezer változócsillagról lassan 5–10 éves folyamatos mérésorozatok állnak rendelkezésre, ami már elegendően hosszú a vörös óriás pulzációs periódusaival összevetve. Mindkét program a Nagy Magellán-felhő (LMC), a Kis Magellán-felhő (SMC) és a Tejútrendszer központja irányában végezte a méréseket, így adataik két fémszegény galaxis (LMC és SMC), illetve egy fémgazdag galaktikus komponens változócsillagait fedik le. A két Magellán-felhő különösen fontos: mivel a bennük levő csillagok gyakorlatilag azonos távolságban találhatóak tőlünk, a látszó fényességek a galaxisok távolságmodulusaival korrigálva azonnal átalakíthatók abszolút fényességekké, így megvizsgálható a pulzáció függése a luminozitástól, ezen keresztül pedig a csillagfejlődési állapottól.

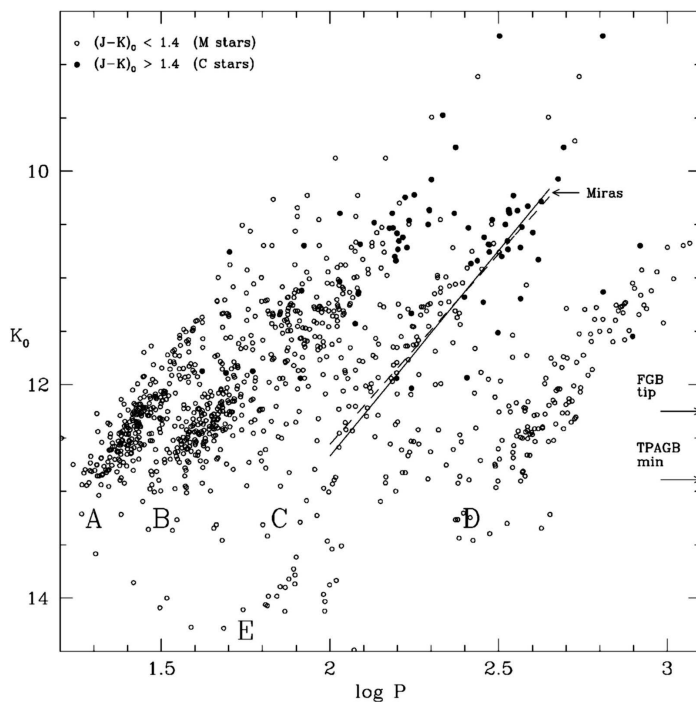
## 2.5. Többszörös periodicitás és periódus–fényesség-relációk

A fénygörbékből kinyerhető információk természetesen eléggé korlátozottak. Periódusok, amplitúdók, illetve ezek időbeli változásai a matematikai idősor-analízis eszközeivel határozhatók meg. A leggyakrabban alkalmazott módszer a Fourier-analízis, illetve a belőle leszármaztatott egyéb eljárások; hasonlóan gyakori az idő-frekvencia módszerek (pl. wavelet-analízis) használata, melyekkel a fénygörbe periodikus komponenseinek időbeli változása tanulmányozható (pl. a periódus és amplitúdó modulációi; Szatmáry et al. 1994). Újabban egyre többen használnak nemlineáris módszereket, melyeknek az a feltevése, hogy egy változócsillag fénygörbéje közvetlenül összefüggésbe hozható a csillagregzést kiváltó mélyebb fizikai összefüggésekkel (pl. a kaotikus rendszerek analízisével kimutatható a szorosan csatolt rezgési állapotok kölcsönhatása).

Fénygörbéik alapján a mira és félszabályos változók nagyon jól elkülönülnek. Legtöbb mira egy domináns periódussal jellemezhető, ami azonban közel sem annyira stabil, mint pl. a cefeidák periódusai: legtöbbször csillagnál 1–2%-os „periódusaj” tapasztalható, azaz két egymást követő maximum közötti időtartam ciklusról ciklusra 1–2%-nyit véletlenszerűen változhat. Néhány csillagnál hosszú távú szisztematikus változást találtak (l. később). Ezzel szemben a félszabályos csillagok fénygörbéi változatos lefutásúak, és a periódusmeghatározó módszerek többsége két, három, esetleg több, egymástól jelentősen különböző periódus létre utalnak. Sokáig az volt az



10. ábra. 93 félszabályos változó perióduspárjainak eloszlása (Kiss et al. 1999).



**11. ábra.** A Nagy Magellán-felhő 800 vörös óriás változójának periódus–fényesség-relációi (Wood 2000).

uralkodó nézet, hogy ez csupán a légköri rétegek véletlenszerű viselkedése miatt van, azaz az SR csillagok változásai jórészt irregulárisak, a kapott periódusokhoz pedig nem társítható fizikai jelentés. Az első kiterjedt, vizuális adatokon alapuló vizsgálatok azonban rámutattak, hogy a félszabályos változók többszörös periodicitása nem csak általános jelenség, hanem figyelemreméltó szabályosságok rajzolódnak ki a periódusok eloszlásában. Erre látunk példát a 10. ábrán, ahol közel száz SR-csillag 50–70 év hosszú vizuális fénygörbéiből kapott rövidebb periódusok láthatók az ugyanazokra a csillagokra meghatározott hosszabb periódusok függvényében (Kiss et al. 1999). Három egyértelmű, illetve két bizonytalanabb szekvencia látható, azaz a perióduspárok nem véletlenszerűek, hanem jól definiált periódusarányok mentén összpontosulnak. Mindez úgy értelmezhető, hogy a többszörös periodicitás oka a többmódusú pulzáció: a csillagokban egymástól független rezgési állapotok gerjesztődnek, melyek az alpmódustól különböző felhangokig terjednek.

Peter Wood, a vörös óriások elméleti modellezésének vezető kutatója 2000-ben mutatta ki a MACHO program adatait felhasználva, hogy a mirák és félszabályos változók feltűnően szabályos periódus–fényesség-relációkat (P–L-relációkat) követnek. 800 db, LMC-beli vörös óriás periódusai, illetve K sávban mért fényességei Wood vizsgálatai szerint öt különböző P–L-relációt rajzolnak ki (11. ábra), melyek közül a C-vel jelölt szekvenciát foglalják el a mirák. Wood modellszámításokkal igazolta, hogy az A, B és C jelű relációk alpmódusú (C), első felhangú (B) és második/harmadik felhangú (A) pulzációnak feleltethetők meg. Az E jelű szekvencia óriáscsillagokból álló fedési kettősöket tartalmaz, míg a D jelű relációt az ún. hosszú másodperiódusok (long secondary periods, LSP) definiálják (Wood 2000).

A mirák infravörös P–L-relációjának létezését már 1981 óta ismertük (Glass & Lloyd

Evans 1981), a félszabályos változókra azonban igen meglepő volt a felfedezés. Mivel a vizsgált csillagok jelentős hányada több P–L-relációhoz is tartozott a többszörösen periodikus fénygörbéknek köszönhetően, egyértelművé vált, hogy a bonyolult fénygörbék oka a többmódusú pulzáció, amit részben szabálytalanná tesz a csillaglégkörök bonyolult dinamikája. Az A, B, C és E relációkra ezzel sikerült jó elméleti magyarázatot találni, a hosszú másodperiódusok eredete viszont mindmáig rejtélyes. A problémát az okozza, hogy egy csillag alapmódusa (C reláció) a leghosszabb lehetséges „normális” rezgési periódus, azaz ha van egy még hosszabb periódus, akkor az semmiképpen nem felel meg ismert fizikájú rezgési állapotnak. Azért hívjuk hosszú másodperiódusoknak ezeket a periódusokat, mert szinte soha nem járnak egyedül: az ismert félszabályos változóknak kb. harmada mutat olyan fénygörbét, amiben két periódus uralja a változásokat, s a periódusok aránya jellemzően 10–12 közelébe esik. A rövidebb periódusok általában tökéletesen illeszkednek az alapmódus és a felhangok periódus–fényesség-relációira, azaz megfeleltethetők „normális” csillagrezgéseknek.

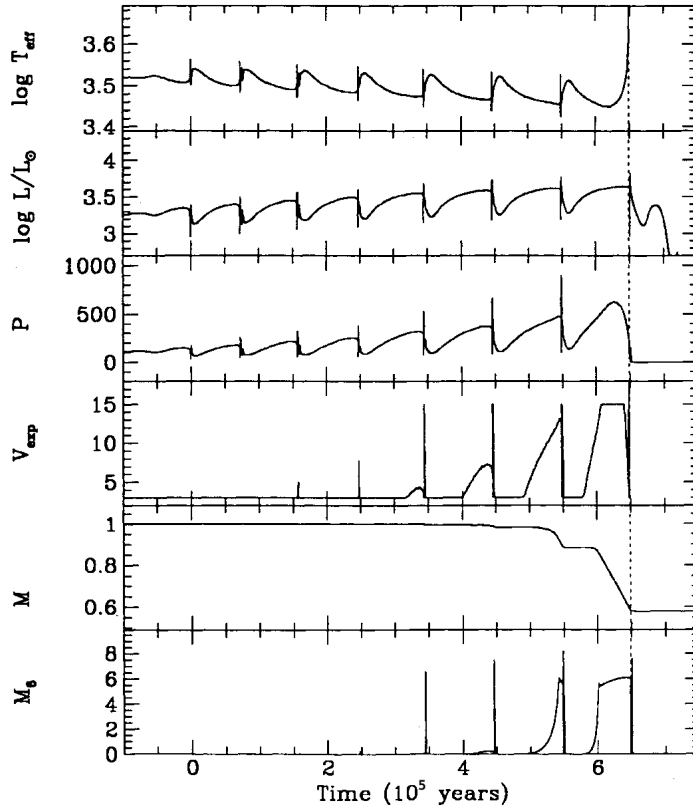
Az LSP-k problémafelvetése óta különböző elképzelések láttak napvilágot. Ezek között szerepel a hipotetikus ellipszoidális csillagok forgása (ha a csillag nem gömb alakú, akkor a lassú, több ezer napos tengely körüli forgás során változik a fényesség), a lehetséges kettőscsillagok fedései, mágneses aktivitás, periodikus porkibocsátás a vörös óriások külső légköri rétegeiben, de még az új fizikát igénylő, különleges rezgési állapotok feltételezése is. Újabban vannak kutatók, akik korábban elnyelt bolygószerű kísérők hatásaival próbálják magyarázni az LSP-k létét (Retter 2005, személyes közlés). Azonban szinte mindegyik elmélet elbukik néhány egyszerű kérdésnél: miért létezik egy különálló periódus–fényesség-reláció? És ha már van, miért párhuzamos a mirák periódus–fényesség-relációjával?

Természetesen a fenti megfontolások nem jelentik azt, hogy kizárólag egyszerű többmódusú pulzáció okozhatja a bonyolult fénygörbét. Néhány esetben több évtizedes vizuális fénygörbékből alacsony dimenziójú káosz jelenlétére következtettek, amit erős kölcsönhatásban levő, esetleg rezonanciához közeli periódusarányú rezgések eredményezhetnek (pl. Buchler et al. 2004). Más csillagoknál a konvekció által gerjesztett, ún. Nap típusú rezgésekre utaló jeleket találtak (Bedding 2003), de a csillagkörüli porfelhők és a rezgések kölcsönhatása, esetleg kettősség is okozhat látszólag többszörösen periodikus fénygörbét (Knapp et al. 1999).

## 2.6. Mirák periódusváltozásai és energiatermelési instabilitások

Egy mira típusú változócsillag periódusa igen fontos paraméter, ami függ az adott csillag tömegétől, korától, fémességétől és pulzációs állapotától. Mint említettem, a mirák periódusa általában véletlenszerűen ingadozik, ugyanakkor néhány esetben erős és folyamatos változást mutattak ki (elsőként az R Aql, R Hya és W Dra esetében). Wood & Zarro (1981) számításai szerint a periódusváltozások mértéke jó összhangban van azzal az abszolút fényesség-változással, amit a csillagmagot övező héliumhéjban jósolt energiatermelési instabilitások sugallnak.

Az instabilitás oka a termális pulzus, amihez a feltételek akkor válnak kedvezővé, amikor a degenerált magot övező héliumhéj (3. ábra) elfogyasztja teljes hélium mennyiségét. Ilyenkor a héjban ideiglenesen hidrogénfúzió zajlik, amit időről időre kiegészít a héj alján összegyűlt, frissen letermelt hélium hirtelen beinduló fúziója (ezért nevezzük héliumhéj-villanásnak is az energiatermelés éles lokális maximumait). A nagy mértékű magbéli luminozításváltozásokat a pulzáció periódusa lényegében azonnal (néhány éven-évtizeden belül) követi, a felszíni luminozításváltozásokkal párhuzamosan

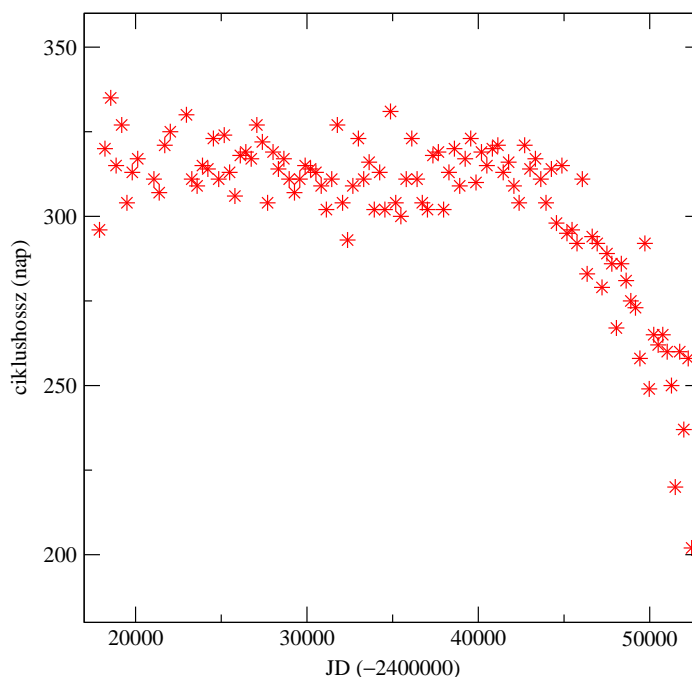


12. ábra. Egy  $1 M_{\odot}$  tömegű, LMC-fémességű AGB-modell termális pulzusai (Vassiliadis & Wood 1993).

(Wood & Zarro 1981), így a termális pulzusok jelenleg a legjobb elméleti magyarázatot nyújtják a megfigyelt erős periódusváltozásokra. A 12. ábrán Vassiliadis & Wood (1993) számításait mutatom be egy  $1 M_{\odot}$  tömegű csillagra. Legfelül a felszíni hőmérséklet, alatta pedig a luminozitás, pulzációs periódus, a tömegvesztéshez vezető csillagszél sebessége, az össztömeg és a tömegvesztési ráta ( $10^{-6} M_{\odot}/\text{év}$  egységekben) időfüggése látható. A termális pulzusok az éles csúcsok, melyek a TP-AGB fázis teljes időtartamának kb. 1–2%-át fedik le. Ennek megfelelően az összes mira változó maximum 1–2%-ánál van esélyünk a jelenség tényleges megfigyelésére.

Az elmúlt években több jelölt is felbukkant a szakirodalomban. Mindmáig a legszélsőségesebb periódusváltozásúként ismert mira a T UMi, amelyről Gál & Szatmáry (1995) mutatta ki a gyors perióduscsökkenést (313 napról 283 napra). Utóbb Szatmáry et al. (2003) frissítette a vizsgálatot, ugyanis az újabb adatok további erős periódusváltozást jeleztek: 2002 végére a T UMi pulzációs periódusa 200–220 nap közé csökkent, ami egyedülállóan erős periódusváltozás (jelenlegi rátája  $-3,8 \pm 0,4$  nap/év). A 13. ábrán a T UMi periódusának időbeli változásait láthatjuk 1913 és 2002 között, amihez a 18. ábra adatait dolgoztam fel részletesen.

Mira változókra az eddigi legteljesebb periódusvizsgálatot Templeton et al. (2005) közölte, akik az AAVSO adatbázisát használták fel. Az 547 legjobban észlelt mira évtizedes fénygörbéit wavelet-analízissel dolgozták fel, és a teljes mintában a T UMi mutatta a legerősebb periódusváltozást. Vele együtt összesen nyolc csillagban mutattak ki szignifikáns változást a pulzáció periódusában. Ezek mértéke, statisztikus gyakorisága és iránya követi a héliumhév-villanás modelljének jóslatait, azaz a megfigyelések



13. ábra. A T Ursae Minoris mira változó periódusának változásai (Szatmáry et al. 2003).

alátámasztják az elméleti megfontolásokat.

A T UMi esetében különösen érdekes, hogy a periódusváltozás jelenlegi üteme mellett a periódus pár éven belül nullára csökkenne, azaz mindenképpen hamarosan történni fog valami a csillaggal. Amennyiben érvényesek a héliumhéj-villanásra vonatkozó számítások, akkor a következő 10–20 évben a jelenlegihez hasonló gyorsaságú periódusnövekedésnek kell következnie, aminek detektálásához további észlelések rendkívül fontosak.

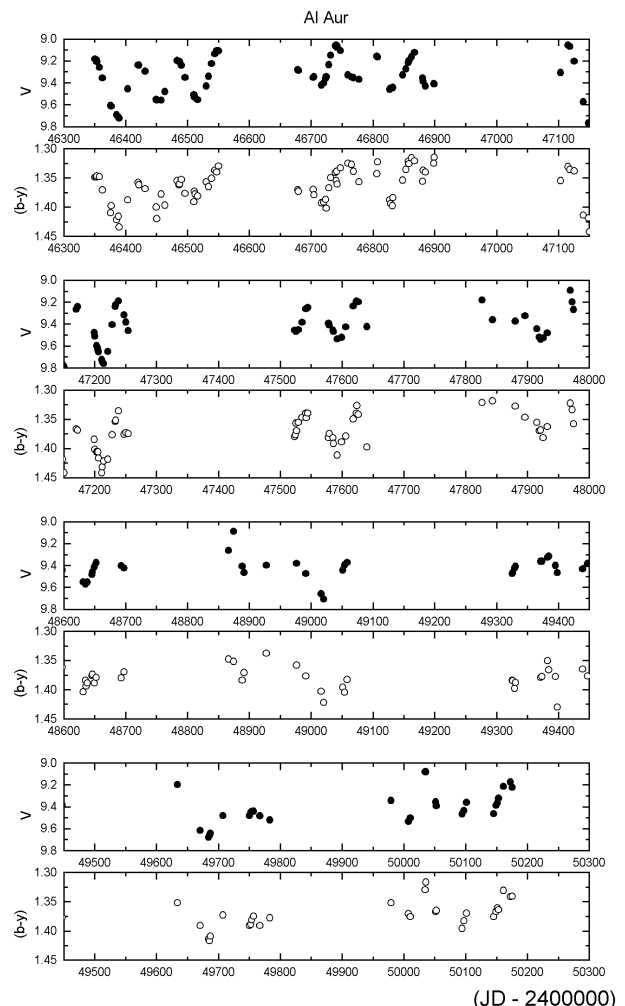
Végezetül meg kell még jegyezni, hogy a periódusváltozások közvetett bizonyítékai mellett léteznek egyéb megfigyelési tények is a termális pulzusokra vonatkozóan. A héliumhéj-lobbanás legerősebb indikátora az AGB-csillagok jelentős hányadában kimutatott radioaktív technécium, aminek mindössze 200 ezer év a felezési ideje. A színeképekben való megjelenése a héliumhéj-villanás során letermelt, majd a konvektív mozgások által felkeveredett radioaktív fúziós melléktermékek létét igazolja (Busso et al. 1992, Lebzelter & Hron 1999). Hasonlóképpen lehet értelmezni néhány esetben vörös óriások kémiai összetételének néhány évtizedes skálájú változásait. Groenewegen (2004) a MACHO program által észlelt mira változók között három olyan csillagot is talált, melyek az 1970-es évek végén még oxigéndúsak voltak, az 1990-es évek közepére pedig széndússá váltak (azaz légkörükben a C/O arány 1-nél kisebbről 1-től nagyobbra váltott). Értelmezése szerint a termális pulzus után felkeveredett szén változtatta meg a csillagok légköri összetételét. Árnyékot vet a magyarázatra Zijlstra et al. (2004) munkája, melyben a mira változók C/O  $\approx 1$  körüli kémiai instabilitását vetettük fel. Amennyiben létezik egy visszacsatolás a molekulaopacitások, a pulzáció amplitúdója és periódusa között, akkor a légköri molekulasávok látszólagos összetétel-változásokat is okozhatnak, valódi koncentrációváltozások nélkül. A legerősebb bizonyíték a periódusváltozást követő Tc-megjelenés, majd széndússá válás lenne pl. a T UMi esetében, ennek kimutatása azonban a jelenségek időskálái miatt a távoli jövő feladatai közé tartozik.

### 3. Hosszú periódusú változók és megfigyeléseik

#### 3.1. Vizuális és fotoelektromos adatok összehasonlítása

A vörös óriások fényváltozása – a fizikai paraméterekkel való szoros kapcsolat miatt – nagyon sok információt hordoz a csillagok légköri viszonyairól, belső szerkezetéről, a konvektív zóna dinamikai tulajdonságairól, áttételesen pedig olyan fontos jellemzőkről, mint például a csillagfejlődési állapot, kettősség, tömegvesztési folyamatok. Az információ visszakódolása azonban nem egyszerű, és a nagymértékben leegyszerűsített elméleti modellekkel való összevetés is sokszor lehetetlen a megbízható empirikus adatok hiányában. A fénygörbékből legközvetlenebbül kimérhető paraméter a csillagra jellemző periódus(ok), amplitúdó(k) és fázis(ok), melyek meghatározása több pulzációs cikluson átívelő folyamatos adatsorokat igényel. Pusztán ezt a feltételt kielégítő észleléssorozat elvégzése magában is nagyon nehéz feladat, hiszen éveken, évtizedeken keresztül kellene folyamatos megfigyeléseket készíteni homogén műszerezettséggel.

A nehézségek következménye, hogy nagyon kevés vörös óriásról van tényleg jó lefedettségű és nagy fotometriai pontosságú fénygörbe (l. pl. Percy et al. 1989; Cristian et al. 1995; Percy et al. 1996; Lebzelter 1999a; Kiss & Skiff 2001). Ezek a vizsgálatok (kevés kivétellel) általában egy-két csillag 5–10 évig történő nyomon követéséből állnak, melynek eredményeként egy-két periódus becslése, illetve időbeli instabilitásuk megállapítása válik lehetővé. Jó példa erre az AI Aurigae esete, melyet Brian Skiff, a flagstaff-i Lowell Observatórium munkatársa 1985-től 1996-ig mért egy híján minden szezonális láthatóság alatt. Az összesen 199 pontból álló fénygörbe (14. ábra) alapján a csillag periódusa 65 nap körüli, bizonyos ciklusokban akár 0,6 magnitúdót elérő amplitúdóval. A párhuzamos fény- és színváltozásokat az AI Aur domináns módon radiális pulzációjával magyaráztuk, míg a becsült fizikai paraméterek alapmódusú, vagy első felhangú pulzációra utaltak (Kiss & Skiff 2001). Mint azonban annyi más tanulmányban, ennyi adat alapján mi is csak arra tudtunk következtetni, hogy a csillag viselkedését (a látszólag irregulárisan változó oszcillációkat) nem lehet megérteni a rendelkezésre álló észlelésekből.



14. ábra. Az AI Aur fény- és színváltozásai 1985 és 1996 között. Az egyedi pontok hibája nem nagyobb 0,01 mag-nál (Kiss & Skiff 2001).

A vörös óriások változásaira vonatkozó legrészletesebb ismereteink mindmáig két fő forráson alapulnak. Egyrészt a 20. század közepéig folytatott fotografikus égboltfelmérő programok többé-kevésbé folyamatos képet rajzoltak az ismert vörös változók többségéről (pl. Houk 1963; Lebzelter et al. 1995). Másrészt pedig az amatőr csillagászok által végzett vizuális észlelések nagy mennyiségű csillagra szolgáltatnak akár 100–150 (néhány kivételes esetben pedig 200–300) évre visszanyúló kis pontosságú, ám homogén és folyamatos adatsort. Mint azt a 2.4. alfejezetben összefoglaltam, ezeket az észleléseket különböző nemzetközi szervezetek számítógépes adatbankjaiból meg lehet szerezni, és segítségükkel több száz mira és félszabályos változó megismerhető. Tény, hogy a lokális (tejútrendszerbeli) pulzáló vörös óriások túlnyomó többségéről egyedül vizuális megfigyelések léteznek.

Természetes kérdés: mennyire megbízhatók az amatőr csillagászok vizuális fényességbecslései? Hol vannak a vizuális adatok felhasználhatóságának korlátai? PhD-értekezésemben már érintettem a kérdést, amikor az RY Dra széndús félszabályos változó 10 év hosszú szimultán fotoelektromos és vizuális fénygörbéjét hasonlítottam össze (9. ábra). Az egyetlen csillagon alapuló kedvező válasz meggyőző volt ugyan, de statisztikus következtetésekre nem igazán adott módot. Thomas Lebzelterrel, a Bécsi Egyetem csillagászati kutatóintézetének munkatársával még 1999-ben kezdtem egy együttműködést, amelynek célja pontosabb válaszok keresése volt. Ebben nagy segítséget jelentett a Bécsi Egyetem automata fotoelektromos távcsöve (Automatic Photoelectric Telescope – APT), amit az arizonai Fairborn Observatóriumban telepítettek az 1990-es évek közepén (Strassmeier et al. 1997). Ezzel a műszerrel több tucat félszabályos változót mértek legalább 3–4 éven keresztül, ami szisztematikus összehasonlító vizsgálatokat is lehetővé tett. A legfontosabb eredményeket (Lebzelter & Kiss 2001, Kiss 2002, Kiss et al. 2002) az alábbiakban foglalom össze.

### 3.1.1. Megfigyelési adatok

Félszabályos és irreguláris változók APT-vel végzett fotoelektromos fotometriáját Thomas Lebzelter kezdeményezte az 1990-es évek második felében, a program pedig 2002-ig futott. A mérések fő célja az volt, hogy a fény- és színváltozások tanulmányozása mellett az egy időben végzett spektroszkópiai mérésekhez pulzációs fázist lehessen rendelni. Néhány csillagra az előzetes eredményeket Kerschbaum et al. (2001) közölte.

A vizuális észlelésekkel való összevetéshez azokat a programcsillagokat választottuk ki, melyekről legalább 100 egyedi pontot sikerült az APT-vel fölvenni. Ezek általában fényes csillagok ( $V < 10$  mag), pulzációs periódusuk néhány tíztől néhány száz napig terjed. Az archivált amatőr adatokat a francia AFOEV publikus adatbázisából gyűjtöttük ki. A legkisebb amplitúdójú, és a GCVS-ben irreguláris (L) típusúként osztályozott csillagokról lényegében nem léteznek vizuális észlelések (pl. CI Boo, CW Cnc, FZ Hya, FK Hya, FZ Lib, AC Pup, TT UMa, AZ UMa, RW Vir), így a legalaposabb kereséssel végül 7 jól észlelt félszabályos változó maradt az összehasonlítás alapjaként. A programcsillagok teljes listáját a 2. táblázatban foglalom össze, ahol félkövér betűkkel kiemeltem a legjobb adatsorok csillagait.

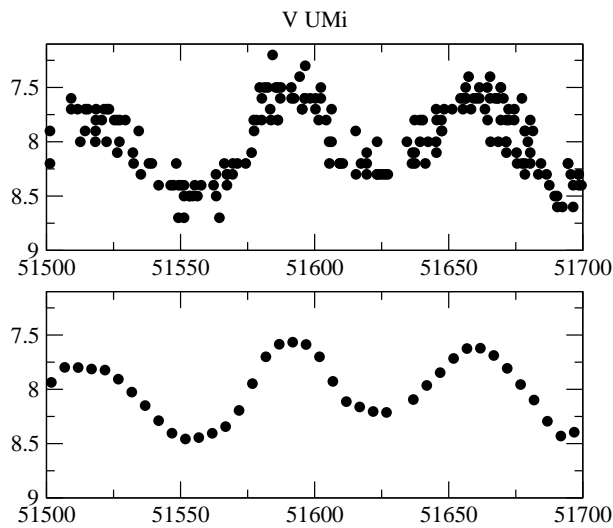
Mielőtt összevettem volna az adatokat, a vizuális fénygörbéket két lépésben feldolgoztam. Először 5 napos átlagpontokat számítottam, amivel a véletlen hibák hatása jelentősen csökkenthető. Az adatsorok sűrűsége alapján átlagosan 5–6 egyedi fénybecslés adott egy átlagpontot (a pontos számadatok a 2. táblázat utolsó oszlopában szerepelnek). Az átlagolt pontok standard deviációja 0,1–0,3 mag körül szórt. Máso-



2. táblázat. A programcsillagok listája, illetve az analizált adatsorok jellemzői.

Név	IRAS azonosító	APT: -tól...-ig (JD-2400000)	db	vizuális: -tól...-ig (JD-2400000)	db	szimultán pontok	pont/ átlag
EP Aqr	21439-0226	50714-51847	161	51371-51860	19	17	
CI Boo	14200+2935	51219-51986	184	51262-51426	8	8	
<b>RV Boo</b>	14371+3245	51219-51986	188	39293-51972	1119	205	1.3
RV Cam	04265+5718	50473-51981	312	51271-51832	16	15	
CW Cnc	09057+1325	51529-51986	107	-	-	-	
<b>U Del</b>	20431+1754	50519-51874	283	21129-51999	9762	2107	7.8
<b>TX Dra</b>	16342+6034	51219-51952	139	25501-52000	7624	814	5.6
BR Eri	03463-0710	50714-51908	250	46357-51983	36	7	
<b>g Her</b>	16269+4159	50520-51981	287	20313-52000	15279	2513	8.6
<b>X Her</b>	16011+4722	50400-51986	331	19667-52000	8468	1746	5.9
EY Hya	08437+0149	51530-51986	92	47552-47653	8	0	
FZ Hya	08189+0507	50485-51986	342	51562	1	1	
FK Hya	08220-0821	50465-51986	365	-	-	-	
AF Leo	11252+1525	51530-51986	65	51273	1	0	
SX Leo	11010-0256	50468-51986	330	45054-51999	166	103	
FZ Lib	15166-0857	50473-51986	368	51306	1	1	
$\sigma^1$ Ori	04497+1410	51148-51957	169	51598-51599	2	2	
UW Peg	22156+0228	50714-51894	204	51468	1	1	
AC Pup	08204-1545	50489-51985	366	-	-	0	
TT UMa	09013+6029	50465-51985	407	-	-	0	
<b>Y UMa</b>	12380+5607	50465-51986	398	19842-51982	1977	661	2.2
AZ UMa	11445+4344	50464-51985	436	-	-	0	
<b>V UMi</b>	13377+7433	51218-51729	74	20246-52000	6293	478	4.7
BK Vir	12277+0441	51530-51986	117	51262-51902	19	9	
RT Vir	13001+0527	50465-51986	291	45100-51719	134	57	
RW Vir	12046-0629	50465-51986	412	23887-51718	54	43	

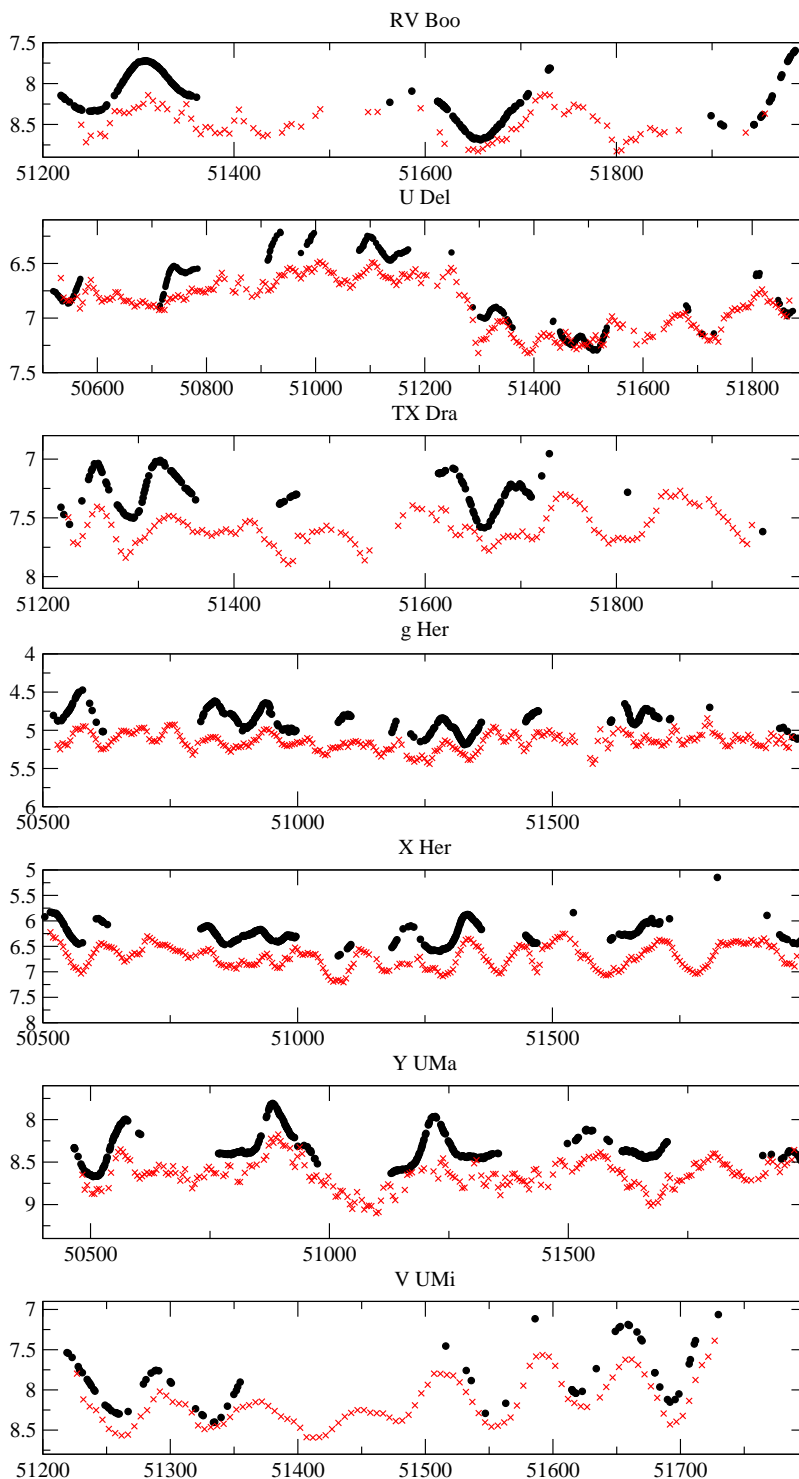
dik lépésként zajszűrést végeztem az átlagolt görbéken, mégpedig gaussos súlyfüggvénnyel végrehajtott átlagolással, melynek félszélességét a tapasztalatok szerint legjobb eredményt adó  $0,8 \times$  átlagolási lépésköznek választottam (esetünkben négy nap). Így olyan zajszűréshez jutottunk, melynek eredményeként elegendően sok szomszédos pont járult hozzá a simított görbe minden adatához, ugyanakkor a teljes amplitúdót csak minimálisan befolyásolta a gaussos átlagolás. Jellemző példaként a V UMi fénygörberészletét mutatom be a 15. ábrán.



15. ábra. Felül: A V UMi eredeti fénygörbéjének egy részlete. Alul: 5 napos átlagolás és Gauss-simítás után (Lebzelter & Kiss 2001).

### 3.1.2. Eredmények

Elsőként a vizuális és APT fénygörbék közvetlen összehasonlítását mutatom be, amivel az átlagfényesség és az amplitúdó ciklusról ciklusra történő változásait lehet ellenőrizni. Ehhez az összes adatot közös ábrákra berajzolva tüntettem fel, melyeken jól látszik a két forrásból származó adatok hasonlósága és különbsége (16. ábra).



16. ábra. Az APT (pontok) és vizuális adatok (keresztek) összehasonlítása (Lebzelter & Kiss 2001).

Két általános megjegyzést tehetünk a 16. ábra alapján. Az elsőként szembeötlő tény az átlagszintek közötti eltolódás, amit a csillagok vörös színe okoz. Jól ismert, hogy az emberi szem spektrális érzékenysége miatt a vizuális és a Johnson-féle V-magnitúdók között színtől függő eltérés van, amire az irodalomban különböző transzformációs egyenletek ismertek. A legmegbízhatóbb eredményeket Stanton (1981) és Zissell (1998) kombinált relációja adja, ami a következő alakú:

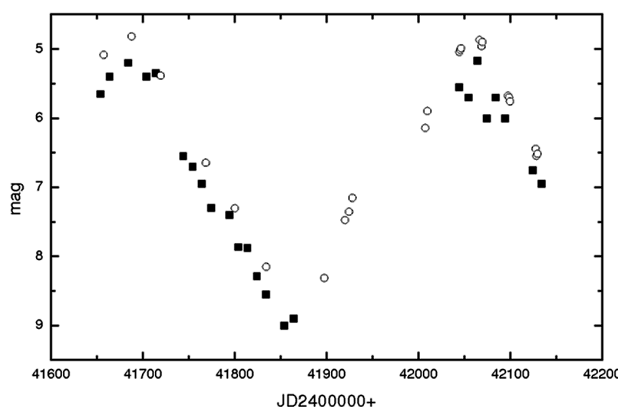
$$m_{\text{vis}} = V + 0,182(B - V) - 0,032.$$

Tekintve programcsillagaink átlagos  $(B - V) \approx 1,5-1,6$  mag színindexét, a fenti egyenlet  $+0,25$  mag átlagos elcsúszást jósol. Ehhez képest adataink  $0,25-0,55$  mag szisztematikus különbséget mutatnak, ami valamivel nagyobb, de ugyanolyan irányú, mint amit várunk.

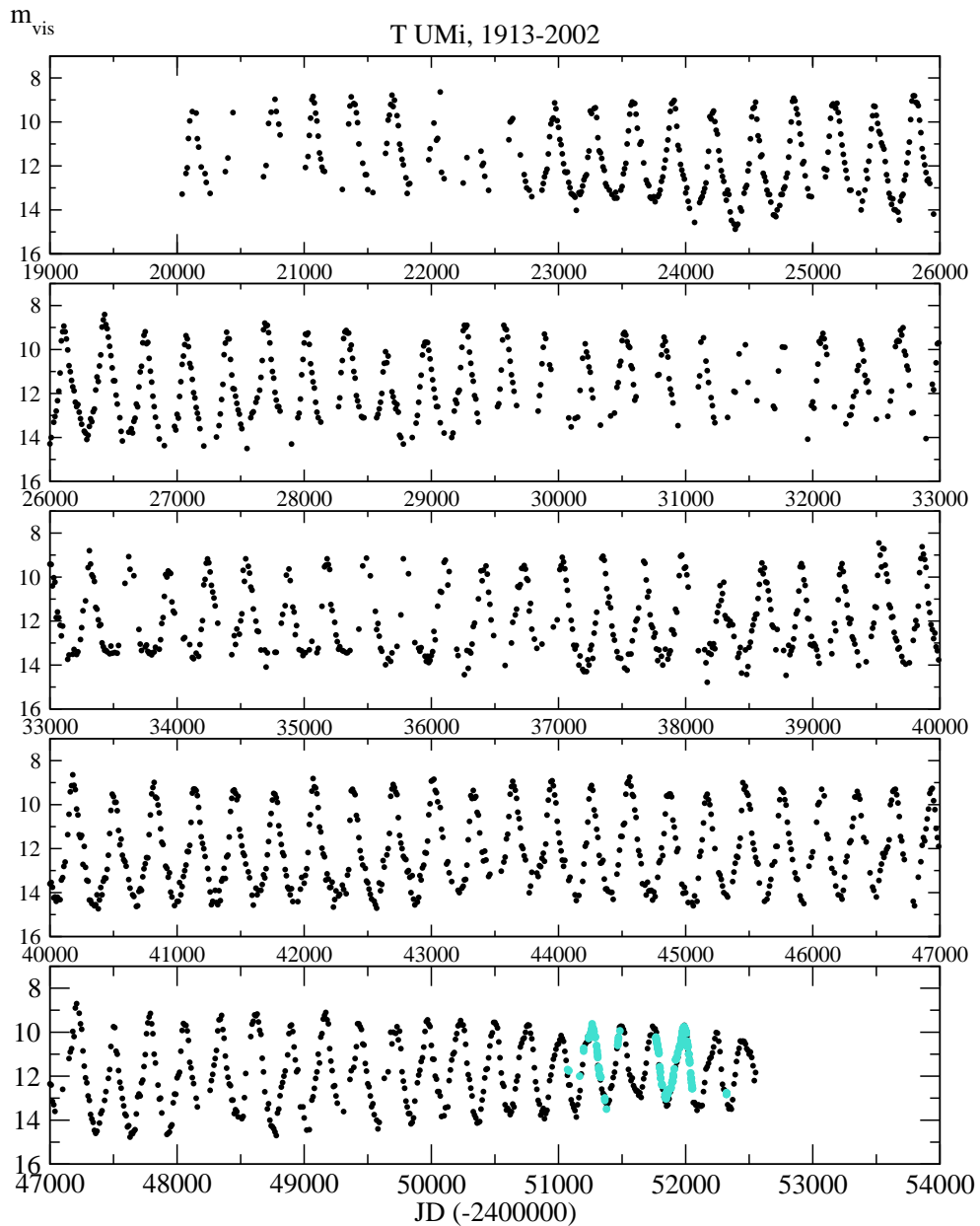
Itt érdemes kis kitérőt tenni a mira típusú változócsillagok mérései és vizuális észlelései felé. Felmerülhet ugyanis kérdésként, hogy kimutatható-e a nagy amplitúdójú mira változók esetében erősen változó  $B - V$  színindex hatása a vizuális és fotoelektromos adatok különbségére – azaz a szisztematikus eltérés mellett különbözik-e a fénygörbék alakja? Elsőként az R Hya esetét mutatom be, amiről Celis (1977) közölt fotoelektromos V szűrős méréseket (17. ábra). Noha elég hiányos a görbe, annyi látható, hogy az átlagosan kb.  $0,5$  mag elcsúszáson túl szignifikáns fénygörbealak-különbség nincs. Hasonló eredményre juthatunk V szűrős CCD-s mérések és vizuális fénygörbék összehasonlításával is (18. és 19. ábra). Előbbin az AFOEV adatbázisában szereplő CCD-s mérések láthatók megkülönböztetett jelekkel (alsó panel a 18. ábrán), utóbbin a cseh MEDUZA szervezet CCD-s megfigyelései szerepelnek. A jó egyezések az mutatják, a változó színindexet nem követi a vizuális és a V fénygörbék különbsége, azaz az eltérést inkább a reláció zéruspontjával és nem a színtag együtthatójával lehetne korrigálni.

Természetesen az is lehet, hogy a különbségeket az eltérő összehasonlító csillagok okozzák. Habár mindkét észlelési adatsor a változók körül standardként megválasztott összehasonlítókhöz viszonyított fényességbecslésekből áll, a vizuális észlelők összehasonlítóit nem feltétlenül ugyanazok, mint az APT mérések összehasonlítóit. Ráadásul a vizuális észlelők egymáshoz képest is különböző lokális standardokat használhattak (amiről nincs információ), így az eltérés ezen aspektusa nem ellenőrizhető.

A második általános megjegyzés a 16. ábra alapján a vizuális adatok megbízhatóságára kedvező állítás: az átlagfényességben tapasztalt eltéréseken túl mind a vizuális, mind a fotoelektromos adatok nagyon hasonló alakú fénygörbéket rajzolnak ki. A ciklusról ciklusra jelentkező változások jól reprodukálhatók mindkét forrásból, az egyedül ciklusok amplitúdói pedig nagyon hasonlóak mindkét görbében. A fénygörbe extrémumai jól becsülhetők, azaz az amplitúdók is pontosan kimérhetők. A vizuális adatok átlagolása miatt az amplitúdó kicsit lecsökken, de a különbség nem haladja meg a  $0,1$  magnitúdót.



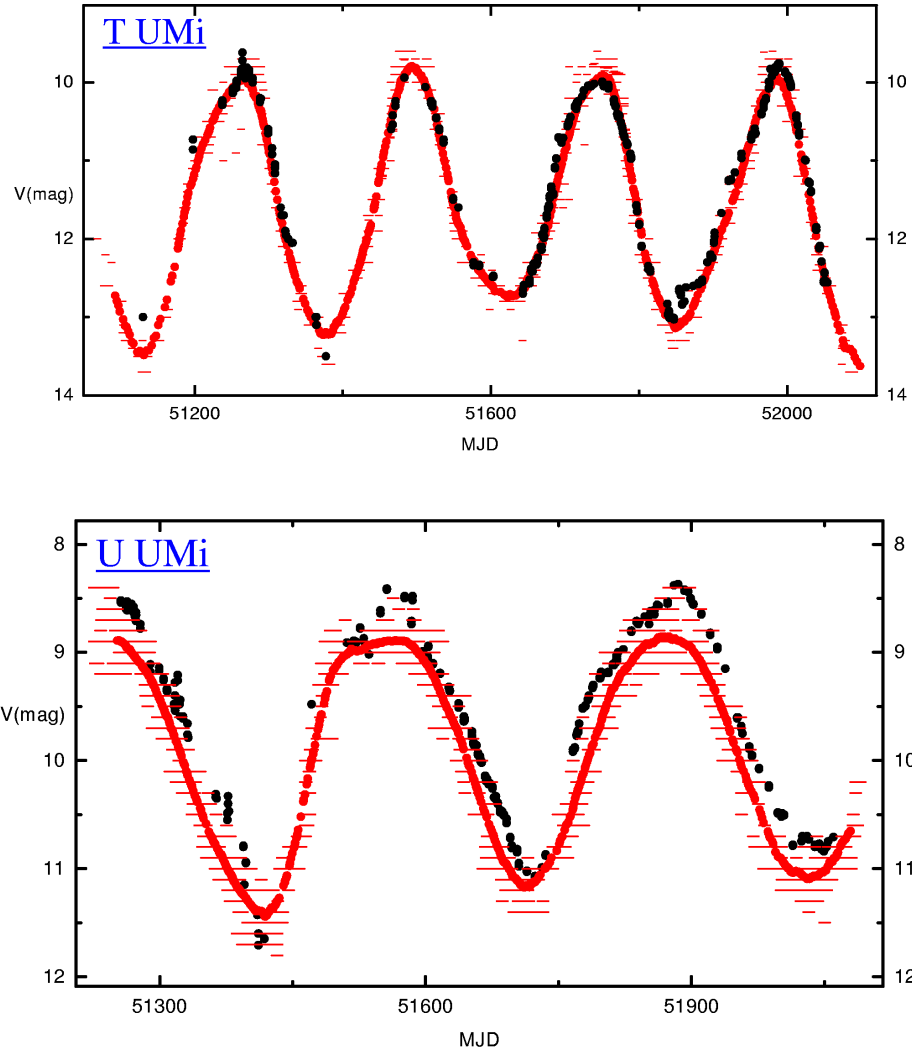
17. ábra. Az R Hya vizuális és fotoelektromos adatainak összehasonlítása. Az üres körök Celis (1977) V szűrős mérései, a telt négyzetek átlagolt vizuális adatok (Lebzelter & Kiss 2001).



**18. ábra.** A T UMi 90 év hosszú fénygörbéje. Az alsó panel türkiz pontjai CCD-s mérések. (Szatmáry et al. 2003).

A fénygörbék hasonlóságát kvantitatívan is lehet jellemzni, például az adatsorok frekvencia-tartományban mutatott egyezésével – azaz a fénygörbékből egymástól függetlenül meghatározható periódusok és amplitúdók alapján. Ehhez elvégeztem mind az APT, mind az APT-vel szimultán vizuális fénygörbék Fourier-analízisét, aminek eredményeit a 70–90 évnyi vizuális adatok periódusanalízisével is összehasonlítottam (Kiss et al. 1999).

A 20. ábrán külön mutatom be az APT és vizuális fénygörbéket a kapott harmonikus fénygörbe-illesztésekkel együtt. A periódusok hibája a Fourier-spektrum csúcsainak félszélességével arányos, ami viszont az adatsor hosszával fordítottan arányos. Minden csillagra megadom ezt a paramétert ( $\Delta f$ ), amiből adódnak a periódusok bizonytalanságai. Az egyedi objektumokra vonatkozó megjegyzések a következők:



**19. ábra.** A T UMi és U UMi vizuális és a cseh MEDUZA észlelői által végzett V szűrős CCD-s mérései (fekete pontok). A vastag vörös vonal a vizuális adatok mozgóátlagát jelzi. (Kiss et al. 2002).

### RV Boo

Az APT adatok frekvenciaanalízise az alábbi periódusokat és amplitúdókat adta:

$$P_1: 228^d, A_1: 0^m33 \quad P_2: 97^d8, A_2: 0^m16$$

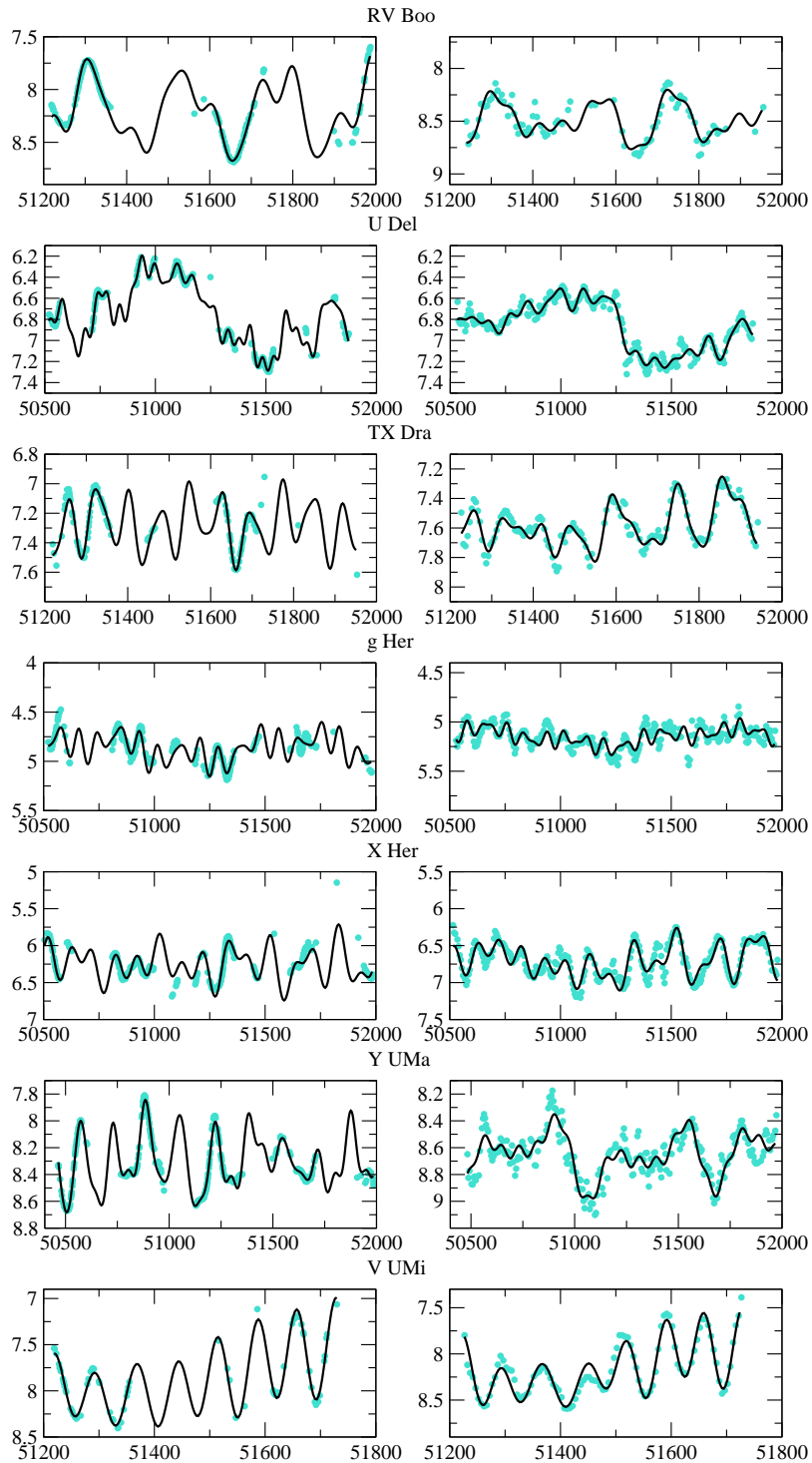
$$P_3: 86^d8, A_3: 0^m05 \quad P_4: 63^d1, A_4: 0^m05$$

A vizuális fénygöréből kapott eredmények:

$$P_1: 210^d, A_1: 0^m18 \quad P_2: 144^d, A_2: 0^m13$$

$$P_3: 60^d6, A_3: 0^m06$$

$\Delta f = 0,00075$  c/d. A GCVS-ben 137 napos periódus szerepel, míg Kiss et al. (1999) 144 napot határozott meg. Az APT adatok egyedi ciklusai ténylegesen a 150 nap körüli periódust sugallják, ami viszont elveszik a teljes APT adatsor félautomatikus periódusanalízisében. A teljes észlelési idő hosszát figyelembe véve  $P_1$  (APT) és  $P_1$  (viz.), illetve  $P_4$  (APT) és  $P_3$  (viz.) jó egyezésben vannak.



20. ábra. Bal oszlop: az APT adatok harmonikus illesztései. Jobb oszlop: a vizuális adatok harmonikus illesztései (Lebzelter & Kiss 2001).

### U Del

APT eredmények:

$$\begin{array}{ll}
 P_1: 1190^d, A_1: 0^m32 & P_2: 630^d, A_2: 0^m13 \\
 P_3: 205^d, A_3: 0^m12 & P_4: 174^d, A_4: 0^m10 \\
 P_5: 83^d,2, A_5: 0^m06 & P_6: 53^d,6, A_6: 0^m05
 \end{array}$$

Vizuális eredmények:

$P_1: 1220^d, A_1: 0^m30$     $P_2: 560^d, A_2: 0^m12$   
 $P_3: 322^d, A_3: 0^m07$     $P_4: 139^d, A_4: 0^m05$   
 $P_5: 208^d, A_5: 0^m05$     $P_6: 114^d, A_6: 0^m04$   
 $P_7: 82^d, A_7: 0^m04$

$\Delta f = 0,00048$  c/d. GCVS: 110 nap, Kiss et al. (1999): 1146 nap,  $0^m21$ , 580 nap,  $0^m05$ . Az 1200 nap körüli hosszú periódust, illetve a  $\sim 600$  napos rövidebbet mindkét adatsor jól visszaadja, míg a rövidebb ciklushosszak ( $200+$  nap<sup>4</sup>, 83 nap) szintén azonosíthatók. Legtöbb komponens az átlagfényesség ezen az időskálán irregulárisnak tűnő változásai miatt jelentkezik. A GCVS-ben szereplő 110 napot a vizuális adatok alátámasztják, bár az eredmény szignifikanciája elég gyenge.

TX Dra

APT eredmények:

$P_1: 74^d3, A_1: 0^m19$     $P_2: 232^d, A_2: 0^m08$   
 $P_3: 46^d3, A_3: 0^m06$

Vizuális eredmények:

$P_1: 127^d, A_1: 0^m11$     $P_2: 145^d, A_2: 0^m08$   
 $P_3: 85^d, A_3: 0^m08$     $P_4: 9560^d, A_4: 0^m09$   
 $P_5: 239^d, A_5: 0^m05$     $P_6: 53^d3, A_6: 0^m05$

$\Delta f = 0,00091$  c/d. GCVS: 78 nap, Kiss et al. (1999): 706 nap,  $0^m10$ , 137 nap,  $0^m06$ , 77 nap,  $0^m07$ . Fontos megjegyezni, hogy ez a csillag az egyik legjobb példa az ismétlődő módusváltásra, ami a 77 napos periódusú jel időszakos eltűnésében és újra megjelenésében nyilvánul meg. Ennek megfelelően csak a szimultán adatok összevetése hordoz valódi jelentést. A domináns periodicitások jól egyeznek ( $75-80$  nap,  $230+$  nap, 50 nap), az eltérésekért pedig főleg az APT adatok nagy kihagyásai felelősek.

g Her

APT eredmények:

$P_1: 90^d7, A_1: 0^m08$     $P_2: 306^d, A_2: 0^m12$   
 $P_3: 935^d, A_3: 0^m09$     $P_4: 69^d, A_4: 0^m06$

Vizuális eredmények:

$P_1: 1100^d, A_1: 0^m07$     $P_2: 88^d, A_2: 0^m06$   
 $P_3: 62^d, A_3: 0^m04$     $P_4: 384^d, A_4: 0^m04$

$\Delta f = 0,00044$  c/d. GCVS: 89 nap, Kiss et al. (1999): 887 nap,  $0^m20$ , 90 nap,  $0^m07$ . Jól látszik, hogy a különböző periódusok egyértelműen megfeleltethetők egymásnak. Az  $\sim 1000$  napos hosszú periódus meglepően jól kimutatható, figyelembe véve az adatsor rövidségét. A  $300+$  napos periódus viszonylag bizonytalan, a többi viszont nagyon szépen egyezik.

X Her

APT eredmények:

$P_1: 101^d, A_1: 0^m19$     $P_2: 165^d, A_2: 0^m19$   
 $P_3: 395^d, A_3: 0^m12$     $P_4: 155^d, A_4: 0^m09$

Vizuális eredmények:

$P_1: 101^d, A_1: 0^m14$     $P_2: 175^d, A_2: 0^m15$   
 $P_3: 133^d, A_3: 0^m11$     $P_4: 194^d, A_4: 0^m11$   
 $P_5: 620^d, A_5: 0^m07$     $P_6: 385^d, A_6: 0^m06$

---

<sup>4</sup>200+, azaz 200 napnál valamivel hosszabb periódus.

$\Delta f = 0,00045$  c/d. GCVS: 95 nap, Kiss et al. (1999): 178 nap,  $0,^m05$ , 102 nap,  $0,^m03$ . A számértékek hasonlósága feltűnő, az egyezés nagyon jó. A 101 napos periódus pontosan kimérhető mindkét adatsorból. A hosszabb periódusok kissé eltérnek, ám a 10–20 napos különbségek ténylegesen csak pár százaléknyi eltérést jelentenek.

### Y UMa

APT eredmények:

$P_1: 161^d, A_1: 0,^m29$     $P_2: 537^d, A_2: 0,^m10$   
 $P_3: 153^d, A_3: 0,^m07$     $P_4: 82,^d2, A_4: 0,^m13$   
 $P_5: 199^d, A_5: 0,^m09$     $P_6: 71,^d6, A_6: 0,^m03$

Vizuális eredmények:

$P_1: 310^d, A_1: 0,^m16$     $P_2: 585^d, A_2: 0,^m11$   
 $P_3: 205^d, A_3: 0,^m07$     $P_4: 1065^d, A_4: 0,^m06$   
 $P_5: 83$  d,  $A_5: 0,^m04$

$\Delta f = 0,00043$  c/d. GCVS: 168 nap, Kiss et al. (1999): 324 nap,  $0,^m16$ , 315 nap,  $0,^m09$ , 164 nap,  $0,^m06$ . Mintánkban ez a csillag a legérdekesebb eset. A rossz (nagy űrökkel terhelt) mintavételezés miatt az APT adatok teljes hamis periódusra vezetnek (kb. a tényleges érték felére). Az Y UMa kiválóan illusztrálja, hogy bizonyos esetekben a kisebb pontosságú, ám folytonos vizuális adatok messze megbízhatóbb eredményre vezetnek, mint a nagy pontosságú, ám hiányos műszeres mérések. A 82 nap körüli periódus valószínűleg a domináns jel felharmonikusa.

### V UMi

APT eredmények:

$P_1: 72,^d5, A_1: 0,^m40$     $P_2: 794^d, A_2: 0,^m27$   
 $P_3: 65,^d9, A_3: 0,^m11$     $P_4: 124^d, A_4: 0,^m06$

Vizuális eredmények:

$P_1: 71,^d9, A_1: 0,^m28$     $P_2: 670^d, A_2: 0,^m22$   
 $P_3: 64^d, A_3: 0,^m11$     $P_4: 132^d, A_4: 0,^m09$

$\Delta f = 0,00089$  c/d. GCVS: 72 nap, Kiss et al. (1999): 737 nap,  $0,^m06$ , 126 nap,  $0,^m04$ , 73 nap,  $0,^m06$ . Tekintve, hogy alig 600 napos a teljes időhossz, még a hosszú periódus értéke is meglepően jól kijött. A rövidebb periódusok egyezése pedig tökéletesnek nevezhető.

## **3.2. A vizuális adatok megbízhatósága**

Több fontos következtetést le lehet vonni a fenti, a szakirodalomban mindmáig leg-részletesebb összehasonlításból. Mint azt a fénygörbék egyszerű egymásra rajzolása is mutatja, a vizuális adatok jól használhatók a domináns periódus és amplitúdó meghatározására. Utóbbi esetében óvatosan kell megválasztani az átlagolás lépésközét, hogy ne mossuk el az éles változásokat. A gyakorlatban mindig érdemes felrajzolni a nyers adatokat, durván megbecsülni a változások karakterisztikus idejét, aminek maximum 10%-a lehet az átlagolás szélessége (de inkább 3–5%).

Szintén fontos paraméter az átlagolási egységre jutó egyedi fénybecslések száma. A legjobb egyezést azokban az esetekben találtuk, amikor legalább 4–5 pont adta az átlagpontokat. Természetesen kevéssé észlelt csillagoknál nincs mit tenni, ott a ciklus-hossz determinálja az átlagolási lépésközt.

Ugyancsak a 16. ábrából következik, hogy a kb.  $0,^m1$ -nál kisebb változások nehezen mutathatók ki pusztán a vizuális adatokból, ugyanakkor a fotoelektromos mérések



3. táblázat. Az észlelt és illesztett görbék átlagos különbsége, illetve a különbség standard deviációja.

	g Her		Y UMa	
	átlag	$\sigma$	átlag	$\sigma$
APT <sub>jelen munka</sub>	0, <sup>m</sup> 05	0, <sup>m</sup> 04	0, <sup>m</sup> 02	0, <sup>m</sup> 02
APT <sub>Kerschbaum et al. 2001</sub>	0, <sup>m</sup> 04	0, <sup>m</sup> 03	0, <sup>m</sup> 03	0, <sup>m</sup> 03
viz. <sub>jelen munka</sub>	0, <sup>m</sup> 06	0, <sup>m</sup> 05	0, <sup>m</sup> 07	0, <sup>m</sup> 05

jelzik, hogy léteznek ilyen kis változások is. Azaz a félszabályos változók fénygörbéje sokkal komplexebb, mint amit a vizuális adatok mutatnak és szükség van pontos mérésekre is az amatőr csillagászok észlelései mellett. Hosszú távon valószínűleg az olyan nagy látómezejű robottávcsövek fogják a megoldást jelenteni, mint amilyen pl. a HAT-, vagy az ASAS-program műszerei (Bakos et al. 2002, 2004; Pojmanski 2002), de ezek elterjedése esetén is még évtizedekig a vizuális adatok lesznek a leginformatívabb adatsorok a fényes mira és félszabályos változókról.

A szimultán vizuális és APT adatok periódusanalízise rámutatott, hogy nagyon nehéz pontosan illeszteni a félszabályos változók fénygörbéit (legalábbis stacionárius harmonikus komponensekkel). A minta két csillagát (a g Her-t és az Y UMa-t) Kerschbaum et al. (2001) függetlenül is elemezte, és érdekes összevetni eredményeinket az övékével. A g Her-re Kerschbaum et al. periódusai: 89 nap (legerősebb), 74 nap, 103 nap, 1239 nap. Ezek közül kettő egyezik a mi eredményeinkkel, kettő nem. Az Y UMa-re Kerschbaum et al. a következőket adta meg: 331 nap, 166 nap (2f felharmonikus), 260 nap, 358 nap és 725 nap, amiből a 166 nap és 260 nap a legerősebb. Láthatóan jelentős különbségek vannak, ami intő jel az adatok túlinterepretálásának veszélyére vonatkozóan: amikor alig pár ciklushossznyi a teljes észlelési adatsor, olyankor rendkívül gondosan kell eljárni a számítási eredményekkel és a hibabecsléssel kapcsolatban.

A pontos összevetés kedvéért kiszámítottam Kerschbaum et al. (2001), illetve a saját fénygörbe-illesztéseim átlagos eltérését a megfigyelt pontoktól, valamint az eltérések standard deviációját. A kapott értékeket a 3. táblázatban foglalom össze. Látható, hogy a vizuális fénygörbe illesztésének nagyobb a hibája, ezt azonban megmagyarázza az eredeti pontok eleve nagyobb fotometriai bizonytalansága. A 3. táblázat alapján egyértelmű, hogy a fénygörbe-megoldások unicitása nem garantált, és nagyon hasonló jóságú illesztéseket lehet találni jelentősen különböző frekvenciájú harmonikusokkal. Ebben a tekintetben a vizuális adatok szerepe felbecsülhetetlen: a hosszabb és folytonosabb vizuális fénygörbék jelentősen leszűkítik a fotoelektromos mérések fénygörbe-megoldásait, hiszen információt adnak a csillagok viselkedéséről a műszeres mérések üres szakaszaiban.

A Fourier-analízissel kapott periódusok a fénygörbe jó illesztéséért felelnek, ami természetesen nem jelenti azt, hogy mindegyikük ténylegesen létező fizikai jelenség periódusa a csillagban. Bizonyos periódusok ebből a szempontból hamis periódusok, műtermékek. Az effektus illusztrálására két részre osztottam a g Her APT adatsorát, majd mindkettőre végrehajtottam a periódusanalízist. Az első fele 92, 265, 62 és 428 napos, a második fele 696, 83, 93 és 41 napos „periódusokat” eredményezett. A csillag legjellemzőbb, 90 napos periódusa mindkét félből egyértelmű. Emellett az is látszik, hogy a rövid mellett van egy hosszú (másod)periódus is, ám a konkrét szám adatok

nagyon bizonytalanok. Mindez nagyon jól érzékelteti a problémákat, amikkel egy félszabályos változó vizsgálatánál találkozunk.

Az APT adatok elemzése közben azt is észrevettem, hogy kb. 3–4 évnyi fotoelektromos fotometria és durván 15–20 évnyi vizuális adatsor szolgáltat hasonló pontosságú periódusokat. Ez azt jelenti, hogy az amatőrök által jól észlelt kb. 500 mira és ugyanennyi félszabályos változó 50–100 évnyi fénygörbéje nagyon jól használható empirikus adatbázist jelent a vörös óriások tanulmányozására.

Összefoglalva a részletes összehasonlító vizsgálat eredményeit:

1. Mivel a változók osztályozása a fénygörbén alapul, mindkét adatforrás jól használható a besoroláshoz. Az irreguláris (L) típusú változók sok esetben többszörösen periodikus, kis amplitúdójú félszabályos csillagoknak bizonyulnak, amihez viszont szükséges a fotoelektromos/CCD fotometria.
2. Legtöbb pulzáló vörös óriásra több fizikai paraméter is erősen korrelál a periódussal (l. pl. a periódus–fényesség-relációkat). A domináns (pulzációs és egyéb) periódusok meghatározására nagyon jól használhatók az évtizedes vizuális fénygörbék. Azonban kritikus kérdés lehet: mi az adott csillag fő periódusa?
3. A többszörösen periodikus félszabályos változóknál a többmódusú pulzáció, illetve a nem pulzációs eredetű ciklikusságok jellemzésére kiválóan megfelel mindkét adatforrás. Az elegendően hosszú időt átfogó pontos mérések e tekintetben előnyösebbek, ám a folytonos vizuális fénygörbék fontos megszorításokat tehetnek a valós periódusok meghatározása érdekében.
4. A hosszú távú, lassú, esetleg nem pulzációs eredetű változások kimutatásához még mindig nincsenek elegendően hosszú és folytonos műszeres mérések. Ezen a területen a vizuális észlelések dominanciája jellemző, ami valószínűleg nem is fog megváltozni a közelebbi jövőben.
5. A pulzáció dinamikus változásai (pl. ismétlődő módusváltások) szintén csak a vizuális adatsorokkal tanulmányozhatók, mivel a jelenségek időskálája néhány évtől néhány évtizedig terjed, ami túl hosszú a jelenleg futó robottávcsöves programok számára.
6. A legjobb eredményekhez természetesen a műszeres és vizuális adatok kombinálásával juthatunk, azonban ez jelenleg nagyon kevés (<20) csillagra járható út.

## 4. Többszörös periodicitás, káosz, sztochasztikus gerjesztés

Az alábbiakban olyan eredményeket tárgyalok, amelyeket egyedi csillagok rendkívül részletes adatfeldolgozásával és modellezésével kaptam. Közös bennük a fénygörbék komplexitása; az a látszólag bonyolult viselkedés, ami miatt Wood (2000) a „legkevésbé értett változócsillagokként” aposztrofálta a pulzáló vörös óriásokat. Céлом minden esetben fizikai következtetések levonása volt az évtizedes vizuális fénygörbék alapján. Mindehhez változatos módszereket alkalmaztam, kezdve a fénygörbék direkt illesztésétől, majd a frekvenciaspektrum tulajdonságainak értelmezésén át egészen a rekonstruált fázistérbeli trajektóriák geometriai tulajdonságainak meghatározásáig. Lényegében mindegyik esetben az adatsor hossza volt a sikerhez vezető legfontosabb paraméter; az egyedi fényességbecslések pontossága másodlagos szerephez jutott. Éppen ezért az itt következő három tanulmány jól illusztrálja a vörös óriások több évtizedre visszanyúló vizuális adatsorainak asztrofizikai szerepét.

Legelőször megvizsgálom a PhD-értekezésemben tárgyalt többszörös periodicitás (Kiss & Szatmáry 1999, Kiss et al. 1999) melléktermékeként érdeklődési körömbé kerül hosszú másodperiódusok kérdését. Ezt az RY Ursae Maioris szemireguláris változó évtizedes skálájú fénygörbe-modulációjának modellezésén keresztül teszem, amelynél alapvető feltevés a csillag rotációs modulációja (Kiss et al. 2000ab). Újabb kutatások megerősítették, hogy a feltevés helyes is lehet, noha más magyarázatok sem zárhatók ki (Olivier & Wood 2003; Wood et al. 2004). Második példám az R Cygni mira típusú csillag váltakozó amplitúdójú fénygörbéjének kaotikus csillagrezgéssel történő értelmezése, aminek fontos eredménye a csillag kétmódusú pulzációjának valószínűsítése (Kiss & Szatmáry 2002, 2003; Kiss 2003). Ezzel sikerült új irányba kiterjeszteni a kaotikus csillagpulzációk kutatását. Utolsó példám az L<sub>2</sub> Pup félszabályos változó, melynek egyszerűen periodikus fénygörbéjét erős sztochasztikusság jellemzi, amit a konvektív gerjesztés („Nap típusú rezgések”) jeleként értelmeztünk (Bedding et al. 2005).

### 4.1. Hosszú másodperiódusok és rotáció: az RY Ursae Maioris amplitúdómodulációja

Az RY UMa hosszú távú amplitúdómodulációjára már PhD-értekezésemben is kitértem. A csillag tipikus félszabályos változócsillag, 7,0–8,0 mag közötti fényességhatárokkal, átlagosan 306 napos pulzációs ciklushosszal. Ami miatt különösen érdekes, az a nagyjából 5000 naponta, azaz majdnem 14 évente bekövetkező rendkívül erős amplitúdócsökkenés, amikor egy-két évre, azaz két-három ciklusra szinten teljesen leállnak a változásai. Ezzel a tulajdonságával az RY UMa az egyik legfényesebb és az északi féltekéről legkönnyebben megfigyelhető *hosszú másodperiódusos félszabályos változó*.

Mint azt a 2.5. alfejezetben említettem, a hosszú másodperiódusok (long secondary periods, LSP) fizikai magyarázata az egyik legfontosabb nyitott kérdés a vörös óriás változócsillagok területén. Évtizedek óta ismert, hogy kb. minden harmadik-negyedik félszabályos változóban létezik egy nagyon hosszú ciklikusság a domináns („rövidperiódusú”) pulzációk mellett, jellemzően 5–15-ször hosszabb periódussal (Houk 1963). Olivier & Wood (2003), illetve Wood et al. (2004) végezte mindmáig a legrészletesebb kutatásokat az LSP-k eredetével kapcsolatban, de a több évre kiterjedő spektroszkópiai mérésorozat sem hozott egyértelmű eredményt. A lehetséges modellek között

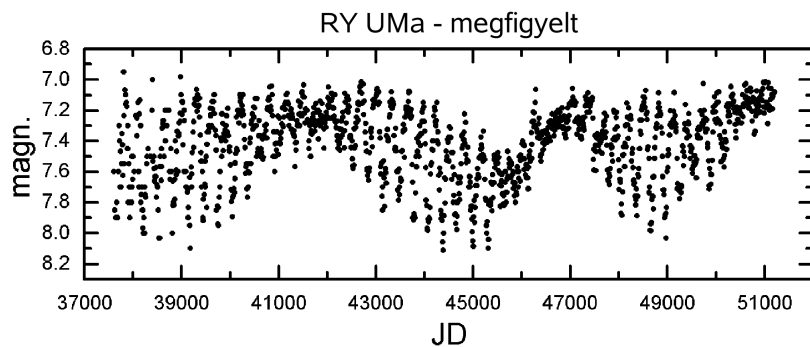
szerepel az excentrikus pályán mozgó és a vörös óriást erősen perturbáló szoros kísé-  
rőcsillag jelenléte, radiális és nemradiális rezgések, az ellipszoidális alakú vörös óriás  
rotációja, periodikus porkibocsátás, csillagfoltok hatása. Wood et al. (2004) eredmé-  
nyei szerint mindegyik magyarázattal van valami probléma, és legvalószínűbbnek a  
mélyen a csillagbelsőben gerjesztődő  $g^+$  módusokat javasolták, párhuzamosan kiala-  
kuló és eltűnő csillagfoltokkal.

Az RY UMa-val kapcsolatos fénygörbe-vizsgálataim 3–4 évvel megelőzték Olivier  
& Wood (2003), illetve Wood et al. (2004) munkáját, és az újabb eredmények sem zárják  
ki a feltételezett forgó ellipszoid modelljét. Ezt a munkámat a Szegedi Tudományegye-  
tem munkatársaival végeztem, akik közül Szatmáry Károly a wavelet-analízist, Szabó  
Gyula pedig a modellgörbe numerikus számítását végezte el.

#### 4.1.1. A fénygörbe

Az RY UMa fényváltozásait az Amerikai Változócsillag-észlelő Társaság (AAVSO) ál-  
tal összegyűjtött vizuális észlelések alapján tanulmányoztuk. A vizsgált adatsor JD  
2437600 és 2451208 között tartalmazott összesen 16674 db észlelést. Ezekből tíznapos  
átlagpontokat számítottam, amivel jelentősen csökkentettem a fénygörbe szórását. A  
feldolgozást Fourier- és wavelet-analízis mellett egy egyszerű modellszámítással egé-  
szítettük ki, amihez saját fejlesztésű programokat használtunk.

Az átlagolt fénygörbét a 21. ábrán mutatom be. Három jelentős amplitúdómini-  
mum figyelhető meg, melyek időbeli távolsága gyakorlatilag ugyanannyi. Megjegy-  
zem, hogy az elmúlt hat évben a csillag újra elérte a legnagyobb amplitúdójú állapo-  
tot, így, amennyire az adatok megengedik a következtetést, a fénygörbe-moduláció  
továbbra is nagymértékben ismétlődőnek mutatkozik.

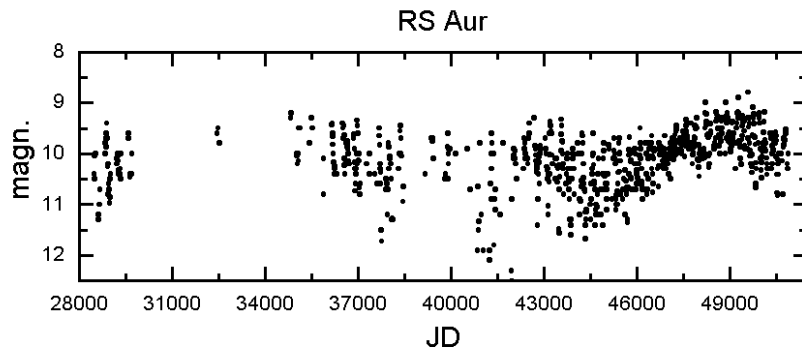


**21. ábra.** Az RY UMa vizuális fénygörbéje 1961 és 1999 között, 10 napos átlagpontokkal (Kiss et al. 2000a).

A közel száz csillagra kiterjedő korábbi vizsgálataim során (Kiss et al. 1999) nem  
sok hasonlóan tiszta modulációt találtam. Az RY UMa mellett az RS Aur adatsora  
sugallt hasonló viselkedést (22. ábra), de az közel sem annyira egyértelmű, mint az  
RY UMa.

#### 4.1.2. Fénygörbe-analízis

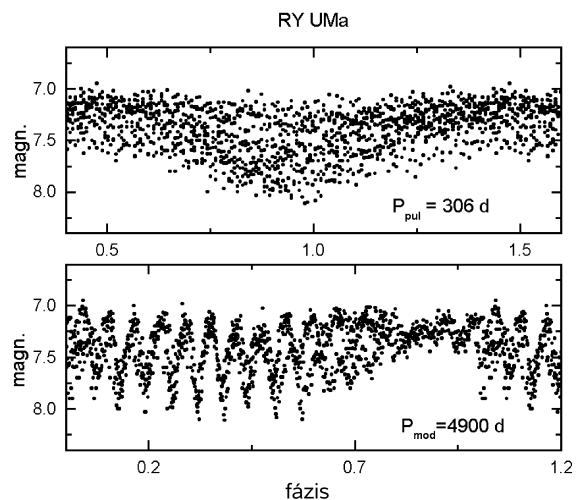
Az RY UMa amplitúdómodulációja különleges abban a tekintetben, hogy a maximum-  
fényesség közel állandósága mellett inkább a minimum fényessége változik. Ezzel a



22. ábra. Az RS Aur vizuális fénygörbéje (Kiss et al. 2000a).

jelenség eltér pl. a közeli frekvenciájú módusok egyidejű gerjesztettsége miatt fellépő lebegéstől, amire nagyon jó példa az RX UMa és RY Leo félszabályos változók (Kiss et al. 2000a). Az RY UMa ezzel a tulajdonságával jobban emlékeztet a Blazsko-effektusos RR Lyrae típusú változókra, ahol sok esetben a fénygörbe speciális fázisú szegmensei modulálódnak (l. pl. Jurcsik et al. 2002ab).

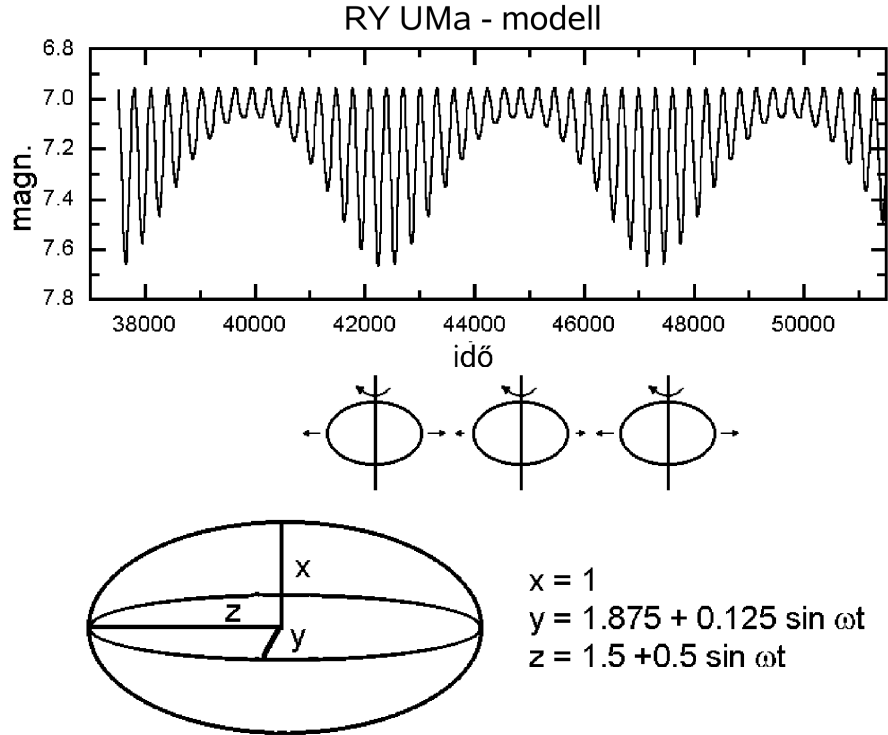
A fénygörbe észlelt modulációja nem csak a Blazsko-effektusra hasonlít, hanem pl. a kéttengelyű rotációt mutató kisbolygók fénygörbéjére is, így ötvözve a két hasonlóságot, rotációs effektussal modelleztük a változásokat. A korábbi elméleti kutatásokban általában elhanyagolták az ilyen hatásokat, mivel a felfűvódott vörös óriások a perdületmegmaradás következtében rendkívül lassan forognak. Egy-két esetet leszámítva (Barnbaum et al. 1995) olyan lassú a forgás, hogy még nagyfelbontású spektroszkópiával sem lehet kimérni, az elméleti jóslatok pedig négyezer – tízezer napra teszik a tipikus rotációs periódusokat. Ez az időskála nagyságrendileg megegyezik az RY UMa hosszú másodperiódusával, ami szintén sugallja az esetleges forgási eredetet. Maga az amplitúdómoduláció meglepően ismétlődő, mint az a 23. ábra két fázisdiagramján is látszik. Érdekes, hogy a periódusok aránya ( $P_{\text{mod}}/P_{\text{pul}} = 4900/306 \approx 16$ ) nagyon jó közelítéssel egész szám, ami valamilyen rezonancia létét sugallja. Ebben az irányban azonban nem végeztünk további kutatásokat.



23. ábra. Az RY UMa fázisdiagramjai a pulzációs periódussal (felül) és a hosszú másodperiódussal (alul) (Kiss et al. 2000a).

A fénygörbe alakja és a más asztrofizikai rendszerekkel való hasonlóság alapján egy egyszerű modellt dolgoztunk ki, amiben a fényváltozást rotációs modulált nemradiális pulzáció okozza. A modell legfőbb összetevői:

- eltorzult csillagalak, amit legalább részben alacsonyrendű, ám extrém amplitúdójú nemradiális oszcilláció okoz;



**24. ábra.** A számított modell és néhány különböző látószögű (emiatl eltérő amplitúdójú) állapot (Kiss et al. 2000a).

- 9800 napos rotációs periódus (azaz a hosszú másodperiódus kétszerese);
- egyszerű peremsötétedés,  $u = 0,6$  lineáris peremsötétedési együtthatóval.

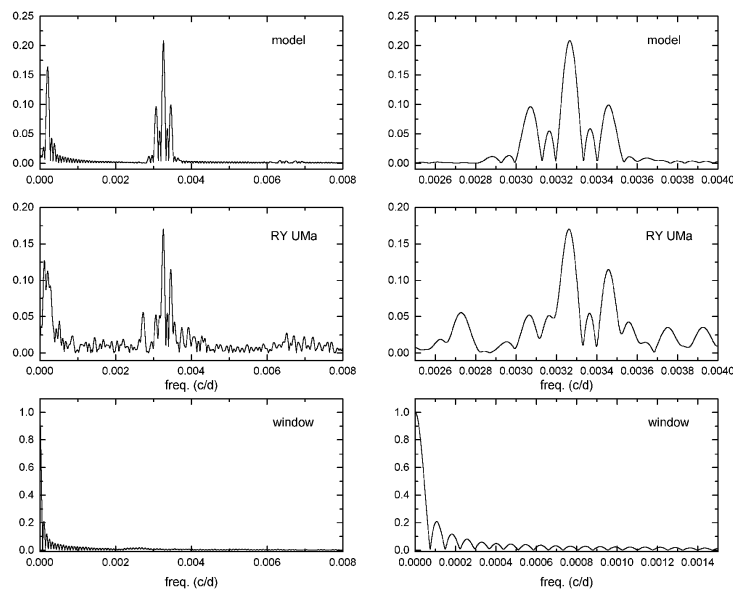
A csillag alakját háromtengelyű ellipszoiddal írtuk le, aminek egységi kistengelye a forgástengely, a másik két tengely pedig 1,0–2,0, illetve 1,75–2,0 között változik a 306 napos pulzációs periódussal. Az ellipszoid forgása közben változik a megfigyelő felé mutató felszín, aminek kiintegrált értéke a fluxusváltozást adja. A fénygörbe ez utóbbit logaritmálva adódik.

Természetesen a modell minden egyes feltevése megkérdőjelezhető. A fénygörbe amplitúdóváltozásait reprodukáló csillagalak nagyon erős eltorzultsága messze meghaladja a klasszikus nemradiális oszcillációk gömbfüggvényes sorfejtéssel leírt alaktorzulásait. Azonban több olyan nagy szögfelbontású mérés is létezik közeli vörös óriás változócsillagokra, melyek hasonlóan elnyúlt struktúrákat mutattak (Tuthill et al. 1999, Lopez et al. 1997, Karovska et al. 1997). Ezek az empirikus tények tisztán jelzik, hogy a szférikus szimmetria egyáltalán nem biztos, hogy feltehető a vörös óriásokra. Elméleti oldalról a szakirodalomban létező nagyon kevés, teljes mértékben háromdimenziós konvektív hidrodinamikai modell szintén bipoláris légköri mozgásokra és eltorzult alakú fotoszférára utalt (Jacobs et al. 1999). Mindezeket szem előtt tartva elképzelhető, hogy az RY UMa feltételezett elnyúltsága nem teljesen irreális.

A második kérdés a forgás és hatásai. A vörös óriásokban elméletileg várható a rotáció és az aszimmetrikus tömegvesztés csatolása (Asida & Tuchmann 1995), ami elvben a pulzációra gyakorolt hatást sem zárja ki. Forgási eredetű változásokat talált Barnbaum et al. (1995) a V Hya spektrumaiban is, amiből a széncsillag félszabályos változó gyors forgására következtettek ( $P_{\text{rot}} \approx 530$  nap). Az RY UMa esetében nem

szükséges semmilyen extra feltevést tenni a forgásra, mivel a 9800 napos periódus nagyságrendileg megegyezik a vörös óriásokra várható értékkel.

A modell leggyengébb pontja a pulzáció mentén történő hőmérsékletváltozások elhanyagolása, illetve az állandó (és Napra vonatkozó) peremsötétedési együttható feltevése. Utóbbi kevésbé fontos, mert a számított fénygörbék csak gyengén függttek a peremsötétedési törvénytől. Ez azért is szerencsés, mert mint azt Beach et al. (1988) dinamikus légkörszámításai megmutatták, a mira típusú csillagok peremsötétedése bizonyos fázisokban akár peremfényesedéssé is válhat, azaz a klasszikus leírás nem alkalmazható ezekre a csillagokra. A hőmérsékletváltozást pedig nem is lehetett figyelembe venni, mert semmilyen információ nem áll rendelkezésünkre sem a hőmérsékletváltozások teljes tartományáról, sem fázisfüggéséről. Mindazonáltal nem is volt célunk a tökéletes fénygörbeillesztés (hiszen a vizuális adatok reprodukálásához a spektrumbeli molekulaszávok hőmérsékletfüggését is számításba kellett volna venni), hanem inkább csak kvalitatív egyezést akartunk a megfigyelhető amplitúdó modulációjára vonatkozóan.



**25. ábra.** A megfigyelt és számított adatsor Fourier-spektrumai, legalul az ablakfüggvényekkel. A jobb oldali két ábrán jól látszik a domináns csúcs frekvenciában szimmetrikus felhasadása, ami a forgás következménye (Kiss et al. 2000a).

A számított modellgörbét Fourier-spektrumán keresztül hasonlítom össze a megfigyelttel (25. ábra). A nagymértékű hasonlóság mellett figyelemre méltó az  $f = 0,003268$  c/d pulzációs frekvencia felhasadása szimmetrikus komponensekre. A jelenség jól ismert a pulzáló fehér törpékben és roAp csillagokban (pl. Shibahashi & Saio 1985; Buchler et al. 1995; Kurtz et al. 1996; Baldry et al. 1998), illetve Blazsko-effektusos RR Lyrae változóknál (Kovács 1995; Nagy 1998; Chadid et al. 1999; Alcock et al. 2000, 2004). A szakirodalomban egyik legnépszerűbb elképzelés a ferde rotátor modellje, amelyben olyan nemradiális oszcillációt tételeznek fel, melynek szimmetriatengelye nem esik egybe a forgástengellyel (Shibahashi 2000). Az RY UMa esetében a frekvenciatriplett  $\Delta f \approx 0,0002$  c/d felhasadású, ami éppen az amplitúdómoduláció frekvenciája. Emellett érdekesek az oldalfrekvenciák aszimmetrikus amplitúdói is, amit

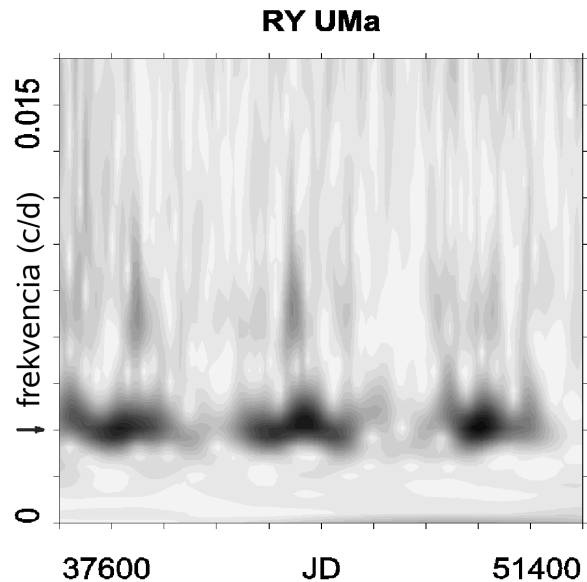
a rezgések erősen nemlineáris viselkedésével lehet magyarázni (Buchler et al. 1995). Meglepő a 0,00273 c/d-nél jelentkező csúcs (l. a 25. ábra jobb oldali középső panelén), ami pontosan egy évnek felel meg. Léte azért meglepő, mert a csillag cirkumpoláris a legtöbb észlelést adó Európából, Japánból és Észak-Amerikából, azaz éves űrök nem szakítják meg a folytonos fénygörbét. Feltehetően a szezonális rosszabb láthatóság idején megnövekvő szórás állhat a hamis frekvencia mögött.

Az amplitúdóváltozás szabályosságát a wavelet-térképpel is jellemezhetjük, amit a 26. ábrán mutatnak be. A wavelet-analízis jól használható időben változó frekvenciájú és amplitúdójú rezgések tanulmányozására (Szatmáry et al. 1994, 1996, 2003; Foster 1996), amit az RY UMa esete is látványosan illusztrál. A 26. ábrán a sötétebb területek mutatják a nagyobb amplitúdójú frekvenciák időbeli elhelyezkedését – látható, hogy a pulzációs frekvencia jele szabályosan megerősödik, majd szinte teljesen eltűnik. A pulzációs frekvencia átlagos értéke stabil, ugyanakkor néhány százaléknyi kitevő lassú változások is megfigyelhetők. Az RY UMa rezgésének nemlineáris jellegét itt is tetten érhetjük. A wavelet-térkép tisztán mutatja, hogy a legnagyobb amplitúdójú állapotokban az aszimmetrikus alakú fénygörbére utaló, kétszeres frekvenciájú felharmonikus is megjelenik. A pulzációs frekvenciában csak pár százaléknyi fluktuációk láthatók, ami lényegében minden félszabályos változóra jellemző.

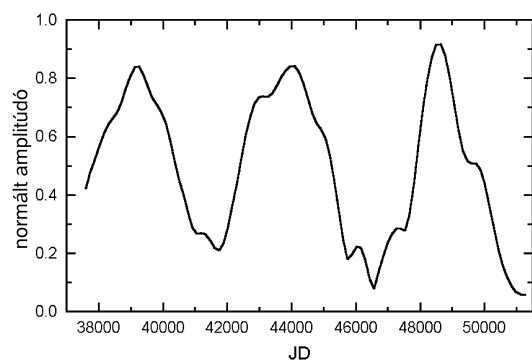
A pulzációs amplitúdó változásait a wavelet-térképből pontosan kinyerhetjük, ha vesszük a térkép időbeli metszetét az adott frekvencián. Ez látható a 27. ábrán. (Fontos megjegyezni, hogy az ábrán szereplő normált amplitúdók nem magnitúdóban, hanem a wavelet-térkép maximális amplitúdójával leosztott értékekkel vannak feltüntetve.) A görbe lefutása mutatja legtisztábban a moduláció szabályos ismétlődését, ami erős érv a geometriai mechanizmus (rotáció vagy kettősség) mellett.

#### 4.1.3. Következtetések

Összefoglalva eredményeinket: egyszerű modellünk jól visszaadja a fénygörbe idő- és frekvenciatérbeli tulajdonságait, és az utóbbi években szaporodó megfigyelési eredmények fényében elképzelhető, hogy a feltett torz csillagalak akár reális is lehet. Olivier & Wood (2003), ill. Wood et al. (2004) számításai szerint egy elnyelt közeli kísézőcsil-



**26. ábra.** Az RY UMa wavelet-térképe. A bal oldali kis nyíl jelzi azt a frekvenciát, aminek amplitúdóváltozásait a 27. ábrán láthatjuk (Kiss et al. 2000a).



**27. ábra.** Az RY UMa normált amplitúdóváltozásai a wavelet-térkép alapján (Kiss et al. 2000a).



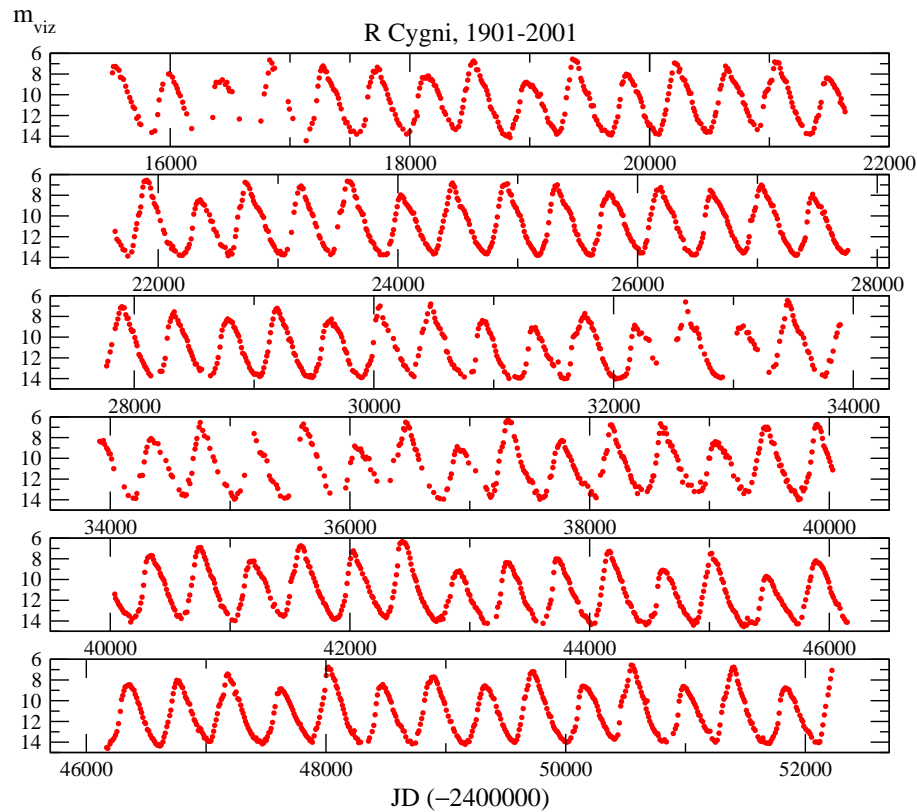
laggal alkotott közösburok-fázis magyarázatot adhat a látszólag nagyon erősen elnyúlt csillagalakra. Ebben az esetben a forgási periódus valójában a kísérő keringési periódusa. A továbblépéshez hosszú távú spektroszkópai nyomon követés lenne szükséges, ami lefedne legalább egy teljes modulációs ciklust (13,6 év). A más félszabályos csillagoknál a cirkumsztelláris felhőben megfigyelt bonyolult struktúrák (Bergman et al. 2000; Kerschbaum & Oloffson 1999; Knapp et al. 1998) mindenesetre arra utalnak, hogy a szférikus szimmetriától és/vagy a homogén és izotrop tömegvesztési folyamatoktól való eltérés jellemző. Ennek az eltérésnek a pulzációra vonatkozó következményeit pontosan nem ismerjük, de az RY UMa esetében úgy tűnik, az évtizedes vizuális fénygörbe jó nyomjelzője lehet a rendszer geometriai bonyolultságának.

## 4.2. Az R Cygni kaotikus pulzációja

A mira típusú változók egy periódussal jellemezhető fénygörbéi ellenére fényváltozásuk közel sem olyan szabályos, mint pl. a klasszikus cefeida csillagoké. Legtöbb Miránál ciklusról ciklusra jelentkező fénygörbe-változásokat tapasztalunk, melyek jelentkezhetnek amplitúdóban, illetve periódusban. Érdekes módon a legtöbb vizsgálat a mirák periódusváltozásaival kapcsolatban jelent meg, kezdve az olyan klasszikus alapművektől, mint pl. Eddington & Plakidis (1929), Sterne & Campbell (1936), az újabb vizsgálatokig Isles & Saw (1987), Lloyd (1989), Percy & Colivas (1999) által, ill. Koen & Lombard hosszú cikksorozatáig (Koen & Lombard (1993) és Koen & Lombard (2001) között). A legfrissebb áttekintést Templeton et al. (2005) adja, akik az AAVSO észlelései alapján az 547 legészleltebb mira periódusváltozásait vizsgálták. Ezzel szemben a fénygörbék alakváltozása sokkal kevesebb tanulmányt inspirált, talán éppen azért, mert csak vizuális adatok állnak rendelkezésre legtöbb csillagról. Két fontos vizsgálatot publikált Cannizzo et al. (1990) és Icke et al. (1992), akik kaotikus pulzációra utaló jeleket kerestek az adatokban, illetve egyszerű modellszámításokban. Közülük Cannizzo és társai kizárták a káosz lehetőségét a megvizsgált három csillag esetében (o Ceti, R Leo és V Boo), ugyanakkor Icke et al. (1992) elméleti megfontolásai kaotikus rezgések létét valószínűsítették. A két vizsgálat csak látszólag ellentmondásos, hiszen a Cannizzo et al. által analizált minta igen kicsi volt.

A változócsillagok jelentik az asztrofizikai rendszerekben előforduló alacsony dimenziójú káosz kimutatásának elsődleges terepét. Mindaddig a legsikeresebb káoszdetektálások pulzáló fehér törpékhez (pl. Goupil et al. 1988; Vauclair et al. 1989), II. populációs W Vir-modellekhez (Buchler & Kovács 1987, Serre et al. 1996b) és két RV Tauri típusú változóhoz, az R Sct-hoz (Kolláth 1990, Buchler et al. 1996), ill. az AC Her-hez (Kolláth et al. 1998) kötődtek. Gyakori jelenség a perióduskétszerező bifurkáció, ami számos egyszerű modellszámításban is jelentkezik (pl. Saitou et al. 1989; Seya et al. 1990; Moskalik & Buchler 1990). Néhány félszabályos változóban Buchler et al. (2004) talált káoszra utaló jeleket. A körvonalazódó kép alapján az igen nagy luminositás/tömeg arány vezet a hőterjedés és az akusztikus rezgések erős csatolásához. Ennek eredményeként a gerjeszthető módusok növekedési rátája egységhez közeli értékű, ami pedig a kaotikus viselkedést eredményező nemlineáris csatolás szükséges feltétele. Mivel a nagy abszolút fényességű AGB-csillagok akár több ezer napluminositásúak is lehetnek, ugyanakkor csak 1–3  $M_{\odot}$  tömegűek, a kaotikus csillagpulzáció kézenfekvő jelöltjei.

Értekezésemben az R Cygni változó részletes fénygörbe-analízisével kapott eredményeimet mutatom be, melyek alapján elsőként mutattam ki egy mira típusú csillag kaotikus pulzációját (Kiss & Szatmáry 2002, 2003; Kiss 2003). A csillag klasszikus AGB-változó, amit a 430 napos periódus és a 6–8 magnitúdós vizuális amplitúdó mellett a spektrumában észlelt Tc-vonalak is igazolnak (Jorissen et al. 1998). Fényváltozásait még Pogson fedezte fel 1852-ben, és gyakorlatilag folyamatos fénygörbe áll rendelkezésre a 19. század végétől. Viszonylag sokat, bár főleg csak spektroszkópiával tanulmányozott csillag, amiről Wallerstein et al. (1985) állapította meg, hogy a maximum fényessége és a ciklus hossza között egyértelmű korreláció áll fenn (a halványabb maximumok később következnek be, mint a normálisak). Az R Cygni fénygörbéjével rajtuk kívül egyedül Mennessier et al. (1997) foglalkozott, akik egy 355 csillagból álló mintával vizsgálták a mira és félszabályos változók fénygörbén alapuló osztályozási rendszerét.



28. ábra. Az R Cygni fénygörbéje 1901 és 2001 között (tíz napos átlagpontok – Kiss & Szatmáry 2002).

#### 4.2.1. Vizuális észlelések és adatkezelés

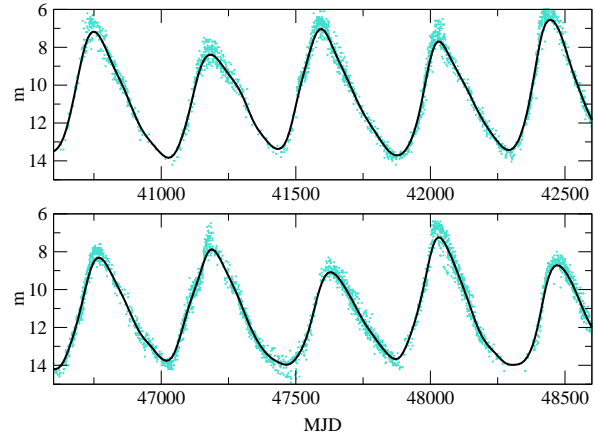
Vizsgálataimhoz összegyűjtöttem az R Cygni összes elérhető vizuális fényességbecslését. Ehhez a francia AFOEV, brit BAAVSS és a japán VSOLJ adatbázisaihoz fordultunk. A 2001-es év fényváltozásait a VSNET-en elektronikusan publikált megfigyelésekkel fedtem le. A négy forrásból összesen 26655 egyedi becslést kaptam, melyek folyamatos fénygörbét adtak 1901 és 2001 között. Az ebből számolt 10 napos átlaggörbét a 28. ábrán mutatom be (a rész adatsorok statisztikus összehasonlításával kapcsolatban l. Kiss & Szatmáry 2002).

Az eltérő fényességű maximumok (Wallerstein et al. 1985) könnyedén észrevehetőek a fénygörbén. A figyelmes szemlélőnek az is feltűnhet, hogy bizonyos szakaszokban, különösen a legelső két panelen, szépen váltakoznak a fényes és halvány maximumok. Nem ismétlődik a jelenség szigorúan, de érezni némi szabályosságot a fénygörbe hullámzásán. Igazából ez keltette fel érdeklődésemet a csillag iránt, mivel a maximumok váltakozása nagyon hasonlít a pulzáló sárga szuperóriás RV Tauri csillagok minimumainak váltakozására, márpedig a klasszikus változók közül a két legjobb káosz-jelölt csillag éppen RV Tauri típusú (Kolláth 1990; Kolláth et al. 1998).

A kaotikusság feltevését nem könnyű igazolni. Ezért vizsgálataim két irányban zajlottak. Egyrészt bemutatom, hogy a klasszikus változócsillagászati módszerekkel (O–C diagram, Fourier-analízis, idő-frekvencia analízis) nem jutunk közelebb az R Cygni viselkedésének megértéséhez. Másrészt, feltéve az alacsonydimenziójú káoszt, a nemlineáris idősor-analízis módszereivel meg próbáltam becsülni a hipotetikus kaotikus dinamika legfontosabb paramétereit. Ez utóbbihoz az adatsorból ki kellett szűrni a

nagyfrekvenciás zajokat, legyenek azok akár megfigyelési, akár a csillagra jellemző belső okokra visszavezethetők. A tíznapos átlagpontok ugyan majdnem folytonos fénygörbét rajzolnak ki, de azért az adateloszlás nem tökéletes. Így elő kellett állítanom egy interpolált, zajsűrt és egyenletesen mintavételezett jelsorozatot az átlagolt görbéből kiindulva.

Ezt két lépésben hajtottam végre. Az egyenközűen mintavételezett adatsort a 10 napos átlagokhoz illesztett Akima spline-ok (Akima 1970) segítségével hoztam létre. Utána a kapott spline függvényt egy 20 napos félszélességű (FWHM) gaussos súlyfüggvénnyel simítottam, hasonlóan a 9. ábrán látható RY Dra esetéhez. Különböző félszélességekkel is próbálkoztam, 5 és 30 nap között, de a rekonstruált fázistérben kapott szerkezetek 20 napnál voltak a legtisztábbak. A 20 nap szerencsére elég rövid ahhoz, hogy ne lépjen fel a fénygörbe mesterséges amplitúdó-csökkenése. A simított és zajsűrt görbe 10 napos mintavételezésű adatsor, jelölése a továbbiakban  $\{s(t_n)\}$ . Két tipikus adatszegmenst a 29. ábrán mutatok be. Láthatóan a legélesebb csúcsok elvesztek a simítás miatt, azonban a fénygörbe legfontosabb jellegzetességei, a ciklusok lefutása, a maximumok váltakozásai stb. megmaradtak, így a fényváltozás globális jellemzői jól tanulmányozhatók.



**29. ábra.** Jellemző fénygörbe-szegmensek (pontok) és a simított, zajsűrt adatsor (folytonos vonal) (Kiss & Szatmáry 2002).

#### 4.2.2. Standard módszerek

Itt a változócsillagászat standard módszerei közé sorolom a periódusváltozások tanulmányozására használt klasszikus O–C diagramot és származtatott módosulatait, a fénygörbék matematikai leírásához használt Fourier-analízist, illetve az időben változó frekvencia-összetételű jelek analízisére használt idő-frekvencia módszereket. Az utóbbi vizsgálatokat Szatmáry Károly végezte, így azokkal kapcsolatban csak az eredményeket említem meg.

#### Periódusváltozás

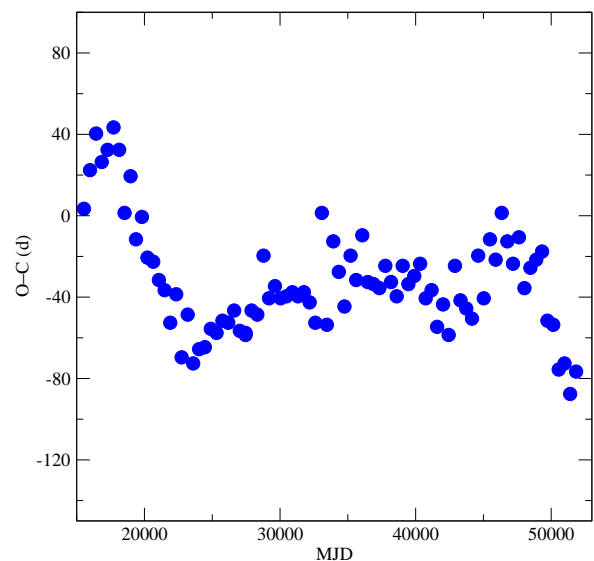
Az egyszerűen periodikus fényváltozások szekuláris periódusváltozásait hagyományosan a fénygörbék extrémum-időpontjait felhasználó O–C diagrammal szokás kimutatni. Mirák esetében a módszer alkalmazása félrevezethető lehet, mivel még a ciklusonkénti 2–3%-os véletlenszerű perióduszaj is lassú periódusváltozásokat sugalló menetű O–C-görbékhez vezethet (vonatkozó példák: Koen 1992, Sterken et al. 1999, Percy & Colivas 1999, Buchler & Kolláth 2001). Ettől függetlenül érdekes lehet megnézni, mit tapasztalunk az R Cygni 100 éves adatsorában.

Az O–C diagram megszerkesztéséhez alacsonyrendű polinomokat illesztettem a fénygörbe egyedi ciklusaihoz, majd ezekből meghatároztam a maximális fényességek időpontjait. A nagyon jó lefedettségnek köszönhetően egyetlenegy ciklus sem vészett el 1901 és 2001 között. A Fourier-analízisből kapott 428 napos átlagperiódus (l. követ-

kező pont) és a nyolcadik epocha (MJD<sup>5</sup> 18531) alapján megszerkesztettem a 30. ábrát.

Az O–C diagram klasszikus értelmezése az lenne, hogy három, többé-kevésbé lineáris szakasz látszik, melyeket két, ugrásszerű periódusváltozással lehetne megmagyarázni, MJD 23500 és MJD 47200 körül. Azonban még ha ez így is van, keveset lehet mondani a periódusugrások asztrofizikai jelentéséről. Percy & Colivas (1999) munkáját követve megvizsgáltam a véletlenszerű perióduszaj jelenlétét az Eddington–Plakidis-tesztel (Eddington & Plakidis 1929). Az egyszerű teszt lényegében úgy működik, hogy az O–C diagram összes pontpárjainak (azaz két, tetszőlegesen kiválasztott O–C pont) eltérését vizsgáljuk a pontpárok időbeli távolságának függvényében. Amennyiben van egy random periódusfluktuáció, az egyre távolabbi pontpárok átlagos eltérésnégyzete lineárisan függ a távolságtól, melynek meredeksége az átlagos relatív fluktuáció mértéke. Az R Cyg esetében is ezt találtam, míg a számítások alapján kb. 1% a perióduszaj, ami átlagosnak tekinthető a hosszú periódusú mirák között.

Legfontosabb következtetésem szerint kizárható a hosszú távú és egyenletes periódusváltozás, amit pl. héliumhéj-fellobbanás okozhatna (Wood & Zarro 1981). A pillanatnyi periódus az adatsor végén valamivel rövidebb, mint az adatsor elején, de ez nem folyamatos csökkenés eredménye. Megjegyezném, hogy Koen & Lombard (2001) egyszerre használta a maximumok és minimumok időpontjait, ami hatékonyabb módszer a klasszikus O–C diagramnál – legalább is azokban az esetekben, amikor rendelkezésre állnak a minimumok epochái is. Az elmúlt évek tapasztalatai azonban arra utaltak, hogy a vörös óriás változóknál nem szabad kizárólag a fénygörbe speciális pontjaira (pl. szélsőértékekre) alapozni, mivel ezzel a fénygörbében rejlő információnak csak nagyon kis szeletét használjuk fel. Célszerűbb a teljes fénygörbe idő- és frekvenciabeli tulajdonságait vizsgálni, amihez a Fourier-analízis jelenti az első továbblépést.



**30. ábra.** Az R Cyg O–C diagramja ( $E_0 = \text{MJD } 18531$ ,  $P = 428$  nap). A pontok mérési hibája kb.  $\pm 10$  nap (Kiss & Szatmáry 2002).

### Fourier-analízis és idő-frekvencia módszerek

A klasszikus változócsillagászat másik hagyományos feltevése a többszörös periodicitás (pl. többmódusú pulzáció következtében). Vajon leírható-e az R Cygni fénygörbéje fizikailag is plauzibilis multiperiodikus matematikai modellel? A kérdés megválaszolásához többlépcsős adatfehérítést végeztem, mely során minden egyes lépésben meghatároztam a frekvenciaspektrum domináns frekvenciáját, majd a legjobb illeszkedést adó amplitúdóval és fázissal levontam az adatokból az adott frekvenciájú harmonikus komponenst. Ezek után a maradvány-adatokon újrakezdtam az analízist, mindaddig, amíg a reziduálspektrumban találtam szignifikáns csúcsot. A vizsgálatokhoz Sperl (1998) Period98 kódját használtam, a vizsgált frekvenciatartomány 0–0,01 c/d volt,  $1,8 \times 10^{-6}$  lépésközzel. Emellett a 28. ábra hat rész-szegmensére külön is meghatároztam az átlagos periódusokat, hogy összevethessem a Fourier-analízis eredményeit az O–C diagrammal.

<sup>5</sup>MJD = JD – 2400000,5

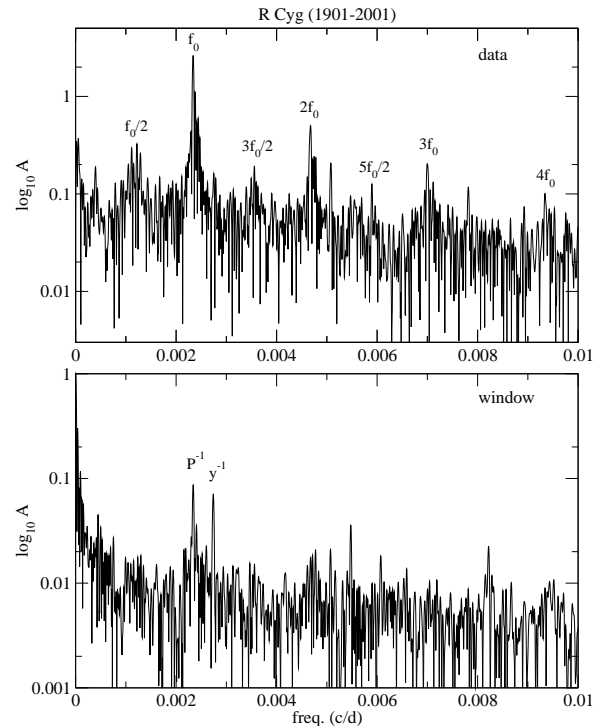
A teljes fénygörbe Fourier-spektrumát, illetve az ablakfüggvényt a 31. ábrán mutatom be. A legmagasabb csúchoz tartozó frekvencia  $f_0 = 0,002338$  c/d ( $P=428$  nap). Maga a spektrum igen összetett szerkezetű: a domináns frekvencia felharmonikusai ( $2f_0, 3f_0, 4f_0$ ) mellett meglepően erős szubharmonikusok is láthatók. Előbbiek oka az erősen aszimmetrikus lefutású fénygörbe, utóbbiakat pedig az amplitúdó szabályos változásai hozzák létre.

A spektrum egyszerű értelmezése nehéz, mert jól definiált, éles csúcsok helyett minden karakterisztikus frekvenciánál enyhén kiszélesedett csúcs-csoportot találunk. Például az első 25 fehérítési lépés 8 frekvenciát adott a  $0,00225$ – $0,00246$  c/d tartományban ( $\approx f_0$ ), négy komponenst  $0,00461$  és  $0,00478$  c/d között ( $\approx 2f_0$ ), hat frekvenciát  $0,00101$ – $0,00135$  c/d között ( $\approx f_0/2$ ), egy komponenst  $0,00356$  c/d-nál ( $\approx 3f_0/2$ ), egy komponenst  $0,00700$  c/d-nál ( $\approx 3f_0$ ), illetve öt kisfrekvenciájú tagot, amelyek az átlagfényesség irreguláris változásait hivatottak követni. Azonban még a 25 frekvenciás illesztés után is  $0,52$  magnitúdó a maradványszórás, ami sokszorosa az egyedi átlagpontok  $\pm 0,1$  magnitúdós becslési hibájának. Azaz még egy fizikailag teljesen irreális sokfrekvenciás illesztés sem képes teljes fénygörbe-leírást adni (ti. radiális pulzációnál nem lehetnek ennyire közeli frekvenciájúak a módusok, nemradiális pulzációhoz meg túl nagyok az amplitúdók).

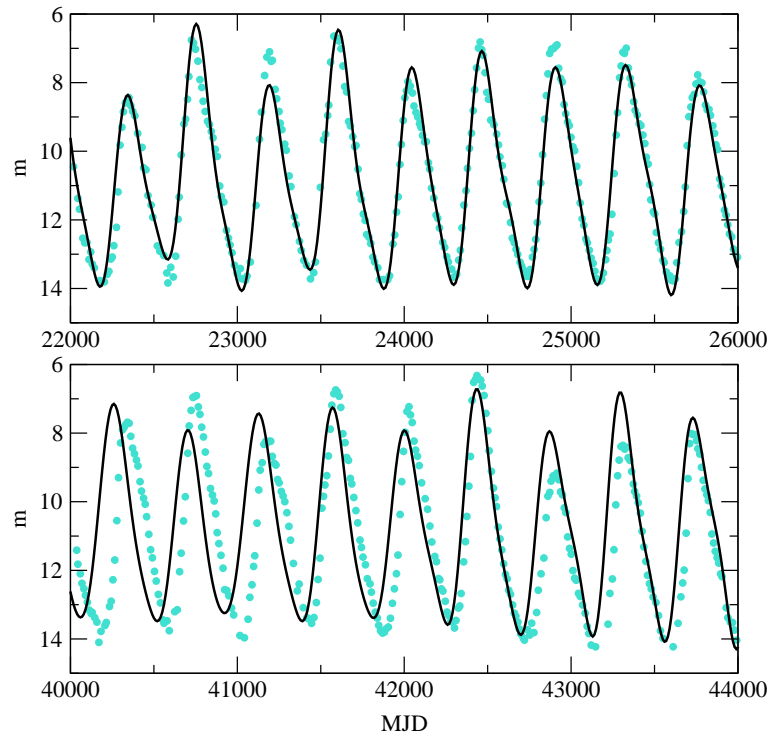
A hipotetikus többszörös periodicitást egy másik teszttel is megvizsgáltam. Két részre osztottam a teljes fénygörbét, majd az első felét, MJD 15000 és 34000 között, a fenti többlépéses frekvenciaanalízisnek vettem alá. Az első 15 frekvencia felhasználásával kielégítő pontosságú illeszkedést értem el az adatok első felére, majd ugyanezekkel a paraméterekkel extrapoláltam a matematikai modellt az adatsor második felére. Mint az várható is volt, az extrapoláció teljes kudarccal végződött, amit a 32. ábrán illusztrálok. Jól látszik, hogy a stacionárius komponensekből felépített harmonikus illesztésnek semmilyen előrejelző ereje nincs, azaz az egyszerű többszörös periodicitás feltevése elvethető.

A frekvenciák szűk tartományokban való csoportosulása nagyon hasonló, mint amit korábbi vizsgálatok találtak az R Sct (Kolláth 1990) és az AC Her (Kolláth et al. 1998) esetében. E két csillagnál részletes tesztekkel szintén elvetették a többszörös periodicitás feltevést. Emellett az ilyen kvázi-koherens jelalak olyan kaotikus rendszerekre is jellemző, mint pl. a jól ismert Rössler-oszcillátor (l. Serre et al. 1996a és Buchler & Kolláth 2001 munkáit, amelyekben részletesen ismertetik a jelenségkörét a csillagászati terminológia kifejezéseivel).

A szubharmonikus komponensek jelentkezése szintén figyelemreméltó. Hasonló



**31. ábra.** Felül az R Cygni frekvenciaspektruma. Vegyük észre a szubharmonikus komponensek jelenlétét ( $i \times f_0/2$ ,  $i = 1, 3, 5$ )! Alul az ablakfüggvény, amiben két hamis csúcs látszik. Egyikük a rövid, az évente szezonálisan bekövetkező adatritkulás, másikuk a minimumok gyengébben észleltsége miatt jelentkezik (Kiss & Szatmáry 2002).



**32. ábra.** A 15 frekvenciás illesztés interpolálva (felül), illetve extrapolálva (alul) (Kiss & Szatmáry 2002).

félegész frekvenciákat pulzáló fehér törpékben is kimutattak, ahol létüket a perióduskétszerező bifurkáció jeleként értelmezték (pl. Vauclair et al. 1989). Az  $f_0/2$  szubharmonikust általában a perióduskétszerezés indikátoraként tekintik, pl. kimondottan erősen jelentkezik a Rössler-oszcillátorban (Serre et al. 1996a), ill. kaotikus viselkedésű hidrodinamikai pulzációs modellekben (Serre et al. 1996b).

A hat darab, egyenként durván 6000 nap hosszú fénygörbe-szegmens periódusanálízise az átlagos pulzációs periódus minimális változásait jelzi. A kapott periódusok a következők: MJD 15500–21600:  $423 \pm 1,5$  nap; MJD 21600–27700:  $429 \pm 2$  nap; MJD 27700–33900:  $428 \pm 1$  nap; MJD 34000–40000:  $428 \pm 0,5$  nap; MJD 40000–46100:  $427 \pm 3,2$  nap; MJD 46100–52200:  $422 \pm 1$  nap. A számadatok ugyanazt a képet mutatják, mint az O–C diagram: kicsit rövidebb periódus az adatsor elején és végén, közte pedig gyakorlatilag állandó periódus. A kapott különbségek azonban összegyeztethetők az 1%-os szintű perióduszajjal, így a különböző módszerek eredményei jó összhangban állnak.

Szintén hasonló eredményeket kaptunk az R Cygni változásaival kapcsolatban az idő-frekvencia módszerekkel (pl. wavelet-analízis), amiket itt nem részletezek, mivel azokat a vizsgálatba bevont Szatmáry Károly futtatta az átlagolt fénygörbére (Kiss & Szatmáry 2002). Ezek az eredmények azonban, akár csak az O–C diagram és a Fourier-analízis, lényegében semmit nem mondtak az R Cygniről mint asztrofizikai rendszerről. Ez nem véletlen, hiszen mindegyik módszer alapvetően interpolatív jellegű, egyedül az empirikus adatok megfigyelt változásait próbálják leírni matematikai modellekkel. A mélyebb megértéshez teljesen más megközelítésre van szükség, amire a *nemlineáris idősor-analízis* eszközei nyújtanak lehetőséget.

### 4.2.3. Nemlineáris analízis

Az utóbbi két évtizedben egyre élénkebb érdeklődést váltottak ki a változócsillagok nemlineáris vizsgálatai. Több esetben a látszólag irreguláris fényváltozásokat sikerült alacsony dimenziójú kaotikus viselkedéssel értelmezni, ami teljesen új fényt vetett az évtizedek óta ismert jelenségekre. Az évek során a káoszelmélet változócsillagászati vonatkozásairól több áttekintés is született, ezek közül a leghasználhatóbbak Perdang (1985), Serre et al. (1996a), Buchler et al. (1996) és Buchler & Kolláth (2001) munkái. A kutatások hazai vonatkozása, hogy az MTA KTM Csillagászati Kutatóintézetének munkatársai (Kolláth Zoltán, Kovács Géza) a téma nemzetközileg elismert úttörői közé tartoznak, és bár saját kutatásaim tőlük függetlenek, alapvető munkáikat magam is sokat használtam.

A továbbiakban feltételezem, hogy az R Cygni fénygörbét egy  $d$  dimenziós determinisztikus dinamikai rendszer okozza, majd e feltevésből kiindulva megpróbálom jellemezni a rendszert. Ebben az alfejezetben különböző módszerekkel megvizsgálom a rekonstruált fázistér geometriai jellemzőit, amelyek a rezgések fizikai tulajdonságaival kapcsolatosak. A legfontosabb módszer az *időkésleltetési beágyazás* (time delay embedding), amely a Takens-tétel értelmében egy skalárváltozó időfüggő adatsorból (a fénygörbéből) a fizikai rendszer fázistérbeli útvonalait határozza meg. Különböző módszerekkel megbecsülöm az optimális beágyazási paramétereket, valamint az  $\{s(t_n)\}$  jelsorozatból rekonstruált attraktor tulajdonságait. Ezekhez a vizsgálatokhoz nagy mértékben támaszkodtam a TISEAN programcsomagra (Hegger et al. 1999), ami nemlineáris idősor-analízisre használt kódok szabad terjesztésű disztribúciója<sup>6</sup>.

#### Beágyazási paraméterek

Az első kérdés az időkésleltetési beágyazás paramétereinek optimális megválasztása. Emlékeztetőül: a beágyazási eljárás során az ekvidisztans mintavételezésű adatsorból  $d_e$  dimenziós rekonstruált fázistérhez úgy jutunk, hogy az adatsorból  $d_e$  darab pontot kiválasztunk, melyek időbeli távolsága  $\Delta t$  ( $\Delta t > \delta t$ , ahol  $\delta t$  a mintavételezés lépésköze), majd a pontok értékeit megfeleltetjük egy  $d_e$  dimenziós állapotvektor koordinátáinak. A következő állapotvektorhoz a pontsorozatot  $\delta t$ -vel léptetjük időben előre, és így tovább. Az állapotvektorok időfejlődése kirajzolja a rendszer rekonstruált fázistérbeli trajektóriáját, aminek geometriai tulajdonságai a kaotikusság jellemzésére felhasználhatók. Ennek megfelelően a fázistérbeli beágyazáshoz két paramétert kell megválasztani: a beágyazás dimenzióját ( $d_e$ ) és az időkésleltetést ( $\Delta t$ ). Az egyszerűség kedvéért  $\Delta t$ -t a  $\delta t$  mintavételezés egész számú többszörösének választottam, és  $\Delta$ -val jelölöm.

Az irodalmi tapasztalatok szerint (pl. Buchler et al. 1996) a beágyazás paramétereitől függhetnek a kapott eredmények, ezért mindig célszerű több paraméterpárt összehasonlítani. Az R Sct és AC Her esetében a formális periódus töredéke (5–20%-a) adta a legjobb beágyazási képeket. Esetünkben a 10 napos mintavételezésű  $\{s(t_n)\}$  adatsorra a TISEAN `mutual` kódját futtattam, ami a Fraser & Swinney (1986) által javasolt kölcsönös információt számítja ki pontpárok statisztikusan értelmezett kölcsönös valószínűségei alapján. Az elmélet szerint optimális késleltetés mellett a kölcsönös információ minimumot mutat, amit kétdimenziós esetben kvalitatíve a pontpárok minimális korreláltságának feleltethetünk meg. Több dimenziós esetben az értelmezés nem ilyen egyszerű. Az R Cygni fénygörbéjére  $\Delta = 13$ -nál jelentkezett a kölcsönös

<sup>6</sup><http://www.mpiks-dresden.mpg.de/~tisean>

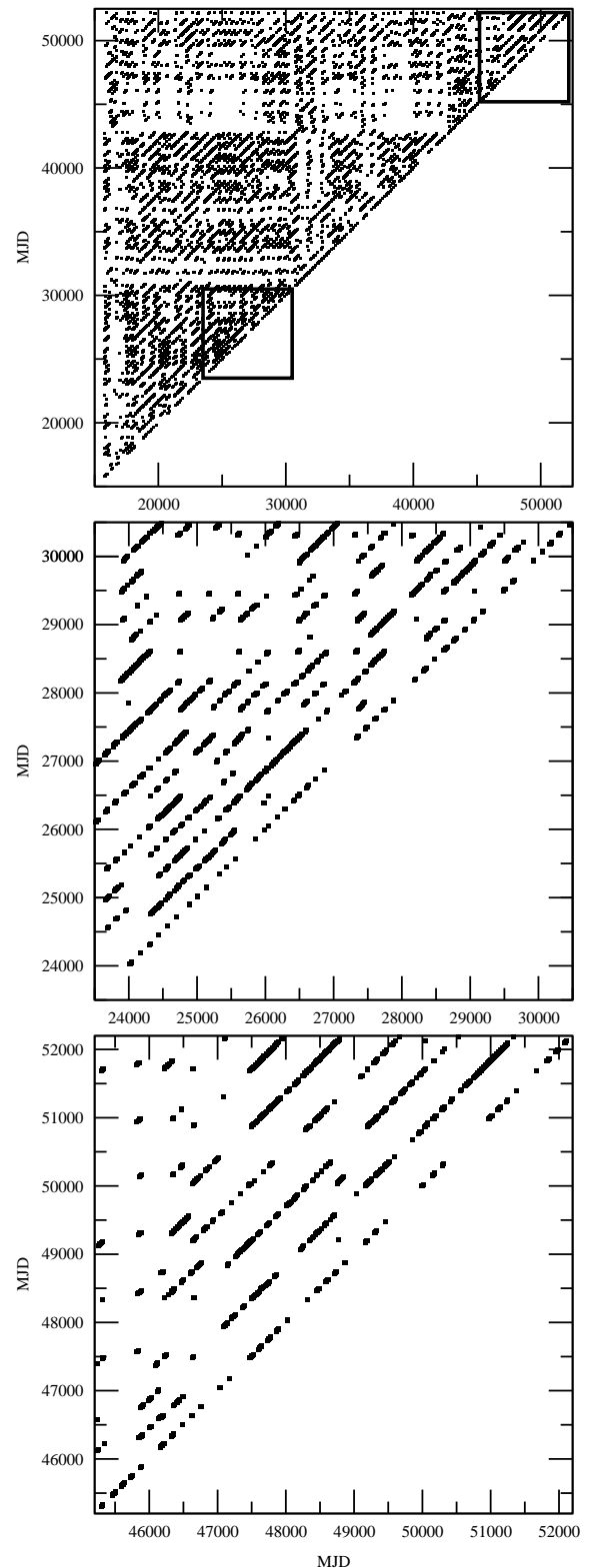


információ első minimuma, ám 10 és 15 között késleltetések egyaránt nagyon hasonló eredményeket adtak.

A beágyazási dimenzió minimális értékét a Kennel et al. (1992) módszerével becsültem („hamis legközelebbi szomszéd”). A fázistérben hamis közeli szomszédok akkor jelentkeznek, ha egy  $d$  dimenziós fizikai fázistér jeleit egy  $d_e < d$  dimenziós rekonstruált fázistérbe képezzük le, és a valódi térben távoli pontok a dimenzióredukálás miatt fellépő projekció miatt kerülnek egymás közelébe. A módszer lényege megtalálni azt a beágyazási dimenziót, amiben elhanyagolható számú hamis közeli szomszéd jelentkezik, azaz a pontok fázistérbeli eloszlása optimális. A `false_nearest` rutin különböző  $d_e$  értékekre és adott távolságokra megbecsüli a hamis szomszédok számát, ami egyre nagyobb dimenziókra természetesen monoton csökken. A kapott eredményeket azonban óvatosan kell kezelni: nagy dimenziókra egyszerűen azért lesz kevés hamis szomszéd, mert a pontok eleve lazán töltik ki a fázistérteret. Esetemben  $d_e = 3$  és  $d_e = 4$  tűnt optimálisnak, mivel az 5 és 6 dimenziós beágyazásokban drasztikusan csökkent a hamis szomszédok száma. Ennek megfelelően az R Cygni fénygörbéjéből 3 és 4 dimenziós rekonstruált fázistereket alkottam, 100 és 150 nap közötti késleltetésekkel.

### Visszatérési ábrák

Az adatsorban érdekes időbeli struktúrákat sikerült azonosítanom a visszatérési ábra megszerkesztésével. Ehhez a `recurr` rutint használtam, ami egy igen egyszerű eszköz: adott beágyazási paraméterek mellett elkészített állapotvektorokon végigfut, majd megjelöli azokat az  $(i, j)$  indexű állapotvektor-párokat, melyek távolsága  $\leq \epsilon$ , valamilyen rögzített  $\epsilon$  értékre. Azaz az  $(i, j)$  síkon egy fekete pont közelséget jelent. Periodikus jelalak esetében a pontok átlós irányú, párhuzamos egyeneseket rajzolnak ki, melyek távolsága a főátlótól a periódus egész számú többszöröse. Szerencsére a tapasztalatok azt mutatták, hogy a visszatérési ábra egyáltalán nem érzékeny a beágya-



**33. ábra.** A visszatérési ábra, valamint a vastag keretes négyzetekkel jelölt területek kiagyítva (Kiss & Szatmáry 2002).

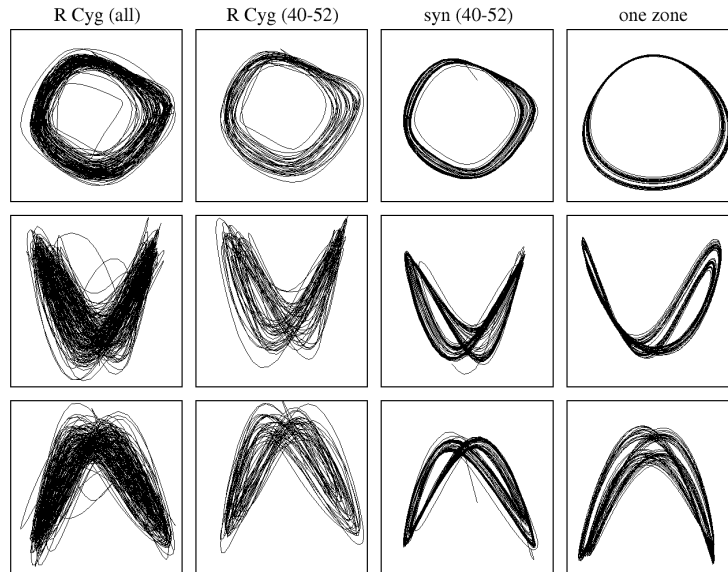
zás paramétereire, és gyakorlatilag ugyanazt a képet kaptam az optimális paraméter-tartomány bármelyik értékeire ( $d_e$  3–4,  $\Delta$  10–15). A 33. ábrához a  $d_e = 3$  és  $\Delta = 13$  beágyazott állapotvektorokat használtam fel, az  $i$  és  $j$  indexeket pedig átváltottam módosított Julián Dátumra.

Már ez az egyszerű ábra is több érdekes következtetést engedett meg. Hangsúlyos tranzienseket láthatunk MJD 16300–17300, 30700–32500 és 42700–46300 között, amikor a rendszer markánsan különböző állapotba került: a 33. ábra felső panelén látható vízszintes pontritikulások jelzik, hogy a tranziensek nagyon különböztek a fénygörbe többi szakaszától. A legelsőt okozhatta az adateloszlás is, ezzel szemben a másik két tranziens nagyon jól észlelt, így a különbség oka nem instrumentális. Ennek megfelelően óvatosan kell kezelni azokat a részadatsorokat, amelyekbe beleesnek ezek a tranziensek. A pulzáció periodicitását jól mutatják a párhuzamos egyeneseken tömörülő pontok. Érdekes viszont, hogy több helyen nagyobb blokkokat találunk, melyeken belül az átlós egyenesek távolsága hirtelen a kétszeres periódusra ugrik. A jelenséget jól illusztrálja a 33. ábra középső és alsó panele; utóbbin alig látni egyszeres periódus távolságában pontokat, azaz az elmúlt 10–15 évben az R Cygni valódi periódusa nem 430, hanem 860 nap körüli volt. A 33. ábra felső panelét részletesen megvizsgálva hasonló perióduskétszerezett blokkokat lehet azonosítani (20000,23000), (23000,41000) illetve (41000,41000) körül,  $\sim 1500 \times 1500$ -as méretben. Az is érdekes, hogy a (30000,45000) körüli ponthalmaz léte arra utal, hogy a két tranziens alatt a rendszer a fázistérnek ugyanazon kicsiny tartományába tért vissza, azaz a tranzienseket ugyanaz a fizikai folyamat okozta.

## A trajektóriák ábrázolása

A beágyazott állapotvektorokat a Broomhead–King (BK)-projekciók segítségével vizualizáltam, amelyek a korrelációs mátrix sajátvektorainak irányába számított vetületek (Broomhead & King 1986). Az svd rutin segítségével kapott, leginformatívabb BK-projekciókat a 34. ábrán mutatom be. Négy oszlopban négy különböző adatsor négydimenziós beágyazásának vetületei láthatók. Az első oszlop (R Cyg (all)) a teljes  $\{s(t_n)\}$ , a második oszlop ábrái pedig csak az MJD 40000 és 52000 közötti utolsó harmad alapján készültek (R Cyg (40–52)). A harmadik oszlopban egy szintetikus adatsor rekonstrukció szerepelnek, amiket egy lokálisan lineáris attraktor-modell szolgáltatott, az `nstep` rutin felhasználásával. Ez a rutin az  $\{s(t_n)\}$ -ből beágyazással kapott  $s_n$  állapotvektorok időbeli fejlődésére illeszt egy lokálisan lineáris modellt, amit tetszőleges időtartamra lehet iterálni, így az empirikus zajok hatását némileg csökkenteni lehet. A harmadik oszlop diagramjai egy 24000 napra iterált lineáris modell megfelelő vetületei, ahol a lineáris modellt az MJD 40000 és 52000 közötti adatsorból kapott állapotvektorokra illeszttem. Matematikai szempontból ez azt jelenti, hogy a fázistérbeli áramlást megvalósító ismeretlen  $f$  leképezést a lokális Taylor-sorával közelítem (Buchler & Kolláth 2001). Hosszabb adatsorokra a lineáris modell elkeni a fázistérbeli trajektóriákat és ezzel elveszítjük a finomabb szerkezetre vonatkozó információt. Végezetül a negyedik oszlopban egy egyszerű egyzóna modellt hasonlítok össze az R Cygni fázistérbeli viselkedésével (l. később).

Legfontosabb következtésem, hogy a fázistérbeli beágyazás meglepően strukturált. A kapott attraktor alakja nem nagyon függ attól, hogy az egész fénygörbét, vagy csak egy rövidebb szakaszt tekintjük. A lokálisan lineáris modell iterálásával tisztább képet kaptam, ami egyértelműen mutatja a perióduskétszerezés jelenségét. A 34. ábrát úgy értelmezhetjük, hogy a rendszer egy perióduskétszerezett határciklushoz közeli



34. ábra. BK-projekciók ( $d_e = 4$ ,  $\Delta = 10$ ). Részletes magyarázat a szövegben (Kiss & Szatmáry 2002).

pályán mozog, időnként bekerül a kaotikus tartományba, majd vissza a határciklus közelébe. A váltás a fázistér jól lokalizált tartományában történik, ilyenkor látjuk a fénygörbe tranzienseit.

### Lyapunov-exponens és dimenzió, a korrelációs integrál

Az infinitezimális perturbációk exponenciális növekedése, amiből tulajdonképpen a káosz ered, kvantitatívan is jellemezhető a Lyapunov-exponensek segítségével (l. pl. Kantz & Schreiber 1997 és hivatkozott referenciáik). Amennyiben egy adatsort kaotikus rendszer generál, legalább egy Lyapunov-exponens pozitív. Esetemben a `lyap_k` rutinnal becsültem meg a maximális Lyapunov-exponens értékét, mégpedig a következő kifejezés időbeli változásainak vizsgálatával:

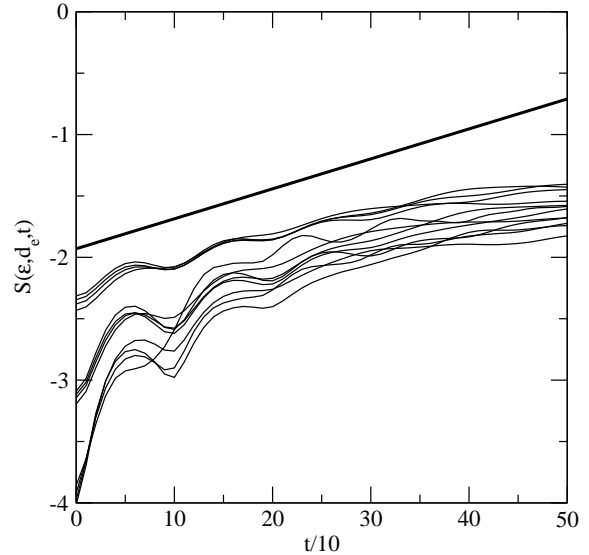
$$S(\epsilon, d_e, t) = \left\langle \ln \left( \frac{1}{|\mathcal{U}_n|} \sum_{s_{n'} \in \mathcal{U}_n} |s_{n+t} - s_{n'+t}| \right) \right\rangle_n,$$

ahol  $\mathcal{U}_n$  az  $s_n$  állapotvektor  $\epsilon$ -szomszédsága,  $s_n$  kizárásával. „Jó”  $\epsilon$  és  $d_e$  értékekre  $S(\epsilon, d_e, t)$  időben lineáris lesz, és a különböző paraméterek mellett is ugyanaz a meredekség, ami éppen a  $\lambda_1$  maximális Lyapunov-exponens. A 35. ábrán ezt láthatjuk, ahol a különböző görbék  $d_e = 3, 4, 5$  és  $6$ , illetve háromféle  $\epsilon$ -értékekre mutatják  $S(\epsilon, d_e, t)$  lefutását. A kezdeti oszcillációk után jó közelítéssel párhuzamosak a görbék, átlagos meredekségüket az illesztett és függőleges irányban eltoltt egyenes mutatja. Ennek meredeksége  $0,0244 \text{ d}^{-1}$ , azaz  $\lambda_1 = 0,00244 \text{ d}^{-1}$ . Ez nagyjából megegyezik az R Sct-ra kapott eredménnyel ( $\approx 0,0020 \text{ d}^{-1}$ , Buchler et al. 1996), illetve 2–3-szor kisebb, mint az AC Her esetében (Kolláth et al. 1998).

A teljes Lyapunov-spektrumot is kiszámítottam a `lyap_spec` rutinnal. Ennek eredményeit azonban nagyon előzetesnek kell tekinteni, mivel a módszer, hasonlóan az `nstep` rutinhoz, lokálisan lineáris modellt illeszt. A linearizált dinamika lokális Jacobi-mátrixait megilleszti, majd a tangenstér különböző vektorait a mátrixokkal beszorozva kiszámítja a fázistérbeli trajektóriákat, amelyek átlagos logaritmikusan

skálafaktor-növekményei megadják a Lyapunov-exponenseket (Sano & Sawada 1985). A kapott Lyapunov-exponensek és dimenziók értékeit különböző beágyazási paraméterek mellett a 4. táblázatban foglalom össze. Ezzel képet kaphatunk az eredmények robusztusságáról is, hiszen a konkrét szám adatok függhetnek a szubjektíven megválasztott beágyazási paramétereiktől.

Legfontosabb eredmény, hogy minden esetben az első exponens pozitív, azaz a rendszer egyértelműen kaotikus. Legtöbb esetben a második exponens abszolút értéke 3–5-ször kisebb az első exponenstől, ami jelzi a használt módszer közelítő jellegét, mivel ideális áramlásra  $\lambda_2 = 0$  (Serre et al. 1996a). A Lyapunov-dimenzió a közelítő jelleg miatt is erősen szór, az eredmények 2 és 3 közötti értéket sugallnak. Mint azt Serre et al. (1996a) is megjegyezte, a Lyapunov-kitevők megbízható kiszámításához nagyon hosszú adatsorokra van szükség, ami az R Cygni esetében több száz évnyi megfigyelést igényelne. Valószínű, hogy egy globális nemlineáris fázistér-illesztés (Serre et al. 1996a) pontosabb káoszjellemzést tenne lehetővé, ez azonban egy jövőbeli munka része.



35. ábra. A maximális Lyapunov-exponens becslése (Kiss & Szatmáry 2002).

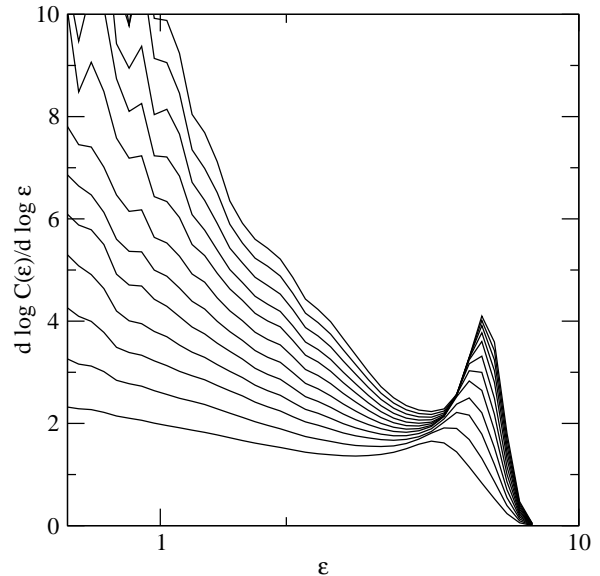
Végezetül, a korrelációs dimenziót is megbecsültem a  $C(d_e, \epsilon)$  korrelációs összeg segítségével (Grassberger & Procaccia 1983). Ugyanezzel a módszerrel tesztelte Cannizzo et al. (1990) három hosszúperiódusú vörös óriás fénygörbéjét, negatív eredménnyel: Cannizo-ék szerint a két mira és az egy félszabályos változó fénygörbéjét egy szabályos és egy sztochasztikus komponenssel lehetett modellezni, ami miatt elvetették a káosz feltevését. Ezzel szemben Buchler et al. (1996) azzal érvelt, hogy a tipikus adatsorok nem elegendően hosszúak a korrelációs dimenzió pontos becslésére. Mindkét megközelítést szem előtt tartva kiszámoltam a korrelációs összeget többféle

4. táblázat. Lyapunov-exponensek ( $10^{-4} \text{ d}^{-1}$  egységben) és dimenziók. a) eset: R Cyg (40–52); b) eset: syn (40–52)

$d_e$	$\Delta$	$\lambda_1$	$\lambda_2$	$\lambda_3$	$\lambda_4$	$\lambda_5$	$d_L$
a)							
3	15	17	-6	-57			2.19
4	8	27	-22	-38	-94		2.12
4	10	28	-9	-24	-114		2.81
4	15	19	-4	-19	-81		2.78
5	5	31	-30	-44	-72	-126	2.02
b)							
3	15	26	-7	-67			2.30
4	8	38	-16	-45	-97		2.47
4	10	37	-11	-38	-89		2.70
5	5	30	-19	-35	-65	-182	2.30

beágyazási paraméterre, hogy ellenőrizsem a tulajdonságait. A korrelációs összeg legfontosabb jellemzője, hogy kaotikus esetben a  $d \log C(\epsilon)/d \log \epsilon$  logaritmikus deriváltnak széles lokális minimuma van különböző beágyazási dimenziók mellett (részletes tesztekkel kapcsolatban l. Cannizzo et al. 1990 munkáját).

Az eredmények összefoglalását a 36. ábrán mutatom be. A számításokhoz a teljes  $\{s(t_n)\}$ -t használtam. Habár a görbék nem mutatják a várt lineáris skálázási régiót, lefutásuk hasonlít a Lorentz-attraktor esetében tapasztaltnak (l. Cannizzo et al. 1990 4b. ábráját). A szorosan egymás közelében levő lokális minimumok 2,0–2,3 közötti fraktáldimenziót sugallnak az attraktorra, de ezt az adatot is óvatos kritikával kell kezelni. Mindenesetre azt kijelenthetjük, hogy a korrelációs integrál analízise nem mond ellent a többi káoszteszt eredményeinek.



### Összehasonlítás egy egyzóna modellel

Utolsó részvizsgálatként összevetem az R Cygni fázistérbeli viselkedését egy olyan egyzóna modellel, ami hangsúlyosan mutatja a perióduskétszerező bifurkáció jelenségét. Az összehasonlítás alapját a rekonstruált attraktorok hasonlósága adja.

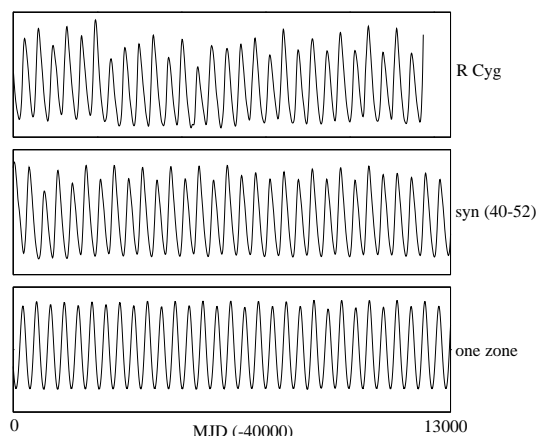
Goupil et al. (1988) egy pulzáló fehér törpe dinamikáját modellezte Baker (1966) klasszikus egyzóna modelljének kisebb módosításával, ami a következő harmadrendű differenciálegyenlethez vezetett:

$$x''' + Kx'' + x' + K\mu x(1 + \beta x) = 0$$

Itt  $x$  az egyensúlyi helyzettől mért sugárirányú kitérést jelenti. A kaotikus viselkedést szabályzó kontrollparaméter  $\mu$ , míg  $K = 0,5$  és  $\beta = -0,5$  fix paraméter (jelentésükkel kapcsolatban l. Goupil et al. 1988). Miközben  $\mu$  változik, a rendszer először bifurkál a fixpontból egy stabil határciklusba (periódus 1 pálya  $\mu = -1$ -nél). Tovább csökkentve,  $\mu = -1,66$ -nál következik be az első perióduskétszerező bifurkáció: a periódus 1 pálya enyhén instabillá változik, mellette pedig stabil periódus 2 pálya létezik. Ez a tulajdonság keltette fel érdeklődésemet, így a közvetlen összehasonlítás érdekében numerikusan kiintegráltam a fenti egyenletet. A negyedrendű Runge–Kutta-integrálás során belevettem a számításokba a rendszer belső perturbációit is, amit kis amplitúdójú random taggal írtam le. Az R Cygnival való könnyű összevetés érdekében az időt úgy skáláztam át, hogy az egyzóna modell „periódusa” éppen 430 nap legyen.

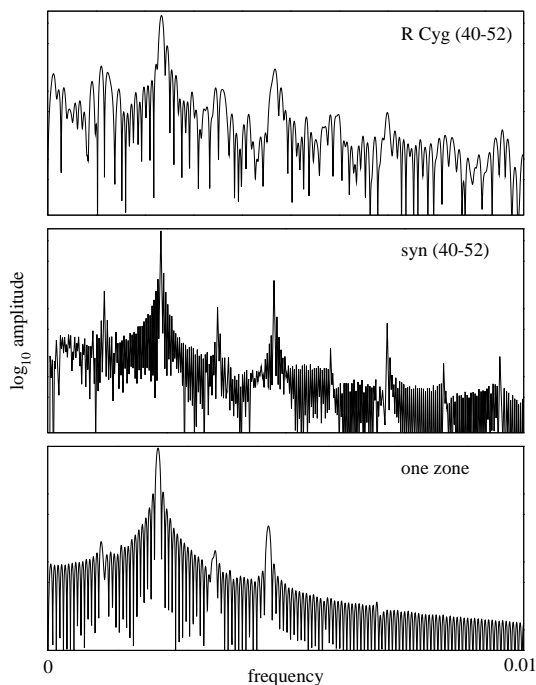
Összesen háromféle módon vizsgáltam az R Cygni-vel kapcsolatos hasonlóságokat. Egyiket már bemutattam a 34. ábrán, ahol a rekonstruált attraktorok figyelemremélően emlékeztetnek egymásra. A legközvetlenebb módszer, a görbék közvetlen összevetése, a 37. ábrán látható. A modell amplitúdója korántsem változik akkora mértékben, mint az R Cygni fénygörbéje, ez azonban nem meglepő, mivel a modellben nem a luminozitás, hanem a csillag sugárváltozásai szerepelnek. Természetesen a

**36. ábra.** A korrelációs dimenzió becslése a korrelációs összeg alapján. A görbék 3-tól 25-ig mutatják a páratlan dimenziós beágyazások eredményeit. A vízszintes tengely logaritmikus (Kiss & Szatmáry 2002).



**37. ábra.** Az R Cyg (40–52) és a syn (40–52) adatsorok összehasonlítása az egyzóna modellel (Kiss & Szatmáry 2002).

két paraméter függvénykapcsolatban áll egymással, ez azonban nem változtatja meg az attraktor szerkezetét. A maximumok váltakozása, az alternálás erősödése és gyengülése mind közös az R Cygni viselkedésével. A Fourier-spektrumok is alátámasztják ezt (38. ábra): a szubharmonikusok tisztán jelzik, hogy a rendszer időnként áttér a periódus 2 pályára, és mint azt Goupil et al. (1988) is megjegyezte, attól függően, hogy mikor és mennyi ideig figyeljük a rendszert, a trajektóriák a periódus 1 és periódus 2 pályák között váltakoznak. Mindez tökéletesen megfeleltethető az R Cygni amplitúdó-alternálásának.



**38. ábra.** A 37. ábra adatainak Fourier-spektrumai (Kiss & Szatmáry 2002).

#### 4.2.4. Összefoglalás

Vizsgálataim elsődlegesen arra irányultak, hogy demonstráljam egy mira típusú vörös óriás rezgéseinek kaotikusságát, amivel pulzációelméleti magyarázatot adhatok a látszólag irreguláris változások jelentős részére. A lineáris és nemlineáris idősor-analízis eszközeivel megmutattam a hagyományos változócsillagászati módszerek kudarcát, illetve igazoltam, hogy a bonyolult változásokat nagy valószínűséggel egy alacsonydimenziós determinisztikus rendszer generálja. Míg az O–C diagram gyakorlatilag semmit nem árult el a rendszerről, addig a frekvenciaspektrumban jelentkező szubharmonikus komponensek perióduskétszerezésre utaltak. A legérdekesebb eredményeket a fázistér-rekonstrukciós módszerekkel kaptam:

1. A fázisportrék meglepően szabályos szerkezetűek, ami nem függ attól, hogy a teljes adatsort, vagy csak egy rövidebb szegmensét használjuk fel. A becsült optimális beágyazási dimenzió 3, ill. 4, utóbbit több teszt is előnyben részesíti.
2. A hosszú távú viselkedést a látszólagos perióduskétszerezések uralják. Mindezt úgy lehet értelmezni, hogy a rendszer ide-oda kapcsol a kaotikus állapot és a periódus 2 határciklus között. Az állapotváltozás a fázistér kitüntetett, kompakt tartományában történik, amikor a fénygörbében 1000–1500 nap hosszú tranziensek jelentkeznek.
3. Broomhead–King-projekciókkal ábrázoltam a fázisportrékat. Szintetikus adatsorokat generáltam az attraktor lokálisan lineáris közelítésével, amelyek tisztán mutatják a perióduskétszerező bifurkáció jelenségét.
4. Viszonylag nagy bizonytalansággal, de megbecsültem a káosz olyan számszerűsíthető paramétereit, mint a Lyapunov-exponenst és dimenziót. A maximális exponens értéke  $+0,0024 d^{-1}$ . Ez azt jelenti, hogy a szomszédos trajektóriák távolsága 417 nap alatt nő  $e$ -szeresére, azaz a fényváltozást még egy periódusnyira sem tudjuk pontosan előrejelezni. A Lyapunov-spektrum különböző beágyazási paraméterek mellett is mindig egy pozitív és egy közel zérus, de negatív második exponenst tartalmaz, ami közel esik az ideális fázistéráramhoz. A korrelációs integrál alapján az attraktor fraktáldimenziója 2,0–2,3.
5. Egy harmadrendű differenciálegyenlet által leírt egyzóna modell jól reprodukálja az R Cyg fázistérbeli viselkedését, ami szintén kaotikus csillagpulzációra utal.

Hogyan illeszkednek ezek a következtetések a vörös óriás pulzációkkal kapcsolatos legújabb elméleti vizsgálatokba? A legfontosabb eredmény, hogy először sikerült demonstrálnom egy mira típusú csillag változásaiban az alacsonydimenziójú káosz jelenlétét. Ez fizikailag azt jelenti, hogy habár az AGB-csillagok belső szerkezete rendkívül komplex, maguk a rezgések nagyon erősen dimenzióredukált fázistérben történnek („egyszerűek”). Noha a fázistér valódi dimenzióját nem tudjuk pontosan, eredményeim szerint 3–4 körüli. Utóbbi esetben, hasonlóan az R Sct-hoz (Buchler et al. 1996), az R Cygni pulzációit is feltehetően két normális rezgési módus nemlineáris kölcsönhatása okozza. Másképpen szólva az amplitúdómodulált egyszeresen periodikus jelet valójában kétmódusú csillagpulzáció okozza, amelyben a módusok rezonanciaközeli állapotban vannak. Ez azonban nem az egyetlen lehetséges értelmezés. Munteanu et al. (2003) gyengén nem-adiabatikus egyzóna modellekben is talált kaotikus

viselkedést, ami a csillagot homogén belsőre és egy vékony külső héjra osztó modell differenciálegyenlet-rendszerének tulajdonságaiból következik.

További kutatásokat két irányban tervezek. Pontosabb Lyapunov-exponensek és dimenziók meghatározásához globális nemlineáris áramlás-rekonstrukcióra van szükség, ami túllép a trajektóriák lokálisan lineáris közelítésén. Emellett azonban fontos a vizsgálatok kiterjesztése más csillagokra is, hogy behatároljam a kaotikus rezgések kialakulásának feltételeit. A publikus vizuális adatsorok ellenőrzése azt mutatja, hogy az R Cygnihez hasonló periódussal és fénygörbe-modulációkkal több jól észlelt mirát is találunk: T Cas, R And, R Lep, R Aur, U Her,  $\chi$  Cyg, U Cyg, V Cyg, S Cep, RZ Peg, R Cas, Y Cas. Ezek közül több jelöltem is van az R Cygni „ikertestvére”, aminek azonosítása segíthet a kitűzött cél elérésében<sup>7</sup>. A végcél a nemlineáris asztroszeizmológia megalapozása (Buchler et al. 1996), ami kvantitatív információkat nyer ki a látszólag irreguláris fénygörbékől, addig azonban még sok elméleti erőfeszítésre és megfigyelési analízisre lesz szükség.

---

<sup>7</sup>Közvetlenül ezen értekezés leadása előtt teszek látogatást az AAVSO cambridge-i központjában, ahol teljes hozzáférésem lesz a száz évre visszanyúló észlelési adatokhoz.



### 4.3. Az L<sub>2</sub> Puppis szoláris oszcillációi

Az L<sub>2</sub> Puppis (L<sub>2</sub> Pup; HR 2748, HIP 34922) fényes közeli félszabályos változó, 140 napos átlagos pulzációs periódussal. Bedding et al. (2002) mutatta ki a csillag évtizedes időskálán lejátszódó átlagfényesség-változásait, illetve a jelenleg is zajló drámai fényességcsökkenést. Utóbbi legvalószínűbb oka az L<sub>2</sub> Pup kiterjedt légkörében keletkezett sűrű porfelhők léte, ami magában is érdekes, mivel porképződést a modellek széndús AGB csillagok körül jósolnak, az L<sub>2</sub> Pup viszont oxigéndús. Ebben a fejezetben a csillag rezgéseivel kapcsolatos vizsgálataimat foglalom össze (Bedding et al. 2005).

A vörös óriás változók gerjesztési mechanizmusa újabban élénk érdeklődést kiváltó probléma. A mira típusú csillagok nagy amplitúdójú változásai, illetve a fénygörbék szabályossága a gerjesztési mechanizmus (sajátrezgések gerjesztése opacitásváltozásokon keresztül, azaz a  $\kappa$ -mechanizmus) tulajdonságait tükrözi. Ezzel szemben a félszabályos (szemireguláris, SR) változók sokkal kisebb amplitúdójúak, fénygörbéik is szabálytalanabbak, és ezek az irregularitások egyelőre ismeretlen természetűek. Az előző fejezetben azt mutattam be, hogy egy nagy amplitúdójú mira látszólag irreguláris amplitúdóváltozásait káosz okozta. Kérdés: ugyanaz okozza-e a félszabályos változók irregularitásait?

A válasz nem feltétlenül igen. Az évtizedes vizuális és automata fotoelektromos adatokból kimutatott többszörös periodicitás (Kiss et al. 1999, Percy et al. 2001) legalább részben felelős a bonyolult fénygörbékért. Ezt az értelmezést alátámasztják a statisztikus asztroszeizmológiával kapott eredmények (l. 5. fejezet), illetve a néhány csillagban talált módusváltás jelensége (Cadmus et al. 1991, Percy & Desjardins 1996, Bedding et al. 1998, Kiss et al. 2000a). Mindazonáltal még a legszabályosabb többszörösen periodikus félszabályos változók is mutatnak irreguláris eltéréseket (Kerschbaum et al. 2001, Lebzelter & Kiss 2001), azaz többmódusú pulzáció stacionárius komponensekkel nem írja le teljesen ezeket a csillagokat. Más magyarázatok is születtek, mint pl. kaotikus viselkedés (Icke et al. 1992, Buchler et al. 2004), a pulzáció és gyors rotáció csatolása (Barnbaum et al. 1995, Soszynski et al. 2004b), illetve porhég-dinamika (Höfner et al. 1995, 2003). Félszabályos változók radiálissebesség-vizsgálatai (Lebzelter et al. 2000, Lebzelter & Hinkle 2002) arra utaltak, hogy a félszabályos fénygörbét domináns módon a pulzáció okozza, ami azt jelenti, hogy az észlelt irregularitások jórészt a csillagrezgések szabálytalanságaihoz kötődnek.

Figyelembe véve a vörös óriások szerkezetét, kézenfekvő feltevés, hogy a konvektív mozgások is szignifikánsan hozzájárulhatnak a rezgések gerjesztéséhez és csillapításához. Christensen-Dalsgaard et al. (2001) vetette fel azt, hogy a félszabályos változók amplitúdóváltozásai pontosan olyanok, mint amit sztochasztikusan gerjesztett oszcillátorokra várunk. Ezt ők úgy értelmezték, hogy a félszabályos változók pulzációi Nap típusú oszcillációkra emlékeztetnek, azaz olyan rezgésekre, amelyek alaptól stabilak, de a turbulens konvekció mégis gerjeszti őket sztochasztikusan a felszín közeli rétegekben (a Nap típusú csillagok rezgéseivel kapcsolatban l. Bouchy & Carrier 2003; Bedding & Kjeldsen 2003). Megjegyzem, hogy a továbbiakban a szoláris, ill. Nap típusú jelzőket olyan rezgésekre alkalmazom, amelyek hasonlóak a Nap rezgéseire, azaz sztochasztikusan gerjesztettek és csillapítottak. Ez különbözik a klasszikus pulzáló változók (pl. cefeidák, mirák) rezgéseitől, amelyek gerjesztéséért az opacitásváltozás és energiaterjedés periodikusan változó csatolása felelős ( $\kappa$ -mechanizmus). Ettől eltekintve azonban a vörös óriások pulzációi semmi másban nem hasonlítanak a Nap rezgéseire: a Nap ötperces oszcillációiért rengeteg módus gerjesztettsége felel,

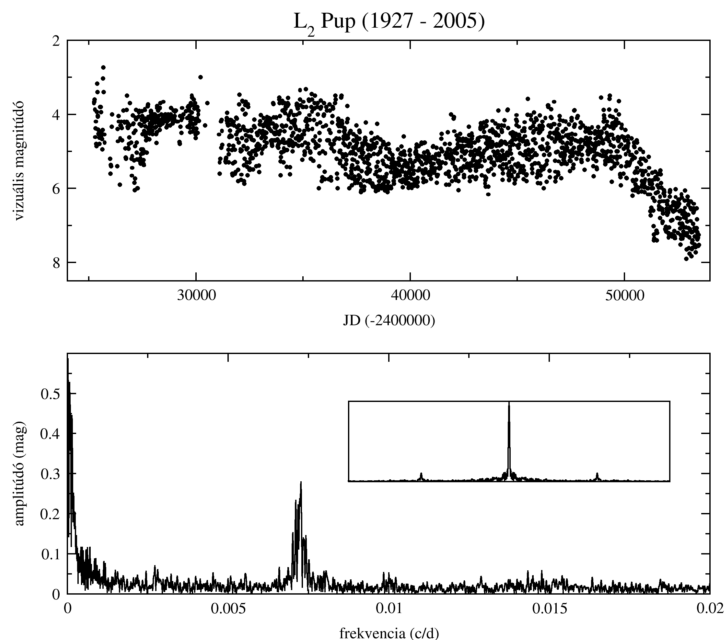
melyek között van radiális és nemradiális is. Ezzel szemben a vörös óriásokban csak néhány módus gerjesztett, és azokat is kizárólag radiális módusnak tételezzük fel. A csillagfejlődési szempontból e két állapot között található K óriások rezgéseit Dziembowski et al. (2001) próbálta modellezni, amelyek alapján arra következtettek, hogy bizonyos esetekben akár keveredhetnek is a mira típusú és a Nap típusú rezgések. Bedding (2003) vetette fel elsőként félszabályos változók fénygörbéinek teljesítményspektrumai alapján a sztochasztikusan gerjesztett rezgések létét, és az  $L_2$  Pup kapcsán folytatott vizsgálataimat is ez az ötlet inspirálta.

#### 4.3.1. Észlelések

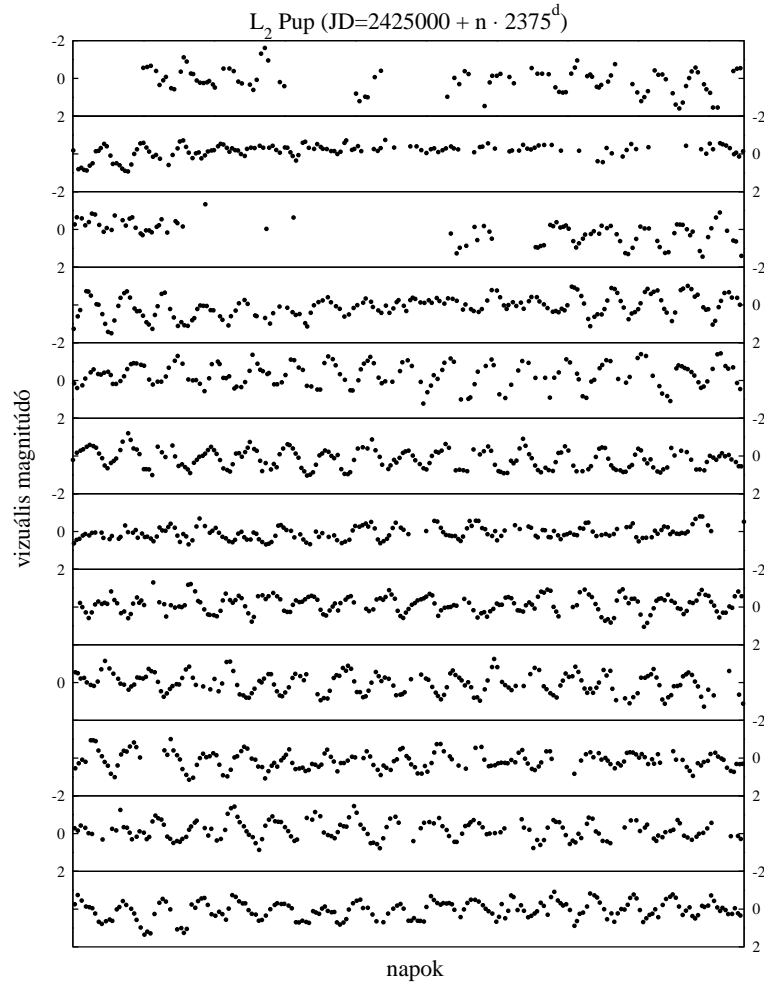
Az 1927 és 2005 közötti vizuális fénygörbét a 39. ábra felső diagramján mutatom be. Ez a Bedding et al. (2002) által analizált adatsor 2005 elejéig kiegészített változata. JD 2451000 után a vizuális megfigyelések három észlelőtől származnak: Albert Jones-tól, Peter Williams-tól és tőlem (2003–2005 között 90 éjszakán becsültem a csillag fényességét egy 6 cm-es refraktórral). A teljes görbe 1981 darab 10 napos átlagpontból áll, JD 2425249 és 2453487 között.

Első pillantásra feltűnő az évtizedes skálán lejátszódó átlagfényesség-változás. Mivel a múlt század legnagyobb részében 3 és 5 magnitúdós, azaz szabadszemes tartományban pulzált a csillag, az 1990-es években egyenletes halványodás kezdődött, amivel mára 6,5 és 8 magn. közötti ciklusokig jutott el. A Bedding et al. (2002) által kimutatott halványodás továbbra sem állt le, ami most is zajló porképződésre utal.

A Fourier-spektrum (39. ábra alsó panel) két, egymástól jól elkülönülő frekvenciatartományban tartalmaz szignifikáns csúcsokat. A kisfrekvenciás tartományban az origó felé aszimptotikusan növekvő amplitúdójú csúcsok az átlagfényesség változásaiból



**39. ábra.** Felül: Az  $L_2$  Pup teljes fénygörbéje (10 napos átlagpontok). Jól látszik a hosszú távú átlagfényesség-változás, ami eléri a 3 magnitúdót. Alul: Az adatsor Fourier-spektruma, a kis inzer az ablakfüggvényt mutatja (Bedding et al. 2005).



**40. ábra.** Az  $L_2$  Pup oszcillációi a hosszú távú trend levonása után. Minden egyes panel 2375 nap hosszú, ami kb. 17 pulzációs ciklusnak felel meg. A pontok átlagos fotometriai hibája a szimbólum méretével van kifejezve (Bedding et al. 2005).

származnak, míg a csillag pulzációját a  $\sim 0,007$  c/d körüli csúcs-csoport jelzi. Valamennyire sejthető a háttérzajból enyhén kiemelkedő jel  $\sim 0,015$  c/d körül, ami vagy a domináns frekvencia felharmonikusa (a nemszinuszos fénygörbealak miatt), vagy pedig az első radiális felhang frekvenciája.

A fénygörbe további részletei a 40. ábrán láthatók, aminek elkészítéséhez levontam a lassú átlagfényesség-változásokat egy tizedfokú polinom illesztésével. Az egyedi pulzációs ciklusok teljes amplitúdója gyakorlatilag zérustól 2 magnitúdóig terjed, míg lényegében nincs két teljesen ugyanolyan lefutású ciklus. Ez szépen jelzi az  $L_2$  Pup szemireguláris jellegét. Ettől sokkal fontosabb, hogy nincs korreláció a pulzációs fényváltozás és az átlagfényesség között, ami alátámasztja Bedding et al. (2002) azon következtetését, hogy a lassú halványodás és a pulzáció között nincs semmilyen csatolás.

Az adatsort a következő módszerekkel elemeztem:

- A csillapítási tényezővel szoros kapcsolatban álló módusélettartamot („mode lifetime”) meghatároztuk a teljesítményspektrum illesztésével;
- a fázisváltásokat összehasonlítottam egy valódi mira és egy végletesen félszabályos változóval;

- teszteltem az alacsonydimenziójú káosz jelenlétét.

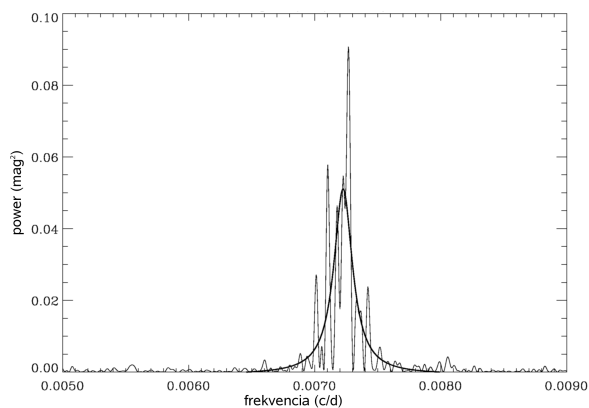
Ezek közül szerzőtársaim a spektrum illesztésével foglalkoztak, a többi vizsgálatot teljes egészében én folytattam le.

### 4.3.2. A teljesítményspektrum és a módusélettartam

A pulzációs frekvencia szűkebb környezetére ránagyított spektrum a 41. ábrán látható. Egy domináns frekvencia helyett egymáshoz közeli, keskeny burkoló alatti csúcsokat találunk. A csúcsok eloszlása nem függ a hosszú távú változások levonásától, mert azok sokkal kisebb frekvenciákon jelentkeznek.

A 41. ábra teljesítményeloszlása erősen hasonlít a sztochasztikusan gerjesztett oszcillátor, ill. a Napban észlelt rezgések spektrumára. Sztochasztikusan gerjesztett csillapított rezgést feltételezve Lorentz-profil illesztettünk a spektrumra. Ehhez egy Matlab-ban implementált maximum-likelihood eljárást használtunk, exponenciális zajeloszlás feltevése mellett (Anderson et al. 1990, Toutain & Fröhlich 1992). Az illesztés a 41. ábrán látszik, a Lorentz-profil centroidja 138,3 napos periódusnak felel meg, félszélessége pedig  $\Gamma = 9,0 \times 10^{-5} \text{ d}^{-1}$ , ami alapján a módus élettartama  $\tau = (2\pi\Gamma)^{-1} = 4,8 \text{ év}^{-1}$  (kb. 12,5 pulzációs ciklus).

Nap típusú rezgéseket mutató csillagok módusélettartamát eddig még nem sok esetben sikerült meghatározni. A Nap mellett (amiben 2–4 nap az élettartam; Chaplin et al. 1997), négy csillagnál sikerült az utóbbi pár évben megbecsülni a rezgések csillapítási tényezőjét. Bedding et al. (2004), illetve Kjeldsen et al. (2006) 2–3 napos élettartamokat találtak az  $\alpha$  Cen A-ban és B-ben. (Utóbbi vizsgálatban én is részt vettem, a 3,9 m-es Angol-Ausztrál Teleszkópot és az UCLES spektrográfot felhasználó nagy pontosságú radiálissebesség-mérések elvégzésével). A G színképtípusú óriás  $\xi$  Hya élettartama szintén 2 nap körüli adódott (Stello et al. 2004), noha az elméleti számítások a kb. 20 ciklusnyinak mért értéktől sokkal hosszabbat jósoltak (Houdek & Gough 2002). Végezetül, az  $L_2$  Pup-hoz leginkább hasonló példa a K típusú óriás Arcturus ( $\alpha$  Boo), amelyre a WIRE műhold fotometriai mérései alapján erősen csillapított rezgéseket találtunk, a domináns 2,8 napos periódussal összemérhető élettartammal (Retter et al. 2003). Legnagyobb probléma, hogy a csillapítási tényező erősen függ a csillagok belső szerkezetétől, illetve a konvekció tulajdonságaitól, amelyekre vonatkozóan nagyon bizonytalanok ismereteink (l. pl. Balmforth 1992). Mivel jelenleg nem állnak rendelkezésre az  $L_2$  Pup-pal közvetlenül összehasonlítható elméleti számítások, keveset lehet állítani az elméleti jósolatokkal kapcsolatos egyezéstről. További kutatásaim során tervezem tanulmányozni a módusélettartam fizikai paramétereiktől való függését, ismert távolságú fényes félszabályos változók analízisével.



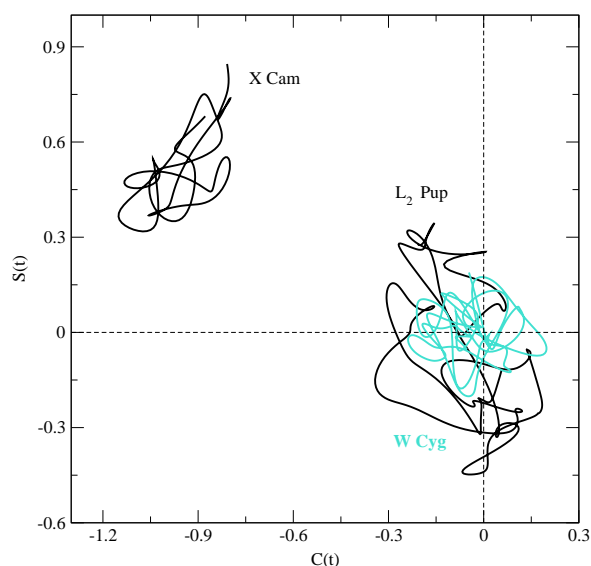
**41. ábra.** A pulzációs frekvencia környezete a Fourier-spektrumban. A vastag vonal az illesztett Lorentz-profil mutatja (Bedding et al. 2005).

### 4.3.3. Rezgési amplitúdó és fázis

Elképzelhető-e, hogy az  $L_2$  Pup oszcillációit teljes egészében a konvekció hajtja, a  $\kappa$ -mechanizmus mindenféle hozzájárulása nélkül? Christensen-Dalsgaard et al. (2001) pontosan ezt javasolta a félszabályos változók irregularitásaira, és összefoglaló kifejezésként használta a Nap típusú rezgéseket a jelenségkör leírására. Az elméletileg várható rezgési amplitúdók nagyon bizonytalanok, de esetleg összevethetjük az  $L_2$  Pup megfigyeléseit az empirikus skálázási törvények alapján. Természetesen vörös óriások esetében a vizuális fénygörbe amplitúdója nem használható a szélsőségesen erős hőmérsékletfüggés miatt, ugyanakkor a pulzáció sebességamplitúdója kevésbé terhelt szisztematikus effektusokkal. A leggyakrabban használt skálázási törvényt Kjeldsen & Bedding (1995) fogalmazta meg, akik egyszerű fizikai feltevéseket követve arra jutottak, hogy Nap típusú rezgések sebességamplitúdói az  $L/M$  luminozitás/tömeg aránnyal skálázódnak. Később ezt módosították a relációt (az F típusú csillagokban talált sokkal kisebb amplitúdók miatt)  $1/g$ -vel való skálázódásra, ami a felszíni gravitáció definícióját figyelembe véve  $L/(MT_{\text{eff}}^4)$ -nel való skálázást jelent (Kjeldsen & Bedding 2001).

Jura et al. (2002) a következő fizikai paramétereket határozta meg az  $L_2$  Pup-ra:  $L = 1500 L_{\odot}$ ,  $T_{\text{eff}} = 3400$  K,  $M = 1 M_{\odot}$ , amelyek az eredeti, ill. módosított skálátörvények alapján 400 m/s, valamint 3 km/s sebességamplitúdót adnak. Megfigyelési oldalról két helyen találtam publikált radiális sebességeket. Cummings et al. (1999) 2,5 km/s-os félamplitúdót mért, míg Lebzelter et al. (2005) hat adatpontot közölt, melyek három pulzációs cikluson átívelve 12 km/s-nyi teljes sebességtartományt fogtak át, azaz 6 km/s-os félamplitúdót sugallva. Figyelembe véve az extrapolált empirikus törvények igen nagy bizonytalanságát, a mért sebességamplitúdók nagyságrendi egyezése nem zárja ki az elméleti feltevések helyességét. Másképpen szólva, lehetséges, hogy az  $L_2$  Pup rezgéseit teljes mértékben a konvekció gerjeszti.

A miráktól jelentősen eltérő viselkedésre más jeleket is találtam az  $L_2$  Pup fázisváltozásainak összehasonlító jellegű vizsgálatán keresztül. Ehhez kiválasztottam két, gyökeresen eltérően pulzáló vörös óriáscsillagot, nagyon hasonló periódusokkal. Egyikük az X Cam, ami a Változócsillagok Általános Katalógusa szerint (GCVS, Kholopov et al. 1985–1988)  $m_V = 7,4$ – $14,2$  mag között változik  $P = 142,56$  nap periódussal. Fénygörbéjét a francia AFOEV adatbázisából letöltöttem<sup>8</sup>, majd 10 napos átlagpontokat számítottam. A teljes mértékben félszabályos változásokat a W Cyg-gel reprezentáltam, aminek két domináns periódusa 131 nap és 235 nap (Howarth 1991, Kiss et al. 1999). Ezek után mindhárom csillagra kiszámítottam a következő két mennyiséget:



**42. ábra.** Az  $L_2$  Pup, X Cam és W Cyg fázisváltozásai.  $C(t)$  és  $S(t)$  a Gábor-transzformált valós és imaginárius komponensei, melyek a pillanatnyi fázist a  $\varphi(t) = \arctan(S(t)/C(t))$  összefüggéssel adják (Bedding et al. 2005).

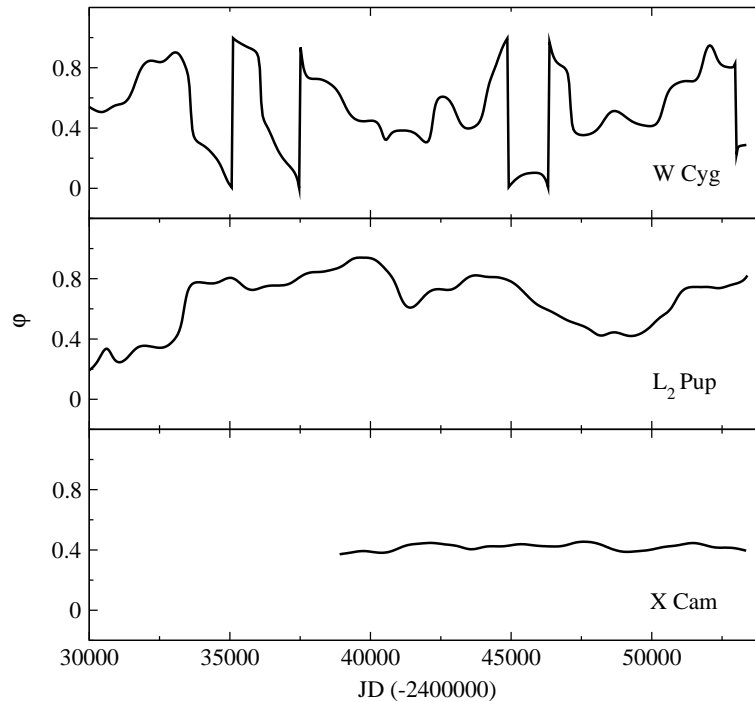
<sup>8</sup>ftp://cdsarc.u-strasbg.fr/pub/afoev

$$C(t) = \sum_{i=1}^n w(t, t_i)(m(t_i) - \langle m(t_i) \rangle) \cos(2\pi f t_i)$$

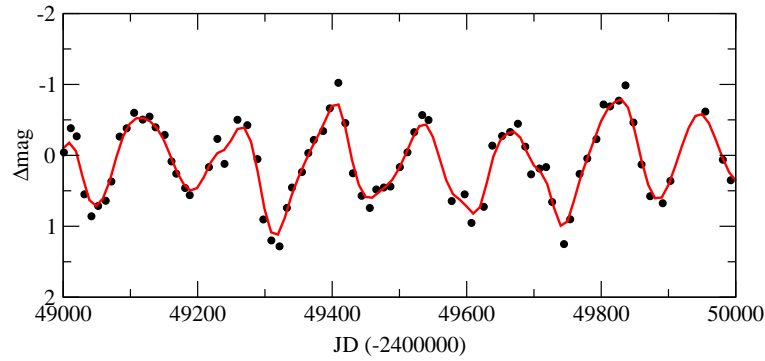
$$S(t) = \sum_{i=1}^n w(t, t_i)(m(t_i) - \langle m(t_i) \rangle) \sin(2\pi f t_i)$$

amelyek szoros kapcsolatban állnak az  $\{m(t_i)\}$  ( $i = 1 \dots n$ ) fénygörbe Fourier-transzformáltjával. Az egyetlen különbség a  $w(t, t_i)$  gaussos súlyfüggvény jelenléte, amit mozgó ablakként használtam a fénygörbe időtengelye mentén (más szavakkal: a  $C(t)$  és az  $S(t)$  mennyiségek a Gábor-transzformált valós és képzetes komponensei; a vonatkozó különböző transzformáltak áttekintését l. Buchler & Kolláth (2001) cikkében). Esetemben  $w(t, t_i)$  a  $t$  időpillanatra volt központosva, ami  $t_1$  és  $t_n$  között futott végig 50 napos lépésközzel. A súlyfüggvény félszélessége 700 napnál volt rögzítve (kb. 5 pulzációs ciklus). Ezzel a módszerrel a rögzített  $f = 1/P$  frekvencia lokális fázisát tudtam meghatározni, mint  $\varphi(t) = \arctan(S(t)/C(t))$ . Az X Cam átlagos periódusát 143,69 napként határoztam meg, ami jó egyezésben van a GCVS-beli értékkel; az L<sub>2</sub> Pup-ra az illesztett Lorentz-profil centroidját vettem (138,3 nap), míg a W Cyg-nél a rövidebb periódus fázisváltozásait számítottam ki, mivel a 131 napos periódus a domináns. A konvencióknak megfelelően  $\langle m(t_i) \rangle$  az átlagfényességet jelzi.

Elsőként a két mennyiséget egymás függvényében mutatom be a 42. ábrán. Az, hogy az L<sub>2</sub> Pup és a W Cyg az origó közelében található, egyszerű következménye a kisebb fényváltozási amplitúdónak (ami  $\sqrt{C(t)^2 + S(t)^2}$ -tel, azaz az origótól való távolsággal arányos). Az ábrával kapcsolatos érdekesség a csillagok által lefedett fázistartomány. Míg az X Cam fázisa szűk tartományban vándorolt (összesen 20–30°-nál nem többet), egy viszonylag jól definiált ív mentén, addig az L<sub>2</sub> Pup lényegében teljesen körbement az origó körül. A W Cyg a másik véglet: többszörösen körbejárta a



43. ábra. Az L<sub>2</sub> Pup, X Cam és W Cyg időbeli fázisváltozásai (Bedding et al. 2005).



**44. ábra.** Jellemző fénygörbe-szegmens a zajszűrt és interpolált adatsorból (folytonos vonallal; a pontok az eredeti 10 napot átlagokat jelzik) (Bedding et al. 2005).

koordináta-rendszer kiinduló pontját, mindennemű fáziskohereciára utaló jel nélkül.

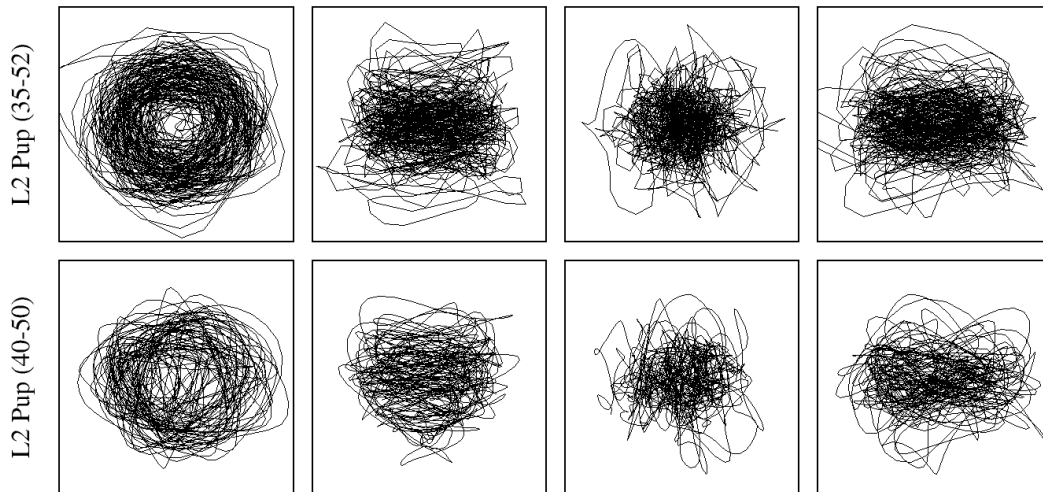
Az  $L_2$  Pup átmeneti jellege az időbeli fázisváltozások diagramján is érezhető (43. ábra). Az X Cam fázisa stabil, nem mutat hirtelen ugrásokat; az  $L_2$  Pup viszonylag koherens, fázisa az idő nagy részében csak lassan változik. Ezzel szemben a W Cyg random fázisugrásokat mutat egészen rövid időskálákon (l. még Howarth 1991). Az X Cam fázisstabilitása teljes mértékben konzisztens a  $\kappa$ -mechanizmussal, ami definíció szerint fáziskohereciós pozitív visszacsatolást tartalmaz a periodikus opacitásváltozásokból. A W Cyg fázisa folyamatosan változik, alátámasztva a feltehetően a konvekció által hajtott sztochasztikus gerjesztés elképzelését. Az  $L_2$  Pup a kettő között helyezkedik el: a fázis fluktuációi sztochasztikus viselkedésre utalnak, de nem zárható ki teljesen a  $\kappa$ -mechanizmus hozzájárulása sem.

#### 4.3.4. Az alacsonydimenziójú káosz tesztelése

Elképzelhető-e, hogy az  $L_2$  Pup látszólag bonyolult pulzációs viselkedését valójában egy egyszerű alacsonydimenziós kaotikus rendszer okozza? Buchler et al. (2004) talált káoszra utaló jeleket félszabályos változóban, bár ők maguk is elismerték, hogy sztochasztikus folyamatok is befolyásolhatják az erősen nemadiabatikus rezgési módusok nemlineáris csatolását. A kérdést ugyanazokkal az eszközökkel próbáltam megválaszolni, mint az R Cygni esetében. Az  $L_2$  Pup adatsorában létező kezdeti űrök miatt a nemlineáris analízist a görbe utolsó kétharmadára végeztem el.

A káosztesztelést több előfeldolgozási lépés előzte meg. Elsőként a hosszú távú átlagfényesség-változást vontam le polinomillesztéssel (ez megegyezett a 40. ábra eredményével). Utána a maradékra zajszűrést végeztem, majd interpoláltam egyenletes mintavételezésűre, amihez 20 napos félszélességű Gauss-súlyfüggvénnyel simítottam az adatokat. Az eredményül kapott fénygörbe egy jellemző részletét a 44. ábrán mutatom be.

Hasonlóan az R Cygnihez, az  $L_2$  Pup esetében is időkésleltetési beágyazással próbáltam rekonstruálni a fázistérbeli trajektóriákat. Az optimális időkésleltetést a formális pulzációs periódus 10–30%-ának találtam, és mivel a fázisportrék nem nagyon függtek a különböző késleltetésektől, 50 napban rögzítettem  $\tau$  értékét. Széles tartományon változtattam a  $d_e$  beágyazási dimenziót is, de a leginformatívabb képeket  $d_e = 4$ -re kaptam. A fázisportrék vizualizálására ismét Broomhead–King-vetületeket számítottam, melyekből néhányat a 45. ábrán láthatunk.



45. ábra. Broomhead–King-projekciók (Bedding et al. 2005).

Az ábra két sorában két különböző adatsor beágyazásával kapott képeket ábrázoltam. Felül az előbb részletezett előfeldolgozott adatsor projekciói szerepelnek; összehasonlításképpen alul egy hosszú távú trendlevonás nélküli, de zajszűrt és interpolált adatszégmens eredménye látszik. Ez utóbbi JD 2440000 és 2450000 közötti, amikor minimálisak voltak az  $L_2$  Pup átlagfényesség-változásai. A lényeges eredmény, hogy mindkét megközelítés ugyanarra a következtetésre vezet: az  $L_2$  Pup fázissterében nincsenek szabályos struktúrák, az alacsonydimenziós kaotikus attraktor léte nagy valószínűséggel kizárható. A rendszer időnként stabil állapot közelébe kerül, mint azt a 45. ábra első oszlopának diagramjaiban sejtethető körszerű szerkezetek sugallják, de aztán zajszerűen megváltozik az állapot, a fázisportré pedig egy diffúz felhővé esik szét. Az eredményeket egészen  $d_e = 10$ -ig ellenőriztem, változást nem találtam, azaz kizártam az alacsonydimenziójú káosz jelenlétét.

A kérdés tárgyalásához hozzátartozik még egy megjegyzés, mégpedig Buchler et al. (2004) egyik, a sztochasztikusság ellen felhozott és meglehetősen extrapolatív jellegű érveléssel kapcsolatban. Miközben Buchler et al. (2004) az aszimptotikus óriáságon tartózkodó félszabályos változókkal foglalkozott, a sztochasztikus gerjesztés ellen érvelve vitába szálltak König et al. (1999) tanulmányával, amiben a szerzők az RV Tauri típusú R Sct fényváltozását próbálták csillapított sztochasztikus oszcillátorral modellezni (ellentmondva Buchler et al. (1996) káosz-értelmezésének). Buchler et al. (2004) fizikai alapokon értelmetlennek nevezték a sztochasztikus modellt, mégpedig azzal érvelve, hogy nem ismerünk olyan mechanizmust, amivel a véletlenszerű gerjesztés felerősítené a csillapított módusokat a megfigyelt olyan nagy amplitúdókra, mint a 40-es faktorialis változások az R Sct fénygörbéjében (ui. 4 magnitúdó a vizuális amplitúdója). Emellett megvizsgálták az energetikai viszonyokat egy  $0,7 M_{\odot}$  tömegű,  $1000 L_{\odot}$  luminozitású és  $5300 K$  hőmérsékletű (azaz  $37 R_{\odot}$  sugarú) pulzációs modellben. Azt találták, hogy a váltakozóan kis és nagy amplitúdójú pulzációs ciklusokban a rezgés átlagos mozgási energiája kétszeresen meghaladta az átlagos turbulens energiát, azaz még ha a teljes turbulens energia át is alakulna pulzációs mozgási energiává, akkor sem lenne elég fönntartani a nagy amplitúdójú rezgéseket.

Azonban még ha ez az érvelés igazi is a pulzáló sárga szuperóriás R Sct-ra, mind az R Sct idézett nagy amplitúdója, mind a számított modell tulajdonságai abszolút ir-



relevánsak a félszabályos vörös óriások pulzációival kapcsolatban. Először is, a félszabályos és mira változók vizuális amplitúdóit a jellemzően 3000–3500 K-es csillaglégkörben található molekulásávok extrém hőmérsékletfüggése nagyon nagy mértékben felerősíti. Emellett a vizuális tartomány a vörös óriások színeképének Wien-határára esik, ami szintén az amplitúdó növekedését eredményező hatás. Emiatt a félszabályos változók tényleges luminozitásváltozásait sokkal megbízhatóbban jellemezhetjük infravörös mérésekkel (pl. a 2,2  $\mu\text{m}$ -es K-sávban). Az irodalomból ismert, hogy a félszabályos változók infravörös amplitúdói mindössze 0,1–0,3 mag körüliek (Whitelock et al. 2000, Smith 2003), ami azt jelenti, hogy nincs is szükség a csillapított módusok egzotikusan nagy amplitúdókra való erősítésére. Az  $L_2$  Pup esetében a COBE műhold fedélzetén működött Diffuse Infrared Background Experiment (DIRBE) műszer végzett méréseket a K-sávban, amelyek kb. 10%-os fluktuációkat mutattak. Másodsor pedig nem vitás, hogy egy 5300 K hőmérsékletű modell alkalmazhatósága 3000–3500 K-es csillagokra legalábbis megkérdőjelezhető. A vörös óriások luminozitása és sugara akár egy tizes faktorialis meghaladhatják Buchler et al. (2004) modelljének paramétereit, és egyáltalán nem biztos, hogy a konvekció fajlagos részvétele ugyanannyi a felfúvódott vörös óriásokban, mint a sokkal kisebb és forróbb csillagot reprezentáló modellben. Következésképpen igaz ugyan, hogy Buchler et al. (2004) meggyőző jeleket talált alacsonydimenziójú káoszra három (esetleg négy) félszabályos változóban, a sztochasztikus gerjesztés ellen felhozott érvek nem épülnek stabil fizikai alapokra. Mindezek alapján úgy tűnik, hogy a sztochasztikus (Nap típusú) rezgések adják a legjobb magyarázatot az  $L_2$  Pup bonyolult változásaira.

#### 4.3.5. Az $L_2$ Puppis pulzációs módusa

Jura et al. (2002) a H- és a K-sávbeli, ill. a 12  $\mu\text{m}$ -es fénygörbék különbözőségét az  $L_2$  Pup hipotetikus nemradiális oszcillációival próbálta megmagyarázni. Smith (2003) szintén észrevette a rövidebb és hosszabb infravörös fénygörbék nagyon eltérő alakját, ami példa nélkül álló volt az általa tanulmányozott és 207 csillagból álló mintában: az 1,25  $\mu\text{m}$ -es maximum 10–20 nappal megelőzte a 4,9  $\mu\text{m}$ -es maximumot, míg 4,9  $\mu\text{m}$ -en egy másodlagos maximum is látszott a két 1,25  $\mu\text{m}$ -es maximum között; a 2,2  $\mu\text{m}$ -es és 3,5  $\mu\text{m}$ -es fénygörbék az 1,25  $\mu\text{m}$ -es görbére hasonlítottak, miközben a 12  $\mu\text{m}$ -es adatsor a 4,9  $\mu\text{m}$ -esre emlékeztetett. Jura et al. (2002) szerint miközben a 12  $\mu\text{m}$ -es fénygörbe a teljes csillagköri porfelhő sugárzásán keresztül a csillag összluminozitását követi, addig a közeli infravörös adatok csak a Föld felé irányuló csillagfelszín fényváltozásait jelzik. A kettő különbsége ennek megfelelően a rendszer szférikus szimmetriájának sértését mutatja, amire Jura-ék nemradiális pulzációt hoztak fel magyarázatul. A feltevés, eleganciája mellett, természetes magyarázatot kínál a polarizációban tapasztalt időbeli változásokra is (Magalhaes et al. 1986).

A nemradiális rezgésekkel kapcsolatban azonban felmerülnek problémák. Bedding et al. (2002) mutatta meg, hogy az  $L_2$  Pup extinkcióra korrigált K-magnitúdója pontosan ráesik a mirák periódus–fényesség-relációjára, márpedig a jó egyezés a radiális alapmódusban pulzáló mirákkal a nemradiális rezgések ellen szól (hacsak nem engedjük meg, hogy a mirák is nemradiálisan pulzáljanak). Hasonló módon a 12 km/s-os teljes sebességamplitúdó (Lebzelter et al. 2005) sem egyeztethető össze nemradiális oszcillációkkal, amelyekre sokkal kisebb amplitúdókat várunk (Wood et al. 2004). A DIRBE által mért infravörös fénygörbék figyelmes ellenőrzése azt is megmutatta, hogy hasonló fénygörbékülönbségek „normális” mirákban is léteznek (Smith et al. 2002).

Mint azt Smith-ék is megemlítették: jelenleg nem léteznek elméleti számítások az infravörös fáziscsúszásokra, mivel a probléma nagyon bonyolult. A pulzációs luminozitásváltozások mellett a  $12\ \mu\text{m}$ -es fénygörbe a porháj állapotváltozásait is tükrözi, aminek megvan a saját külön időskálája (Winters et al. 2000). Ráadásul a DIRBE-mérések alig pár pulzációs ciklussal az 1994-ben kezdődött nagy elhalványodás előtt készültek, amikor már beindulhatott a fényességcsökkenést előidéző porfelhő kialakulása. Léteznek olyan porképződési modellek, amelyekkel nemradiális pulzáció nélkül is létrejöhet az aszimmetrikus sugárzáseloszlás. Ilyen például Soker (2000) elmélete, amely szerint mágneses hideg foltok felett erősebb porképződés történhet, azaz néhány nagyobb aktív terület feletti porképződés és fényelnyelés szintén aszimmetrikus sugárzáshoz vezethet. Másik lehetőség egy közeli kísérőcsillag hatása, ami az egyenlítői sávban okozna erős sűrűségkontrasztot. Ugyan jelenleg nem tudunk az  $L_2$  Pup kettősségére utaló jelről, fontos eredmény, hogy Ireland et al. (2004) optikai interferometriával kimutatta a csillagkörüli porháj csomós szerkezetét, egészen be a porkondenzációs távolságig. Mivel Wood et al. (2004) nemrégiben spektroszkópiai mérések alapján empirikusan kimutatta félszabályos változók foltaktivitását, Soker (2000) modellje kínálja a leghihetőbb mechanizmust az inhomogén és anizotrop porképződésre, ami pedig magyarázatot ad a közeli és közepes infravörös fénygörbék különbségeire.

#### 4.3.6. Következtetések

Az  $L_2$  Pup nagyon érdekes pulzáló vörös óriáscsillag, ami a két szélsőség, a szabályos mirák és a nagymértékben irreguláris félszabályos változók között félúton található. Itt bemutatott esettanulmánya rámutat arra, hogy mennyire változatos folyamatok okozhatják a megfigyelt fényváltozásokat. Magában az  $L_2$  Pup-ban is létezik két, egymástól teljesen lecsatolt fizikai folyamat, egyik az átlagfényesség ingadozásaihoz vezető porképződés, a másik a pulzáció. A kettő között nem találtunk kölcsönhatást, ami magában figyelemreméltó tulajdonság.

Az évtizedes fénygörbe Fourier-spektruma jellegzetes szerkezetű, egymáshoz nagyon közeli csúcsokat látunk keskeny burkoló alatt. Mindez nagyon hasonlít a Napban észlelt szoláris oszcillációkhoz, amiket a konvektív mozgások gerjesztenek. A frekvenciaspektrum burkolója megadja a módusélettartamot, ami az  $L_2$  Pup esetében kb. 5 év. A rezgés sebességamplitúdója nagyjából konzisztens a szoláris oszcillációkra vonatkozó egyszerű empirikus skálázási törvényekkel, ugyanakkor a fázisváltozások markánsan különböznek egy ugyanolyan periódusú mirában tapasztaltnál. A véletlenszerű amplitúdó- és fázisváltozások a  $\kappa$ -mechanizmus ellen szólnak.

Az alacsonydimenziójú káosz tesztelése negatív eredménnyel zárult: a rekonstruált fázisportrék strukturátlansága kizárta a néhány egyszerű pulzációs módus erős nemlineáris kölcsönhatását. A korábban felvetett nemradiális pulzációk helyett csomós szerkezetű porképződés tűnik fizikailag megalapozottabb magyarázatnak.

Bedding (2003) több hasonló félszabályos változót mutatott be, melyek Fourier-spektrumai szintén Lorentz-burkoló alatti csúcs-csoportokat tartalmaznak. A becsült módusélettartam néhány hónaptól néhány évig terjedt; az  $L_2$  Pup 5 éves élettartama a leghosszabbak közé tartozik. Mindezek fényében elképzelhető, hogy a félszabályos csillagok változásaiban a sztochasztikus gerjesztés akár domináns szerepet is játszhat, amit feltehetően a konvekció hajt. A közeljövő fontos feladata lesz az empirikus eredmények elméleti keretbe foglalása, ami jelentősen átértékelheti a pulzáló vörös óriáscsillagok asztroszeizmológiai szerepét.

## 5. Statisztikus asztroszeizmológia és alkalmazásai

Doktori értekezésem ötödik fejezetében az elmúlt három évben végzett munkámat foglalom össze. Összehasonlítva az eddig tárgyalt kutatásokkal, az újabb vizsgálatok bizonyos szempontból hasonlóak a korábbiakhoz, bizonyos szempontból pedig a problémakör új megközelítését jelentik. Annyiban folytonos az átmenet, hogy továbbra is publikus adatbázisokból kinyert fotometriai adatok numerikus módszereket használó feldolgozása történt. Mint azt a 2. fejezetben említettem, a vörös óriások pulzációs időskálája az esetek többségében túl hosszú, hogy saját méréseket végezve tudományosan értékes kutatásokat lehessen végezni – hacsak nem 10–15 éven át folyamatosan a megfigyelések, ami külön e célra dedikált műszerek létezése nélkül nem kivitelezhető. Így aztán ezen a területen különösen nagy mértékben támaszkodunk a robottávcsövekkel fölvetett adatok elemzésére. Annyiban pedig újszerű az alábbiakban részletezett megközelítés, hogy egyedi változócsillagok rendkívül részletes fénygörbe-analízise helyett sok ezer vörös óriás együttes vizsgálata történik, statisztikus összefüggések felfedezése, majd azok asztrofizikai értelmezésén keresztül.

A következő három alfejezetben öt friss tanulmányom eredményei következnek, melyek az OGLE gravitációs mikrolencse-program II. fázisában talált változócsillagok fénygörbeelemzésén, illetve a 2MASS infravörös égboltfelmérő program (Skrutskie 1998) JHK magnitúdóin alapulnak (Kiss & Bedding 2003, 2004ab; Lah, Kiss & Bedding 2005; Kiss & Lah 2005). (Megjegyzem, hogy ezeket a cikkeket teljes egészükben én írtam; T. Bedding szerepe a nyelvi korrekcióban merült ki, P. Lah nyári gyakorlatos egyetemi hallgató pedig az ábrák egy részét készítette el.) Elsőként igazolom az első vörös óriásági (RGB) pulzáció létezését, amihez a Nagy Magellán-felhő több mint 23 ezer vörös óriásának P–L-relációi vezettek el. További bizonyítékokat a második alfejezetben is felsorolok, ahol a Kis Magellán-felhő 3260 vörös változójának analízisét mutatom be. Az RGB-n jelentkező pulzáció mellett érdekes eredményeket kaptam a pulzáció fémességtől való függésével kapcsolatban. Végezetül a harmadik alfejezetben röviden kitérek a Magellán-felhők látóirányú kiterjedtségével kapcsolatos vizsgálatra, ami szintén a P–L-relációk finom részleteiből nőtt ki.

### 5.1. Vörös változók a Nagy Magellán-felhőben: csillagpulzáció az első vörös óriáságon

A félszabályos és mira változókkal kapcsolatos egyik klasszikus feltevés, hogy ezek az aszimptotikus óriáságon (AGB) levő csillagok. Ennek oka feltehetően az, hogy a gömbhalmazokban talált kevés vörös változó mindegyike az AGB tetejéhez közel levő mira volt, és az RGB-n levő csillagokat többnyire pulzációsan stabilnak tekintették. Ita et al. (2002) vetették fel először az RGB-pulzációk lehetőségét. A japán kutatócsoport a Nagy Magellán-felhőben (LMC) közel kétszáz ezer egyedi csillagot mért a dél-afrikai SIRIUS infravörös kamerával, melyek közül 5188 vörös óriás változót azonosítottak bő egy év megfigyelései után. A változócsillagok luminozításfüggvénye (az abszolút fényességek hisztogramja) jól definiált AGB-csúcs mellett másodlagos maximumot is mutatott, pontosan az RGB tetejénél (tip of the Red Giant Branch, TRGB). A TRGB nevezetes abszolút fényesség, mivel a csillagfejlődési modellek szerint a kezdeti tömegtől szinte teljesen független, hogy milyen fényesre fúvódik fel egy csillag az RGB-n. Ennek megfelelően a TRGB luminozitása éles határként jelenik meg az RGB- és AGB-csillagokból álló kevert minták luminozításfüggvényében (Cioni et al. 2000b). Ita et al.

(2002) mintája változékonyság alapján volt kiválasztva, emiatt potenciálisan kiválasztási effektusokkal terhelt lehetett; ennek megfelelően Ita-ék csak kérdőjelesen állították az esetleges RGB-pulzációk létét. A feltevés igazolása fontos feladat volt, mert a jelenleg új irányt nyithat a fősorozatról elfejlődött csillagok asztroszeizmológiájában.

Korábban, még a CCD technika elterjedése előtt keresett Welty (1985) RGB- és AGB-változókat hat gömbhalmazban, de nagyobb amplitúdójú változásokat ( $A_B \leq 0,2$  mag) csak a TRGB fényessége körül talált. Jorissen et al. (1997) 16 évnyi precíz fotoelektromos fotometriai adatok alapján azonosította a minimális változékonysági határt (azt a  $b - y$  színindex-értéket, aminél vörösebb csillagok mind változtak), arra a végkövetkeztetésre jutva, hogy az M színképtípusú csillagok mindegyike változócsillag. Az állandó fényességű M-csillagok hiányára vonatkozó eredményt a Hipparcos-szonda fotometriai mérései is alátámasztották (Eyer & Grenon 1997). Elméleti vizsgálatok tekintetében Dziembowski et al. (2001) részletes modelltanulmánya említendő, akik vörös óriások lineáris stabilitásvizsgálatát végezték el. Egyik következtetésük szerint a turbulens konvekció figyelembevétele erősen csillapított alaplómódust eredményezett, amivel szemben a magasabb radiális módusok gerjesztése várható. Ez azonban élesen ellentmondott az  $\alpha$  UMa megfigyeléseivel (Buzasi et al. 2000), így a gerjesztési mechanizmust nem sikerült egyértelműen modellezni. A lehetőségek között szerepelt a tisztán instabil módusok öngerjesztése (mira típusú rezgések), illetve a csillapított módusok konvektív gerjesztése (szoláris oszcillációk). Dziembowski et al. (2001) azt javasolta, hogy a mikrolencse-programok észleléseit kellene újraanalizálni, hogy léteznek-e a Wood et al. (1999) által talált P-L-relációk kis amplitúdójú és rövid periódusú kiterjesztései a néhány száz napnál rövidebb tartományban.

Mint azt a 2. fejezetben említettem, a mikrolencse-programok egy teljesen új diszciplína, a statisztikus asztroszeizmológia megszületését eredményezték; a Nemzetközi Csillagászati Unió az 1999-es budapesti kollokviumát pontosan ennek az áttörésnek szentelte („The Impact of Large-Scale Surveys on Pulsating Star Research”, Szabados & Kurtz 2000). Az aszimptotikus óriásági változókra vonatkozó eredményeket (Wood et al. 1999, Wood 2000) egy sor vizsgálat megerősítette (pl. Cioni et al. 2001, 2003; Noda et al. 2002; Lebzelter et al. 2002). A következő áttörés az OGLE-program II. fázisában felfedezett összes változócsillag adatainak publikálása után történt (Zebrun et al. 2001). Ekkor kapcsolódtam be a vörös óriások statisztikai vizsgálataiba, és noha az adatok letöltését kiváltó eredeti ötlet (a mirák fénygörbe-szabálytalanságainak fémeségfüggése) mind a mai napig várja a kidolgozást, a váratlanul felbukkant kutatási irányok érdekes eredményekre vezettek.

### 5.1.1. Adatok és feldolgozásuk

Az Optical Gravitational Lensing Experiment (OGLE) mikrolencse-program II. fázisa négy éven át futott, 1997 és 2001 között (Udalski et al. 1997). A külön erre a célra dedikált chilei műszer minden derült éjszakán mért 7 négyzetfoknyi látómezőt, ami lefedte a Magellán-felhők központi tartományait. Összesen 20 millió csillagról kb. 6 milliárd egyedi fényességmérést végeztek. Az óriási adatmennyiséget a képlevonásos technika módosított változatával redukálták, ami messze a legjobb eredményeket adó módszer a zsúfolt égitesteken levő csillagok fényváltozásainak kimérésére (Alard & Lupton 1998, Wozniak 2000). A változócsillagokat célorientált algoritmussal választották ki (Wozniak 2000). Az idősor mérések Johnson-féle I-szűrőben készültek (kb. 900 nm-es központi hullámhosszával ez már a közeli infravörös tartományba esik), és a tipikus

fénygörbék csillagonként 400 pontot tartalmaznak, 1200 napra széthúzva. A fényesebb csillagokra ( $I < 16$  mag) a fotometriai hiba alig néhány millimagnitúdó, azaz korábban elérhetetlenül kis változások is tanulmányozhatókká váltak. A teljes OGLE-II változócsillag-katalógusban 68 ezer csillag szerepel a Nagy és Kis Magellán-felhőben, és ez képezte vizsgálataim alapját.

Az OGLE-II adatok egy szempontból előnyösek, jelesül az I-szűrő miatt. A vörös óriások ebben a sávban jelentősen fényesebbek, mint pl. a MACHO kék és vörös sávjaiban, azaz jobb fotometriai pontosság érhető el rájuk ugyanazzal a távcsővel. Másrészt az I-szűrő előnytelen, mert a pulzációk fotometriai amplitúdója a vörös tartomány felé haladva csökken. Ettől függetlenül a tapasztalat azt mutatta, hogy ez a probléma nem igazán jelentős, mert sokkal kisebb amplitúdójú változásokat lehetett kimutatni az I-szűrős adatokban, mint a kevésbé pontos MACHO adatokban. Az OGLE-II másik hátránya a MACHO-programhoz képest legalább kétszer rövidebb időtartam, ami a hosszabb periódusok felé haladva nagyobb bizonytalanságot eredményez, mint pl. a MACHO adatok nyolc éve. Azonban ismét a tapasztalatra hivatkoznék: a jelentősen több csillag még így is sokkal jobb statisztikát eredményez, mint a kb. 6000 publikus MACHO vörös óriás fénygörbe. Az  $I=15-16$  mag körüli csillagokra az 1%-nyi változások is jól kimutathatóak, míg az egy évnél rövidebb periódusok egyértelműen meghatározhatók. Hamis periódusok 365 napnál és annak egész számú többszöröseinél jelentkeztek, amiket viszonylag könnyen ki lehetett szűrni. A rövidebb periódusokra a nagy pontosságú OGLE-II mérések megbízható átlagos ciklushosszakat adnak, és a kis amplitúdójú változások tanulmányozhatósága ellensúlyozza a rövidebb adatsor hátrányait.

Az optikai adatokat terhelő intersztelláris vörösödést minimalizálandó a periódus-K magnitúdó relációkra koncentráltam. A feldolgozás öt fő lépésben történt:

1. A Nagy Magellán-felhőben talált 52937 OGLE-II változót égi koordinátáik alapján keresztkorreláltam a 2MASS All-Sky Point Source Catalog adatbázisával<sup>9</sup>. Az egyértelmű pontforrás-azonosítás érdekében 1 ívmásodperces keresősugarat választottam. Mivel mind az OGLE-II, mind a 2MASS asztrometriája néhány tized ívmásodpercnyire pontos, felesleges volt ettől nagyobb sugárral kerestetni az egymásnak megfeleltethető csillagokat. A kiinduló listából 32062 csillagra találtam teljes JHK magnitúdó-hármasokat.
2. Ezek után kiszűrtem az amúgy elhanyagolható számú (7 db) kettős azonosításokat (amikor két csillag is szerepel a 2MASS adataiban, 1 ívmásodpercen belül).
3. A vörös óriáscsillagokat a J-K színindex alapján szűrtem ki. Hawarden et al. (2001) listái alapján az M színképtípus határa  $J-K = 0,9$  mag, amivel 23494 db csillag akadt fenn a szűrőn.
4. Az analízis legfontosabb lépése a periódusok meghatározása volt, amihez iteratív Fourier-analízist használtam, saját fejlesztésű kóddal. Először meghatároztam egy adott adatsor diszkrét Fourier-transzformáltját (a frekvenciatartomány 0 és 0,066 c/d közötti volt,  $6 \times 10^{-7}$  c/d lépésközzel). A spektrum legmagasabb csúcsát megkeresve illesztettem az ahhoz tartozó frekvenciájú szinusz legjobb amplitúdóját és fázisát, majd levontam az adatsorból („fehérítés”). Ezek után újrakezdtam az eljárást a reziduál adatokon, mindezt addig ismételve, amíg el nem

---

<sup>9</sup><http://irsa.ipac.caltech.edu>

értem a négy komponensű harmonikus illesztést. Végül csak azokat a tagokat tartottam meg, amelyek  $8 \times 10^{-4}$  c/d-nál ( $\sim 1/T_{\text{obs}}$ , a teljes adatsor hosszának reciproka) nagyobb frekvenciájúak, illetve 5 mag-nál nagyobb félamplitúdójúak. E két feltevéssel kizártam az adatsor hosszánál is hosszabb távú átlagfényesség-változások nemperiodikus hozzájárulását, valamint a Fourier-spektrumok zajszintjéhez közeli kis amplitúdójú tagokat. Természetesen így is maradhattak az adatsor eloszlásából származó hamis periódusok, ám a nagy mennyiségű csillag együttes (és személyi szubjektivitástól mentes) kezelése a statisztikus trendek detektálása szempontjából előnyös választásnak bizonyult.

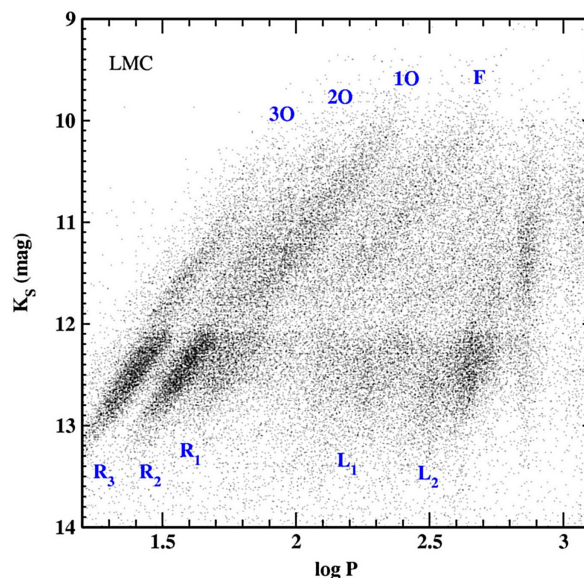
5. Végezetül előállítottam egy közel 63 ezer sorból álló adatbázist, amiben minden egyes sorban szerepel az adott csillag OGLE-azonosítója (a J2000-es koordinátákból felépítve), periódusa, amplitúdója, fázisa, átlagos I-magnitúdója és 2MASS J, H és K magnitúdói. A többszörösen periodikus csillagok a harmonikus komponensek számának megfelelően több sorban szerepelnek, maximum négyszer.

A nagyszámú csillag kezelhetősége érdekében tett kényszerű egyszerűsítések ellenére a kapott eredmények nagyon jó statisztikát engedtek meg. A korábbi vizsgálatokkal átfedő tartományban (fényesebb és nagyobb amplitúdójú AGB-csillagok) P–L-relációival az egyezés kiváló. Cioni et al. (2001, 2003) nagyon gondos, minden egyes csillagot külön manuálisan ellenőrző eljárást követett, és eredményeim nagyon szépen reprodukálják az övékét. A koordinátákra tett szoros megkötés valószínűsíti, hogy az infravörös megfelelőket egyértelműen azonosítottam. Emellett véletlenszerűen kiválasztottam néhány tucat csillagot, amikre egyesével végrehajtottam az iteratív Fourier-analízist a sokak által használt Period98 célszoftverrel (Sperl 1998). Amellett, hogy pontosan ugyanazt kaptam, mint a saját kóddal, azt találtam, hogy 200 napnál rövidebb értékekre néhány százaléknál nem nagyobb a periódusok bizonytalansága, ami magában összemérhető a fényes galaktikus félszabályos változók pár százalékos perióduszajával. Hosszabb periódusokra az egész évhez közeli hamis periódusok függőleges sávokba rendeződnek a P–L síkon, amit könnyen fel lehet ismerni. Adataimat kb. 500–600 napos periódusokig tekintem megbízhatóknak, amelyekre az OGLE-II észlelései legalább 2 ciklust lefednek.

### 5.1.2. Eredmények

A Nagy Magellán-felhőre kapott periódus–fényesség-relációkat a 46. ábrán mutatom be. A diagram legfontosabb jellemzői:

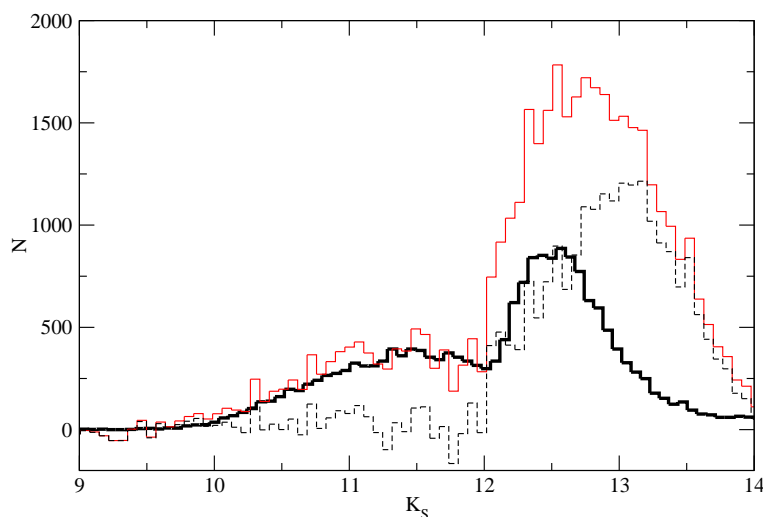
- a pontok sűrűségében hirtelen ugrás tapasztalható  $K = 12,05$  mag környékén, ami pontosan a TRGB fényességének felel meg (Cioni et al. 2000b);
- a TRGB felett négy külön szekvencia látszik, amiből kettő részben átfed. Wood (2000) módusazonosítását elfogadva ezek a radiális alaplusban (F), első (1O), második (2O) és harmadik (3O) felhangban pulzáló változók (Wood jelölésében a C, B és A szekvenciák);
- a TRGB alatt két különálló szekvencia látszik ( $R_2$  és  $R_3$ ), amelyek enyhén elcsúszva csatlakoznak a TRGB-nél a 2O és 3O szekvenciákhoz;
- az 1O is folytatódik a TRGB alatt, bár elég gyengén látszik;



46. ábra. Vörös óriások periódus–fényesség–relációi a Nagy Magellán-felhőben (23494 csillag 62591 periódusa alapján) (Kiss & Bedding 2003).

- két hosszú periódusú szekvencia is kirajzolódik, melyek mélyen a TRGB alá lemennek. Wood (2000) szerint egyikük ( $L_1 = E$ ) a fedési kettősöket, másikuk ( $L_2 = D$ ) pedig a hosszú másodperiódusú csillagokat tartalmazza. Utóbbiak mindmáig ellenállnak az elméleti értelmezési kísérleteknek (pl. Olivier & Wood 2003, Wood et al. 2004), bár a legújabb OGLE-eredmények ellipszoidális fényváltozásként értelmezik a hosszú másodperiódusokat (Soszynski et al. 2004b).

A kilenc elkülönülő egység sokkal gazdagabb képet sugall, mint azt korábban hittük (Wood 2000). Legfontosabb újdonság a TRGB körüli éles határ megjelenése, ami



47. ábra. Az OGLE-II vörös változóinak látszófényesség-eloszlása (vastag folytonos vonal), az LMC előtérre korigált luminozitásfüggvénye (Cioni et al. 2000b, vékony folytonos vonal), illetve a kettő különbsége (szaggatott vonal) (Kiss & Bedding 2003).

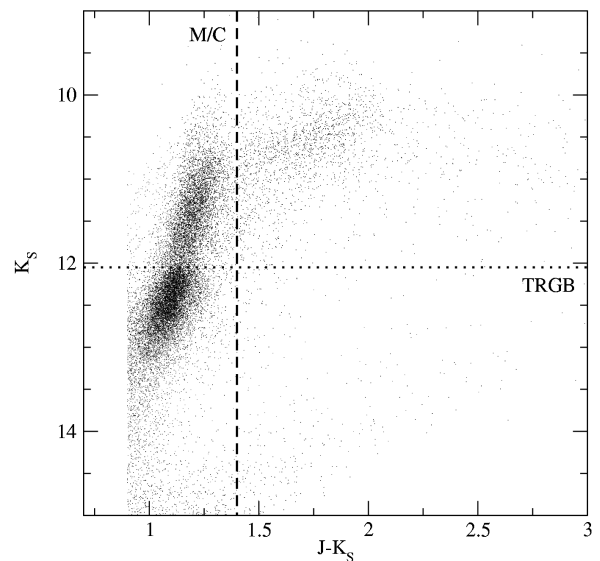
az OGLE-II gazdag statisztikája nélkül felismerhetetlen volt. Vizsgálataim óta nagyon sokan igazolták ezt a lenyűgöző komplexitást, aminek teljes körű magyarázata jelenleg is aktív kutatásokat kiváltó probléma (Wray et al. 2004, Noda et al. 2004, Ita et al. 2004ab, Groenewegen 2004, Schultheis et al. 2004, Soszynski et al. 2004a, Raimondo et al. 2005, Fraser et al. 2005). A következőkben az eloszlások általános tulajdonságaira, illetve a TRGB alatti relációkra koncentrálok.

Elsőként vegyük szemügyre a 46. ábra függőleges tengelyre vett vetítéséből kiszámítható luminozitásfüggvényt (LF, 47. ábra)! A látszó fényességek hisztogramjaként adódó LF jól láthatóan két komponensű, ahol a kevesebb csillagot tartalmazó fényesebb és a jóval gazdagabb halványabb komponens egyaránt közelíthető Gauss-görbével. Legkisebb négyzetes illesztéssel a következő paramétereket kaptam a maximumokra, illetve a félszélességekre:  $K_1 = 11,33 \pm 0,05$  mag,  $K_2 = 12,54 \pm 0,01$  mag,  $\sigma_1 = 1,81 \pm 0,14$  mag,  $\sigma_2 = 0,82 \pm 0,03$  mag. A határpont közöttük  $K \approx 12,0$  mag, ami tökéletesen megegyezik Cioni et al. (2000b) TRGB-re kapott adatával.

Az egyezésre kétféle magyarázat lehetséges. Alves et al. (1998) és Wood (2000) egyaránt azt javasolta, hogy a TRGB alatti csillagok valójában nem első vörös óriásági objektumok, hanem éppen termális pulzust átélő AGB-csillagok (TP-AGB), amelyek a magjuk körül lezajló energiatermelési instabilitás alatt ténylegesen elhalványodhatnak a TRGB alá. Ebben az esetben csak véletlen egybeesés, hogy a TP-AGB csillagok fényes felső limitje egybeesik a sokkal korábbi fejlődési állapotban levő RGB-csillagok maximális luminozitásával. A másik magyarázat szerint, amit Ita et al. (2002) vetett fel először, ezek a halványabb változók tényleg RGB-csillagok. Hogy milyen szintű véletlen egybeesésre lenne szükség, a 47. ábrán összehasonlítom az OGLE-II mintát Cioni et al. (2000b) sokkal teljesebb, a DENIS infravörös égboltfelmérő program (Epchtein 1998) adatain alapuló mintájával.

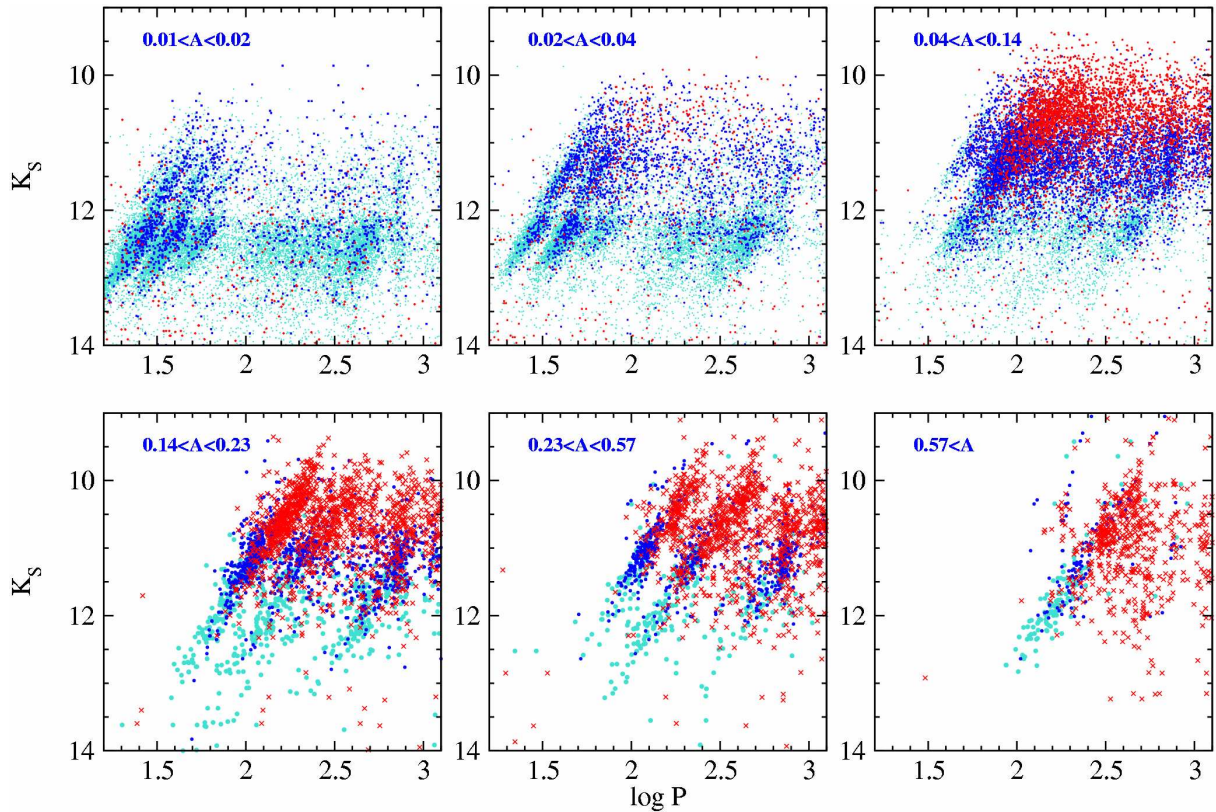
Két figyelemreméltó pont van: (i) a fényes AGB-komponens a két LF-ben lényegében tökéletesen megegyezik, azaz az OGLE-II gyakorlatilag az összes AGB-csillagot detektálta változóként; (ii) a  $K = 12$  mag-nál jelentkező hirtelen emelkedés mindkét LF-ben ugyanott észlelhető (0,07 magnitúdón, azaz a LF-ek egy mintavételezési lépésén belül). Mindez arra utal, hogy  $K > 12$ -re a csillagok többsége az RGB-n tartózkodik.

A J-K - K szín-fényesség-diagram nagyon hasonlít Cioni & Habing (2003) színszelektált mintán alapuló diagramjára (48. ábra). Az általános egyezés azt sugallja, hogy nincs számottevő különbség a színeken, illetve a változékonyságon alapuló kiválasztás között. A diagramon belül elkülönülő tartományok határait szintén bejelöltem a 48. ábrára. A TRGB alatti csillagok színindexe  $J-K = 0,95-1,3$  mag közé esik, azaz a mintában nem mutatható ki sem sok porburokkal fedett halvány AGB-csillag (van Loon et al. 1998), sem sok kis tömegű szénscillag (Lattanzio 1989), amiket extrém vörös színeik elárulnának.



**48. ábra.** A szín-fényesség-diagram. A függőleges vonal a széndús és oxigéndús csillagok választóvonalát, a vízszintes vonal a TRGB fényességét jelzi (Kiss & Bedding 2003).





49. ábra. P–L-relációk az LMC-ben a módusok teljes amplitúdójának függvényében. Három különböző színindex-tartományt különböző jelekkel ábrázoltam: türkiz —  $0,9 < J-K \leq 1,2$  mag; kék —  $1,2 < J-K < 1,4$  mag; piros —  $J-K > 1,4$  mag (Kiss & Bedding 2003).

A következő ábra a [periódus, amplitúdó, K magnitúdó] adatkocka hat szeletét mutatja (49. ábra), ahol a teljes amplitúdót a Fourier-félamplitúdó kétszeresének feleltetem meg. További információk ábrázolása kedvéért kiválasztottam három színindex-tartományt is ( $J-K = 0,9-1,2$ ;  $1,2-1,4$  és  $>1,4$  mag). Pormentes M típusú csillagokra  $\delta(J-K) = 0,1$  mag kb.  $\delta T_{\text{eff}} \approx 200$  K hőmérséklet-különbségnek felel meg (Bessell et al. 1998), azaz a választott színtartományok a csillagok durva felosztását teszik lehetővé „forró”, „meleg” és „hideg” osztályokba (utóbbiak valójában inkább széndús csillagok).

Több érdekes állítást lehet tenni a 49. ábra alapján. Az amplitúdó növelésével hirtelen tűnnek el a TRGB alatti csillagok: míg  $0,02$  mag alatt a csillagok többsége halványabb a TRGB-nél, addig  $0,04$  mag felett alig néhány csillag marad  $50$  napnál rövidebb periódussal,  $0,14$  mag-nál nagyobb amplitúdónál pedig gyakorlatilag mind eltűnik. Az alsó három panel jól hangsúlyozottan mutatja a Wood (2000) által alapmódusként és első felhangként azonosított P–L-relációkat, valamint jobbra tőlük a hosszú másodperiódusok szekvenciáját. A felső panelek elsősorban magasabb felhangú pulzátorokat tartalmaznak, ami megfelel a rájuk vonatkozó elméleti elvárásoknak.

Az is jól látszik a színeloszlásból, hogy hogyan változik egy-egy P–L-reláción belül a csillagok hőmérséklete. Az alsó három diagram egyszerűen értelmezhető elméletileg. Egy adott módusra, valamint a vörös óriások szűk tömegtartományára, a P–L-reláció ekvivalens a sűrűség–luminozitás-relációval (a periódus–sűrűség-relációnak köszönhetően), ami viszont monoton hőmérsékletváltozást jelent egy-egy reláció mentén. Ez látjuk ténylegesen is, hiszen egy adott szekvencián a a hőmérsékleteket jelző

színindex monoton csökken a hosszú periódusok/nagy luminozitások felé. Ezzel szemben a TRGB alatti  $R_1$ ,  $R_2$  és  $R_3$  szekvenciák jelentősen különböznek, mivel bennük ugyanolyan luminozitásnál találunk „forró” és „meleg” csillagokat is, melyek közül a „meleg” változók periódusa mindig hosszabb (a kék pontok a türkiz pontoktól jobbra koncentrálnak).

Ez utóbbi tulajdonság az utolsó, pusztán az LMC-beli vörös változókon alapuló érv az RGB-n található pulzálók léte mellett (a kérdésre még egyszer visszatérek a Kis Magellán-felhőre vonatkozó eredmények tárgyalásánál). Evolúciós modellszámítások alapján tudjuk, hogy a termális pulzusban lévő AGB-csillagok az ugyanolyan luminozitású RGB-csillagoktól enyhén nagyobb hőmérsékletűek. Konkrétan a Magellán-felhők fémességére kiszámított modellekben (Castellani et al. 2003) az 1–2  $M_\odot$  tömegű csillagokra állandó luminozitás mellett  $\delta \log T_{\text{eff}} \approx 0,01$  a hőmérsékletkülönbség nagyságrendje. A luminozitásra vonatkozó  $L/L_\odot = (R/R_\odot)^2 (T_{\text{eff}}/T_{\text{eff},\odot})^4$  összefüggést figyelembe véve az említett hőmérsékletkülönbség  $\delta \log R \approx -0,02$  sugárkülönbséget jelent, azaz  $R_{\text{AGB}}/R_{\text{RGB}} \approx 0,96$ . Egy adott pulzációs módusra a  $P\sqrt{M/R^3} = Q$  periódussűrűség relációból a  $\delta \log P = 1,5 \times \delta \log R \approx -0,03$  perióduskülönbséget kapjuk, ami jó egyezésben van a 49. ábra bal felső és középső diagramjáról leolvasható  $\sim 0,05$  értékekkel, amit két módon is megbecsültem: 1. a türkiz és a kék, TRGB alatti szekvenciák középvonalainak távolságával, ill. 2. a TRGB-nél érintkező fényes AGB és halvány RGB+TP-AGB-szekvenciák középvonalainak horizontális távolságával a TRGB luminozitásánál. Mindkettő azt sugallja, hogy a TRGB-nél tapasztalható perióduscúszások jól értelmezhetők az RGB-, TP-AGB- és AGB-csillagok átlagos evolúciós hőmérsékletkülönbségével (Vassiliadis & Wood 1993). Elfogadva Wood (2000) móduszonosítását, a 2O és 3O szekvenciák egyenes folytatásában levő  $R_2$  és  $R_3$  P–L-relációkat második és harmadik felhangban pulzáló RGB-csillagoknak feleltethetjük meg.

Végezetül még egy észrevétel. A 49. ábra jobb alsó diagramján feltűnően sok csillag látszik a mirák P–L-relációja alatt. Ezeket egyesével ellenőriztem, és kiderült, hogy mind a periódusok, mind a fényességek a lehetőségekhez képest pontosak, a lefelé szórás nem az adatok rosszabb minősége, hanem tényleges asztrofizikai effektus következménye. Ezzel kapcsolatos eredményeim egyelőre túl előzetesek, egyedül annyi biztos, hogy ezek a „halvány” mirák sűrű porburokkal övezett csillagok (Wood 1998).

### 5.1.3. Következtetések a Nagy Magellán-felhő alapján

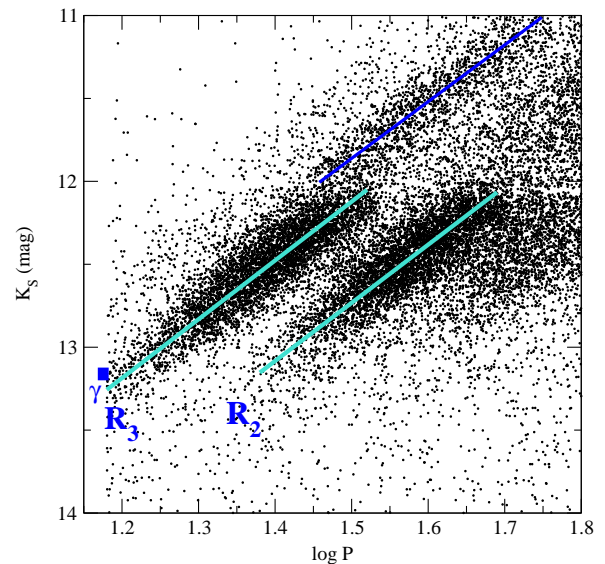
Az LMC-ben talált vörös óriás változócsillagok analiziséből kapott legfontosabb eredmény a nagyszámú, valószínűleg túlnyomó többségében még az első vörös óriáságon levő csillag elkülönülő periódus–fényesség-relációinak felismerése. Összesen 9617 OGLE-II változót találtam  $K > 12,05$  mag fényességnél, legalább egy, 50 napnál rövidebb periódussal (a teljes minta 41%-a). Alves et al. (1998), Wood et al. (1999) és Wood (2000) szintén detektált néhányat ezekből a csillagokból (nagyságrendnyivel kisebb mintában), de ők az AGB-értelmezést részesítették előnyben. Az OGLE-II statisztikája azonban nem egyeztethető össze ez utóbbi feltevessel, és a közel 10 ezer csillag mellett a színeloszlás, valamint a perióduscúszás egyöntetűen az RGB-n jelentkező pulzációkra utal.

A TRGB alatti külön periódus–fényesség-relációk arra utalnak, hogy az RGB-pulzációk figyelemreméltó asztrofizikai potenciállal bírhatnak. Egyrészt létezésük teljesen új csillagfejlődési fázisra nyitja rá az asztroszeizmológiai ajtót: a rezgések megfigyelésével, majd azok modellezésével egy eddig elhanyagolt állapot, a hidrogénhéj-égető

vörös óriások belső szerkezete válhat tanulmányozhatóvá. Másrészt meglepően jól definiált P–L-relációjuk a gömbhalmaz távolságskála újabb indikátora lehet. A gömbhalmazbeli RGB-csillagok luminozitásfüggvénye alapján (Zoccali & Piotto 2000) egy tipikus halmazban több tíztől több százig terjedhet a TRGB közelében levő csillagok száma. Ez azt jelenti, hogy egy-egy halmazra megfigyeléstechnikailag elfogadhatóan rövid idő alatt (1–2 év) jó statisztikai tulajdonságokkal rendelkező mintát lehet ki-mérni. Ebben az irányban témavezetésemmel Székely Péter, a Szegedi Tudományegyetem doktori ösztöndíjasa végez kutatásokat, akivel 2003-ban és 2004-ben megkezdtük déli gömbhalmazok fotometriai felmérését a Siding Spring-i Observatóriumból (az első eredményekkel kapcsolatban l. Székely et al. 2005). Amennyiben sikerül igazolnunk a gömbhalmazbeli RGB-pulzátorok létezését, a jelenség természetes magyarázatot adna olyan régóta ismert problémákra, mint pl. a TRGB-hez közeli halmaztag vörös óriások radiális sebességeinek zajszerű ingadozása (Gunn & Griffin 1979, Carney et al. 2003), illetve a vörös óriások Ca II K-vonalának aszimmetrikus vonalprofilja (Smith & Shetrone 2004).

Érdekes kérdés, hogy hol vannak a lokális RGB-pulzátorok a Tejútrendszerben. Ismerünk-e olyan kis amplitúdójú félszabályos változókat, amik az első vörös óriáságon pulzálnak? A válasz nagy valószínűséggel igen. Az egyik legközelebbi vörös óriáscsillag a  $\gamma$  Crucis (M3III,  $d = 27$  pc, ESA 1997), amire Cummings et al. (1999) radiálissebesség-mérései 13–16 napos pulzációs időskálát sugalltak ( $\log P \approx 1,17$ ). A 2MASS adatbázisban szereplő  $K = -3,258$  mag  $M_K = -5,41$  mag abszolút fényességnek felel meg, ami a Nagy Magellán-felhő  $\mu(\text{LMC}) = 18,50$  távolságmodulusa mellett  $K(\text{LMC}) = 13,09$  mag fényességet jelent az LMC távolságából. Ezt az egy pontot külön feltüntettem az 50. ábrán ( $\gamma$ -val jelölve), és pozíciója alapján tökéletesen megfelel az  $R_3$  P–L-relációnak. Természetesen ez csak egy példa, így messzemenő következtetéseket egyelőre nem lehet levonni. A kérdéshez hozzátartozik, hogy 2004 elején lépett velem kapcsolatba Terry Moon (asztrofizika PhD-vel rendelkező) adelaide-i amatőr csillagász, aki azóta folyamatosan végez fotoelektromos méréseket fényes déli galaktikus vörös óriásokról (többek között a  $\gamma$  Cru-ról is). Együttműködésünk célja RGB-pulzátorok kimutatása a galaktikus mezőben, és az első eredmények rendkívül biztatóak (e sorok írásakor már lassan két évre kiterjednek a 0,01 mag pontosságú fotometriai mérések kb. 20 csillagra, közülük több egyértelműen az  $R_2$  és/vagy az  $R_3$  P–L-szekvenciákhoz tartozik). A fényes csillagokkal kapcsolatban nem várt problémaként merült fel a 2MASS adatok szisztematikus hibája, amit azonban ki lehet kerülni a COBE műhold DIRBE-méréseinek felhasználásával (Smith et al. 2004).

Az újonnan azonosított RGB-pulzátorok nagyrészt áthidalják a szakadékot a klasszikus AGB-csillagok és a kis amplitúdójú pulzáló K-óriások között (Edmonds & Gilli-



**50. ábra.** A rövidperiódusú és TRGB alatti tartomány benagyítva.  $\gamma$  jelöli a  $\gamma$  Crucis helyzetét,  $\mu(\text{LMC}) = 18,50$  feltevésével. Figyeljük meg a  $K \approx 12$  mag-nál látszó elcsúszást a fényesebb és halványabb P–L-relációk között!

land 1996). Úgy tűnik, hogy a teljes óriáságon hasonló jellegű rezgések jelentkeznek, hiszen pl. a periódus–fényesség-relációk nagyon hasonlóak, egyedül a gerjesztett módusok eloszlása változik az eltérő fizikai paraméterek és csillagfejlődési állapotok hatására. Legtöbb csillagban a felhangú módusok jelentkeznek, amelyeket pl. a konvekció erősen befolyásol: ez okozhatja a félszabályos jelleget. Szintén a közeljövő tervei közé tartozik a fotometriai módusazonosítás kidolgozása, ami alapján tetszőleges félszabályos vörös változó fénygörbéjéből a módusok P–L-relációi megadnák a csillag abszolút fényességét, így közvetetten a távolsága is meghatározhatóvá válna. Mindezzel a Tejútrendszer háromdimenziós szerkezetét térképezhetnénk fel a csillagközi vörösödésre kevésbé érzékeny távolságindikátorral, ami a vörös óriás pulzációk érdekes alkalmazását jelentené (l. még 5.3. alfejezet).

## 5.2. Vörös változók a Kis Magellán-felhőben: a pulzáció fémességfüggése

Annak ellenére, hogy megfigyelési szempontból a Kis Magellán-felhő (SMC) ugyanolyan könnyű célpont, mint a Nagy Magellán-felhő, vörös óriás változócsillagainak irodalma közel sem annyira kiterjedt, mint az LMC-ben levőké. A mikrolencse-programok előtti legnagyobb felméréseket Wood et al. (1981), Lloyd Evans et al. (1988) és Sebo & Wood (1994) közölte, ám ezek egyenként és összességében is alig pár tucatnyi csillaggal foglalkoztak. A helyzet természetesen gyökeresen megváltozott a MACHO, EROS, OGLE stb. programok hatására, melyek az SMC-ben ismert változócsillagok számát több nagyságrenddel megnövelték. A galaktikus dudorra, az LMC-re és az SMC-re szimultán felvett homogén adatok lehetővé teszik a legkülönbözőbb változások fémességfüggésének tanulmányozását, ami pontosabb elméletek megalkotásához nélkülözhetetlen. E három galaxis monoton csökkenő fémességskálát jelent, ahol a Tejútrendszer központi tartománya a legfémdúsabb, az SMC pedig a legfémszegényebb, és két, fémségben egymás utáni galaxis durván egy kettes szorzóval/osztóval különbözik szomszédjától.

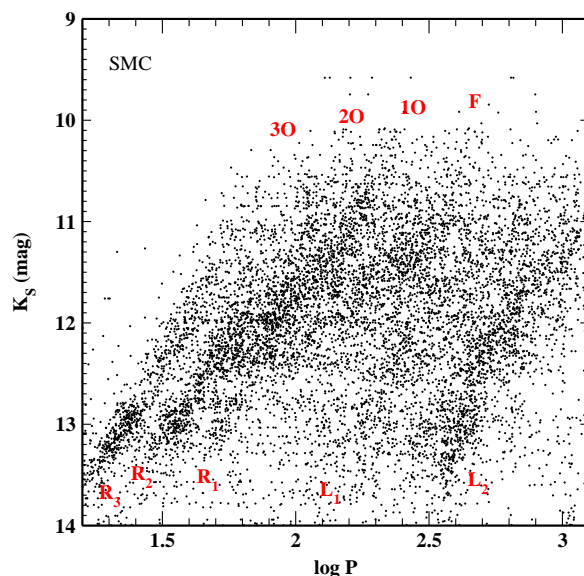
Vörös óriásokra az első részletesebb vizsgálatot Cioni et al. (2003) hajtotta végre, akik 458 olyan MACHO vörös óriást vettek közelebről szemügyre, amiket az Infrared Space Observatory (ISO) infravörös műhold is detektált. Eredményeik szerint a P–L-relációk mindkét galaxisban nagyon hasonlóak, ugyanakkor megerősítették, hogy az SMC-ben arányaiban sokkal több széndús mira van, mint az LMC-ben (ezt Lloyd Evans et al. 1988 vette észre először). Az OGLE-II adatait felhasználva Ita et al. (2004ab) 0,1 mag nagyságrendű zéruspont-különbségeket detektált a két Magellán-felhő között. Hasonló eltéréseket talált Glass & Schultheis (2003) is, aki szerint a P–L-relációk meredekségei enyhén függenek az általános fémségtől.

### 5.2.1. Analízis

Az OGLE-II adatai összesen 7 négyzetfoknyi égterületet fedtek le a két Magellán-felhőben. Ebből 2,5 négyzetfok jutott az SMC-re. Elsődlegesen műszer- és időjárási okok miatt az SMC-t kevesebbszer mérték az LMC-től, de a tipikus fénygörbék még így is 280–300 pontot tartalmaznak 1100 napon átívelve (szemben az LMC 400 pontjával 1200 napot át). A periódusokat ugyanazzal a módszerrel határoztam meg, mint az LMC-beli változókra, és kb. 400–500 napig tekintem őket elfogadható pontosságúaknak.

Az alábbi lépéseket hajtottam végre:

1. Zebrun et al. (2001) katalógusa 15038 csillagot tartalmaz az SMC-ben. Ezeket a 2MASS pontforrás katalógusával keresztkorreláltam az égi koordináták alapján, 1 ívmásodperces azonosítási határral. Összesen 10361 csillagra kaptam teljes JHK magnitúdókat;
2. az 1 ívmásodpercen belül levő kettős források kiszűrése után (10-nél kevesebb eset) a  $J-K \geq 0,9$  mag korláttal választottam ki az M és késeibb típusú csillagokat. Mivel  $K \approx 14$  mag-nál halványabb csillagokra meredeken nő a 2MASS-adatok bizonytalansága, ennél az értéknél elvágtam a mintát. Így maradt 3898 csillag;
3. négylépéses iteratív Fourier-analízissel többszörösen periodikus fénygörbeillesztéseket számítottam. A kapott harmonikus komponensek közül csak a  $8 \times 10^{-4}$



51. ábra. Vörös óriások periódus–fényesség–relációi a Kis Magellán-felhőben (3260 csillag 10009 periódusa alapján) (Kiss & Bedding 2004a).

c/d-nál nagyobb frekvenciájú és 5 mmag-nál nagyobb amplitúdójúakat tartottam meg;

4. az eredményül kapott adatbázisban 3260 csillag 10009 periódusa, amplitúdója, fázisa, átlagos I- és 2MASS JHK-magnitúdója szerepel.

Mint fentebb említettem, Ita et al. (2004ab) velem egyidőben szintén az OGLE-II vörös változókat analizálta. Az általam kiválasztott minta valamivel nagyobb a japán csoportétól, amit az eltérő kiválasztási szempontok okoztak. Ettől sokkal fontosabb különbség, hogy módszeremmel a többmódusú pulzáció is tanulmányozható, míg Ita et al. fázisdiszperziós minimalizálással csillagonként csak a domináns periódust határozta meg. Eredményeim szerint a csillagok túlnyomó többsége (82% az SMC-ben) többszörösen periodikus; természetesen ezek egy része az adateloszlásból származó hamis periódus, ám a véletlen tesztek azt mutatták, hogy a Fourier-analízis értelmezési keretein belül a kapott periódusok alig pár százaléka tekinthető statisztikus műterméknek.

### 5.2.2. Eredmények

Az SMC vörös változóira kapott periódus–fényesség–relációkat az 51. ábrán láthatjuk. Első pillantásra nagyon hasonló az eloszlás az LMC-ben tapasztalthoz:

- $K \approx 12,70$  mag-nál hirtelen ugrást látunk a pontok sűrűségében. Ez nagyon közel van a TRGB fényességéhez az SMC távolságában (Cioni et al. 2000b);
- Az RGB teteje felett négy pulzáló AGB-szekvencia rajzolódik ki, ami Wood (2000) modelljei szerint az alpmódusú (F), első felhangú (1O), második felhangú (2O) és harmadik felhangú (3O) pulzátorokból áll. Érdeemes megjegyezni, hogy Wood (2000) jelölésében ezek a C, B és A szekvenciák, ami magában jelzi, hogy az egyszerűsített jelölés nem fejezi ki a teljes valóságot, hiszen az OGLE-II adatai alapján tudjuk, hogy legalább négy különálló szekvencia létezik;

- Az RGB teteje alatt három, jól elkülönülő reláció létezik  $P < 60$  nap periódusokkal. Ezek közül az  $R_2$  és  $R_3$  a 2O és 3O szekvenciák folytatásában található, és elképzelhető, hogy hasonló perióduscúszás is fennáll, mint az LMC-ben (az SMC-relációk kevésbé jól definiáltak, így ezt nehéz egyértelmű következtetést levonni);
- A hosszabb periódusokra két P–L-reláció azonosítható ( $L_1$  és  $L_2$ ), melyek lényegében ugyanolyan lefutásúak, mint az LMC-beli relációk.

Habár a többszörös periodicitás nagyon jellemző a minta összes csillagára, markáns különbség létezik a TRGB felett és alatt: míg a  $K < 12,70$  mag változók 95%-a többszörösen periodikus, addig a  $K > 12,70$  mag látszó fényességű csillagoknak csak 62%-a eredményezett multiperiodikus fénygörbeillesztést. Ez természetesen csak azt jelzi, hogy a TRGB alatt a csillagok fénygörbe-amplitúdója sokkal kisebb, mint a TRGB felett, azaz az 5 mmag korlátot egyre kevesebb komponens éri el. A többszörös periodicitás realitásához fűződően érdemes még megjegyezni, hogy az 51. ábra szerkezete lényegében független attól, hogy az összes periódust feltüntetjük, vagy csak a legnagyobb amplitúdójút; sőt, akkor is ugyanaz a diszkrét eloszlás rajzolódik ki, ha minden csillagra csak a második legnagyobb amplitúdójú periódust hagyjuk meg.

### A Magellán-felhők relatív távolságmodulusa

Hogyan lehet összevetni az olyan komplex szerkezetű ponthalmazokat, mint az LMC és SMC vörös óriásainak periódus–fényesség–relációi? A cél világos: mérjük meg az ugyanazon P–L-relációk függőleges irányban mért távolságát, ami elsődlegesen a két galaxis távolságától függ (az SMC messzebb van az LMC-től, azaz csillagai halványabbak a relatív távolságmodulus –  $\Delta\mu$  – értékével). A szakirodalomban általában feltételeznek egy más módszerrel meghatározott relatív távolságmodulust, majd egymásra rajzolják a két galaxis P–L-relációit a kis különbségek kimutatása érdekében. Mivel az összes korábbi vizsgálat szinte kimutathatatlan különbségeket talált (Glass & Schultheis 2003, Ita et al. 2004a), én egy másik utat választottam: elfogadva a mira és félszabályos változók nagyon hasonló P–L-relációit, meghatároztam az IJHK-sávokban a két galaxis relatív távolságmodulusát, ill. intersztelláris extinkcióját, amivel később a luminozitásfüggvények maximumait és minimumait tudtam jellemezni.

Az egymásra rajzolt adatok szubjektív vizuális ellenőrzése helyett egy objektívebb módszert használtam: átalakítottam a P–L-relációk diagramjait (46. és 51. ábrák)  $500 \times 500$  pixeles képekké, majd kiszámítottam a két kép magnitúdótengely irányába mért keresztkorrelációs függvényét. Az átalakítást a következőképpen csináltam: először rögzítettem az x-tengely korlátait  $\log P$  1,2 és 3,1, az y-tengely korlátait az éppen vizsgált fotometriai sávnak megfelelő 5 mag széles sávban (pl. K-sávban 9 és 14 magnitúdó között). Ezzel a képskála pixelenként  $3,8 \times 10^{-3}$  dex és 0,01 mag volt. A pixelek „intenzitását” a rájuk centrált  $21 \times 21$  pixeles maszk alatt levő P–L-pontok összesített darabszámára állítottam be. Ezzel a P–L-szekvenciákat meglepően éles kontúrokkal sikerült képpé alakítani. Ezután  $\Delta\mu$  függvényében kiszámítottam a keresztkorrelációs függvényét, aminek maximuma megadta a legjobb átfedést megadó függőleges elcsúsztatást.

A konkrét számítási eredményeket az 5. táblázatban foglalom össze. A keresztkorrelációs függvényekből kapott elcsúszások (2. oszlop) erős hullámhosszfüggést mutatnak, amit a differenciális vörösödés okoz. Az átlagos  $E(B - V)$  színexcesszus 0,15 mag

5. táblázat. Relatív távolságmodulusok és extinkciók.  $\Delta\mu$  az átlagos függőleges irányú távolság a P–L-képek között;  $\Delta A_X$  az  $X$ -sávban mért differenciális extinkció, míg  $\Delta\mu_0$  a vörösödésre korrigált relatív távolságmodulus,  $\Delta E(B-V) = 0,085$  (Westerlund 1997) és  $\Delta A_V = 0,26$  mag feltételezésével.  $\Delta\mu$  bizonytalansága kb.  $\pm 0,05$  mag.

Fotometriai sáv	$\Delta\mu$	$\Delta A_X$	$\Delta\mu_0$
I	0,25	0,16	0,41
J	0,35	0,07	0,42
H	0,40	0,05	0,45
K	0,43	0,03	0,46
átlag:			0,44

az LMC-re és 0,065 mag az SMC-re (Westerlund 1997), amit  $\Delta A_X$  differenciális extinkcióra az  $R_V = 3,1$  feltevással és az  $A_X/A_V$  arányra vett koefficiensek irodalmi értékével lehet átszámolni (Schlegel et al. 1998).

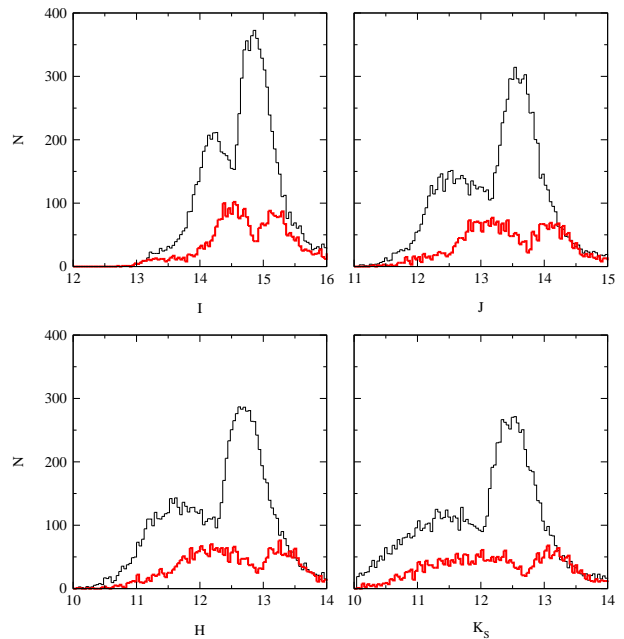
A vörösödésre korrigált adatok jól láthatóan hibahatáron (sávonként  $\sim \pm 0,05$  mag) belül megegyeznek. Hasonlóan elfogadható az egyezés a független meghatározásokkal; pl. Cioni et al. (2000b) eredménye  $\Delta\mu = 0,44$  mag volt. Ita et al. (2004a)  $\Delta\mu = 0,44$  mag, Glass & Schultheis (2003) 0,50 mag értékkel rögzítette a két Magellán-felhő távolságkülönbségét. Én a továbbiakban a négy sáv átlagát fogadom el:  $\Delta\mu = 0,44 \pm 0,03$  mag (véletlen hiba).

### Luminozitásfüggvények és az RGB teteje

A következő lépés a két minta luminozitásfüggvényeinek (LF) összehasonlítása. Ezt látjuk mind a négy fotometriai sávra az 52. ábrán. A számok közvetlen összehasonlíthatósága érdekében az LMC-beli LF-t normáltam a két felmérés égterületarányával (4,5 és 2,5 négyzetfok).

Mindkét Magellán-felhőre kétcsúcsú LF jellemző, nagyon hasonló alakkal és hullámhosszfüggéssel. A JHK-sávokban a jobb oldalon levő teljes egyezés ( $J > 14,2$  mag,  $H > 13,5$  mag és  $K > 13,3$  mag határoktól jobbra) mutatja a 2MASS-adatok detektálásiérzékenység-csökkenését. Az I-sávban több csillag van az LMC-ben a halvány oldalon, azaz a vizsgált minták magnitúdólimitjeit a 2MASS korlátai határozzák meg.

Az első érdekesség a fényes (bal) oldali AGB-csúcs sávról sávra változó alakja. Legélesebb az I-sávban, ahol az illesztett Gauss-görbe félszélessége 0,7 mag; a hosszabb hullámhosszak felé haladva egyre szélesebbé válik az eloszlás, K-sávban 2 mag-s értékkel. Mindezt a nagyobb luminozítású és vörösebb csillagok egyre nagyobb



52. ábra. Az OGLE-II vörös változóinak luminozitásfüggvényei az SMC-ben (vastag vörös vonal) és az LMC-ben (vékony fekete vonal) (Kiss & Bedding 2004a).

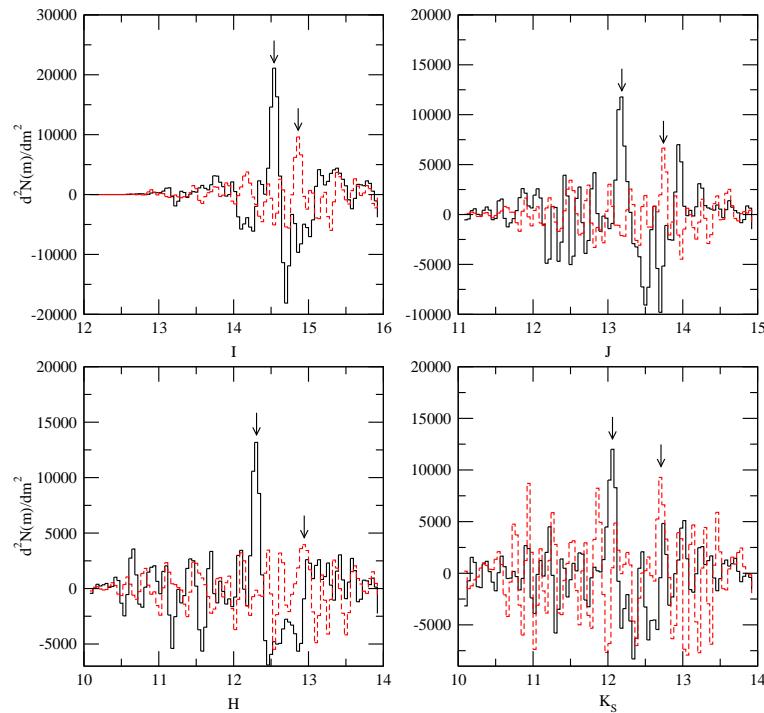


bolometrikus korrekciójával lehet értelmezni (Alvarez et al. 2000). Rendkívül figyelemreméltó azonban, hogy mennyire azonos alakúak az AGB-csillagok luminozitásfüggvényei mindkét galaxisban.

A második érdekesség a halványabb, de több csillagot tartalmazó csúcsokkal kapcsolatos. Ezek szélessége gyakorlatilag ugyanaz minden sávban, míg a Kis Magellán-felhő RGB-csúcsa némileg keskenyebb. Mivel az RGB-csillagok luminozitásfüggvénye monoton nő a halványabb magnitúdók felé (Nikolaev & Weinberg 2000), az éles levágás az OGLE-II + 2MASS kombinált adatbázis meredeken csökkenő detektálási hatékonyságának következménye. A fényes és halvány csúcs közötti határ nagyon közel esik a DENIS-katalógus 150 ezer objektumán alapuló TRGB-fényességhez (Cioni et al. 2000b), ami Ita et al. (2002), illetve Kiss & Bedding (2003) egyik legerősebb érve az RGB-n jelentkező pulzációk mellett (l. még 5.1. fejezet).

Ezt az egyezést közelebbről is megvizsgáltam a luminozitásfüggvények részletesebb analizisével. Az TRGB, mint az RGB-n levő csillagok maximális luminozitása, a megfigyelt LF ( $f_{\text{obs}}$ ) hirtelen ugrásában, azaz egy élként jelentkezik. Függvények éldetektálására a különböző rendű deriváltak használatosak; korábbi szerzők az  $f'_{\text{obs}}$  lokális maximumát feleltették meg a TRGB helyzetének, azonban Cioni et al. (2000b) részletes tesztek alapján inkább az  $f''_{\text{obs}}$  vizsgálatát javasolták. Ezt az irányt követve számoltam ki az 52. ábrán látható LF-ek második deriváltjait. A numerikus stabilitáshoz enyhén simítottam az adatokat (0,04 mag félszélességű gaussos súlyfüggvénnyel), majd differenciahányadosokkal közelítettem a differenciálhányadosokat (53. ábra).

Az eredményeket a 6. táblázatban foglalom össze. Összehasonlításképpen feltüntettem a luminozitásfüggvényekről közvetlenül leolvasott hirtelen ugrás helyét is, illetve Cioni et al. (2000b) TRGB-értékeit. Az egyezés kitűnő, az eltérések sehol nem haladják meg a LF-k mintavételezési lépésével közelített becsült hibát (0,04 mag). Egyedül a



**53. ábra.** A simított luminozitásfüggvények második deriváltjai. A nyilacsókák a maximumokat jelzik (LMC – folytonos vonal; SMC – szaggatott vonal) (Kiss & Bedding 2004a).

6. táblázat. A TRGB látszó fényességei a két Magellán-felhőben és a négy fotometriai sávban (a becsült hiba 0,04 mag). C2000 alatt Cioni et al. (2000b) eredményei láthatók.

Sáv	LMC LF ugrás	SMC LF ugrás	LMC $f''_{\text{obs}}$	SMC $f''_{\text{obs}}$	LMC (C2000)	SMC (C2000)
I	14,56	14,92	14,54	14,85	14,54	14,95
J	13,20	13,79	13,18	13,74	13,17	13,73
H	12,27	12,90	12,30	12,94	–	–
K	12,03	12,72	12,06	12,70	11,98	12,62

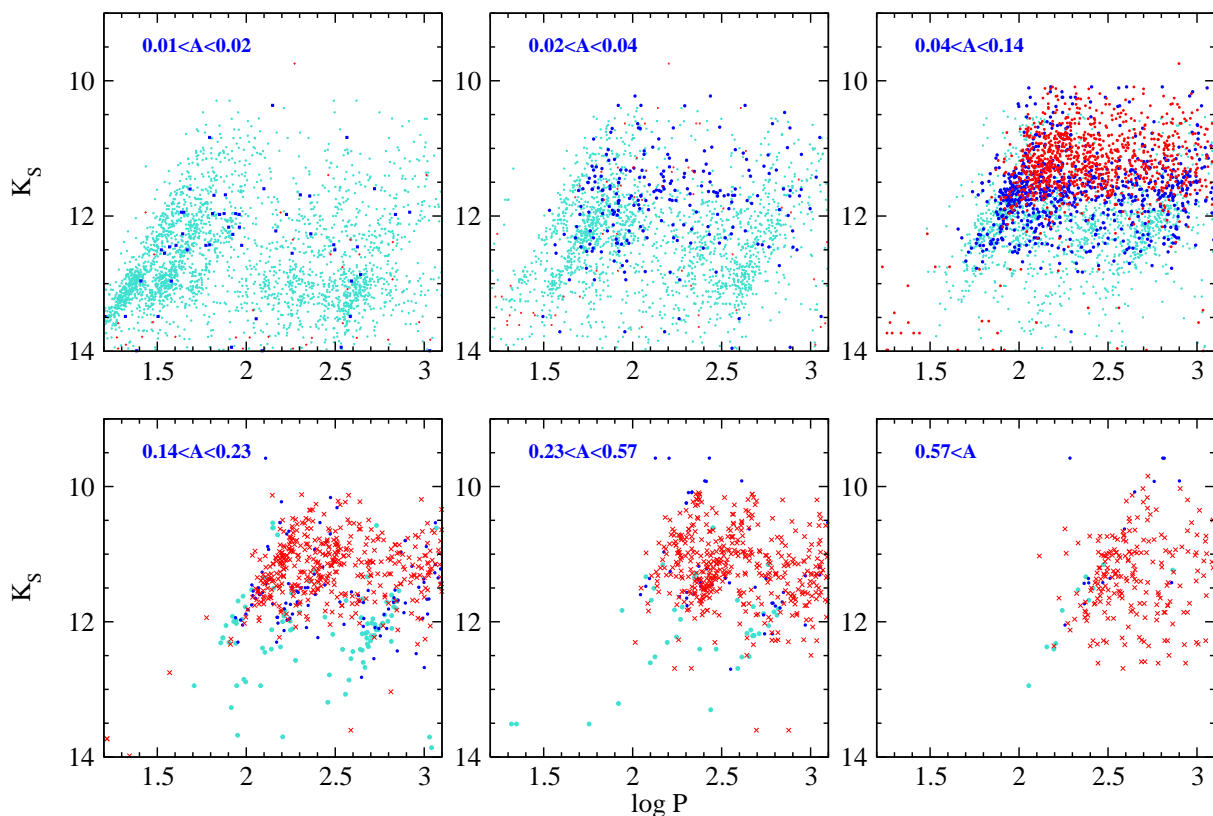
K-sávban térnek el az adatok  $\sim 0,1$  mag-val, ez azonban pontosan megfelel a DENIS és 2MASS K-adatok közötti szisztematikus eltérésnek (Nikolaev & Weinberg 2000). Mindezek alapján arra következtethetünk, hogy az OGLE-II vörös változói pontosan olyan eloszlásúak, mint pl. a még egy nagyságrenddel nagyobb DENIS-minta, amiben változó és mérési hibán belül állandó fényű csillagok egyaránt megtalálhatók.

A 6. táblázat számértékeit közelebbről megvizsgálva jelentős hullámhosszfüggést találunk a TRGB fényességében, ami pontosan követi a galaktikus gömbhalmazok TRGB-fényességeinek fémességfüggését (Ferraro et al. 2000, Ivanov & Borissova 2002). Ferraro et al. (2000) kalibrációja alapján  $M_K^{\text{TRGB}} \sim -0,6 [\text{Fe}/\text{H}]$ , ami a két Magellán-felhő fémességében 2-es faktor különbséget feltételezve  $\Delta K \approx 0,18$  mag különbséget jósol. A vörösödésmentes  $\Delta\mu_0 = 0,44$  mag rögzítése és a differenciális extinkcióra való korrigálás után a mért TRGB-fényességek ( $f''_{\text{obs}}$  alapján) abszolútfényesség-különbségei JHK-sávokban 0,19 mag, 0,25 mag és 0,23 mag. Ezek mindegyike szoros egyezésben áll az Ivanov & Borissova (2002) 4. ábráján levő relációkkal. Az I-sávban a korrekciók után alig 0,03 mag a TRGB abszolút fényességeinek különbsége, ami illusztrálja  $M_I^{\text{TRGB}}$  érzéketlenségét a korra és fémességre (Lee et al. 1993).

A két Magellán-felhő kölcsönös, illetve gömbhalmazokkal való összehasonlításából kapott konzisztens kép az utolsó és legmeggyőzőbb bizonyíték arra, hogy a TRGB alatti P–L-relációkat az első vörös óriáságon levő csillagok rajzolják ki. Még ha vannak is TP-AGB objektumok a mintában, mint azt Alves et al. (1998) és Wood (2000) feltételezte, arányuk nagyon kicsi az RGB-csillagokhoz képest.

### Amplitúdóeloszlás

Hasonlóan az LMC-hez, az SMC esetében is szétválasztottam a különböző színű csillagokat a [periódus, amplitúdó, K-magnitúdó] adatkockában. Az eloszlások nagyon hasonlóak (54. ábra). Meglepően jól korrelál az amplitúdó a pulzációs módussal, valamint 0,04 mag amplitúdó felett szinte az összes TRGB-től halványabb változó eltűnik. A P–L-szekvenciákon belüli színeloszlás is hasonló az LMC-hez. Viszont van néhány érdekes eltérés is. Elsőként a „meleg” csillagok hiányát emelném ki. Az 54. ábra bal felső panelén csak minden 30 türkiz színű pontra jut egy kék, míg az LMC-ben a csillagok egy tizede közepes hőmérsékletű volt. Hasonlóan hiány tapasztalható az alsó paneleken is, azaz a globális színeloszlás különböző a két galaxisban. Második eltérés, hogy az alsó három panelt az SMC-ben nagyon vörös ( $J-K > 1,4$  mag) csillagok dominálják, feltehetően széndús vörös óriások. A legnagyobb amplitúdójú változók (jobb alsó panel) nagy hányada több magnitúdóval a P–L-reláció alatt található; míg a K-sávban a maximális különbség 1,5–2,0 mag, addig I-ben akár 4–6 magnitúdóval



**54. ábra.** P–L-relációk az SMC-ben a módusok teljes amplitúdójának függvényében. Három különböző színindex-tartományt különböző jelekkel ábrázoltam: türkiz —  $0,9 < J-K \leq 1,2$  mag; kék —  $1,2 < J-K < 1,4$  mag; piros —  $J-K > 1,4$  mag (Kiss & Bedding 2004a).

is halványabbak lehetnek. Ezeket egyértelműen megfeleltethetjük a sűrű porburokkal körbevett miráknak, melyek valójában az AGB-fejlődés legvége felé járnak (Wood 1998). Az adatok azt is illusztrálják, hogy habár a széndús mirák ugyanazt a P–L-relációt követik, mint oxigéndús társaik (Feast et al. 1989), távolságmérésre csak a legkékebb mirákat szabad figyelembe venni.

Végezetül érdekes következtetésekre juthatunk a két Magellán-felhő csillagainak összevetésével. Az 55. ábrán mindkét galaxis összes vizsgált csillagának összes periódusa és I-sávbeli amplitúdója szerepel, azaz összesen kb. 27 ezer csillag 73 ezer periódusa. Ami először feltűnik, az az amplitúdóeloszlás jól definiált felső burkolója. Ez az 55. ábra log-log reprezentációjában széles periódustartományban (20 és 200 nap között) lineáris, azaz a maximális amplitúdó és a luminozítás ( $\sim \log P$ ) között jó közelítéssel hatványfüggvény kapcsolat áll fenn. Ettől sokkal érdekesebb a szisztematikus különbség a két galaxis között: a periódus–amplitúdó-diagram log-log skálán lineáris tartományán teljesen párhuzamos az LMC és SMC felső burkolója, átlagos távolságuk alapján pedig a Kis Magellán-felhő vörös változói szisztematikusán kisebb amplitúdójúak, ahol a különbség kb. egy kettes faktornyi (az I-sávban). Mindez kiváló egyezésben van az elméletileg várható viselkedéssel, hiszen az SMC fémszegénysége azt jelenti, hogy a vörös óriások légkörében jelentősen gyengébb molekulásávok jelentkeznek a hőmérsékletre szélsőségesen érzékeny oxidoktól (pl.  $\text{TiO}$ ,  $\text{VO}$ ). Márpedig az optikai tartományban (melynek az infravörösbe hajló határán van az I-sáv) ezek határozzák meg a fényváltozás amplitúdóját (l. még Schultheis et al. 2004).

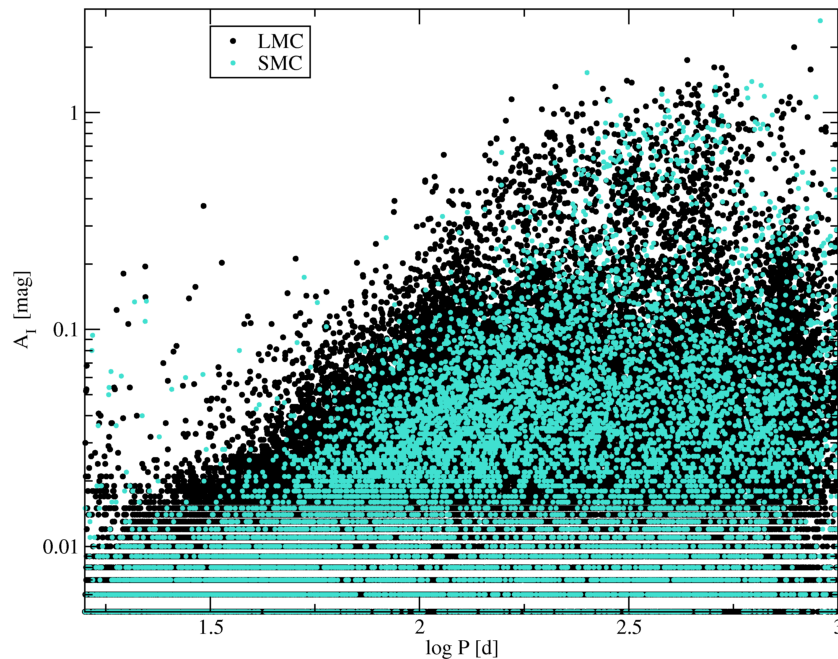
Az 55. ábra rövid és hosszú periódusú szélein látunk közel egyező amplitúdókat mindkét Magellán-felhőben. A 10–20 napos periódusoknál látszó néhány pont egyértelműen fedési kettősökhöz tartozik, így a geometriai változások fémességfüggetlensége magyarázza a megegyező nagyobb amplitúdókat. A hosszú periódusú és nagy amplitúdójú tartomány ( $P \geq 300$  nap,  $A_I \sim 1$  mag) csillagai pedig széndús mirákkal azonosíthatók, melyek légkörét héliumháj-fellobbanást követő felkeveredési folyamatok feldúsították szénnel és egyéb fémekkel. Emiatt a megfigyelhető légkör összetétele már nem tükrözi hűen a kezdeti fémességkülönbséget, így az amplitúdó fémességfüggetlenségét sem.

Érdeemes azt is megjegyezni, hogy a jelenség némileg emlékeztet az LMC és SMC cefeidáinak amplitúdókülönbségére (Paczynski & Pindor 2000), így az is lehetséges, hogy a molekulásávok spektrális tulajdonságain túl a csillagok hidrodinamikájában is megnyilvánul a fémességkülönbség hatása. Tekintve, hogy a rezgéseket az opacitás változásai gerjesztik, az effektus várható, pontos részleteire viszont jelenleg nem léteznek elméleti számítások.

### 5.2.3. Következtetések a Kis Magellán-felhő alapján

Az SMC vörös óriás változócsillagainak periódusanalízise azt mutatja, hogy a fémségtől függetlenül jellemző tulajdonság a többszörös periodicitás, amit többmódusú pulzációval magyarázhatunk. Az alapmódus és első néhány felhang gerjesztettsége hasonló eloszlású, így a K-sávbeli infravörös periódus–fényesség-relációk is hasonló ábrákat rajzolnak ki.

A két galaxis teljes mintáit statisztikus módszerekkel összehasonlítottam (luminositásfüggvények, TRGB-meghatározás, TRGB fémességfüggése, amplitúdóeloszlások), és igazoltam, hogy az első vörös óriáság tetejétől halványabb változók nagy több-



55. ábra. OGLE-II periódus–amplitúdó-eloszlás az LMC-ben (fekete) és az SMC-ben (türkiz) (Kiss & Lah 2005).

sége ténylegesen az RGB-hez tartozik, és nem termális pulzustól átmenetileg lecsökentet luminozitású AGB-csillagok. A teljes P–L-eloszlást felhasználva  $\Delta\mu_0 \approx 0,44$  mag differenciális távolságmodulust határoztam meg, ami az LMC 18,50-es távolságmodulusa mellett (pl. Alves 2004a)  $\mu(\text{SMC}) = 18,94$  mag eredményre vezet.

A pulzáció fémességfüggésével kapcsolatban fontos eredmény az amplitúdók szisztematikus különbsége, amit kvalitatíve jól magyaráz az SMC kisebb fémtartalma, illetve az emiatt gyengébb molekulásávok a vörös óriások színekében. (Jelen sorok írásakor a periódus–amplitúdó-reláció felső burkolóinak elméleti modellezésével foglalkozom, amivel kvantitatív módon szeretném jellemezni a két galaxis csillagainak átlagos színeképi különbségeit.) A P–L-relációk meredekségeiben kis különbségeket találtam (l. még a következő alfejezetet), ám ezek éppen a detektálás határán vannak. Az egyedi P–L-relációk csillagainak teljes luminozitástománya jelentősen különbözhet a két galaxisban (Wray et al. 2004, Schultheis et al. 2004), sőt, a periódusarányok eloszlása is eltér (Soszynski et al. 2004a), ami azt jelenti, hogy empirikusan kimutatható a pulzációs tulajdonságok fémességfüggése. Ez különösen azért érdekes, mert pillanatnyilag nincs jó elmélet a jelenségkörre, és várható, hogy az OGLE-II statisztikáinak köszönhetően páratlan megkötetéseket tehetünk a jelenleg még kidolgozásra váró modellekkel kapcsolatban.

### 5.3. Pulzáló vörös óriások és a közeli galaxisok szerkezete

Ebben az alfejezetben kitekintek a korábbi vizsgálatokból, és ezúttal nem a csillag-pulzáció tulajdonságaira vagyok kíváncsi, hanem azokat felhasználva a két Magellán-felhő térbeli szerkezetére – ahogyan azt a vörös óriáscsillagok nyomjelzik.

Mindkét galaxis kiemelkedő fontosságú alapkő az Univerzum megismerésében. Elég csak arra utalni, hogy a cefeidák periódus–fényesség-relációit is a Nagy Magellán-felhő észleléseivel fedezte fel Miss H. Leavitt, és az elmúlt száz évben végrehajtott erőfeszítések ellenére még mindig sok a megoldatlan probléma. Egyik ilyen kérdés a Magellán-felhők térbeli kiterjedtsége, ugyanis a ma elérhető megfigyelési pontosság mellett már nem elhanyagolható az a tény, hogy nem pontosan szemből látunk rá a galaxisokra, így a bennük levő csillagokra nem tételezhetjük fel az azonos távolságot.

A Nagy Magellán-felhőt régóta közel teljes rálátásban fekvő, lapos korongból álló galaxisnak tartjuk, melynek a keleti vége valamivel közelebb esik hozzánk a nyugatinál (Westerlund 1997, van der Marel 2004). Néhány újabb inklináció-meghatározás szerint a korong látóiránnyal vett hajlásszöge  $30\text{--}35^\circ$  körüli (van der Marel & Cioni 2001, Olsen & Salyk 2002, Nikolaev et al. 2004), noha az irodalomban gyakorlatilag bármit megtalálhatunk  $25\text{--}45^\circ$  között (Westerlund 1997) – ezt az LMC korongjának görbültsége is okozhatja (Nikolaev et al. 2004). Az LMC-vel ellentétben a Kis Magellán-felhő sokkal nehezebben megfogható szerkezetű, elsődlegesen azért, mert nagy szögben hajlik a látóirányhoz. A különböző távolságindikátorok nagy szórással jelzik az SMC látóirányú mélységét, amire a vonatkozó becslések 7 kpc-től (O, B és A csillagok, Azzopardi 1982), 6–12 kpc-en át (csillaghalmazok, Crowl et al. 2001) egészen 20 kpc-ig terjednek (cefeidák, Mathewson et al. 1986, 1988). Az is kiderült a nagy határfényességű égboltfelméréseknek köszönhetően, hogy az SMC aszimmetrikus megjelenését szinte kizárólag a fiatal csillagpopuláció okozza, mert az idősebb csillagok eloszlása sokkal szabályosabb (Zaritsky et al. 2000, Cioni et al. 2000a, Maragoudaki et al. 2001).

A mikrolencse-programok idősor mérései példa nélkül álló módon mintavételezték a legkülönbözőbb, távolságmérésre is használható (változó)csillagokat. A több nagyságrenddel megnőtt minták statisztikus vizsgálatai korábban kimutathatatlanak vélt távolságváltozások kimérését is lehetővé tették. A friss példák között találjuk a cefeida periódus–fényesség-relációk alkalmazását az LMC szerkezetére (Nikolaev et al. 2004), az aszimptotikus óriáság luminozitásfüggvényét (van der Marel & Cioni 2001), illetve a magbéli héliumot égető vörös csomó („red clump”) csillagait (Subramaniam 2003, 2004). Az alapötlet nagyon egyszerű: vegyünk valamilyen távolságindikátort, aminek tudjuk az abszolút fényességét, majd a galaxis felületén eloszló indikátorok látszófényesség-változásait feleltessük meg távolságmodulus-változásoknak. Két megjegyzést érdemes ehhez hozzáfűzni: 1. a távolságindikátorok abszolút kalibrációja nem fontos, mert a különbségképzés során a zéruspont kiesik; 2. nagy gondal kell figyelni a csillagközi anyag fényelnyelésére, ami hamis értelmezéshez vezethet.

Mi is ezt az egyszerű ötletet követtük az OGLE-II vörös óriásokból álló mintájára alkalmazva (Lah et al. 2005): vegyük a különböző módusok periódus–fényesség-relációit, majd minden egyes csillagra az átlagos relációtól való eltérést feleltessük meg távolságmodulus-különbségnek. Ez utóbbi égi koordinátáktól való függése kirajzolja a vizsgált galaxis térbeli szerkezetét. Érdekes módon a vörös óriás P–L-relációk iránt megnyilvánuló rendkívüli érdeklődés ellenére a Magellán-felhők térbeli szerkezetét senki nem vette figyelembe a mikrolencse-mérések analízisében (Cioni et al. 2001, 2003; Noda et al. 2002, 2004; Lebzelter et al. 2002; Ita et al. 2004ab; Groenewegen 2004; Schultheis et al. 2004; Soszynski et al. 2004a). A galaktikus dudor felé végzett

méréseket viszont többen is a központi térbeli szerkezet jellemzésére alkalmazták, az LMC-beli vörös óriás P–L-relációkat felhasználva (Wray et al. 2004; Groenewegen & Blommaert 2005; Matsunaga et al. 2005). Magáról az LMC-ről Hughes & Wood (1990) közölt vizsgálatokat közel 400 mira és félszabályos változó alapján; az OGLE-II észlelései megsokszorozták a mintát.

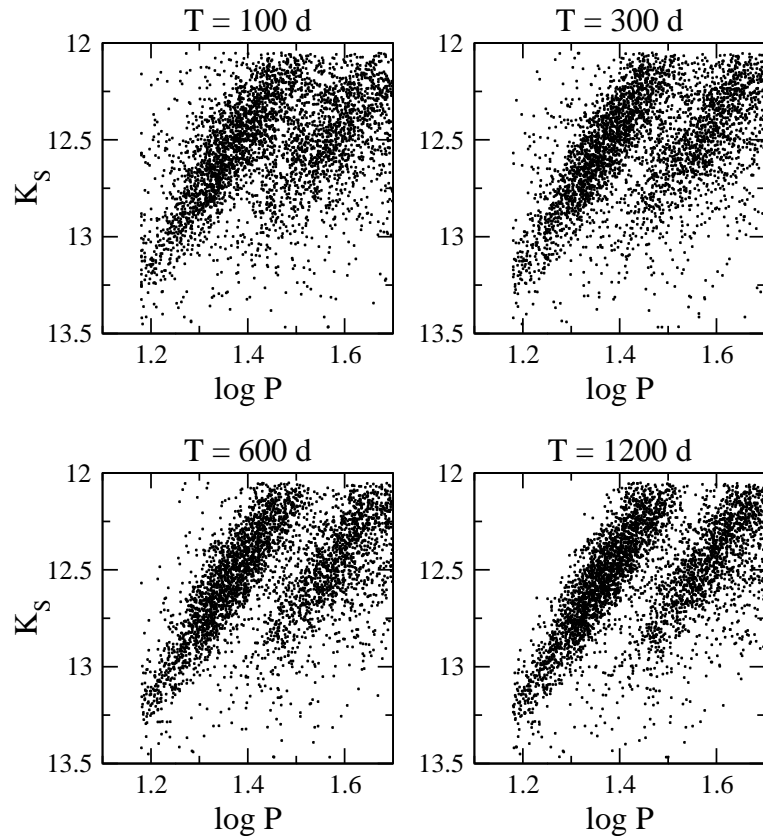
### 5.3.1. Alkalmazott módszer

Az előző két alfejezetben tárgyalt periódus–K magnitúdó adatpárokat vetettük részletes analízis alá. Kulcsfontosságú feltevésünk, hogy egy adott csillag függőleges irányú távolsága az átlagos P–L-relációtól függ az objektum látóirányú távolságától is. Ebből következik, hogy az égi koordináták függvényében ábrázolva a különbségeket, a több ezer csillag kirajzolja a minta átlagos távolságváltozásait. Mindez egyszerűen hangzik, azonban három szempontból is megvizsgáltam a feltevés érvényességét: (i) Mi a helyzet a csillagról csillagra változó intersztelláris extinkcióval? (ii) Mennyire számít, hogy a csillagok változnak, ami szintén függőleges irányú szórást hoz be a P–L-relációkba? (iii) Mit tudunk a P–L-relációk természetes szélességéről?

(i) A csillagközi por közeli infravörös tartományban jelentkező extinkciós hatásait van der Marel & Cioni (2001) tanulmányozta az LMC-re. Eredményeik szerint a K-sávban mindössze néhány század magnitúdónyi a maximális fényelnyelés-változás, ami elhanyagolhatóan kicsi elegendően nagy minta esetében. Később Nikolaev et al. (2004) ezt felülvizsgálta, és többhullámhosszú megfigyelések kombinált elemzését javasolták, hogy az egyedi objektumok vörösödéseit külön-külön meg lehessen határozni. Nikolaev et al. (2004) eredményei azt mutatják, hogy a cefeidák vörösödései  $\delta E(B - V) \sim \pm 0,1$  mag szóráson belül állandók, ami Schlegel et al. (1998) extinkciós törvényei szerint  $\delta K \approx \pm 0,03$  mag véletlen hibává transzformálható. Két dologról azonban nem szabad elfeledkezni: 1. Nikolaev et al. mintája sokkal nagyobb égterületet fedett le (a teljes MACHO látómezőt), amelyen belül nagyobb extinkcióváltozások várhatók, mint a néhány négyzetfoknyi OGLE-II látómezőkben; 2. a fiatal szuperóriás csillag cefeidák nagyon gyakran csillagkeletkezési területekben találhatóak, ahol a por eloszlásában lokális maximum jelentkezik, így a helyi extinkció jelentősen meghaladhatja az átlagost. Egyedi vörösödéseket Subramaniam (2003) is meghatározott, aki ugyanazt az OGLE-II látómezőt (Udalski et al. 1997) vizsgálta, mint mi, azaz eredményei közvetlenül alkalmazhatók a mi mintánkra. Az általa kapott vörösödések maximális változása  $\Delta_{\max} E(V - I) \approx 0,029$  mag az LMC központi régiójában, ami  $\delta K \approx \pm 0,01$  szórást jelent a K-sávban. Az említett értékekből arra következtettem, hogy az egyedi csillagokra az intersztelláris extinkció hatása 0,01–0,03 mag közé esik, ami több száz csillagra vett átlagok mellett ténylegesen elhanyagolható mértékű.

(ii) Mivel a 2MASS-magnitúdók egyszeri mérésekből származnak, a csillagok változékonysága szintén megjelenik a függőleges irányú szórásban. Ezt minimalizálandó, az LMC-re csak a TRGB alatti változókat tartottuk meg, melyek I-sávban mért amplitúdója mindösszes 0,005–0,02 mag, azaz a 2MASS K-magnitúdó is maximum 0,01–0,02 mag-val tér el az átlagtól. Az SMC-ben jelentősen kevesebb csillagunk van, ezért benne az összes P–L-relációt felhasználtuk, belevéve a mirákat is, melyek K-sávban mért jellemző amplitúdói néhány tizedmagnitúdó (Whitelock et al. 2000).

(iii) A P–L-relációk *horizontális* szélességét (ami látszólag vertikális szórásnéként is értelmezhető) a periódusmeghatározás bizonytalansága, illetve asztrofizikai jelenségek együttesen határozzák meg (pl. különböző populációjú csillagok keveredése, esetleg



**56. ábra.** Az RGB-változók P–L-relációi az OGLE-II különböző hosszúságú ( $T$ ) részadatsorai alapján.

véletlenszerű, vagy időfüggő pulzációs gerjesztés). Utóbbiak következménye a P–L-relációk természetes szélessége, amit a megfigyelések hosszának növelésével sem lehet csökkenteni. A hosszú periódusú, többszáz napos pulzációkra az OGLE-II 1200 napnyi mérései nyilvánvalóan nem elegendően hosszúak a természetes szélesség „feloldására”. Mi a helyzet a néhányszor 10 napos, TRGB alatti változókkal? A válaszhoz először részadatsorokat tanulmányoztam, majd összehasonlítottam a teljes OGLE-II-re alapozott P–L-relációkat a MACHO és OGLE-II+OGLE-III eredményeivel.

Az 56. ábrán az RGB-változók P–L-relációi láthatók, az OGLE-II-ből kivágott 100 napos, 300 napos, 600 napos és 1200 napos részadatsorokból kapott periódusokat felhasználva. A diagram elkészítéséhez ugyanazt a Fourier-analízist használtam, mint korábban, de csak a domináns periódust tartottam meg. Jól látszik, hogy már 300 napnyi megfigyeléssel meglepően élesen kirajzolódik az  $R_2$  és  $R_3$  reláció, míg szinte semmi különbség nincs a 600 napos, ill. az 1200 napos adatsorok között. Ez arra utal, hogy 500–600 napnál hosszabb megfigyelési időknél az asztrofizikai hatások felülmúlják a periódusmeghatározás bizonytalanságából származó szórást.

Ugyanerre a következtetésre jutottam a MACHO (Wood 2000) és az OGLE-II + OGLE-III (Soszynski et al. 2004a) eredményeivel való összehasonlítással. Mindkettő kb. 8 évnnyi mérési sorozaton alapult, ami bő kétszer hosszabb, mint az OGLE-II. Ennek ellenére mindegyik tanulmányban ugyanazt a  $\sim 0,1$  dex vastag sávot láthatjuk  $\log P$  irányában, mint az 56. ábra jobb alsó panelén. Azaz az OGLE-II magában felbontotta az RGB-csillagok P–L-relációit. Természetesen meg kell azt is jegyezni, hogy a periód-



7. táblázat. Az illesztett P–L-relációk inverz regressziós együtthatói. Az utolsó oszlopban az adott inverz reláció illesztéséhez használt csillagok száma látható.

P–L-reláció <sup>a</sup>	$a'$	$b'$	Darab
<b>LMC</b>			
R <sub>3</sub> (A <sup>-</sup> )	$-0,237 \pm 0,002$	$4,340 \pm 0,029$	2642
R <sub>2</sub> (B <sup>-</sup> )	$-0,269 \pm 0,004$	$4,931 \pm 0,045$	1634
<b>SMC</b>			
R <sub>3</sub> (A <sup>-</sup> )	$-0,206 \pm 0,006$	$4,030 \pm 0,120$	229
R <sub>2</sub> (B <sup>-</sup> )	$-0,214 \pm 0,006$	$4,330 \pm 0,130$	117
3O (A <sup>+</sup> )	$-0,206 \pm 0,006$	$4,038 \pm 0,070$	133
2O (B <sup>+</sup> )	$-0,214 \pm 0,006$	$4,349 \pm 0,069$	218
1O (C')	$-0,238 \pm 0,006$	$4,821 \pm 0,069$	260
F (C)	$-0,222 \pm 0,007$	$4,932 \pm 0,078$	405
L <sub>2</sub> (D) <sup>b</sup>	$-0,170 \pm 0,005$	$4,799 \pm 0,062$	534
L <sub>2</sub> (D) <sup>c</sup>	$-0,170 \pm 0,005$	$4,810 \pm 0,160$	405

<sup>a</sup> – zárójelben Ita et al. (2004a) jelölései

<sup>b</sup> – a TRGB felett

<sup>c</sup> – a TRGB alatt

dusmeghatározást a többszörös periodicitás is befolyásolhatja, aminek hatása nem az adatsor hosszával fordított arányban skálázódik. A továbbiakban azzal a föltevessel éltünk, hogy a P–L-relációk szórásához a periódusok véletlen hibái is hozzájárulnak, amit a nagy mintára vett átlagolás jelentősen lecsökkent.

A távolságmodulus-változások kiszámításához minden egyes csillaghoz hozzárendeltünk egy P–L-relációt. Az álperiódusok hatását minimalizálандó csak a domináns periódust vettük figyelembe. Az osztályozáshoz a 46. és 51. ábrák relációit parallelogramma alakú körvonalakkal választottuk el, hasonlóan Ita et al. (2004b) felosztásához. Mivel a csillagok többsége a határvonalaktól távol esik, ezért az eredmények csak gyengén függenek a pontos választástól. A TRGB fényességét szintén figyelembe vettük, és az SMC esetében külön illesztettük a TRGB alatti és feletti relációkat. Az összes relációt egyenesekkel közelítettük. Mivel egy-egy reláción belül a pontok eloszlása rombold alakú volt, inverz-regressziós illesztést hajtottunk végre  $\log P = a' \times K + b'$  alakban, amit aztán visszaalakítottunk a hagyományos  $K = a \times \log P + b$  alakra (fordított esetben ugyanis az illesztés a rombold alakú eloszlás átlójához közelítene). Az illesztett inverz-relációk paramétereit a 7. táblázat foglalja össze. Ezek ismeretében egy adott csillagra kiszámítottuk a periódusához tartozó átlagos K-fényességet, majd képeztük a tényleges és a számított érték különbségét, amit a galaxis átlagos távolságmodulusától való különbségként értelmeztünk. Mivel az egyedi pontok szórása így elég nagy (tizedmagnitúdós nagyságrendű), különböző módon kiátlagoltuk az eredményeket (pl. rektanszcenzió függvényében). Az átlagolás súlyozott volt, aminél az élesebb P–L-relációkhoz tartozó csillagok nagyobb súlyt kaptak.

### 5.3.2. A Nagy Magellán-felhő szerkezete

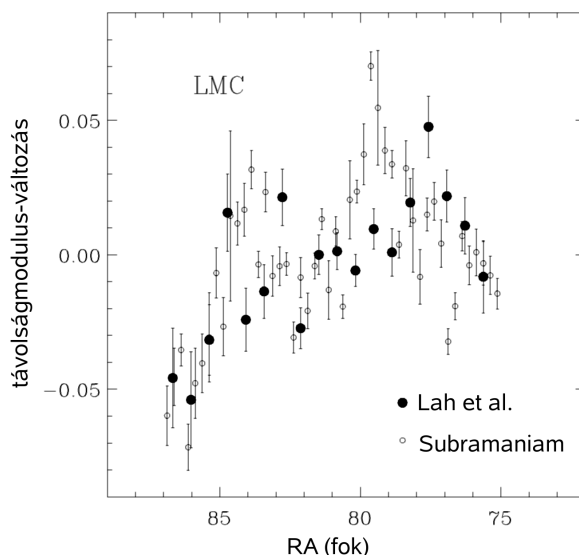
Az LMC-ből összesen 4276 csillagot használtunk fel, melyek többsége az első vörös óriáságon tartózkodik. A teljes P–L-síkon az  $R_2$  és  $R_3$  relációk rajzolódnak ki legélesebben, és belső szórásuk alapján összemérhető pontosságúak a cefeidák periódus–fényesség-relációival (l. pl. Nikolaev et al. 2004).

Az OGLE-II látómező az LMC leg-sűrűbb, központi tartományát fedi le, ami közelítőleg kelet-nyugati irányban elnyúlt. Ennek megfelelően a legkézenfekvőbb átlagolás a rektaszcenzió mentén végezhető. Ugyanezt tette Subramaniam (2003) is, aki a magbéli héliumégető vörös óriásági csillagokat vizsgálta (vörös csomó). Ezek több magnitúdóval halványabbak a TRGB-nél, így Subramaniam mintája teljesen független a miénktől. Eredményeit a miénkkel a 57. ábrán vetem össze, amihez Subramaniam adataiból levontuk az átlagos vörös csomó-fényességet ( $\langle I_0 \rangle = 18,16$  mag).

Az 57. ábra tisztán mutatja, hogy a vörös óriások eloszlása követi az LMC ismert struktúráját, azaz a galaxis keleti végén levő RGB-csillagok közelebb esnek hozzánk a nyugatiaktól. A teljes távolságmodulus-változás  $0,1 \pm 0,03$  mag, ami  $(m - M)_0 = 18,5$  (50,1 kpc átlagos távolság, Alves 2004a) feltevése mellett  $2,4 \pm 0,7$  kpc lineáris távolságváltozásnak felel meg. Mindezt vékony, a látóirányhoz hajló galaxiskoronggal értelmeztük, aminek hajlásszöge  $29^\circ$  körüli. Ez az érték jól egyezik az utóbbi évek néhány friss inklináció-meghatározásával (pl. van der Marel & Cioni 2001, Nikolaev et al. 2004).

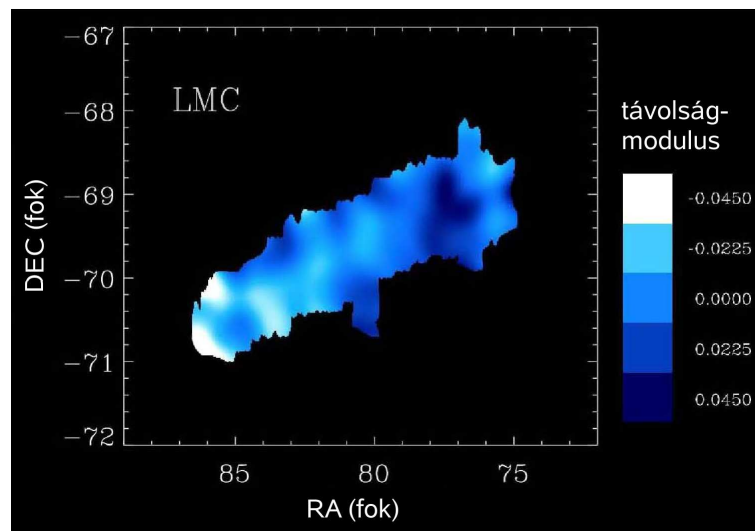
Az is látszik az 57. ábrán, hogy a pontok nem kizárólag egy egyenest rajzolnak ki, hanem felfedezhető finomabb szerkezet is. Subramaniam (2003, 2004) ezeket úgy értelmezte, hogy az LMC központi küllőjében van egy másodlagos korong, ami nem esik egybe a fő küllővel. A mi adataink legtöbb helyen nagyon jól egyeznek Subramaniam eredményeivel, kivéve az  $RA \sim 79^\circ$  és az  $RA \sim 83\text{--}85^\circ$  régiókat. Mindkét pozíción olyan  $\sim 0,05$  mag-nyi mélyedések látszanak Subramaniam adataiban, melyeket a vörös óriások nem támasztanak alá. Két ok miatt úgy gondoljuk, hogy a mi eredményeink pontosabbak. Először is, az LMC optikai és  $H\alpha$  képei mindkét helyen feltűnő HII-régiókat mutatnak (pl. az No. 51, 54 és 60 jelzésű óriás HII-gyűrűk  $RA \sim 79^\circ$ -nál, ill. az No. 77  $RA \sim 84^\circ$ -nál Kim et al. 1999 munkájában), ami arra utal, hogy Subramaniam (2003) esetleg alulkorrigálta az extinkciót. Másodszor pedig mindkét rektaszcenzió pontosan egybeesik Subramaniam vörösödés-térképének hirtelen ugrásaival, azaz valószínűnek látszik, hogy a vörös csomó módszer (Olsen & Salyk 2002) vörösödés-meghatározása eddig ismeretlen szisztematikus hibával terhelt.

A módszer alapja nagyon egyszerű: tegyük fel, hogy a vörös csomó, ami a Hertzsprung–Russell-diagram nagyon jól lokalizált szín- és fényességtartományát fedi le,



57. ábra. Az átlagolt K-magnitúdó-különbségek a rektaszcenzió függvényében, Subramaniam (2003) „red clump” eredményeivel összehasonlítva. A nagyobb értékek az LMC tőlünk távolabb eső tartományait jelzik (Lah et al. 2005).

mindenütt ugyanolyan vörösödésmentes  $(V - I)_0$  színű és  $I_0$  fényességű. A megfigyelt  $(V - I)$  színindexek excesszusa a két feltevés mellett éppen a csillagközi por által okozott vörösödésnek felel meg. Mivel azonban a vörös óriások K-magnitúdói nagyságrenddel érzéketlenebbek a vörösödés hatásaira, a talált eltérések azt jelentik, hogy a módszer alapfeltevése a konstans  $(V - I)_0 = 0,92$  mag (Olsen & Salyk 2002) színindexről nem igaz, a csomó színe feltehetően változik a különböző populációkban. Ez a következtetés összhangban áll Alves (2004a) számításaival, aki a vörös csomó szín-fényesség-diagramon elfoglalt helyének populációfüggését tanulmányozva arra jutott, hogy a módszer távolságmérésre való alkalmazhatósága erősen korlátozott. Az általunk talált eltérések másik olvasata pedig az, hogy az LMC-n belül a populációk térbeli eloszlása különböző, ami viszont érdekes megkötéseket ad az LMC kialakulására és szerkezeti fejlődésére vonatkozó elméletekre (Alves 2004b, Zaritsky 2004). Az LMC és SMC több alkalommal erős kölcsönhatáson esett keresztül, feltehetően több hullámban megindítva a csillagkeletkezést (Bekki & Chiba 2005), és úgy tűnik, ezek a populációk mind a mai napig nem keveredtek el egyenletesen az LMC-n belül.



**58. ábra.** Az LMC háromdimenziós reprezentációja. A világosabb területek közelebb vannak (Lah et al. 2005).

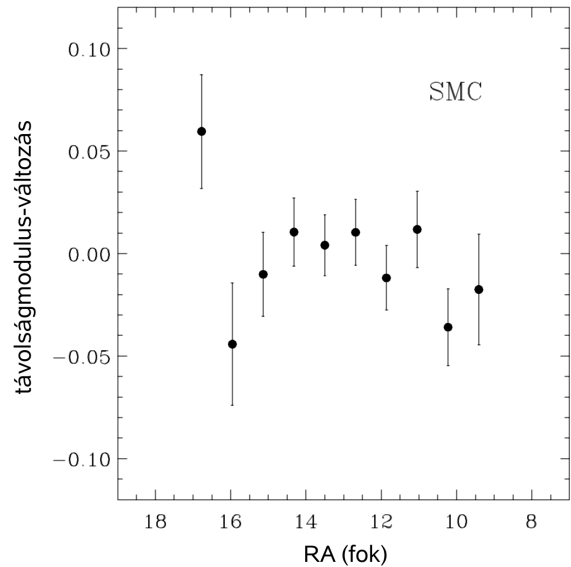
A valós háromdimenziós szerkezet ábrázolásához elkészítettük az LMC-n belüli differenciális távolságmódulus-térkép színekódolt változatát. Ez látjuk az 58. ábrán, amit 8,6 ívperces félszélességű, kétdimenziós Gauss-súlyfüggvényvel való súlyozással kaptunk. Az ábrán világosabb árnyalatokkal jeleztük a közelebb eső régiókat. Jól érzékelhető az LMC korongjának dőlése, a keleti oldal kisebb távolsága, valamint a  $\sim 77^\circ$ -os rektaszcenziónál található bemélyedés. A deklináció irányában kevés szerkezet különböztethető meg, azok is leginkább az adateloszlást tükrözik (a látómező peremén kevesebb csillag határozza meg a lokális távolságmódulus értékét, ami miatt nagyobb bizonytalanságú).

### 5.3.3. A Kis Magellán-felhő szerkezete

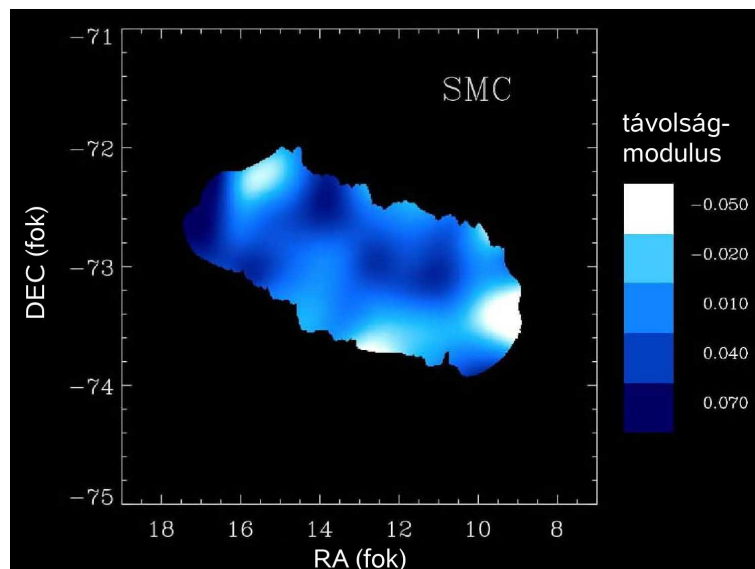
A Kis Magellán-felhőben levő csillagok kisebb száma miatt kénytelenek voltunk minél több vörös óriás P-L-relációt figyelembe venni. Viszonylag jól defináltak a következő

szekvenciák:  $R_3$ ,  $R_2$ ,  $3O$ ,  $2O$ ,  $10$ ,  $F$  és  $L_2$  ( $A^-$ ,  $B^-$ ,  $A^+$ ,  $B^+$ ,  $C'$ ,  $C$  és  $D$  Ita et al. 2004a cikkében). Ennek megfelelően az összes relációt egyenes határvonalakkal választottuk el, melyek lehetővé tették az összes csillag megfelelő besorolását. Hasonlóan az LMC-hez, itt is súlyoztuk az eredményeket, az élesebb relációkhoz nagyobb súlyt rendelve.

Az eredményül kapott távolságmodulus-változásokat az 59. ábrán mutatom be. Az egyedi pontok bizonytalansága jelentősen nagyobb, mint az LMC esetében, amit jórészt a kevesebb pont gyengébb statisztikája okoz. Kisebb mértékben az SMC nagyobb térbeli mélysége is növeli a pontok szórását. Ez utóbbi különösen feltűnő pl. Ita et al. (2004a) 9. ábráján, ahol nem csak a vörös óriás P-L-relációk, hanem a cefeidák P-L-relációi is sokkal „vastagabbak”, mint az LMC-ben. Éppen ezért téves lenne arra következtetni az 59. ábra alapján, hogy nincs látóirányú mélységváltozás az SMC-ben. Bizonyos jelek utalnak finomszerkezetre, de ezek értelmezése nehéz, mert az átlagos távolságmodulus és a csillagok látóirányú sűrűségeloszlása között bonyolult integrális kapcsolat áll fenn. Formálisan véve a számadatokat, az 59. ábra pontjai által meghatározott tartomány  $3,2 \pm 1,6$  kpc kiterjedés-változásnak felel meg, amennyiben  $(m - M)_0 = 18,94$  mag átlagos távolságmodulust tételezünk fel.



59. ábra. Az átlagolt K-magnitúdó-különbségek a rektaszcenzió függvényében. A nagyobb értékek az SMC tőlünk távolabb eső tartományait jelzik (Lah et al. 2005).



60. ábra. Az SMC háromdimenziós reprezentációja. A világosabb területek közelebb vannak (Lah et al. 2005).

Az LMC-hez hasonlóan elkészítettük az SMC színkódolt távolságmodulus-térképét is, ami a 60. ábrán látható. A galaxis északkeleti és délnyugati széle közelebb helyezkedik el pár kiloparszekkel, míg több bemélyedés is jól elkülönül a látómező északi peremén. Figyelemre méltó, hogy a két legmélyebb „gödör” ( $\sim 14^\circ$  és  $\sim 11^\circ$  rektaszcenzióknál) pontosan egybeesik a vörös óriáscsillagok eloszlásában tapasztalható két fő koncentrációval (Cioni et al. 2000a). Ez azt jelenti, hogy ezek a struktúrák jelentősen kiterjesztik az SMC központi területét tőlünk távolabb eső nyúlványok képében.

#### 5.3.4. Összefoglalás

Legfontosabb eredményünk, hogy bemutattuk a vörös óriás periódus–fényesség–relációk alkalmazhatóságát nagy pontosságú távolságmérésre, amit a két Magellán-felhő számított térbeli szerkezete illusztrált. Különösen érdekesek az RGB-pulzátorok, mert nagy számuknak és meglepően éles P–L-relációiknak köszönhetően a cefeidákkal is felveszik a versenyt az elérhető pontosság tekintetében. Megmutattam, hogy kb. egy évnyi folyamatos fotometriai nyomon követéssel már megbízható periódusok becsülhetők a 15–50 nap közötti pulzációs periódusú csillagokra; természetesen hosszabb adatsor jobb eredményekre vezet, de mint kiderült, a P–L-relációk természetes szélessége olyan nagy, hogy 4–5 évnél hosszabb adatsorokra már nem kapunk élesedő relációkat. Mivel fotometriai amplitúdóik igen kicsik, elegendő egyszeri infravörös K-mérést végezni róluk megbízható átlagfényesség-bebecsléshez. Természetesen a kis amplitúdók nehezítik is a megfigyelő csillagászok életét, mivel az adatoknak szigorúbb minőségi kritériumoknak kell megfelelniük. Pontosan emiatt a vörös óriás P–L-relációk még sokáig csak kiegészítő jellegű információt fognak nyújtani a közeli galaxisok távolságairól, noha ellenpéldaként fel lehet hozni az NGC 5128=Cen A mirákon alapuló távolságmérését (Rejkuba 2004).

A közel 4300, LMC-beli RGB-változó analízise alapján meghatároztuk az LMC térbeli kiterjedés-változásait az égi pozíció függvényében. A kapott szerkezet jól egyezik a más távolságindikátorokon alapuló eredményekkel, ugyanakkor kevésbé torzítja el a csillagközi por hatása. Az összehasonlító vizsgálatok arra utalnak, hogy az LMC-ben inhomogén eloszlásúak a vörös csomó csillagai, azaz el kell vetni a konstans színére és fényességére vonatkozó feltevést. Az SMC-ben nincs élesen meghatározott szerkezet, egyedül két csillagkoncentrációt találtunk, melyek legalább 2–3 kiloparszekre kinyúlnak a galaxis mögé. Ez azonban összemérhető az SMC teljes látóirányú kiterjedtségével, azaz az eredményeket óvatosan kell értelmezni.

Összességében tekintve, ez a rész kutatás érdekes esettanulmány volt a csillagpulzációt felhasználó statisztikus vizsgálatok felé. Az elkövetkező években várhatóan egyre több automata égboltfelmérő program fogja feltérképezni a Tejútrendszer és környezetének változócsillagait, melyek több tízezer, százezer pulzáló vörös óriást fognak kimérni. Amennyiben sikerül kidolgozni a fotometriai módusazonosítást, azaz a fénygörbékből a módus, majd a periódus–fényesség–reláció hozzárendelését az összes csillaghoz, elképzelhető, hogy a fenti módszerrel meglepően pontos képet rajzolhatunk fel a galaktikus csillageloszlásról, félig bekebelezett törpegalaxisokról, egykori galaxis-kölcsönhatások ma is észlelhető maradványairól. Az intersztelláris extinkcióra való nagy fokú érzéketlenség erős érv a pulzáló vörös óriásokkal való feltérképezésre, amihez a fentebb részletezett vizsgálatok jó kiindulási pontot adnak.

## 6. A kutatás további irányai

Mint ahogy az a mai tudományos kutatásban jellemző, az eredmények publikálása közel sem jelenti azt, hogy az adott részterület összes kérdését ismerjük, újabb vizsgálatokra már nincs szükség. Éppen ellenkezőleg, a részletes vizsgálatok általában új kérdések felvetéséhez vezetnek, és ez igaz az értekezésemben tárgyalt kutatásokra is.

A csillagpulzációs tanulmányaim mellett sokat foglalkoztam kölcsönható kettőscsillagokkal, azokon belül is nógvárendszerekkel, melyekben a fehér törpe főkomponens a Roche-térfogatát kitöltő másodkomponenstől anyagot szív el, ami aztán a fehér törpe felszínén nukleáris túlfutást eredményezve óriási fényességnövekedésként figyelhető meg. Eddigi vizsgálataim főleg a kitörések optikai spektroszkópiájára vonatkoztak, melyekből a robbanás geometriai és energetikai paraméterei megbecsülhetők (Kiss & Thomson 2000; Kiss et al. 2001, 2002, 2004; Csák et al. 2005). Érdekes lehetőséget nyújtanak a pulzáló vörös óriások és a kölcsönható kettőscsillagok kombinálására a *szimbiotikus változók*, melyekben a fehér törpék kísérője egy vörös óriáscsillag. A legfényesebb és legismertebb rendszerek között találunk visszatérő nógvákat (T CrB, RS Oph), Z Andromedae típusú változókat (Z And, BF Cyg, CH Cyg), szimbiotikus mirákat (R Aqr), melyekben a vörös óriás komponens sokszor jól észlelhető pulzációkat is végez. A közeljövő terveiben szerepel ezen rendszerek vörös óriásainak vizsgálata, mind az évtizedes vizuális észlelések, mind a publikus spektroszkópiai megfigyelések alapján. Ami különösen érdekel, az a pulzáció kölcsönhatása az orbitális mozgással, illetve a kitörésekkel. Elképzeltető-e, hogy a pulzáció rezonanciában áll a keringéssel? Kelthetik-e az árapályerők a rezgéseket? Mi módon hat egy csillagászati értelemben közeli termonukleáris robbanás a vörös óriás pulzációjára? Az adatsorok matematikai analízise mellett e kérdések megválaszolása elmélyült elméleti kutatásokat is igényel, amit vonzó kihívásnak tekintek.

A több évtizedre visszanyúló vizuális adatsorokat, melyeket az AAVSO jóvoltából a dolgozat elkészítése után fogok megkapni, több fontos kérdés vizsgálatára szeretném felhasználni. Az egyik a hosszú másodperiódusok problémája, melyre a 4.1. alfejezetben az RY UMa amplitúdómodulációja kapcsán tértem ki. Statisztikai értelemben robusztus eredményt várok az összes jól észlelt hosszú másodperiódusos félszabályos változó együttes vizsgálatától. A jelenlegi modellek szerint ugyanis elképzeltető, hogy a hosszú másodperiódusok különleges rezgési állapotoktól származnak, amely esetben elméletileg azt várjuk, hogy a hosszú másodperiódus fázisától függ a „normális” pulzáció periódusa (ti. ha a hosszú másodperiódus pulzációs eredetű, akkor a csillag átlagos sugara lassan változik, ami folyamatosan elhangolja a rövidebb periódusú rezgést). A kérdés ezen aspektusát Wood et al. (2004) már megvizsgálta a MACHO adatbázis alapján LMC-beli hosszú másodperiódusos változókra, azonban mind a választott módszer (O–C diagram), mind az alig nyolc évnnyi adatsor nem igazán volt megfelelő egyértelmű eredményhez. Az orbitális és/vagy rotációs eredetről a hosszú másodperiódus fáziskoherenciája is árulkodhat, amihez szintén az évtizedes adatsorokhoz kell nyúlni. A másik kérdés, amihez az AAVSO adatait fel szeretném használni, az R Cygnihez hasonló kaotikus pulzátorok azonosítása. Egy csillag alapján nem lehet általános következtetéseket levonni a jelenség fizikájáról, ezért célom a minta kibővítése újabb kaotikus mirákkal. Távlati cél a káosz paraméterei, illetve a fizikai paraméterek közötti összefüggések felderítése, amivel a *nemlineáris asztroszeizmológia* megszületéséhez szeretnék hozzájárulni.

Szintén minél hosszabb adatsorok analízisével szeretném továbbfejleszteni a vörös

óriások Nap típusú rezgéseinek hipotézisét. A konvektív gerjesztésű szoláris oszcillációk kutatásába 2003 óta kapcsolódtam be, részben a jelenleg is Föld körüli pályán keringő WIRE-szonda csillagkövető kamerájának mérésein keresztül (Retter et al. 2003), részben a 3,9 m-es Angol-Ausztrál Teleszkóppal, nemzetközi kooperációban végzett saját megfigyeléseim révén (Kjeldsen et al. 2006). Távlati cél az ezen kutatások során gyűjtött ismeretek alkalmazása statisztikailag is jelentős súlyú félszabályos-mintára, amelyből a félszabályos változók gerjesztési mechanizmusát szeretném jobban megérteni. Ehhez a módusélettartam fizika paramétereiktől való függését tervezem megvizsgálni.

A mikrolencse-programok adatai továbbra is izgalmas kutatásokra adnak lehetőséget. A pulzáló vörös óriások távolságmérésre való alkalmazásához ki szeretném dolgozni a *fotometriai módusazonosítást*, ami a megfigyelt fénygörbék periódusaiból, periódusarányaiból, a csillagok infravörös színeiből tetszőleges fénygörbéhez legalább 95%-os sikerrel hozzárendeli a megfelelő LMC-beli periódus-fényesség-relációt. A módszer ígéretes alkalmazási területét jelentik a jelen és a közeljövő fotometriai égboltfelmérő programjai, melyek vörös óriás változócsillagok tízezreit fogják kimérni a Tejútrendszerben és a közeli törpegalaxisokban. A csillagközi por fényelnyelő hatására kevésbé érzékeny eljárás széleskörűen alkalmazható lesz a Tejútrendszer szerkezetének kutatásában.

Az LMC és SMC továbbra is kulcsfontosságú szerepet játszik a pulzációs instabilitás fémességfüggésének vizsgálatában. A jelenlegi adatok mellett fontos új eredmények várhatók az OGLE-program III. fázisának befejezése után. Noha még nincs döntés arról, hogy meddig folytatódnak a mérések, a kombinált OGLE-I...OGLE-III sok ezer vörös változóra 10–12 évnyi folyamatos mérésorozatot fog eredményezni. Ezek alapján már olyan jelenségek is tanulmányozhatóvá válnak, amelyeket eddig csak a kis pontosságú évtizedes vizuális fénygörbék alapján lehetett kutatni.

Az első vörös óriásági pulzáció vizsgálatát az utóbbi időben két irányba terjesztettem ki. Az egyik a lokális RGB-pulzátorok azonosítása, amihez fényes vörös óriások ( $V < 7$  mag) fotoelektromos és CCD-kamerás mérései jelenleg is folynak (Terry Moon, Adelaide, ill. Vello Tabur, Canberra). A cél 50 napnál rövidebb periódusú, kis amplitúdójú oszcillációk felfedezése egy kb. 100 csillagból álló mintában. A megfigyelési program 2004 eleje óta zajlik, és első eredményei rendkívül ígéretesek (pl. a  $\gamma$  Cru  $\sim 20$ – $30$  napos ciklushosszú rezgéseinek kimutatása). A másik irány gömbhal-mazbeli RGB-pulzációk kimutatására vonatkozik, amihez Székely Péterrel, a Szegedi Tudományegyetem PhD-hallgatójával végeztünk CCD-fotometriai méréseket 2003 és 2004 során, a Siding Spring-i Obszervatórium távcsöveivel. A mérések feldolgozása jelen sorok írásakor is történik, így konkrét eredmények már csak MTA doktori értekezésem beadása után várhatók.

## 7. Köszönetnyilvánítás

Doktori (PhD) fokozatom megszerzése óta két intézményben, a Szegedi Tudományegyetemen, illetve a Sydney-i Egyetem folytattam kutatásaimat, melyek során nagyon sok kollégától kaptam közvetett és közvetlen segítséget. Legtöbbet Dr. Szatmáry Károlynak (SZTE) köszönhetek, aki másodéves egyetemista koromban témavezetőként ismertetett meg a pulzáló vörös óriáscsillagokkal. Az ezt követő tíz évben vált egyre gyümölcsözőbbé együttműködésünk, aminek sikereiért kölcsönösen nagyon sokat tettünk. A mindenkori tanácsokért, javaslatokért, szakmai és egyéb együttműködésért alfabetikus sorrendben a következőknek tartozom még köszönettel: Tim Bedding (Sydney), Csák Balázs (Szeged), Hans Kjeldsen (Aarhus), Kolláth Zoltán (Budapest), Philip Lah (Canberra), Thomas Lebzelter (Bécs), John Percy (Toronto), Alon Retter (Penn State U.), Michael Scholz (Heidelberg), Brian Skiff (Flagstaff), Petr Sobotka (Brno), Szabados László (Budapest), Szabó Gyula (Szeged), Szatmári Sándor (Szeged), Székely Péter (Szeged), Vinkó József (Szeged), Peter Wood (Canberra). Szabados Lászlónak ezúton is megköszönöm az értekezés szövegére tett kritikus javaslatait. Szabad időmben több ezer vizuális változócsillag-észlelést végezve különös örömmel töltött el az évszázados múltra visszatekintő adatsorok matematikai analízise – a kettő ötvözéséhez nagyon sok inspirációt kaptam a Magyar Csillagászati Egyesülettől, azon belül is Mizser Attilától, Tepliczky Istvántól, Sárnecky Krisztiántól és Kereszturi Ákostól. Szintén köszönettel tartozom a különböző nemzetközi adatgyűjtő szervezeteknek, elsődlegesen a francia AFOEV-nek, illetve az amerikai AAVSO-nak, a japán VSOLJ-nek és a brit BAAVSS-nek.

Kutatásaim során a következő támogatásokban részesültem: MTA Bolyai János Kutatói Ösztöndíj, Magyar Állami Eötvös Ösztöndíj, OM FKFP 2001/10, OTKA F022249, T022259, T032258, T034615, F043203 és T042509 pályázatok, Australian Research Council, University of Sydney Postdoctoral Research Fellowship.

Mindenek felett azonban családomnak tartozom köszönettel, külön kiemelve feleségem, Derekas Aliz, illetve szüleim, Kiss Lajos és Kiss Eszter (1945. január 16. – 2004. február 14.) minden koron és távolságon átívelő segítségét, megértését, szeretetét és kitartását. Nélkülük soha nem jutottam volna át az önálló kutatóvá válás nehézségein.



## Irodalomjegyzék

- [1] Akima, H., 1970, *Journal of ACM*, 17, 589
- [2] Alard, C., Lupton, R.H., 1998, *ApJ*, 503, 325
- [3] Alcock, C., et al., 2000, *ApJ*, 542, 257
- [4] Alcock, C., et al., 2004, *AJ*, 127, 334
- [5] Alvarez, R., Lançon, A., Plez, B., Wood, P.R., 2000, *A&A*, 353, 322
- [6] Alves, D.R., 2004a, *New Astronomy Reviews*, 48, 659
- [7] Alves, D.R., 2004b, *ApJ*, 601, L151
- [8] Alves, D., et al., 1998, in: *Proc. of IAU JD24, „Pulsating Stars – Recent Developments in Theory and Observations”*, Eds. Takeuti M., Sasselov D.D., Universal Academic Press, Tokyo, 17
- [9] Anderson, E.R., Duvall, T.L., Jr., Jefferies, S. M., 1990, *ApJ*, 364, 699
- [10] Asida, S.M., Tuchman, Y., 1995, *ApJ*, 455, 286
- [11] Azzopardi, M., 1982, *Comptes Rendus sur les Journées de Strasbourg, Observatoire de Strasbourg*, p. 20
- [12] Baker, N., 1966, in: *Stellar Evolution*, Eds. R.F. Stein & A.G.W. Cameron, New York, Plenum Press, p. 333
- [13] Bakos, G.Á., Lázár, J., Papp, I., Sári, P., Green, E.M., 2002, *PASP*, 114, 974
- [14] Bakos, G., Noyes, R.W., Kovács, G., Stanek, K.Z., Sasselov, D.D., Domsa, I., 2004, *PASP*, 116, 266
- [15] Baldry, I.K., Kurtz, D.W., Bedding, T.R., 1998, *MNRAS*, 300, L39
- [16] Balmforth, N.J., 1992, *MNRAS*, 255, 603
- [17] Barnbaum, C., Morris, M., Kahane, C., 1995, *ApJ*, 450, 862
- [18] Barthes, D., 1998, *A&A*, 333, 647
- [19] Barthes, D., Tuchman, Y., 1994, *A&A*, 289, 429
- [20] Beach, T.E., Willson, L.A., Bowen, G.H., 1988, *ApJ*, 329, 241
- [21] Bedding, T.R., 2003, *Ap&SS*, 284, 61
- [22] Bedding, T.R., Kjeldsen, H., 2003, *PASA*, 20, 203
- [23] Bedding, T.R., Zijlstra, A.A., Jones, A., Foster, G., 1998, *MNRAS*, 301, 1073
- [24] Bedding, T.R., Zijlstra, A., Jones, A., Marang, F., Matsuura, M., Retter, A., Whitelock, P.A., Yamamura, I., 2002, *MNRAS*, 337, 79
- [25] Bedding, T.R., et al., 2004, *ApJ*, 614, 380
- [26] Bedding, T.R., Kiss, L.L., Kjeldsen, H., Brewer, B.J., Dind, Z.E., Kawaler, S.D., Zijlstra, A.A., 2005, *MNRAS*, 361, 1375
- [27] Bekki, K., Chiba, M., 2005, *MNRAS*, 356, 680
- [28] Bergman, P., Kerschbaum, F., Olofsson, H., 2000, *A&A*, 353, 257
- [29] Bessell, M.S., Brett, J.M., Wood, P.R., Scholz, M., 1989, *A&A*, 213, 209
- [30] Bessell, M., et al., 1998, *A&A*, 333, 231
- [31] Bouchy, F., Carrier, F., 2003, *Ap&SS*, 284, 21
- [32] Broomhead, D. S., King, G. P. 1986, *Physica D*, 20, 217
- [33] Buchler, J.R., Kovács, G., 1987, *ApJL*, 320, L57
- [34] Buchler, J.R., Kolláth, Z., 2001, In: *Stellar pulsation - nonlinear studies*, Eds.: M. Takeuti & D. D. Sasselov, *ASSL*, Vol. 257, Dordrecht: Kluwer Academic Publishers, p. 185 (astro-ph/0003341)
- [35] Buchler, J.R., Goupil, M-J., Serre, T., 1995, *A&A*, 296, 405
- [36] Buchler, J.R., Kolláth, Z., Serre, T., Mattei, J., 1996, *ApJ*, 462, 489

- [37] Buchler, J.R., Kolláth, Z., Cadmus, R.R., 2004, *ApJ*, 613, 532
- [38] Busso, M., Lambert, D.L., Beglio, L., et al., 1992, *ApJ*, 399, 218
- [39] Buzasi, D., Catanzarite, J., Laher, R., et al., 2000, *ApJ*, 532, L133
- [40] Cadmus, R.R., Willson, L.A., Sneden, C., & Mattei, J.A., 1991, *AJ*, 101, 1043
- [41] Cannizzo, J.K., Goodings, D.A., Mattei, J.A., 1990, *ApJ*, 357, 235
- [42] Carney, B.W., et al., 2003, *AJ*, 125, 293
- [43] Carroll, B.W., Ostlie, D.A., 1996, *An Introduction to Modern Astrophysics*, Addison-Wesley Publishing Company
- [44] Castellani, V., Degl'Innocenti, S., Marconi, M., Prada Moroni, P.G., Sestito, P., 2003, *A&A*, 404, 645
- [45] Celis, S.L., 1977, *A&AS*, 29, 15
- [46] Chadid, M., Kolenberg, K., Aerts, C., Gillet, D., 1999, *A&A*, 352, 201
- [47] Chaplin, W.J., et al., 1997, *MNRAS*, 288, 623
- [48] Christensen-Dalsgaard, J., Kjeldsen, H., Mattei, J.A., 2001, *ApJ*, 562, L141
- [49] Cioni, M.-R.L., Habing, H.J., 2003, *A&A*, 402, 133
- [50] Cioni, M.-R.L., Habing, H.J., Israel, F.P., 2000a, *A&A*, 358, L9
- [51] Cioni, M.-R.L., van der Marel, R.P., Loup, C., Habing, H.J., 2000b, *A&A*, 359, 601
- [52] Cioni, M.-R.L., Marquette, J.-B., Loup, C. et al., 2001, *A&A*, 377, 945
- [53] Cioni, M.-R.L., et al., 2003, *A&A*, 406, 51
- [54] Cox, J.P., 1980, *Theory of stellar pulsation*, Princeton University Press
- [55] Cristian, V.C., Donahue, R.A., Soon, W.H., et al., 1995, *PASP*, 107, 411
- [56] Crowl, H.H., Sarajedini, A., Piatti, A.E., Geisler, D., Bica, E., Clariá, J.J., Santos Jr., J.F.C., 2001, *AJ*, 122, 220
- [57] Csák, B., Kiss, L.L., Retter, A., Jacob, A., Kaspi, S., 2005, *A&A*, 429, 599
- [58] Cummings, I.N., Hearnshaw, J.B., Kilmartin, P.M., Gilmore, A.C., 1999, *ASP Conf. Series*, 185, 204
- [59] Dziembowski, W.A., Gough, D.O., Houdek, G., Sienkiewicz, R., 2001, *MNRAS*, 328, 601
- [60] Eddington, A.S., Plakidis, L., 1929, *MNRAS*, 90, 65
- [61] Edmonds, P.D., Gilliland R.L., 1996, *ApJ*, 464, L157
- [62] Eggen, O.J., 1977, *ApJS*, 34, 233
- [63] Eggen, O.J., 1978, *ApJS*, 37, 251
- [64] Epchtein, N., 1998, *IAU Symp.* 179, 106
- [65] ESA, 1997, *The Hipparcos and Tycho Catalogues*, ESA SP-1200
- [66] Eyer, L., Grenon, M., 1997, *ESA*, SP-402, 467
- [67] Feast, M.W., Glass, I.S., Whitelock, P.A., Catchpole, R.M., 1989, *MNRAS*, 241, 375
- [68] Ferraro, F.R., Montegrifo, P., Origlia, L., Fusi Pecci, F., 2000, *AJ*, 119, 1282
- [69] Foster, G., 1996, *AJ*, 112, 1709
- [70] Fraser, A. M., Swinney, H. L. 1986, *Phys. Rev. A*, 33, 1134
- [71] Fraser, O.J., et al., 2005, *AJ*, 129, 768
- [72] Gál, J., Szatmáry, K., 1995, *A&A*, 297, 461
- [73] Glass, I.S., Lloyd Evans, T., 1981, *Nature*, 291, 303
- [74] Glass, I.S., Schultheis, M., 2003, *MNRAS*, 345, 39
- [75] Goupil, M.J., Auvergne, M., Baglin, A., 1988, *A&A*, 196, L13
- [76] Grassberger, P., Procaccia, I., 1983, *Physica D*, 9, 189
- [77] Groenewegen, M.A.T., 2004, *A&A*, 425, 595
- [78] Groenewegen, M.A.T., Blommaert, J.A.D.L., 2005, *A&A*, in press ([astro-ph/0506338](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0506338))

- [79] Gunn, J.E., Griffin, R.F., 1979, *AJ*, 84, 752
- [80] Habing, H.J., Olofsson, H., (szerk.), 2004, *Asymptotic Giant Branch Stars*, A&A Library, Springer
- [81] Haniff, C.A., Scholz, M., Tuthill, P.G., 1995, *MNRAS*, 276, 640
- [82] Hawarden, T.G., et al., 2001, *MNRAS*, 325, 563
- [83] Hegger, R., Kantz, H., Schreiber, T. 1999, *Chaos*, 9, 413 (chao-dyn/9810005)
- [84] Hinkle, K.H., Scharlach, W.W.G., Hall, D.N.B., 1984, *ApJS*, 56, 1
- [85] Houdek, G., Gough, D.O., 2002, *MNRAS*, 336, L65
- [86] Houk, N., 1963, *AJ*, 68, 253
- [87] Howarth, J.J., 1991, *JBAA*, 101, 101
- [88] Höfner, S., Feuchtinger, M.U., Dorfi, E.A., 1995, *A&A*, 297, 815
- [89] Höfner, S., Gautschy-Loidl, R., Aringer, B., Jørgensen, U.G., 2003, *A&A*, 399, 589
- [90] Hughes, S.M.G., Wood, P.R., 1990, *AJ*, 99, 784
- [91] Icke, V., Frank, A., Heske, A., 1992, *A&A*, 258, 341
- [92] Ireland, M.J., Tuthill, P.G., Bedding, T.R., Robertson, J.G., Jacob, A.P., 2004, *MNRAS*, 350, 365
- [93] Isles, J.E., Saw, D.R.B., 1987, *JBAA*, 97, 106
- [94] Ita, Y., et al., 2002, *MNRAS*, 337, L31
- [95] Ita, Y., et al., 2004a, *MNRAS*, 347, 720
- [96] Ita, Y., et al., 2004b, *MNRAS*, 353, 705
- [97] Ivanov, V.D., Borissova, J., 2002, *A&A*, 390, 937
- [98] Jacobs, M.L., Porter, D.H., Woodward, P.R., 1999, *BAAS*, 31, 1447
- [99] Jorissen, A., Mowlavi, N., Sterken, C., Manfroid, J., 1997, *A&A*, 324, 578
- [100] Jorissen, A., Van Eck, S., Mayor, M., Udry, S., 1998, *A&A*, 332, 877
- [101] Jura, M., Chen, C., Plavchan, P., 2002, *ApJ*, 569, 964
- [102] Jurcsik, J., Benkő, J., Szeidl, B., 2002a, *A&A*, 390, 133
- [103] Jurcsik, J., Benkő, J., Szeidl, B., 2002b, *A&A*, 396, 593
- [104] Kantz, H., Schreiber, T., 1997, *Nonlinear Time Series Analysis*, Cambridge University Press, Cambridge
- [105] Karovska, M., Hack, W., Raymond, J., Guinan, E., 1997, *ApJ*, 482, L175
- [106] Kennel, M.B., Brown, R., Abarbanel, H.D.I. 1992, *Phys. Rev. A*, 45, 3403
- [107] Kerschbaum, F., Olofsson, H., 1999, *A&AS*, 138, 299
- [108] Kerschbaum, F., Lebzelter, T., Lazaro, C., 2001, *A&A*, 375, 527
- [109] Kim, S., Dopita, M.A., Staveley-Smith, L., Bessell, M.S., 1999, *AJ*, 118, 2797
- [110] Kiss, L.L., 1998, *MNRAS*, 297, 825
- [111] Kiss, L.L., 2002, in: *The Proc. of the International Conference on Variable Star Research*, Nov. 8-11, 2001, Brno, p. 95-102
- [112] Kiss, L.L., 2003, in: *Stellar Variability, Proc. of the AFOEV International Conference on Variable Stars*, Eds. D. Proust, M. Verdenet, J. Minois, Burillier Publ. (Vannes), p. 59-66
- [113] Kiss, L., 2005, Vörös óriás változócsillagok, in: *Meteor Csillagászati Évkönyv 2006*, p. 228-244
- [114] Kiss, L.L., Bedding, T.R., 2003, *MNRAS*, 343, L79
- [115] Kiss, L.L., Bedding, T.R., 2004a, *MNRAS*, 347, L83
- [116] Kiss, L.L., Bedding, T.R., 2004b, in: *Proc. of IAU Coll. 193 "Variable Stars in the Local Group"*, ASP Conf. Series, Vol. 310, p. 55-59
- [117] Kiss, L.L., Lah, P., 2005, *Mem. Soc. Astron. It.*, in press (astro-ph/0509618)

- [118] Kiss, L.L., Skiff, B.A., 2001, *A&A*, 370, 496
- [119] Kiss, L.L., Szatmáry, K., 1999, *IAU Symp.*, 191, 133
- [120] Kiss, L.L., Szatmáry, K., 2002, *A&A*, 390, 585
- [121] Kiss, L.L., Szatmáry, K., 2003, in: *Proc. of "Astroseismology Across the HR Diagram"*, Eds. Thompson M.J, Cunha M.S., Monteiro M.J.P.F.G., Kluwer Academic Publisher, p. 433-436
- [122] Kiss, L.L., Thomson, J.R., 2000, *A&A*, 355, L9
- [123] Kiss, L.L., Vinkó, J., 2000, *MNRAS*, 314, 420
- [124] Kiss, L.L., Szatmáry, K., Cadmus, R.R. Jr., Mattei, J.A., 1999, *A&A*, 346, 542
- [125] Kiss, L.L., Szatmáry, K., Szabó, G., Mattei, J.A., 2000a, *A&AS*, 145, 283
- [126] Kiss, L.L., Szatmáry, K., Szabó, G., Mattei, J.A., 2000b, *ASP Conf. Series*, 203, 117
- [127] Kiss, L.L., Thomson, J.R., Ogloza, W., Fűrész, G., Sziládi, K., 2001, *A&A*, 366, 858
- [128] Kiss, L.L., Gógh, N., Vinkó, J., Fűrész, G., Csák, B., DeBond, H., Thomson, J.R., Derekas, A., 2002, *A&A*, 384, 982
- [129] Kiss, L.L., Lebzelter, T., Sobotka, P., 2002, in: *The Proc. of the International Conference on Variable Star Research*, Nov. 8-11, 2001, Brno, p. 103-107
- [130] Kiss, L.L., Csák, B., Derekas, A., 2004, *A&A*, 416, 319
- [131] Kiss, L., Derekas, A., Kovács, I., Mizser, A., 2004, *Változócsillagok katalógusa és fénygörbéi*, Magyar Csillagászati Egyesület
- [132] Kjeldsen, H., Bedding, T.R., 1995, *A&A*, 293, 87
- [133] Kjeldsen, H., Bedding, T.R., 2001, *ESA SP-464*, 361
- [134] Kjeldsen, H., Bedding, T.R., Butler, R.P., Christensen-Dalsgaard, J., Kiss, L.L., McCarthy, C., Marcy, G.W., Tinney, C.G., Wright, J.T., 2006, *ApJ*, in press (*astro-ph/0508609*)
- [135] Kholopov, P.N., et al., 1985-1988, *General Catalogue of Variable Stars*, 4th edition, Moscow (GCVS)
- [136] Knapp, G.R., Young, K., Lee, E., Jorissen, A., 1998, *ApJS*, 117, 209
- [137] Knapp, G.R., Dobrovolsky, S.I., Ivezić, Ž., Young, K., Crosas, M., Mattei, J.A., Rupen, M.P., 1999, *A&A*, 351, 97
- [138] Koen, C., 1992, In: *Variable Stars and Galaxies*, *ASP Conf. Series*, 30, 127
- [139] Koen, C., Lombard, F., 1993, *MNRAS*, 263, 287
- [140] Koen, C., Lombard, F., 2001, *MNRAS*, 325, 1124
- [141] Kolláth, Z., 1990, *MNRAS*, 247, 377
- [142] Kolláth, Z., Buchler, J.R., Serre, T., Mattei, J., 1998, *A&A*, 329, 147
- [143] König, G., Paunzen, E., Timmer, J., 1999, *MNRAS*, 303, 297
- [144] Kovács, G., 1995, *A&A*, 295, 693
- [145] Kurtz, D.W., Martinez, P., Koen, C., Sullivan, D.J., 1996, *MNRAS*, 281, 883
- [146] Lah, P., Kiss, L.L., Bedding, T.R., 2005, *MNRAS*, 359, L42
- [147] Landolt, A.U., 1966, *PASP*, 78, 531
- [148] Landolt, A.U., 1973, *PASP*, 85, 625
- [149] Lattanzio, J.C., 1989, in: *Evolution of Peculiar Red Giants*, Eds. Johnson H.R., Zuckerman B., Cambridge University Press, 161
- [150] Lebzelter, T., 1999a, *A&A*, 346, 537
- [151] Lebzelter, T., 1999b, *A&A*, 351, 644
- [152] Lebzelter, T., Hinkle, K.H., 2002, *A&A*, 393, 563
- [153] Lebzelter, T., Hron, J., 1999, *A&A*, 351, 533
- [154] Lebzelter, T., Kiss, L.L., 2001, *A&A*, 380, 388

- [155] Lebzelter, T., Kerschbaum, F., Hron, J., 1995, *A&A*, 298, 159
- [156] Lebzelter, T., **Kiss, L.L.**, Hinkle, K.H., 2000, *A&A*, 361, 167
- [157] Lebzelter, T., Schultheis, M., Melchior, A.L., 2002, *A&A*, 393, 573
- [158] Lebzelter, T., Hinkle, K.H., Wood, P.R., Joyce, R.R., Fekel, F.C., 2005, *A&A*, 431, 623
- [159] Lee, M.G., Freedman, W.L., Madore, B.F., 1993, *ApJ*, 417, 553
- [160] Lloyd, C., 1989, *Observatory*, 109, 146
- [161] Lloyd Evans, T., Glass, I.S., Catchpole, R.M., 1988, *MNRAS*, 231, 773
- [162] Lopez, B., Danchi, W.C., Bester, M., et al. 1997, *ApJ*, 488, 807
- [163] Magalhaes, A.M., Codina-Landaberry, S.J., Gneiding, C., Coyne, G.V., 1986, *A&A*, 154, 1
- [164] Maragoudaki, F., Kontizas, M., Morgan, D.H., Kontizas, E., Dapergolas, A., Livanou, E., 2001, *A&A*, 379, 864
- [165] Mathewson, D.S., Ford, V.L., Visvanathan, N., 1986, *ApJ*, 301, 664
- [166] Mathewson, D.S., Ford, V.L., Visvanathan, N., 1988, *ApJ*, 333, 617
- [167] Matsunaga, N., Fukushi, H., Yoshikazu, N., 2005, *MNRAS*, 364, 117
- [168] Mennessier, M.O., Boughaleb, H., Mattei, J.A., 1997, *A&AS*, 124, 143
- [169] Moskalik, P., Buchler, J.R., 1990, *ApJ*, 355, 590
- [170] Munteanu, A., García-Berro, E., José, J., 2003, *MNRAS*, 341, 855
- [171] Munteanu, A., Bono, G., José, J., García-Berro, E., Stellingwerf, R.F., 2005, *ApJ*, 627, 454
- [172] Nagy, A., 1998, *A&A*, 339, 440
- [173] Nikolaev, S., Weinberg, M.D., 2000, *ApJ*, 542, 804
- [174] Nikolaev, S., Drake, A.J., Keller, S.C., Cook, K.H., Dalal, N., Griest, K., Welch, D.L., Kanbur, S.M., 2004, *ApJ*, 601, 260
- [175] Noda, S., et al., 2002, *MNRAS*, 330, 137
- [176] Noda, S., et al., 2004, *MNRAS*, 348, 1120
- [177] Olivier, E.A., Wood, P.R., 2003, *ApJ*, 584, 1035
- [178] Olivier, E.A., Wood, P.R., 2005, *MNRAS*, 362, 1396
- [179] Olsen, K.A.G., Salyk, C., 2002, *AJ*, 124, 2045
- [180] Paczyński, B., Pindor, B., 2000, *ApJ*, 533, L103
- [181] Percy, J.R., Desjardins, A., 1996, *PASP*, 108, 847
- [182] Percy, J.R., Colivas, T., 1999, *PASP*, 111, 94
- [183] Percy, J.R., Landis, H.J., Milton, R.E., 1989, *PASP*, 101, 893
- [184] Percy, J.R., Desjardins, A., Yu, L., Landis, H.J., 1996, *PASP*, 108, 139
- [185] Percy, J.R., Wilson, J.B., Henry, G.W., 2001, *PASP*, 113, 983
- [186] Perdang, J. M. 1985, In: *Chaos in Astrophysics*, Eds. J. R. Buchler, J. M. Perdang & E. A. Spiegel, Dordrecht: D. Reidel Publishing Company, p. 11
- [187] Perrin, G., et al., 2004, *A&A*, 426, 279
- [188] Pojmanski, G., 2002, *Acta Astron.*, 52, 397
- [189] Raimondo, C., et al., 2005, *A&A*, 438, 521
- [190] Rejkuba, M., 2004, *A&A*, 413, 903
- [191] Retter, A., Bedding, T.R., Buzasi, D.L., Kjeldsen, H., **Kiss, L.L.**, 2003, *ApJ*, 591, L151
- [192] Saitou, M., Takeuti, M., Tanaka, Y., 1989, *PASJ*, 41, 297
- [193] Sano, M., Sawada, Y. 1985, *Phys. Rev. Lett.*, 55, 1082
- [194] Schlegel, D.J., Finkbeiner, D.P., Davis, M., 1998, *ApJ*, 500, 525
- [195] Schultheis, M., Glass I.S., Cioni M.-R. L., 2004, *A&A*, 427, 945
- [196] Schwarzschild, M., Härm, R., 1965, *ApJ*, 142, 855
- [197] Sebo, K.M., Wood, P.R., 1994, *AJ*, 108, 932

- [198] Serre, T., Kolláth, Z., Buchler, J.R., 1996a, *A&A*, 311, 833
- [199] Serre, T., Kolláth, Z., Buchler, J.R., 1996b, *A&A*, 311, 845
- [200] Seya, K., Tanaka, Y., Takeuti, M., 1990, *PASJ*, 42, 405
- [201] Shibahashi H., 2000, *ASP Conf. Series*, 203, 299
- [202] Shibahashi, H., Saio, H., 1985, *PASJ*, 37, 601
- [203] Skrutskie, M., 1998, in: *The Impact of Near-Infrared Sky Surveys on Galactic and Extragalactic Astronomy*, ed. N. Epchtein, Dordrecht: Kluwer, 11
- [204] Smak, J., 1964, *ApJS*, 9, 141
- [205] Smith, B.J., 2003, *AJ*, 126, 935
- [206] Smith, B.J., Leisawitz, D., Castelaz, M.W., Luttermoser, D., 2002, *AJ*, 123, 948
- [207] Smith, B.J., Price, S.D., Baker, R.I., 2004, *ApJS*, 154, 673
- [208] Smith, G.H., Shetrone, M.D., 2004, *PASP*, 116, 604
- [209] Soker, N., 2000, *MNRAS*, 312, 217
- [210] Soszynski, I., et al., 2004a, *Acta Astron.*, 54, 129
- [211] Soszynski, I., et al., 2004b, *Acta Astron.*, 54, 347
- [212] Sperl, M., 1998, *Comm. Astr. Seis.*, 111, 1
- [213] Stanton, R.H., 1981, *JAAVSO*, 10, 1
- [214] Stello, D., Kjeldsen, H., Bedding, T.R., De Ridder, J., Aerts, C., Carrier, F., Frandsen, S., 2004, *Solar Phys.*, 220, 207
- [215] Sterken, C., Broens, E., Koen, C., 1999, *A&A*, 342, 167
- [216] Sterne, T.E., Campbell, L., 1936, *Harvard Ann.*, 105, 459
- [217] Strassmeier, K.G., Boyd, L.J., Epand, D.H., Granzer, Th., 1997, *PASP*, 109, 697
- [218] Subramaniam, A., 2003, *ApJ*, 598, L19
- [219] Subramaniam, A., 2004, *ApJ*, 604, L41
- [220] Szabados, L., 2000, *A mikrováltozócsillagászat és a mega-változócsillagászat felé*, in: *Meteor Csillagászati Évkönyv 2001*, p. 237
- [221] Szabados, L., Kurtz, D.W. (szerk.), 2000, „The Impact of Large-Scale Surveys on Pulsating Star Research”, *ASP Conf. Series*, Vol. 203
- [222] Szatmáry, K., 2004, *Comm. Asteroseis.*, 145, 60
- [223] Szatmáry, K., Kiss, L.L., 2002, *ASP Conf. Series*, 259, 566
- [224] Szatmáry, K., Vinkó, J., Gál, J., 1994, *A&AS*, 108, 377
- [225] Szatmáry, K., Gál, J., Kiss, L.L., 1996, *A&A*, 308, 791
- [226] Szatmáry, K., Kiss, L.L., Bebesi, Zs., 2003, *A&A*, 398, 277
- [227] Székely, P., Kiss, L.L., Csák, B., Derekas, A., Bedding, T.R., Szatmáry, K., 2005, *Mem. Soc. Astron. It.*, in press ([astro-ph/0509377](http://astro-ph/0509377))
- [228] Templeton, M.R., Mattei, J.A., Willson, L.A., 2005, *AJ*, 130, 776
- [229] Torres-Dodgen, A.V., Weaver, W.M.B., 1993, *PASP*, 105, 693
- [230] Toutain, T., Fröhlich, C., 1992, *A&A*, 257, 287
- [231] Tuchman, Y., 1991, *ApJ*, 383, 779
- [232] Tuthill, P.G., Haniff, C.A., Baldwin, J.E., Feast, M.W., 1994, *MNRAS*, 266, 745
- [233] Tuthill, P.G., Haniff, C.A., Baldwin, J.E., 1999, *MNRAS*, 306, 353
- [234] Udalski, A., Kubiak, M., Szymanski, M., 1997, *Acta Astron.*, 47, 319
- [235] van der Marel, R.P., & Cioni, M.-R.L., 2001, *AJ*, 122, 1807
- [236] van der Marel, R.P., 2004, in: „The Local Group as an Astrophysical Laboratory”, *Proceedings of the May 2003 STScI Symposium*, ed. M. Livio, Cambridge University Press ([astro-ph/0404192](http://astro-ph/0404192))

- [237] Van Loon, J.Th., et al., 1998, *A&A*, 329, 169
- [238] Vassiliadis, E., Wood, P.R., 1993, *ApJ*, 413, 641
- [239] Vauclair, G., Goupil, M.J., Baglin, A., et al., 1989, *A&A*, 215, L17
- [240] Wallerstein, G., Hinkle, K.H., Dominy, J.F., et al., 1985, *MNRAS*, 215, 67
- [241] Weigert, A., 1966, *Zeitsch. für Astrophys.*, 64, 395
- [242] Welty, D.E., 1985, *AJ*, 90, 2555
- [243] Westerlund, B.E., 1997, In: *The Magellanic Clouds*, Cambridge Astrophysics Series, 29, 6
- [244] Whitelock, P., Marang, F., Feast, M., 2000, *MNRAS*, 319, 728
- [245] Winters, J.M., Le Bertre, T., Jeong, K.S., Helling, Ch., Sedlmayr, E., 2000, *A&A*, 361, 641
- [246] Wood, P.R., 1998, *A&A*, 338, 592
- [247] Wood, P.R., 2000, *PASA*, 17, 18
- [248] Wood, P.R., Sebo, K.M., 1996, *MNRAS*, 282, 958
- [249] Wood, P.R., Zarro, D.M., 1981, *ApJ*, 247, 247
- [250] Wood, P.R., Bessell, M.S., Fox, M.W., 1981, *PASA*, 4, 203
- [251] Wood, P.R., et al. (a MACHO kollaboráció), 1999, *IAU Symp.*, 191, 151
- [252] Wood, P.R., Olivier, E.A., Kawaler, S.D., 2004, *ApJ*, 604, 800
- [253] Woodruff, H.C., et al., 2004, *A&A*, 421, 703
- [254] Wozniak, P.R., 2000, *Acta Astron.*, 50, 421
- [255] Wray, J.J., Eyer, L., Paczyński, B., 2004, *MNRAS*, 349, 1059
- [256] Xiong, D.R., Deng, L., Cheng, Q.L., 1998, *ApJ*, 499, 355
- [257] Yaari, A., Tuchman, Y., 1996, *ApJ*, 456, 350
- [258] Yaari, A., Tuchman, Y., 1999, *ApJ*, 514, L35
- [259] Zaritsky D., 2004, *ApJ*, 614, L37
- [260] Zaritsky, D., Harris, J., Grebel, E.K., Thompson, I.B., 2000, *ApJ*, 534, L53
- [261] Zebrun, K., et al., 2001, *Acta Astron.*, 51, 317
- [262] Zijlstra, A.A., Bedding, T.R., Markwick, A.J., Loidl-Gautschy, R., Tabur, V., Alexander, K.D., Jacob, A.P., Kiss, L.L., Price, A., Matsuura, M., Mattei, J.A., 2004, *MNRAS*, 352, 325
- [263] Zissell, R., 1998, *JAAVSO*, 26, 151
- [264] Zoccali, M., Piotto, G., 2000, *A&A*, 358, 943
- [265] Zsoldos, E., 1998, *Meteor*, 1998/7-8, p. 62