

JÓZSEF ATTILA TUDOMÁNYEGYETEM
KÍSÉRLETI FIZIKAI TANSZÉK

**Pulzáló változócsillagok fizikai paramétereinek és csillagfejlődési
állapotának meghatározása többszín-fotometriai és spektroszkópiai
módszerekkel**

doktori (PhD) értekezés

Írta: Kiss L. László

SZEGED
1999

TARTALOMJEGYZÉK

BEVEZETÉS	2
1. Pulzáló változócsillagok - fizikai áttekintés	4
Pulzáló változócsillag-típusok	6
2. Mérési módszerek	10
2.1. Fotometria	10
2.2. Spektroszkópia	15
2.3. Vonalprofilok és radiális sebességek mérése	18
3. Rövid periódusú változócsillagok	25
3.1. A V2109 Cygni második felhangú pulzációja	26
Bevezetés	26
Megfigyelések	26
Fotometriai analízis	28
A V2109 Cyg pulzációja	31
3.2. DX Ceti, egy új nagyamplitúdójú δ Scuti-csillag	33
3.3. Az ι Bootis monopériodikus pulzációja	36
3.4. A BE Lyncis és TU Ursae Majoris fotometriai kísérői	40
Programcsillagok	40
Eredmények	42
A másodkomponensek természete	44
A BE Lyncis újraértelmezése	45
4. Közepes periódusú változócsillagok - cefeidák	47
4.1. Cefeida-észlelések	49
Megfigyelések	49
Megjegyzések az egyedi változókról	57
4.2. A cefeidák fizikai paraméterei	61
Az intersztelláris vörösödés	62
Effektív hőmérséklet és felszíni gravitációs gyorsulás	67
4.3. Radiális sebességek és vonalprofil-változások	71
Baade-Wesselink analízis	72
A félszélesség változásai	73
5. Hosszú periódusú változócsillagok	76
5.1. Többszörös periodicitás félszabályos változócsillagokban	74
Megfigyelések	78
Tesztek	80
Periódus analízis	83
A többszörös periodicitás értelmezése	87
Speciális esetek	90
6. Összefoglalás és kitekintés	92
Summary	96
KÖSZÖNETNYILVÁNÍTÁS	99
IRODALOMJEGYZÉK	100

BEVEZETÉS

A csillagok pulzációs instabilitása olyan evolúciós kísérőjelenség, amely igen különböző fizikai állapotokban levő csillagoknál okoz hasonló fényességváltozást. A változások időskálája nagyon eltérő nagyságrendekbe eshet, a jelenleg klasszifikált és pulzációs eredetű fényességváltozások néhány másodperctől néhány ezer napig terjedő ciklushosszakkal rendelkeznek (közel 8 nagyságrend). Emellett a spektrális jellemzők (pl. radiális sebességek, színpvonal-profilok) is jól követhető változásokon esnek keresztül, melyeket a fotometriai megfigyelésekkel együtt vizsgálva közvetve és közvetlenül meghatározhatjuk a csillagok olyan fizikai jellemzőit, mint a tömeg, sugár, hőmérséklet, luminozitás, esetleges kettősség, stb. A látszólag hasonló fényességváltozások eltérő fizikai okának felderítésével a csillagfejlődési állapotokat is megkülönböztethetjük, ami a változócsillagok helyes leírásához nélkülözhetetlen információ.

Jelen dolgozatban azokat a pulzáló változócsillagokkal kapcsolatos eredményeimet mutatom be, amelyeket első sorban az 1995 és 1999 között végzett méréseim alapján értem el. Ezek a megfigyelések az asztrofizika két fő módszerét, a fotometriát és a spektroszkópiát alkalmazták a különböző típusú csillagok részletes vizsgálataihoz. Fotometriai észleléseimet két obszervatóriumban (Szegedi Csillagvizsgáló, Sierra Nevada Obszervatórium - Spanyolország), míg spektroszkópiai méréseimet a torontói David Dunlap Obszervatóriumban (DDO) végeztem.

Az értekezés felépítése a következő. Legelőször egy rövid elméleti kitekintésben vázolom a csillagpulzáció jelenségét, illetve kapcsolódásait a különböző típusú megfigyelésekhez. Utána az alkalmazott mérési módszereket tekintem át, majd pedig következik a dolgozat központi fejezete, melyben az eredményeket részletezem.

A vizsgált csillagok három jól elkülönülő csoportba oszthatók a fényváltozási periódusuk alapján. Az öt nagyságrendet átfogó periódustartomány (0.01 – 1000 nap) nagysága a csillagokban működő fizikai mechanizmusok különbségét is jelzi. A *rövidperiódusú változócsillagok* (δ Scuti- és RR Lyrae-típus) a néhány századnaptól a néhány tizednapig terjedő periódusaikkal mérési szempontból előnyös objektumok, mivel egy éjszaka során fel lehet venni teljes fényváltozásukat. Az említett típusokba tartozik az ι Bootis, BE Lyncis és DX Ceti (δ Scuti), illetve a TU Ursae Majoris és V2109 Cygni (RR Lyrae). Ezek fotometriája a szegedi és Sierra Nevada-i obszervatóriumokban történt, míg kettőről (DX Ceti és V2109 Cygni) közepes felbontású optikai spektrumokat is sikerült felvenni a DDO-ban. A periódusok pontosítása mellett különböző alapvető paramétereket (tömeg, sugár, hőmérséklet, luminozitás, fémesség) határoztam meg, melyekből a változás típusát is pontosíthattam, ezáltal pedig rámutattam a vizsgált csillagok evolúciós állapotára.

A *közepes periódusú változócsillagok* (cefeidák) az 1 és 50 nap közé eső ciklushosszaikkal már kevésbé kényelmes mérési célpontok, hiszen a teljes fényváltozás felvétele átlagos magyar időjárási viszonyok mellett akár másfél-két évig is eltarthat. Szerencsére ezen változócsillagok pulzációja igen szigorúan periodikus, általában csak 5-10 év alatt mutatnak

mérhető eltolódást a rendkívül szabályosan ismétlődő fénygörbéjükön. Vizsgálataim során e kozmológiai szempontból kiemelt fontosságú csillagok minél teljesebb leírására törekedtem. Így kezdőlépésként meghatároztam a köztünk és a cefeidák között levő csillagközi por által okozott vörösödést, majd elméleti légkörmodellek és a többszín-fotometria segítségével hőmérséklet-felszíni gravitációs gyorsulás értékeket is számítottam. Éppen a viszonylag hosszú periódusuk miatt irodalmi spektroszkópiájuk igen szegényes, ezért egyik legfontosabb célom a minél jobb fázislefedettségű és nagy spektrális felbontású színkép-sorozatok felvétele és értelmezése volt. Ezekkel a pulzáló atmoszférákban fellépő jelenségekre vethettem mélyebb pillantást.

A harmadik csoportba a *hosszú periódusú változócsillagok* (félszabályos, L-típus) tartoznak, jellemzően 100 és 1000 nap közé eső ciklushosszal. A fentebb említett, ún. klasszikus instabilitási sávon elhelyezkedő csillagokkal szemben ezek a vörös óriáscsillagok a Hertzsprung–Russell-diagram aszimptotikus óriáságán találhatóak. Éves nagyságrendű periódusuk mellett fénygörbéik közel sem ismétlődnek szigorú szabályossággal, így megbízható vizsgálataikhoz évtizedes adatsorokra van szükség. Ilyenek azonban csak kisebb pontosságú vizuális észlelések formájában léteznek, így az ezekből kinyerhető információk bírnak kiemelt fontossággal. Kutatásaim az esetleges többszörös periodicitások és kísérő jelenségeik kimutatására irányultak egy statisztikai szempontból is jelentős mintán (közel 100 csillag). Eredményeim a félszabályos csillagok bonyolult módus-struktúráltóságába engedtek betekintést.

Az értekezés utolsó fejezetében tézisszerűen összefoglalom a tárgyalt eredményeimet, majd a vonatkozó nyitott kérdéseket ismertetem, különös tekintettel a jelenleg is folyó kutatások főbb irányaira.

1. Pulzáló változócsillagok – fizikai áttekintés

A periodikus változócsillagok fényváltozást okozó fizikai mechanizmusai között csak a 20. század elején jelent meg az időben periodikus méretváltozás, azaz a pulzáció. Ekkor mutatta ki H. Shapley, hogy a cefeida változók megfigyelt fényesség és radiális sebesség változásai nem egyeztethetők össze a 19. században nagy karriert befutó kettős rendszerbeli fedések modelljével, mivel egyes csillagoknál a feltételezett komponensek mérete meghaladta a modellekben számított pályák méretét, azaz fizikailag ellentmondó eredmények születtek. Ezzel szemben a periodikus tágulás és összehúzódás, illetve az ezzel párhuzamos ciklikus hőmérséklet-változás konzisztens kép kialakítását tette lehetővé a nehezebben értelmezhető esetekben is. 1918-ban A.S. Eddington már részleteiben is kidolgozta a megfigyelésekkel jó összhangban álló sugárirányú pulzáció elméletét.

A pulzáció, mint a pusztán önmaguk gravitációs tere hatása alatt álló gázgömbök kicsiny perturbációja, az alábbiakban következő nagyon egyszerű gondolatsorral is illusztrálható. Itt jegyezném meg, hogy ezek az elméleti megfontolások és következményeik nem képezték vizsgálataim tárgyát, így nem törekedtem egy minden részletre kiterjedő összefoglalásra. A téma nagyon bő irodalommal bír, ezúttal Gautschy & Saio (1995, 1996) összefoglaló munkáira, Carroll & Ostlie (1996) vonatkozó fejezeteire, ill. Becker (1998) áttekintő cikkére támaszkodok.

A pulzációelmélet legegyszerűbb esetben a saját gravitációs tere hatása alatt álló folyadékok stabilitását vizsgálja. Az alapegyenletek a következők:

A kontinuitási egyenlet:

$$\frac{\partial \rho}{\partial t} + \nabla \cdot (\rho \underline{u}) = 0 , \quad (1.1)$$

ahol ρ az anyag sűrűsége, \underline{u} pedig az folyadékban fellépő sebességtér. Inerciarendszerben a mozgásegyenlet a következő alakú:

$$\frac{\partial \underline{u}}{\partial t} + \underline{u} \cdot \nabla \underline{u} = -\frac{1}{\rho} \nabla p - \nabla \psi - \langle \underline{V} \nabla \cdot \underline{V} \rangle , \quad (1.2)$$

melyben p a nyomás, ψ a gravitációs potenciál, \underline{V} pedig a turbulens konvekció sebessége. A $\langle \rangle$ szimbólum itt a térbeli átlagolást jelenti. A gravitációs potenciálra vonatkozó Poisson-egyenlet:

$$\nabla^2 \psi = 4\pi G \rho \quad (1.3)$$

(G a gravitációs állandó). A termodinamikai jellemzőket az energiamegmaradás egyenletével írhatjuk le:

$$T \frac{dS}{dt} = \frac{dE}{dt} - \frac{p}{\rho^2} \frac{d\rho}{dt} = \varepsilon - \frac{1}{\rho} \nabla \cdot (\underline{F}_R + \underline{F}_C) , \quad (1.4)$$

ahol S a fajlagos entrópia, E a fajlagos belső energia, ε pedig a nukleáris energiatermelés egységnyi tömegre vonatkoztatva. A konvekcióval szállított energiafluxust \underline{F}_C , míg a sugárzási fluxus vektora \underline{F}_R . Ez utóbbit az optikailag vastag tartományban a fotonok diffúziója írja le:

$$\underline{F}_R = -\frac{4ac}{3\kappa\rho} T^3 \nabla T , \quad (1.5)$$

amelyben a a sugárzási állandó, c a fénysebesség, κ pedig a Rosseland-féle átlagos opacitás.

Az egyenletek megoldásához szükség van még egy állapotegyenletre, ami megadja a kapcsolatot p , T és ρ között. Az opacitás és a nukleáris energiatermelési ráta az alapfeltételezések szerint kifejezhető a sűrűség, hőmérséklet és a kémiai összetétel függvényeként. Az elméleti tárgyalás szempontjából a konvekciós tagok kezelése a legnehezebb; ez a legnyitottabb kérdés mind a mai napig. Ezért gyakran egyszerűsítenek azzal a feltevéssel, hogy a konvekció és a pulzáció közti csatolás elhanyagolható. Az általam vizsgált csillagok közül az óriás és szuperóriás változócsillagokra (félszabályos vörös változók, cefeidák) az egyszerűsítés helyessége igen valószínűtlen, hiszen az említett csillagok igen kiterjedt konvektív zónával rendelkeznek.

A csillagok egyensúlyi helyzete körüli kis kitérések időbeli fejlődését lineáris perturbációszámítással követhetjük végig. A csillagot gömbi (r, θ, ϕ) koordinátákban írhatjuk le, ahol általában a $\theta = 0$ tengely a forgástengellyel esik egybe. További egyszerűsítő feltevés, hogy nincs differenciális rotáció (azaz $\underline{u}_0 = \underline{\Omega} \times \underline{r}$), illetve az egyensúlyi állapot tengelyszimmetrikus. Azt is feltételezzük, hogy bármilyen perturbált mennyiség idő- és szögfüggése leírható $e^{i(\sigma t + m\phi)}$ függvény-alakban. Bevezetve a $\underline{\xi} = \underline{r} - \underline{r}_0$ elmozdulásvektort, az (1.1)-(1.5) egyenletek az alábbi alakúra hozhatók, immáron a 0-val indexelt egyensúlyi állapottól való elmozdulás leírása céljából:

$$\rho' + \nabla \cdot (\rho \underline{\xi}) = 0 , \quad (1.6)$$

$$-(\sigma + m\Omega)^2 \underline{\xi} + 2i(\sigma + m\Omega) (\underline{\Omega} \times \underline{\xi}) = -\frac{1}{\rho} \nabla p' + \frac{\rho'}{\rho^2} \nabla p - \nabla \psi' + (\underline{V} \cdot \nabla \underline{V})' , \quad (1.7)$$

$$\nabla^2 \psi' = 4\pi G \rho' , \quad (1.8)$$

$$i\sigma\rho T\delta S = \rho\varepsilon\left(\frac{\delta\rho}{\rho} + \frac{\delta\varepsilon}{\varepsilon}\right) - \delta(\nabla \cdot \underline{F}_R + \nabla \cdot \nabla F_C), \quad (1.9)$$

$$\underline{F}'_R = \underline{F}_R \left(3\frac{T'}{T} - \frac{\kappa'}{\kappa} - \frac{\rho'}{\rho}\right) - \frac{4acT^3}{3\kappa\rho}\nabla T' \quad (1.10)$$

Az egyenletrendszerben szereplő vesszőzött mennyiségek a változók Euler-koordinátákban, míg a δ -val jelölt mennyiségek a Lagrange-koordinátákban kifejezett perturbációkat jelentik. A Lagrange- és az Euler-kép között egy q mennyiségre a következő kapcsolat áll fenn:

$$\delta q = q' + \underline{\xi} \cdot \nabla q. \quad (1.11)$$

Az (1.6)-(1.10) egyenletek rendszere a megfelelő peremfeltételekkel kiegészítve egy sajátérték-problémát reprezentálnak. A $\sigma = \sigma_R + i\sigma_I$ sajátérték általános esetben egy komplex mennyiség, amelyben σ_R az oszcilláció frekvenciája, σ_I pedig az erősítés (<0), vagy csillapítás (>0) karakterisztikus idejét jellemzi. A pulzációelmélet gyakorlati alkalmazásai során a fenti közelítéseket kell közelebbről megvizsgálni, csillagtípustól függően az elhanyagolásokat igazolni, vagy elvetni, végül pedig általában numerikus módszerekkel kiszámítani a csillag legfontosabb paramétereinek időfüggését.

A fenti egyenletekben szereplő fizikai mennyiségek (elmozdulásvektor, hőmérséklet, sűrűség, nyomás) elvezetnek a megfigyelhető paraméterek tartományába. A sugár- és hőmérséklet-változás egyaránt fényességváltozást okoz, amit pl. az abszolút feketest luminozitásának (L)

$$L = 4\pi R^2 \sigma_{SB} T^4 \quad (1.12)$$

alakján keresztül láthatunk (R a csillag sugara, T az effektív hőmérséklete, σ_{SB} pedig a Stefan-Boltzmann-állandó). A csillagászati magnitúdóskála, definíciója szerint arányos a luminozitás 10-es alapú logaritmusával, tehát a megfigyelt fénygörbék közvetetten az említett paraméterek változásáról árulkodnak. A hőmérséklethez a különböző hullámhossz-tartományokban mérhető fényességek különbségei, azaz a színindexek vezetnek el. A sugárváltozást a színképvonalak periodikusan változó Doppler-eltolódásai jelzik, amelyet nagyfelbontású spektroszkópiával, és az abból meghatározott radiális sebesség-görbékkel lehet leírni.

Mindezek az egyszerű megfontolások is jól mutatják, hogy az elméleti jóslatok és a megfigyelések megfelelő összhangba hozásához a csillagok fizikai paramétereinek (tömeg, sugár, luminozitás, hőmérséklet, kémiai összetétel, kor...) minél pontosabb ismerete szükséges, ami éppen az általam is művelt "obszervációs asztrofizika" legfőbb célkitűzése.

Pulzáló változócsillag-típusok

Nagyon eltérő fizikai és csillagfejlődési állapotban levő csillagok mutathatnak hasonló, vagy megfigyelési szempontból hasonló, vagy akár megkülönböztethetetlen fényváltozásokat. A megfigyelések bővülésével egyre több különböző és jellegzetes fényváltozású csillagot fedeztek fel, ami rohamosan szaporodó klasszifikációs egységekhez vezetett el. A

csillagfejlődési elméleteket is szem előtt tartva lehetett csak rendet tenni a pulzációs változásokat mutató csillagok népes seregében; gyakorlatilag az összes csillag élete során átesik olyan szakaszokon, amikor a csillagra jellemző fundamentális változások (magnezi energiatermelő folyamatok megváltozása, belső felépítés átalakulása) ideiglenesen instabilitáshoz, oszcillációkhoz vezetnek. A pulzációt kényszerrezgésként felfogva szükség van olyan állandó gerjesztő mechanizmusokra, amelyek a különböző állapotban levő csillagokban más és más módon felelnek a rezgés fennmaradásáért. Ezen mechanizmusok is eltérnek a különböző típusokban.

Az alapvető klasszifikációt a Változócsillagok Általános Katalógusa (GCVS) fektette le (Kholopov et al. 1985), amelyet a szakirodalom a folyamatosan bővülő mérések alapján tovább finomított. Viszonylag friss áttekintést Becker (1998) cikke ad, amelyet az alábbiakban foglalom össze röviden. Aláhúzással az általam is vizsgált típusokat jelöltem.

LBV: nagy luminozitású kék csillagok, melyek lassú, irreguláris, 1 magnitúdót meghaladó változásokat mutatnak. Erős tömegvesztésük valószínűleg a pulzációs instabilitásuknak köszönhető.

α Cyg: kváziperiodikus A-típusú szuperóriások, 0.1 magnitúdó körüli amplitúdóval, ami néhány naptól néhány hétig terjedő időskálán lejátszódó változásokhoz tartozik.

ς Oph: gyors forgású O- és korai B-típusú csillagok, jellegzetes vonalprofil-változásokkal. Magas rendű nemradiális pulzálók, változásuk gyakorlatilag csak a nagyfelbontású spektroszkópiával mutatható ki.

β Cep: korai B-típusú óriások néhány órás periódussal és közel 0.1 magnitúdónyi változással. Gyakran mutatnak többszörös periodicitást, feltehetően nemradiális pulzáció következtében.

SPB csillagok: B-típusú csillagok, 9 óránál hosszabb fotometriai vagy spektroszkópiai változásokkal, melyeket nem lehet fedéssel, vagy forgással magyarázni. Többszörös periodicitásúak, 53 Per csillagoknak is szokás őket nevezni.

Be csillagok: gyorsan forgó, erős tömegvesztésű B-típusú csillagok, melyek mutatnak olyan rövid skálájú változásokat, melyeket talán pulzáció okoz.

roAp csillagok: gyorsan oszcilláló, pekuliáris kémiai összetételű A-típusú csillagok, jellemzően 4-16 perc közötti periódusokkal. Erős mágneses térrel rendelkező csillagok.

δ Sct: A–F-típusú törpe és óriás csillagok, néhány órás periódussal és néhány század-, esetleg egy-két tizedmagnitúdós amplitúdóval. Gyakori a többszörös periodicitás és a nemradiális módusok gerjesztettsége.

SX Phe: II-es populációjú szubtörpék, a δ Sct-típus fémszegény megfelelői. Néhány órás periódusok és 0.7 magnitúdónál kisebb amplitúdók a jellemzőek.

γ Dor: a δ Sct-típus instabilitási sáv hidegebb szélén található lassú változók.

Nap-típusú oszcillátorok: a Nap nemradiális akusztikus oszcillációihoz hasonló rezgéseket mutató csillagok.

Anomális cefeidák: az RR Lyrae csillagokhoz hasonló változók, azonban luminozitásuk jóval

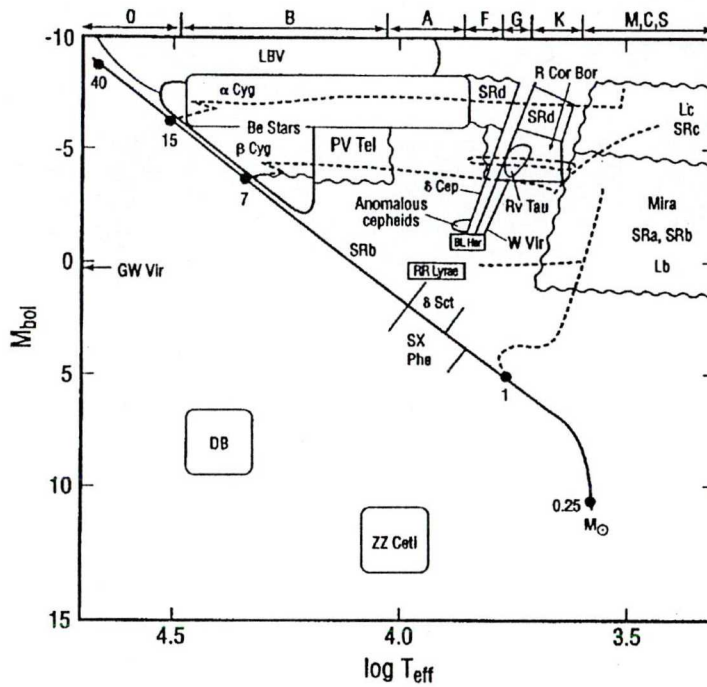
- nagyobb. Eddig szinte kizárólag fémszegény szferoid törpe-galaxisokban és egyes gömbhalmazokban (NGC 5466) találtak ilyen csillagokat.
- RR Lyr:** radiális pulzációt mutató II-es populációjú A-, korai F-típusú óriások, 0.2-1.2 nap közötti periódussal, 2 magnitúdónál kisebb amplitúdóval. Előfordul kétmódusú pulzáció is. Alosztályok: RRab, RRC, RRd, Blazsko-effektusos RRab.
- H-szegény csillagok:** 0.1-40 nap közé eső periódussal rendelkező, a hidrogénnek szinte kimutathatatlan jeleit mutató csillagok. Alosztályok: R CrB csillagok, hidrogén-szegény széncsillagok (HdC), extrém héliumcsillagok (eHe).
- R CrB:** hidrogénszegény, széngazdag eruptív változók, amelyek feltűnő elhalványodásaik között 30-100 napos kváziperiodikus változásokat mutatnak. Kialakulásuk vagy egy hélium és egy szén-oxigén fehér törpe összeolvadásával történik, vagy pedig egy aszimptotikus óriásági csillag esik át extrém tömegvesztésen.
- Cefeidák:** I-es populációjú F-G szuperóriás csillagok. Radiális pulzációjuk 1-135 nap periódusú, a tipikus amplitúdók néhány tizedtől 1-2 magnitúdóig terjednek. Jól definiált instabilitási sávot foglalnak el a HRD-n, periódus-fényesség relációjuknak köszönhetően nagyon fontos távolság-indikátorok.
- SRd:** félszabályos sárga óriások és szuperóriások, 30-1100 nap periódussal, míg fényváltozásuk amplitúdója elérheti a 4 magnitúdót is.
- RV Tau:** II-es populációjú szuperóriás csillagok, a W Vir változók hosszúperiódusú kiterjesztései. 30-150 napos periódus és akár 5 magnitúdós amplitúdó jellemzi őket.
- W Vir:** cefeidákra emlékeztető fényváltozású II-es populációjú változók, azonban tömegük jóval kisebb a cefeidákénál. Szintén jól definiált instabilitási sávjuk és periódus-fényesség relációjuk van. 1-35 nap periódus, 0.3-1.2 magnitúdós amplitúdó; II-es típusú cefeidáknak is szokták őket nevezni.
- BL Her:** a W Vir csillagokkal rokon radiális pulzátorok, de a fénygörbe és a spektrális jellemzők különböznek.
- Lc:** szabálytalan, lassan változó M-típusú szuperóriások.
- SRc:** kései típusú félszabályos szuperóriás csillagok, néhány száz napos periódussal, 1 magnitúdó körüli amplitúdóval.
- Lb:** szabálytalan, lassan változó M-típusú óriások, a periodicitás gyenge jeleivel. Szoros kapcsolat az SRb csillagokkal.
- SRa:** mirákhoz hasonló, de kisebb amplitúdójú félszabályos óriások, 35-1200 napos periódussal, változó alakú fénygörbével.
- SRb:** félszabályos kései típusú óriások, 20-2300 napos periódussal.
- Mirák:** radiálisan pulzáló vörös óriás és szuperóriás csillagok, 80-1400 napos periódussal és akár 10 magnitúdós amplitúdóval. Az aszimptotikus óriáság csillagai, erős molekulásávok dominálják a látható spektrumot.
- EC 14026:** többszörös periodicitású pulzáló szubtörpék, $\log g \sim 6.0$, $T_{\text{eff}} \sim 35000$ K, 120-500 másodperces periódusok, az amplitúdó pedig 0.01 magnitúdó alatti.
- GW Vir:** igen magas hőmérsékletű, nemradiálisan pulzáló, fehér törpe állapot előtti csillagok.

A tipikus periódusok 400-1200 másodperc közé esnek.

DB változók: többszörös periodicitású, nemradiálisan pulzáló, hélium (DB) fehér törpék, jellemzően 100-1000 másodperces periódusokkal.

ZZ Cet: többszörös periodicitású, nemradiálisan pulzáló hidrogén (DA) fehér törpék, néhány perces periódusokkal és 0.001-0.3 magnitúdós amplitúdókkal.

A fentiek is jól mutatják, hogy a csillagok pulzációja a Hertzsprung–Russell-diagram bármely tartományában előfordulhat (1.1. ábra), így a téma szerteágazó volta miatt reménytelen lenne a teljességre törekedni.



1.1. ábra. Változócsillag-típusok a HRD-n (Becker 1998)

A klasszikus instabilitási sávba eső cefeidákat, RR Lyrae-eket és δ Scuti-kat saját mérések, míg az aszimptotikus óriáság tetejét elfoglaló félszabályos csillagokat évtizedes adatsorok alapján vizsgáltam. Ezen típusokkal kapcsolatban részletes áttekintést a vonatkozó fejezetekben fogok adni.

2. Mérési módszerek

Az értekezésben tárgyalt méréseket három obszervatóriumban végeztem 1995-1999 között. A fotoelektromos fotometriai megfigyelések túlnyomó többségét a Szegedi Csillagvizsgáló 40 cm-es Cassegrain-távcsövével, kisebb részét (1998 nyarán) pedig a Sierra Nevadai-i Obszervatórium (Spanyolország) 90 cm-es távcsövével végeztem. A szegedi mérések a vizsgált csillag fényességétől és a konkrét célkitűzésektől függően Johnson-féle UBV és Strömgren-féle uvby fotometriai rendszerekben végeztem.

A spektroszkópai mérések a David Dunlap Observatory (Richmond Hill, Kanada) 188 cm-es távcsövével készültek. 1996 és 1997 őszén egy-egy hónapos tanulmányút során személyesen végeztem megfigyeléseimet, míg 1998 őszén és telén sikeres távcsőidőpályázataim eredményeképpen az obszervatórium technikai segédcsapata végezte el a méréseket, majd a felvett CCD spektrumokat a számítógépes hálózaton keresztül töltöttem le. 1999 tavaszán két éjjel ismét személyesen végeztem spektroszkópai méréseket.

2.1. Fotometria

Fotometriai méréseim többségéhez a Szegedi Csillagvizsgáló 40 cm-es Cassegrain-típusú távcsövét és az Optec cég SSP-5A típusjelű egycsatornás fotoelektromos fotométert használtam. A fotométer impulzus-számláló, azaz a bejövő foton számmal arányos elektronszám ("beütésszám") jelenik meg a kimenetén, amely adatokat speciális illesztőkártyán keresztül rögzíti a mérési feladatokat irányító számítógép.

A műszerhez tartozik még egy léptetőmotorral mozgatható (szintén a számítógéppel vezérelhető) szűrőtartó egység is, amelyben a Johnson-féle UBV és a Strömgren-féle uvby fotometriai rendszerek jó közelítéssel megvalósító szűrősorozatok találhatók.

A mérések minden esetben differenciális fotometriai mérések voltak, azaz a változócsillagokat a megfelelő összehasonlító csillagokhoz viszonyítottam. Az adatokat saját fejlesztésű programokkal redukáltam, figyelembe véve a differenciális extinkciós korrekciót és a standard fotometriai rendszerekbe való transzformációkat (l. alább). A fotometriai definíciókra (fluxus, magnitúdó, színindex, extinkciós korrekció, stb.) a rövideg kedvéért nem térnék ki, a részletekre vonatkozóan l. Henden & Kaitchuk (1982), vagy Cooper & Walker (1994).

A különböző távcsövekkel, más érzékenységgű detektorokkal és eltérő klímájú obszervatóriumokban felvett adatok összevethetősége céljából lefektetett, általában a szűrőfüggvényekkel definiált fotometriai rendszerek közül a szélessávú (~100 nm) UBV és a közepes sáv szélességű (~10–20 nm) uvby szűrőkkel rendelkezünk (a rendszerek és színindexeik leírását l. Sterken & Manfroid, 1992 könyvében). A Szegedi Csillagvizsgáló műszerezettségét és környezetét figyelembe véve az elérhető határfényesség az UBV szűrőkön keresztül kb. $V = 10.5$ körül van, míg az uvby szűrők esetén 8.5 a határfényesség

(pontosabban az ultraibolya tartományban tapasztalható nagy légköri elnyelés miatt már egy F-G színképtípusú 8 magnitúdós csillag nagyon kis jel/zaj viszonytal mérhető az u szűrőn keresztül. A v, b és y szűrőkkel kb. 1 magnitúdóval jobb a határ).

A többszín-fotometria jól ismert problémája a pontos standard transzformációk végrehajtása. Egyrészt figyelembe kell venni a légköri elnyelés színfüggését (az extinkciós korrekció más és más a különböző színindexekre), másrészt pedig a szűrőfüggvények nem tökéletes gyakorlati megvalósítását. Rögzített fényességű csillagok (standard csillagok) megfigyelésével meghatározhatók a viszonylag egyszerű lineáris transzformációk együtthatói ("távcsőkonstansok"), melyek értékei, illetve meghatározási diagramjai árulkodnak magáról a műszeregyüttesről is és a transzformációk megbízhatóságáról.

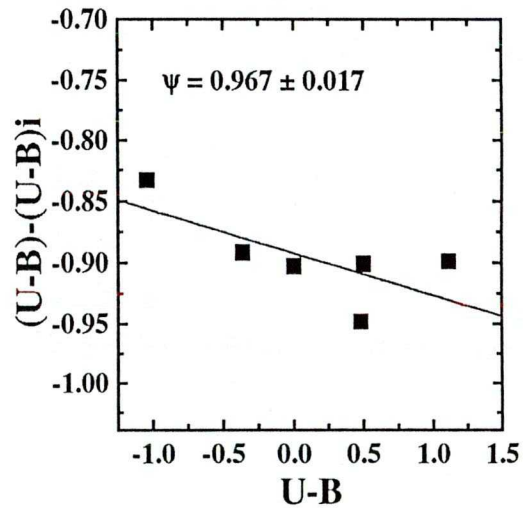
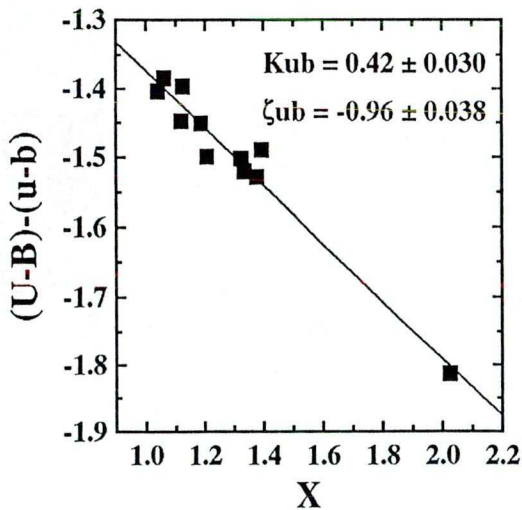
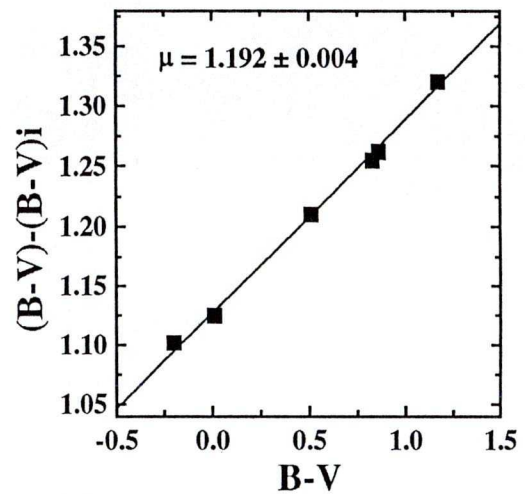
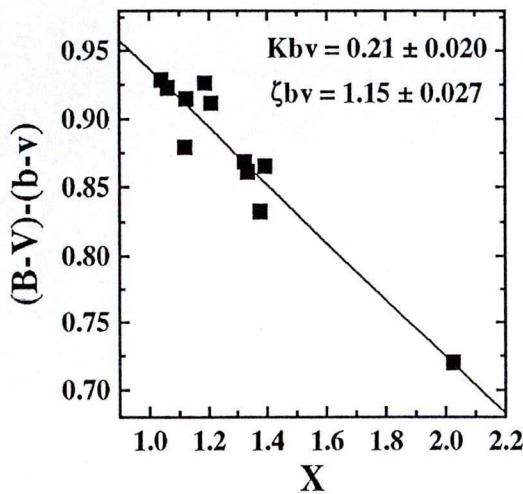
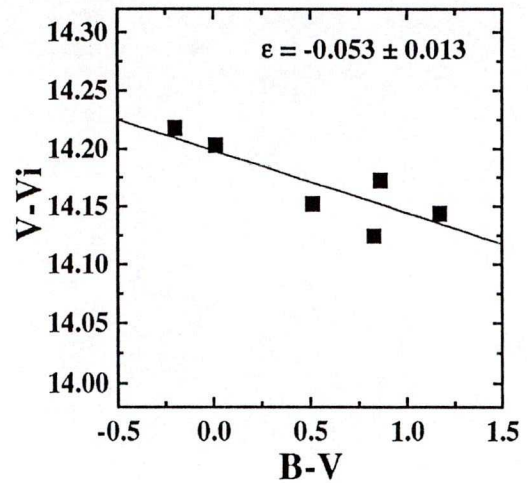
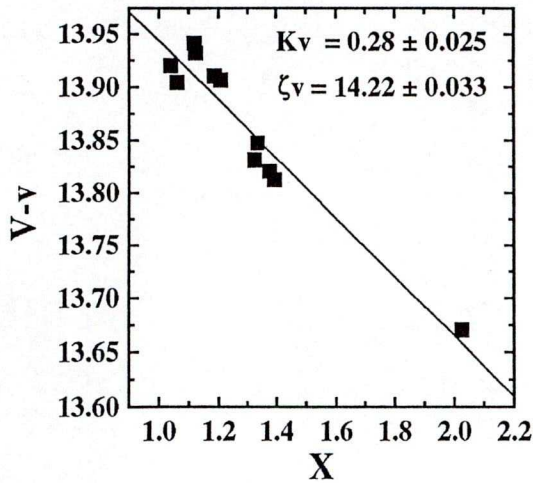
A Johnson-féle UBV rendszer transzformációs egyenletei (Henden & Kaitchuk, 1982):

<u>extinkció</u>	<u>standard tr.</u>	
$v_0 = v - k'_{vX}$	$V = v_0 + \epsilon(B - V) + \zeta_v$	(2.1.1a-b)
$(b - v)_0 = (b - v)(1 - k''_{bV}X) - k'_{bV}X$	$(B - V) = \mu(b - v)_0 + \zeta_{bV}$	(2.1.2a-b)
$(u - b)_0 = (u - b) - k'_{uB}X$	$(U - B) = \psi(u - b)_0 + \zeta_{uB}$	(2.1.3a-b)

ahol az extinkciós egyenletekben a 0 index az extinkcióra korrigált instrumentális fényességekre vonatkozik, k -val az extinkciós együtthatókat jelöljük, X az ún. levegőtömeg (jó közelítéssel a zenittávolság szekánsa), ϵ , μ és ψ a transzformációs koeficiensek, míg ζ_v , ζ_{bV} és ζ_{uB} a zérusponi állandók. A gyakorlatban a (2.1.2a)-ban szereplő k''_{bV} -t elhanyagoltam, mivel csak néhány ezredmagnitúdós korrekciót jelent, ugyanakkor a környezeti hatások, a város közelsége eleve nem engednek meg ekkora pontosságot.

Speciális standard csillagok megfigyelésével (legalább 8-10 db) viszonylag egyszerű egyenes-illesztésekre vezethető vissza a távcsőkonstansok meghatározása. A megfigyelések ideje alatt néhány havonta kimértem az együtthatókat, de (szerencsére) ϵ , μ és ψ értéke a hibahatáron belül állandó maradt, ami a differenciális fotometria stabilitására utal (ti. ebben az esetben a standard transzformációból kiesnek a zérusponi állandók, melyek éjszakáról éjszakára jelentősen változhatnak). Az extinkciós együtthatók esetében egy több éjszakán történt meghatározásból származó átlagos koeficiensekkel számoltam, amelyet az indokolt, hogy általában az összehasonlító csillagok 1 foknál közelebb helyezkedtek el az adott változóktól, így maga az extinkciós korrekció is ritkán érte el a századmagnitúdós szintet.

A 2.1.1. ábrán egy tipikusnak nevezhető standard mérés eredménye látható. Itt tehát táblázatosan ismert fényességű csillagok instrumentális és standard fényességeit hasonlítottam



2.1.1. ábra. Az 1996. október 21-i standard mérések eredménye. A bal oldali ábrákon extinkciós, a jobb oldali ábrákon transzformációs standard-megfigyelések kiredukálásának eredményeit mutatom be. A jobb oldali ábrákon a (2.1b), (2.2b) és (2.3b)-ben szereplő "0" indexű mennyiségek "i" indexszel szerepelnek.

össze, amely eredményeképpen adódtak a feltüntetett távcsőkonstansok. Megjegyzendő, hogy az ábrán bemutatott analízisben a (2.1.1ab), (2.1.2ab) és (2.1.3ab) formulákkal ellentétben a zérusponti állandókat az extinkciós korrekciókba helyeztem át, ami azonban nem jelent lényegi különbséget.

A Strömgren-féle *uvby* rendszer transzformációs egyenletei (Crawford & Barnes, 1970):

extinkció

$$y_{obs} = y' - KX$$

$$(b-y)_{obs} = (b-y)' - K_1X$$

$$m_1(obs) = m_1' - K_2X$$

$$c_1(obs) = c_1' - K_3X$$

standard tr.

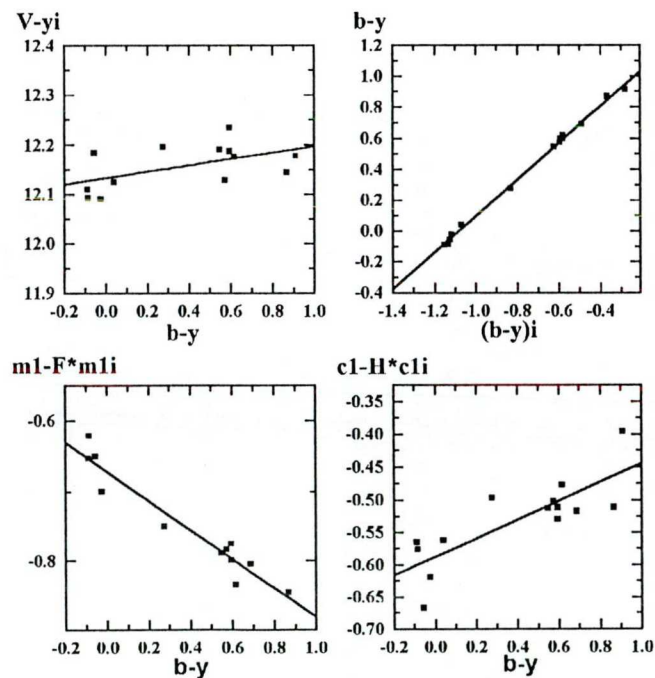
$$V = A + B(b-y) + y_{obs} \quad (2.1.4a-b)$$

$$(b-y) = C + D(b-y)_{obs} \quad (2.1.5a-b)$$

$$m_1 = E + Fm_1(obs) + J(b-y) \quad (2.1.6a-b)$$

$$c_1 = G + Hc_1(obs) + I(b-y) \quad (2.1.7a-b)$$

ahol az "obs" az extinkcióra korrigált instrumentális fényességekre vonatkozik. K -val itt is az extinkciós együtthatókat jelöljük, $A, B, C, D, E, F, G, H, I$ és J pedig teljesen analóg módon a standard transzformációs koefficiens.



2.1.2. ábra. Az 1996. január 31-i standard mérések analízise

A Johnson-rendszerhez hasonlóan itt is standard, táblázatosan ismert fényességű csillagokat kell megfigyelni, majd összevetni valódi fényességeiket az instrumentális értékekkel. Mivel több paraméter szerepel az egyenletekben, ezért több standardot is kell megfigyelni.

A transzformációs egyenletek illesztését az instrumentális magnitúdókhoz Phillip Sherrod NLREG nevű programjával végeztem el, amely a legkisebb négyzetek módszerével kiszámítja a paramétereket, majd statisztikai analízist is végez. A kapott eredményeket a 2.1.1. és 2.1.2. táblázatban közlöm.

Ext. koeff.	Érték + hiba
K	0.37 ± 0.05
K_1	0.10 ± 0.04
K_2	0.10 ± 0.06
K_3	0.32 ± 0.1

2.1.1. táblázat

A	(12.1 ± 0.1)	F	0.96 ± 0.1
B	0.04 ± 0.03	G	(-0.6 ± 0.1)
C	(1.29 ± 0.05)	H	0.84 ± 0.05
D	1.18 ± 0.019	I	0.14 ± 0.03
E	(-0.7 ± 0.3)	J	-0.20 ± 0.18

2.1.2. táblázat

A zárójelben szereplő zérus ponti tagok a differenciális fotometriában itt is kiesnek az egyenletekből. Érdekes módon a szegedi extinkciós együtthatók szinte pontosan kétszeresei a Kitt Peak Observatórium négy különböző távcsövével kimért együtthatóknak (Kitt Peak: $K = 0.150$, $K_1 = 0.068$, $K_2 = 0.053$, $K_3 = 0.187$ – azaz a belső arányok ugyanazok, csak a légkör elnyelése jóval nagyobb – Crawford & Barnes, 1970).

Mindkét – de főleg a Strömgren – rendszert az teszi fontossá a csillagászat számára, hogy bizonyos színindexek jól kalibrálhatók különböző asztrofizikai paraméterekre (pl. T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$). A cefeidákkal foglalkozó fejezet nagy részében éppen ezeket a kalibrációkat fogom körbejárni és alkalmazni a programcsillagokra.

2.2. Spektroszkópia

Spektroszkópiai méréseimhez a torontói David Dunlap Obszervatórium (DDO) 1.88 m-es Cassegrain-típusú távcsövet használtam, 1996 és 1999 között. A DDO-ról annyit érdemes megjegyezni, hogy habár Kanada legnagyobb műszerét birtokolja, a torontói fényszennyezés miatt (a belvárostól kb. 30 km-re északra található) mára a csillagászati képfelvétel (fotografikus, vagy CCD detektorral) lényegében lehetetlenné vált, így a fényszennyezés által kevésbé zavart spektroszkópia maradt a fő észlelési profil. Az észlelés hullámhossz-tartományát alkalmasan megválasztva ki lehet zárni a fényszennyezés hatását.

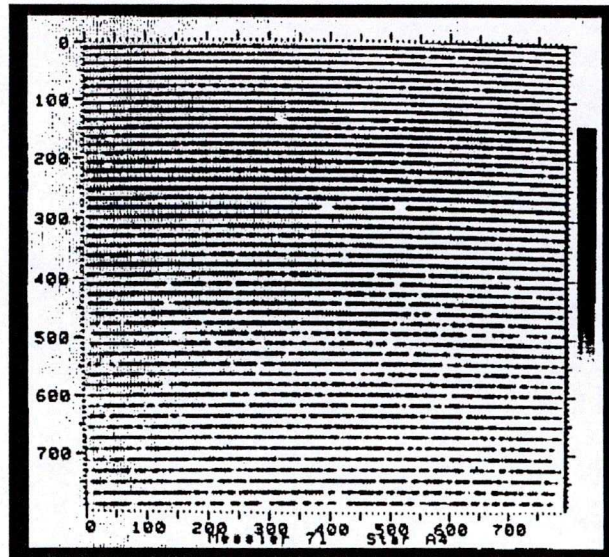
A három év alatt két spektrográfot, kétféle felbontással használtam. Ennek során 1996 és 1997 őszén, illetve 1999 tavaszán személyesen végeztem megfigyeléseimet, míg 1998 őszén több alkalommal az elnyert távcsöidőt az éjszakai asszisztensek használták ki az interneten továbbított észlelési tervemnek megfelelően (ez az ún. "service observing" szolgáltatás). Különösen Jim Thomsonnak tartozom köszönettel, aki végig igen segítőkész volt, és olyan éjszakákon is felvett kérésemre színeképeket, amikor más észlelőprogramok használták a műszert.

Közepes felbontású ($\lambda/\Delta\lambda \approx 11000$) spektrumokat (DX Cet, V2109 Cyg, HV UMa) a távcső Cassegrain-fókuszába elhelyezett, 1800 osztás/mm-es reflexiós rácsot tartalmazó Cassegrain-spektrográffal vettem fel. A vizsgált hullámhossz-tartomány 200 Å széles volt, durván a H α vonalra (6563 Å) központosítva (6500-6700 Å). Ebben a régióban a városi fényszennyezés nem jelenik meg, viszont a H α kék oldalán elég erős légköri vízgőz és oxigén elnyelési vonalak (ún. telluric vonalak) találhatóak. A színeképeket egy Thomson 1024x1024-es chipet tartalmazó Series 200 Photometrics CCD-vel vettem fel, amelyeket a diszperziós irányra merőlegesen 4-szeresen binneltünk, illetve csak a központi 50 (binnelt) pixelt olvastuk ki. Így az eredményül kapott képek 1024x50-os felbontásúak voltak, fájlként 100 kb mérettel. A felvételek kiredukálását az IRAF általános célú csillagászati képfeldolgozó programcsomaggal végeztem (l. később).

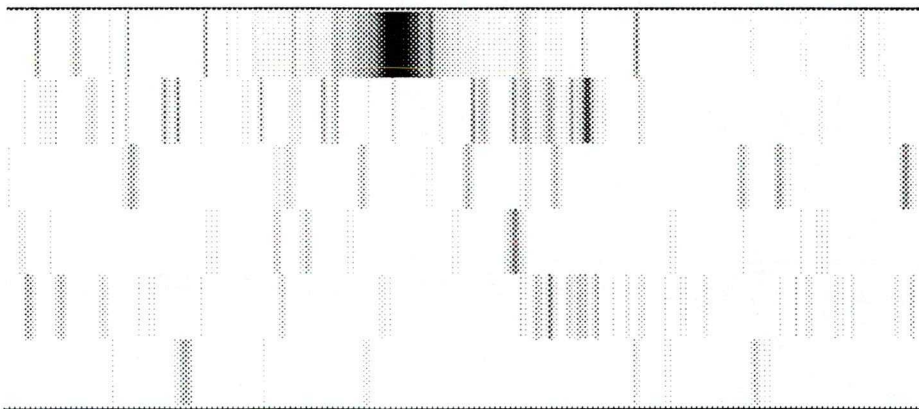
Nagyfelbontású ($\lambda/\Delta\lambda \approx 40000$) spektrumokat (klasszikus cefeidák) a távcső sík segédtükörrel oldalra kivetített Cassegrain-fókuszába elhelyezett echelle spektrográffal vettem fel. Itt az echelle rács egymást átfedő, igen magas ($n=90-100$) elhajlási rendjeit egy kereszt-diszperziós ráccsal (1996: 300 osztás/mm; 1997: 600 osztás/mm) térben szétválasztjuk, az eredő, síkban egymás alatt elhelyezkedő rendeket (2.2.2.ábra) az 1024x256-osra binnelt CCD kamerával rögzítjük (500 kb-os fájl méret). 1996-ban a 6200-6600 Å, 1997-ben pedig az 5800-6700 Å közötti spektrális tartományokat rögzítettem, hat és tizenkét rendben, melyek egyenként kb. 40 Å-nyit fedtek le, a rendek között durván 40 Å hiánnyal.

A spektrumfelvételeket az IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) képfeldolgozó rendszer vonatkozó programcsomagjaival redukáltam ki. Ennek során bias, flat és kozmikus sugár korrekciót hajtottam végre az összes sztelláris felvételre. A színeképek extrakciójára a *doslit* és a *doeclit* taskok alkalmasak. Ezek igen bonyolult feladatokat végeznek el, kezdve a rendek azonosításától, az azokra illesztett függvények meghatározásán át egészen a

hullámhossz-kalibrációig. A lehető legpontosabb hullámhossz-kalibrációhoz közvetlenül minden egyes csillag megfigyelése előtt és után Th-Ar spektrállampa-felvételeket készítettem, amelynek sok éles és pontosan ismert hullámhosszú vonala lehetővé teszi a pixel-hullámhossz kalibrációt. A standard redukálási lépések után a *contin* task-kal a kontinuumra is normáltam a színeképeket, amelyeket elsősorban radiális sebességek meghatározására használtam (l. következő fejezet).



2.2.1. ábra. A Hamilton echelle-spektrográf (Vogt 1987) egy spektrumfelvétele, amely lefedi a teljes látható tartományt

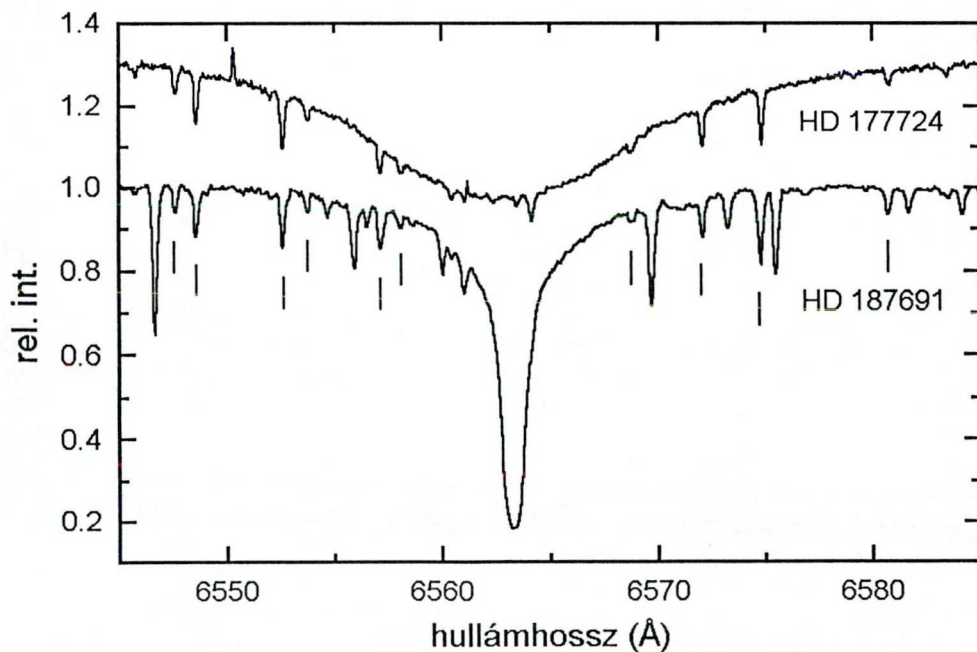


2.2.2. ábra. Az η Aql egyik kiredukált spektruma. A felső széles abszorpció a $H\alpha$ vonal

A színeképfelvételek közvetlen redukálása mellett kalibrációs célú mérésekre is szükség van. Ezek közül kettőt emelnék ki, a telluric és a sebesség standard észleléseket. Az első a megfigyelt színeképekre ráülő légköri oxigén- és vízgőz vonalak kiszűrését teszi lehetővé.

Ehhez gyorsan forgó ($v_e \sin i \geq 100$ km/s) A-színképtípusú csillagok spektrumát vettem fel, az időjárás függvényében minden éjjel. Az A-típusú csillagok legfőbb jellemzője, hogy közel 10000 K-es effektív hőmérsékletüknek köszönhetően gyakorlatilag csak a hidrogén vonalai jelennek meg színképükben. A gyors rotáció pedig ezek igen erős kiszélesedését okozza (l. következő fejezet), adott esetben 20-30 Å széles H α figyelhető meg. Ezzel szemben a légköri (telluric) vonalak keskenyek, jellemzően csak 0.1-0.2 Å szélesek, így egyértelműen megkülönböztethetők a széles sztelláris vonalaktól. A légkörben keletkezvén minden csillagban ugyanannál a hullámhossznál jelentkeznek, tehát ki lehet őket szűrni az összes mérésből. A három szezonban végig a HD 177724 (ζ Aql, A0Vn) standardot észleltem, melyre $v_e \sin i = 295$ km/s (Abt & Morrell 1995).

A sebesség standard ezzel szemben olyan csillag, melynek radiális sebessége pontosan (legalább 0.1-0.2 km/s pontossággal) ismert és a Nemzetközi Csillagászati Unió (IAU) évtizedeket átfogó mérésekkel igazoltan elfogadja konstans radiális sebességű csillagnak. Az egységesség kedvéért itt is főleg egy csillagot mértem, a HD 187691-es ($v_{\text{rad}} = +0.1 \pm 0.3$ km/s). A megfigyelt spektruma alapján keresztkorrelációs sebességeket számítottam (l. alább). A 2.2.3. ábrán bemutatom a telluric (felül) és sebesség standard H α -vonalának környékét, amely alapján jól lehet azonosítani a földi légkörben keletkező vonalakat.



2.2.3. ábra. A HD 177724 telluric és a HD 187691 sebesség standard H α vonala. Függőleges szakaszokkal a mindkét spektrumban azonos telluric vonalakat jelöltem

2.3. Vonalprofilok és radiális sebességek mérése

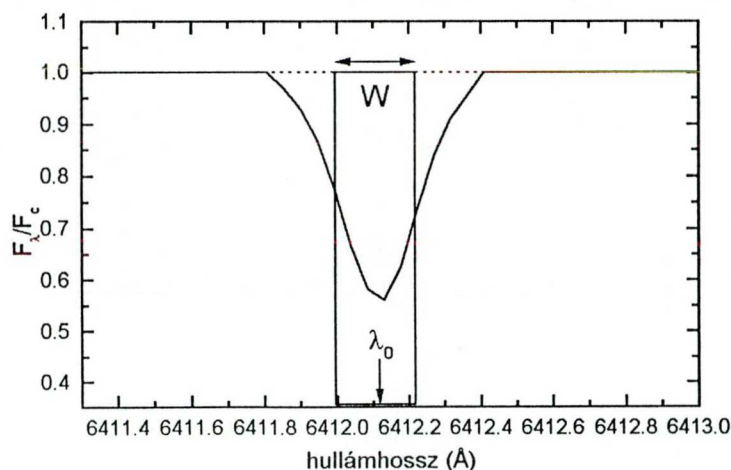
A csillagok (és egyéb sugárzó objektumok) látóirányú sebességének meghatározására irányuló hagyományos módszerek az egyedi spektrumvonalak megfigyelésein alapulnak. Az újabb módszerek (CORAVEL, digitális keresztkorreláció, jódcellás technika) ezzel szemben szélesebb hullámhossz-tartományokat vizsgál, gyakran több ezer egyedi abszorpciós vonal valamilyen átlagos eltolódását meghatározva. Az alábbiakban röviden áttekintem a radiális sebességek mérésére szolgáló technikákat.

A csillaglégkörökben atomi elektronpálya-átmenetek révén kialakuló abszorpciós vonalak laboratóriumi hullámhosszhoz (λ_0) viszonyított, Doppler-effektus által okozott eltolódását ($\Delta\lambda$) nem-relativisztikus esetben a jól ismert formulával válthatjuk át radiális sebességgé (v_r):

$$\frac{v_r}{c} = \frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} \quad (2.3.1)$$

(c a fénysebesség). A legfényesebb csillagok ily módon definiált radiális sebességét először 1887-ben mérték meg néhány km/s pontossággal, azaz jó 110 évre nyúlik vissza ezen csillagászati probléma. Definíció szerint pozitív a radiális sebesség előjele, ha a forrás távolodik.

Az modern asztrofizika kialakulásával a spektroszkópia felbontása egyre javult. A kezdetben éppen megfigyelhető abszorpciós vonalak belső szerkezettel kezdtek rendelkezni, azaz megismerük a vonalprofil fogalmát (1. ábra). A sebességmérés során fellépő problémák megértéséhez nagyon röviden át kell tekinteni a vonalprofil kiszélesítő mechanizmusokat.



2.3.1. ábra. A vonal legfontosabb két jellemzője: λ_0 a laboratóriumi hullámhossz, W az ekvivalens szélesség

Természetes vonalszélességről a külső elektromágneses tér és az általa gerjesztett oszcilláló elektron kölcsönhatása esetén beszélünk. A kölcsönhatás révén az elektron csillapodó

rezgéseket végez, amit a klasszikus elektrodinamikával is jól lehet tárgyalni. Viszonylag egyszerűen levezethető (l. Marik 1989), hogy a sugárzási csillapodás esetén a spektrumvonal félszélessége pusztán atomfizikai állandóktól függ:

$$\Delta\lambda = \frac{4\pi e^2}{3mc^2} \quad (2.3.2)$$

(a szokásos jelölésekkel). Ez az a minimális szélesség, amivel egy színekpvonalnak rendelkeznie kell. Az állandókat beírva $\Delta\lambda=1.18 \cdot 10^{-4}$ Å. (Ugyanerre az eredményre jutunk a Heisenberg-féle határozatlansági relációból is.). $\Delta\lambda$ ezen értéke igen kicsi, amit az is jól illusztrál, hogy a H α vonalnál ekkora eltolódást kb. 6 m/s-os radiális sebesség okoz! Ilyen keskeny vonalakat azonban nem lehet megfigyelni, mivel más hatások nagyságrendekkel jobban kiszélesítik a megfigyelhető színekpvonalakat.

A sugárzással kölcsönható elektron a környező részecskékkel ütközik is, ami *ütközési csillapodáshoz* vezet. Ennek precíz kiszámítása igen nehéz, hiszen mind az egyedi részecskékkel való ütközéseket, mind a kiszemelt atomhoz közel elhaladó és nagy számú ionok elektromos terének perturbáló hatását figyelembe kell venni. Az eredő vonalprofil félszélességének nagyságrendi becslése (Carroll & Ostlie 1996):

$$\Delta\lambda \approx \frac{\lambda^2}{c} \frac{n\sigma}{\pi} \sqrt{\frac{2kT}{m}}, \quad (2.3.3)$$

ahol m az atom tömege, σ az ütközési hatáskeresztmetszete, n pedig az atomok koncentrációja. A hőmérsékleten és koncentráción keresztül érthető, hogy a csillag légkörében uralkodó nyomás alapvető hatású az ütközési kiszélesedésben. A Nap esetén, ahol a hőmérséklet 5770 K, a hidrogénatomok koncentrációja $1.5 \cdot 10^{17}$ 1/cm³, a H α vonalra $\Delta\lambda \approx 2.4 \cdot 10^{-4}$ Å, a természetes vonalszélesség nagyságrendjébe eső érték. Más csillagokban viszont akár nagyságrendnyivel is nagyobb lehet.

A részecskék hőmozgása *termikus Doppler-effektust* okoz, ami igen erős és hatékony kiszélesítő mechanizmus. Termikus egyensúlyban, a Maxwell-féle sebességeloszlást követő

atomok legnagyobb valószínűséggel $v = \sqrt{2kT/m}$ sebességgel mozognak, ennek megfelelően a félszélesség hozzávetőlegesen

$$\Delta\lambda = \frac{2\lambda}{c} \sqrt{\frac{2kT}{m}}, \quad (2.3.4)$$

ami a Nap és a H α vonal esetében $\Delta\lambda \approx 0.427$ Å, kb. 3 nagyságrenddel nagyobb a természetes vonalszélességnél. (Pontosabb számítással – az atomok mozgásirányára való átlagolást is figyelembe véve – a négyzetgyök alatt még egy ln 2-es szorzó is megjelenik.)

Eredményét tekintve nagyon hasonló kiszélesedést okoz a csillaglégkör nagyléptékű áramló mozgása is, amit *turbulenciának* nevezünk. A Nap esetén ezt a konvekció okozza, más csillagokban viszont közel sem ismert pontosan az oka. Ha a mozgó gáztömegek karakterisztikus mérete kisebb a vonalkeletkezésért felelős régiónál, akkor *mikroturbulenciáról*, ellenkező esetben pedig *makroturbulenciáról* beszélünk. Mivel a csillagok korongját nem bontjuk fel, ezért a spektrumvonalak teljes félgömbre vett integrális átlagát látjuk, így a megfigyelt vonalprofil a termikus és a turbulens kiszélesedés konvolúciója lesz. Ha a turbulens sebességek is Maxwell-eloszlásúak, akkor hatásuk egyszerűen a következő formában vehető figyelembe:

$$\Delta\lambda = \frac{2\lambda}{c} \sqrt{\left(\frac{2kT}{m} + v_{\text{turb}}^2\right) \ln 2} \quad , \quad (2.3.5)$$

ahol v_{turb} a turbulens mozgásokra jellemző átlagsebesség. Értéke tipikusan 1-2 km/s, ám gyakori jelenség egyes csillagokban, hogy a nagy mértékben kiszélesedett vonalprofilokat csak 8-12 km/s-os mikroturbulenciával lehet leírni, ami gyakran már a csillag légkörében érvényes hangsebesség közelében van, tehát közel szuperszónikus mozgásként fogható fel. Ennek azonban megbízható fizikai magyarázata nincs, ahogy az egész mikro- és makroturbulencia elmélete még nincs minden részletében kidolgozva (l. pl. Bersier & Burki 1996).

A dolgozat fókuszában levő pulzáló változócsillagoknál a *projekciós hatás* is tovább bonyolítja a képet. A csillag látható félgömbjére kiszámított, a szélsőtétedést is figyelembe vevő, intenzitással súlyozott átlagos radiális sebesség ugyanis eltér a sugárirányban végzett mozgás sebességétől. Ez egy konstans értékkel való ("p-faktor") szorzást jelent, egyszerű szürke atmoszférát feltételezve $v_r = 24/17 v_{\text{pul}}$ (a részletekkel kapcsolatban l. Marik 1989).

A csillagok *rotációs kiszélesedése* lenne az utolsó alapvető jelenség, amelyet meg kell említeni a sebességmérést nehezítő hatások közül. Egyszerűen belátható, hogy egy v_e egyenlítői sebességgel forgó csillag látható félgömbjén differenciális Doppler-eltolódás lép fel, amely a felénk közeledő peremnél erős kék-, a távolodó peremnél ugyanilyen erős vöröseltolódást okoz. A félgömbre vett integrális átlag kiszámításával meghatározhatjuk a rotációs vonalprofil, melynek eredményül kapott félszélessége

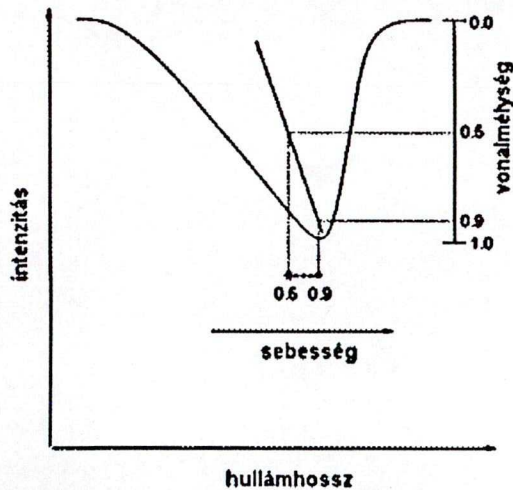
$$\Delta\lambda = \frac{\lambda}{c} v_e \sin i \quad , \quad (2.3.6)$$

ahol i a forgástengely látóiránnyal bezárt szöge. Míg a cefeidákban v_e értéke csupán néhány km/s (hiszen szuperóriásokról van szó, amelyek felfúvódásakor az impulzusmomentum megmaradása miatt lelassul a csillagok forgása), addig a fősorozati δ Scuti-csillagok igen gyors rotációjúak, nem ritka pl. a $v_e \sin i = 100-150$ km/s, ami pl. a H α vonalnál durván 3 Å félszélességű rotációs profilt eredményez!

Mindezeket a hatásokat figyelembe véve világos, hogy a megfigyelt vonalprofilokhoz hozzárendelni valamilyen radiális sebességet nem feltétlenül könnyű feladat. A hagyományos

módszerek a vonalcentrum észlelt hullámhosszát hasonlítják össze a laboratóriumi értékkel. A vonalcentrum meghatározására pedig három alapvető eljárást dolgoztak ki:

1. biszektoros technika;
2. vonalmag alkalmazása;
3. vonalcentroid alkalmazása.



2.3.2. ábra. A biszektoros sebességmérés aszimmetrikus vonalprofil esetén

A biszektoros technika azoknál a pulzáló változócsillagoknál bizonyult hatékonyak, melyek éppen a pulzáció (és egyéb, eddig ismeretlen okok) miatt erősen aszimmetrikus spektrumvonalakkal bírnak. Ilyenkor a vonalmagra normálva a 0.5, 0.7, 0.9-es mélységnek megfelelő vonalszárnyak közepe felel meg az eltolódott hullámhossznak, amit viszonyítunk a laboratóriumi értékhez (1. ábra). A módszer háttérében az áll, hogy a vonalkeletkezésért felelős atmoszféra-rétegek

legkülső része felel meg a vonalmagnak, míg a vonalszárnyak valahol a vonatkozó rétegek középső ("átlagos") optikai mélységű tartományaihoz rendelhetők, ahol az aszimmetriákért felelős mechanizmusok hatása viszonylag kisebb.

A digitális alakú spektrumok könnyű terepet jelentenek a vonalmagot alkalmazó technikának. Ez nem foglalkozik az esetleges vonalprofil-aszimmetriákkal, hanem a legkisebb intenzitású 3-5 ponthoz valamilyen függvényt illesztve számítja ki a vonalprofil minimumát. Értelemszerűen a 0.9-es biszektor-sebesség igen közel áll ehhez, ami tulajdonképpen az 1.0-s biszektor-határérték.

Mind a biszektor, mind a vonalmag módszere nagyon bizonytalanná válik zajos spektrumok esetén. Halvány csillagok kis jel/zajú színekében a vonalprofil sima lefutását felváltja egy zajos törtvonal, ami nehezen használható az említett eljárásoknál. A vonalcentroid definíció szerint a vonalprofil alkotó pixelek hullámhosszának maradék-intenzitással súlyozott átlaga:

$$\lambda_c = \frac{\sum_{\text{vonat}} (1 - I_i) \lambda_i}{\sum_{\text{vonat}} (1 - I_i)}, \quad (2.3.7)$$

ahol I_i a vonalprofil i -edik, λ_i hullámhosszú pontjának kontinuumra normált intenzitása. A megfigyelési zaj az integrálás simító hatása miatt kevésbé jelenik meg a számított vonalcentroidban. Szimmetrikus vonalprofil esetén természetesen a vonalcentroid egybeesik a biszektoros és vonalmagos eredménnyel. Krockenberger (1997) modellszámításai szerint a vonalcentroidos sebességmeghatározás viszonylag függetlenebb az esetleges sebesség-gradienstől, mint a másik két módszer.

Az irodalomban közel sem alakult ki egységes vélemény ezen megközelítésekről. Vinkó

et al. (1999b) részletesen megvizsgálta a pulzáló változócsillagok speciális esetét, és a 0.7 körüli biszektoros technikát részesítette előnybe.

A nem hagyományos spektroszkópiai módszerek közül elsőként a CORAVEL technikát említeném. A CORAVEL (Baranne et al. 1979) egy olyan sebességszkenner, amely a vizsgált csillag nagyfelbontású (2 Å/mm) spektrumát keresztkorrelálja a fókusz síkban elhelyezett megfelelő maszkkal. Az eredeti műszerben használt maszk az Arcturus (K-típusú óriás) színképének megfelelő tartományait tartalmazó fotólemez, míg a keresztkorrelálás egyszerűen a maszk fókusz síkban való mozgatását és az átmenő fény összintenzitásának mérését jelenti. A műszerrel közvetlenül a keresztkorrelációs függvényt (ccf, l. alább) veszik fel, ami közel 1500 gyenge vonal alapján alakul ki. A ccf maximumának helyzete egyértelműen megadja a radiális sebességet, míg a szélessége egy átlagos vonalszélességgel arányos. Az ezzel elérhető pontosság elérheti a 10-100 m/s-os értéket, bár pulzáló csillagokban nem teljesen egyértelmű az általa szolgáltatott radiális sebesség fizikai jelentése (l. 4.1. fejezet).

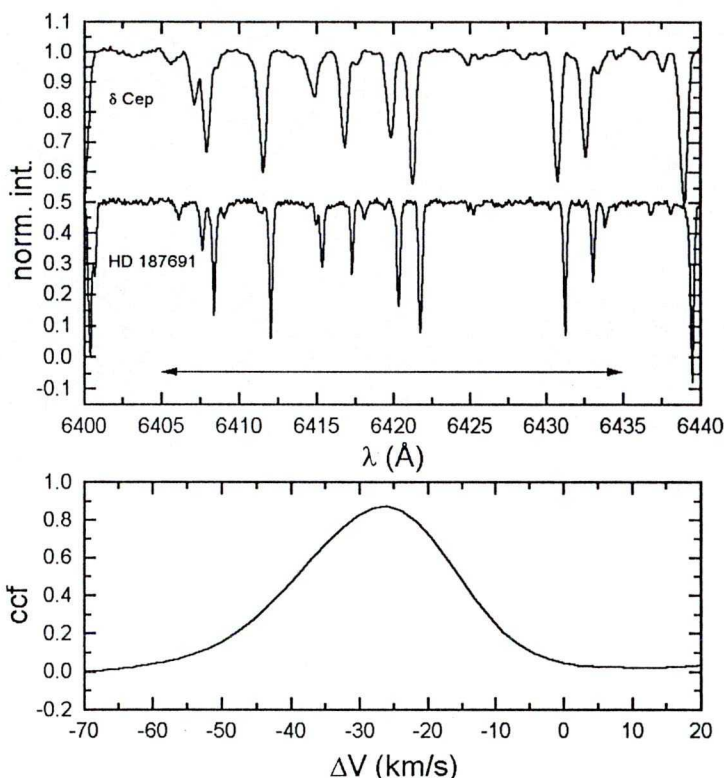
A CORAVEL-lel analóg a ccf digitális meghatározása, amikor a mért és rögzített spektrum adott hullámhossz-tartományait számítógéppel keresztkorreláljuk egy alkalmasan megválasztott digitális maszkkal, pl. egy IAU sebesség standard színképének azonos régióival. Legyen $g(n)$ egy változócsillag diszkrét pontokból álló spektruma (n a pontok sorszáma), $t(n)$ pedig a sebesség standard ugyanolyan felbontású színképe. Az n index, $\Delta\lambda$ hullámhossz-lépés és a λ hullámhossz között a $\Delta\lambda/\lambda=A*n+B$ kapcsolat álljon fenn. Ekkor a $c(n)$ keresztkorrelációs függvény definíciója a következő:

$$c(n) = g \times t(n) \sim \sum_m g(m) t(m-n) \quad (2.3.8.)$$

Formálisan $c(n)$ maximumának helye adja meg a Doppler-eltolódást, azaz a radiális sebességet. A gyakorlatban (pl. az IRAF *fxcor* taskjával) a keresztkorreláció Fourier-transzformációs változatát használjuk, amikor a két függvény konvolúciója helyett a Fourier-transzformáltak szorzatát inverz Fourier-transzformáljuk (a részletekkel kapcsolatban l. Tonry & Davis 1979 cikkét). Az általam analizált radiális sebességek elsősorban ezzel a technikával születtek. Az alkalmazott sebesség standard (HD 187691) F8V színképosztályú csillag, ami közel esik a cefeidák átlagos színképéhez, tehát hasonló vonalak alakítják ki a keresztkorrelációs függvényt. Kellően nagy felbontásnál ($\lambda/\Delta\lambda=30-40$ ezer) így a 100 m/s-os pontosság érhető el. Kisebbs felbontásnál is jól használható módszer, legfőbb előnye, hogy a zajos spektrumokból is viszonylag pontos radiális sebességek meghatározását teszi lehetővé. A 2.3.2. ábrán két tipikus spektrumot (δ Cep és a sebesség standard HD 187691), illetve a belőlük számolt ccf maximumának környezetét mutatom be.

Az említett módszerek mindegyike magában hordozza azon szisztematikus hibák esélyét, amelyeket az okoz, hogy a hullámhossz-kalibráció valamilyen spektrállámpa éles és keskeny emissziós vonalai alapján történik. Ilyenkor a spektrográfban nem pontosan ugyanazt az optikai utat teszik meg a spektrállámpa sugarai, mint a távcsőből érkező fénysugarak. Emellett kalibrációs és a sztelláris felvételek nem egyidőben készülnek, ami alatt mind a távcső, mind

a spektrográf megváltozhat mechanikailag, adott esetben nem rekonstruálható módon. Ha a belépő rés megvilágíthatósága különbözik a spektrállámpa és a csillagfény esetében, az is szisztematikus hibákat okoz (ilyenek én is találkoztam 1997-ben). Mindezek alapvető korlátokra utalnak, amit hagyományos úton nem lehet megkerülni. A 100 m/s-os pontosságot a hagyományos módszerekkel nagyon nehéz meghaladni.



2.3.2. ábra. Két tipikus spektrum (felül) és a 6405-6435 Å közötti tartományok ccf profilja (alul).

Már az 1970-es években felmerült egy lehetséges megoldás, amely abból áll, hogy még a spektrográf előtt át kell engedni a csillagfényt valamilyen abszorbeáló közegen, amely jól definiált és nagy számú spektrumvonalával ráül a csillag színekére. Mivel ezekre a kalibrációs színekvonalakra is ugyanazt a kvázi-szisztematikus torzulások érvényesek, így kiküszöbölhető a fentebb említett probléma. Habár az elv korai kidolgozását követően több csoport is megépítette ilyen elven működő spektrográfját, az 1990-es évekig csak a legfényesebb csillagokra volt alkalmazható (Marcy & Butler 1992).

A Lick Observatóriumban valósították meg a jódcellás változatot, amelyben a távcső fényútjában elhelyeztek egy 10 cm-es fényutat megvalósító küvetát, benne $50 \pm 0.1^\circ\text{C}$ hőmérsékletű és 0.01 atm. nyomású I_2 -gázt. Erre az jellemző, hogy az 5000-6300 Å közötti tartományban nagyon keskeny és nagyon sűrűn elhelyezkedő vonalai vannak, jellemzően angströmöként néhány vonal. Az említett paraméterekkel bíró jódgáz vonalai annyira élesek, hogy még $\lambda/\Delta\lambda=400000$ -es felbontáson sem szélesebbek a spektrográf átviteli függvényénél (Marcy & Butler 1992). Ennek következtében igen precíz és stabil hullámhossz-skálát jelölnek

ki, amelyhez viszonyítva nagyon kicsiny Doppler-eltolódások is kimutathatók (egyed szerzők szerint akár néhány m/s-os pontosság mellett). Ezzel a technikával fedették fel szinte az összes naprendszeren kívüli óriásbolygót (Szatmáry 1996).

Ahogy a CORAVEL, ugyanúgy a jódcéllás technika is a névleges pontosságnál bizonytalanabb jelentésű adatokat szolgáltat a változó vonalprofilokkal rendelkező pulzáló változócsillagokra. A cefeidákban pl. igen erős aszimmetriák mutatkoznak a pulzációs fázis mentén, melyek a jódcéllás mérésekben Doppler-eltolódásként jelennek meg, míg a valóságban nem biztos, hogy kizárólag a csillag sugarának időbeli megváltozása felelős az észlelt nagyságú aszimmetriáért.

3. Rövidperiódusú pulzáló változócsillagok

Ebben a fejezetben a 0.01-1 nap közé eső periódusokkal jellemezhető δ Scuti- és RR Lyrae-típusú változócsillagokkal kapcsolatban elért eredményeimet foglalom össze. A hasonló fényváltozásuk ellenére szinte minden szempontból erősen különböző jellegű csillagokról van szó. Az alábbiakban ezeket a különbségeket tekintem át.

A δ Scuti-típusú változócsillagok az instabilitási sáv és a fősorozat metszésénél található fiatal, közepes tömegű (1-2 M_{\odot}) csillagok, melyek magjában a hidrogénfúzió szolgáltatja az energiát. Jellemzően A-típusú, azaz viszonylag forró (7000-9000 K) effektív hőmérséklettel rendelkeznek, sugaruk tipikusan 1-2 R_{\odot} . Igen nagy számban fordulnak elő nyílthalmazokban, ami jól mutatja, hogy a fiatal csillagok nagy hányada esik át a δ Scuti-állapoton. Gyakran rendelkeznek multiperiodikus fénygörbével, amit a több, egyszerre jelen levő módus gerjesztettségével magyarázhatunk. Radiális és nemradiális módusok egyaránt előfordulnak, melyek megkülönböztetése a nagyfelbontású spektroszkópia segítségével lehetséges. A módusazonosítás problémái miatt nehéz konzisztens képet kapni bonyolult pulzációjukról (Breger & Beichbuchner 1995). Több csillagban sikerült kimutatni az amplitúdómoduláció jelenségét, amit a pulzáció és esetleges mágneses tér kölcsönhatásával próbálnak modellezni (Rodríguez 1999). Egy külön család a δ Scuti-típuson belül a nagyamplitúdójú δ Scuti-k csoportja, melybe jó közelítéssel monopériodikus változócsillagok tartoznak. II. populációs megfelelőik az SX Phoenicis-csillagok.

A δ Scuti-kkal ellentétben az RR Lyrae-k öreg, gömbthalmazokban nagy számban, a galaktikus mezőben kisebb számban előforduló radiálisan pulzáló változócsillagok. Tömegük tipikusan 0.5-0.8 M_{\odot} közötti, sugaruk 4-6 R_{\odot} , míg effektív hőmérsékletük 6500-7000 K körüli. Az alaplómódusban pulzáló RR Lyrae-k az RRab, az első felhangban rezgők pedig az RRc osztályt alkotják. Kisebb számban előfordulnak mindkét módusban pulzáló változók is (RRd osztály). A második felhangú pulzáció kapcsán éppen az eredményeim valószínűsítik az RRe osztály létezését. Az RRab-osztály csillagainak nagyobb hányada mutat amplitúdómodulációt (Blazsko-effektus), melyet valószínűleg a rotáció és a pulzáció mágneses téren keresztüli kölcsönhatása okoz.

Ebben a fejezetben öt változócsillaggal kapcsolatos eredményeimet mutatom be. Először a második felhangban pulzáló V2109 Cygnit (RR Lyrae típus) tárgyalom. Két nagyamplitúdójú δ Scuti (BE Lyn és DX Cet) mellett a család egy másik végletét – kis amplitúdó, igen gyors fényváltozás – is vizsgáltam (ι Boo). A BE Lyn-hez hasonló vizsgálatokat végeztem a gyaníthatóan kettős TU UMa-val (RRab) kapcsolatban is, így e két csillagok összevonva részletezem.

3.1. A V2109 Cygni második felhangú pulzációja

(Kiss et al. 1999b)

Bevezetés

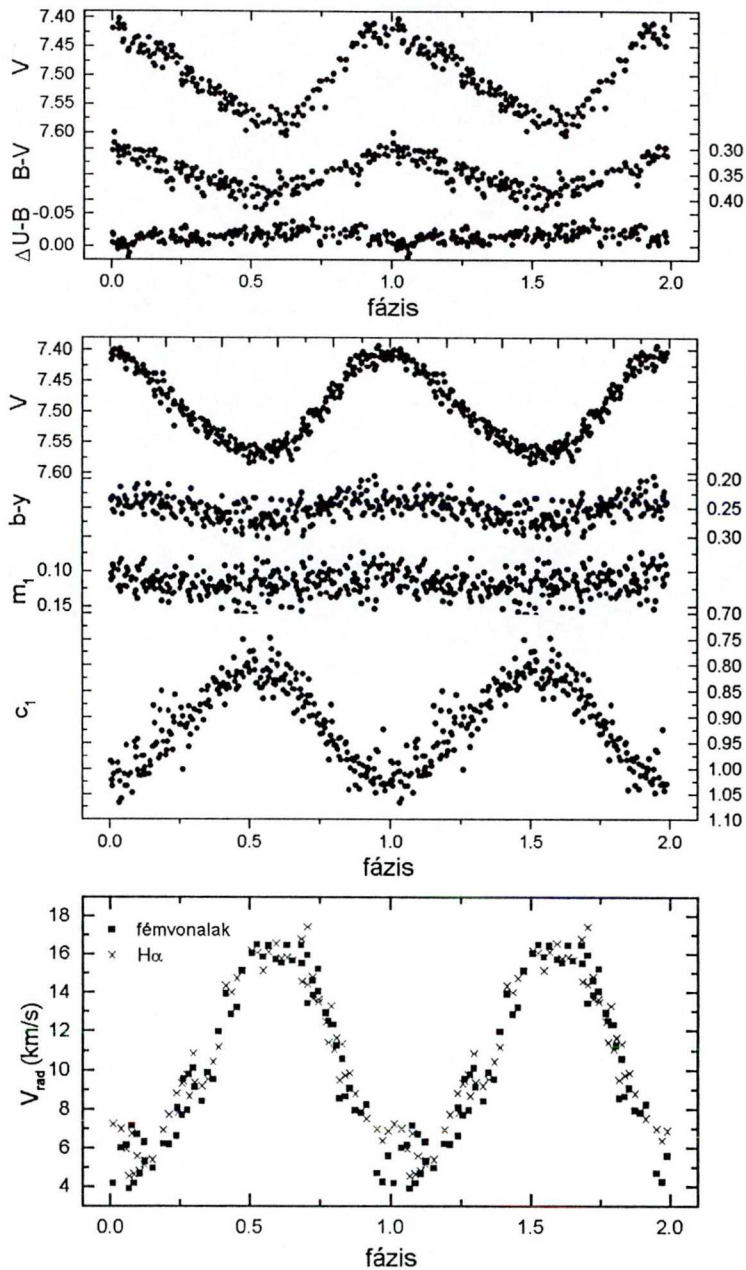
A V2109 Cygni (= HD 191635, $\langle V \rangle = 7.49$, $\Delta V = 0.16$, $P = 0.18605$ nap) fényesség-változását a Hipparcos asztrometriai műhold fedezte fel (ESA 1997). A fotometriai jellemzők alapján az RRc osztályba sorolták a csillagot. Periódusa rövidebb, mint a Változócsillagok Általános Katalógusában (GCVS) található legrövidebb periódusú RR Lyrae-csillagé. Továbbá viszonylag nagy átlagfényessége ($\langle V \rangle$) a legfényesebb RR Lyrae-k közé helyezi, ténylegesen csak maga az RR Lyrae fényesebb maximum körül, illetve a bizonytalan besorolású S Eridani (S Eri – RRc:, $P = 0.27$ nap, spektráltípus F0IV).

A V2109 Cygni rövid periódusa messze alatta marad a tipikus RRc-periódusoknak. Néhány szerző a hasonlóan rövid periódusú (0.21–0.28 nap között) gömbhalmazokban talált RRc-változókra javasolták a második felhangban történő pulzációt (ez a feltételezett RRe-típus; l. Clement et al. 1979, Walker 1994, Walker & Nemec 1996). Stothers (1987) hidrodinamikai számításai alapján azt állította, hogy második felhangú pulzáció valószínűleg nem létezik az RR Lyrae-k között. Újabban Kovács (1998) cáfolta a halmazokban és a Nagy Magellán Felhőben (Alcock et al. 1996) talált rövidperiódusú RR Lyrae-k második felhangú pulzációjának feltevését. A fénygörbék Fourier-felbontása alapján arra következtetett, hogy ezek a csillagok egyszerű RRc-változók az instabilitási sáv rövidperiódusú határán. Mindezek jól mutatják, hogy az RRe-csillagok kérdése évtizedek óta foglalkoztatja mind a megfigyelő, mind az elméleti csillagászokat.

Mivel a V2109 Cyg fénygörbéje hasonlít egyes nagy amplitúdójú δ Scuti-változók fényváltozására, a pontos klasszifikációhoz nélkülözhetetlen a pontos fizikai paraméterek megállapítása. Ennek érdekében UVB és uvby fotometriai, illetve közepes felbontású optikai spektroszkópiai méréseket végeztem 1998 nyarán és őszén. Ebben a fejezetben részletesen ismertetem eredményeimet.

Megfigyelések

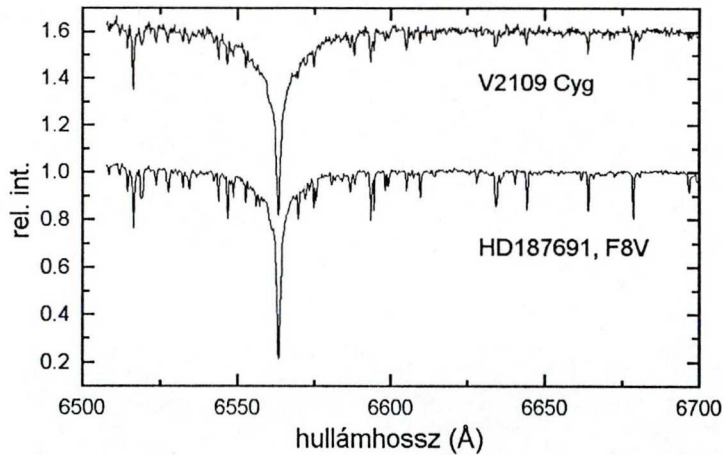
1998 augusztusa és novembere között összesen 5 éjszaka végeztem fotometriai észleléseket a Szegedi Csillagvizsgáló 40 cm-es Cassegrain-távcsövével és SSP-5A fotométerével. Az alkalmazott összehasonlító csillag a HD 191022 volt ($V = 7.44$, $B-V = 0.66$, $b-y = 0.41$, $m_1 = 0.20$, $c_1 = 0.38$). Az átlagos pontosság ± 0.01 V-ben és B–V-ben, ± 0.015 U–B-ben és b–y-ban, ill. ± 0.025 m_1 -ben és c_1 -ben. Ez utóbbi viszonylag nagy szórás Szeged városának közelsége, annak fényszennyezése és atmoszférikus nyugtalanságot okozó hatásai miatt lépett fel. Szerencsére az egyedi pontok nagy száma (468 az uvby, 178 az UVB színekben) pontos átlaggörbék kiszámítását tette lehetővé. Az aktuális pontos periódust felhasználva (l. később) határoztam meg a 3.1.1. ábrán látható fény-, szín- és radiális sebesség-görbék fázisait.



3.1.1. ábra. A V2109 Cygni fény-, szín- és radiális sebesség változásai

Kérésemre közepes felbontású ($\lambda/\Delta\lambda = 11000$) spektroszkópiai méréseket végeztek 1998 novemberében, a kanadai David Dunlap Obszervatórium 188 cm-es Cassegrain-távcsövével. A detektor és a spektrográf-összeállítás a DX Cetinél ismertettnek megfelelő volt. A képek kiredukálása szintén a már említett módon történt, csak a V2109 Cygni DX Cetihez viszonyított hosszabb periódusa miatt 5 perc volt egységesen az expozíciós idő (0.02 pulzációs fázis), míg az észlelési sorozat a két spektrállampa-felvétel között 4 sztelláris spektrumból állt. A radiális sebességeket kereszt-korrelációs módszerrel határoztam meg, a HD 187691 IAU sebesség-standard felhasználásával. Két hullámhossz-tartományt korreláltattam, az egyik a $H\alpha$

vonalat fedte le (6550–6580 Å), a másik pedig a H α vörös oldalán található fémvonalak tartománya volt (6580–6700 Å). A V2109 Cygni és a HD 187691 egy-egy tipikus spektrumát a 3.1.2. ábrán mutatom be.



3.1.2. ábra. A V2109 Cygni és a HD 187691 jellemző spektrumai

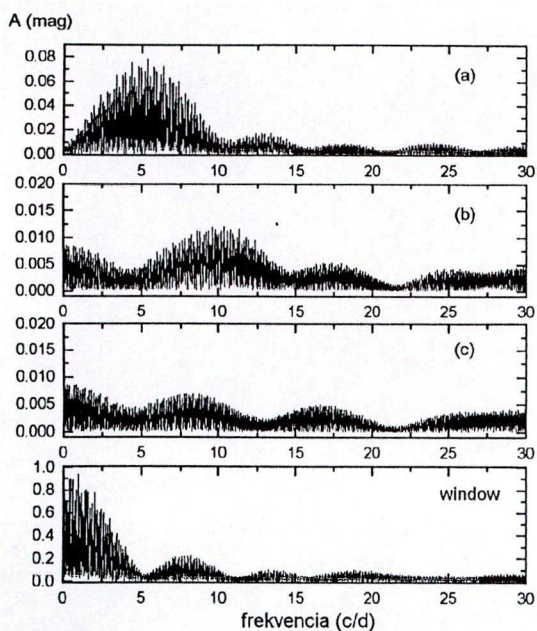
A sebességmérés pontossága $\pm 1\text{--}1.5$ km/s, amit a radiális sebesség-görbéhez illesztett alacsony fokszámú Fourier-polinom körüli szórásból határoztam meg. Ez 0.1 pixelnek felel meg az eredeti CCD képeken, amit egyrészt a hullámhossz-kalibráció pontatlanságai, másrészt a korrelált csillagspektrumok eltérő spektrálosztályai okoznak. Ez utóbbi szerencsére kevésbé befolyásolja a radiális sebességeket, mivel a HD 187691 spektrumában látható összes fémvonalnak megvan a megfelelője a V2109 Cyg spektrumában is.

A keresztkorrelált két tartomány között nem találtunk szisztematikus sebesség-különbséget, ami azt jelenti, hogy a H α és a fémvonalak keletkezési tartományai között a sebesség-gradiens nem haladja meg méréseim pontosságát.

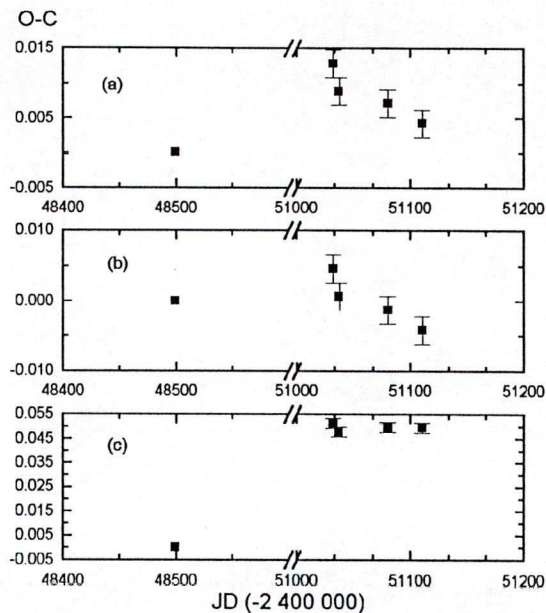
Fotometriai analízis

Elsőként a csillag periódusát vizsgáltam meg a standard Fourier-analízissel, illetve a klasszikus O–C diagrammal. Az összes V-mérés diszkrét Fourier-transzformálját (DFT) kiszámítva az amplitúdóspektrum legnagyobb csúcsa az $f_0 = 5.37488$ c/d ($P = 0.18605$ nap) értéknél van, ami igen jó egyezésben van a Hipparcos-periódussal ($P = 0.1860656$ nap). Ezzel a frekvenciával és harmonikusaival elvégeztem az adatsor fehérítését, és a kapott periodogram már nem mutat semmilyen szignifikáns csúcsot (3.1.3/a,b,c ábra). Mindez a V2109 Cyg mono-periodikusságára utal.

A V-görbék alapján négy új maximum-időpontot határoztam meg (3.1.1. táblázat). Az eredeti Hipparcos-efemerissel ($E_0 = 2448500.0280$, $P = 0.1860656$ nap) számoltam az 3.1.4. ábrán legfelül látható O–C diagramot (a bejelölt hibahatárok ± 0.002 nap bizonytalanságnak felelnek meg, amit a fénygörbe viszonylag lapos maximuma okoz). A 3.1.4a ábra enyhén



3.1.3. ábra. A V2109 Cygni Fourier-spektruma és fehéritése



3.1.4. ábra. O–C analízis különböző periódusokkal (l. a szövegben)

pozitív értékei valamivel *hosszabb* periódusra utalnak, mint a publikált érték (ESA 1997). Ugyanakkor ha korrigáljuk a periódust a 3.1.4a ábra meredekségével ($P_{\text{korr.}} = 0.1860662(3)$ nap), akkor a 3.1.4b ábrán látható O–C diagramot kapjuk, amelyen az új pontok erősen csökkenő tendenciája enyhén *rövidebb* periódust sugall. Ha ezen utóbbi feltételezést fogadjuk el, akkor pusztán az új pontok alapján korrigált rövidebb periódus ($P_{\text{korr}} = 0.186049(5)$ nap) sokkal jobb egyezésben van a Fourier-analízis eredményével ($P = 0.18605$ nap). Így ezt a rövidebb periódust fogadtuk el a jelenlegi pulzációs periódusnak: $P_{\text{pul}} = 0.186049 \pm 0.000005$ nap. A 3.1.4c ábrán az ezzel a periódussal újraszámolt O–C diagram látható, amelyen az új mérések viszonylag nagy pozitív értéke egy hirtelen periódusugrásra utal, ami valamikor 1991 és 1998 között történt. A periódusváltozás pontos leírásához mindenképpen további észlelésekre van szükség.

A fotometriai analízis következő lépése a pontos periódussal kiszámolt fázisdiagramok elméleti szín-szín diagrammal való összevetése volt. Ehhez 0.05 pulzációs fázisonként összeátlagolt normál színgörbékét használtam.

A V2109 Cyg távolsága a Hipparcos parallaxis-mérései szerint 205 ± 40 pc. A látszó fényesség abszolút fényességgé való transzformálásához először is figyelembe kell venni a csillagközi por által okozott vörösödést ($E(B-V)$). Ezt két módon is megbecsültem: *i)* az F0 színképosztályú csillagok szín-spektráltípus összefüggése alapján; *ii)* a Strömgren-színeken alapuló empirikus kalibrációk alapján.

Egy F0 színképosztályú csillag vörösödésmentes színindexe $(B-V)_0 = 0.30$ (Carroll & Ostlie 1996). A V2109 Cyg átlagos $B-V$ színindexe 0.35 ± 0.01 , így ebből a csillag vörösödése $E(B-V) = 0.05$. Ennek a bizonytalansága viszonylag nagy (legalább ± 0.03), mivel a spektráltípus meghatározása legalább ± 2 alosztály bizonytalansággal bír, így a tiszta $(B-V)_0$

szín akár $\pm 0.03-0.05$ magnitúdóval is különbözhet.

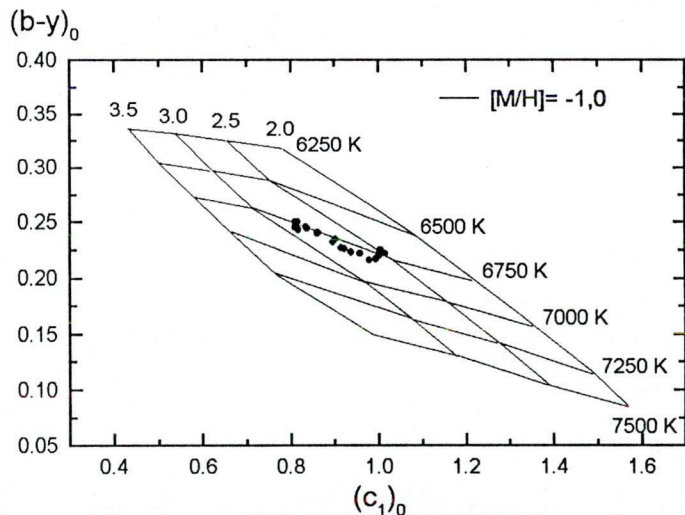
Két uvby-kalibrációt próbáltam alkalmazni a V2109 Cyg-re. Crawford (1975) és Olsen (1988) F-típusú csillagokra közölt egy-egy uvby- β kalibrációt. Mivel β -mérésem nincs, ezért először meg kellett becsülnöm a V2109 Cyg β -színét. Ezt a különböző Strömgren színindexek és a β -index közötti empirikus relációk alapján tettem meg (l. Crawford 1975 1., 3. és 6. ábráját). Mindezek $\beta = 2.70$ értékét valószínűsítik, ± 0.02 hibával. Crawford (1975) összefüggésével $E(B-V) = 0.00$, míg Olsen (1988) $E(B-V) = -0.02$ eredményt szolgáltatott.

A három különböző vörösödés egyszerű átlaga $E(b-y) = 0.006$, míg a súlyozott átlaguk (a spektráltípusos meghatározáshoz nagyobb súlyt rendelve) $E(B-V) = 0.03 \pm 0.02$. Szerencsés körülmény, hogy a V2109 Cyg elég közel van a Naphoz, hogy a köztünk levő csillagközi por hatása szinte elenyésző legyen. A teljes vizuális tartománybeli abszorpció ($A_V = 3.2 E(B-V)$) valószínűleg nem haladja meg a 0.10 magnitúdót.

Az interstelláris abszorpcióra korrigált vizuális abszolút fényesség $M_V = 0.83 \pm 0.43$ mag, míg a bolometrikus abszolút fényesség ($BC(F0) = -0.10$, Carroll & Ostlie 1996) $M_{bol} = 0.73 \pm 0.43$ mag. Ennek megfelelően a csillag luminozitása $41 \pm 15 L_\odot$.

A fémességet kifejező $[Fe/H]$ -t Malyuto (1994) 2-es egyenletéből határoztam meg, értéke $[Fe/H] = -0.9 \pm 0.2$, ami egy viszonylag fémgazdag mező-RR Lyrae csillagra jellemző. A luminozitás nagy értéke szintén az RR Lyrae-típust erősíti.

Az effektív hőmérsékletet (T_{eff}) és felszíni gravitációs gyorsulást ($\log g$) Kurucz (1993) szintetikus szín-szín diagramjaiból számítottam ki, mégpedig a $(b-y)_0 - (c_1)_0$ kétszíndiagramon a megfigyelt pontok kétdimenziós lineáris interpolációjával (l. 3.1.5. ábra). Az átlagos értékek a következők: $\langle T_{eff} \rangle = 6800 \pm 200$ K, $\langle \log g \rangle = 2.7 \pm 0.2$. A 3.1.5. ábra alapján jól látszik, hogy a színváltozásért elsősorban a $\log g$ változása felel és nem a hőmérsékleté, amely alig változik 100 K-es amplitúdóval.



3.1.5. ábra. Az észlelt szín-szín változások (telt körök) Kurucz (1993) modelljeivel

Az átlagos hőmérséklettel és luminozitással, ill. ezek szoláris megfelelőjével ($T_{eff} = 5770$ K, $M_{bol} = 4.75$, Allen 1976) kiszámíthatjuk a csillag átlagos sugarát: $R_* = 4.6 \pm 0.9 R_\odot$. Az effektív gravitáció később (DX Ceti) részletezett módon való figyelembevételével pedig a V2109 Cyg tömegét is ki tudtuk számítani: $M_* = 0.5 \pm 0.3 M_\odot$.

Összegésképpen tehát az csillag paramétereit:

$$M_v = 0.83 \pm 0.43 \text{ mag}$$

$$M_{\text{bol}} = 0.73 \pm 0.43 \text{ mag}$$

$$L = 41 \pm 15 L_{\odot}$$

$$[\text{Fe}/\text{H}] = -0.9 \pm 0.2$$

$$\langle T_{\text{eff}} \rangle = 6800 \pm 200 \text{ K}$$

$$\langle \log g \rangle = 2.7 \pm 0.2$$

$$R_* = 4.6 \pm 0.9 R_{\odot}$$

$$M_* = 0.5 \pm 0.3 M_{\odot}$$

A V2109 Cyg pulzációja

A Hipparcos-adatok alapján a V2109 Cyg az RRc-osztályozást kapta. Azonban mind a periódus, mind a fénygörbe alakja megfelel egyes nagy amplitúdójú δ Scuti-típusú csillagnak is. Az általam meghatározott fizikai paraméterek mindegyike a tipikus RR Lyrae-tartományba esik, ami igen erős érv a csillag ilyen klasszifikációja mellett. Jó példa a hasonló paraméterekre a DH Pegasi, ami az egyik legközelebbi és legfényesebb RRc-csillag (Fernley et al. 1990: $\langle T_{\text{eff}} \rangle = 7070 \pm 210 \text{ K}$, $\langle R_* \rangle = 4.4 \pm 0.9 R_{\odot}$, $M_{\text{bol}} = 0.65 \pm 0.40$).

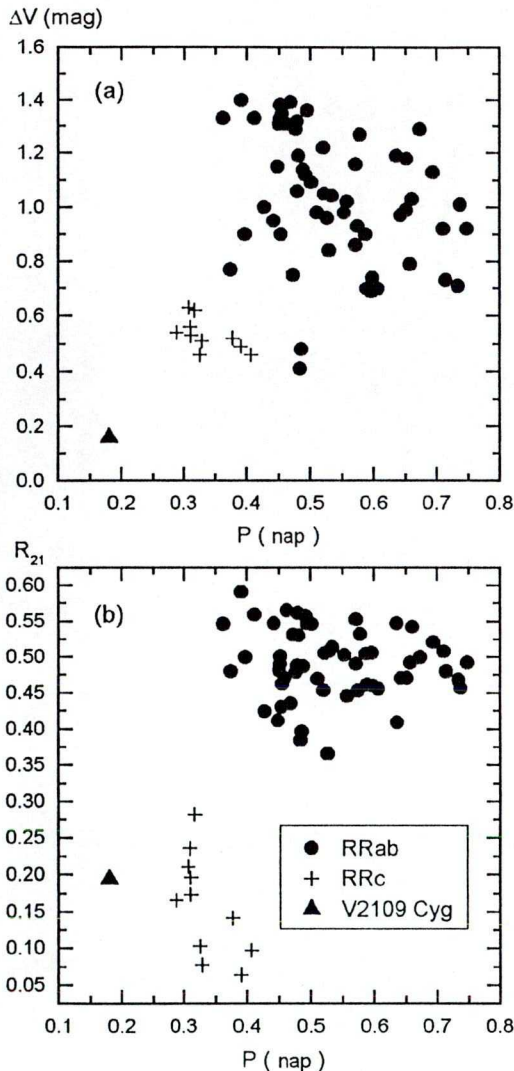
A viszonylag nagy sugár, ill. kis tömeg kizárja a törpe cefeida klasszifikációt is, mivel azokra a változókra a tipikus értékek $\langle R_* \rangle = 1.5 - 3.0 R_{\odot}$, $M_* = 1 - 1.5 M_{\odot}$ (Fernley et al. 1987). Hasonlóan a hőmérséklet alig 100 K-es változása szintén a nagy amplitúdójú δ Scuti és az SX Phoenicis-értelmezés ellen szól, mivel ezek a csillagok általában 600-800 K-es hőmérséklet-változást mutatnak a pulzáció során.

Mivel a V2109 Cyg periódusa a legrövidebb az összes ismert RR Lyrae-csillag között, ezért felmerül a kérdés, hogy milyen módusban végzi pulzációját, hiszen hasonlóan rövid (bár 0.22 napnál hosszabb) periódusú gömbhalmaz-RR Lyraeknél egyes szerzők (pl. Walker & Nemeč 1996) felvetették az elméleti szakemberek által elvetett második felhangú pulzáció létét. A kérdés vizsgálatához a fénygörbék Fourier-analízise nyújthat segítséget, ami a különböző típusú pulzáló változócsillagok módus-struktúrájáról igen sok információt elárul (l. pl. Simon & Teays 1982).

A 3.1.6a ábrán a vizuális amplitúdót ábrázoltam a periódus függvényében a V2109 Cygnire, ill. mező RRab és RRc csillagokra (Simon & Teays 1982). Figyelembe véve azt az általánosan elfogadott képet, hogy az RRab csillagok alpmódusban, míg az RRc csillagok első felhangban végzik pulzációjukat, a V2109 Cyg elfoglalt pozíciója erősen sugallja a második felhangú pulzációt. Ugyanezt láthatjuk a 3.1.6b ábrán, ahol az R_{21} Fourier-amplitúdó paramétereket tüntettük fel, szintén a periódus függvényében. A 3.1.6a ábra szerkezete gyakorlatilag ugyanaz, mint pl. Sandage (1981) 2. és 3. ábrája, ahol ugyanez az eloszlás látható két gömbhalmaz RR Lyrae változóira (M3 és ω Cen), ami azt jelzi, hogy a fénygörbe ezen jellegzetessége az RR Lyrae változók általános tulajdonsága.

Ismereteim szerint az irodalomban még senki nem foglalkozott az RR Lyraek radiális sebesség-görbéjének hasonló Fourier-analízisével. Egyedül Simon (1985) munkája emelhető

ki, aki különböző módusú pulzációs modellek elméleti radiális sebesség-görbéinek Fourier-dekompozíciójával foglalkozott. Habár az összehasonlítás félrevezető is lehet, mindenesetre a V2109 Cyg R_{21} Fourier-amplitúdó paramétere (0.13) a radiális sebesség-görbe alapján hasonlóan deviáns helyzetű Simon (1985) 5. ábráján, ahol szintén az alaplópus és az első felhang különböztethető meg.



3.1.6. ábra. A V2109 Cyg Fourier-paramétereinek összehasonlítása mező RRab és RRc változókkal

periódusokra. Kovács (1998) újabb munkájában az M68 és az IC 4499 gömbhalmazok RR-egyanúsított csillagait vizsgálta és azt találta, hogy az $M = 0.65 \pm 0.20 M_{\odot}$, $L = 50 \pm 20 L_{\odot}$ és a $T_{\text{eff}} = 6500 \pm 500$ K-es paraméter-tartományban az erősen gerjesztett második felhangú pulzáció periódusa 0.22 ± 0.03 naphoz közel esik. Mind a periódus, mind az általunk meghatározott paraméterek az említett tartományokba esnek, szintén alátámasztva a V2109 Cyg második felhangú pulzációjának feltevését. A fentieket figyelembe véve nagy valószínűséggel állíthatjuk, hogy a V2109 Cygni az elsőként azonosított második felhangban pulzáló RR Lyrae-típusú változócsillag.

További lehetőség a pulzációs konstans kiszámítása, bár ennek használhatósága erősen megkérdőjelezhető, mivel igen bonyolult függvénye a tömegnek, sugárnak, luminozitásnak, fémességnek stb. A $P_{\text{pul}} = 0.18605$ nap, $R = 4.6 \pm 0.9 R_{\odot}$ és $M = 0.5 \pm 0.3 M_{\odot}$ értékeket behelyettesítve $Q = 0.013 \pm 0.009$ eredményt kapunk. Ez a kicsiny érték szintén utalhat a második felhangú pulzációra.

A második felhangú értelmezés igen jól illeszkedik Kovács (1997) és Kovács (1998) legújabb elméleti számításaihoz. Kovács (1997) a lineáris nem-adiabatikus (LNA) pulzációs és evolúciós számítások eredményeit használta fel az RR Lyrae csillagok feltételezett második felhangú pulzációjának vizsgálatához. A MACHO program RR Lyrae-inek 0.28 nap periódusnál található többletét (Alcock et al. 1996) nem tudta modellezni az ezen periódus környezetében egyaránt előforduló első és második felhangú RR Lyrae-kkel, mivel a különböző módusokra számított gerjesztettségek kizárták a második felhang létét 0.28 napos periódusnál. Ezzel szemben az LNA-számítások erős második felhangú gerjesztést jósoltak 0.23 napnál rövidebb

3.2. DX Ceti, egy új nagy amplitúdójú δ Scuti-változócsillag

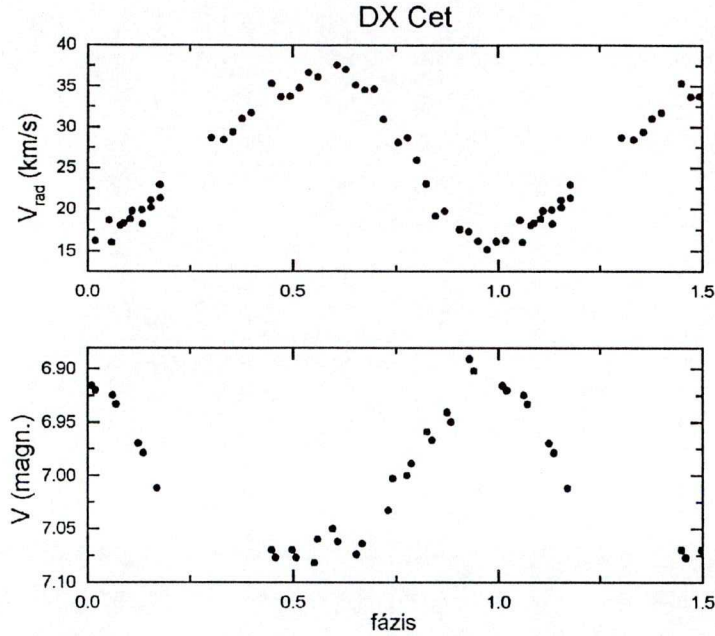
(Kiss et al. 1999a)

A DX Ceti (= NSV 00871 = HIP 12113 = HD 16189) fényváltozásának első fotoelektromos méréseken alapuló kimutatása Stetson (1991) nevéhez köthető. Ő még csak a változás létét gyanította méréseinek túl nagy szórása miatt. A csillag monoperiodikus jellegét a Hipparcos asztrometriai műhold fedezte fel (ESA 1997), melynek fotoelektromos mérései alapján az RRc típusú változócsillagok közé sorolták be. A DX Cet átlagfényessége $V = 7.00$, míg 0.104 napos periódussal és 0.20 magnitúdó amplitúdóval változik. Sem ezek, sem spektráltípusa (A5) nem egyeztethető az RRc változó-típussal, így téves klasszifikációt gyanítva a csillag pontos fizikai paramétereire volt szükség a kérdés eldöntéséhez.

A közepes felbontású spektroszkópai méréseket kérésemre a kanadai David Dunlap Obszervatórium 188 cm-es Cassegrain-távcsövével végezték 1998. november 17/18. éjszakáján. Összesen 49 színeképet vettek fel, melyek a 6500–6700 angström közötti tartományt fedték le $\lambda/\Delta\lambda = 11000$ -es felbontással. Az elért jel/zaj viszony 50 körüli volt. A számítógépes hálózaton letöltött spektrumokat az IRAF csillagászati képfeldolgozó programcsomaggal redukáltuk ki (Csák Balázs segítségével). A CCD képek kimérése során a bias- és flat-korrekciók mellett kozmikus sugarak szűrését is végrehajtottuk. A *doslit* taskkal a konkrét spektrumok extrakcióját és hullámhossz-kalibrációját végeztük el. Az utóbbihoz két FeAr spektrállámpa-felvételt használtunk, amelyeket közvetlenül 6 csillagspektrum felvétele előtt és után készítettek az obszervatórium munkatársai. A FeAr-var-var-var-var-var-FeAr mérési sorozatot használtuk a DX Cet igen rövid periódusa miatt. A sztelláris spektrumokra lineáris interpolációval határoztuk meg a pontos hullámhossz-skálát, mivel a két spektrállámpás mérés között szubpixeles csúszások léptek fel, elsősorban a távcső vezetését biztosító óragép kicsit ingadozó mozgása miatt. Az expozíciós időt 3 percben rögzítettük (0.02 pulzációs fázis), ezzel elkerülendő a radiális sebesség-görbe fázis szerinti elkenését.

A radiális sebességeket kereszt-korrelációs technikával határoztam meg, felhasználva a HD187691 jelű IAU sebesség-standard csillag kontinuum-normált spektrumát. Ezt az IRAF *fxcor* taskjával számoltam. A HD187691 spektráltípusa F8V, heliocentrikus radiális sebessége pedig $+0.1 \pm 0.3$ km/s. A 6550 és 6700 angström közötti spektrum-tartományokat kereszt-korreláltattam, az így kapott radiális sebességek pontossága $\pm 1-1.5$ km/s (ezt a radiális sebesség-görbéhez illesztett Fourier-polinom körüli szórásból határoztam meg).

Fotometriai méréseinket 1998. november 18/19-én végeztük a Szegedi Csillagvizsgálóban, a 40 cm-es Cassegrain-távcsövel és az Optec SSP-5A fotoelektromos fotométerrel. A méréseket a Strömgren-féle uvby fotometriai rendszerben végeztük, a HD 16647 jelű összehasonlító csillaghoz képest ($V = 6.25$, $b-y = 0.26$, $m_1 = 0.15$, $c_1 = 0.47$ mag). Sajnos a megfigyelési körülmények nem voltak tökéletesen fotometriaiak, így az elért pontosság csak a V (± 0.02) és c_1 (± 0.035) adatokra elfogadható. A fény- és radiális sebesség-görbét a 3.2.1. ábrán mutatom be.



3.2.1. ábra. A DX Ceti radiális sebesség- és fénygörbéje

Strömgren-fotometriai méréseink alapján az átlagos uvby-színeket tudtam csak megbecsülni. Ezek jó egyezésben vannak a Stetson (1991 - S91) által publikált értékekkel: $\langle b-y \rangle = 0.19$ (S91: 0.180), $\langle m_1 \rangle = 0.16$ (S91: 0.163), $\langle c_1 \rangle = 0.85$ (S91: 0.808). Az átlagértékek bizonytalansága $\pm(0.01-0.02)$ magnitúdó. Az alábbi analízishez ezeket az értékeket használtam.

Egy új maximum időpontot határoztam meg (Hel.JD(max) = 2451136.4227). A Hipparcos-zsonda fotometriájából származó efemerissel (Hel.JD(max) = 2448500.0730, $P = 0.1039530$ nap) -0.002 napnak adódik az O-C értéke, melynek kicsinysége igen stabil periódusra utal. Azt feltéve, hogy ez a kicsi negatív O-C egy valamivel rövidebb aktuális periódus miatt lép fel, a számított korrigált periódus $P = 0.1039529$ nap, ami csak 1-et tér el az utolsó tizedesjegyben a Hipparcos-féle periódustól. A periódusmérés pontossága azonban éppen ebbe a nagyságrendbe esik, így következtetésünk szerint a DX Cetinek nagyon stabil pulzációs periódusa van. Ez az eredmény jó összhangban van Breger & Pamyatnykh (1998) elméleti számításaival, melyek a δ Scuti-típusú változók periódusváltozásaival kapcsolatosak (l. később).

A DX Ceti távolsága a Hipparcos-zsonda parallaxis-mérései alapján alig 110 ± 12 pc. Mivel a csillag távol esik a nagy extinkcióval bíró galaktikus síktól, illetve galaktikus skálán igen közel esik a Naphoz, így az intersztelláris por által okozott vörösödés és fényelnyelés elhanyagolható. Ezért a látszó fényessége a távolság ismeretében könnyen átszámítható abszolút fényességgé. Számszerűen: a vizuális abszolút fényesség $M_V = 1.78 \pm 0.24$ mag, a bolometrikus abszolút fényessége pedig (BC(A5) = -0.15 mag, Carroll & Ostlie 1996) $M_{bol} = 1.63 \pm 0.24$ mag. Az ennek megfelelő luminozitás $17.8 \pm 4 L_{\odot}$.

A [Fe/H]-értékkel jellemzett fémtartalmat az átlagos Strömgren-színekből és Malyuto

(1994) 2-es egyenletéből számítottuk ki. Az eredmény $[Fe/H] = -0.05 \pm 0.2$, közel a Nap fémtartalmához. Az átlagos $T_{\text{eff}} - \log g$ párt kétdimenziós lineáris interpolációval határoztuk meg a megfigyelt átlagszínekből és Kurucz (1993) szoláris összetételű modelljéhez tartozó $(b-y)_0 - (c_1)_0$ szín-szín diagramján (a módszerrel kapcsolatban l. a V2109 Cygnivel foglalkozó fejezetet). Az eredmények: $\langle T_{\text{eff}} \rangle = 7250 \pm 200$ K, $\langle \log g \rangle = 3.6 \pm 0.2$ dex.

A következő lépés az átlagos csillagsugár kiszámítása volt az effektív hőmérséklet és abszolút fényesség, illetve az ezeknek megfelelő szoláris értékek ($T_{\text{eff}} = 5770$ K, $M_{\text{bol}} = 4.75$ - Allen 1976) felhasználásával. Értéke: $R_* = 2.7 \pm 0.5 R_{\odot}$. Az $M_* = 1.5 \pm 0.6 M_{\odot}$ tömeget a sugárból és a felszíni gravitációs gyorsulásból ($\log g$) kaptuk, figyelembe véve az pulzáló változók légkörére ható ún. "effektív gravitációt":

$$g_{\text{eff}} = G \frac{M_*}{R_*^2} - p \frac{dV_r}{dt}, \quad (3.2.1)$$

ahol $p = 1.36$ a radiális és pulzációs sebesség közti átváltási tényező, az ún. projekciós faktor (Burki & Meylan 1986). Összefoglalásképpen a DX Ceti fizikai paraméterei:

$$\begin{array}{ll} M_v = 1.78 \pm 0.24 \text{ magn.} & \langle T_{\text{eff}} \rangle = 7250 \pm 200 \text{ K} \\ M_{\text{bol}} = 1.63 \pm 0.24 \text{ magn.} & \langle \log g \rangle = 3.6 \pm 0.2 \text{ dex} \\ L = 17.8 \pm 4 L_{\odot} & \langle R_* \rangle = 2.7 \pm 0.5 R_{\odot} \\ [Fe/H] = -0.05 \pm 0.2 & M_* = 1.5 \pm 0.6 M_{\odot} \end{array}$$

Mindezen paraméterek a DX Ceti téves osztályba sorolását jelzik, ugyanis mindegyik kívül esik az RR Lyrae-k tipikus értékein, ezzel szemben a δ Scuti-típusú változóknak teljesen hasonló jellemzőik vannak. Így a csillag fizikai paraméterei alapján arra következtettem, hogy a DX Ceti egy monoperiodikus nagy amplitúdójú δ Scuti-változó. Periódusának stabilitása tökéletes egyezésben van Breger & Pamyatnykh (1998) elméleti számításaival, amelyek éppen azt jósolják a DX Cetihez hasonló paraméterű δ Scuti-kra, hogy periódusváltozásuk nem haladja meg a 10^{-7} 1/év értéket.

A pulzáció módusa szintén fontos és érdekes kérdés. A viszonylag nagy fényváltozási és radiális sebesség-amplitúdó radiális pulzációra utal. A "klasszikus" pulzációs konstans $Q = P \cdot (M_*/R_*^3)^{1/2} = 0.029 \pm 0.012$. Elméleti pulzációs modellekkel (pl. Petersen & Jorgensen 1972, Milligan & Carson 1992) összehasonlítva mind az alpmódus, mind az első felhang konzisztens a megfigyelésekkel. A DX Ceti helyzete Breger & Pamyatnykh (1998) $(\log T_{\text{eff}} - \log g)$ és $(\log T_{\text{eff}} - \log L/L_{\odot})$ diagramjain igen közel esik az $M = 1.8 - 2.0 M_{\odot}$ evolúciós útvonalakhoz, ezzel is alátámasztva a más úton kapott tömeg-értékünket.

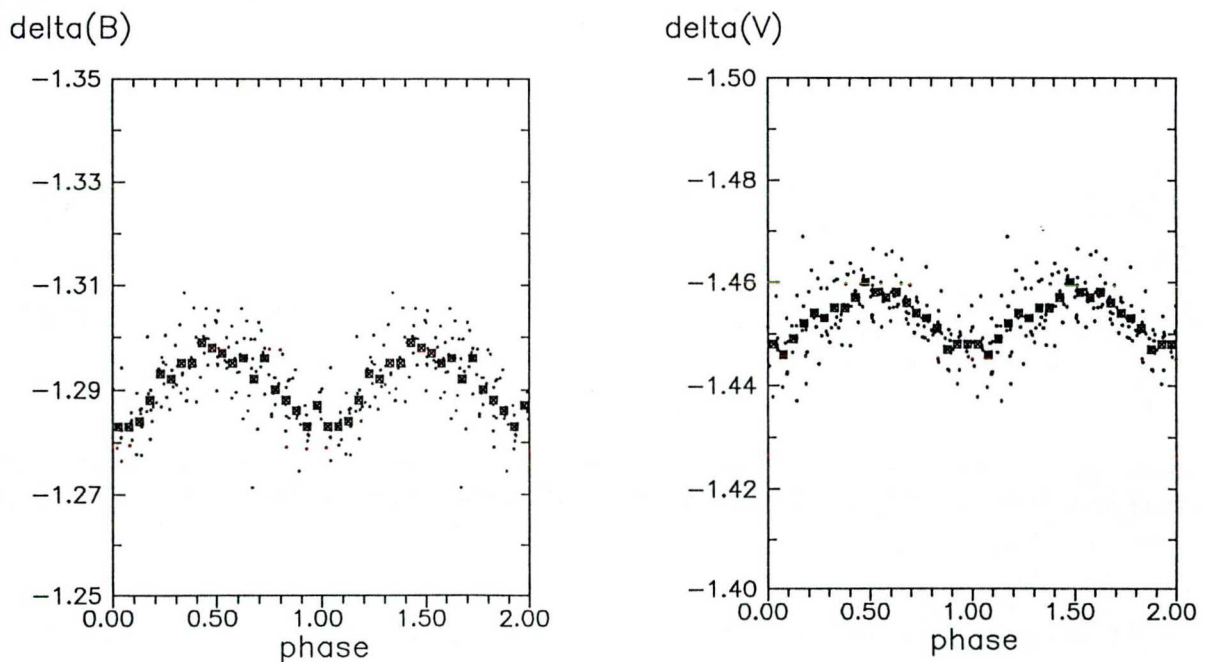
A DX Ceti példája is jól rávilágít arra, hogy a pusztán a fénygörbék alakján történő típusba sorolás nem egyértelmű, gyakran igen bizonytalan, amit csak a minél teljesebb leírással lehet kikerülni.

3.3. Az τ Bootis monoperiodikus fényváltozása

(Kiss 1995, Kiss et al. 1999e)

Az τ Bootis (= 21 Boo = NSV 06610 = HR 5350 = HIP 69713, A9V) fényváltozását Albert (1980) fedezte fel. Fotoelektromos mérései alapján 40 perces periódusú δ Scuti-típusú változócsillagnak sorolta be. Szatmáry (1988) hasonló eredményekre jutott, amelyeket Gál et al. (1994) mérései megerősítettek. Sajnos a korábbi mérések pontossága csak azt tette lehetővé, hogy a 40 perchez közeli periódusú változás létét kimutassák. Handler & Paunzen (1995) nem találták a változás jeleit, ám észleléseiket nem részletezték.

A csillagot először 1995 tavaszán mértem. Ekkor B és V szűrős méréseket végeztem a Szegedi Csillagvizsgáló 40 cm-es távcsövével. Összehasonlító csillagnak a HR 5360-t választottam (V=6.19, B-V=0.07 mag). 1995. május 24-én és 26-án összesen 155 pontot sikerült felvennem két színben, amelyből legfontosabb eredményem a fényváltozás periódusának pontosítása volt. Fourier-analízissel és fázisdiszperziós módszerrel egyaránt megerősítettem a korábbi szerzők gyors oszcillációra vonatkozó megfigyeléseit, míg a kapott fotometriai periódus 0.0276 ± 0.0004 nap (39.7 ± 0.4 perc). A mért amplitúdók a mikrováltozók osztályába sorolták az τ Bootis, mivel B-beli és V-beli amplitúdói csupán 0.015 és 0.01 magnitúdónak adódtak (3.3.1. ábra).

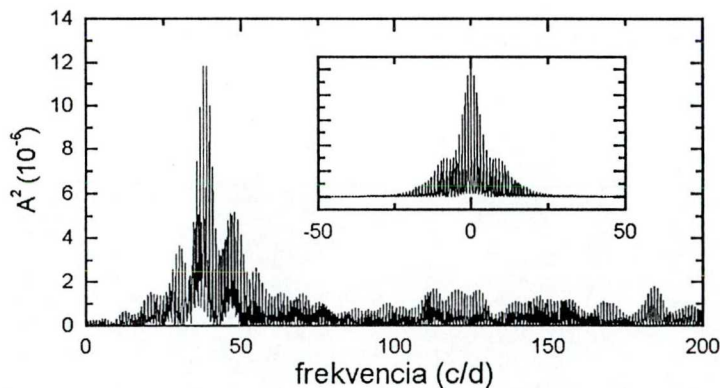


3.3.1. ábra. Az τ Boo 1995-ös fázisdiagramjai ($P = 0.0276$ nap, $T_0 = 2449800.01$).

1998 tavaszán és nyarán újra mértem a csillagot, ezúttal összesen 5 éjszaka (május 5., Szeged; június 19., 20., 23. és 24., Sierra Nevada). Szegeden differenciális fotometriát végeztem, ugyanazzal az összehasonlító csillaggal, míg a spanyol műszerrel (90 cm-es távcső és egy

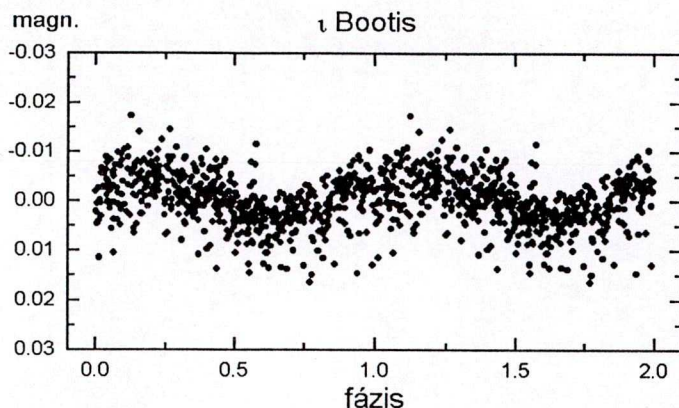
négycsatornás Strömgren-fotométer) abszolút fotometriát, melynél az extinkció változásait két Strömgren-standarddal követtük nyomon (HR 6577, HD 185734). Ez utóbbi méréseknél az y -tartományban elért pontosság ± 0.002 – 0.007 mag volt, az égbolt éjszakáról-éjszakára változó állapotának függvényében. Az összevethetőség kedvéért az y és a V adatokat együtt analizáltam. Szerencsére a színtől független standard transzformációkat el lehetett hanyagolni, mivel a b - y szín 0.002 mag-nál nem változott többet, tehát a standard V és az instrumentális y közötti különbség csak egy konstans eltolás. Így az átlagszintre való hozzással a szegedi V és a spanyol y -méréseket konzisztens módon lehetett összehasonlítani.

Az 1998-as új észlelések magukban is egyértelműen mutatták a 38 perc körüli fényváltozást, valamivel 0.01 mag-nál kisebb amplitúdóval. Ezeket az új adatokat az 1995-ös mérésekkel együtt elemeztem, miután mindegyikből levontam az átlagértékét. Ez a lépés annyiban megkérdőjelezhető, hogy ha a csillag hosszútávú változásokat is mutatna, akkor az éjszakánkénti átlagérték levonása szignifikánsan megváltoztathatná a fénygörbe frekvenciaspektrumát. Azonban két tényező is amellett szól, hogy ez a levonás megtehető. Egyrészt az 1995-ben mért közel 10 pulzációs ciklusnyi fénygörbe semmilyen hosszútávú átlagfényesség-változást nem mutatott, másrészt pedig a Hipparcos asztrometriai műhold 1989 és 1993 között elvégzett, valamivel pontatlanabb (± 0.02 mag) fényességmérései sem utaltak ilyen változásokra (ESA 1997).



3.3.2. ábra. A teljes adatsor Fourier-spektruma. Az ablakfüggvény a betéten látható

A teljes adatsor diszkrét Fourier-transzformáltját (DFT) az ablakfüggvénnyel együtt a 3.3.2. ábrán mutatom be. Egy fő csúcs látható $f = 37.750 \pm 0.001$ c/d frekvenciánál (38.145 ± 0.001 perc periódus), 0.0035 mag félamplitúdóval. A fenti igen kicsi hibahatár a fényváltozás nagy mértékű stabilitásának következménye, a periódus relatív stabilitásának ($\Delta P/P$) alsó határának becsült értéke $2.62 \cdot 10^{-5}$. Ezt jól illusztrálja az 1995-1998 közötti összes mérést feltüntető fázisdiagram (3.3.3. ábra). Habár a megfigyelések több mint 40 ezer ciklust lefednek, a kombinált fázisdiagram mégis olyan kis szórású, amely nem haladja meg az átlagos mérési pontosságot.



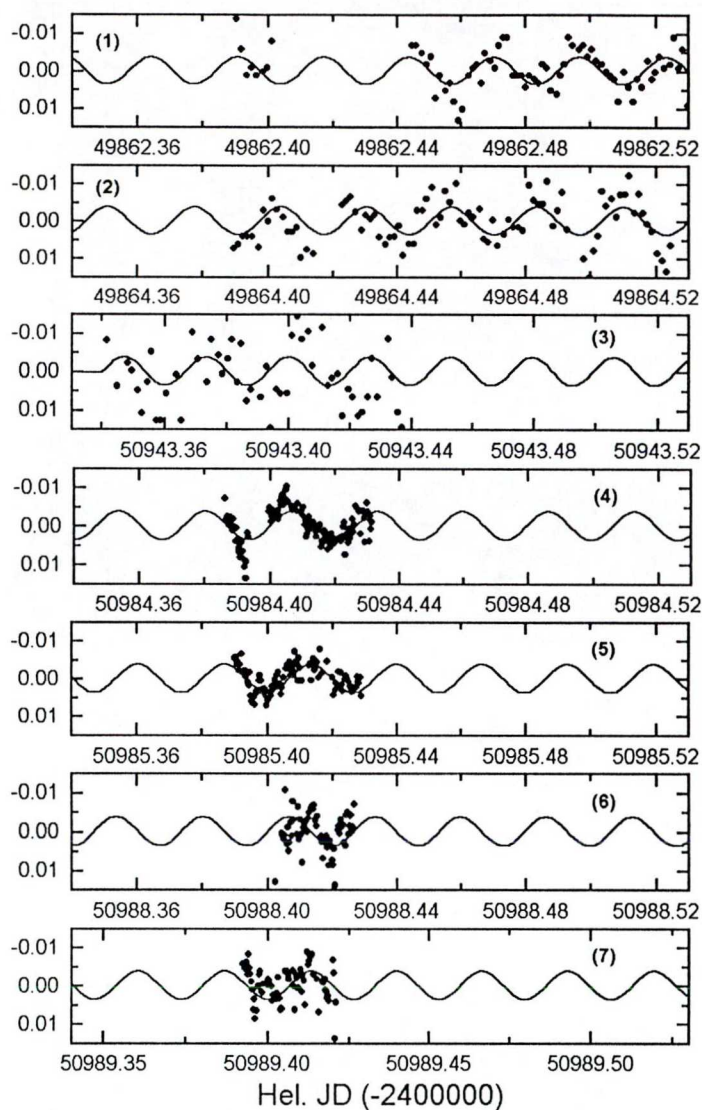
3.3.3. ábra. Az összes mérés kombinált fázisdiagramja

Az említett frekvenciával való fehérítés után a Fourier-spektrum egyetlen csúcsot sem tartalmaz, amelynek amplitúdója meghaladja a 0.001-es értéket. Így arra következtettem, hogy az τ Bootis monopériodikus fényváltozással bír, amelyet egy harmonikussal is jól lehet illeszteni. Ezt mutatja a 3.3.4. ábra, ahol az összes mérést feltüntettem az illesztett szinusz függvényvel ($A = 0.0035$ mag, $f = 37.750$ c/d, $\phi = 0.117$).

A periódus viszonylag nagy stabilitása felveti a kérdést, hogy mennyire pulzációs eredetű a fényváltozás. Hasonlóan gyors változásokat 30-50 perces periódusokkal más δ Scuti-jelölteknél is találtak (pl. Rodríguez et al. 1999). Mivel az τ Boo egy gyorsan forgó A-típusú csillag ($v \sin i = 130$ km/s, Abt & Morrell 1995), ezért magasabb rendű nemradiális oszcillációk hasonló nagyságrendű periódusokkal igen valószínűek (l. Mantegazza 1997). Ezt a hipotézist azonban csak jó idő- és nagy spektrális felbontású színképekkel lehetne ellenőrizni, amelyekkel a vonalprofilok változásait lehetne kimutatni. Így további spektroszkópiai mérésekre van szükség, amelyek két fő kérdésre adhatnak választ: *i*) pulzáció okozza-e a megfigyelt fényváltozást? *ii*) ha igen, melyik módus a gerjesztett?

További fontos kérdés a csillag pontos fizikai paraméter-együttese. Az irodalomban egyetlen publikációt találtam, amely felsorolta az τ Bootis legfontosabb jellemzőit, mint pl. a luminozitást, effektív hőmérsékletet, sugarat, tömeget és felszíni gravitációs gyorsulást (Malagnini & Morossi 1990). Az említett szerzők korábbi trigonometriai parallaxisok és spektrofotometriai mérések alapján speciálisan kiválasztott mezőcsillagokat tanulmányoztak, ezek közül volt egy az τ Bootis. Számításaik azonban erősen függtek az akkortájt elérhető legpontosabb parallaxis-méréseken, melynek eredménye 48.1 mas volt (25% hibával). Ezzel szemben a Hipparcos szonda által kimért parallaxis csak 33.54 mas (0.56 mas standard hibával), ami közel 30%-kal kisebb (és 29.8 parszek távolságnak felel meg). Így újraszámoltam a csillag paramétereit, egyrészt a pontosabb új parallaxis, másrészt Kurucz (1993) újabb elméleti légkörmodelljei felhasználásával. A Naphoz hasonló fémtartalmat feltételezve, illetve véve a $b-y = 0.128$ és $c_1 = 0.834$ színindexeket (Rodríguez et al. 1994), az effektív hőmérséklet $T_{\text{eff}} = 8000$ K-nek, a felszíni gravitációs gyorsulás $\log g = 4.3$ -nak adódott. A becsült bizonytalanságok ± 200 K és ± 0.1 , ahol a gyors rotáció hatása felülmúlja

magn.



3.3.4. ábra. Az τ Boo V fénygörbéi. Az (1)-(3) görbékét Szegeden, a (4)-(7) görbékét Spanyolországban mértem.

a fotometriai bizonytalanságokat (Michel et al. 1998). $V=4.75$ mag és $d = 29.8$ pc mellett a vizuális abszolút fényesség $M_V = 2.38$ mag. Az A9V spektráltípusra vonatkozó bolometrikus korrekció $BC = -0.09$ mag, amiből $M_{bol} = 2.29$ mag. M_{bol} és T_{eff} a csillag sugarát $R_* = 1.6 \pm 0.1 R_\odot$ értékűnek adja, míg a $\log g$ és R_* a csillag tömegét határozza meg: $M_* = 1.9 \pm 0.4 M_\odot$. Mindezek alapján az τ Bootis a HRD fősorozatán fekszik (l. pl. Carroll & Ostlie *E* függelékét). Összehasonlításul Malagnini & Morosso (1990) korábbi eredményei: $T_{eff} = 10560 \pm 340$ K, $R_* = 1.0 \pm 0.1 R_\odot$, $M_* = 2.3 M_\odot$, $\log g = 4.80$.

3.4. A BE Lyncis és TU Ursae Majoris fotometriai kísérői

(Kiss & Szatmáry 1995, Kiss et al. 1995, Kiss et al. 1996)

A pulzáló változócsillagok esetleges kettősségének kimutatása fontos kérdés, mivel a kísérő csillagok jelenléte mind a megfigyeléseket, mind magát a pulzációt befolyásolhatja, így az adatok helyes értelmezéséhez ki kell küszöbölni hatásait. Ebben a fejezetben két olyan csillag vizsgálatait ismertetem, melyeknél a látszólagos ciklikus periódusváltozást a kettős rendszerekben fellépő fényidő-effektussal magyaráztam. Mindkét esetben méréseim célja az O–C diagram új pontokkal történő kiegészítése volt, ezáltal képet kapva a jelenlegi periódusváltozásról (az O–C diagram alkalmazásával kapcsolatban l. pl. Kaszás et al. 1998 munkáját).

Programcsillagok

a) BE Lyncis

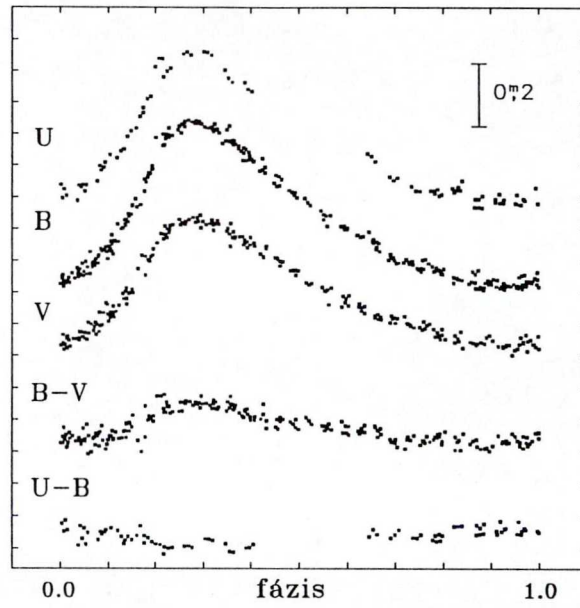
A BE Lyncis (= HD 79889 = HIC 45649) nagy amplitúdójú ($V = 8^m6-9^m0$, A3) δ Scuti típusú változócsillag. Oja fedezte fel 1986-ban (Oja, 1986, 1987), így csak 13 évre visszamenőleg állnak rendelkezésre adatok róla. V-beli 0^m4 -s amplitúdója kiemeli az általában csak néhány százados változású δ Sct-k közül. Periódusváltozásával kapcsolatban egymásnak teljesen ellentmondó dolgozatok jelentek meg (Rodríguez et al., 1990a, Liu et al., 1991, Tang et al., 1992, Wunder et al., 1992, Liu & Jiang, 1994, Rodríguez et al., 1995). Az O–C diagramhoz kezdetben negatív parabolát illesztettek, míg később már pozitívat (az első egyenletes perióduscsökkenést jelent, míg a második egyenletes periódusnövekedést).

Mivel a csillagot 1995 óta folyamatosan nyomon követtem és a mérések értelmezése közben változott, két szakaszra oszthatom ezeket a vizsgálatokat. Először az 1995-ös észlelési anyag alapján levont következtetéseimet részletezem, majd az 1999 tavaszáig elvégzett új mérések fényében újrainterpretálom a BE Lyn fény- és periódusváltozását.

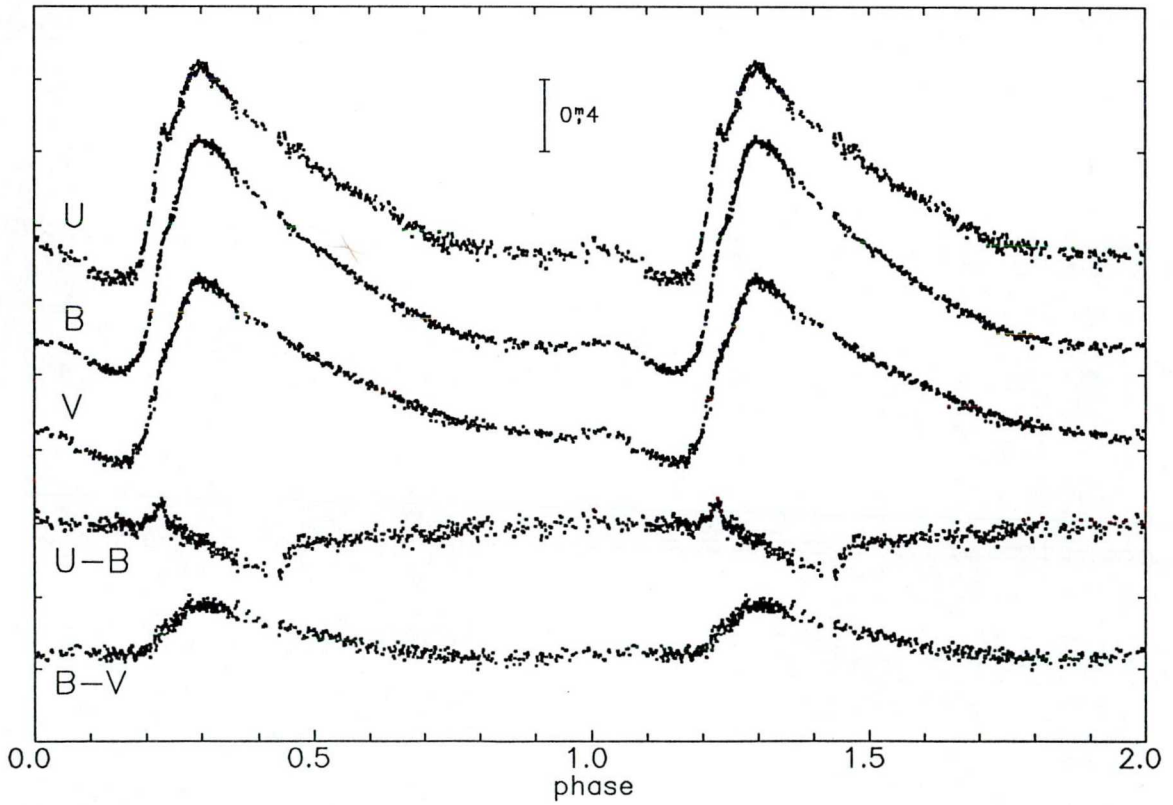
1995 elején három éjszaka végeztem méréseket UBV szűrőkön keresztül: január 31-én, február 5-én és 13-án. Összehasonlítóként a HIC 45515 jelű csillagot ($V = 9^m30$, F8) használtam. A jelenlegi periódus pontos értékét a fázisdiszperziós módszerrel (Stellingwerf, 1977) határoztam meg. Az összes 1995-ös mérésből kapott fázisdiagram a 3.4.1. ábrán látható.

b) TU Ursae Majoris

A TU UMa (= BD+30°2162 = SAO 62578 = HIC 56088) RRab típusú fényváltozását ($V = 9^m26-10^m24$, A8-F8) Guthnik & Prager (1929) fedezte fel. A periódus változását Szeidl et al. (1986) vizsgálta meg részletesen. Ők egy negatív parabolát illesztettek az O–C diagramhoz, amire még egy 23 éves ciklikus periódusváltozás rakódik. Következtetésük szerint a csillag kettőssége okozhatja ezt a ciklikus változást. Saha & White (1990) együttesen tanulmányozták a TU UMa O–C diagramját és a radiális sebesség görbéjét. Egy szélsőségesen excentrikus



3.4.1. ábra. A BE Lyn fázisdiagramja ($P=0.0958784$ nap, $T_0=2449018.2684$).



3.4.2. ábra. A TU UMa fázisdiagramja ($P = 0.557702$ nap, $T_0 = 2449699.9600$).

pályát határoztak meg ($P = 7374.5$ nap, $e = 0.97$, $a \sin i = 2590$ millió km). Wade et al. (1992) nem a maximumok alapján szerkesztette meg az O–C diagramot, hanem a fénygörbe felszálló ágán levő speciális pont alapján.

1995 tavaszán hat éjszaka mértem a TU UMa-t UBV szűrőkön keresztül: március 1-én, 8-án, 21-én és 28-án, illetve április 21-én és 22-én. Az alkalmazott összehasonlító csillag a GSC 1984.0145 volt ($V = 9^m.2$, Quester (1993) térképén a B jelű csillag). Összesen 600 pontot sikerült felvennem mindhárom szűrőn keresztül.

Eredmények

A BE Lyn és TU UMa kiegészített O–C diagramjai a 3.4.3. és a 3.4.4. ábrákon láthatók. Mindkettő ciklikus jellegét a feltételezett pályamozgás következtében fellépő fény-idő effektussal modelleztem. A TU UMa esetében a diagram fordított parabolikus jellege még a periódus hosszútávú csökkenésére is utal (l. Szeidl et al. 1986), amit egy negatív parabola párhuzamos illesztésével vettem figyelembe.

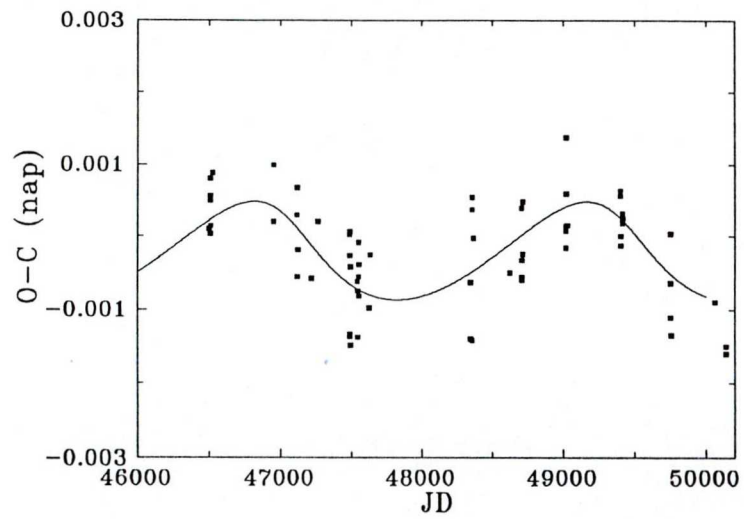
Az illesztések paramétereit és azok becsült hibáját a 3.4.1. táblázat tartalmazza. Ebben a táblázatban az égimechanikából ismert pályaelemek és egyéb paraméterek szerepelnek. P_{orb} a kettőscsillag keringési ideje, i -vel a pályanormális látóiránnyal bezárt szögét jelöljük, $a_1 \sin i$ tehát a főkomponens által a tömegközépponti rendszerben leírt ellipszispálya nagytengelyének a látóirányú vetülete, e a pálya excentricitása, ω a pericentrum argumentuma, τ a periasztron időpontja, $t_0(O-C=0)$ az O–C diagram nullpontjának időpontja, K a radiális sebesség pályamenti keringésből eredő változásának amplitúdója, $f(M_2)$ az ún. tömegfüggvény, melynek definíciója:

$$f(M_2) = \frac{M_2^3 \sin^3 i}{(M_1 + M_2)^2}, \quad (3.4.1)$$

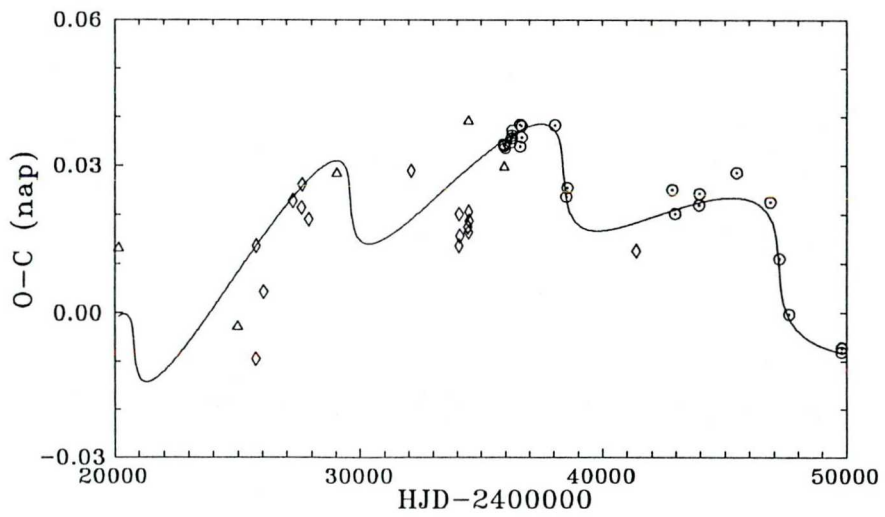
amelyből becslést lehet adni a kísérő tömegére, végül pedig A_{O-C} az O–C diagram kettős rendszerbeli mozgásból származó változásának amplitúdója.

	BE Lyn	TU UMa
P_{orb}	2350±100 nap	8800±100 nap
$a_1 \sin i$	$(18 \pm 2) \cdot 10^6$ km	$(600 \pm 100) \cdot 10^6$ km
e	0.30±0.05	0.90±0.05
ω	140±5°	178±3°
τ	2447050±50	2447200±50
$t_0(O-C=)$	2448700±50	2447200±50
K	0.58±0.10 km/s	11.4±0.5 km/s
$f(M_2)$	$(4 \pm 1) \cdot 10^{-5} M_\odot$	0.11±0.01 M_\odot
A_{O-C}	$(6.8 \pm 1.0) \cdot 10^{-4}$ nap	0.01±0.002 nap

3.4.1. táblázat



3.4.3. ábra. A BE Lyn O-C diagramja, a fényidő effektusból származó elméleti O-C görbével.



3.4.2. ábra. A TU UMa O-C diagramja. A körök, háromszögek és rombuszok a fotoelektromos, fotografikus és vizuális normál adatokat jelzik.

A pulzáló komponensek tömegére elfogadva az irodalomban szereplő értékeket (BE Lyn: $M_1 = 1.7 \pm 0.1 M_\odot$ - Claret et al. 1990, Rodríguez et al. 1990b; TU UMa: $M_1 = 0.55 \pm 0.05 M_\odot$ - Fernley 1993), iterációval meghatározhatjuk a másodkomponens tömegét és pályájának nagytengelyét (3.4.2. táblázat). Az értékek bizonytalansága P_{orb} és M_1 bizonytalanságából ered.

i (fok)	BE Lyn		TU UMa	
	a (Cs.E.)	$M_2 (M_\odot)$	a (Cs.E.)	$M_2 (M_\odot)$
	± 0.08	± 0.012	± 0.2	± 0.02
10	4.35	0.313	12.11	2.54
30	4.29	0.101	8.18	0.40
50	4.17	0.065	7.65	0.23
70	4.16	0.053	7.48	0.18
90	4.15	0.049	7.44	0.17

3.4.2. táblázat

A másodkomponensek természete

a) BE Lyncis

Számítási eredményeink alapján (kis tömeg) feltehetően egy vörös, vagy barna törpecsillag a kísérő, ami sajnos kimutathatatlan a BE Lyn spektrumában, mivel túl halvány. Hasonló okok miatt a radiális sebességben okozott változás is túl kicsi, azaz spektroszkópai módszerekkel nem mutatható kis semmilyen hatása a másodkomponensnek.

A BE Lyn abszolút fényességét $+2^m$ -nak véve, valamint felhasználva, hogy $\langle m_v \rangle = 8^m8$, a csillag távolságára $d = 230$ parszeket kapunk.

Adataink további elemzését teszi lehetővé a pulzációs állandó meghatározhatósága kettős rendszerekben (Jørgensen & Grønbech, 1978). Összevetve Kepler III. törvényét a pulzációs állandó kifejezésével

$$\frac{a^3}{P_{orb}^2} = \frac{G}{4\pi^2} (M_1 + M_2) \quad \text{és} \quad Q = P_{pul} \sqrt{\left(\frac{M_1}{R_1^3}\right)}, \quad (3.4.2a-b)$$

kapjuk, hogy

$$Q = 0.1159 \frac{P_{pul}}{P_{orb}} \left(\frac{R_1}{a}\right)^{-3/2} \left(1 + \frac{M_2}{M_1}\right)^{-1/2}. \quad (3.4.3)$$

Behelyettesítve a $P_{pul} = 0.09587$ nap, $P_{orb} = 2350 \pm 50$ nap, $R_1 = 2.43 \pm 0.10 R_\odot$, $a = 4.2 \pm 0.1$ Cs.E., $M_1 = 1.7 \pm 0.1 M_\odot$ és $M_2 = 0.05-0.3 M_\odot$ értékeket, a $Q = 0.033 \pm 0.004$ eredményt határoztuk meg, ami a radiális alaplómódusnak felel meg (Petersen & Jørgensen, 1972). Rodríguez et al. (1990b) és Garrido et al. (1990) szintén arra a következtetésre jutottak, hogy ez a módus a gerjesztett.

Másrészt, ha feltesszük, hogy M_1 és R_1 említett értéke (Rodríguez et al., 1990b) helyes,



akkor Milligan & Carson (1992) m16e07-08-9 és m18e07-8-9 jelű lineáris-adiabatikus elméleti modelljei a pulzáció periódusára a $P = 0.086-0.107$ nap értéket szolgáltatják. Ezek átlaga 0.094 nap, ami igen közel áll a megfigyelt periódushoz. A modellekből számított pulzációs állandó $Q = 0.0326 \pm 0.0001$, ami szintén jól egyezik a fentiekben, más úton meghatározottal.

Mindezekből az következik, hogy a csillag fizikai paraméterei, a radiális pulzáció alaplóusa és az O-C diagramból meghatározott pályaelemek egy fizikailag konzisztens rendszert adnak meg.

b) *TU Ursae Majoris*

Az eredmények egy vörös, vagy fehér törpére utalnak, amely feltehetően nem detektálható a TU UMa spektrumában halványasága miatt (l. alább). A radiális sebességben okozott változás már számottevő, de sajnos túl kevés mérés van ahhoz, hogy abból hosszabb távú következtetéseket vonhassunk le.

A TU UMa abszolút fényességét $M_V = 0^m75 \pm 0^m05$ (Fernley, 1994) értékűnek tekintve és felhasználva, hogy $\langle m_V \rangle = 9^m75$, kapjuk, hogy a csillag távolsága $d = 630 \pm 100$ parszek. Ha a félnagy tengely 8 Cs.E., akkor a legnagyobb látszó távolság a pulzáló komponenstől 0.01-0.015 ívmásodperc. A másodkomponens, valószínűsíthető tömege alapján (fősorozati csillag esetén) M5V színeképtípusú, amiből abszolút fényessége $M_V^{comp} = 13^m5$, azaz látszó fényessége 21-22 magnitúdó körüli. Így pl. a Hubble Űrtávcsővel való detektálás, ha nehezen is, de esetleg lehetséges sok, viszonylag rövid expozíciójú felvétel összegzésével.

Liu & James (1989b) a következő fizikai paramétereket közölték a TU UMa-ra: $[Fe/H] = -1.30$ (tehát a fémtartalma több mint egy nagyságrenddel kisebb a Napunktól), $E(B-V) = 0.004$ (azaz a csillagközi anyag által okozott vörösödése szinte elhanyagolható), $\langle R/R_\odot \rangle = 4.95$, $\langle \log g \rangle = 2.73$, $\langle T_{eff} \rangle = 6353$ K, $d = 621$ pc, $\langle M_V \rangle = 0^m85$.

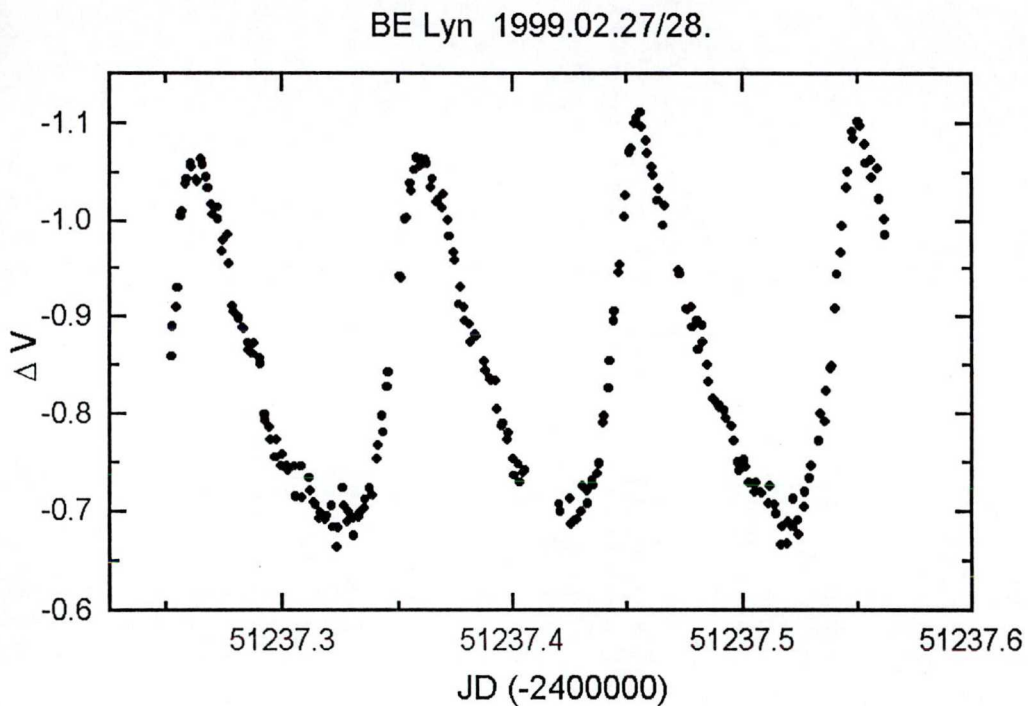
Mindeddig egyetlen egy biztosan kettős RR Lyrae-t sem ismerünk, a TU UMa a legbiztosabb gyanúsított. Mivel a kettőscsillagok komponenseinek tömegét közvetlenül is meg lehet határozni (a spektroszkópiai pálya kimérésével), így a TU UMa jelentősége igen nagy, tekintve, hogy az RR Lyrae-típusú csillagok pontos tömege a pulzációelmélet számára nagyon fontos. Wade et al. (1999) legújabb vizsgálatai teljesen alátámasztják eredményeimet, ami a csillag további nyomonkövetését teszi szükségessé.

A BE Lyncis újraértelmezése

Az 1995-ös feldolgozás után a periódusváltozás folyamatos figyelemmel kísérése érdekében minden szezonban végeztem méréseket Szegeden. 1999 tavaszán a szegedi mérések mellé kérésemre a Sierra Nevada Observatórium 90 cm-es műszerével is megfigyelték a BE Lyn-t, mivel a legújabb adatok ellentmondanak az 1995-ös következtetéseknek. Úgy tűnik, hogy a csillag fénygörbéje közel sem olyan stabil, mint eddig gondolták (l. Rodríguez 1999), a

fénygörbe ciklusról-ciklusra változik. Ezt a 3.4.5. ábrával illusztrálom, ahol az 1999. február 27-i szegedi fénygörbét mutatom be.

Jól látható, hogy a maximumfényesség a mérés pontosságán (kb. 0.02 mag) felül változik, ami megkérdőjelezi a kizárólag monopériodikus fényváltozás esetében használható O-C diagram alkalmazását. 1999 tavaszán összesen hat éjszakáról vannak méréseim, az adatok előzetes elemzése alapján gyaníthatóan más módusok egyidejű gerjesztettségét láthatjuk, habár a szegedieknél jóval pontosabb (kb. 0.005 mag) spanyol mérések kevésbé mutatják a jelenséget. Liu (személyes közlés), a Pekingi Observatórium munkatársa folyamatos mérésorozattal rendelkezik a BE Lyn-ről, és párhuzamosan jutott ugyanezekre a következtetésekre. Így a BE Lyn esetében hangsúlyozottan igaz a szokásos megfogalmazás, miszerint további mérések szükségesek. Ezekre leghamarabb az 1999/2000-es észlelési szezonban (decembertől áprilisig) lesz lehetőség.



3.4.5. ábra. A BE Lyncis fénygörbéje 1999. február 27/28-án. Jól látszik a maximumok különböző fényessége

4. Közepes periódusú változócsillagok – cefeidák

A cefeidák kétségkívül az egyik legfontosabb változótípust alkotják. Az extragalaktikus távolságmérésben betöltött központi szerepük utal a bennük zajló fizikai folyamatok megértésének fontosságára. Másrészt igen szigorúan periodikus fény- és radiális sebesség-változásaik a pulzációs elméletek jó tesztobjektumaivá teszik őket. A fény-, szín- és radiális sebesség-görbék alapján a Baade-Wesselink analízis különböző megvalósításával (l. a téma részletes áttekintését Gautschy 1987 összefoglalásában) meg lehet határozni a cefeida csillagok egyensúlyi sugarát. Emellett az effektív hőmérsékletek és felszíni gravitációs gyorsulások is meghatározhatók különféle fotometriai mérések alapján (a sugár ismeretében pedig a tömeg is kiszámítható), azaz alapvető fizikai paramétereket lehet meghatározni szimultán fotometriai és spektroszkópai mérésekkel.

Az irodalmi fotometriák jóval bővebbek a cefeidák spektroszkópai megfigyeléseinél. Szabados (1977, 1980, 1981) elvégezte az összes 12.5 magnitúdónál fényesebb északi cefeida UB_V fotometriáját. Moffett & Barnes (1984) sok csillagot (kb. 100) felölelő BV_{RI} fotometriai méréseit az említett kutatók széleskörű radiális sebesség-felmérései követték (Barnes et al. 1987, Wilson et al. 1989). Újabban Bersier et al. (1994a, b) közölt nagyobb mennyiségű Geneva-fotometriát és CORAVEL radiális sebesség-méréseket. Folyamatos UB_V(R)_I_C méréseket Berdnikov közölt sorozatban (l. Berdnikov & Turner 1995, ill. a hivatkozásait). Az utolsó nagyobb radiális sebesség-felmérést Gorynya et al. (1996a) publikálta, amelyet kettősségi vizsgálatokra használtak (Gorynya et al. 1996b). Shobbrook (1992) 13 fényes (főleg déli) cefeida aktuális periódusváltozásait tanulmányozta új UB_V(R)_I_C mérésekkel. A legfrissebb nagyobb volumenű többszínfotometriát Barnes et al. (1997) végezte el, akik 26 cefeidát követték a BV_{RI}J_KH színekben.

Jóval kevesebb irodalmi Strömgren-fotometria található a cefeida változókra. Hosszú ideig Feltz & McNamara (1980) extenzív adatbázisa volt az egyetlen nagyobb felmérés, amit II-es típusú cefeidákra követett Meakes et al. (1991) publikációja. A Pena & Peniche (1994), ill. Rojo Arellano & Arellano Ferro (1994) publikálatlan Strömgren-fotometriáin alapuló eredményeket a mérések Arellano Ferro et al. (1998) általi leközlése követte, ami már az itt tárgyalt Strömgren-fotometriai számítások publikálása után (Kiss 1998a,b,c, Kiss & Szatmáry 1998) jelent meg. Ez a viszonylag szegényes uvby-anyag meglepő, hiszen a Strömgren-fotometria a különböző empirikus kalibrációk kedvelt és igen jól használható segédeszköze (l. pl. Arellano Ferro & Parrao 1990, Gray 1991, Nissen 1994).

Az elmúlt néhány évben egyre több tanulmány foglalkozott a cefeida atmoszférákban fellépő sebesség-gradienssel. Ennek az érdekes jelenségnek a vizsgálatához nagyfelbontással és széles spektrális tartományon kell dolgozni. Az X Cygni atmoszférikus sebesség-struktúráját Evans (1984) tanulmányozta, akik a különböző vonalcsoportok között 2–3 km/s-os sebességkülönbséget talált. Sajnos az ő fotografikus mérései még az 1970-es években készültek, viszonylag kis felbontáson. Következtetése szerint a 12 napnál hosszabb periódusú

cefeidákban szignifikáns sebességgradiens figyelhető meg. Wallerstein et al. (1992) összehasonlító vizsgálatai szerint igen nagy sebességkülönbség (akár több tíz km/s) lép fel az általuk észlelt hosszúperiódusú déli cefeidákból álló mintában. Ők is aláhúzták annak a kérdésnek a fontosságát, hogy pontosan milyen módszerrel is mérünk a vonalprofilok alapján radiális sebességet. Általánosságban a sebességkülönbségek a radiális sebesség-görbe fordulópontja körül lépnek fel, amikor is a pulzáció kezd lassulni a befelé tartó mozgás közben. Wallerstein et al. (1992) szerint a biszektoros technika szolgáltatja a legobjektívebb egyedi vonalsebességeket. Sasselov et al. (1989) és Sasselov & Lester (1990) az infravörös tartomány különleges sebességstruktúráját vizsgálta. Szintén ők is kiemelték a vonalprofil aszimmetriák figyelembe vételének fontosságát a sebesség mérésekben. Butler (1993), illetve Butler et al. (1996) részletesen tanulmányozták a sebességgradiens hatását a cefeidák spektrumára. Sajnos méréseik csak 4 cefeidára vonatkoztak. A megfigyelt sebességeltérések modellezéséhez lineáris, logaritmusos, ill. hatványkitevős összefüggésnek eleget tevő sebességgradienssel modellezték a cefeidák pulzáló atmoszféráját. A mérések szerint akár 5 km/s-os különbség is felléphet a különböző gerjesztési potenciálú fémvonalak között. Arra a következtetésre jutottak, hogy az együtt mozgó rétegekből felépített cefeida légkör-modellek komoly ellentmondásokba ütköznek a rendelkezésre álló észlelésekkel, ami annyit jelent, hogy a megfigyelt vonalprofil aszimmetriákat és sebességkülönbségeket (ez az ún. "level effect") nem lehet az említett egyszerű modellekkel megmagyarázni. Sabbey et al. (1995) a fázisfüggő vonalprofil aszimmetriák szerepét vizsgálta a radiális sebességek meghatározása során. Ugyanezt korábban már Albrow & Cottrell (1994) is tanulmányozta. Több lehetőséget is tárgyaltak, amelyek a megfigyelt aszimmetriákat okozhatják és túlmutatnak az egyszerű projekciós hatáson. Mindezek a problémák felhívták figyelmemet a különböző sebesség-mérési módszerek nehézségeire. Legelső ilyen munkámban (Vinkó et al. 1998) II-es típusú cefeidákat vizsgáltam meg, melyeknél a megfigyelési anyag keresztkorrelációs sebességmérést tett lehetővé. Következtetéseink szerint a keresztkorrelációs sebességek már csak egy elkent információt hordoznak a vonalkeletkezési régiókról, tekintve, hogy sok spektrumvonal egyféle "átlagos" sebességét adja a módszer. Ez azonban zavaró is lehet, mivel a mért sebességet nem tudjuk hozzárendelni a pulzáló légkör valamely speciális tartományához, ami a Baade-Wesselink analízis egyik legfontosabb kiinduló feltevése (l. pl. Sabbey et al. 1995, Balog et al. 1997).

Ebben a fejezetben először az 1995-1997 során végzett méréseket és a belőlük levont következtetéseket, majd a részletes fotometriai analízist mutatom be. A spektroszkópiai vizsgálat jelen sorok írásakor (1999 júliusa) még nincs végső formában, így csak az első eredmények közül tudok válogatni. Szintén részleges még az 1998 és 1999 nyarán végrehajtott Strömgren-fotometria (Sierra Nevada Obszervatórium) feldolgozása, ezért azt is csak érintem a tárgyalás során.

4.1. Cefeida-észlelések

(Kiss & Kaszás 1999, Kiss et al. 1999d, Kiss 1998a, Kiss 1998b, Kiss 1998c)

Cefeida méréseimet három obszervatóriumban végeztem. 1995-1997 során szimultán UBV és uvby méréseket végeztem a Szegedi Csillagvizsgálóban; 1996 és 1997 őszén nagyfelbontású echelle spektroszkópiai megfigyelések következtek a kanadai David Dunlap Obszervatóriumban; mindezeket 1998-ban és 1999-ben uvby fotometriai mérések követték a spanyolországi Sierra Nevada Obszervatóriumban. A következőkben áttekintem a szegedi és kanadai méréseket, illusztrációképpen közlöm néhány csillag fény-, szín- és radiális sebesség-görbéit, majd ismertetem az ezekből levont következtetéseket. Mivel az észlelési anyag az irodalomban tekintélyesnek számít, ezért természetes, hogy a mérések több szempontból történő értelmezése és analízise jelenleg is folyamatban van. A mérések az értekezés átadása után is szünet nélkül folytatódnak és a megfigyelési anyag egyre több és részletesebb vizsgálatra ad módot.

Megfigyelések

Fotometria

Fotoelektromos méréseimet a Szegedi Csillagvizsgáló 40 cm-es Cassegrain-távcsövével és a rácsatlakoztatott Optec SSP-5A fotoelektromos fotométerével végeztem. A mérések a fotométer gyártója által szállított UBV és uvby szűrőkön keresztül történtek. Az elérhető legnagyobb pontosság kedvéért differenciális fotometriát végeztem a változók közvetlen égi környezetében kiválasztott összehasonlító csillagok segítségével. A standard transzformációs együtthatók meghatározásához az észlelési szezonok alatt (1995-1997 között) több alkalommal Johnson- és Strömgren-standardokat észleltem Henden & Kaitchuk (1982), ill. Crawford & Barnes (1970) listáiról. A színtüggést leíró transzformációs koeficiensek a mérési pontosságon belül stabilak maradtak, míg az extinkciós együtthatókra azok néhány különböző páratartalmú égen kimért értékeik átlagát használtam. Szerencsére az összehasonlító csillagok gyakorlatilag minden esetben 1 foknál közelebb vannak az égen a változókhöz, így a légköri extinkcióra való differenciális korrekció 0.001-0.005 magnitúdó közé esik, ami legalább egy kettes faktorialisnál kisebb, mint Szeged városának közelségéből eredő légköri instabilitások hatásai. Az integrációs idő egységesen 15 másodperc volt az összes szűrőn keresztül, míg a következő mérési szekvenciát követtem: comp-var-var-sky-comp (a szokásos jelölésekkel élve). Az eljárást éjszakánként legalább kétszer végrehajtottam, gyakran az összehasonlító konstansságát ellenőrző második összehasonlító alkalmazásával.

Az összehasonlító csillagokat Szabados (1977, 1980, 1981) listáiról választottam, kivéve az U Aql esetében, melyet Szabados nem mért, ill. az SU Cyg és DT Cyg esetében, melyeknél Szabados összehasonlítóiról kiderült, hogy változnak. Szabados tapasztalatai alapján (személyes közlés) a többi összehasonlító nagy pontossággal konstans, míg ugyanezt a Hipparcos asztrometriai szonda fotometriai mérései is alátámasztották (ESA 1997). Ez volt az oka annak, hogy nem mértem minden esetben ellenőrző csillagot is. A mérések pontossága

(melyet több módon is megbecsültem, l. később) ± 0.01 V-ben és U-B-ben, ± 0.007 B-V-ben és b-y-ban, ± 0.015 m_1 -ben és ± 0.02 c_1 -ben.

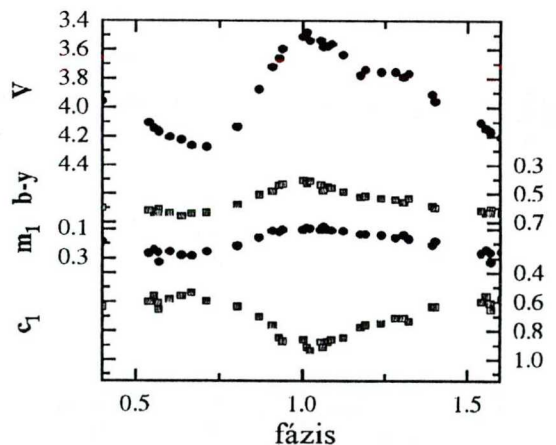
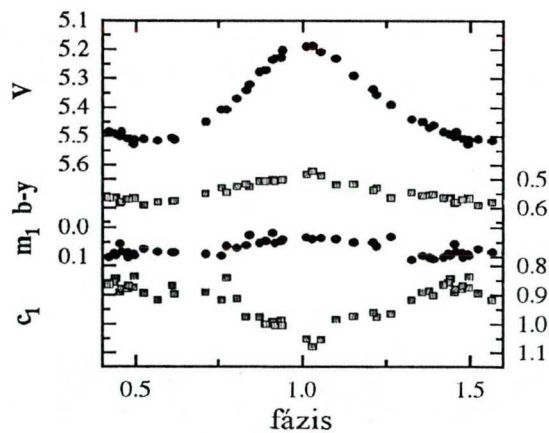
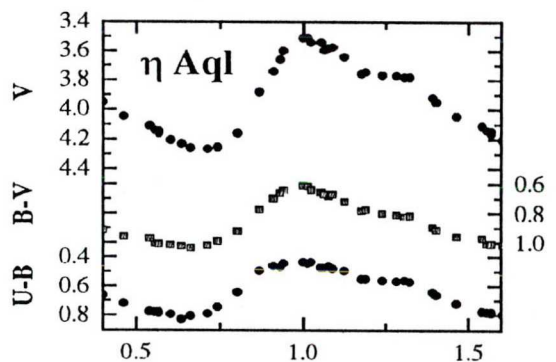
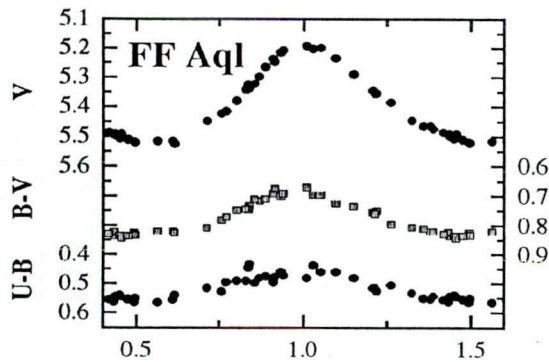
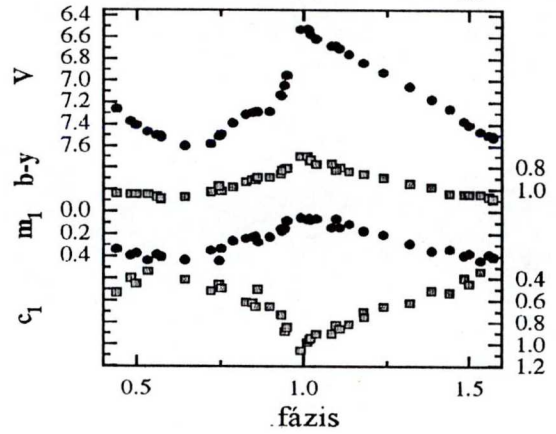
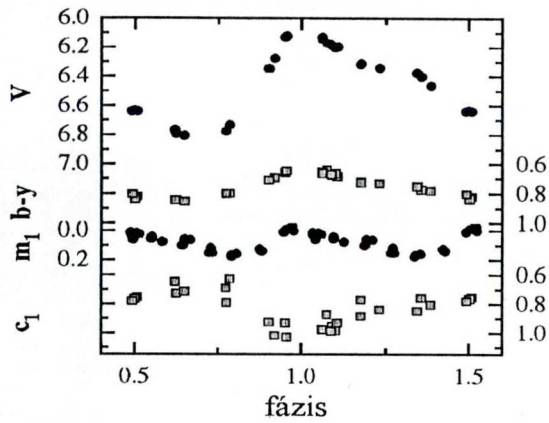
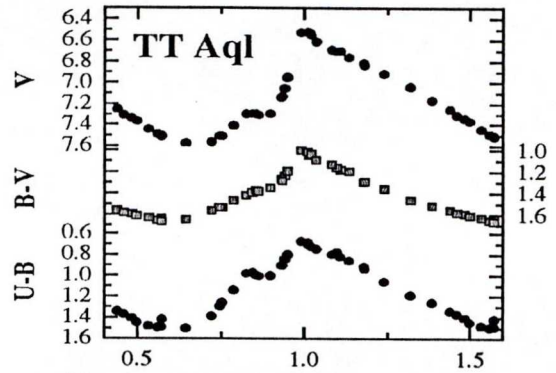
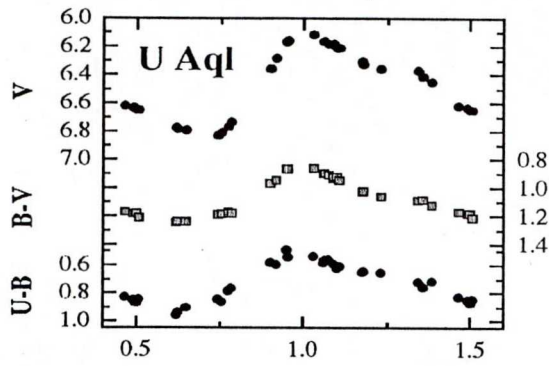
A programcsillagokat a 4.1.1. táblázatban foglaltam össze. 18 csillagot mindkét fotometriai rendszerben mértem, míg két halványabbat csak az UBV szűrőkön keresztül. A 40 cm-es távcsővel az uvby szűrőkön keresztüli határfényesség valamivel 8 magnitúdó alatt van, így gyakorlatilag az összes északi fényes cefeidát felvettem észlelési programomba. Az U Aql esete kicsit eltér, mivel égi helyzete alapján (-6 fokos deklináció) már inkább délnek tekinthető, azonban éppen a megfigyelhetőség határára esett a $+46$ fokos északi szélességen fekvő Szegedi Csillagvizsgálóban. Az AW Perseit érdekes periódusváltozása miatt vettem fel

Csillag	Vmax	Vmin	Epocha	Per. (d)	UBV	uvby	spektr.
U Aql	6.08	6.86	50101.356	7.02393	+	+	-
TT Aql	6.46	7.70	50110.784	13.7546	+	+	-
FF Aql	5.18	5.68	50102.387	4.470916	+	+	+
η Aql	3.48	4.39	50100.861	7.176641	+	+	+
RT Aur	5.00	5.82	50101.159	3.728115	+	+	+
SU Cas	5.70	6.18	50100.156	1.949319	+	+	+
δ Cep	3.48	4.37	50102.860	5.366341	+	+	+
X Cyg	5.85	6.91	50106.014	16.386332	+	+	+
SU Cyg	6.44	7.22	50100.769	3.8455473	+	+	-
DT Cyg	5.57	5.96	50102.487	2.499215	+	+	+
V1334 Cyg	5.77	5.96	50102.549	3.332816	+	+	+
W Gem	6.54	7.38	50106.727	7.913779	+	+	-
ζ Gem	3.62	4.18	50108.93	10.15073	+	+	+
S Sge	5.24	6.04	50105.348	8.382086	+	+	+
SZ Tau	6.33	6.75	50101.605	3.14873	+	+	+
T Vul	5.41	6.09	50101.410	4.435462	+	+	+
U Vul	6.73	7.54	50101.550	7.990676	+	+	-
SV Vul	6.72	7.79	50104.50	45.0121	+	+	-
AW Per	7.04	7.89	50103.361	6.463589	+	-	-
V473 Lyr	var.	var.	50100.552	1.49078	+	-	-
CO Aur	7.46	8.08	-- --		-	-	+
TU Cas	6.88	8.18	-- --		-	-	+
CK Cam	7.23	7.81	50015.460	3.2942	-	-	+

4.1.1. táblázat. Cefeida programcsillagok. A maximum- és minimumfényességek, ill. a periódusok a GCVS-ből származnak, az aktuális epochát méréseimből határoztam meg, a "+" jelek az elvégzett megfigyelések jellegére utalnak.

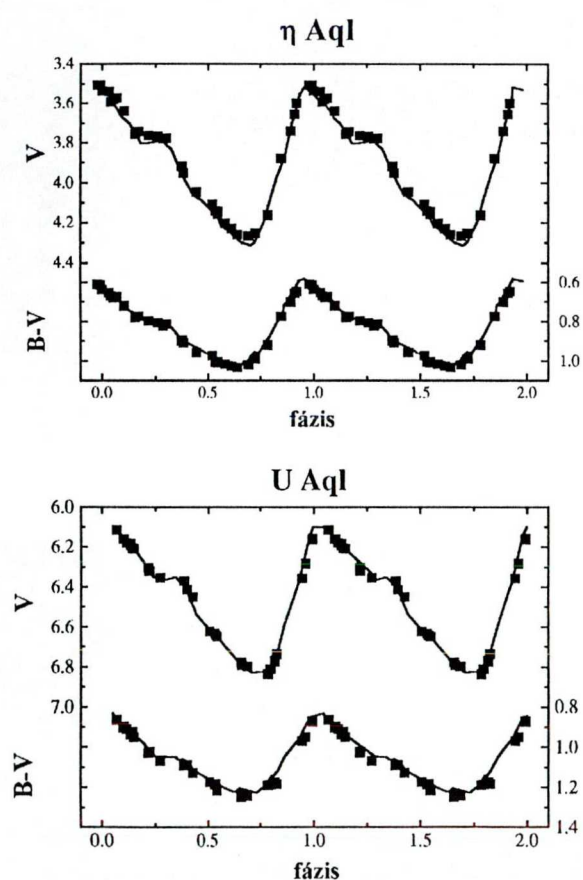
listámra (ennél a csillagnál tapasztalható az egyik legerősebb fényidő-effektus cefeida változóban - l. Vinkó 1993). A V473 Lyraet a hosszútávú (kb. 1100 nap) amplitúdó-modulációja miatt mértem, illetve azért is, mert ez a csillag az ismert legrövidebb periódusú klasszikus cefeida a Galaxisban, és valószínűleg legalább második, harmadik felhangban végzi pulzációját, tehát roppant különleges változó a nagy általánosságban igen szigorúan periodikus cefeidák között.

A megfigyelt fény- és színgörbékből négy csillag adatait a 4.1.1. ábrán mutatok be. A Johnson- és Strömgren-méréseket különböző paneleken közlöm. A teljes, itt csak részleteiben illusztrált adatbázis hozzávetőlegesen 3500 egyedi mérési pontot tartalmaz. A fázisokat a 4.1.1. táblázatban közölt efemerisek segítségével számítottam.



4.1.1. ábra. Négy cefeida fény- és színgörbéi.

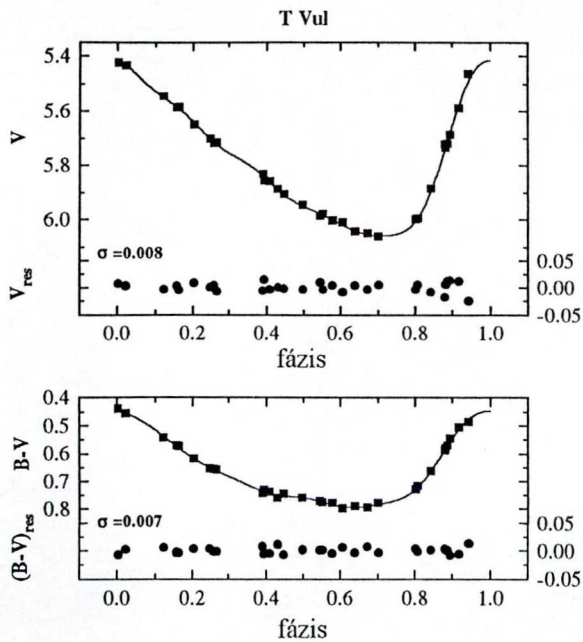
A fotometriai pontosságot többféle módon is megbecsültem. A viszonylag jól észleltnek tekinthető cefeidák esetében legkézenfekvőbb módszer a korábbi irodalmi adatokkal való közvetlen összehasonlítás. A 4.1.2. ábrán Moffett & Barnes (1984) BV görbéivel együtt mutatom az U Aql és η Aql általam kimért hasonló adatait. A két csillagot kedvezőtlen megfigyelési körülményeik miatt választottam az összehasonlítás alanyainak, mivel az U Aql-t alacsony delelési magassága miatt csak nagy levegőtömegeknél lehetett mérni, míg az η Aql összehasonlító csillaga kb. 3 fok távolságra látszik a változótól, tehát a mérések extinkciós korrekciója nagyon fontos. A 4.1.2. ábra tanúsága szerint még erre a két csillagra sem haladja meg a görbék különbsége a 0.01-0.02 magnitúdót V-ben és B-V-ben. Más szerzőkkel való összehasonlítás is hasonló eredményre vezet (pl. Berdnikov & Turner 1995, Szabados 1991), bár meg kell jegyeznünk, hogy Berdnikov mérései szignifikánsan jobban szórnak.



4.1.2. ábra. Szegedi (telt négyzetek) és irodalmi (folytonos vonal) mérések összehasonlítása két csillagra.

A mérések (belső) pontosságát megvizsgáltam a fázisdiagramok szórásával is. A cefeidák néhány éves skálán szigorú periodicitása miatt a pulzációs ciklusok nagyon pontosan ismétlődnek. A fény- és színgörbékhez illesztett alacsony (4-6) fokú Fourier-polinomok nagyon jól reprodukálják a görbék alakját, míg az egyedi pontok illesztéstől való eltérései elsődlegesen a mérések pontosságáról árulkodnak. A 4.1.3. ábrán ezt illusztrálom a T Vul V és B-V görbéivel. A megfigyelési zaj valamivel ± 0.01 magnitúdó alatt van.

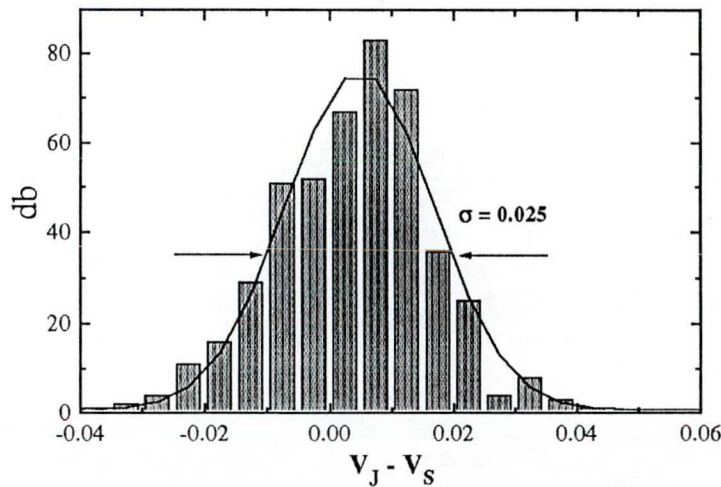
Ilyen tesztet az uvby adatokra jóval nehezebb végrehajtani, mivel sokkal kevesebb irodalmi mérést lehet találni. A közel 20 évig egyedül használt Feltz & McNamara-féle (1980) adatsorral való összehasonlítás azért is érdekes, mert mint az az említett szerzők írták: "Habár mindent megtettünk instrumentális adataink standard rendszerbe való transzformálásáért, bizonyos szisztematikus eltérések mégis várhatók a szűrősorozatunk *egyedi különlegességei* ('individual peculiarities') miatt - főleg a v és b szűrőknél. Ha léteznek szisztematikus eltérések, akkor azok leginkább az m_1 és c_1 indexekben tapasztalhatók.". Ezeket a szisztematikus eltéréseket meg is találtam, elsősorban a c_1 indexben. Habár igyekeztem a lehető legnagyobb pontossággal reprodukálni a standard fotometriai rendszert, egyáltalán nem zárható ki, hogy a tapasztalt szisztematikus különbségekért a saját nem-standard fotometria is felelős.



4.1.3. ábra. A T Vul V és B-V görbéi az illesztett Fourier-polinomokkal

amelynek a félértékszélessége 0.025 magnitúdó, ami ± 0.012 magnitúdó pontosságnak felel meg.

Szintén a pontosságot jártam körbe az UBV és uvby mérésekből szimultán transzformált V görbékkel. A Strömgren-rendszer standard transzformációinak definíciója szerint (Crawford & Barnes 1970) nincs standard y fényesség, hanem az instrumentális y_i és standard $b-y$ értékekből Johnson-féle V fényességet transzformálunk. A két észlelési szezon alatt összesen 463 szimultán mért UBV és uvby mérés született, ezek közül 266 esetben (57%) a két V adat különbsége 0.01 magnitúdó, míg 411 esetben (89%) 0.02 magnitúdó alatt marad. A 4.1.4. ábra a két fotometriai rendszerben kapott szimultán V adatok különbségeinek eloszlását mutatja: viszonylag szabályos Gauss-nak tekinthető,



4.1.4. ábra. A szimultán felvett Johnson V és Strömgren V adatok különbségeinek eloszlása

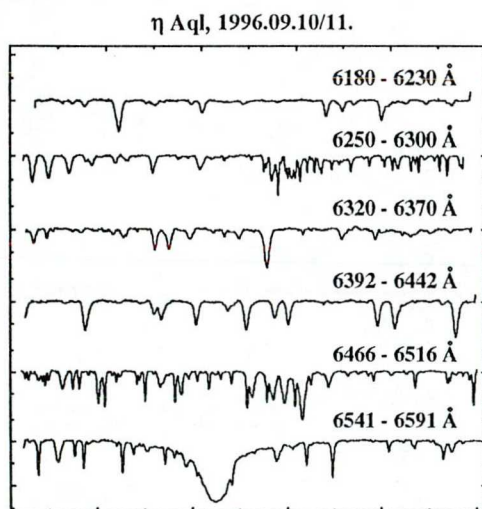
Spektroszkópia

Nagyfelbontású optikai spektroszkópiai méréseimet a kanadai David Dunlap Observatóriumban végeztem a 188 cm-es távcsővel és a rácsatlakoztatott echelle spektrográffal. A mérések két észlelési szezonban, 1996 és 1997 őszén készültek. A detektor

egy Thompson 1024x1024-es CCD chip (6 e₋ kiolvasási zajjal). A keresztdiszperziós elem különbsége miatt 1996-ban 6, 1997-ben pedig 12 rendet detektáltam 3.8 Å/mm diszperzióval, ami a H α vonalnál $\lambda/\Delta\lambda = 40000$ -es felbontásnak felel meg. Minden egyes rend kb. 40 angströmöt fedett le, a rendek között kb. 25 Å kihagyással. 1996-ban a lefedett hullámhossztartomány 6200-6600 Å, 1997-ben 5800-6900 Å között volt. A szélesebb spektráltartományban durván 120 vonalat tudtam azonosítani, ezek közül a H α és a NaD dublett a legerősebb, a többi leginkább fotoszférikus Fe I vonal. Az expozíciós idők 5 és 40 perc között változtak, az észlelt csillagok fényességétől és az észlelési körülményektől függően. Az elért jel/zaj viszony 100-250 között mozgott. A hosszabb expozíciók (30 perc felett) során már nagyon jelentőssé vált a kozmikus sugarak okozta képszennyezés, így sokkal hosszabb expozíciókat már nem is lehetett alkalmazni.

A 4.1.1. táblázatban a spektroszkópai programot is felsoroltam. 12 fényes és fotometrált változó mellett három halványabbat is mértem. Két kétmódusú (beat) cefeidát – TU Cassiopeae-t és CO Aurigae-t – a klasszikus megfelelőikkel való spektrális összehasonlítás miatt észleltem. A Hipparcos-szonda által felfedezett új klasszikus cefeidát, a CK Cam-ot pedig újdonsága miatt mértem - mindeddig észleléseim jelentik az első spektroszkópiát a csillagról.

A spektrumokat az IRAF általános célú csillagászati képfeldolgozó programcsomaggal redukáltam ki. A kimérés során a CCD felvételeket korrigáltam a bias és flat-field képekkel. A kozmikus sugarakat speciális zajsűrítő algoritmussal választottam le a képekről. Az echelle rendek extrakcióját és hullámhossz-kalibrációját a *doeclit* taskkal végeztem el. Az utóbbi kalibrációhoz két ThAr spektrállámpa-felvételt használtam, melyeket közvetlenül a sztelláris felvétel előtt és után készítettem. A légköri vízgőz, oxigén és egyéb szennyezők



4.1.5. ábra. Az η Aql egyik echelle spektruma. A legsó rend közepén a H α vonal látható

telluric vonalakkal szennyezett régiókat kihagytam a későbbi vizsgálatok során.

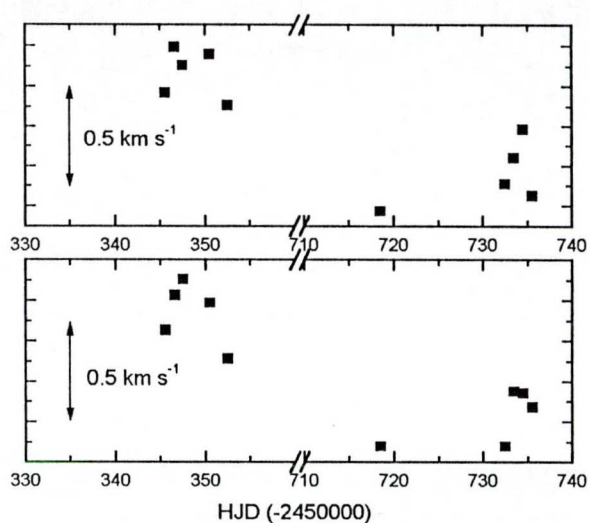
spektrumvonalait (ún. telluric vonalakat) minden éjjel külön észlelt ún. telluric standardokkal azonosítottam. Ezek gyorsan forgó A színképosztályú csillagok, melyek spektrumában a hidrogéneken kívül más vonalak nincsenek, azok is erősen kiszélesedtek a gyors ($v \sin i$ kb. 100 km/s) tengelyforgás miatt, így a felvett spektrumokban az összes detektált éles elnyelési vonal a Föld légköréből (ill. elhanyagolható hányaddal a csillagközi porból és gázból) származik. Mivel a telluric vonalak erőssége időben változhat, hullámhosszuk pedig nagyon jó közelítéssel állandó, semmilyen telluric korrekcióval nem próbálkoztam, hanem egyszerűen a

Az echelle rendek kontinuum-normálását köbös spline-illesztéssel végeztem, mely során az erős vonalak környezetét kizártam a kontinuum-illesztésből. A 4.1.5. ábrán egy tipikus spektrumot mutatok be az η Aql-re, még 1996-ból, tehát csak 6 renddel.

A csillagok radiális sebességeit több módon is meghatároztam. A Vinkó et al. (1998) vizsgálataival való összehasonlítás (és az egyszerűség) kedvéért először keresztkorrelációs sebességeket határoztam meg a HD 187691 IAU sebesség-standard felhasználásával (az *fxcor* taskkal). A korrelált hullámhossz-tartományok kiválasztásánál két szempont alapján döntöttem: (1) ne legyenek telluric vonalak bennük; (2) hasonló gerjesztési potenciálú vonalak csoportosuljanak. A HD 187691 spektráltípusa F8V, tehát hasonlít az általában F osztályban változó cefeidákra, standard sebessége $+0.1 \pm 0.3$ km/s, míg két tartomány korreláltattam: [6188-6220] és [6405-6435]. Ezekben összesen 19 fotoszférikus vonalat azonosítottam, melyeknek durván fele átfedés-mentes (blendmentes). A heliocentrikus korrekciókat szintén az *fxcor* taskkal számítottam ki.

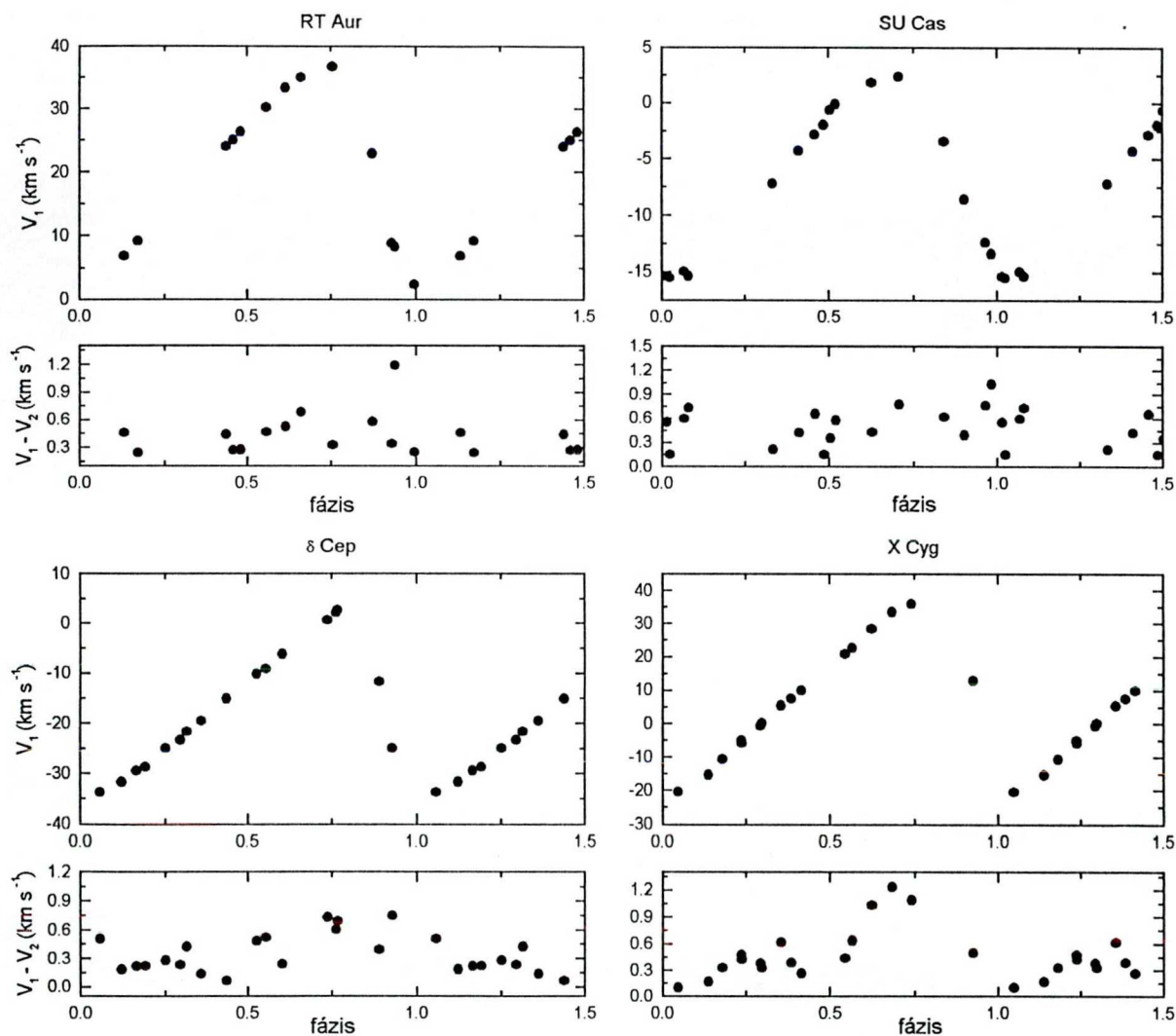
A sebességmérés stabilitását a sebesség-standarddal vizsgáltam meg. A 4.1.6. ábrán a HD 187691 két észlelési szezonban felvett spektrumaiból számolt keresztkorrelációs sebességei látszanak. A pontok szórása alapján a sebességmérési pontosság egy szezonon belül ± 0.2 km/s körüli, míg az 1997-es évben felvett spektrumok 0.50 km/s-os szisztematikus eltolódását egy előre nem látott instrumentális probléma okozta. Ennek oka az volt (Mochnecki, személyes közlés), hogy a spektrográf belépő nyílása 1997-ben egy átszerelés után nem volt egyenletesen megvilágítva a hullámhossz-kalibrációhoz szükséges spektrállámpa fényével. Így a ThAr emissziós vonalaiban egy szisztematikus szubpixeles aszimmetria jelent meg, ami az egész hullámhossz-skálát elcsúsztatta. Több IAU sebesség-standard és nem-változó F-csillag is ugyanazt a sebesség-elcsúszást mutatta, így az 1997-es adatokat ezen 0.50 km/s-s eltolódással korrigáltam.

A 4.1.7. ábrán néhány radiális sebesség-görbe látható. Az egyedi csillagoknál a felső panel a [6188-6220] közötti tartományból számolt sebességeket, míg az alsó panel a két korrelált tartomány közötti sebesség-különbségeket mutatja a pulzációs fázis függvényében. A HD 187691 adataiban ez a különbség nem haladja meg a mérések szórását, míg a jellegzetes fázisfüggés is sugallja, hogy a cefeidákban 4-5-ször nagyobb sebesség-különbségek nem valamilyen műszereffektusnak a következményei, hanem valamilyen valós fizikai jelenségre utalnak. A legvalószínűbb magyarázat a "level effect", a pulzáló atmoszférában fellépő sebességgradiens. A 4.1.2. táblázatban a két régió spektrumvonalait részletezem és jól látszik,



4.1.6. ábra. A HD 187691 keresztkorrelációs sebességei a két észlelési szezonban

hogy a hosszabb hullámhosszú vonalak átlagos gerjesztési potenciálja jóval nagyobb. Tekintve, hogy statisztikusan a nagyobb gerjesztési potenciálú vonalak a légkör mélyebb tartományaiban keletkeznek, az észlelt sebesség-különbség éppen a légkörön belüli relatív sebességekről árulkodik. Ez jó egyezésben van Butler (1993) hasonló eredményével, aki azt mutatta ki, hogy az alacsonyabb gerjesztési potenciálú vonalaknak pozitív eltérései vannak a radiális sebesség-görbe fordulópontja tájékán. Meg kell még jegyezni, hogy még a rövidebb periódusú cefeidákban (pl. a CK Cam-nál 3.29 nap) is egész nagy különbségeket mértem.

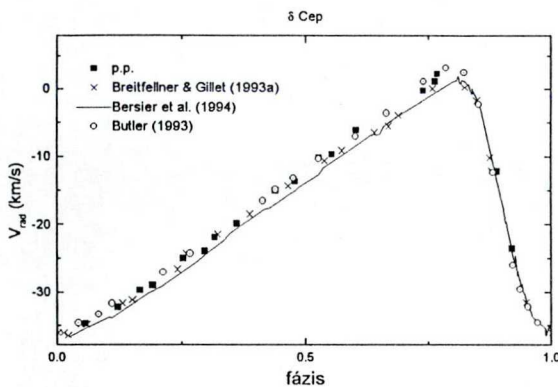


4.1.7. ábra. Radiális sebességek (V_1) és sebesség-különbségek ($V_1 - V_2$) négy csillagra

További érdekesség, hogy a komoly szisztematikus eltéréseket találtam az utóbbi pár évben publikált és eltérő mérési módszerrel kapott radiális sebességek között. Ezt a 4.1.8. ábrán a δ Cephei-vel illusztrálom, ahol Breitfellner & Gillet (1993a), Butler (1993) és Bersier et al. (1994b) radiális sebesség-görbéi és a különbségek láthatók a méréseimmel egyetemben. Breitfellner & Gillet (1993a) mérési egy semleges vasvonalon (5862.357 \AA) alapulnak, míg

λ (Å)	elem	gerj. pot. (eV)	λ (Å)	elem	gerj. pot. (eV)
6187.995	Fe I	3.94	6407.291	Fe II	3.89
6191.186	Ni I	1.68	6408.026	Fe I	3.69
6191.571	Fe I	2.43	6411.668	Fe I	3.65
6199.186	V I	0.29	6414.987	Si I	5.87
6200.321	Fe I	2.61	6416.928	Fe II	3.89
6204.610	Ni I	4.09	6419.956	Fe I	4.73
6213.437	Fe I	2.22	6421.360	Fe I	2.28
6215.149	Fe I	4.19	6430.856	Fe I	2.18
6216.358	V I	0.28	6432.683	Fe II	2.89
6219.287	Fe I	2.20			

4.1.2. táblázat. A keresztkorrelált tartományok spektrumvonalai



4.1.8. ábra. A δ Cephei különböző szerzők által közölt radiális sebesség-görbéi

óvatosnak kell lenni, hiszen a különböző módszerek akár 3-4 km/s-mal is eltérő értékeket adhatnak.

Megjegyzések az egyedi változókról

A következőkben a programcsillagok egyedi sajátosságait tekintem át. A 4.1.3. táblázatban a periódusváltozások aktuális állapotát jelző O–C értékeket tüntettem fel (Szabados 1980, 1989 és 1991 efemeridái alapján).

U Aql A csillag periódusváltozását Szabados (1991) vizsgálta részletesen. Következtetései szerint vagy fázisugrás(ok), vagy egy lassú és pozitív meredekségű lineáris trend uralja az O–C diagramot. Irodalmi (Berdnikov & Turner 1995 és hivatkozásai) és saját méréseimből új maximum időpontokat határoztam meg, melyekkel kiegészítettem az O–C diagramot. A viszonylag kevés pont alapján nem lehet kizárni sem a lineáris trend körüli relatíve nagy szórást (azaz állandó periódust), vagy egy lassú parabolikus trendet (egyenletesen változó periódust); hasonlóan egy új fázisugrás sem zárható ki JD 2449000 körül. Az U Aql egyébként spektroszkópiai kettős viszonylag jól meghatározott pályával (Welch et al. 1987), de a fényidő-effektus nem mutatható ki periódusváltozásában.

A csillag fotometriája alacsony deklinációja miatt (-6°) elég nehéz feladat volt, ami meg is látszik az ultraibolya adatok szórásán (az U–B és c_1 görbéken).

TT Aql A Szabados (1991) által megadott periódus változatlan maradt az elmúlt években.

FF Aql Az új O–C pont alapján a JD 2443000 körüli fázisugrás után a csillag periódusa nem változott.

η Aql Szabados (1991) igen alapos munkájában parabolikus O–C diagramot javasolt a mérések értelmezéséhez, ami egyenletesen változó periódust jelentene. Ezzel szemben a méréseimből meghatározott új O–C pont túl nagy értéke nem illeszkedik a korábbi parabolához, ami egy hirtelen periódusváltásra utal valamikor JD 2445000 után.

RT Aur A TT Aql-hoz hasonlóan a Szabados (1991) által közölt periódus nem változott az elmúlt években.

SU Cas Ennek a jól ismert kettős cefeidának stabilan konstans periódusa van, amit az új adatok is megerősítenek.

δ Cep A δ Cep teljes O–C diagramja egyenletes evolúciós perióduscsökkentést mutat (Szabados 1980). Az új pontom jól illeszkedik ehhez a trendhez.

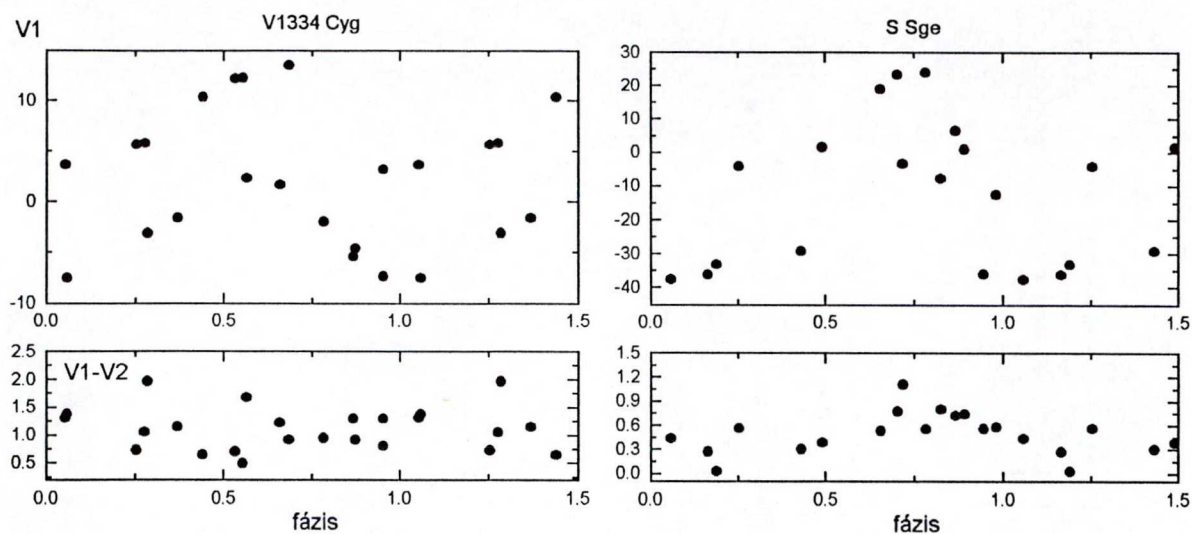
X Cyg Ez a csillag az egyik legtöbbet mért és vizsgált cefeida. Periódusváltozását jól lehetett követni a viszonylag friss fotometriákkal. Az új adatok alapján a JD 2435000 utáni fázisugrás óta (Szabados 1991) nem változott pulzációs periódusa.

A Szabados (1991) által összegyűjtött γ -sebesség változás nem tűnik szignifikánsnak, éppen a radiális sebesség-mérés problémái miatt (l. fentebb). A méréseimből származó $v_\gamma = 8.0$ km/s arra utal, hogy a Szabados által felsorolt γ -sebességek különbségeit inkább a különböző mérési technikák okozták, semmint a valós változás egy kettős rendszerben történő keringés miatt.

SU Cyg Sajnos a maximum körüli észleléseim fázislefedése igen gyenge, így a közölt O–C érték bizonytalannak tűnhet. Szabados (1991) méréseinek normálgörbéjét felhasználva azonban azt találtam, hogy a 4.1.1. táblázatban közölt maximum időpont jó fedést biztosít Szabados és a saját méréseim fázisdiagramja között. Az aktuális O–C érték enyhén pozitív értéke egy újabb fázisugrásra utalhat JD 2448000 után (l. a 23. ábrát Szabados 1991 munkájában).

DT Cyg Ennek a cefeidának nagyon különleges periódusváltozása van, ami miatt igen fontos a csillag folyamatos nyomonkövetése. A legújabb méréseim egy újabb fázisugrásra utalnak valamikor JD 2448000 és 2450000 között. A számolt γ -sebesség (-0.9 km/s) nem különbözik szignifikánsan a korábbi irodalmi értékektől, főleg ha figyelembe vesszük a radiális sebesség-mérés nehézségeit.

V1334 Cyg A nagy negatív O–C értékre (-0.355 nap) két magyarázat képzelhető el. Ha a korábbi periódusérték egyszerűen bizonytalan volt, akkor az O–C diagram pontjaira illesztett egyenes meredekségével korrigálhatjuk a periódust. Ezt feltéve a pulzációs periódus 3.332765 ± 0.0000098 nap. Másik lehetőség, hogy folyamatos perióduscsökkenés zajlik. A kettős rendszerben fellépő fényidő-effektus szintén okoz periódusváltozást, de annak mértéke jóval kisebb. A γ -sebessége jelentős változást (~ 11 km/s, l. 4.1.9. ábra) mutatott 1 év alatt, alátámasztva Szabados (1991) összegyűjtött adatokon alapuló következtetését. Sajnos a spektroszkópiai pályaszámításhoz nem áll elég adat a rendelkezésünkre. Evans (személyes közlés) 30 év adatai alapján számított pályát, ezt azonban még nem publikálta.



4.1.9. ábra. Két kettős cefeida 1 év időkülönbséggel felvett radiális sebesség görbéi jól mutatják az átlagsebesség változásait. Alul a keresztkorrelált tartományok közötti sebességkülönbség látható

W Gem A csillag O–C diagramjának legvalószínűbb értelmezése továbbra is a Szabados (1991) által javasolt, egyenletes periódusváltozást leíró parabolikus trend, ugyanis az új maximum időpont a mérési hibán belül rajta fekszik a korábbi illesztett görbén.

A csillag V fénygörbéjén van egy kiugró pont 0.37 fázis körül. Ez a pont kb. 0.15 magnitúdóval halványabb, mint a várható értéke (a szomszédos fázispontok alapján), ami felveti az alkalmazott összehasonlító csillag (BD+15°1230) esetleges változását. Abt & Biggs (1972) katalógusában mindenesetre a csillag változó radiális sebességéről tesznek említést, így a kérdés eldöntése további méréseket igényel.

ς Gem A W Gemhez hasonló parabolikus O–C diagramja van, egyenletes periódus-csökkenést mutatva.

S Sge Ez a hármas rendszerben levő cefeida (Evans et al. 1993) lassan és egyenletesen növeli periódusát. A pályamenti mozgás miatt fellépő fényidő-effektus a detektálási határ alatt marad, ezzel szemben az egy év alatt fellépő γ -sebesség változás jól látható a 4.1.9. ábrán.

SZ Tau A lépcsőzetes O–C diagramja lejjebb lépett egygel: a Szabados (1991) által közölt efemerissel erős negatív O–C értéket számoltam. A jelenséget két periódus közötti alternálással lehet leírni, habár egyelőre nincs megfelelő fizikai magyarázat az ilyen viselkedésre.

T Vul A JD 2435000-kor bekövetkezett fázisugrása óta lényegében változatlan maradt a periódusa. A számított γ -sebesség (–2.5 km/s) kissé bizonytalan a gyenge fázislefedettség miatt, így a hosszútávú γ -sebesség változással kapcsolatban nem állíthatok semmit.

U Vul A csillag kettősségét Szabados (1996) és Imbert (1996) tanulmányozta. Sajnos ezt az O–C diagrammal nem lehet tanulmányozni, mivel a fényidő-effektus mértéke túl kicsi. Periódusa a JD 2439000-kor bekövetkezett hirtelen változás óta állandó.

SV Vul A hosszútávon növekvő periódust jelző parabolikus O–C diagramra ráül egy ismeretlen mechanizmus által okozott ciklikus változás. Habár ennek lefolyása egész szabályos, mégsem lehet fényidő-effektus következménye a túl nagy amplitúdó (3 nap) miatt. A csillag kettősségét Szabados (1996) tanulmányozta, aki szerint az irodalmi γ -sebességekben szignifikáns változások vannak.

AW Per Kettős rendszerbeli pályáját Vinkó (1993) és Welch & Evans (1989) határozta meg. A méréseimből kapott új O–C pont közel esik Vinkó (1993) előrejelzéséhez.

V473 Lyr A csillagot rendkívül egyedi amplitúdó-modulációja miatt vettem fel az észlelési programomba. Periódusa a legrövidebb a Tejútrendszerben ismert klasszikus cefeidák között, míg fényváltozási amplitúdója egy 6-os faktossal változik, durván 1100 napos periódussal. 1996-ban V-beli amplitúdója 0.085, B-beli amplitúdója 0.125 mag volt. A Sierra Nevada Observatóriumban további mérések születtek 1998-ban és 1999-ben (ez utóbbiak analízise folyamatban van). V-beli amplitúdója 1998-ban 0.35 magnitúdra emelkedett. A csillag részletes Strömgren-fotometriai analízise folyamatban van, melynek célja a Fabregat et al. (1990) vizsgálatainak kiterjesztése és ellenőrzése más amplitúdójú állapotokra.

CO Aur és TU Cas A kétmódusú cefeidákkal kapcsolatban régi kérdés a pulzáció bizonyos fázisaiban fellépő H α emisszió kérdése. Szabados (1988) foglalta össze a vonatkozó mérési anyagot, ami akkor meglehetősen ellentmondásos volt. A két csillag mérésének célja az emisszió kimutatása volt. Összesen 6, ill. 11 spektrumot vettem fel a CO Aur-ról és TU Cas-ról, és semmilyen emisszió jelét nem találtam a H α vonalban.

CK Cam Ezt a közepesen fényes északi cefeidát a Hipparcos szonda TYCHO fotometriai műszere fedezte fel (Makarov et al. 1994). Habár átlagos fényessége 7.5 magnitúdó, eddig még nincs radiális sebesség-mérés a csillagról, így spektroszkópiai megfigyeléseim az elsők az irodalomban. A CK Cam-ra szintén visszatérek a 4.3. alfejezetben.

Csillag	O–C	Csillag	O–C
U Aql	+0.183	V1334 Cyg	-0.355
TT Aql	+0.057	W Gem	-0.206
FF Aql	-0.037	ζ Gem	-0.004
η Aql	+0.228	S Sge	-0.054
RT Aur	+0.219	SZ Tau	-0.496
SU Cas	+0.020	T Vul	-0.030
δ Cep	-0.054	U Vul	-0.060
X Cyg	+0.043	SV Vul	-2.85
SU Cyg	+0.100	AW Per	-0.098
DT Cyg	+0.344		

4.1.3. táblázat. O–C értékek

4.2. A cefeidák fizikai paramétereit (vörösödés, T_{eff} , $\log g$)

(Kiss 1998c, Kiss & Szatmáry 1998)

A cefeidák fundamentális fizikai paramétereit, mint amilyen az effektív hőmérséklet, felszíni gravitációs gyorsulás, fémtartalom, nagyon sok kérdést vetettek fel, ill. meghatározásukra irányuló vizsgálatot motiváltak (a téma korábbi részletes áttekintésével kapcsolatban l. Pel 1985). A cefeidákban lezajló fizikai mechanizmusok értelmezéséhez mindenképpen az első lépés az említett paraméterek lehető legpontosabb meghatározása.

A legelső és megkerülhetetlen jellemző a csillagközi por által okozott abszorpció, amelyet a csillagászatban a vörösödés (=színexcesszus) fogalmával írunk le. A kérdés fontosságát az is jelzi, hogy milyen nagyszámú vizsgálat kötődik hozzá (l. pl. Feltz & McNamara 1976, Dean et al. 1978 - a továbbiakban DWC, Feltz & McNamara 1980 - FM80, Fernie 1987 - F87, Turner et al. 1987 - TLE87, Spencer Jones 1989, Arellano Ferro & Parrao 1990 - AFP90, Fernie 1990 - F90, Gray 1991 - G91, Laney & Stobie 1993, Fernie 1994 - F94, Bersier 1996). Spencer Jones (1989) kimutatta, hogy a többszín-fotometriai módszerek (a különböző szín-szín diagramok használata) sokkal pontosabbak, mint a spektroszkópiák (a spektráltípus-színindex összefüggésekkel). Habár ez az eredmény széleskörben elismert és elfogadott, mégis szignifikáns zérusponthi különbségek, ill. trendek vannak a különböző fotometriai rendszerekben meghatározott vörösödések között (Pel 1985). Másrészt ugyanaz az adatsor is nagyon különböző eredményekhez vezethet, mint azt FM80 és TLE87 példája is illusztrálja. Mindezek felhívták a figyelmet a cefeidák vörösödésének meghatározására, mégpedig a széleskörűen alkalmazott uvby fotometriai rendszerbe tartozó méréseim alapján.

A cefeidák effektív hőmérsékletét szintén sok szerző tanulmányozta (pl. Fernley et al. 1989 - FSJ98, G91, McWilliam 1991, Evans & Teays 1996, Bersier et al. 1997 - BBK97, Fry & Carney 1997), ill. a korábbi irodalmat Pel (1985) tekintti át. BBK97 Bersier et al. (1994) Geneva-fotometriáját kalibrálta a változó mikroturbulencia hatásait is figyelembe vevő legújabb elméleti légkörmodelleket felhasználva. Fry & Carney (1997) 23 cefeida effektív hőmérsékletét határozta meg nagyfelbontású spektroszkópiai méréseikből, és módszerüket jó egyezésben levőnek találták más eljárásokkal, mint amilyen pl. az infravörös fluxus módszere (FSJ89), vagy a széles hullámhossz-tartományon elvégzett összehasonlító analízis a cefeidák és nem-változó szuperóriások között (Evans & Teays 1989). Fry & Carney (1997) azt is megvizsgálta, hogy a Kurucz-modellek (statikus, plánparallel, LTE csillaglégkör) mennyire alkalmasak a pulzáló szuperóriás cefeidák tanulmányozására. Az ugyanabban a nyílthalmazban levő U Sgr és két másik fősorozati csillag Kurucz-modelleken alapuló kémiai összetételeiket kitűnő egyezésben levőnek találták. Hasonló végkövetkeztetésre jutott Evans & Teays (1996) a hőmérséklet meghatározásával kapcsolatban. Így általánosan elfogadott megközelítés, hogy a Robert Kurucz által az elmúlt évtizedek során folyamatosan tökéletesített légkörmodellek még az említett egyszerűsítésekkel is jól használhatók az atmoszférikus paraméterek meghatározására. A felszíni gravitációs gyorsulást gyakran nem fotometriai, hanem nagyfelbontású spektroszkópiai úton vezetik le, azonban a Strömgren-rendszer c_1 indexe is

roppant érzékeny a légköri gravitáció változásaira. Megbízható fémtartalmat a kis fémesség-változást mutató cefeida-osztályon belül (pl. Fry & Carney 1997 csak 0.4 dex szórást talált a 23 csillagos mintájukban) gyakorlatilag csak nagyfelbontású színképekből lehet meghatározni, a fotometriai kalibrációk itt kevésbé használhatók.

A következőkben áttekintem az alkalmazott különböző empirikus vörösödés-kalibrációkat, majd a Kurucz (1993) elméleti szín-szín diagramjai alapján történő effektív hőmérsékleteket és felszíni gravitációs gyorsulásokat részletezem.

Az intersztelláris vörösödés

A fotometriai technikák általában azon az elsődleges feltevésen alapulnak, hogy létezik egy jól definiált és egyértelmű reláció bizonyos fotometriai (spektroszkópiai) paraméterek és a vörösödésmentes színindexek között, amely alapján a megfigyelt színindexek és a nem mérhető, ám a feltételezett reláció alapján számított vörösödésmentes értékük különbsége megadja a vörösödést. Az irodalomban nagyszámú módszer található (pl. DWC78, FM80, TLE87, Kraft 1960, Spencer Jones 1989, Krockenberger 1997), melyek zéruspontjait szinte kizárólag a Naptól mért viszonylagos közelségük (kb. <200 pc) folytán elhanyagolható vörösödésű cefeidák, vagy pedig többszín-fotometriával pontosan megállapítható vörösödésű nyílthalmazokban található cefeida változók alapján kalibrálták. A halmazváltozókat használó módszereket sajnos erősen terheli a halmazokon belüli differenciális extinkció, amit a csillagközi por halmazon belüli inhomogén eloszlása okoz, és ami miatt a vörösödés változása a halmazon belül elérheti a 0.1–0.5 magnitúdót (Turner et al. 1997, Kaszás, személyes közlés).

A részletes leírás előtt meg kell még jegyezni, hogy az adatok észlelési hibájának hatását olyan normál görbék alkalmazásával csökkentettem, melyeket a megfigyelt fény- és színgörbékhez illesztett alacsonyrendű Fourier-polinomok pulzációs fázis mentén egyenközű mintavételezésével kaptam. A polinomok rendjét aszerint választottam meg, hogy a mérési pontok maradvány szórása a görbék körül ne haladja meg a ± 0.01 magnitúdót, de ne is legyenek a túldetermináltság miatt valós alapot nélkülöző hullámok a túl magas rendű illesztésekben. Az alábbiakban bemutatott összes számítás a $\phi = 0.0$ és 1.0 között egyenletesen mintavételezett, 17 pontból álló normál görbéken alapul ($\Delta\phi = 0.06$).

Szintén figyelembe kell venni egy másik effektust is, mégpedig a kettős cefeidák kísérő komponensének fényét. A 18 mért csillagból 12-ről ismert, hogy kettős rendszer tagja, míg ezek közül 8 másodkomponensének ismert a spektráltípusa, azaz le lehet vonni fényüket a cefeida fénygörbékből. A 4.2.1. táblázatban foglaltam össze a kísérő csillagok legfontosabb adatait. A spektráltípusokat Szabados (1997) munkájából vettem, ahol az eredeti források részletesen fel vannak sorolva. Az FF Aql igen különleges eset, mivel a spektroszkópia kettős cefeidának 6"-es szögtávolságban van egy vizuális harmadik komponense is. Szerencsére ennek V fényessége 11.14 ± 0.07 (Udalski & Evans 1993), ami 6 magnitúdóval halványabb, mint a cefeida. Így a vizuális komponens a b–y, m₁ és c₁ színeket durván kettes faktoriall kisebb mértékben befolyásolja, mint a spektroszkópiai másodkomponens, ami tőle kb. 1

magnitúddal fényesebb. Ezért jó közelítéssel elhanyagolható a vizuális kísérő hatása.

Csillag	Sp. típus	M_V	B-V	b-y	m_1	c_1
U Aql	B8.0V	-0.2	-0.11	-0.02	0.08	0.66
FF Aql	A9V	+2.5	+0.26	+0.09	0.16	1.53
η Aql	B9.8V	+0.6	-0.03	+0.01	0.07	1.00
SU Cas	B9.5V	+0.6	-0.03	+0.01	0.07	1.00
SU Cyg	B8.0V	-0.2	-0.11	-0.02	0.08	0.66
V1334 Cyg	B7.0V	-0.6	-0.13	-0.03	0.07	0.52
S Sge	A7V	+2.2	+0.20	+0.06	0.14	1.58
T Vul	A0.8V	+0.8	+0.01	+0.02	0.08	1.27

4.2.1. táblázat. Cefeida kísérők fotometriai paraméterei

Az M_V és B-V értékeket a spektráltípusok alapján Carroll & Ostlie (1996) vonatkozó táblázataiból vettem, míg a b-y, m_1 és c_1 színek a spektráltípusnak megfelelő T_{eff} és log g párokhoz tartozó Kurucz (1993) elméleti modellekből származnak (szoláris összetételt feltételezve).

A kísérő csillagok fényének hatását a cefeida és a kísérő közötti abszolút fényességkülönbség (ΔM_V) ismeretében lehet megbecsülni. Az egységesség kedvéért Feast & Walker (1987) széleskörűen használt periódus-fényesség relációja alapján számítottam ki a cefeida abszolút fényességét. Az átlagos V érték körüli pulzációs fényességváltozást változó értékű ΔM_V -ként felfogva a pulzáció mentén változó színkorrekciókat kaptam. Az eredményeket a 4.2.2. táblázatban foglaltam össze, amelyben a kísérő által okozott legnagyobb korrekciókat mutatom be. Jól látható, hogy az esetek többségében nem szabad elhanyagolni a kísérő hatását, illetve az is, hogy mennyire fontos a kísérő fizikai paramétereinek pontos ismerete. Emellett teszteltem a cefeidák abszolút fényességének hatását is a korrekcióra. Még az igen pesszimista ± 0.5 magnitúdós bizonytalanságnak sincs 0.01 magnitúdónál nagyobb hatása a 4.2.2. táblázat korrekcióira, mivel ΔM_V általában legalább 3 magnitúdó, de inkább több. Egyedüli kivétel a V1334 Cyg, mivel kísérője nagyon fényes és kék, következésképpen színindexekre gyakorolt hatása is erős. Igazából még a nagyfelbontású spektrumokban is látszik a hatása, mint egyfajla másodlagos vonalkiszélesítő mechanizmus (l. 4.3. alfejezet).

Csillag	δV	$\delta(B-V)$	$\delta(b-y)$	δm_1	δc_1
U Aql	0.023	0.05	0.026	0.038	0.035
FF Aql	0.006	0.004	0.003	0.001	0.007
η Aql	0.029	0.042	0.021	0.029	0.008
SU Cas	0.039	0.053	0.024	0.023	0.022
SU Cyg	0.114	0.133	0.072	0.072	0.113
V1334 Cyg	0.158	0.175	0.067	0.077	0.551
S Sge	0.004	0.004	0.003	0.004	0.009
T Vul	0.037	0.038	0.021	0.025	0.048

4.2.2 táblázat. A másodkomponensek által okozott maximális korrekciók

A másodlagos fényre való korrekció után három irodalmi kalibrációt (AFP90, G91, F94)

alkalmaztam. Ezek közül a két Strömngren-fotometriai módszer szolgáltatta a legmegbízhatóbb és konzisztens eredményeket.

F- és G-típusú szuperóriás csillagokra két uvby-kalibrációt publikáltak a szakirodalomban. AFP90 nyílthalmazokban és OB asszociációkban található F0-G8 szuperóriás csillagokat használt, Olsen (1983) és Arellano Ferro et al. (1990) fotometriái alapján. AFP90 (5)-s egyenlete a következő alakú:

$$E(b-y) = 0.746(b-y) - 0.612m_1 + 0.323c_1 - 0.370 \quad (4.2.1)$$

Gray (1991) szintén halmaztag F-G szuperóriásokat használt, illetve olyan vizuális kettőscsillagokat, melyek fősorozati komponensekkel rendelkeznek. Az általa felhasznált fotometriai észleléseket Gray & Olsen (1991) publikálta. G91 (5)-s egyenlete a vörösödésmentes $(b-y)_0$ színindexre vonatkozik és az alábbi alakú:

$$(b-y)_0 = 1.004[m_1] - 0.139\Delta[c_1] - 0.436\Delta[c_1]^2, \quad (4.2.2)$$

ahol $\Delta[c_1]$ a kalibráló szuperóriás csillagok által definiált "standard" $[m_1]-[c_1]$ összefüggéstől való eltérést jelenti. A fenti két egyenletből származó vörösödéseket a 4.2.3. táblázat 2. és 3. oszlopaiban foglaltam össze.

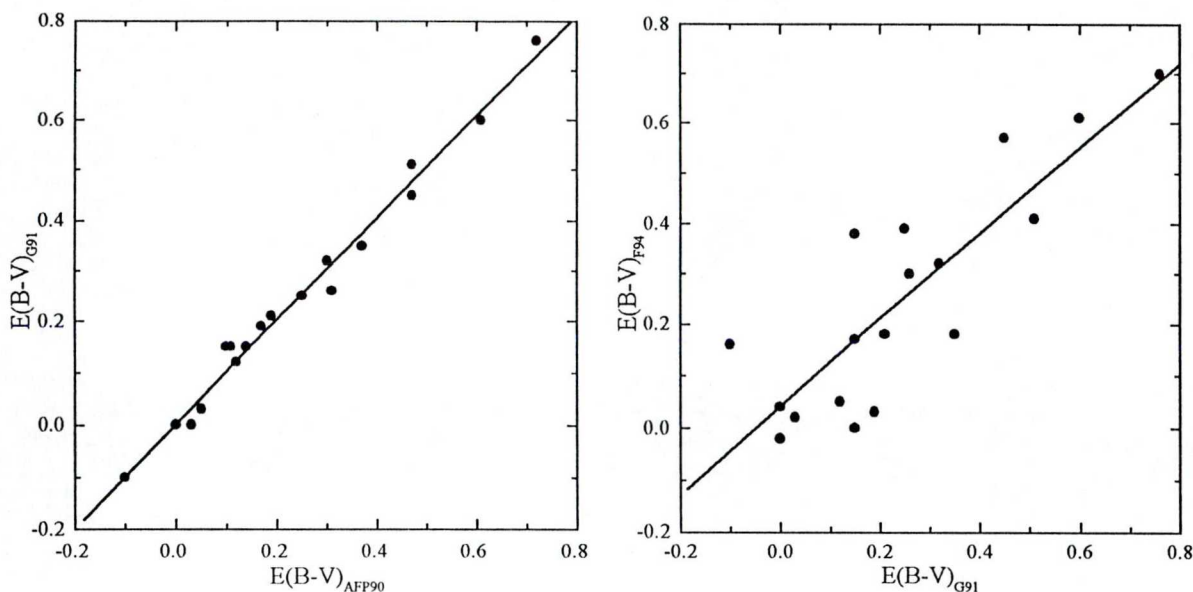
Fernie (1994) az egyszerűsége és széles körben való alkalmazhatóságra törekedve egy pusztán Johnson-féle BV fotometriát igénylő kalibrációt is kidolgozott. Ennek során azt a megfigyelést használta ki, hogy az összes klasszikus cefeida fényességmaximum környékén ugyanolyan spektráltípusú, tehát a $(B-V)_0$ maximumban az összes csillagra durván ugyanannyi. Ezt kihasználva a következő formulát illesztette néhány pontosan ismert vörösödésű cefeida alapján:

$$E(B-V) = (B-V)_{\max} - 0.387 + 0.302V_{\text{amp}} - 0.318\log P, \quad (4.2.3)$$

ahol $(B-V)_{\max}$ a maximumban mérhető színindex, V_{amp} pedig a V-sávban mérhető amplitúdó. Az előző fejezetekben ismertetett UBV méréseim alapján kiszámítottam a programcsillagok vörösödését F94 formulájával is, az eredményeket a 4.2.3. táblázat 4. oszlopában foglaltam össze. Az AW Perseiről csak UBV adataim vannak, így ennek a csillagnak a színexcesszusát csak F94 módszerével határoztam meg.

A különböző módszereket érdemes összehasonlítani a végeredmény elfogadása előtt. Ezt a 4.2.1 ábrán tettem meg, ahol a két Strömngren-módszer egymással és F94 Johnson-módszerével vettem össze. Jól látszik, hogy AFP90 és G91 jó összhangban álló eredményeket szolgáltatott, míg F94 kiábrándítóan nagy szórású (0.10 mag körül). Az összevetéseket egyenesillesztéssel lehet kvantitatívan is leírni: AFP90 és G91 között az illesztett egyenes meredeksége 1.01 ± 0.03 , zéruspontja 0.00 ± 0.01 ; ezzel szemben G91 és F94 között 0.85 ± 0.13 és 0.04 ± 0.04 értékek jellemzik az összefüggést, amelyek egyértelművé teszik, hogy az adott mérési pontosság mellett a két Strömngren-módszer egyenértékű eredményeket szolgáltatott. Így a G91 és AFP90 átlagát fogadtam el végső vörösödésként.

Feltehetően F94 kiindulópontja, miszerint minden cefeida maximumbeli színképtípusa ugyanaz, túl durva közelítés – ami nem is meglepő, hiszen minden nagyobb cefeida felmérés rámutat arra, hogy viszonylag inhomogén változótypusról van szó, melyben több csillag is egyedi sajátosságokat mutat.



4.2.1. ábra. A különböző vörösödések összehasonlítása. A folytonos vonal lineáris illesztéseket jelöl

Habár igen nagy számban találunk irodalmi vörösödéseket a tanulmányozott cefeidákra, érdekes módon még egy dolgozatban sem korrigáltak a kettős cefeidák kísérő komponensének fényére. A hasonló méréseken alapuló eredmények összehasonlítása érdekében a 4.2.2. ábrán bemutatom az $E(B-V)_{\text{jelen munka}} - E(B-V)_x$ különbségeket, ahol $E(B-V)_x$ jelenti DWC78, FM80, F87, TLE87, F90 és Gray (1991) eredményeit. A 4.2.3. összefoglaló táblázatában közlöm a három empirikus módszerrel számolt vörösödéseket, $E(B-V)$ alatt az első kettő átlagát, a felsorolt korábbi irodalmi értékeket, illetve $E(B-V)$ és (1)-(5) oszlopok átlagának különbségeit.

A vizsgált csillagokat három csoportra lehet felosztani, aszerint, hogy az új vörösödések mennyire vannak jó egyezésben a korábbiakkal. Nyolc cefeida jól definiált vörösödésű, amit a 4.2.3. táblázat utolsó oszlopában a 0.05 mag értéknél kisebb különbségük jelez. Ezek a csillagok a következők: RT Aur, SU Cas, δ Cep, X Cyg, W Gem, S Sge, SV Vul és AW Per. Megjegyezném, hogy az X Cyg F87-ben szereplő excesszusa három érték átlagaként 0.35 mag, míg azok mediánja csak 0.29, ami közelebb áll az általam megadott 0.25 mag-hoz. Továbbá Bersier (1996) is ezt az alacsonyabb vörösödést támogatja, mivel az említett szerző Geneva-fotometrián alapuló eredménye $E(B-V) = 0.242$. Az SV Vul esetében Krockenberger (1997) munkája is alátámasztja a nagyobb vörösödést, aki 0.642-t adott meg.

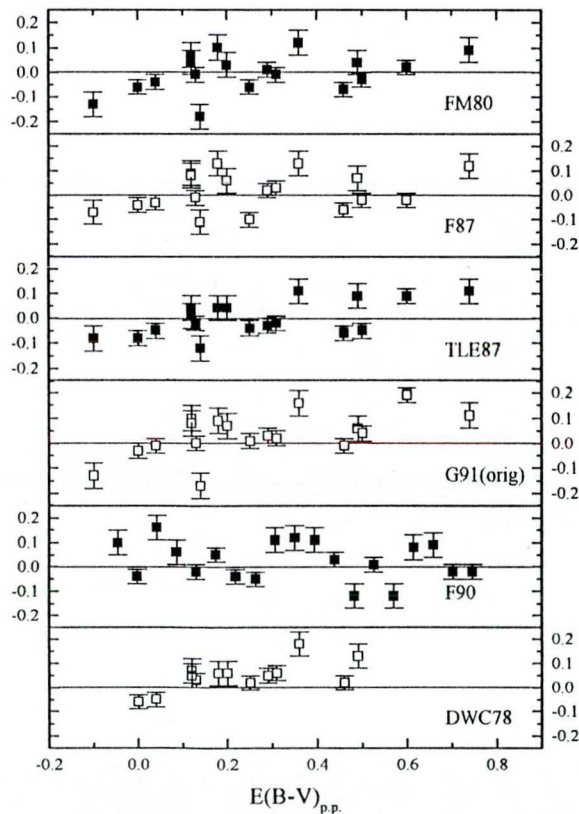
Nyolc csillag esetében a korábbiaknál valamivel nagyobb vörösödést határoztam meg. Ezek a csillagok: U Aql, FF Aql, η Aql, SU Cyg, DT Cyg, V1334 Cyg, T Vul és U Vul. Öt

Csillag	AFP90	G91	F94	E(B-V)	(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	E(B-V) - <1-5>
U Aql	0.47	0.51	0.41	0.49±0.02	0.45	0.42	0.40	0.43	0.39	0.36	+0.07±0.03
TT Aql	0.47	0.45	0.57	0.46±0.01	0.53	0.52	0.52	0.47	0.50	0.44	-0.06±0.02
FF Aql	0.37	0.35	0.18	0.36±0.01	0.24	0.23	0.25	0.20	0.20	0.18	+0.13±0.02
η Aql	0.19	0.21	0.18	0.20±0.01	0.17	0.14	0.16	0.13	0.14	0.14	+0.06±0.02
RT Aur	0.00	0.00	0.04	0.00±0.00	0.06	0.04	0.08	0.03	0.02	0.06	-0.04±0.03
SU Cas	0.31	0.26	0.30	0.28±0.02	0.28	0.27	0.32	0.26	0.24	0.24	+0.01±0.03
δ Cep	0.05	0.03	0.02	0.04±0.01	0.08	0.07	0.09	0.05	0.08	0.09	-0.04±0.02
X Cyg	0.25	0.25	0.39	0.25±0.00	0.31	0.35	0.29	0.24	0.30	0.23	-0.05±0.05
SU Cyg	0.17	0.19	0.03	0.18±0.01	0.08	0.05	0.14	0.09	0.07	0.12	+0.10±0.04
DT Cyg	0.10	0.15	0.00	0.12±0.02	0.05	0.03	0.08	0.02	0.00	0.05	+0.09±0.03
V1334 Cyg	0.03	0.00	-0.02	0.02±0.01						-0.10	-0.12
W Gem	0.30	0.32	0.32	0.31±0.01	0.32	0.28	0.33	0.29	0.28	0.25	+0.03±0.03
ς Gem	-0.10	-0.10	0.16	-0.10±0.00	0.03	-0.03		-0.02	0.02	0.03	-0.10±0.03
S Sge	0.11	0.15	0.17	0.13±0.02	0.14	0.14	0.15	0.13	0.12	0.10	-0.01±0.02
SZ Tau	0.14	0.15	0.38	0.14±0.01	0.32	0.25		0.26	0.26	0.31	-0.12±0.03
T Vul	0.12	0.12	0.05	0.12±0.00	0.08	0.04	0.11	0.04	0.04	0.07	+0.08±0.04
U Vul	0.72	0.76	0.70	0.74±0.02	0.65	0.62	0.63	0.63	0.65		+0.11±0.01
SV Vul	0.61	0.60	0.61	0.60±0.01	0.58	0.62		0.51	0.62	0.41	+0.00±0.05
AW Per			0.50	0.50±0.01	0.53	0.52	0.55		0.52	0.46	-0.02±0.04

< > = 0.006±0.078

Referenciák: (1) Feltz & McNamara (1980), (2) Fernie (1987), (3) Turner et al. (1987), (4) Gray (1991), (5) Fernie (1990), (6) Dean et al. (1978)

4.2.3. táblázat. A különböző módszerekkel számított (AFP90, G91, F94), az elfogadott (E(B-V)) és a korábbi, irodalmi uvby-adatokon alapuló vörösödések. Az utolsó oszlopban az elfogadott E(B-V) és az (1)-(5) oszlopok mediánjának különbsége szerepel



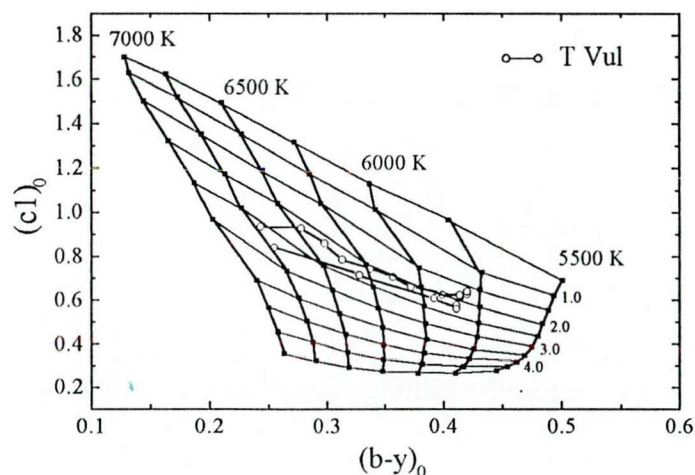
4.2.2. ábra. Az új és az irodalmi vörösödések összehasonlítása

cefeida közülük jelentős (0.04-0.15 mag) másodfény-korrekcióval bír a B–V színindexben. Az FF Aql és az U Vul jól ismert kettősök (Evans 1992, Imbert 1996), míg az FF Aql-nek még egy közeli, bár halvány, vizuális kísérője is van (Udalski & Evans 1993). A kapott nagyobb vörösödés érthető is, figyelembe véve, hogy a fényes kék kísérők hatására a cefeidákat kékebbnek mérjük, mint a valóságban. Az eredményül kapott színexcesszusok erősen függenek a másodkomponens pontos fizikai paramétereitől, így azok ismeretéhez minél több precíz többszín-fotometriai és spektroszkópiai megfigyelés szükséges. A helyzetet jól illusztrálja az SU Cyg esete, melynek irodalmi vörösödései 0.05 és 0.14 között "szórnak", míg Turner et al. (1997) $E(B-V) = 0.15 \pm 0.01$ értéket közölt egy közeli mezőcsillag alapján. Az általam megadott $E(B-V) = 0.18 \pm 0.01$ jó egyezésben van ezzel, ami megerősítette a másodfény-korrekció helyességét.

Három csillagra (TT Aql, ζ Gem és SZ Tau) szisztematikusan kisebb vörösödést kaptam az irodalmiaknál. Ennek az eltérésnek az oka ismeretlen. Az SZ Tau kettősjelölt csillag, így elképzelhető, hogy az eddig ismeretlen kísérő másodkomponens fénye kimutathatóan befolyásolja a megfigyelhető színeket.

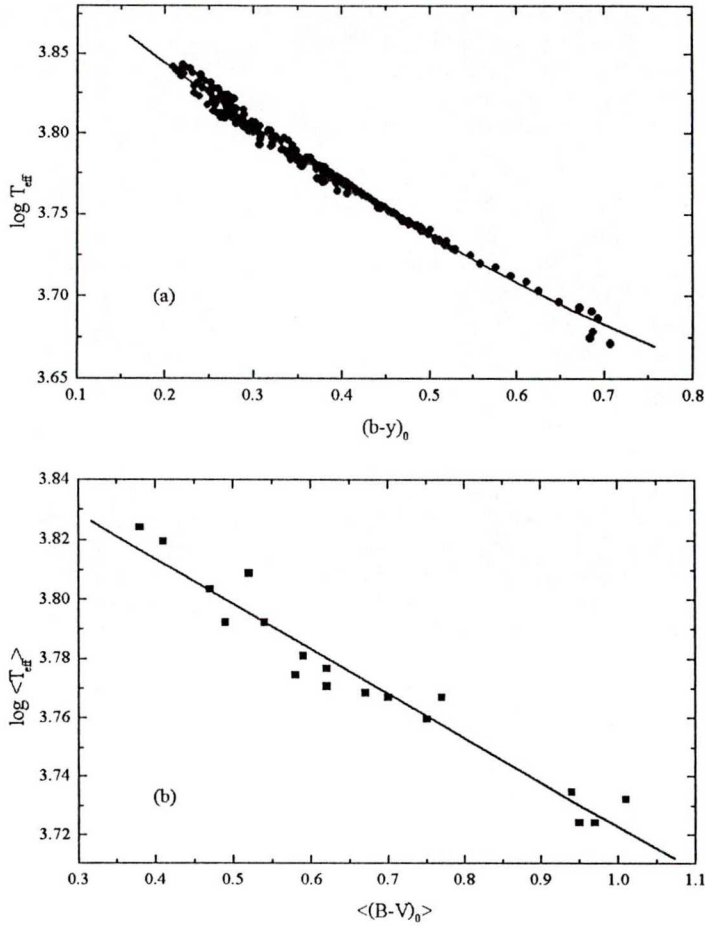
A részletezett három csoportot és a 4.2.3. táblázat adatait figyelembe véve a vörösödések becsült bizonytalansága ± 0.03 mag körüli a magányos cefeidákra, míg a fényes kísérőkkel rendelkező kettős rendszerek változóira ez kb. ± 0.05 mag.

Effektív hőmérséklet és felszíni gravitációs gyorsulás



4.2.3. ábra. A T Vul által bejárt útvonal a $(b-y)_0$ – $(c_1)_0$ kétszíndiagramon

A vörösödéssel korrigált színindexek fizikai kalibrációja Kurucz (1993) elméleti légkörmodelljein és az ezekből számított szintetikus színeken alapul. Ehhez a $(b-y)_0$ – $(c_1)_0$ kétszíndiagramot használtam, amelyen jól elkülönül a hőmérséklet- és a gravitáció-függés a megfelelő színindexek tengelyei mentén (l. 4.2.3. ábra). Az ábra elméleti hálózatának felbontása $\Delta T = 250$ K és $\Delta \log g = 0.5$ dex. A megfigyelési pontokat a kétszíndiagramon



4.2.4. ábra. Az effektív hőmérséklet $(b-y)_0$ (fent) és $(B-V)_0$ (lent) függvényében

elhelyezve kétdimenziós lineáris interpolációval határoztam meg a mért színindexeknek megfelelő $T_{\text{eff}}-\log g$ párokat. Az eredményül kapott hőmérsékleteket a $(b-y)_0$ index függvényében a 4.2.4. ábra felső paneljén mutatom be, míg alul az átlaghőmérsékletek átlagos $(B-V)_0$ színindextől való függése látható. Folytonos vonallal a legkisebb négyzetes illesztéseket jelöltem, melyek a következő alakúak:

$$\log T_{\text{eff}} = (3.932 \pm 0.002) - (0.476 \pm 0.012)(b-y)_0 + (0.171 \pm 0.014)(b-y)_0^2, \quad (4.2.4)$$

($\sigma = 0.0035$)

$$\log \langle T_{\text{eff}} \rangle = (3.874 \pm 0.006) - (0.151 \pm 0.009) \langle (B-V)_0 \rangle \quad (4.2.5)$$

($\sigma = 0.006$). A $(b-y)_0$ indexre egy lineáris összefüggést is meghatároztam:

$$\log T_{\text{eff}} = (3.905 \pm 0.001) - (0.335 \pm 0.002)(b-y)_0, \quad (4.2.6)$$

ám ennek nagyobb a standard deviációja ($\sigma = 0.0043$). Bármelyik összefüggés azonban jól leírja a hőmérséklet-színindex relációt, alig ± 50 - 60 K standard deviációval. Az átlaghőmérséklet-átlagos B–V szín közötti reláció szórása közel ± 100 K ($\sim 2\%$ a vizsgált hőmérséklet-tartományban), ami valószínűleg közelebb esik a tényleges bizonytalansághoz, hiszen még a legkifinomultabb spektroszkópiai módszerek sem adnak ± 100 - 150 K-nél pontosabb hőmérsékleteket (l. pl. FSJ89, Evans & Teays 1996). Másrészt a színexcesszust 0.01 magnitúdóval megváltoztatva durván 1% -kal változik a számított hőmérséklet, tehát a 0.03 mag vörösödésbeli bizonytalanság hozzávetőlegesen ± 180 K hőmérsékleti bizonytalanságnak felel meg 6000 K körül.

A kapott effektív hőmérsékleteket, ahol lehetett, összehasonlítottam a korábbi irodalmi eredményekkel. Ezt összesen 9 csillagra tudtam megtenni (l. 4.2.4. táblázat). Itt Fernley et al. (1989) infravörös fluxus-módszerrel kapott eredményire, illetve Bersier et al. (1997) Geneva-fotometrián alapuló hőmérsékleteire támaszkodtam. A maradék 9 csillagra én határoztam meg először ezeket a hőmérsékleti adatokat. Az egyezés globálisan jónak nevezhető (figyelmebe véve a fenti megjegyzésemet a tényleges hőmérsékleti bizonytalanságról), csak két csillagnál (DT Cyg és SZ Tau) térnek el az adatok ± 200 K-nél jobban. Valószínűleg a vörösödéseik lehetnek túl bizonytalanok. Fry & Carney (1997) 9 cefeidára közölt fázisfüggő hőmérséklet-adatokat, ám ritka mintavételezésük nem enged meg közvetlenebb összehasonlítást. Mindenesetre az egyezés a független módszerekkel kapott irodalmi eredményekkel azt jelzi, hogy a Strömgren-fotometria és méréseim megbízhatóan használhatók hőmérséklet-meghatározásra, ami egyéb vizsgálatoknál fontos kiindulópont lehet (pl. kémiai összetétel meghatározása, ahol legelőször a T_{eff} -log g atmoszférikus paraméterek fotometriai becslésére van szükség).

Az alkalmazott szintetikus kétszíndiagram (4.2.3. ábra) a felszíni gravitációs gyorsulás értékét is azonnal szolgáltatja. A 4.2.5. táblázatban a kapott átlagos fotometriai log g értékeket foglaltam össze. Az egyedi pontok alapján meghatároztam egy (tisztán empirikus!) fotometriai kalibrációt is, amely a $(b-y)_0$ és $(c_1)_0$ színindexek függvényében 0.1 standard deviációval visszaadja a kapott log g pontokat. Ennek alakja a következő:

Csillag	forrás	min.	átlag	max.
η Aql	jelen munka	5400	5870	6540
	-FSJ89	+100	+208	+290
δ Cep	jelen munka	5535	6040	6640
	-FSJ89	-65	-16	-60
X Cyg	jelen munka	4830	5400	6120
	-FSJ89	-70	+13	+20
	-BBK97	+4	+153	+220
DT Cyg	jelen munka	6518	6670	6870
	-BBK97	+492	+480	+492
ζ Gem	jelen munka	5150	5430	5750
	-BBK97	-105	-71	-26
S Sge	jelen munka	5400	5750	6260
	-FSJ89	+100	+65	+110
SZ Tau	jelen munka	5610	5850	6060
	-BBK97	-359	-347	-366
T Vul	jelen munka	5740	6200	6700
	-FSJ89	+40	+211	+100
	-BBK97	+101	+192	+195
SV Vul	jelen munka	4730	5300	6000
	-BBK97	-71	+10	-56
U Aql	jelen munka	5440	5950	6640
TT Aql	jelen munka	4730	5300	6000
FF Aql	jelen munka	6340	6600	6900
RT Aur	jelen munka	5480	5900	6420
SU Cas	jelen munka	6060	6360	6730
SU Cyg	jelen munka	5740	6200	6890
V1334 Cyg	jelen munka	6350	6440	6520
W Gem	jelen munka	5320	5850	6540
U Vul	jelen munka	5540	5980	6500

4.2.4. táblázat. A minimum-, átlag- és maximumhőmérséklet összehasonlítása irodalmi adatokkal

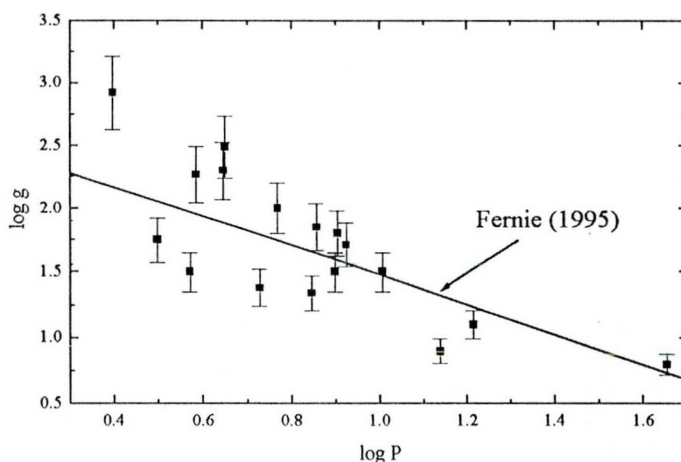
$$\log g = (6.11 \pm 0.07) - (2.38 \pm 0.14)(b-y)_0 - (0.17 \pm 0.08)(c_1)_0 - (12.3 \pm 0.2)(b-y)_0(c_1)_0 \quad (4.2.7)$$

Az utolsó keresztorzat kicsit szerencsétlen, mivel semmilyen fizikai tartalom nem társítható hozzá. Ezért is hangsúlyoztam a kalibráció tisztán empirikus jellegét.

Csillag	log g	Csillag	log g	Csillag	log g
U Aql	1.3	δ Cep	1.4	ζ Gem	1.5
TT Aql	0.9	X Cyg	1.1	S Sge	1.7
FF Aql	2.5	SU Cyg	2.3	SZ Tau	1.8
η Aql	1.8	DT Cyg	2.9	T Vul	2.3
RT Aur	1.5	V1334 Cyg	2.0	U Vul	1.8
SU Cas	1.7	W Gem	1.5	SV Vul	0.8

4.2.5. táblázat. Átlagos fotometriai log g értékek

Mint azt Fry & Carney (1997) megmutatta, Fernie (1995) periódus-log g relációja jól leírta spektroszkópiai úton kiszámított gravitációikat. Hasonló egyezést a 4.2.5. ábra is mutat, ahol az átlagos log g-eket ábrázoltam a periódus függvényében, míg a Fernie-féle relációt a folytonos vonallal jelöltem.



4.2.5. ábra. Felszíni gravitációs gyorsulások a periódus függvényében

Az egyezés jónak nevezhető, ami szintén az alkalmazott fotometriai analízis konzisztenciájára utal. Az ebben a fejezetben leírt vizsgálatokat tervezem az 1998-1999 során Sierra Nevadában észlelt 25 cefeidára is végrehajtani, ezt azonban a dolgozat elkészítéséig még nem sikerült befejeznem.

4.3. Radiális sebességek és vonalprofil-változások

(Kiss & Vinkó 1999, Vinkó et al. 1998)

A cefeidák pulzáló légkörében fellépő jelenségek részletes megértéséhez a vizsgált színképtartománynak a lehető legszélesebbnek kell lennie, míg a fázislefedettség is hasonlóan fontos az időbeli változások pontos nyomkövetéséhez. Az irodalomban előforduló nagyfelbontású ($\lambda/\Delta\lambda \geq 20000-30000$) és dinamikai vizsgálatokhoz felvett spektroszkópia csak néhány fényes csillagot fed le. Az újabban közölt nagyobb mennyiségű optikai észlelések a következők (a vizsgált csillagokkal együtt): Wallerstein et al. (1992) – W Sgr, κ Pav, S Mus, S Nor, β Dor, Y Oph, U Car; Butler (1993) – FF Aql, δ Cep, η Aql, X Cyg; Breitfellner & Gillet (1993a,b,c) – δ Cep, η Aql, S Sge, X Cyg; Sabbey et al. (1995) – δ Cep, η Aql, ζ Gem, X Sgr; Baldry et al. (1997) – ℓ Car; Butler & Bell (1997) – δ Cep, η Aql, X Cyg; Gillet et al. (1999) – δ Cep. Egyértelmű, hogy az északi égen található cefeidák közül csak néhányról (3-4) áll rendelkezésre megfelelő spektroszkópai észlelési anyag.

A mozgó csillagatmoszférákban történő vonalkeletkezést Karp (1978) tanulmányozta elméletileg. Megmutatta, hogy a különböző erősségű spektrumvonalak eltérő Doppler-eltolódásai függenek a változó ionizációs egyensúlytól és a légköri sebességgradienstől. Butler (1993) nagy pontosságú fázisfüggő sebességkülönbségeket közölt a különböző gerjesztési potenciálú és ionizáltsági állapotú vonalak között. A radiális sebesség gyors változásának fázisa körül 5 km/s különbségeket is talált. Sabbey et al. (1995) részletesebben körbejárta a kérdést és hangsúlyozta a vonalprofil aszimmetriák figyelembevételének fontosságát. Wallerstein et al. (1992) egy korábbi cikkükben hasonló módon összevetették a sebességmérési technikákat és egyik következtetésük az volt, hogy a vonalakhoz való sebességrendelés nehéz és bizonytalan feladat. Előzetes eredményeink (Vinkó et al. 1998) arra utaltak, hogy van egy néhány km/s-os természetes korlát, amit a pulzáló cefeida légkörökben nem lehet túllépni.

A pulzációs fázis mentén változó vonalprofilokra vonatkozó másik kérdés a turbulencia-változásoké. CORAVEL-mérésekkel bizonyos cefeidákban kimérték a turbulencia változásait (Benz & Mayor 1982, Bersier & Burki 1996), habár ezek a tanulmányok elhanyagolták a sebességgradiens hatását. Gillet et al. (1999) a δ Cephei egyik semleges vasvonalának félérték-szélesség (FWHM) változásait mérték igen jó fázislefedettséggel és modellezni is tudták a turbulencia fázisfüggését. Eredményeik szerint a $\phi \approx 0.85$ fázis körül fellépő globális kompresszió során legnagyobb a turbulencia, aminek valószínű oka a légköri lökeshullámok hatása.

Ebben az alfejezetben illusztrálom bemutatom a CK Cam legelső irodalmi Baade-Wesselink analízisét, illetve kitérek az észlelt FWHM-változásokra és azok esetleges kapcsolatára a pulzációs módussal. Jelen sorok írásakor (1999. július) ezek a legnyitottabb vizsgálataim, így egyelőre prelimináris eredményekről tudok beszámolni.

Baade-Wesselink analízis

A pulzáló változócsillagok sugarának széleskörűen alkalmazott meghatározási módszere a Baade-Wesselink analízis. Wesselink (1946) eredeti módszerét azóta már sokan átdolgozták, sokféle színindexre módosították, ezek részletezése nagyon messzire elvezetne (a téma egyik legmélyrehatóbb áttekintését Gautschy, 1987 adta meg). Itt csupán az egyik megvalósítását alkalmazom a CK Camelopardalisra (részletesen I. Balog et al., 1997 munkájában), irodalmi BV fotometriát felhasználva. A számításokhoz alkalmazott kódot dr. Vinkó József bocsátotta rendelkezésemre.

Két alapfeltevés a kiindulópont, miszerint egyrészt a csillag felületi fényessége csak a színindex függvénye (azaz pl. az azonos B–V-hez azonos felületi fényesség társul), másrészt a csillag légkörében a kontinuum és a vonalak keletkezési helye egybeesik. Feltéve ezeket, és azt az egyszerű összefüggést, hogy $m = -2.5\log(4\pi R^2 F) + c$, ahol F a felületi fényesség, c pedig egy állandó, két kiválasztott fázisra érvényes, hogy

$$\frac{R_2}{R_1} = \sqrt{(F_1/F_2)} 10^{0.2(m_1-m_2)} \quad (4.3.1)$$

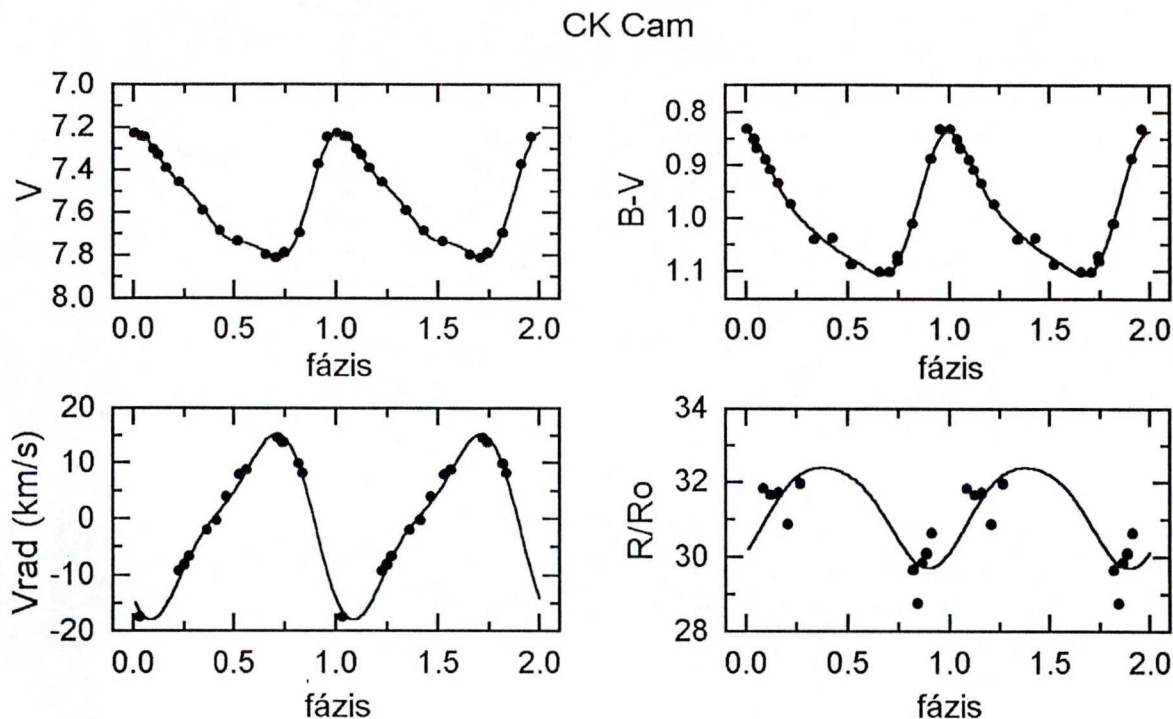
$$\Delta R \equiv R_2 - R_1 = p \cdot 0.1241 \cdot P \int_{\phi_1}^{\phi_2} (v - v_\gamma) d\phi, \quad (4.3.2)$$

ahol R a csillag sugara (R_\odot egységben), m a fényesség, v a radiális sebesség (km/s-ban), v_γ az ún. gamma-sebesség, P a pulzációs periódus napokban, p pedig a projekciós faktor, ami a radiális és a pulzációs sebesség közötti átváltási faktor (Balog et al. számításaikban a cefeidákra széleskörűen elfogadott 1.38-es értékkel számoltak). Azonos B–V-hez tartozó ϕ_1 és ϕ_2 -t választva az alapfeltevés szerint $F_1 = F_2$, így (4.3.1)-ből kiesik a felületi fényesség. Az egyenletrendszer R_1 -re és R_2 -re megoldva:

$$R_1 = \frac{\Delta R}{10^{0.2(m_1-m_2)} - 1}; \quad R_2 = R_1 + \Delta R \quad (4.3.3)$$

A sugárváltozást leíró (4.3.2)-t a fázis függvényének tekintve meghatározhatjuk a csillag átlagos sugarát. (4.3.2) átlagos értéke 0 körüli. Így a (4.3.2) függvényt hozzáilleszthetjük a néhány fázisra megoldott R_1 és R_2 pontpárokra azzal, hogy egy állandót hozzáadunk. Ezek után az eltolt (4.3.2) integrális átlaga lesz a csillag átlagos sugara.

A gyakorlatban a fény-, szín- és radiális sebesség görbéket alacsony (3-5) rendű Fourier-polinomokkal közelítettem. A CK Cam-ra kapott futási eredményeket a 4.3.1. ábrán mutatom be. A használt fotometriát Berdnikov et al. (1996) cikkéből vettem.



4.3.1. ábra. A CK Cam Baade-Wesselink analízise

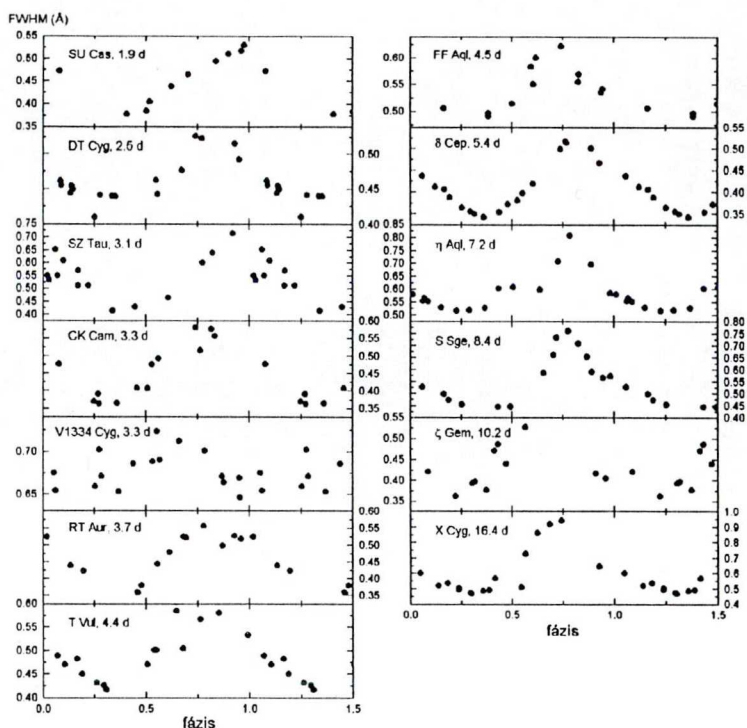
Számításaim alapján a CK Cam átlagos sugara $31 R_{\odot}$. Ez igen jó egyezésben van Gieren et al. (1999) periódus-sugár relációjával, amely $P=3.29$ nap periódushoz $R=31.5 R_{\odot}$ sugarat rendel. Ez a viszonylag nagy sugár egyértelműen I-es típusú cefeidát jelent, tehát a CK Cam egy fiatal szuperóriás csillag, amit az alacsony galaktikus szélessége (8.7°) alátámaszt. Az analízishez a rövidebb hullámhossz-tartomány keresztkorrelációs sebességeit használtam, ezeket a hosszabb értékeivel kicserélve a sugár csak $0.2 R_{\odot}$ -t változott (0.6%).

A félszélesség változásai

Mint az Gillet et al. (1999) a δ Cep esetében részletesen megvizsgálta, a blendmentes fémvonalak félszélesség (FWHM) változásai párhuzamosan jelzik a légköri turbulencia módosulásait. Korábban Gillet et al. (1998) elméleti úton próbálta modellezni a jelenséget egy nemlineáris, nemadiabatikus pulzációs modell segítségével. A modellben három lökéshullám jelentkezik a pulzációs ciklus alatt, melyek Mach-számai 2 és 6 közöttiek, tehát szuperszónikusak. Mind a megfigyelések, mind a modellek egyelőre csak a δ Cepheire léteznek, ezért egyik célom a különböző periódusú csillagokban összevetni az észlelt FWHM változásokat.

Gillet et al. (1999) 288 alkalommal mérték meg a semleges vas 5576.0883 \AA hullámhosszú vonalának félszélességét. Ezzel szemben nekem 13 csillagra áll rendelkezésre hasonló mennyiségű adat, ami az "egy csillagban nagyon pontos" turbulencia-mérés helyett a statisztikai vizsgálatokra alkalmas "több csillagra kevésbé pontos" mérést teszi lehetővé. Az

1996-ban és 1997-ben felvett spektrumokban közel 60 közös vonalat tudtam azonosítani. Ebből durván 30 blendmentes, tehát tiszta profilú, nincs átfedés más vonalakkal. Néhány különböző atomfizikai paraméterű vonalra nagyon hasonló FWHM változásokat találtam, ezért a továbbiakban a semleges vas 6411.658 Å hullámhosszú vonalára szorítkozom (gerjesztési potenciálja 3.65 eV).



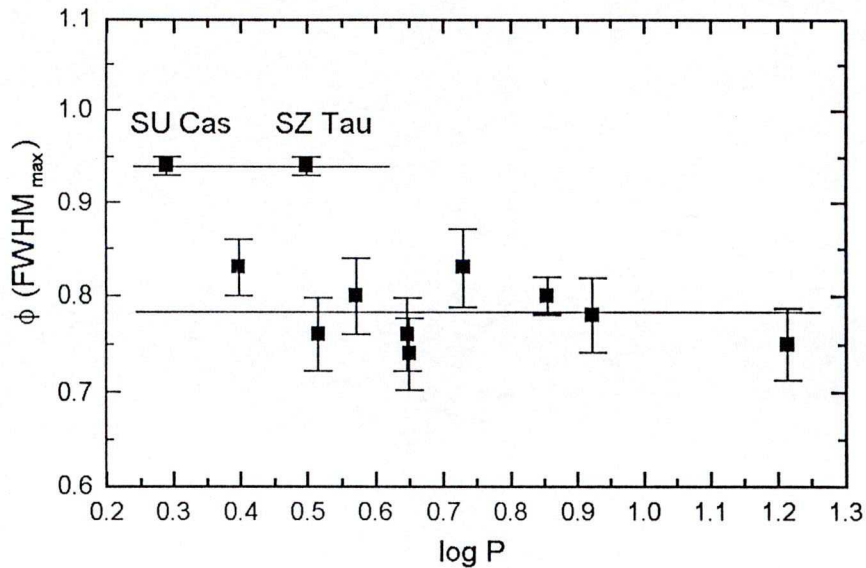
4.3.2. ábra. A Fe I 6411.658 Å vonalának FWHM változásai 13 cefeidában

A 4.3.2. ábrán a következőket vehetjük észre. A csillagok többségére (9 db) az FWHM 0.35 fázisnál éri el minimumát, 0.8 fázis körül a maximumát. A sugárváltozást a radiális sebesség görbe integrálásával kaptam meg, és azt találtam, hogy ezekben a cefeidákban a legnagyobb csillagsugárnak felel meg a legkisebb félszélesség és fordítva, a legkisebb sugár esetén legnagyobb az FWHM. Ez összhangban van a δ Cepheire kapott eredménnyel (Gillet et al. 1999), amely szerint a légkör globális kompressziója és az azt kísérő lökeshullám okozza a maximális turbulenciát, tehát a cefeidákban általánosan előforduló jelenségről van szó.

Érdekes eset a V1334 Cyg, amely fényes B-típusú kísérőcsillaggal rendelkezik (l. 4.2. fejezet). A színeképvonalak igen erősen kiszélesedtek, a periódusukkal közrefogó CK Cam és RT Aur egyaránt 0.48 Å átlagos FWHM-mel rendelkezik, míg ugyanez a V1334 Cyg-re ez 0.68 Å. Kézenfekvő a következtetés, hogy a kísérő komponens eltérő Doppler-eltolódású vonalai szélesítik ki a megfigyelt profilokat. A feltevést két további észlelés is alátámasztja: egyrészt szisztematikus elcsúszást tapasztaltam 1996 és 1997 között, másrészt egyes pulzációs fázisokban a keresztkorrelációs függvény, ill. maguk a színeképvonalak enyhén felhasadni látszanak két komponensre. Emellett különlegesen erős vonalprofil-aszimmetria változásokat

is találtam, melyeket egy kicsiny Doppler-eltolódású, a cefeidához hasonló színektípusú sárga kísércsillag jelenlétével modellezni is tudtam. Az eredmények egyelőre nagyon vázlatosak, így további vizsgálatokra van szükség (Kiss, előkészületben).

A cefeidák pulzációjával kapcsolatos további érdekesség a maximális FWHM fázisának változása a csillagokban. A 4.3.3. ábrán ezt mutatom be a periódus függvényében.



4.3.3. ábra. A maximális félértékszélesség fázisának periódusfüggése

Az SU Cas és az SZ Tau esetében nagy valószínűséggel első felhangban pulzáló csillagokról van szó (pl. Antonello & Aikawa 1995). Elképzelhető, hogy az első felhangban pulzáló cefeidák rezgéseit egy ilyen spektroszkópiai úton meg lehet különböztetni az alaplómódusban rezgő cefeidákétól, ami egyedülálló lehetőség lenne a módusdiszkriminációra. Régi probléma annak eldöntése, hogy egy cefeida fénygörbéje elegendő információval szolgál-e a módusok meghatározására. Általában a fénygörbék Fourier-paraméterei alapján következtetnek a módusra (l. 3.5. alfejezet). Ez azonban nem mindig egyértelmű. Természetesen lehetséges, hogy ez a spektroszkópiai különbözőség sem csak a pulzációs módustól függ, hiszen több tanulmány pl. az FF Aql-t és DT Cyg-et szintén első felhangú pulzátornak tekinti, ugyanakkor a 4.3.3. ábrán az alaplómódusban rezgőkkel együtt találhatók.

5. Hosszú periódusú változócsillagok

A mirák és félszabályos változók (SR-ek) kis és közepes tömegű pulzáló vörös óriáscsillagok, melyek az aszimptotikus óriáságon (AGB) helyezkednek el. Fontosságukat jól kiemeli az, hogy tömegvesztésük révén éppen ezek a csillagok a fő forrásai a diffúz csillagközi anyagnak erős tömegvesztési fázisaik révén. A pulzáció észlelt sajátosságai a csillagszerkezet jobb megértéséhez vezethetnek, ami a csillagfejlődés fontos állomásainak pontosabb modellezését segítheti elő.

A Változócsillagok Általános Katalógusának (GCVS) osztályozási rendszere a vizuális tartományban mérhető változások amplitúdóján és szabályosságán alapul. Az SR-ek V-beli amplitúdója definíció szerint 2.5 magnitúdónál kisebb, míg tipikus periódusaik 25 és néhány 100 nap közé esnek. Legfontosabb tulajdonságaikat (osztályozás, hőmérséklet, luminozitás, térbeli eloszlás, spektrális jellemzők) részletesen tárgyalja Kerschbaum & Hron (1992), Jura & Kleinmann (1992), Kerschbaum & Hron (1994), Lebzelter et al. (1995), Kerschbaum & Hron (1996), Kerschbaum et al. (1996), Hron et al. (1997). Habár a félszabályos változókat általában külön kezelik a miráktól, utóbbi időben egyre több jel utal arra, hogy a két típus sokkal szorosabb kapcsolatban állhat, mint azt korábban gondolták. Kerschbaum & Hron (1992, 1994) azt találta néhány SR-re, hogy sokkal jobban hasonlítanak a mirákra, mint azt az egyszerű GCVS-klasszifikáció sugallja. Eredményeink szerint (Szatmáry et al. 1996) a V Boo drámai amplitúdócsökkenése az elmúlt évtizedek során egy mira-SR fejlődési sorra utal. Hasonló jelenséget talált Bedding et al. (1998) az R Dor déli félszabályos csillagra, ami értelmezésük szerint azt jelzi, hogy egyes SR csoportok a mira változók speciális alosztályai lehetnek. Bedding & Zijlstra (1998) a mira és SR csillagokra a Hipparcos asztrometriai szonda mérésein alapuló periódus-fényesség relációi alapján jutott szintén hasonló következtetésre.

A másik, hosszú időre visszanyúló kérdés az SR-ek pulzációjának módusával kapcsolatos. A téma részletes áttekintését Percy & Polano (1998), ill. Percy & Parkes (1998) adja, akik arra mutatnak rá, hogy az észlelések az alap- és első felhang módusánál magasabb rendű módusok gerjesztettségét sugallják (egész a harmadik és negyedik felhangig). Wood et al. (1998) a Nagy Magellán Felhő (LMC) vörös változóira öt különböző periódus-fényesség relációt közöl a MACHO program fotometriájára alapulva, amiből szintén a harmadik és negyedik felhang jelenlétére következtetnek. Bedding et al. (1998) az R Dor megfigyelt módusváltását úgy értelmezték, hogy az az első és a harmadik felhang között történt. Mindezek azt mutatják, hogy a pusztán alpmódus és első felhang feltételezése ezekben a csillagokban egy túlegyszerűsített feltevés, míg a látszólag komplex fényváltozások mögött sok, egyszerre gerjesztett pulzációs módus jelenléte állhat.

Mint már azt említettem korábban, a félszabályos csillagok változásainak karakterisztikus ideje akár több száz nap is lehet, így érthető, hogy nagyon kevés pontos (fotografikus, vagy fotoelektromos) fotometriai mérés található róluk az irodalomban. Habár a mikrolencse-programok (MACHO, EROS, OGLE) igen mély betekintést adtak a pulzáló változócsillagok

nyitott kérdéseibe (a téma jó áttekintését adja Welch 1998), az SR-ek csak sokkal hosszabb idősorok (több évtized) alapján tanulmányozhatók kellő részletességgel. Az LMC vörös változóival kapcsolatos első eredmények a MACHO-csoporttól már megjelentek (Cook et al. 1997, Minitti et al. 1998, Alves et al. 1998, Wood et al. 1998), ennek ellenére a galaktikus SR-ek fényváltozása további vizsgálatokat tesz szükségessé. Szerencsére a fényes SR-ek többsége évtizedek óta kedvelt célpontjai a vizuálisan észlelő amatőrcsillagászoknak, így akár 50-70 év hosszú folyamatos adatsorok is rendelkezésre állnak bizonyos csillagokról. Természetesen ezek pontossága jóval elmarad még a fotografikus mérésektől is, de a periodicitások szempontjából igen jól használhatók (l. pl. Percy et al. 1993, Mattei et al. 1998, Andronov 1998).

5.1. Többszörös periodicitás félszabályos változócsillagokban

(Kiss et al. 1999c,f, West et al. 1999, Kiss & Szatmáry, 1999, Szatmáry et al. 1996, Szatmáry et al. 1995)

A félszabályos változókkal kapcsolatos jelen vizsgálataim során 93 SR vizuális adatsorait analizáltam, különös tekintettel az általános jellemzőkre, illetve egyes érdekes speciális jelenségekre. Ezeke röviden úgy lehetne összefoglalni, hogy az egyszerre gerjesztett nagy számú pulzációs módus jelenléte mellett több csillagban sikerült kimutatni a módusváltás jelenségét, egy csillagnál pedig valószínűsítettem a mirából félszabályossá való fejlődést.

Megfigyelések

Az analízishez felhasznált észlelések túlnyomó része három nemzetközi amatőr adatbázisból származik. Ezek a következők: Association Francaise des Observateurs d'Etoiles Variables (AFOEV¹), a Variable Star Observers' League in Japan (VSOLJ²), illetve a Magyar Csillagászati Egyesület - Változócsillag Szakcsoport (MCSE VCSz³). Az összegyűjtött és szétválogatott vizuális fényességbecslések az említett publikusan elérhető internetes helyeken idő-fényesség adatfájlok formájában letölthetők. Az adatok kisebb hányada az American Association of Variable Star Observers (AAVSO) szervezettől származott. (Itt szeretném megjegyezni, hogy habár ez nem tartozik szorosan az értekezés témájához, de 1991 óta az én feladatomból az MCSE VCSSZ-hez érkező, évente kb. 40 ezer egyedi észlelés számítógépesítése és csillagonkénti rendszerezése, azaz az egész adatbank karbantartása (l. Kiss 1999).)

A programcsillagok kiválasztásánál a fő kritérium a rendelkezésre álló fénygörbék hossza és folytonossága volt. A megfelelő frekvencia-felbontás érdekében azokat a csillagokat tartottam meg, melyeknek legalább 10 év hosszú folyamatos fénygörbéje van. Az ennek megfelelő frekvenciabeli felbontás ($\sim 1/\text{hossz}$) $2.7 \cdot 10^{-4}$ ciklus/nap (c/d). A legtöbb esetben a vizsgált adatsorok elérik az 50 év hosszát, míg egyes esetekben a 70-80 év is előfordul. Néhány csillagnál gyakorlatilag az I. világháború kitörése óta folyamatos észlelés-sorozat áll rendelkezésre. A minden szempontból megfelelőnek tekintett programcsillagok listáját az 5.1.1. táblázatban foglaltam össze. A végső mintába a GCVS-ben mirának klasszifikált Y Per is szerepel, mivel az utóbbi időben félszabályos jellegű fényváltozást mutat.

A perióduskeresés előtt két fontos lépést történt, mégpedig a 10 napos átlaggörbék kiszámítása (l. később), illetve a különböző forrásokból származó adatok egyesítése. Néhány egyszerű teszttel megvizsgáltam, hogy mi célszerűbb, azaz előbb kell átlagolni és utána egyesíteni pl. a francia, japán és magyar adatokat, vagy pedig fordítva. A különböző eredetű

¹ <ftp://cdsarc.u-strasbg.fr/pub/aftev>

² <http://www.kusastr.kyoto-u.ac.jp/vsnet/gcvs>

³ <http://www.mcse.hu/vcssz/data>

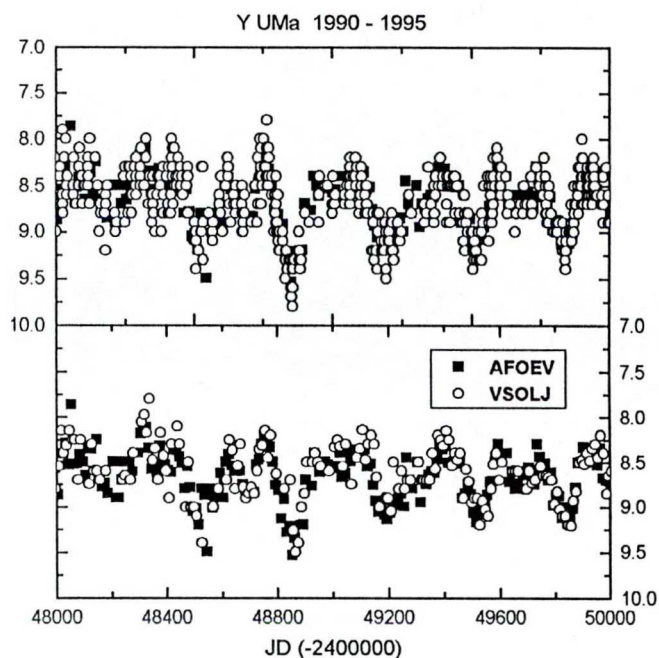
Név (GCVS)	Név (IRAS)	Típ.	Per.	Sp. típus	Név (GCVS)	Név (IRAS)	Típ.	Per.	Sp. típus
O-gazdag									
RU And	--	SRa	238	M5e-M6e	Y UMa	12380+5607	SRb	168	M7II-III:
RV And	02078+4842	SRa	171	M4e	Z UMa	11538+5808	SRb	196	M5IIIe
V Aqr	20443+0215	SRa	244	M6e	RY UMa	12180+6135	SRb	310	M2-M3IIIe
S Aql	20093+1528	SRa	146	M3e-M5.5e	ST UMa	11251+4527	SRb	110	M4-M5III
GY Aql	19474-0744	SR	204	M6III:e-M8	R UMi	16306+7223	SRb	326	M7IIIe
T Ari	02455+1718	SRa	317	M6e-M8e	V Umi	13377+7433	SRb	72	M5IIIab
RS Aur	--	SRa	170	M4e-M6e	SW Vir	13114-0232	SRb	150	M7III
U Boo	14520+1753	SRb	201	M4e	RU Vul	--	SRa	174	M3e-M4e
V Boo	14277+3904	SRa	258	M6e	C-gazdag				
RV Boo	14371+3245	SRb	137	M5e-M7e	ST And	23362+3529	SRa	328	C4,3e-C6,4e
RS Cam	08439+7908	SRb	89	M4III	VX And	00172+4425	SRa	369	C4,5
RR Cam	05294+7225	SRa	124	M6	AQ And	00248+3518	SR	346	C5,4
RY Cam	04261+6420	SRb	136	M3III	V Aql	19017-0545	SRb	353	C5,4-C6,4
RT Cnc	08555+1102	SRb	60	M5III	S Aur	05238+3406	SR	590	C4-5
V CVn	13172+4547	SRa	192	M4e-M6eIIIa:	UU Aur	06331+3829	SRb	234	C5,3-C7,4
SV Cas	23365+5159	SRa	265	M6,5	S Cam	05356+6846	SRa	327	C7,3e
AA Cas	01163+5604	Lb		M6III	U Cam	03374+6229	SRb		C3,9-C6,4e
SS Cep	03415+8010	SRb	90	M5III	ST Cam	04459+6804	SRb	300	C5,4
DM Cep	22073+7231	Lb		M4	T Cnc	08538+2002	SRb	482	C3,8-C5,5
RS CrB	15566+3609	SRa	322	M7	X Cnc	08525+1725	SRb	195	C5,4
W Cyg	21341+4508	SRb	131	M4e-M6eIII	V CVn	12427+4542	SRb	157	C5,4J
RU Cyg	21389+5405	SRa	233	M6e-M8e	RT Cap	20141-2128	SRb	393	C6,4
RZ Cyg	20502+4709	SRa	276	M7,0-M8,2ea	WZ Cas	23587+6004	SRb	186	C9,2
TZ Cyg	19147+5004	Lb		M6	RS Cyg	20115+3834	SRa	417	C8,2e
AB Cyg	--	SRb	520	M4IIIe	RV Cyg	21412+3747	SRb	263	C6,4e
AF Cyg	19287+4602	SRb	93	M5e-M7	TT Cyg	19390+3229	SRb	118	C5,4e
U Del	20431+1754	SRb	110	M5II-III	AW Cyg	19272+4556	SRb	340	C4,5
CT Del	20270+0943	Lb		M7	V460 Cyg	21399+3516	SRb	180	C6,4
CZ Del	20312+0920	SRb	123	M5	RY Dra	12544+6615	SRb:	200	C4,5
EU Del	20356+1805	SRb	60	M6,4III	UX Dra	19233+7627	SRa:	168	C7,3
S Dra	16418+5459	SRb	136	M7	RR Her	16028+5038	SRb	240	C5,7e-C8,1e
TX Dra	16342+6034	SRb	78	M4e-M5	U Hya	10350-1307	SRb	450	C6,5
AH Dra	16473+5753	SRb	158	M7	V Hya	10491-2059	SRa	531	C6,3e-C7,5e
SW Gem	06564+2606	SRa	680	M5III	W Ori	05028+0106	SRb	212	C5,4
X Her	16011+4722	SRb	95	M6e	Y Per	03242+4400	M	249	C4,3e
ST Her	15492+4837	SRb	148	M6-7IIIas	SY Per	04127+5030	SRa	474	C6,4e
UW Her	17126+3625	SRb	104	M5e	S Sct	18476-0758	SRb	148	C6,4
g Her	16269+4159	SRb	89	M6III	Y Tau	05426+2046	SRb	242	C6.5,4e
RT Hya	08272-0609	SRb	290	M6e-M8e	SS Vir	12226+0102	SRa	364	C6,3e
RY Leo	10015+1413	SRb	155	M2e	Bizonytalan				
U LMi	09516+3619	SRa	272	M6e	T Cen	13388-3320	SRa	90	K0:e-M4II:e
RX Lep	05090-1155	SRb	60	M6,2III	AI Cyg	20297+3221	SRb	197	M6-M7
SV Lyn	08003+3629	SRb	70	M5III	GY Cyg	--	SRb	300	M7p
X Mon	06548-0859	SRa	156	M1eIII-M6ep	V930 Cyg	19371+3021	Lb		
BQ Ori	05540+2250	SR	110	M5IIIe-M8III	RS Gem	06584+3035	SRb	140	M3-M8
UZ Per	03170+3150	SRb	927	M5II-III	RX UMa	09100+6728	SRb	195	M5
τ-4 Ser	15341+1515	SRb	100	M6IIb-IIIa					
W Tau	04250+1555	SRb	265	M4-M6.5					
V UMa	09047+5118	SRb	208	M5-M6					

5.1.1. táblázat. A vizsgált félszabályos csillagok. A típus, periódus és spektráltípus adatok a GCVS-ből származnak

fénygörbéket egymásra rajzolva azt találtam, hogy az eltérések sehol nem haladják meg az egyedi adatsorok szórását. Ennek illusztrálására szolgál az 5.1.1. ábra, ahol az Y UMa (SRb típus) francia és japán eredeti, ill. 10-napos átlagolt fénygörbéit mutatom be. Az egyedi pontok becsült hibája a tapasztalatok szerint kb. ± 0.3 magnitúdó. A két görbe igen hasonló lefutású és szépen fedik egymást, ami azt mutatja, hogy az alkalmazott összehasonlító-sorozatokat jól definiált vizuális fényesség-rendszert adnak meg. A programcsillagok többségére

ezt a következtetést lehetett megállapítani, így egyszerűen összefésültem a különböző adatbázisok idősorait. Feltehetően valamivel nagyobb pontosságot érhettem volna el a legaktívabb megfigyelők eltéréseit korrigáló személyi korrekciók bevezetésével, azonban további tesztek azt mutatták, hogy az adatsorok hossza sokkal fontosabb, mint az egyedi megfigyelések pontossága. A vizuális észlelések homogenitásáról részletes áttekintést ad Sterken & Manfroid (1992).

Az átlagolás során 10 napos időintervallumokban összeátlagoltuk a megfigyeléseket. Mivel az SR csillagok tipikusan legalább 100 napos karakterisztikus idővel bírnak, ez az átlagolási egység nem simítja el túlzottan a fénygörbék információ-tartalmát. A pontosság javulásának durva becslése a következő: a fentebb említettnek megfelelően a megfigyelések becsült pontosság ± 0.3 mag körüli. Ha egy átlagértéket legalább 10 pont szolgáltat, akkor annak standard hibája hozzávetőlegesen $0.3/(10)^{1/2} = 0.1$ mag lesz. A vizsgált csillagok jelentősebb részére ez a feltétel igaz is, így nagyságrendileg ilyen pontosság-javulást érhattünk el rájuk. Az eredeti fénygörbék lokális átlagértékétől legalább 3σ -val kilógó pontjait egyszerűen töröltem az adatsorokból, amihez vizuálisan átvizsgáltam az összes fénygörbét.



5.1.1. ábra. Az Y UMa különböző eredetű fénygörbéinek összehasonlítása (felül: átlagolás előtt; alul: átlagolás után)

5.1.1. ábra. Az Y UMa különböző eredetű fénygörbéinek összehasonlítása (felül: átlagolás előtt; alul: átlagolás után)

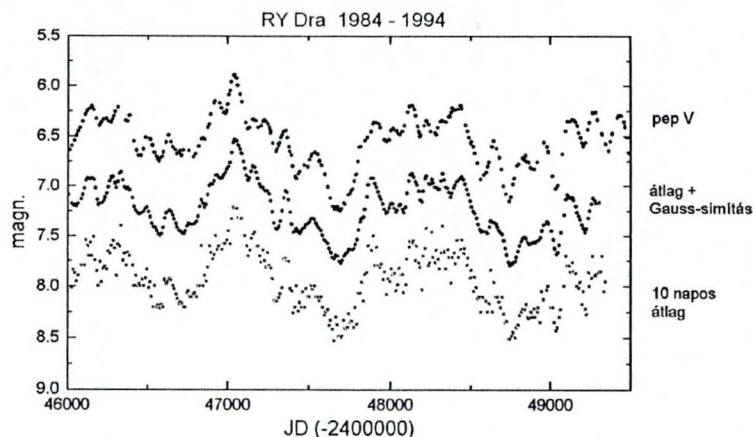
Tesztek

Három teszttel vizsgáltam meg a vizuális adatok megbízhatóságát és használhatóságát. A legkézenfekvőbb teszt a szimultán fotoelektromos V-mérésekkel való összehasonlítás. Habár az emberi szem spektrális érzékenysége valamivel eltér a Johnson-féle fotometriai rendszer V szűrőjének áteresztési görbétől, mégis lehet találni viszonylag pontos átváltási formulákat a kétféle fényesség között. Zissell (1998) enyhén módosította a Stanton (1981) által javasolt transzformációs egyenlet zéruspontját, ami így a következő alakú:

$$m_{\text{viz.}} = V + 0.182 (B-V) - 0.032 \quad (5.1.1)$$

A félszabályos változócsillagokról rendelkezésre álló igen gyér fotometriai mérések szerint a $(B-V)$ színindexük sokkal kisebb amplitúdóval változik, mint a V fényesség, így jó közelítéssel feltehető, hogy a fotoelektromos V és vizuális fénygörbék között egy egyszerű

konstanssal való eltolás van. Ez természetesen csak a tizedmagnitúdós skálán igaz, amely pontosságot azonban a vizuális észlelések csak a legritkább esetben haladják meg.



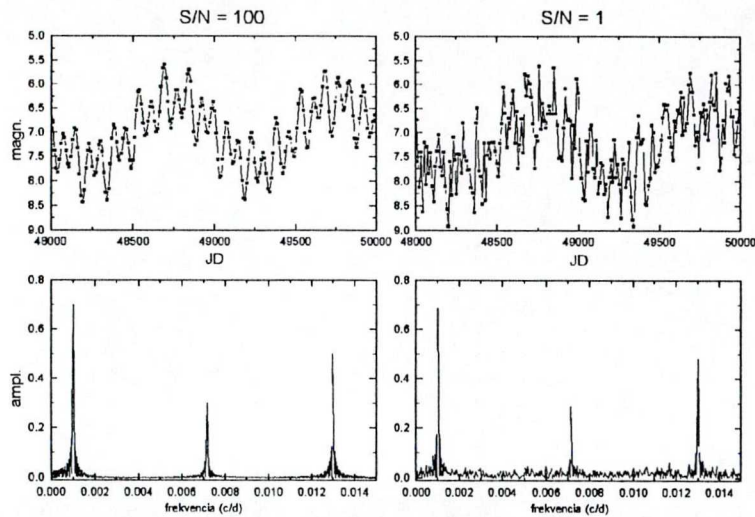
5.1.2. ábra Az RY Dra fotoelektromos és vizuális adatsorainak összehasonlítása

Egy közvetlen összehasonlítás látható az 5.1.2. ábrán, ahol az RY Dra (SRb:) vizuális adatait a Grinnel College-ben (USA) végzett fotoelektromos V mérésekkel együtt ábrázoltam. A legfelső görbe a fotoelektromos, a legalsó a 10 napos vizuális átlag, míg a középső az alsónak egy zajszűrt változata, ahol a zajszűrést egy 8 nap félértékű Gauss-súlyfüggvénnyel való extra átlagolással értem el. Fontos megjegyezni, hogy amíg az egyszerű átlaggörbét mesterségesen elcsúsztattam függőleges irányban, addig a simított vizuális és fotoelektromos görbe közötti magnitúdó-különbség a tényleges szín-effektusok következménye. A megfigyelt átlagos 0.60 magnitúdós eltérés igen jó egyezésben van az (5.1.1) által jóslott 0.57 magnitúdóval (az RY Dra átlagos színindexe $(B-V) = 3.3$). Az egyezés a vizuális és fotoelektromos görbék között igen jó, még a tizedmagnitúdós skálájú legkisebb hullámok is jól megfeleltethetők a két adatsorban. Hasonló következtetésre lehet jutni a Hipparcos Tycho-V mérésekkel (ESA 1997⁴) való összehasonlítással is: a vizuális megfigyelések nagyon hasonló lefutású fénygörbéket adnak, mint a fotoelektromos mérések.

A második tesztet egy numerikus szimuláció volt, amellyel a fénygörbék alacsony jel/zaj (S/N) arányának hatását vettem össze az adatsorok hosszának fontosságával. Többféle mesterséges adatsort készítettem, melyek hasonló amplitúdókkal és periódusokkal rendelkeztek, mint a megfigyelt csillagok. Ezután különböző erősségű fehérzajt kevertem az adatokhoz, aminek amplitúdójával be lehetett állítani az S/N értékét. Ezután kiszámítottam a "fénygörbe" diszkrét Fourier-transzformáltját a periodicitások kimutatása céljából. Egy konkrét teszt eredményét mutatja az 5.1.3. ábra, ahol három harmonikus összetevőből álló ($A_0 = 0.7$ magn., $P_0 = 1000$ nap, $A_1 = 0.3$ magn., $P_1 = 140$ nap, $A_2 = 0.5$ magn., $P_2 = 77$ nap), 16 ezer

⁴ <http://astro.estec.esa.nl/Hipparcos>

nap hosszú, $S/N = 1$ és 100 értékekkel jellemezhető görbék, ill. amplitúdó-spektrumuk látható.

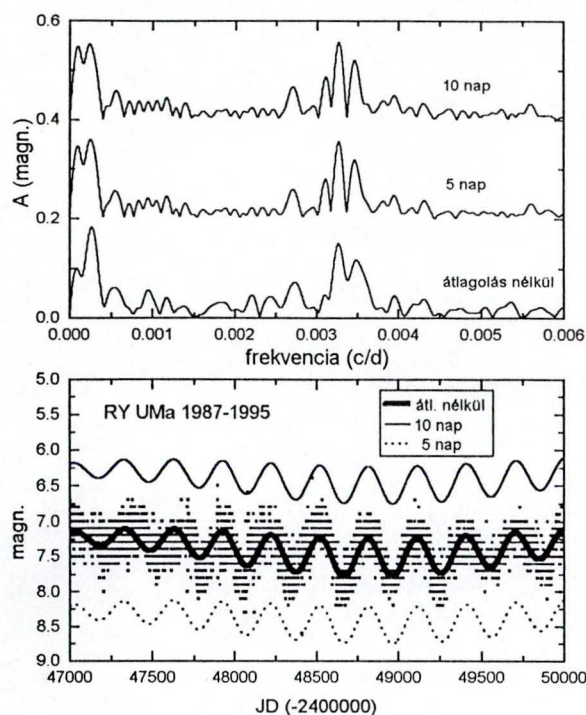


5.1.3. ábra. Szimulált adatsorok és Fourier-spektrumaik. Jól látszik, hogy az adatsor hossza fontosabb, mint az egyedi mérések hibája

Egyértelmű, hogy a periódus és amplitúdó meghatározása gyakorlatilag majdnem független a vizsgált adatsor jel/zaj viszonyától, ha az elegendően hosszú. Ez azzal magyarázható, hogy a zaj elegendő számú megfigyelés esetén független a fényességtől, azaz a jeltől, így ezek a mennyiségek a frekvencia-tartományban is függetlenek. A valódi megfigyelések sok észlelőtől származnak párhuzamosan, akik észleléseiket egymástól teljesen függetlenül végzik, így az észlelési hibák sem korrelálnak egymással. Igen részletesen megvizsgáltam ezt a kérdést és végül is arra következtettem, hogy a kiválasztott csillagok adatsorai kielégítő hosszúságúak a pontos periódus-analízishez. Ez az eredmény lényegében megegyezik Szatmáry & Vinkó (1992) hasonló következtetéseivel. Meg kell még jegyezni, hogy az észlelések és a zaj függetlensége csak a nem túl nagy amplitúdójú félszabályos változókra tételvezhető fel. Ezzel szemben pl. a nagyamplitúdójú mirákra már elképzelhető, hogy minimumfényességük közelében a viszonylag kis távcsövekkel észlelő amatőr csillagászok észlelési hibái a gyenge detektálás miatt megnőnek, tehát a zaj függ a csillagok aktuális fényességétől.

Harmadik tesztet az átlagolás frekvencia és amplitúdó meghatározási pontosságra való hatásait vizsgálta. Az átlagolás legfontosabb következménye a fénygörbe amplitúdójának lecsökkenése, míg a kapott frekvenciák is különbözhetnek valamennyire. A kérdést átlagolatlan, 5 napos és 10 napos átlaggörbék frekvencia-analízisével jártam körbe.

Az eredmények rövid összefoglalása az 5.1.4. ábrán látható, amelyen konkrétan az RY UMa-val (SRb típus) kapcsolatos összehasonlítást mutatom be. Három különböző amplitúdó-spektrumot ábrázoltam az adatsoroknak megfelelően. A 4 legszignifikánsabb csúcs amplitúdói és frekvenciái enyhén különböznek, értékeiket az 5.1.2. táblázatban foglaltam össze. Sem ezek, sem az általuk megvalósított négy harmonikus komponenssel rendelkező illesztés nem különbözik szignifikánsan, mint az az 5.1.4. ábra alsó felén látható. Mindez azt sugallja, hogy



5.1.4. ábra. Az átlagolás hatása az RY UMa esetében. Fent: Fourier-spektrumok; alul: illesztett fénygörbék

	átl. nélkül	5 nap	10 nap
f_0	0.000104	0.000100	0.000100
A_0	0.119	0.146	0.152
f_1	0.000272	0.000252	0.000248
A_1	0.178	0.170	0.165
f_2	0.003276	0.003276	0.003271
A_2	0.145	0.153	0.156
f_3	0.003500	0.003480	0.003480
A_3	0.119	0.108	0.113

5.1.2. táblázat. Az RY UMa különböző módon feldolgozott adatsorainak négy fő frekvencia-komponense.

Periódus-analízis

Ehhez kiszámítottam az összes egyesített és átlagolt fénygörbe diszkrét Fourier-transzformáltját (DFT). A frekvenciák 0-0.025 c/d között változtak, míg a lépésköz $4 \cdot 10^{-6}$ c/d volt. A számításokat Sperl (1998⁵) Period98 programjával végeztem el, néhány példa spektrumot az 5.1.5. ábrán mutatok be.

a különbségek alapvetően a zajos adatsorok egész analízisének belső bizonytalanságaiból származik és maga az átlagolás nem hoz be új komponenseket, illetve nem változtatja meg a DFT komponenseinek legfontosabb jellemzőit. Teljesen azonos eredményeket kaptam még a 100 napnál rövidebb periódusokkal jellemezhető csillagokra is (pl. TX Dra), ismét csak arra utalva, hogy az átlagolás hatása a frekvencia-spektrumra elhanyagolható. A számított amplitúdók bizonytalansága természetesen nagyobb, de ezek különben is erős ciklusról-ciklusra való változásokat mutatnak, így pontos vizsgálatuk nem is szerepelt a periodicitásokra irányuló munkám céljai között.

⁵ <http://dsn.astro.univie.ac.at/period98>



Csillag	<m>	ΔT	P (GCVS)	P	Amp.
RV And	10.0	22300	171	165 (5)	0.30
S Aql	10.5	25800	146	143 (3)	0.98
GY Aql	12.3	3000	204	464 (4)	2.35
T Ari	9.5	33000	317	320 (3)	0.91
S Aur	11.2	18800	590	596 (6)	0.61
U Boo	11.2	23300	201	204 (3)	0.62
RV Boo	8.5	7000	137	144 (2)	0.09
S Cam	9.3	28000	327	327 (1)	0.81
RY Cam	8.4	8500	136	134 (1)	0.16
T Cnc	9.0	12400	482	488 (4)	0.34
RT Cap	7.5	24000	393	400 (4)	0.31
T Cen	7.0	12400	90	91 (1)	0.62
DM Cep	7.9	6500	--	367 (3)	0.12
RS CrB	7.5	12400	322	331 (1)	0.19
AI Cyg	9.0	3000	197	146 (2)	0.18
GY Cyg	10.6	8000	300	143 (1)	0.13
V460 Cyg	6.5	6400	180	160 (10)	0.08
V930 Cyg	12.5	2000	--	247 (3)	0.72
EU Del	6.2	11000	60	62 (1)	0.08
SW Gem	8.8	11800	680	700 (10)	0.10
RR Her	9.0	27800	240	250 (10)	0.54
RT Hya	8.1	12400	290	255 (3)	0.20
U Hya	5.3	27800	450	791 (5)	0.06
X Mon	8.4	26600	156	148 (7)	0.59
SY Per	10.7	5000	474	477 (9)	0.89
UZ Per	8.7	4000	927	850 (10)	0.25
W Tau	10.4	24800	265	243 (3)	0.27
V UMa	10.4	12400	208	198 (2)	0.19
SS Vir	8.3	25500	364	361 (1)	0.81

5.1.3. táblázat. Monoperiodikus félszabályos változócsillagok. <m> – átlagos vizuális fényesség; ΔT – adatsor hossza napokban; P (GCVS) – a GCVS-ben szereplő periódus; P – számolt periódus; Amp. – Fourier-félamplitúdó

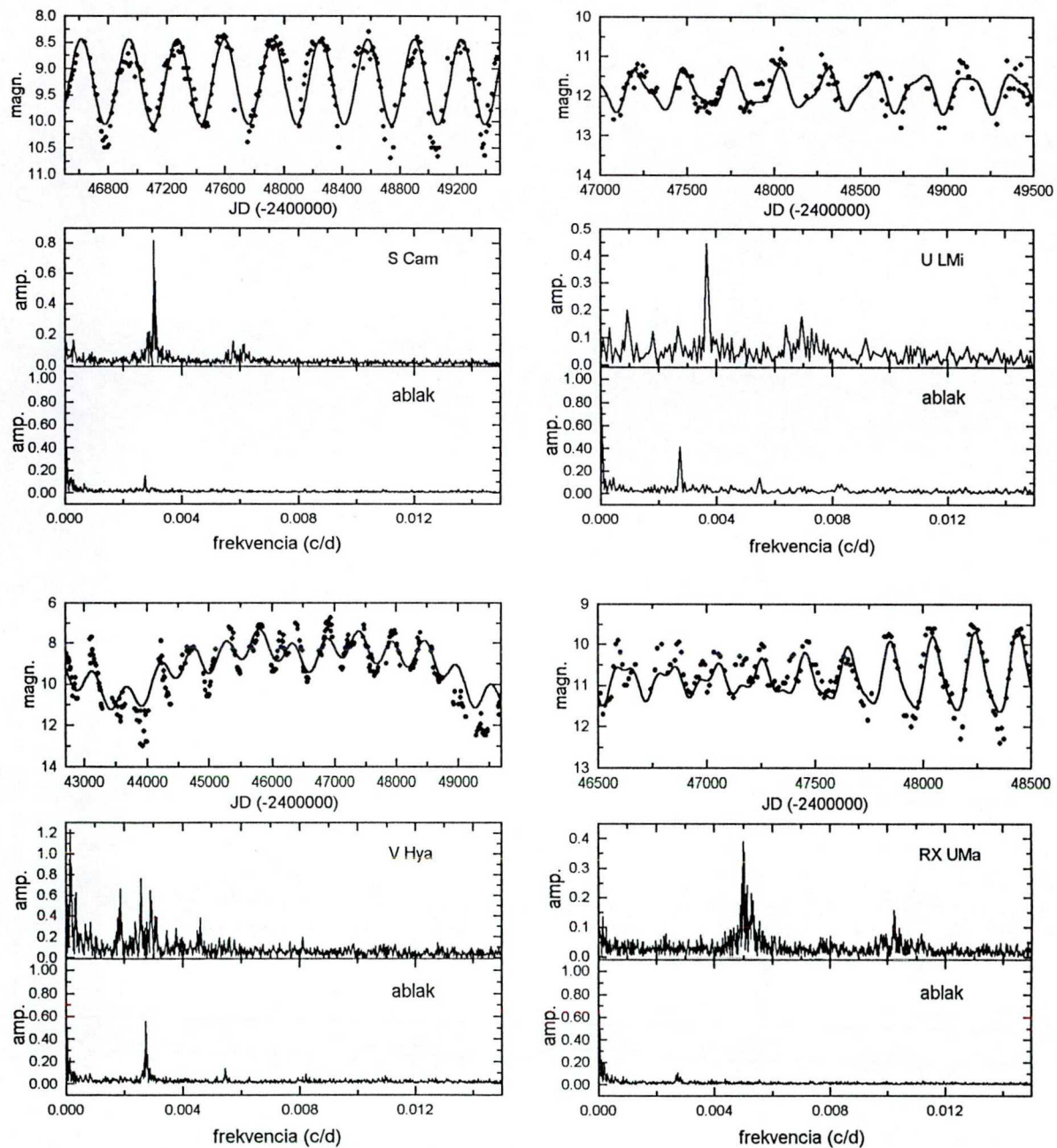
A félszabályos változók időben változó frekvencia-összetétele miatt (l. pl. Mattei et al. 1998) nem törekedtem a frekvencia-spektrum összes csúcsának tényleges periódusként való értelmezésére, hanem csak a legszignifikánsabb 2-4 csúcsot tekintettem kiindulási alapnak. A ciklusról-cikusra történő enyhe periódusváltozások mellett további nehézséget jelent a frekvencia-spektrum értelmezésében az éves hamis csúcsok, aliasok, illetve a több frekvencia esetén az összeg- és különbségrekvenciák megjelenése. A Period98 által megvalósítható iteratív periódusmeghatározás sokat segített a legjellemzőbb periódusok azonosításában. Az átlagfényesség hosszútávú változásai szintén erős hamis csúcsokat okoznak a DFT kisfrekvenciájú tartományában, melyeket nem szabad figyelembe venni a pulzációs eredetű frekvenciák keresése során. Ez természetesen további bizonytalanságokat idéz elő bizonyos, első sorban kis amplitúdójú csillagokban, amit azonban gyakorlatilag lehetetlen kikerülni.

Az eredményül kapott periódusokat a következőképpen lehet összefoglalni. A tanulmányozott 93 csillag közül 29 tisztán monoperiodikus, 56 egyértelműen többszörösen

Csillag	<m>	ΔT	P (GCVS)	P_0	A_0	P_1	A_1
ST And	10.0	5300	328	338 (2)	1.15	181 (1)	0.20
VX And	8.5	5800	369	904 (5)	0.16	375 (2)	0.27
AQ And	8.6	8200	346	346 (1)	0.15	169 (1)	0.18
V Aqr	8.7	22800	244	689 (5)	0.25	241 (2)	0.35
V Aql	7.4	28300	353	400 (50)	0.10	215 (1)	0.11
RS Aur	10.0	22300	170	173 (1)	0.29	168 (1)	0.23
UU Aur	5.7	21800	234	441 (2)	0.15	235 (2)	0.09
V Boo	8.7	27800	258	257 (1)	0.86	137 (1)	0.19
RR Cam	10.5	12400	124	223 (2)	0.09	124 (1)	0.10
V CVn	7.5	26400	192	194 (1)	0.42	186 (1)	0.13
SV Cas	8.6	25000	265	460 (4)	0.48	262 (2)	0.32
WZ Cas	7.2	11000	186	373 (1)	0.16	187 (1)	0.09
SS Cep	7.3	27000	90	340 (10)	0.07	100 (5)	0.05
W Cyg	6.2	33400	131	240 (5)	0.05	130 (5)	0.14
RS Cyg	8.0	27800	417	422 (4)	0.48	211 (2)	0.20
RU Cyg	8.5	26800	233	441 (1)	0.16	234 (1)	0.96
RZ Cyg	11.8	28800	276	537 (2)	0.63	271 (4)	0.86
TT Cyg	8.0	25500	118	390 (10)	0.03	188 (5)	0.03
TZ Cyg	10.8	9500	--	138 (1)	0.06	79 (1)	0.05
AB Cyg	7.9	25400	520	513 (2)	0.17	429 (2)	0.07
AW Cyg	8.9	22300	340	3700 (50)	0.10	387 (3)	0.10
U Del	7.0	29800	110	1146 (10)	0.21	580 (5)	0.05
S Dra	8.9	26600	136	311 (1)	0.12	172 (2)	0.12
RY Dra	7.0	8800	200	1150 (20)	0.20	300 (10)	0.10
UX Dra	6.7	8000	168	317 (2)	0.08	176 (1)	0.10
AH Dra	7.8	8600	158	189 (1)	0.25	107 (1)	0.12
RS Gem	10.6	12400	140	271 (1)	0.25	148 (1)	0.22
X Her	6.7	33500	95	178 (5)	0.05	102 (5)	0.03
ST Her	7.9	25000	148	263 (2)	0.08	149 (1)	0.08
g Her	5.1	9000	89	887 (5)	0.20	90 (1)	0.07
V Hya	9.1	32600	531	6400 (50)	1.22	531 (3)	0.66
RY Leo	10.2	22000	155	160 (1)	0.40	145 (1)	0.28
U LMi	11.8	10000	272	272 (2)	0.45	144 (1)	0.16
W Ori	6.5	33300	212	2390 (20)	0.15	208 (1)	0.08
BQ Ori	7.9	26000	110	240 (6)	0.14	127 (2)	0.10
Y Per	9.4	24000	249	245 (1)	0.36	127 (1)	0.16
S Sct	7.3	22400	148	269 (5)	0.08	149 (2)	0.10
τ -4 Ser	6.7	5800	100	1240 (10)	0.10	111 (1)	0.09
Y Tau	7.4	27000	242	461 (2)	0.18	242 (1)	0.18
Z UMa	7.8	31000	196	195 (1)	0.33	100 (1)	0.05
RY UMa	7.3	9800	310	305 (1)	0.16	287 (1)	0.11
ST UMa	6.8	26000	110	5300 (20)	0.11	615 (6)	0.09
R UMi	9.7	28000	326	325 (1)	0.42	170 (1)	0.11
RU Vul	9.3	19500	174	369 (2)	0.13	136 (1)	0.11

Csillag	<m>	ΔT	P (GCVS)	P_0	A_0	P_1	A_1	P_2	A_2
U Cam	8.2	26800	--	2800 (100)	0.13	400 (30)	0.09	220 (5)	0.09
RS Cam	8.7	25000	89	966 (10)	0.17	160 (1)	0.15	90 (1)	0.12
ST Cam	7.3	28000	300	1580 (10)	0.10	372 (3)	0.12	202 (2)	0.08
X Cnc	6.7	25800	195	1870 (10)	0.08	350 (3)	0.08	193 (1)	0.09
Y CVn	5.7	28500	157	3000 (100)	0.08	273 (3)	0.06	160 (2)	0.05
AF Cyg	7.2	26600	93	921 (10)	0.08	163 (1)	0.11	93 (1)	0.11
TX Dra	7.6	26800	78	706 (2)	0.10	137 (1)	0.06	77 (3)	0.07
UW Her	8.1	8600	104	1000 (10)	0.09	172 (1)	0.08	107 (1)	0.09
Y UMa	8.6	32000	168	324 (1)	0.16	315 (1)	0.09	164 (2)	0.06
RX UMa	10.6	33200	195	201 (1)	0.37	189 (1)	0.26	98 (0.5)	0.16
V UMi	8.1	29000	72	737 (10)	0.06	126 (2)	0.04	73 (0.5)	0.06
SW Vir	7.6	8500	150	1700 (50)	0.15	164 (1)	0.13	154 (1)	0.20

5.1.4-5. táblázat. Kétszeres és háromszoros periodicitású félszabályos változócsillagok. A jó egyezésben levő irodalmi és új periódusokat a könnyebb áttekinthetőség érdekében kiemeltem.



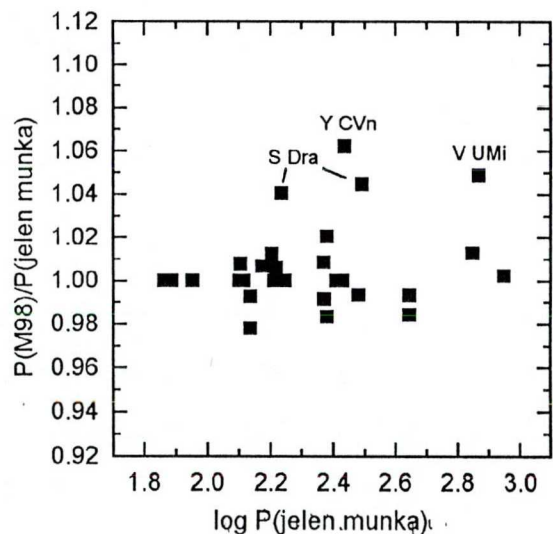
5.1.5. ábra. Fourier-spektrumok egy- (S Cam), két- (U LMi és V Hya), ill. háromkomponensű (RX UMa) illesztésekkel.

periodikus (44 bi- és 12 triperiodikus) csillagot találtam, míg 8 csillag lényegében irregulárisnak adódott (ez azt jelenti, hogy egyetlen csúcsot sem találtam a DFT-ben, ami a számított zajszint fölé emelkedett volna). A legfontosabb jellemzőket a periodikus csillagokra az 5.1.3-5. táblázatokban foglalom össze. A periódusok bizonytalanságát a spektrumok csúcsainak 90%-os maximális magasságnál tapasztalható szélességéből becsültem meg. Egy csillagnál (RS Cam, SRb típus) igen nagy valószínűséggel egy negyedik periódust is sikerült kimutatni ($P_3 = 81$ nap, $A_3 = 0.1$ mag). Az amplitúdó-értékek sokkal bizonytalanabbak a periódusoktól a már fentebb említett okok miatt, így a táblázatokban szereplő amplitúdók csak a rezgések egymáshoz viszonyított relatív erősségeiről árulkodnak. A valós amplitúdó- és frekvencia-változásokat a wavelet-analízis módszerével vizsgáltuk, ami egy igen hasznos eszköz az időben változó frekvencia-összetételű jelek vizsgálatában (l. pl. Bedding et al. 1998, Barthés & Mattei 1997, Szatmáry et al. 1996, Foster 1996, Gál & Szatmáry 1995a, Szatmáry et al. 1994, Kolláth & Szeidl 1993, Vinkó & Szatmáry 1992).

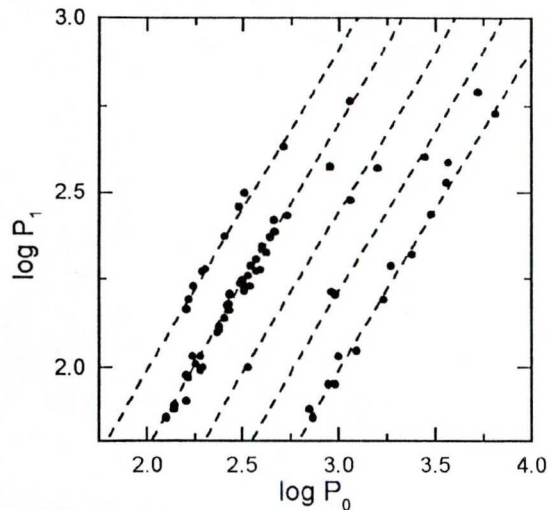
A többszörös periodicitás értelmezése

Mattei et al. (1998) 30 félszabályos csillagról mutatta ki a kétszeres periodicitást. Az általam vizsgált mintában 16 csillag közös, amelyekre a számított periódusok nagyon jó egyezésben vannak a korábbi tanulmány eredményeivel. Ugyanez igaz a két közös háromszoros periodicitású csillagra, a TX Dra-ra és a V UMi-ra. Mivel a félszabályos változók meglehetősen zajos fénygörbéinek analízise nem feltétlenül szolgál megbízható eredményeket, célszerű összehasonlítani a mások független módon kapott periódusait az új értékekkel. Ezt mutatom be az 5.1.6. ábrán, ahol a két forrás periódusarányait ábrázoltam az új periódusok függvényében. Szignifikánsan csak az S Dra, Y CVn és V UMi térnek el. Ez azzal magyarázható, hogy a Mattei et al. (1998) által vizsgált adatsor hossza alig fele az enyémnek, így aztán az instabil periódusok más hosszúságú adatsorból némileg különböző értékkel kerülnek ki. A globális egyezést szem előtt tartva elfogadhatjuk, hogy az alkalmazott perióduskereső eljárás konzisztens eredményeket szolgáltatott a korábbi független számításokkal.

A periódusok eloszlásának vizsgálatához az 56 többszörösen periodikus csillag periódusaiból párokat képeztem (három periódus esetén sorba raktam őket és a két szomszédos érték képezett egy párt), majd ezeket egymás függvényében ábrázoltam az 5.1.7.

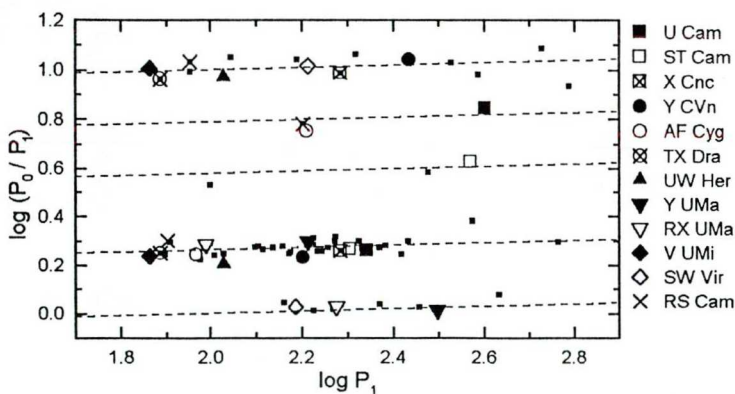


5.1.6. ábra. 16, Mattei et al. (1998) munkájával közös csillag 24 periódusának összehasonlítása.



5.1.7. ábra. A többszörös periodicitású csillagok "rövidebb" periódusai a "hosszabbak" függvényében.

Mivel a pulzációelmélet a periódusarányokból következtet a módusokra, ezért bemutatom a vizsgált multiperiodikus csillagok Petersen-diagramját is (5.1.8. ábra), melyen a "rövidebb" periódusok függvényében ábrázoltuk a "hosszabb"/"rövidebb" arányt. A legtöbb csillag 1.80 és 2.00 közötti arányú periódusokkal változik, míg a többi szekvenciához a következő arányok tartoznak: 10–12, 6.0, 3.60–3.90, 1.02–1.10. Mattei et al. (1998) az általuk tanulmányozott multiperiodikus SR csillagok 63%-ánál talált 1.80–2.00 közötti periódusarányt (19 csillag a 30-ból). A mi közel kétszer nagyobb mintánk is alátámasztja ezt a statisztikát, mivel az 56 többszörös periodicitású SR közül 39-ben találtunk (70%) az 1.90 ± 0.15 tartományba eső arányokat. Az 5.1.8-as ábra szaggatott vonalait hasonló módon illesztettük, mint az 5.1.7-es ábrán.



5.1.8. ábra. Az összes multiperiodikus változó Petersen-diagramja.

fénygörbék segítségével sikerült az ilyen eseteket kiszűrni és a lebegés jelenségére több szép példát is találtam (pl. RU And, RX UMa). Ezzel szemben több csillag is véletlenszerűen ingadozó periódusú, de alapvetően monopériodikus változónak tekinthető. Sajnos e két

ábrán. Három egyértelmű szekvencia jól látszik, míg további kettő sejtethető. A könnyebb áttekintés kedvéért szaggatott vonallal jeleztem a szekvenciákat, melyeket úgy kaptam, hogy a legtöbb pontot tartalmazó sorozathoz egyenest illesztettem, majd ezt az egyenest csúsztattam el a többi szekvenciához, hogy azokat egyenletesen közelítse meg. Feltéve, hogy a periodicitások pulzációs eredetűek, hasonló szétválást különböző módusokban történő pulzáció esetén várhatunk, amikor ugyanahhoz a "hosszabb" periódushoz az eltérő módusoknak megfelelően más és más "rövidebb" periódusok tartoznak.

A többi periódusarány szintén érdekes. Az 5.1.8-as ábra legalsó szekvenciája az 1-hez közeli periódusarányú csillagokat tartalmazza. Ez két egymáshoz közeli periódust jelent, kizárva annak a lehetőségét, hogy az egy fő csúcs frekvenciabeli ingadozása okozta a második csúcs megjelenését a frekvenciaspektrumban. Az eredeti

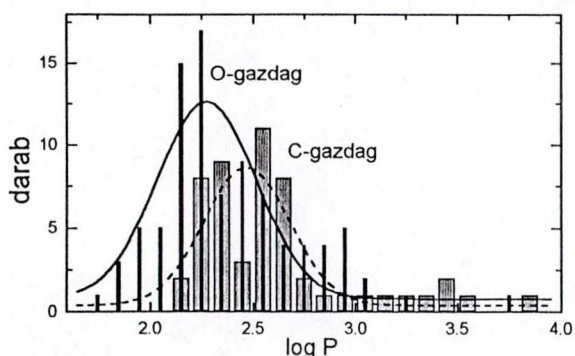
jelenséget nagyon nehéz megkülönböztetni.

Az 5.1.8-as ábra legfelső szekvenciája a 10 körüli periódusarányjal jellemezhető csillagokat tartalmazza. Ez a félszabályos változóban régóta ismert előfordulású periódusarány (l. pl. Houk 1963, Wood 1976, Percy & Polano 1998). Hasonló arányt sikerült pl. kimutatni az újonnan felfedezett BR Canum Venaticorum félszabályos változóban is, amelynek négy évre kiterjedő fotoelektromos fotometriájában én is részt vettem a Szegedi Csillagvizsgáló 40 cm-es Cassegrain-távcsövével végzett V-szűrős méréseinkkel (West et al. 1999). A 10 és 2.00 közötti periódusarányokat korábban még senki nem vizsgálta, habár mások is találtak már ilyen csillagokat (l. pl. Mattei et al. 1998 6. ábráját).

A több, szimultán gerjesztett módus feltételezését a háromszoros periodicitású változókkal is lehet tesztelni. Szintén feltéve, hogy mindhárom periódus pulzációs eredetű, kézenfekvő gondolat, hogy bennük a hasonló módusokból van eggyel több gerjesztett. (Hasonlóan, mint pl. a klasszikus és beat-cefeidákban, ahol a monopériodikus változóban az alaphang és az első felhang gerjesztett, míg a beat-cefeidákban egy csillag (CO Aur) kivételével mindkettő egyszerre. A CO Aur fénygörbéjét – éppen a megfigyelt periódusarányok alapján – az első és második felhang gerjesztettségével lehet modellezni). Márpedig ha hasonló módusok vannak gerjesztve a háromszoros periodicitású csillagokban, akkor periódusarányaiknak rá kell esniük a kétszeres periodicitású csillagok által definiált szekvenciákra. Ezt illusztrálandó jeleztem más jelekkel az 5.1.8. ábrán a triperiódikus SR-eket. Jól láthatóan lefedik mind az öt szekvenciát. Mindez arra utal, hogy a félszabályos változók gyakran igen bonyolultnak látszó fénygörbéi mögött inkább csak az összetett módus-struktúra áll. Az itt tárgyalt észlelési anyag alapján sajnos csak a módusok relatív megkülönböztetése lehetséges, azok pontos azonosítása (fundamentális, első, ..., felhang) nem. Bedding et al. (1998) az R Dor (SRb) esetében megfigyelt módusváltást értelmezték az első és harmadik felhangban végzett párhuzamos pulzációként, míg számításaik szerint a hasonló periódusarányú csillagok hasonló módusokban is végzik rezgéseiket. Wood et al. (1998) az LMC vörös változóira közölt az 5.1.7. ábra ötös szerkezetéhez hasonló struktúrájú periódus-fényesség relációkat, emellett ők is az alap- és első felhang módusánál magasabb rendű gerjesztettségeket jósoltak.

Habár az 5.1.7-8. ábrák szétválása a több módusra is utalhat, más magyarázatok is elképzelhetők. Fox & Wood (1982) régebbi modelljei 6–8 M_{nap} tömegű csillagokra 6–10 közötti periódusarányokat adtak alaphangú és első felhangú pulzációra, míg ezen módusok periódusarányára több elméleti számítás is 2.0 körüli arányt ad (pl. Ostlie & Cox 1986, Fox & Wood 1982). Ugyanakkor ciklikus fényváltozást más fizikai mechanizmusok is okozhatnak (pl. kettősség, nem gömbszimmetrikus csillag-alak, tengelykörüli forgás – Barnbaum et al. 1995, kölcsönhatás a csillagkörüli porfelhővel - Höfner et al. 1995). Mindazonáltal annyit biztosan állíthatok, hogy: *i*) a félszabályos csillagok jelentős hányada többszörös periodicitású fényváltozást mutat; *ii*) több tényező is arra utal, hogy az 5.1.7-8. ábrákon fellépő szekvenciák a szimultán gerjesztett pulzációs módusok jelenléte miatt vannak.

Különböző korrelációkat kerestem a periódusok, periódusarányok, illetve egyéb fizikai jellemzők között, mint pl. az infravörös JHKL'M színek (Kerschbaum & Hron 1994),



5.1.9. ábra. A C- és O-gazdag változók periódus-eloszlásai.

és nagyobb luminozitásúak, tehát hosszabb is a pulzációs periódusuk. A feltüntetett illesztett sima Gauss-görbékkel az eloszlások maximumát és szórását becsültem meg (O-gazdag SR-ek: 186 nap, 0.44 dex; C-gazdag SR-ek: 295 nap, 0.44 dex).

Speciális esetek

A tanulmányozott 93 csillag között több különösen érdekes speciális esetet találtam. Ezeknél az időbeli változásokat a wavelet-analízissel is tanulmányoztuk, amellyel kvantitatívan is nyomon lehet követni a frekvencia-összetétel éves-évtizedes skálán lezajló változásait. Ezen csillagok részletes vizsgálata jelenleg is zajlik, itt csak nagy vonalakban tárgyalnám a talált jelenségeket. Az illusztrált esetek lefedik a háromszoros periodicitást (TX Dra és V UMi), amplitúdó modulációt (RY UMa) és a hosszútávú amplitúdó csökkenést (V Boo, RU Cyg, Y Per).

TX Draconis és V Ursae Minoris

A háromszoros periodicitás leg tisztább példája ezen két SRb-típusú csillag. Pulzációs jellemzőik alapján gyakorlatilag egymás ikertestvérei. A domináns módus az TX Dra-ban és a V UMi-ban 77, ill. 73 napos periódusú. A másik két periódus is igen hasonló a két csillagban: 706 és 137 nap a TX Dra, 737 és 126 nap a V UMi esetében. Ezek az értékek lényegében tökéletes egyezésben vannak a Mattei et al. (1998) által közöltekkel, kivéve a V UMi leghosszabb periódusát. Ezt az eltérést azonban jól meg lehet magyarázni a periódus hosszútávú instabilitásával, ami a különböző időtartamokat lefedő adatsorok analízisekor más-más konkrét értéknél okoz kiugró csúcsot az amplitúdó-spektrumban.

A frekvencia-összetétel időbeli változásait a wavelet-analízissel vizsgáltuk (Foster 1996, Szatmáry et al. 1994). A TX Dra leginstabilabb periódusa a 77 napos. Míg a másik két módus több ezer napokon keresztül állandó, addig a 77 napos gyakran ki-, majd visszakapcsol. 1999 első felében éppen a 77 napos módus a legerősebb, és a csillag korábbi viselkedése alapján a következő módusváltás 2000 körül lesz várható.

A V UMi rendkívüli módon hasonlít a TX Dra-ra, még a különböző módusok

galaktikus szélesség, tömegvesztés (Loup et al. 1993). Azonban az említett paraméterek között semmilyen szignifikáns összefüggést nem találtam. Hasonlóan megpróbáltam vizuális fotometriai megkülönböztetést keresni a szén-gazdag és oxigén-gazdag SR csillagok között, de ezzel sem jártam sikerrel. Mindazonáltal az 5.1.9. ábrán bemutatom a kétféle kémiai jellemzőjű csillagok perióduseloszlását. Ez a diagram egyszerűen azt a tényt illusztrálja, hogy a szén csillagok átlagosan nagyobb tömegűek

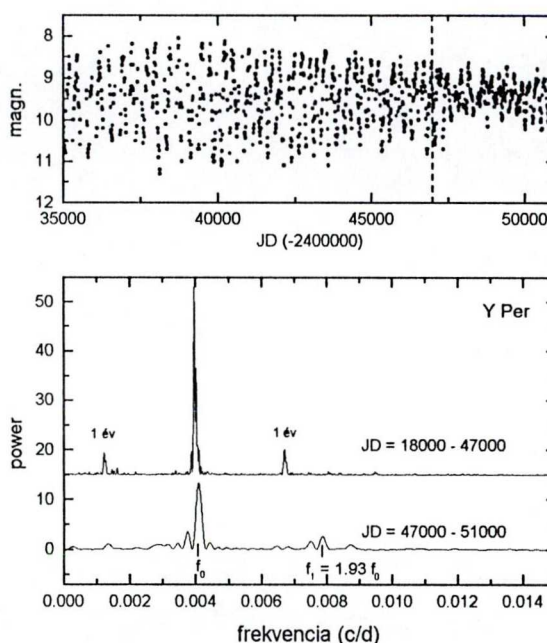
instabilitásában is. A pulzáció ezekben a csillagokban nem egy sima és szigorúan ismétlődő folyamat. Dinamikai rendszerként tekintve őket valószínűleg enyhe káosz is jelen lehet bennük (pl. Mattei et al. 1998). A kiterjedt csillaglégkör társulva az erős belső konvekcióval egy nagyon komplex környezetet teremt, ahol a paraméterek aktuális értékeinek kis változásai is komoly hatással vannak a pulzációs tulajdonságokra.

A módusváltás jelenségét több változó-típusba eső csillagnál is észlelték és leírták már: 53 Per csillagok (Smith 1978), egy gyorsan oszcilláló Ap csillag (Kreidl et al. 1991), egy F szuperóriás (Fernie 1983). Félszabályos vörös változóknál Cadmus et al. (1991), Gál & Szatmáry (1995b), ill. Percy & Desjardins (1996) talált hasonló viselkedést. További példákat és modelleket Bedding et al. (1998) közölt.

V Bootis, RU Cygni és Y Persei

Mint azt egy korábbi vizsgálatunkban kimutattuk, a V Boo a hosszútávú amplitúdó-csökkenést mutató SRA változók prototípusa (Szatmáry et al. 1996). Újabban Bedding et al. (1998) talált egy hasonló viselkedésű csillagot, az R Dor-t (SRb). A javasolt magyarázat szerint az R Dor a mira-állapotból fejlődött a félszabályos állapot felé. További két példát találtam a 93 csillag között, mégpedig az RU Cyy-et (SRA) és Y Per-t (mira), így már négy csillagról vannak adataink, melyek alátámasztják azt a feltevést, hogy a mirák és SR-ek sokkal közelebb állnak egymáshoz, mint az korábban feltételezték. Természetesen a megfigyelt fénygörbe-változások csak valószínűsítik a fenti értelmezést, további spektroszkópiai és infravörös fotometriai mérésekre van szükség.

Az Y Per egy nagyon fontos szempontból különbözik a másik két csillagtól. Míg a V Boo és RU Cyg domináns frekvenciái nem változnak szignifikánsan az amplitúdócsökkenéssel párhuzamosan, addig az Y Per szépen mutatja a monoperiodikus, nagyamplitúdójú mira-állapotból az elfejlődést a kisamplitúdójú és biperiodikus SR-állapot felé. Ezt illusztrálom az 5.1.10. ábrán, ahol a teljes fénygörbéhez külön közlöm a JD 47000 előtti és utáni adatok Fourier-spektrumait. A korábbi 253 napos periódust felváltotta a $P_0 = 245$ nap és $P_1 = 127$ nap periódusokkal jellemezhető változás. A kettő periódusaránya 1.93, a lehető legtipikusabb az SR-változók között (l. fentebb). Ami igazán meglepő a megfigyelt változásokban, az a módusváltás igen gyors lefolyása! Ennek nagyságrendje (néhányszor 100 nap) a konvekció karakterisztikus idejéhez hasonló mértékű, így természetesen merül fel a pulzáció és konvekció szoros csatolása (Xiong et al. 1998) lehetséges magyarázatként.



5.1.10. ábra. Az Y Per fénygörbéje és két rész-frekvenciaspektruma

6. Összefoglalás és kitekintés

Az 1995-1999 között elvégzett vizsgálataim során megvizsgáltam több, egymástól gyökeresen eltérő változócsillag-típus egyedi objektumait. A dolgozatomban részletezett kutatómunkám közben és mellett más méréseket is végeztem a használt berendezésekkel, illetve olyan adatfeldolgozó eljárásokat sajátítottam el, melyeket a csillagászat más területein is jól tudtam hasznosítani (kettőscsillagok - Vinkó et al. 1993, Kiss et al. 1995, Kaszás & Kiss 1995, 1996, Vinkó et al. 1996, Kamper et al. 1996, Kaszás et al. 1998, Kiss et al. 1999g, kisbolygók - Szabó et al. 1999, Sárnecky et al. 1999, Kiss et al. 1999h, szupernóvák - Vinkó et al. 1998a, 1999a, sebességmérés vörös változóknál - Lebzelter et al. 1999). A doktori értekezésem alapjául szolgáló, pulzáló csillagokkal kapcsolatos új tudományos eredményeket az alábbiak szerint lehet összefoglalni:

a) Rövid periódusú változócsillagok

1. Nyomon követtem a BE Lyncis nagyamplitúdójú δ Scuti-típusú változócsillag periódusváltozását 1995-1999 közötti folyamatos BV-fotometriával. Kezdetben kettős rendszerben fellépő fényidő-effektust tételeztem fel a látszólag ciklikus periódusváltozás magyarázataként. A pályaelemek és a tömegfüggvény alapján a kísérő csillag $0.1 M_{\odot}$ nagyságrendbe esett, alig 0.6 km/s -os szisztematikus radiális sebesség-változásokat okozva 2400 napos periódussal. Ezt spektroszkópiai úton a mai műszerekkel nem lehetne kimutatni. Az 1999 tavaszán elvégzett legújabb méréseim azonban valószínűsítették a fénygörbe alakjának ciklusról-ciklusra történő változásait, amit feltehetően egy igen kicsiny amplitúdóval gerjesztett másik rezgési módus jelenléte okoz, tehát a kettős-hipotézist el kellett vetni (Kiss & Szatmáry 1995, Kiss et al. 1996).

A TU Ursae Maioris RRab-típusú csillag UBV-rendszerben elvégzett mérései alapján új pontokkal egészítettem ki a O-C diagramot. A ciklikus periódusváltozást fényidő-effektussal modelleztem, az eredményül kapott pálya és tömegfüggvény durván 8800 napos keringési idővel rendelkező, néhány tized naptömegű kísérőt sugall. A másodkomponens által okozott tömegközépponti radiális sebesség-változás 11 km/s , amit jól ki lehetne mutatni néhány év alatt elvégzett folyamatos radiális sebesség mérésekkel. A feltételezett kísérő kedvező esetben 0.01 - 0.015 ívmásodperc látszó szögtávolságra távolodik el a főkomponenstől, így a Hubble Űrtávcsővel esetleg közvetlen képfelvétellel is kimutatható lenne (Kiss et al. 1995b, 1996).

Az ι Bootis feltételezett δ Scuti-csillagról Szegeden és Sierra Nevadában végeztem nagy pontosságú méréseket. Az 1995-1998 között felvett V adatok igen stabil, monoperiodikus fényváltozást mutatnak, amelynek periódusát a közel 40 ezer cikluson átívelő fénygörbék segítségével igen pontosan meg tudtam állapítani (38.145 ± 0.001 perc). A vizuális amplitúdó 0.008 magnitúdó. Pulzációként értelmezve a fényváltozást, magasabb rendű radiális, vagy nemradiális rezgés valószínűsíthető. Ezt a kérdést csak nagyfelbontású spektroszkópiával lehet

eldönteni, amire eddig még nem volt módom (Kiss 1995, Kiss et al. 1999e).

2. 1998-ban egy hosszútávú megfigyelési programba kezdtem, melynek célja a Hipparcos asztrometriai műhold Tycho műszere által felfedezett változócsillagok rossz mintavételezésű és több esetben elégtelen pontosságú megfigyelési anyagának bővítése. A DX Ceti, RRc-ként klasszifikált változóról szimultán Strömgren-fotometriai és spektroszkópiai mérések alapján meghatároztam a csillag paramétereit (abszolút fényesség, luminozítás, fémesség, átlagos effektív hőmérséklet, gravitációs gyorsulás és sugár, ill. tömeg), és megállapítottam, hogy radiálisan pulzáló nagyamplitúdójú δ Scuti-csillagról van szó. A következtetések alapjául szolgáló paraméterek: $M_{\text{bol}} = 1.63 \pm 0.24$ magn., $L = 17.8 \pm 4 L_{\odot}$, $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.05 \pm 0.2$, $\langle T_{\text{eff}} \rangle = 7250 \pm 200$ K, $\langle \log g \rangle = 3.6 \pm 0.2$, $\langle R_{*} \rangle = 2.7 \pm 0.5 R_{\odot}$, $M_{*} = 1.5 \pm 0.6 M_{\odot}$. Periódusának stabilitása jó összhangban áll az elméleti jóslatokkal (Kiss et al. 1999a,j).

A V2109 Cygni, szintén RRc-ként klasszifikált változóról teljes UBV és uvby fénygörbéket mértem ki. Ezek és a szimultán felvett színeképek segítségével kiszámítottam a csillag legfontosabb paramétereit: $M_{\text{bol}} = 0.73 \pm 0.43$ magn., $L = 41 \pm 15 L_{\odot}$, $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.9 \pm 0.2$, $\langle T_{\text{eff}} \rangle = 6800 \pm 200$ K, $\langle \log g \rangle = 2.7 \pm 0.2$, $\langle R_{*} \rangle = 4.6 \pm 0.9 R_{\odot}$, $M_{*} = 0.5 \pm 0.3 M_{\odot}$. Ezek az RR Lyrae változók tipikus paramétereit. Valószínűsítettem, hogy 1993 és 1998 között kis mértékű, hirtelen periódusváltozás történhetett. A periódus rövidege és a fénygörbe Fourier-paramétereit ($R_{21} = 0.12$) azt valószínűsítik, hogy a V2109 Cygni második felhangban pulzál. A következtetés fontosságát az adja, hogy a V2109 Cyg jelenleg az egyetlen második felhangban rezgő ismert RR Lyrae, ugyanis a korábbi vizsgálatok más csillagokkal kapcsolatban eddig ellentmondásos eredményekre vezettek (Kiss et al. 1999b,j).

b) Cefeidák

3. A legfényesebb 19 északi cefeida szimultán UBV és uvby fotometriája alapján a kiegészített O–C diagramokkal megvizsgáltam a periódusváltozásokat. Irodalmi empirikus kalibrációk segítségével a vörösödésüket, a legújabb légkör-modellek alapján pedig a hőmérsékleteket és felszíni gravitációs gyorsulásokat határoztam meg (Kiss 1998a,b,c, Kiss & Szatmáry 1998, Kiss & Kaszás 1999).

A fotometrált 19 csillag közül 12-ről nagyfelbontású optikai spektrumokat vettem fel. A különböző hullámhossz-tartományokban számolt keresztkorrelációs radiális sebességek között a mérés pontosságát meghaladó különbséget találtam, amit a légköri sebesség-gradiens hatásával magyaráztam. Szintén a sebesség-gradiens jelenlétére utalnak az egyedi vonalprofilok megfigyelt aszimmetriái, melyek 2-3-szorosan felülmúlják a pulzáció során fellépő projekciós effektus okozta aszimmetriákat. A különböző gerjesztési potenciálú vonalak között is több km/s-os sebességkülönbséget találtam, aminek jellegzetes fázisfüggését lehetett kimutatni (Kiss 1998b, Vinkó et al. 1998b, Kiss & Vinkó 1999).

Két kétmódusú cefeidánál (CO Aurigae és TU Cassiopeae) nem találtam kimutatható H α -emissziót, ami ellentétben áll a korábbi, igen bizonytalan megfigyelési anyaggal (Kiss 1998b).

Baade-Wesselink analízissal meghatároztam a CK Camelopardalis Hipparcos-változóra az első irodalmi sugár-értéket. Az eredményül kapott $31 R_{\odot}$ érték I-es típusú cefeidára utal, amit az alacsony galaktikus szélessége (8.7°) is alátámaszt (Kiss & Vinkó 1999).

Megvizsgáltam az I-es és II-es típusú cefeidákban mérhető sebességkülönbséget a $H\alpha$ és a fotoszférikus fémvonalak között. Teszteltem a különböző sebességmérési technikákat és azok limitáló tényezőit. A 0.7-es biszektor-sebességek igen jó kompromisszumnak bizonyultak az egyedi vonalak alkalmazásánál (Vinkó et al. 1998b,c, 1999b).

25 halványabb északi cefeida spanyolországi Strömgren-fotometriájával kiegészítettem a Szegeden észlelt mintát. Az egyelőre gyenge fázislefedettség (a projekt 2000-ig tart) csak két csillag (BL Herculis és V473 Lyrae) részletesebb vizsgálatait tette lehetővé. Teljes értékű eredmények a projekt befejezése után várhatók (Kiss et al. 1999d).

c) Félszabályos változócsillagok

4. Összegyűjtöttem 93 félszabályos változócsillag évtizedes vizuális fényességbecsléseken alapuló adatsorait. Ezek egy része az interneten letölthető, míg kisebb hányadát a Janet A. Mattei-vel, az Amerikai Változócsillag-észlelők Társasága (AAVSO) igazgatójával zajló együttműködés keretében kaptam meg. Összevettem az átlagolt vizuális fénygörbéket a kis számban elérhető fotoelektromos fotometriai mérésekkel és teszteltem a vizuális adatok megbízhatóságát. Számításaim alátámasztották azokat a korábbi eredményeket, amelyek szerint a ciklikusság vizsgálatában az adatsorok hossza lényegesebb tényező, mint az egyedi észlelések pontossága. A vizsgált minta jelentős hányadában sikerült többszörös periodicitást kimutatni: a 93 csillagból 29 adódott monopériodikusnak, 44 kétszeresen periodikusnak, míg 12 csillag fénygörbéjét három periódussal lehet jellemezni. A periódus–periódusarány diagram pontjai jól elkülönülő szegmensekbe tömörülnek, amit a különböző gerjesztett módusok jelenlétével magyaráztam. A hosszútávú jelenségek közül az erős amplitúdócsökkenésre (V Bootis, RU Cygni), az ezzel párhuzamosan gerjesztődő másik módusra (Y Persei), módusváltásra (TX Draconis, V Ursae Minoris) és az amplitúdó-modulációra (RY Ursae Maioris) hívtam fel a figyelmet (Szatmáry et al. 1995, 1996, Kiss 1999, Kiss & Szatmáry 1999, Kiss et al. 1999c,f,i).

Saját mérésekkel két szezonban végigkövettem a BR Canum Venaticorum újonnan felfedezett félszabályos változócsillag fényváltozását, amivel kiegészítettem szerzőtársam (Kevin West) hasonló műszerrel végzett méréseit. A fénygörbe két periódussal jellemezhető, tipikus SRb csillagot valószínűsít (West et al. 1999).

A jelenleg folyamatban levő, pulzáló változócsillagokkal kapcsolatos kutatásaim:

1. a 89 Her félszabályos változócsillag nagyfelbontású spektroszkópiai modellezése, a csillag és a cirkumsztelláris anyagfelhő kölcsönhatásának vizsgálata (Szatmáry & Kiss 1996);
2. a BE Lyn új méréseinek átfogó analízise, a periódusváltozás felülvizsgálata;

3. 25 halványabb cefeida Sierra Nevada-i Strömgren-fotometriájának kalibrálása fizikai paraméterekre;
4. a cefeidák nagyfelbontású spektroszkópiai vizsgálata a légköri sebességgradiens figyelembe vételével; vonalprofil aszimmetriák és félszélesség-változások
5. egy újabb Hipparcos-változó (HV Ursae Majoris) teljes UBV-uvby β fotometriai és közepes felbontású spektroszkópiai vizsgálata a csillag fizikai paramétereinek meghatározása céljából
6. a szisztematikus amplitúdóváltozásokat mutató félszabályos változócsillagok viselkedésének fizikai modellezése.

A dolgozatban bemutatott vizsgálatok segítségével alapos kirándulást tehettem a pulzáló változócsillagok népes állatkertjében. Az összekötő kapocs a különböző típusok között az azonos célkitűzés (a tárgyalt csillagok megértése a minél részletesebb paraméter-meghatározáson keresztül), hasonló vizsgálati módszerek, illetve maguk az első látszatra különböző, ám több esetben is a lényegüket tekintve azonos fizikai folyamatok. A dolgozaton végigvonnak a pulzáció módusának kérdése, amelynek meghatározása a legfontosabb kezdőlépés egy pulzáló csillag teljes leírásához. A továbbiakban tervezem a kutatások kiterjesztését újabb csillagokra, más megfigyelési technikákkal (fotometria és spektroszkópia a közeli infravörösben, illetve rádiócsillagászati mérések a cirkumsztelláris anyaggal kapcsolatban). Ezek azonban már túlmutatnak jelen dolgozat keretein.

Summary

Selected pulsating variable stars of different types were studied during 1995-1999. Here I focused only on the pulsating results and did not go into details of other scientific research carried out at least partly by myself (eclipsing binaries - Vinkó et al. 1993, Kiss et al. 1995, Kaszás & Kiss 1995, 1996, Vinkó et al. 1996, Kamper et al. 1996, Kaszás et al. 1998, Kiss et al. 1999g, minor planets - Szabó et al. 1999, Sárneczky et al. 1999, Kiss et al. 1999h, supernovae - Vinkó et al. 1998a, 1999a, velocity measurements in red giants - Lebzelter et al. 1999). The results presented in this thesis work can be summarized as follows:

a) Short-period variable stars

1. Long-term period variation of the high-amplitude δ Scuti-star BE Lyncis was followed by a continuous BV photometry between 1995-1999. First I assumed the cyclic period variation to be caused by the light-time effect occurring in binary systems. The calculated orbital elements and mass-function suggested a secondary component with a mass of $0.1 M_{\odot}$, orbital radial velocity amplitude (K) of 0.6 km/s and an orbital period of 2400 days. It is still impossible to detect such a faint secondary.

Most recent observations carried out in 1999 suggest another explanation, because the light curve turned out to be less stable than was thought earlier. I observed cycle-to-cycle variations which might be due to an excited low-order non-radial mode, therefore, the binary hypothesis seems to be very unlikely. (Kiss & Szatmáry 1995, Kiss et al. 1996).

I added a few new points to the O-C diagram of the RRab star TU UMa by observing several times of maxima in 1995. The cyclic period change was modelled assuming light-time effect in a binary system resulting in a highly eccentric orbit ($e=0.90\pm 0.05$) with a period of about 8800 days. The calculated orbital radial velocity amplitude is 11 km/s that could be easily detected by follow-up spectroscopic observations. The largest projected angular separation is about 0.01-0.015 arcsec being measurable with the HST. (Kiss et al. 1995b, 1996).

I made high-precision photometric observations of the suspected δ Scuti-star ι Bootis in Szeged and Sierra Nevada. The obtained light curves show a very stable and monophasic rapid variation ($P=38.145\pm 0.001$ min). The visual full-amplitude is 0.008 mag. Assuming the pulsational origin of the observed light variations, high-order radial or non-radial oscillation is suggested. This question could be explored by high-resolution spectroscopy in order to detect line profile variations (Kiss 1995, Kiss et al. 1999e).

2. A long-term observational project was started in 1998 that focuses on the newly discovered bright Hipparcos-variables. The main aim is to obtain full light curves in UB and uvby colours and radial velocity curves based on optical spectra. I determined the fundamental physical parameters (absolute magnitude, luminosity, metallicity, mean effective temperature

and surface gravity) of DX Ceti, classified as RRc star, and concluded that it is a high-amplitude δ Scuti-star. The conclusion is based on the following set of parameters: $M_{\text{bol}} = 1.63 \pm 0.24$ magn., $L = 17.8 \pm 4 L_{\odot}$, $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.05 \pm 0.2$, $\langle T_{\text{eff}} \rangle = 7250 \pm 200$ K, $\langle \log g \rangle = 3.6 \pm 0.2$, $\langle R_{*} \rangle = 2.7 \pm 0.5 R_{\odot}$, $M_{*} = 1.5 \pm 0.6 M_{\odot}$. The stability of its pulsational period is in good agreement with the theoretical predictions (Kiss et al. 1999a,j).

I determined a full set of physical parameters for V2109 Cygni, classified also as RRc star, based on UBV and uvby photometries and medium-resolution spectra obtained in the red spectral region: $M_{\text{bol}} = 0.73 \pm 0.43$ magn., $L = 41 \pm 15 L_{\odot}$, $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.9 \pm 0.2$, $\langle T_{\text{eff}} \rangle = 6800 \pm 200$ K, $\langle \log g \rangle = 2.7 \pm 0.2$, $\langle R_{*} \rangle = 4.6 \pm 0.9 R_{\odot}$, $M_{*} = 0.5 \pm 0.3 M_{\odot}$. These parameters are typical for an RR Lyrae star. The period of pulsation showed a sudden change between 1993 and 1998. Both the ultra-short period and Fourier-parameter R_{21} of the visual light curve suggest the second-overtone pulsation of V2109 Cyg. Earlier theoretical and observational studies concerning the possibility of second-overtone pulsation in RR Lyrae stars lead to contradictory results, therefore, this is a theoretically very important result (Kiss et al. 1999b,j).

b) Cepheids

3. I carried out UBV and uvby photometry for the 19 brightest northern Cepheids. I studied the period changes by their O–C diagrams complemented with my new times of maxima. The colour excesses were determined using empirical calibrations taken from the literature, while effective temperatures and surface gravities were calculated with help of recent synthetic colour grids. (Kiss 1998a,b,c, Kiss & Szatmary 1998, Kiss & Kaszas 1999).

High-resolution echelle spectra were obtained for 12 stars during 1996-1997. I found significant systematic velocity differences between cross-correlation radial velocities calculated from different spectral regions. This behaviour was explained by the effects of the velocity gradient occurring in the extended pulsating atmospheres. The presence of the velocity gradient is also supported by the observed line profile asymmetries which amount exceeds the projection effect by a factor of 2-3. Systematic velocity differences were found between lines of different excitation potentials showing very characteristic phase dependence (Kiss 1998b, Vinko et al. 1998b, Kiss & Vinko 1999).

I did not find any sign of H α -emission in two double-mode Cepheids (TU Cas and CO Aur), which is in contradiction with the earlier, quite uncertain observational results (Kiss 1998b).

The first Baade-Wesselink radius of CK Cam was calculated. The resulting value of $31 R_{\odot}$ suggest a regular Type I Cepheid (i.e. young yellow supergiant), which is supported by its low galactic latitude (8.7°) (Kiss & Vinko 1999).

I studied the observed radial velocity differences in Type I and Type II Cepheids. The limitations of radial velocity measurements were tested. The 0.7 bisector velocity turned out to be a good compromise when using individual lines instead of cross-correlating wider



spectral regions (Vinkó et al. 1998b,c, 1999b).

I completed the sample of observed northern Cepheids by measuring 25 fainter variables in Sierra Nevada. The weak phase coverage (the project is in progress until 2000) allowed detailed studies only for 2 stars (BL Her and V473 Lyr). Further results are expected after finishing the project (Kiss et al. 1999d).

c) Semiregular variables

4. I collected long-term visual data of 93 semiregular variables. The bulk of the data was taken from publicly available databases, while the smaller part was kindly given by Janet A. Mattei, director of the AAVSO. I compared the averaged visual light curves with the sparsely available photoelectric measurements and tested the reliability of visual estimates. My simple tests proved that when studying periodicities the length of the analysed data is much more important than the accuracy of individual observations.

Multiperiodicity was detected in the larger fraction of stars: I found 29 monoprotic, 44 biprotic and 12 triprotic variables among the studied 93 stars. The period-period ratio diagram shows several sequences, which was explained by the presence of many simultaneously excited modes of pulsation. I highlighted a few special cases: long-term amplitude decrease in V Boo and RU Cyg, occurring a second mode parallel to the gradual amplitude decrease in Y Per, repetitive mode change in TX Dra and V UMi and amplitude modulation in RY UMa (Szatmáry et al. 1995, 1996, Kiss 1999, Kiss & Szatmáry 1999, Kiss et al. 1999c,f,i).

I made photoelectric observations of the newly discovered semiregular BR CVn. My data supplemented similar and more numerous observations by Kevin West. The whole light curve revealed doubly periodic variation being typical among the SRb stars (West et al. 1999).

Present research in progress:

1. modelling the high-resolution spectral features in the strange semiregular 89 Her, studying the interaction between the star and circumstellar material (Szatmáry & Kiss 1996);
2. new observations and a re-analysis of BE Lyncis;
3. calibration of uvby photometric data of 25 Cepheids observed in Sierra Nevada;
4. modelling the observed line profile variation in classical Cepheids;
5. determination of fundamental parameters for another Hipparcos-variable (HV UMa), a detailed analysis of the available observations (uvby- β photometry, medium-resolution spectra);
6. modelling the systematic amplitude variations in several semiregular variables.

KÖSZÖNETNYILVÁNÍTÁS

Ezúton szeretném megköszönni témavezetőmnek, Dr. Szatmáry Károlynak az elmúlt években nyújtott folyamatos segítséget és útmutató tanácsokat. A JATE Kísérleti Fizikai Tanszéke és vezetője, Dr. Szatmári Sándor mindenben segítségemre volt, hogy az éjszakai megfigyelői és a nappali oktatói tevékenység a legkevésbé ütközzön, amiért igen hálás vagyok. Hasonlóan köszönettel tartozom Dr. Vinkó Józsefnek a külföldi spektroszkópiai mérések megszervezésében nyújtott segítségéért, illetve a gyakori és gyümölcsöző eredményű konzultációkért. Technikai, anyagi, építő szándékú kritikai vagy csak egyszerűen baráti segítséget a következőktől kaptam (alfabetikus sorrendben): Emilio J. Alfaro (IAA - CSIC), Bakos Gáspár, Robert Cadmus Jr. (Grinnell College), Csák Balázs, Fűrész Gábor, Kaszás Gábor, Janet A. Mattei (AAVSO), John R. Percy (University of Toronto), Szabados László (MTA CSKI), Szabó Gyula, Tepliczky István, Jim Thomson (David Dunlap Observatory), Kevin West. Munkámhoz az OTKA T4330, T7522, F7318, T022259, F022249, W015239 pályázatoktól kaptam támogatást. Legnagyobb segítséget mégis a szüleimtől és ifjú kedvesemtől, Barát Évától kaptam, akik mindvégig kitartóan és irigylésre méltó türelemmel támogatták változócsillagászati kutatásaimat.

IRODALOMJEGYZÉK

- Abt, H.A., Biggs, E.S., 1972, *Bibl. Stellar Radial Velocities*, Latham Process Corp., New York
- Abt, H.A., Morrell, N.I., 1995, *Astrophys. Journal Suppl. Ser.*, **99**, 135
- Albert, J., 1980, *Journal of AAVSO*, **9**, No.1, 20
- Albrow, M.D., Cottrell, P.L., 1994, *Monthly Not. Roy. Astron. Soc.*, **267**, 548
- Alcock, C. et al. (The MACHO Collaboration), 1996, *Astron. Journal*, **111**, 1146
- Allen, C.W., 1976, *Astrophysical quantities*, The Athlone Press, London
- Alves, D. et al. (The MACHO Collaboration), 1998, in: "*Pulsating Stars - Recent Developments in Theory and Observations*", eds. M. Takeuti & D.D. Sasselov, Universal Academy Press, Tokyo, p.17
- Andronov, I.L., 1998, poster P2-01 on IAU Symp. "AGB Stars", Montpellier, France
- Antonello, E., Aikawa, T., 1995, *Astron. & Astrophys.*, **302**, 105
- Arellano Ferro, A., 1984, *Monthly Not. Roy. Astron. Soc.*, **209**, 481
- Arellano Ferro, A., Parrao, L., 1990, *Astron. & Astrophys.*, **239**, 205
- Arellano Ferro, A., Parrao, L., Schuster, W., González-Bedolla S., Peniche, R., Pena, J.H., 1990, *Astron. & Astrophys. Suppl. Ser.*, **83**, 225
- Arellano Ferro, A., Rojo Arellano, E., González-Bedolla, S., Rosenzweig, P., 1998, *Astrophys. Journal Suppl. Ser.*, **117**, 167
- Baldry, I.K., Taylor, M.M., Bedding, T.R., Booth, A.J., 1997, *Monthly Not. Royal Astron. Soc.*, **289**, 979
- Balog, Z., Vinkó, J., Kaszás, G., 1997, *Astron. Journal*, **113**, 1833
- Baranne, A., Mayor, M., Poncet, J.L., 1979, *Vistas in Astron.*, **23**, 279
- Barnbaum, C., Morris, M., Kahane, C., 1995, *Astrophys. Journal*, **450**, 862
- Barnes III, T.G., Moffett, T.J., Slovak, M.H., 1987, *Astrophys. Journal Suppl. Ser.*, **65**, 307
- Barnes III, T.G., Moffett, T.J., Fruch, M.L., 1992, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, **104**, 514
- Barnes III, T.G., Fernley, J.A., Frueh, M.L., Navas, J.G., Moffett, T.J., Skillen, I., 1997, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, **109**, 645
- Barthés, D., Mattei, J.A., 1997, *Astron. Journal*, **113**, 373
- Becker, S.A., 1998, in: "*A Half Century of Stellar Pulsation Interpretations*", eds. J.A. Guzik, P.A. Bradley, ASP Conf. Series, 135, p.12
- Bedding, T.R., Zijlstra, A.A., 1998, *Astrophys. Journal*, **506**, L47
- Bedding, T.R., Zijlstra, A.A., Jones, A., Foster, G., 1998, *Monthly Not. Roy. Astron. Soc.*, **301**, 1073
- Benz, W., Mayor, M., 1982, *Astron. & Astrophys.*, **111**, 224
- Berdnikov, L.N., Turner, D.G., 1995, *Pism. Astron. Zhurn.*, **21**, 803
- Berdnikov, L.N., Vozyakova, O.V., Ignatova, V.V., 1996, *Inf. Bull. Var. Stars*, No.4375
- Bersier, D., 1996, *Astron. & Astrophys.*, **308**, 514
- Bersier, D., Burki, G., 1996, *Astron. & Astrophys.*, **306**, 417
- Bersier, D., Burki, G., Burnet, M., 1994a, *Astron. & Astrophys. Suppl. Ser.*, **108**, 9
- Bersier, D., Burki, G., Mayor, M., Duquenois, A., 1994b, *Astron. & Astrophys. Suppl. Ser.*, **108**, 25
- Bersier, D., Burki, G., Kurucz, R.L., 1997, *Astron. & Astrophys.*, **320**, 228
- Blackwell, D.E., Shallis, M.J., 1977, *Monthly Not. Roy. Astron. Soc.*, **180**, 177
- Breger, M., 1993, *Astrophys. Space Sci.*, **210**, 173
- Breger, M., Breichbuchner, F., 1995, *Astron. & Astrophys.*, **313**, 851
- Breger, M., Pamyatnykh, A.A., 1998, *Astron. & Astrophys.*, **332**, 958

- Breitfellner, M.G., Gillet, D., 1993a, *Astron. & Astrophys.*, **277**, 524
- Breitfellner, M.G., Gillet, D., 1993b, *Astron. & Astrophys.*, **277**, 541
- Breitfellner, M.G., Gillet, D., 1993c, *Astron. & Astrophys.*, **277**, 553
- Burki, G., Meylan, G., 1986, *Astron. & Astrophys.*, **159**, 261
- Butler, R.P., 1993, *Astrophys. Journal*, **415**, 323
- Butler, R.P., Bell, R.A., 1997, *Astrophys. Journal*, **480**, 767
- Butler, R.P., Bell, R.A., Hindsley, R.B., 1996, *Astrophys. Journal*, **461**, 362
- Cadmus, Jr., R.R., Willson, L.A., Sneden, C., Mattei, J.A., 1991, *Astron. Journal*, **101**, 1043
- Carroll, B.W., Ostlie, D.A., 1996, *An introduction to modern astrophysics*, Addison-Wesley Pub., New York
- Claret, A., Rodríguez, E., García, J.M., 1990, *Rev. Mex. Astron. Astrof.*, **21**, 389
- Clement, C.M., Dickens, R.J., Bingham, E.E., 1979, *Astron. Journal*, **84**, 217
- Cook, K.H. et al. (The MACHO Collaboration), 1997, in *Proc. of the 12th IAP Coll., "Variable Stars and the Astrophysical Returns of Microlensing Surveys"*, p.17
- Crawford, D.L., 1975, *Astron. Journal*, **80**, 955
- Crawford, D.L., Barnes, J.V., 1970, *Astron. Journal*, **75**, 978
- Dean, J.F., Warren, P.R., Cousins, A.W.J., 1978, *Monthly Not. Roy. Astron. Soc.*, **183**, 569
- ESA, 1997, *The Hipparcos and Tycho Catalogues*, ESA SP-1200
- Evans, N.R., 1984, *Astrophys. Journal*, **281**, 760
- Evans, N.R., 1992, *Astrophys. Journal*, **384**, 220
- Evans, N.R., 1995, *Astrophys. Journal*, **445**, 393
- Evans, N.R., Teays, T.J., 1996, *Astron. Journal*, **112**, 761
- Evans, N.R., Welch, D.L., Slovak, M.H., Barnes III, T.G., Moffett, T.J., 1993, *Astron. Journal*, **106**, 1599
- Fabregat, S., Suso, J., Reglero, V., 1990, *Monthly Not. Royal Astron. Soc.*, **245**, 542
- Feast, M.W., Walker, A.R., 1987, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, **25**, 345
- Feltz, K.A., McNamara, D.H., 1976, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, **88**, 699
- Feltz, K.A., McNamara, D.H., 1980, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, **92**, 609
- Fernie, J.D., 1983, *Astrophys. Journal*, **265**, 999
- Fernie, J.D., 1987, *Astron. Journal*, **94**, 1003
- Fernie, J.D., 1990, *Astrophys. Journal Suppl. Ser.*, **72**, 153
- Fernie, J.D., 1994, *Astrophys. Journal*, **429**, 844
- Fernie, J.D., 1995, *Astron. Journal*, **110**, 3010
- Fernley, J.A., 1993, *Astron. & Astrophys.*, **268**, 591
- Fernley, J.A., 1994, *Astron. & Astrophys.*, **284**, L16
- Fernley, J.A., Jameson, R.F., Sherrington, M.R., Skillen, I., 1987, *Monthly Not. Roy. Astron. Soc.*, **225**, 451
- Fernley, J.A., Skillen, I., Jameson, R.F., 1989, *Monthly Not. Roy. Astron. Soc.*, **237**, 947
- Fernley, J.A., Skillen, I., Jameson, R.F., Longmore, A.J., 1990, *Monthly Not. Roy. Astron. Soc.*, **242**, 685
- Foster, G., 1996, *Astron. Journal*, **112**, 1709
- Fox, M.W., Wood, P.R., 1982, *Astrophys. Journal*, **259**, 198
- Fry, A.M., Carney, B.W., 1997, *Astron. Journal*, **113**, 1073
- Gál, J., Szatmáry, K., Vinkó, J., 1994, *Inf. Bull. Var. Stars*, No.4071
- Gál, J., Szatmáry, K., 1995a, *Astron. & Astrophys.*, **297**, 461
- Gál, J., Szatmáry, K., 1995b, in *"Astrophysical Applications of Stellar Pulsation"*, eds. R.S. Stobie, P.A. Whitelock, ASP Con. Series, Vol. 83., p.405

- Garrido, R., García-Lobo, E., Rodríguez, E., 1990, *Astron. & Astrophys.*, **234**, 262
- Gautschy, A., 1987, *Vistas Astron.*, **30**, 197
- Gautschy, A., Saio, H., 1995, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, **33**, 75
- Gautschy, A., Saio, H., 1996, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, **34**, 551
- Gieren, W.P., Moffett, T.J., Barnes, III, T.G., 1999, *Astrophys. Journal*, **512**, 553
- Gillet, D., Burki, G., Crowe, R.A., 1989, *Astron. & Astrophys.*, **225**, 445
- Gillet, D., Debiève, J.F., Fokin, A., Mazauric, S., 1998, *Astron. & Astrophys.*, **332**, 235
- Gillet, D., Fokin, A., Breidfellner, M.G., Mazauric, S., Nicolas, A., 1999, *Astron. & Astrophys.*, **344**, 935
- Gorynya, N.A., Samus, N.N., Rastorguev, A.S., Sachkov, M.E., 1996a, *Pism. Astron. Zhurn.*, **22**, 198
- Gorynya, N.A., Rastorguev, A.S., Samus, N.N., 1996b, *Pism. Astron. Zhurn.*, **22**, 38
- Gray, R.O., 1991, *Astron. & Astrophys.*, **252**, 237
- Gray, R.O., Olsen, E.H., 1991, *Astron. & Astrophys. Suppl. Ser.*, **87**, 541
- Guthnick, P., Prager, R., 1929, *Beob. Zirk.*, **11**, 32
- Handler, G., Paunzen, E., 1995, *Delta Scuti Star Newsletter*, **No.9**, 6
- Henden, A.A., Kaitchuk, R.H., 1982, *Astronomical Photometry*, Van Nostrand Reinhold Company, New York
- Houk, N., 1963, *Astron. Journal*, **68**, 253
- Höfner, S., Feuchtinger, M.U., Dorfi, E.A., 1995, *Astron. & Astrophys.*, **297**, 815
- Hron, J., Aringer, B., Kerschbaum, F., 1997, *Astron. & Astrophys.*, **322**, 280
- Hübscher, J., Lichtenknecker, D., 1988, *BAV Mitt.*, No. 50
- Hübscher, J., Lichtenknecker, D., Wunder, E., 1989, *BAV Mitt.*, No. 52
- Hübscher, J., Lichtenknecker, D., Wunder, E., 1990, *BAV Mitt.*, No. 56
- Hübscher, J., Agerer, F., Wunder, E., 1991, *BAV Mitt.*, No. 59
- Hübscher, J., Agerer, F., Wunder, E., 1992, *BAV Mitt.*, No. 60
- Hübscher, J., Agerer, F., Wunder, E., 1993, *BAV Mitt.*, No. 62
- Hübscher, J., Agerer, F., Frank, P., Wunder, E., 1994, *BAV Mitt.*, No. 68
- Imbert, M., 1996, *Astron. & Astrophys. Suppl. Ser.*, **116**, 497
- Jorgensen, H.E., Gronbech, B., 1978, *Astron. Astrophys.*, **66**, 377
- Jura, M., Kleinmann, S.G., 1992, *Astrophys. Journal Suppl. Ser.*, **83**, 329
- Kamper, K.W., Thomson, J.R., Kiss, L.L., 1996, *Bull. American Astron. Soc.*, **189**, #77.09
- Karp, A.H., 1978, *Astrophys. Journal*, **222**, 578
- Kaszás, G., Kiss, L.L., 1995, poster on IAPPP Symposium '94 Baja, "Cooperation Between Amateurs and Professionals in Recent Photometric Studies of Variable Stars", *IAPPP Communications*, **59**, p.6.
- Kaszás, G., Kiss, L.L., 1996, *Proc. IAPPP Symposium '95 Baja, 1995 "CCD Techniques in Stellar Photometry"*, p.81.
- Kaszás, G., Vinkó, J., Szatmáry, K., Hegedüs, T., Gál, J., Kiss, L.L., Borkovits, T., 1998, *Astron. & Astrophys.*, **331**, 231
- Kerschbaum, F., Hron, J., 1992, *Astron. & Astrophys.*, **263**, 97
- Kerschbaum, F., Hron, J., 1994, *Astron. & Astrophys. Suppl. Ser.*, **106**, 397
- Kerschbaum, F., Hron, J., 1996, *Astron. & Astrophys.*, **308**, 489
- Kiss, L.L., 1995, *Inf. Bull. Var. Stars*, No.4237
- Kiss, L.L., 1998a, *Journal of Astron. Data*, **4**, No.3
- Kiss, L.L., 1998b, *Monthly Not. Roy. Astron. Soc.*, **297**, 825
- Kiss, L.L., 1998c, in: "A Half Century of Stellar Pulsation Interpretations", eds. J.A. Guzik,

- P.A. Bradley, ASP Conf. Series, 135, p.173
- Kiss, L.L., Szatmáry, K., 1995, *Inf. Bull. Var Stars*, No.4166
- Kiss, L.L., Szatmáry, K., 1998, *Monthly Not. Roy. Astron. Soc.*, **300**, 616
- Kiss, L.L., Szatmáry, K., 1999, in: "*Asymptotic Giant Branch Stars*", eds. T. Le Bertre, A. Lebre, C. Waelkens, p.133
- Kiss, L.L., Vinkó, J., 1999, *Monthly Not. Royal Astron. Soc.*, submitted
- Kiss, L.L., Gál, J., Kaszás, G., 1995a, *Inf. Bull. Var. Stars*, No.4181
- Kiss, L.L., Szatmáry, K., Gál, J., Kaszás, G., 1995b, *Inf. Bull. Var. Stars*, No.4205
- Kiss, L.L., Szatmáry, K., Gál, J., 1996, in *Proc. IAPPP Symposium '95 "CCD Techniques in Stellar Photometry*, ed. Hegedüs T., Baja, p.111
- Kiss, L.L., 1999, in *Proc. of the II. European Meeting of the AAVSO*, Sion, Switzerland, ASP Conf. Series, in press
- Kiss, L.L., Kaszás, G., 1999, in *Proc. of the II. European Meeting of the AAVSO*, Sion, Switzerland, ASP Conf. Series, in press
- Kiss, L.L., Csák, B., Thomson, J.R., Szatmáry, K., 1999a, *Inf. Bull. Var. Stars*, No.4660
- Kiss, L.L., Csák, B., Thomson, J.R., Vinkó, J., 1999b, *Astron. & Astrophys.*, **345**, 149
- Kiss, L.L., Szatmáry, K., Cadmus, R.R., Mattei, J.A., 1999c, *Astron. & Astrophys.*, **346**, 542
- Kiss, L.L., Vinkó, J., Balog, Z., Alfaro, E., Bakos, G., 1999d, in: "*Theory and Tests of Convective Energy Transport - Workshop on Stellar Structure*", eds. A. Gimenez, E. Guinan, B. Montesinos, ASP Conf. Series, in press
- Kiss, L.L., Alfaro, E., Bakos, G., Csák, B., Szatmáry, K., 1999e, *Inf. Bull. Var. Stars*, No. 4698
- Kiss, L.L., Szatmáry, K., Mattei J.A., 1999f, in "Atmospheres of M, S and C Giants", Abstracts of the 2nd Austrian ISO Workshop, Vienna, May 27-29, 1999, eds. J. Hron & S. Höfner, p.9.
- Kiss, L.L., Kaszás, G., Fűrész, G., Vinkó, J., 1999g, *Inf. Bull. Var. Stars*, No.4681
- Kiss, L.L., Szabó, Gy., Sárneczky, K., 1999h, *Astron. & Astrophys. Suppl. Ser.*, in press
- Kiss, L.L., Szabó, Gy., Szatmáry, K., Mattei, J.A., 1999i, *Proc. IAU Symp. 176, "The impact of large-scale surveys on pulsating star research"*, eds. L. Szabados and D. Kurtz, ASP Conf. Series, in press
- Kiss, L.L., Csák, B., Alfaro, E.J., Vinkó, J., 1999j, *Proc. IAU Symp. 176, "The impact of large-scale surveys on pulsating star research"*, eds. L. Szabados and D. Kurtz, ASP Conf. Series, in press
- Kolláth, Z., Szeidl, B., 1993, *Astron. & Astrophys.*, **277**, 62
- Kovács, G., 1995, *Astron. & Astrophys.*, **295**, 693
- Kovács, G., 1997, in "*Sounding Solar and Stellar Interiors*", *Poster Proc. of the IAU Symp. No.181*, Eds. Provost, J. and Schmider, F.X., p.231
- Kovács, G., 1998, *ASP Conf. Series*, **Vol.135**, p.52
- Kraft, R.P., 1960, *Astrophys. Journal*, **131**, 330
- Kraft, R.P., 1961, *Astrophys. Journal*, **134**, 616
- Kreidl, T.J., Kurtz, D.W., Bus, S.J., Kuschnig, R., Birch, P.B., Candy, M.P., Weiss, W.W., 1991, *Monthly Not. Roy. Astron. Soc.*, **250**, 447
- Krockenberger, M., 1997, in *Ferlet R., Maillard J.P., Raban B., eds., Proceedings of the Twelfth IAP Coll. on Variable Stars and the Astrophysical Returns of Microlensing*

- Surveys*, Editions Frontieres, p.231
- Kurucz, R.L., 1993, ATLAS9 Stellar Atmosphere Programs and 2 km/s Model Grids, CD-ROM No.13
- Laney, C.D., Stobie, R.B., 1993, *Monthly Not. Roy. Astron. Soc.*, **263**, 921
- Lebzelter, Th., Kiss, L.L., Hinkle, K.H., 1999, *Astron. & Astrophys.*, submitted
- Lebzelter, T., Kerschbaum, F., Hron, J., 1995, *Astron. & Astrophys.*, **298**, 159
- Liu, T., Janes, K.A., 1989a, *Astrophys. Journal Suppl. Ser.*, **69**, 593
- Liu, T., Janes, K.A., 1989b, *Proc. IAU Coll.111 "The Use of Pulsating Stars in Fundamental Problems of Astronomy"*, Ed. E.G. Schmidt, Cambridge, p.272
- Liu, Y.Y., Jiang, S.Y., Cao, M., 1991, *Inf. Bull. Var. Stars*, No.3607
- Liu, Z., Jiang, S.Y., 1994, *Inf. Bull. Var. Stars*, No.4077
- Loup, C., Forveille, T., Omont, A., Paul, J.F., 1993, *Astron. & Astrophys. Suppl. Ser.*, **99**, 291
- Lub, J., Pel, J.W., 1977, *Astron. & Astrophys.*, **54**, 137
- Makarov, V., Bastian, V., Hoeg, E., Grossmann, V., Wicenc, A., 1994, *Inf. Bull. Var. Stars*, No.4118
- Malagnini, M.L., Morossi, C., 1990, *Astron. & Astrophys. Suppl. Ser.*, **85**, 1015
- Malyuto, V., 1994, *Astron. & Astrophys. Suppl. Ser.*, **108**, 441
- Mantegazza, L., 1997, *Astron. & Astrophys.*, **323**, 844
- Mantegazza, L., Poretti, E., Bossi, M., 1996, *Astron. & Astrophys.*, **308**, 847
- Marcy, G.W., Butler, R.P., 1992, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, **104**, 270
- Marik, M., 1989, Csillagászat (szerk.), Akadémiai Kiadó, Budapest
- Mattei, J.A., 1993, *Journal of AAVSO*, **22**, 47
- Mattei, J.A., Foster, G., Hurwitz, L.A., Malatesta, K.H., Willson, L.A., Mennessier, M.O., 1998, in *Proc. of the ESA Symp. "Hipparcos - Venice'97"*, ESA SP-402, p.269
- Mattei, J.A., Foster, G., 1999a, in: *"Carbon Star Phenomena"*, ed. R. Wing, Kluwer Academy Publishers, Dordrecht, in press
- Mattei, J.A., Foster, G., 1999b, in: *"Variable Stars as Important Astrophysical Tools"*, ed. C. Ibanoglu, Kluwer Academy Publishers, Dordrecht, in press
- McWilliam, A., 1991, *Astron. Journal*, **101**, 1065
- Meakes, M., Wallerstein, G., Opalko, J.F., 1991, *Astron. Journal*, **101**, 1795
- Michel, E., Hernández, M.M., Baglin, A., Lebreton, Y., Belmonte, J.A., 1998, *ASP Conf. Series*, **135**, 475
- Milligan, H., Carson, T.R., 1992, *Astrophys. Space Sci.*, **189**, 181
- Minitti, D. et al. (The MACHO Collaboration), 1998, in: *"Pulsating Stars - Recent Developments in Theory and Observations"*, eds. M. Takeuti, D.D. Sasselov, Universal Academy Press, Tokyo, p.5
- Mkritichian, D.E., Fedotov, Yu.T., Romanov, Yu.S., 1995, *Delta Scuti Star Newsletter*, **8**, 16
- Moffett, T.J., Barnes III, T.G., 1984, *Astrophys. Journal Suppl. Ser.*, **55**, 389
- Moore, C.E., Minnaert, M., Houtgast, J., 1966, *The Solar Spectrum 2935 A to 8770 A* (NBS Monograph 61)
- Moskalik, P., 1986, *Acta Astr.*, **36**, 333
- Nissen, P.E., 1994, *Rev. Mex. Astron. Astrofis.*, **29**, 129
- Oja, T., 1986, *Astron. & Astrophys. Suppl. Ser.*, **65**, 405
- Oja, T., 1987, *Astron. & Astrophys.*, **184**, 215
- Olsen, E.H., 1983, *Astron. & Astrophys. Suppl. Ser.*, **54**, 55
- Olsen, E.H., 1988, *Astron. & Astrophys.*, **189**, 173
- Ostlie, D.A., Cox, A.N., 1986, *Astrophys. Journal*, **311**, 864

- Pel, J.W., 1985, in Madore B.F., ed., *Proc. IAU Coll. 82, Cepheids: Theory and Observations*, Cambridge Univ. Press, Cambridge, p.1
- Pena, J.H, Peniche, R., 1994, *Rev. Mex. Astron. Astrofís.*, **29**, 216
- Percy, J.R., Ralli, J.A., Sen, L.V., 1993, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, **105**, 287
- Percy, J.R., Desjardins, A., 1996, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, **108**, 847
- Percy, J.R., Polano, S., 1998, *ASP Conf. Ser.*, **135**, 249
- Percy, J.R., Parkes, M., 1998, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, **110**, 1431
- Petersen, J.O., Jorgensen, H.E., 1972, *Astron. Astrophys.*, **17**, 367
- Prosser, C.F., 1989, *Proc. IAU Coll.111 "The Use of Pulsating Stars in Fundamental Problems of Astronomy"*, Ed. E.G. Schmidt, Cambridge, p.272
- Quester, W., 1993, *Sterne und Weltraum*, No.2, p.121
- Rodríguez, E., 1999, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, **111**, 709
- Rodríguez, E., López de Coca, P., Rolland, A., Garrido, R., 1990a, *Rev. Mexicana Astron. Astrof.*, **20**, 37
- Rodríguez, E., Rolland, A., López de Coca, P., 1990b, *Astrophys. Space Sci.*, **169**, 113
- Rodríguez, E., López de Coca, P., Rolland, A., Garrido, R., Costa, V., 1994, *Astron. & Astrophys. Suppl. Ser.*, **106**, 21
- Rodríguez, E., López de Coca, P., Costa, V., Martín, S., 1995, *Proc. IAU Coll. 155, Cape Town*
- Rodríguez, E., González-Bedolla, S.F., López-González, M.J., 1998, *Astron. & Astrophys.*, **336**, 911
- Rodríguez, E., González-Bedolla, S.F., López-González, M.J., Rolland, A., Costa, V., 1999, *Inf. Bull. Var. Stars*, No.4694
- Rojo Arellano, E., Arellano Ferro, A., 1994, *Rev. Mex. Astron. Astrofís.*, **29**, 148
- Sabbey, C.N., Sasselov, D.D., Fieldus, M.S., Lester, J.B., Venn, K.A., Butler, R.P., 1995, *Astrophys. Journal*, **446**, 250
- Saha, A., White, R.E., 1990, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, **102**, 148
- Sandage, A., 1981, *Astrophys. Journal*, **244**, L23
- Sárneczky, K., Szabó, Gy., Kiss, L.L., 1999, *Astron. & Astrophys. Suppl. Ser.*, **137**, 363
- Sasselov, D.D., Lester, J.B., 1990, *Astrophys. Journal*, **362**, 333
- Sasselov, D.D., Lester, J.B., Fieldus, M.S., 1989, *Astrophys. Journal*, **337**, L29
- Schrijver, C.J., Pols, O.R., 1993, *Astron. & Astrophys.*, **278**, 51
- Shane, W.W., 1958, *Astrophys. Journal*, **127**, 573
- Shobbrook, R.R., 1992, *Monthly Not. Roy. Astron. Soc.*, **255**, 486
- Simon, N.R., Teays, T.J., 1982, *Astrophys. Journal*, **261**, 586
- Smith, M.A., 1978, *Astrophys. Journal*, **224**, 927
- Spencer Jones, J.H., 1989, *Monthly Not. Roy. Astron. Soc.*, **238**, 269
- Sperl, M.A., 1998, *Comm. Astr. Seis.*, 111
- Stanton, R.H., 1981, *Journal of AAVSO*, **10**, 1
- Sterken, C., Manfroid, J., 1992, in: *"Variable Star Research: An International Perspective"*, eds. J.R. Percy, J.A. Mattei, C. Sterken, Cambridge Univ. Press, Cambridge, p.75
- Stetson, P., 1991, *Astron. Journal*, **102**, 589
- Stothers, R.B., 1987, *Astrophys. Journal*, **319**, 260
- Szabados, L., 1977, *Comm. Konkoly Obs. Budapest*, No.70
- Szabados, L., 1980, *Comm. Konkoly Obs. Budapest*, No.76
- Szabados, L., 1981, *Comm. Konkoly Obs. Budapest*, No.77
- Szabados, L., 1988, in: *"Multimode Stellar Pulsation"*, eds. G. Kovács, L. Szabados, B.

- Szeidl, Konkoly-Kultura, Budapest, p.1
- Szabados, L., 1989, *Comm. Konkoly Obs. Budapest*, No.94
- Szabados, L., 1991, *Comm. Konkoly Obs. Budapest*, No.96
- Szabados, L., 1996, *Astron. & Astrophys.*, **311**, 189
- Szabados, L., 1997, in *Battrick N., ed., Proc. Conf. Hipparcos Venice '97*, ESA SP-402, p.657
- Szabó, Gy., Sárnecky, K., Kiss, L.L., 1999, poster on IAU Coll. 173, "Evolution and Source Regions of Asteroids and Comets", Tatranska Lomnica, Slovakia, *Contrib. Astron. Obs. Skalnaté Pleso*, in press
- Szatmáry, K., 1988, *Inf. Bull. Var. Stars*, No.3262
- Szatmáry, K., 1990, *Journal of AAVSO*, **19**, No.1, p.52
- Szatmáry, K., 1996, *Csillagászati Évkönyv 1997*, MCSE, Budapest, p.160.
- Szatmáry, K., Kiss, L.L., 1996, *IAPPP Communications*, **67**, p.66.
- Szatmáry, K., Vinkó, J., 1992, *Monthly Not. Roy. Astron. Soc.*, **256**, 321
- Szatmáry, K., Vinkó, J., Gál, J., 1994, *Astron. & Astrophys. Suppl. Ser.*, **108**, 377
- Szatmáry, K., Gál, J., Kiss, L.L., 1995, in: "Astrophysical Applications of Stellar Pulsation", eds. R.S. Stobie, P.A. Whitelock, ASP Conf. Series, 83, p.417
- Szatmáry, K., Gál, J., Kiss, L.L., 1996, *Astron. & Astrophys.*, **308**, 791
- Szeidl, B., 1988, in: "Multimode Stellar Pulsation", eds. G. Kovács, L. Szabados, B. Szeidl, Konkoly-Kultura, Budapest, p.45
- Szeidl, B., Oláh, K., Mizser, A., 1986, *Comm. Konkoly Obs. Hung. Acad. Sci.*, No.89, Budapest
- Tang, Q.Q., Yang, D.W., Jiang, S.Y., 1992, *Inf. Bull. Var. Stars*, No.3771
- Teays, T.J., Schmidt, E.G., in *Madore B.F., ed., Proc. IAU Coll. 82, Cepheids: Theory and Observations*, Cambridge Univ. Press, Cambridge, p.30
- Tonry, J., Davis, M., 1979, *Astron. Journal*, **84**, 1511
- Turner, D.G., 1992, *Astron. Journal*, **104**, 1865
- Turner, D.G., Leonard, P.J.T., English, D.A., 1987, *Astron. Journal*, **93**, 368
- Turner, D.G., Mandushev, G.I., Welch, G.A., 1997, *Astron. Journal*, **113**, 2104
- Udalski, A., Evans, N.R., 1993, *Astron. Journal*, **106**, 348
- Van Hoolst, T., Waelkens, C., 1995, *Astron. & Astrophys.*, **295**, 361
- Vinkó, J., 1993, *Monthly Not. Roy. Astron. Soc.*, **260**, 273
- Vinkó, J., Gál, J., Szatmáry, K., Kiss L., 1993, *Inf. Bull. Var. Stars*, No.3965
- Vinkó, J., Kaszás, G., Szatmáry, K., Kiss, L.L., Gál, J., Hegedüs, T., Borkovits, T., 1996, poster on IAPPP Symposium '96 Baja, Hungary, *IAPPP Communications*, **67**, p.22.
- Vinkó, J., Kiss, L.L., Kaszás, G., Fűrész, G., 1998, in "Optika '98 - 5th Congress on Modern Optics", ed. Gy. Ákos, G. Lupkovic & A. Podmaniczky, Budapest, SPIE, Vol. 3573, p.252
- Vinkó, J., Kaszás G., Balog Z., Kiss L.L., 1998, in "A Half Century of Stellar Pulsation Interpretations: A Tribute to Arthur N. Cox", ed. P.A. Bradley and J.A. Guzik, *ASP Conf. Series*, **135**, p.182.
- Vinkó, J., Evans, N.R., Kiss, L.L., Szabados, L., 1998, *Monthly Not. Royal Astron. Soc.*, **296**, 824
- Vinkó, J., Kiss, L.L., Thomson, J., Fűrész, G., Lu, W., Kaszás, G., Balog, Z., 1999a, *Astron. & Astrophys.*, **345**, 592
- Vinkó, J., Kaszás, G., Kiss, L., 1999b, in "Precise stellar radial velocities", eds. J.B. Hearnshaw and C.D. Scarfe, *ASP Conf. Series*, in press
- Vogt, S.S., 1987, *Publ. Astron. Soc. PACific*, **99**, 1214

- Wade, R.A., Saha, A., White, R.E., Fried, R., 1992, *Bull. Amer. Astron. Soc.*, **24**, 1225
- Wade, R.A., Donley, J., Fried, R., White, R.E., Saha, A., 1999, *Astron. Journal*, in press
- Walker, A.R., 1994, *Astron. Journal*, **108**, 555
- Walker, A.R., Nemec, J.M., 1996, *Astron. Journal*, **112**, 2026
- Wallerstein, G., Jacobsen, T.S., Cottrell, P.L., Clark, M., Albrow, M., 1992, *Monthly Not. Roy. Astron. Soc.*, **259**, 474
- Welch, D.L., 1998, *ASP Conf. Series*, **135**, 355
- Welch, D.L., Evans, N.R., 1989, *Astron. Journal*, **97**, 1153
- Welch, D.L., Evans, N.R., Lyons, R.W., Harris, H.C., Barnes III., T.G., Slovak, M.H., Moffett, T.J., 1987, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, **99**, 610
- Wesselink, A.J., 1946, *BAN*, **10**, 91
- West, K., Howarth, J., Kiss, L.L., 1999, *Journal of BAA*, **109**, 151
- Wilson, T.D., Carter, M.W., Barnes III, T.G, Van Citter, G.W., Moffett, T.J., 1989, *Astrophys. Journal Suppl. Ser.*, **69**, 951
- Wood, P., 1976, in: "*Multiple Periodic Variable Stars*", ed. W.S. Fitch, Akadémiai Kiadó, Budapest, p.69
- Wood, P. et al. (The MACHO Collaboration), 1998, *IAU Symp. 191 "AGB Stars"*, Montpellier, France
- Wunder, E., Wieck, M., Garzarolli, M., 1992, *Inf. Bull. Var. Stars*, No.3791
- Xiong, D.R., Deng, L., Cheng, Q.L., 1998, *Astrophys. Journal*, **499**, 355
- Zissel, R., 1998, *Journal of AAVSO*, **26**, 151