

SZEGEDI TUDOMÁNYEGYETEM  
TERMÉSZETTUDOMÁNYI ÉS INFORMATIKAI KAR  
OPTIKAI ÉS KVANTUMELEKTRONIKAI TANSZÉK

Csillagász szak

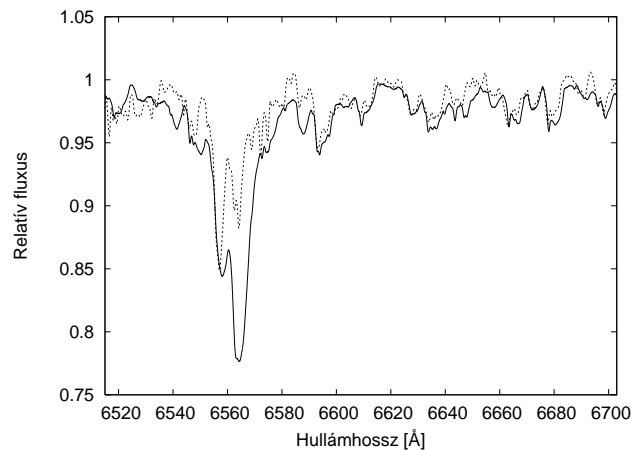
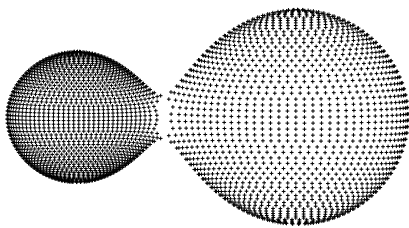
## DIPLOMAMUNKA

# Szoros kettőscsillagok fizikai paramétereinek meghatározása, valamint felszíni és kromoszférikus aktivitásuk vizsgálata

Készítette: **SZALAI TAMÁS**, V. éves csillagász szakos hallgató

Témavezető: **Dr. Vinkó József**, egyetemi docens

SZTE TTIK, Optikai és Kvantumelektronikai Tanszék



Szeged, 2008

Egyetemi hallgatóként végzett kutatásaim során egymáshoz nagyon közel elhelyezkedő, felszíni kontaktusban (vagy ehhez közeli állapotban) lévő kettőscsillagokkal foglalkoztam. Három és fél évig tartó munkám - melynek részleteit jelen dolgozatomban mutatom be - két nagy részből állt össze.

Kutatómunkám első felében öt, a déli égbolton található szoros kettőscsillag komplex, fotometriai és spektroszkópiai megfigyeléseken alapuló modellezését végeztem el. Ezek között található két ismertebb, többször vizsgált kettős rendszer, míg három szoros kettőscsillag esetében a most bemutatott vizsgálatok az elsők a szakirodalomban. Munkám során a felvett fénygörbékből új minimumidőpontokat határoztam meg, és pontosítottam a keringési periódusidőket. A komponensek látóirányú (radiális) sebességeinek analiziséből spektroszkópiai tömegarányokat számoltam. Egy általánosan elterjedt FORTRAN nyelvű program, a Wilson–Devinney-kód segítségével meghatároztam az objektumok abszolút fizikai paramétereit (tömeg, sugár, effektív hőmérséklet, luminozitás), s elkészítettem a rendszerek geometriai modelljeit. A kinyert adatokból kiszámoltam az égitestek tőlünk mért távolságát, az eredményeket összevetettem a Hipparcos műhold parallaxisméréseiből származó értékekkel. Becslést tettem a csillagok felszíni aktivitásának (folttevékenység) mértékére is. Egy esetben kimutattam, hogy a szoros kettős rendszert egy távolabbi, harmadik komponens egészíti ki; míg két esetben megerősítettem az ilyen irányú, korábbi felfedezést. Ezek az eredmények képezték az országos döntőben is sikerrel szereplő TDK-dolgozatom alapjait.

Kutatásaim második szakaszában ismert, fényes érintkező kettőscsillagok kromoszférikus aktivitását vizsgáltam közepes felbontású spektroszkópiai mérések elemzése alapján. Célom a hidrogén Balmer-alfa vonalánál fellépő, az aktivitást jelző emissziós többlet kimutatása volt, amit a megfigyelt és modell-spektrumok összehasonlítása révén végeztem el. Az általam elemzett nyolc csillagból hét mutatott emissziós többletet. Az emisszió mértékének a keringési fázis során való változását meghatározva vizsgálható volt a kromoszférikus (ill. ezzel összefüggően felszíni) aktivitást mutató területek elhelyezkedése a csillagokon. Vizsgáltam az aktivitás erőssége és egyes fizikai paraméterek között fennálló kapcsolat lehetőségét is.

Dolgozatomban röviden vázolom a témával kapcsolatos fontosabb alapfogalmakat, bemutatom az adatfeldolgozás és a modellezések lépéseit, majd végül ismertetem a kapott eredményeket és az ezekből levont következtetéseket.

**Kulcsszavak:** kettőscsillagok - fedési kettőscsillagok, szoros kettőscsillagok, fénygörbe-modellek, radiálissebesség-görbék, spektrális vonalprofil-modellek, felszíni és kromoszférikus aktivitás

# Tartalomjegyzék

<b>1. Bevezetés</b>	<b>4</b>
1.1. Fedési kettőscsillagok . . . . .	4
1.2. A kettőscsillagok geometriai osztályozása . . . . .	5
1.3. A W UMa típusú csillagok . . . . .	6
1.4. Fizikai modellek . . . . .	8
1.5. Felszíni és kromoszférikus aktivitás . . . . .	9
1.6. Kutatási célok . . . . .	10
<b>2. Megfigyelések, műszerek</b>	<b>12</b>
<b>3. Az adatok feldolgozása, kiértékelése</b>	<b>14</b>
3.1. Fotometriai adatok . . . . .	14
3.1.1. Korrekciós eljárások . . . . .	14
3.1.2. A felvételek redukálása . . . . .	14
3.1.3. Extinkciós korrekciók, standard transzformációk . . . . .	15
3.1.4. Periódusmeghatározás, az O–C diagram . . . . .	16
3.2. Spektroszkópai adatok . . . . .	16
3.2.1. A spektrumok feldolgozása . . . . .	16
3.2.2. Radiálissebesség-görbék előállítása . . . . .	17
3.2.3. Egyéb spektrumfeldolgozási metódusok . . . . .	19
<b>4. Fizikai paraméterek meghatározása - az első minta csillagainak elemzése</b>	<b>21</b>
4.1. A paraméter-meghatározások folyamata . . . . .	21
4.1.1. Rögzített paraméterek, a program futtatása . . . . .	21
4.1.2. Abszolút paraméterek meghatározása . . . . .	22
4.1.3. Távolság-kalibráció . . . . .	25
4.2. Eredmények . . . . .	26
4.2.1. XY Leonis . . . . .	26
4.2.2. VZ Librae . . . . .	31
4.2.3. DX Tucanae . . . . .	36
4.2.4. QY Hydrae . . . . .	40
4.2.5. V870 Arae . . . . .	44
<b>5. Kromoszférikus aktivitás vizsgálata - a második minta csillagainak elemzése</b>	<b>49</b>
5.1. Modellspektrumok előállítása, a megfigyelt és szintetikus spektrumok összehasonlítása . . . . .	49
5.2. Eredmények . . . . .	52

5.2.1.	VW Cephei . . . . .	52
5.2.2.	OO Aquilae . . . . .	55
5.2.3.	VZ Piscium . . . . .	56
5.2.4.	SW Lacertae . . . . .	58
5.2.5.	AB Andromedae . . . . .	59
5.2.6.	LS Delphini . . . . .	61
5.2.7.	U Pegasi . . . . .	62
5.2.8.	V1073 Cygni . . . . .	62
5.3.	Korrelációk a kromoszférikus aktivitás erőssége és egyes fizikai paramé- terek között . . . . .	63
	<b>Összefoglalás</b>	<b>68</b>
	<b>Köszönetnyilvánítás</b>	<b>71</b>
	<b>Nyilatkozat</b>	<b>72</b>
	<b>Hivatkozások</b>	<b>73</b>

# 1. Bevezetés

## 1.1. Fedési kettőscsillagok

A csillagászat egyik igen érdekes és hasznos kutatási területe a kettőscsillagok vizsgálata. A komponensek gravitációsan kötött rendszert alkotva a közös tömegközéppont körül keringenek. Bár ezeket az objektumokat korábban kivételesnek tartották, az utóbbi évtizedek vizsgálatai alapján kiderült, hogy a galaxisunkban található csillagok nagy része ilyen kettős (vagy többes) rendszer tagja.

A kettőscsillagok hagyományos osztályozása a különböző detektálási módszereken alapul. Az egyik legfontosabb csoportot (s egyben a változócsillagok egyik osztályát) a fedési kettőscsillagok alkotják: a két csillag keringési síkja közel esik a látóirányunkhoz (azaz az inklináció, vagyis a látóirány és a keringési sík normálisa által bezárt szög általában  $60^\circ$  és  $90^\circ$  között van), ezért a komponensek időről időre kölcsönösen elfedik egymást (ez lehet teljes, részleges vagy gyűrűs fedés). A csillagok egymáshoz viszonyított helyzetének folyamatos változása együtt jár a rendszer összfényességének periodikus változásával, valamint a komponensek színképvonalainak – szintén periodikus – Doppler-eltolódásával (a közeledő csillag spektrálvonalai a kékebb, a távolodó csillag vonalai pedig a vörösebb tartomány felé tolódnak). Ezeket az effektusokat megfelelő műszerekkel mérni tudjuk, a mérési adatokból pedig kinyerhetők a rendszer fényességének, ill. az egyes komponensek látóirányú sebességének időbeli változását szemléltető fénygörbék, ill. radiális sebesség-görbék. A fénygörbék alakjából és a sebességamplitúdókból közvetlenül kiszámolható a csillagok tömege és sugara.

A két csillag keringésére érvényes Kepler III. törvénye:

$$\frac{A^3}{P^2} = \frac{G}{4\pi^2}(M_1 + M_2) \quad (1)$$

ahol  $A = A_1 + A_2$  a pályák félnagytengelyeinek összege,  $P$  a komponensek keringési periódusa,  $G$  a gravitációs állandó,  $M_1$  és  $M_2$  pedig a komponensek tömegei.

A radiális sebességek ( $V_r$ ) az egyes színképvonalak laboratóriumi hullámhossztól ( $\lambda_0$ ) vett Doppler-eltolódásának ( $\Delta\lambda$ ) mértékétől függenek:

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} = \frac{V_r}{c} \quad (2)$$

ahol  $V_r$  az adott komponens látóirányú sebessége,  $c$  a fénysebesség. További vizsgálatainkhoz a sebességamplitúdó ( $K$ ) fogalmának bevezetésére van szükség. A csillagok egymás körüli keringése során a radiális sebességek folyamatosan változnak; egy megfelelően választott nullszinthez képest az éppen távolodó komponens látóirányú sebessége pozitív (ezáltal színképvonalai a vörös felé tolódnak el), míg a közeledő negatív (a vonalak a spektrum kék oldala felé tolódnak). Ez a nullszint a tömegközéppont

látóirányú sebessége („gamma-sebesség”,  $V_\gamma$ ), melynek értéke időben állandó. A radiális sebességek (abszolútértékben vett) maximális értékeiket az ún. *kvadratúrafázisok*ban (0,25-ös, ill. 0,75-ös fázis) veszik fel (ekkor mindkét csillagot pont oldalról látjuk). A sebességamplitúdó definíciója:

$$K = V_r^{max} - V_\gamma \quad (3)$$

A sebességamplitúdó és a félnagy tengely kapcsolata:

$$K = \frac{2\pi}{P \cdot \sqrt{1 - e^2}} \cdot A \cdot \sin i \quad (4)$$

ahol  $e$  a pálya *excentricitása*,  $i$  az inklináció szöge. A dolgozatban szereplő csillagok esetében – szoros kettősökről lévén szó – körpályát tetelezhetünk fel ( $e = 0$ ), azaz az előbbi egyenlet így egyszerűsödik:

$$K = \frac{2\pi}{P} \cdot A \cdot \sin i \quad (5)$$

Az egyes komponensek sebességamplitúdóinak arányára felírható:

$$\frac{K_1}{K_2} = \frac{A_1}{A_2} = \frac{M_2}{M_1} = q \quad (6)$$

ahol  $q$  a tömegarány.

A fenti egyenletekből  $A$ ,  $i$ ,  $K_1$  és  $K_2$  ismeretében a komponensek tömegei meghatározhatóak. Általános esetben az inklináció nem ismert, ami lehetetlenné teszi a pontos paraméterszámítást. A fénygörbe modellezésével viszont az inklináció szöge nagy pontossággal kiszámolható, így megnyílik az út az abszolút fizikai paraméterek meghatározása felé.

Asztrofizikai szempontból a fedési kettősök különösen fontosak, mivel más csillagok esetében ezek a paraméterek igen nehezen kiszámíthatóak (sőt, általában csak közelítő becsléseket tudunk tenni). A csillagokról szerzett ismereteink nagy részéhez (csillagfejlődés állomásai, az ezt szemléltető Hertzsprung–Russell-diagram kalibrációja; fizikai állapotjelzők kapcsolata) kettőscsillagok, különösen fedési kettőscsillagok vizsgálata révén jutottunk hozzá.

## 1.2. A kettőscsillagok geometriai osztályozása

A fedési kettőscsillagokat szokás a fénygörbe alakja szerint csoportosítani, de a fizikai vizsgálatok során inkább az ún. **Roche-térfogat** kitöltöttségén alapuló geometriai osztályozást követjük. A rendszer gravitációs terét két tömegpont terével közelítjük (ezt azért tehetjük meg, mert a csillagok anyagának túlnyomó része a centrumhoz közeli tartományban van jelen). A két komponens hidrosztatikai egyensúlyát feltételezve

a gravitációs ekvipotenciális felületek mentén a nyomás és a sűrűség állandónak tekinthető, így a csillagok egyensúlyi állapotának kiszámításához elég a felületek geometriáját meghatározni. Az ekvipotenciális felületek egy kritikus potenciálértéknél, a belső Lagrange-pontban érnek össze, kijelölve mindkét csillag számára a Roche-térfogatot.

A Roche-geometrián alapuló, ma is használatos osztályozási rendszer szerint a kettőscsillagok három csoportba sorolhatóak (Kopal 1955):

- **Nem érintkező (detached) rendszer:** Mindkét csillag a Roche-üregén belül helyezkedik el; a komponensek távolsága relatíve nagy, a gyenge árapály-erők miatt a csillagok közelítőleg gömb alakúak.
- **Félig érintkező (semi-detached) rendszer:** Az egyik csillag kitölti a Roche-térfogatát, a másik viszont azon belül helyezkedik el.
- **Érintkező (contact) rendszer:** Mindkét csillag kitölti a Roche-üregét, sőt, akár annál nagyobb térfogatúak is lehetnek („túlsordulás”, overcontact). A komponensek a belső Lagrange-pontban érintkeznek, hőmérsékletük közel azonos.

A hagyományos, fénygörbe szerinti klasszifikáció szerint a felsorolt három típusnak – jó közelítéssel – rendre az Algol-, a  $\beta$  Lyrae és a W Ursa Maioris osztályú csillagok feleltethetők meg (a fénygörbék hullámhossztól való függése miatt ritkán, de előfordulhatnak átfedések); a továbbiakban mindkét osztályozás nevezékét használni fogom. Mivel vizsgálataink elsősorban a kontakt kettősökre (W UMa típus) koncentráltak, ezek tulajdonságait kicsit részletesebben is ismertetem.

### 1.3. A W UMa típusú csillagok

A fedési kettőscsillagok egyik fontos csoportját képezik az érintkező, vagy W UMa típusú kettőscsillagok. Bár a vizsgálatok alapján a kettősök legnépesebb alosztályát ezek a rendszerek alkotják, kialakulásukról és fejlődésükről még elég keveset tudunk. A kontakt rendszerek főbb tulajdonságai az alábbiak (Vinkó 1992):

- A komponensek kis tömegű, fősorozati, vagy ahhoz nagyon közeli állapotban lévő csillagok;
- A keringési periódus rövid, általában 1 napnál rövidebb; gyakran erős változást mutathat;
- A tömegarány általában 0,1 és 0,9 között van;
- A főkomponens luminozitása kisebb, a mellékkomponens luminozitása pedig nagyobb, mint egy ugyanakkora tömegű, magányos fősorozati csillagé;
- A komponensek hőmérséklete általában közel azonos.

Különösen a legutolsó állítás fontos, mivel a két különböző tömegű, azonos állapotú (pl. főszorozati) csillag csak akkor lehet ugyanakkora hőmérsékletű, ha felszíneik érintkeznek (a megfigyelések során a hőmérsékletek azonos voltáról a B és V szűrővel készült fényességértékek különbsége, az ún. B–V színindex időbeli állandósága révén győződhetünk meg).

A W UMa típusú csillagok jelenleg elfogadott modellje szerint a kontakt kettőst egy konvektív burok veszi körül, amely túlnő a belső Lagrange-felületen (Lucy 1967). Ez a vékony réteg tömeg-, ill. energiatranszportot tesz lehetővé a két csillag között. Az elmélet megfelelő magyarázattal szolgál a mellékkomponens többletluminozitására, a kis hőmérséklet-különbségekre, valamint a tömegátadás következtében fellépő periódusváltozásra; ugyanakkor a csillagok evolúciójáról és belső szerkezetéről nem mond túl sokat.

A kontakt rendszerek kialakulását jelenleg kétféle módon képzelik el (Mészáros 2004). Az első feltevés szerint a komponensek eleve érintkező kettősként jönnek létre, vagyis már a főszorozatra húzódás előtt összeérnek (ennek elég kicsi a valószínűsége). A második variáció szerint az érintkező állapot csak a főszorozaton jön létre; először a nagyobb tömegű komponens tölti ki a Roche-üregét, majd a róla átáramló anyag hatására idővel a kisebbik csillag mérete is eléri a kritikus térfogatét (ez a gyors tömegátadási szakasz), és megtörténik a kontaktus. Ezután a belső Lagrange-ponton keresztül hőkonvekció indul meg, s a komponensek hőmérséklete fokozatosan (néhány millió év alatt) kiegyenlítődik. Ezután a rendszer relatíve stabil állapotba kerül. A W UMa csillagok további fejlődése még nem tisztázott kérdés. Egyes elképzelések szerint a nagyobb komponens idővel bekebelezi a kisebbet, és így a rendszer egy gyorsan forgó óriáscsillaggá válik.

Egy alternatív evolúciós folyamatot ír le az ún. *termális relaxációs oszcilláció* (TRO) elmélete (Lucy 1976; Lucy és Wilson 1979; Sarna és Fedorova 1989). Eszerint a termális egyensúly elérése után a kisebbik komponensről kezd átáramlani az anyag a nagyobbikra (lassú tömegátadási szakasz); utóbbi sugara így növekedni, előbbié csökkenni fog. Egy idő után a mellékkomponens mérete kisebb lesz a Roche-üregénél, a rendszer félig érintkezővé válik. A főkomponens fejlődése miatt viszont újra beindul a gyors tömegátadási szakasz, s az egész folyamat kezdődik előlről. Ennek a tetszetős elméletnek azonban van egy komoly hiányossága: a megfigyelések nem támasztják alá (legalábbis egyelőre).

A W UMa-kat hagyományosan két fő csoportba sorolják (Binnendijk 1965): az **A altípusúak** esetében a főkomponens hőmérséklete a nagyobb, míg a **W altípusúak**nál a kisebb csillag a forróbb. A megfigyelések szerint az előbbieket keringési periódusideje, össztömege és felszíni hőmérséklete nagyobb, míg tömegarányuk kisebb, mint utóbbiaké. A W altípusnál az ún. kitöltöttségi faktor ( $f$ ) – amely az egybeolvadás mértékét, pontosabban az érintkező felület potenciáljának a belső, ill. külső kritikus felületi po-



tenciálokhoz viszonyított értékét adja meg – jellemzően 10-20% közé esik, míg az A altípusnál ez az érték általában nagyobb.

Ezekon kívül ma már két másik alcsoportot is ismerünk. Az egyik a B altípusú (vagy PTC, *Poor Thermal Contact*) W UMa-k családja, ahová a geometriai kontaktusban lévő, de termális egyensúlyt ki nem alakító kontakt kettősöket sorolják (Lucy és Wilson 1979). A komponensek hőmérsékletkülönbsége ezeknél a rendszereknél igen nagy, akár az 1000 K-t is meghaladhatja. A másik csoport a H altípusú érintkező kettősök családja; ide tartoznak a nagy tömegarányú ( $q > 0,72$ ) rendszerek, melyek tömeg–luminozitás-függvénye a vizsgálatok alapján különbözik a többi W UMa csillagétól (Csizmadia és Klagyivik 2004).

#### 1.4. Fizikai modellek

A megfigyelési adatokból következtethetünk a kettőscsillag fizikai és geometriai paramétereire, ám ehhez pontos mérésekre, később pedig igen nagy mennyiségű számítás elvégzésére van szükség. Ezt a feladatot megfelelő numerikus programokkal, programcsomagokkal oldják meg, melyek közül a legismertebb és legelterjedtebben használt az R. E. Wilson és E. J. Devinney által 1971-ben megalkotott **Wilson–Devinney-kód** (az eredeti verziót azóta többször is frissítették, legutóbb 2003-ban).

A W UMa típusú csillagokról évtizedek óta gyűjtik a fotometriai adatokat, melyek alapján már a hatvanas években készítettek kezdetleges modelleket. A megfigyelési technikák és eszközök fejlődése (főleg a spektroszkópia területén), valamint a szoros kettőscsillagok fizikai működését, ill. a kölcsönhatások jellegét egyre jobban leíró elméleti számítások azonban csak az utóbbi 10-15 évben tették lehetővé a pontos modellezést. Bár a modellkészítés során a csillagok bizonyos tulajdonságai csak közelítésekkel, egyszerűsítésekkel írhatóak le (pl. az erős felszíni aktivitás következtében fellépő, dinamikus változó folttevékenység), a rendszer alapvető fizikai és geometriai jellemzői jó pontossággal meghatározhatóak.

A nagy égboltfelmérő programok új lendületet adtak a szoros kettőscsillagok vizsgálatának; különösen a Hipparcos műhold missziója. A műhold 1989-1993 között több mint százezer csillagról készített pontos fotometriai és pozíciómérést. Az utóbbi 10 évben pedig a gravitációs mikrolencse-jelenségeket kereső programok (OGLE, EROS, MACHO) révén fedeztek fel számos új változócsillagot, köztük több ezer fedési változót is. Az eredmények egyrészt pontosították a szoros kettőscsillagok eloszlásának statisztikai elemzéseit, a már ismert és modellezett objektumok esetében pedig a paralaxis meghatározása révén lehetőség nyílt a távolságok meghatározására, ebből pedig további abszolút paraméterek (luminozitás, abszolút fényesség) kiszámolására.

## 1.5. Felszíni és kromoszférikus aktivitás

Napunkról már évszázadok óta közzismert, hogy felszínén ill. külsőbb tartományai-ban meglehetősen aktív folyamatok zajlanak (napfoltok vándorlása, protuberanciák, napkitörések...); azonban – köszönhetően főként az egyre több hullámhossztartományt lefedő megfigyeléseknek, valamint a numerikus modellezési eljárások fejlődésének – ezen jelenségek teljes körű feltárása, valamint fizikai hátterük megértése csak az utóbbi évtizedekben vette kezdetét, s napjainkban is tart.

A Naphoz hasonló, kis tömegű fősorozati csillagok vázlatos felépítése a következő. Az energiatermelés helyszínéül szolgáló központi magot energiaterjedési rétegek (sugárzási zóna, konvektív zóna, ill. az ezek között lévő, vékony tachoklína) veszik körül. A konvektív zóna legkülsőbb része egy vékony, mindössze néhány száz km vastag rétegben, a fotoszférában folytatódik (a csillag ezen részéről érkezik a szemmel látható sugárzás, ezért „felszín”-nek is nevezik). A fotoszféra felett található a csillag „léggöze”: a kromoszféra, az átmeneti réteg és a korona. A kromoszférában fokozatosan emelkedik a hőmérséklet (a Nap esetében kb. 5500 K-től 20 000 K-ig), a vékony átmeneti rétegben viszont hirtelen „megugorva” eléri a több millió K-t, a rendkívül kiterjedt, forró korona anyagába átmenve. Az egyes atmoszférikus rétegekről a hőmérséklet változásának megfelelő sugárzást tudjuk detektálni. A kromoszférából látható és ultraibolya tartományban lévő spektrumvonalakon ( $H\alpha$ , Ca II H és K, C IV, Mg II, ...), míg az átmeneti réteg és a korona forróbb vidékeiről extrém UV ill. röntgentartományban nyerhetünk információkat.

Az egyes tartományokban első ránézésre különböző aktív jelenségek figyelhetők meg (felszín: foltok, fáklyák, granuláció; kromoszféra: protuberanciák, szpikulák, plázsok; korona: koronalyukak és hurkok; valamint a több réteget átívelő kitörések v. flerek), de kialakulásuk valójában egymástól függően történik, s közös okokra vezethető vissza. A jelenlegi elméletek szerint a Nap „mágneses dinamó”-ként működik: a mágneses tér forrása pedig a konvektív zónában áramló plazmatartományok (az ún. cellák) mozgásának, valamint a forgás következtében létrejövő áramlások kölcsönhatása. A pontos fizikai háttér megértése azonban meglehetősen nehéz, ezért különösen fontos, hogy más csillagok esetében is vizsgáljuk a felszíni és légköri aktivitást.

Először gyorsan forgó, magányos csillagok és aktív, nem érintkező kettős rendszerek esetében mutattak ki erős aktivitásra utaló nyomokat, még a hetvenes években. A W UMa típusú csillagok esetében néhány UV tartományban lévő, aktivitást jelző emissziós spektrumvonal ( $He II$ , C IV, N V, Si II, Si IV) kimutatásával sikerült először bizonyítani a jelenséget a VW Cep spektrálanalízise során (Dupree és mtsai 1979, Dupree és Preston 1980). Szintén a VW Cep volt az első kontakt kettős, melynek – a koronából származó – röntgensugárzását sikerült detektálni (Carroll és mtsai 1980). A szoros kettőscsillagok aktivitásának vizsgálata az utóbbi 20-25 évben népszerű kutatási területté vált, mind

megfigyelési, mind elméleti oldalról. A főként nagyenergiájú tartományokban végzett mérések révén folyamatos (foltborítottság, kromoszférikus emisszió) ill. tranziens (fler) jelenségek is megfigyelhetővé váltak. Az elméleti vizsgálatok ugyanakkor azt mutatják, hogy a mágneses aktivitás szerepe igen fontos lehet a kontakt kettősök kialakulásában és evolúciójában, kapcsolatban állhat a kezdeti impulzusmomentum-vesztési fázisokkal ill. a keringési periódusidők hosszútávú, periodikus változásával (pl. Applegate 1992, Lanza és Rodono 1999).

A szoros kettősök közvetlenül leginkább tanulmányozható légköri jelensége a kromoszférikus emisszió, mely egyes spektrumvonalak (főleg  $H\alpha$ , Ca II H és K, Mg II) esetében figyelhető meg. A kromoszféra alsó és középső rétegeiből erős  $H\alpha$ -abszorpció származik, míg az aktivitási jelenségek emissziót hoznak létre, gyengítve az abszorpció mértékét (vagy eredő emissziós profilt létrehozva). Bár  $H\alpha$ -ban általában nehezebb feladat meghatározni az emisszió valódi mértékét, mint a keskenyebb vonalak esetében, megfelelő adatfeldolgozási és modellezési eljárások felhasználásával sok értékes információ gyűjthető ki a vonalprofilokból az aktivitás mértékére és változására vonatkozólag (Barden 1985, Montes és mtsai 1995).

## 1.6. Kutatási célok

TDK-munkám egyik témavezetője, Mészáros Szabolcs (Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics, Boston, USA / SZTE TTIK Optikai és Kvantumelektronikai Tanszék) és dr. Kiss L. László (University of Sydney) 2004-ben kezdtek hozzá kutatási témájukhoz, melynek célja a szakirodalomban eddig csak hiányosan, vagy egyáltalán nem szereplő szoros kettőscsillagok fizikai paramétereinek meghatározása volt. A vizsgálandó csillagok – az északi égbolton zajló szisztematikus, ilyen irányú felmérések, valamint a mérések kivitelezhetősége miatt – a déli féltekéről látszó objektumok közül kerültek kiválasztásra. A cél az volt, hogy a fizikai modellek minél pontosabban, fotometriai és spektroszkópiai mérések kombinálásával készüljenek el. Végül öt kettőscsillagról (V870 Arae, QY Hydrae, XY Leonis, VZ Libri, DX Tucanae) született megfelelő mennyiségű és minőségű megfigyelési adat. A konkrét célkitűzések:

- A fotometriai mérésekből kinyert fénygörbék alapján fedési időpontok (fénygörbe-minimumok) és keringési periódusidők meghatározása;
- A spektroszkópiai mérésekből kinyert radiális sebesség-görbék alapján a sebesség-amplitúdók, ill. a komponensek tömegarányának meghatározása;
- Fotometriai és spektroszkópiai adatok alapján a csillagok modellezése Wilson–Devinney-kóddal;
- Abszolút fizikai paraméterek (tömeg, sugár, luminozitás) és azok hibáinak meghatározása, a rendszerek geometriai modelljeinek elkészítése;

- Távolságmeghatározás különböző módszerekkel; az eredmények összevetése a Hipparcos parallaxisméréseiből számított értékekkel;
- Következtetések levonása a csillagok fejlődési állapotáról, felszíni aktivitásáról és lehetséges kísérő objektumok jelenlétéről.

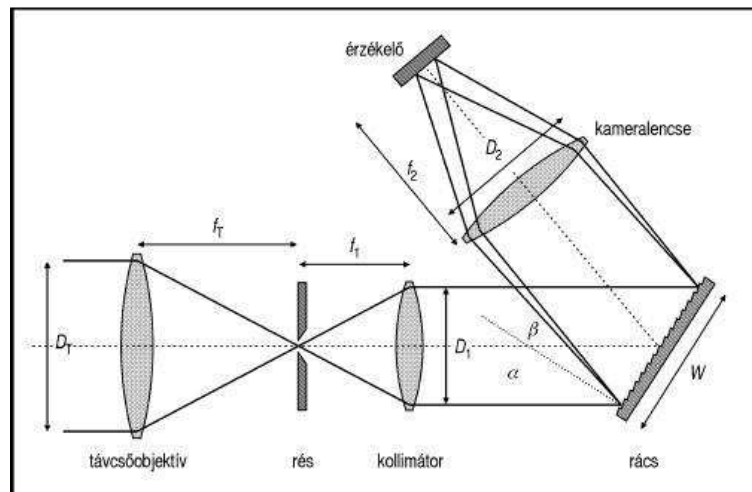
A projekthez 2005 februárjában csatlakoztam; az adatok feldolgozását és a megfelelő elméleti következtetések levonását témavezetőmmel közösen végeztük, míg a csillagok Wilson–Devinney-kóddal történő modellezését és a paraméterek kiszámolását önállóan vittem véghez 2005-2006 folyamán.

Kutatómunkám második, 2007-2008 közötti szakaszában – témavezetőm, dr. Vinkó József (SZTE TTIK Optikai és Kvantumelektronikai Tanszék) irányítása mellett – jól ismert, meghatározott fizikai paraméterekkel rendelkező W UMa csillagok színképelemzésével foglalkoztam. Célunk ezen kettőscsillagok kromoszférikus aktivitásának kimutatása volt, a hidrogén Balmer-alfa vonalánál fellépő emissziós többlet megjelenése alapján. A megfigyelési programban szereplő objektumok közül végül nyolc érintkező kettős (AB Andromedae, OO Aquilae, VW Cephei, V1073 Cygni, LS Delphini, SW Lacertae, U Pegasi, VZ Piscium) esetében végeztem el a részletes vizsgálatokat.

Bár a mérési adatok 1997-ből származnak, több oka is volt, amiért csak egy évtized után kerültek feldolgozásra. Témavezetőm és akkori munkatársai tíz évvel ezelőtt részben kiértékeltek a spektrumokat, ám az eredmények sajnálatos módon elvesztek, s a következő években nem került sor újbóli adatredukcióra. A projekt újraélesztésének aktualitását egyrészt az adta, hogy a legtöbb programcsillag jó minőségű spektrofotometriai méréseken alapuló modellje csak az utóbbi években készült el (így lehetőség nyílt a kellően pontos paraméter-konfigurációk felhasználására), másrészt pedig az, hogy vizuális színképtartományban, részletes vonalprofil-illesztéssel végzett aktivitásvizsgálat a legtöbb csillagról azóta sem áll rendelkezésre. Vizsgálataink így lehetővé teszik a más hullámhosszakon végzett – sokszor csak statisztikai jellegű – aktivitás-megfigyelések megerősítését, valamint az aktív területek csillagokon való elhelyezkedésére irányuló becslések elvégzését.

## 2. Megfigyelések, műszerek

Ahogy az előző fejezet végén említettem, a kutatómunkám második felében felhasznált adatok több mint tíz éves múltra tekintenek vissza. A spektroszkópai megfigyeléseket témavezetőm és egyik akkori hallgatója, Kaszás Gábor végezte a torontói David Dunlap Obszervatórium 1,88 m-es távcsövére szerelt Cassegrain-spektrográffal. A mérések 1997. augusztus 8. és szeptember 14. között, összesen 17 éjszakán keresztül készültek (a programban szerepeltek további szoros kettőscillagok, valamint cefeida típusú, pulzáló változócsillagok is). A használt Thomson CCD-kamera 1024×1024 pixeles képmérettel rendelkezett. A közepes felbontású színeképek ( $\frac{\lambda}{\Delta\lambda} \approx 11000$ ) a hidrogén Balmer-alfa (a továbbiakban  $H\alpha$ ,  $\lambda_0 = 6562,81 \text{ \AA}$ ) vonalának környezetében, a 6500-6700  $\text{\AA}$  hullámhossztartományban készültek.



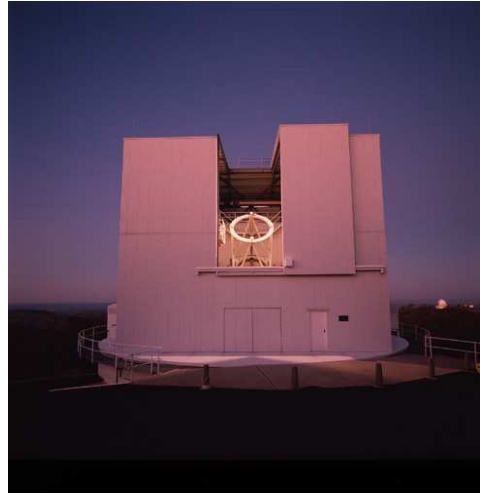
1. ábra. Egy Cassegrain-spektrográf vázlatos felépítési rajza

A kutatásaim első részében analizált adatokat eredményező megfigyelések két szakaszban zajlottak az ausztráliai Siding Spring Obszervatóriumban. Az első mérésorozatra 2004 júliusában került sor: Kiss László és Mészáros Szabolcs négy csillagról (DX Tuc, VZ Lib, QY Hya, V870 Ara) vett fel fotometriai és spektroszkópai adatsorokat. A második szakaszra 2005 februárja és márciusa között került sor; az XY Leo-ról készült méréseket Kiss László végezte.

A fotometriai megfigyelések az 1,02 m átmérőjű, f/5-ös fényerejű, Ritchey–Crétien-távcsőre szerelt Imager CCD-kamerával készültek, amely 2148×2048 pixel méretű digitális képeket állított elő. A V870 Ara-ról B, V és I szűrős, a többi csillagról B és V szűrős felvételek születtek; az expozíciós idők 3-15 s között változtak.



2. ábra. Az SSO 1,02 m-es RC-távcsöve



3. ábra. Az SSO 2,3 m-es ATT távcsöve

A spektroszkópai felvételek az SSO 2,3 m-es távcsövére (Advanced Technology Telescope, ATT) szerelt kétsugaras Nasmyth-spektrográffal (Double Beam Spectrograph, DBS) készültek. A detektor egy  $1798 \times 532$  pixeles CCD-chip volt; a spektrumok elméleti felbontása a használt hullámhossztartományban ( $5800\text{-}6800 \text{ \AA}$ ) 7000 körül volt megadva (az adatkiértékelések során a felbontást ennél kissé alacsonyabbra, 5000 és 6000 közé becsültük). A csillagok periódusától függően az expozíciós idők 1 és 5 perc között változtak.

## 3. Az adatok feldolgozása, kiértékelése

### 3.1. Fotometriai adatok

Fotometriai mérések csak az első mintában szereplő, öt darab kettőscsillag esetében készültek. Az alábbiakban részletezett eljárásokat mindegyik objektum esetében elvégeztem.

#### 3.1.1. Korrekciós eljárások

A CCD-kamerába belépő fotonok hatására elektronok válnak ki a chip alaprétegéből, a pixelenként felgyülemelő negatív töltésértéket pedig ki tudjuk olvasni. Az így kilépő elektronok száma egyenesen arányos a beeső fény fluxusával, ami (elméletileg) közvetlen fényességmérést tesz lehetővé. A gyakorlatban azonban több olyan hatást is figyelembe kell vennünk, ami módosít az egy pixelre eső elektronszámon, s csak ezek kiküszöbölése után kezdhetjük meg az adatok kinyerését. A három alapvető korrigálási eljárás a *dark*-, a *bias*- és a *flat*-korrekció; ezek részletes leírása pl. a TDK-dolgozatomban is megtalálható.

#### 3.1.2. A felvételek redukálása

A CCD-kamera által készített képek *.fits* (Flexible Image Transport System) kiterjesztésű fájllokként kerülnek át a számítógépre; ezt a formátumot szinte minden képfeldolgozó program ismeri. A képek egy fejléccel kezdődnek, amely tartalmazza a képek rekonstruálásához nélkülözhetetlen legfontosabb megfigyelési és technikai információkat. Ezeket a feldolgozás során ki is tudjuk nyerni (vagy akár megváltoztatni).

A felvételek redukálását a National Optical Astronomical Observatory *IRAF* (Image Reduction and Analysis Facility) nevű általános csillagászati képfeldolgozó program-csomagjával végeztem. Ez a parancssoros vezérlésű szoftver csomagokból (package), azon belül pedig alkalmazásokból (task) áll; egy-egy művelet elvégzéséhez a megfelelő taskot kell megszerkesztenünk, majd lefuttatnunk.

A *dark*-korrekciót nem kellett alkalmazni, mivel a használt CCD-kamera folyékony nitrogénnel volt hűtve; a képkorrekciókat a *ccdproc* nevű alkalmazással hajtottam végre.

A változócsillagok vizsgálatánál a csillag fényének időbeli változására vagyunk kíváncsiak; ehhez ún. idősor fotometriát kell végeznünk. A fényváltozást egy másik, konstans fényességűnek tekinthető csillag (az ún. összehasonlító, röviden öh) fluxusértékeihez viszonyítva tudjuk mérni. A felvételeken a változó mellett szerepelnie kell legalább 2-3 hasonló fényességű öh-nak (persze ha ezt a látómező mérete és az égterület lehetővé teszi), hogy ezek konstans voltáról az egymással való összehasonlítás révén tudjunk meggyőződni.

Egy éjszaka során több tíz, vagy akár több száz képet is készítenünk kell a megfelelő mintavételezés érdekében. Bár a modern távcsövek követik az égbolt forgását, a vezetés nem tökéletes, ezért a képek egymáshoz képest kicsit el lesznek tolódva. Ahhoz viszont, hogy a későbbiekben a fotometria automatikusan elvégezhető legyen az összes képre (azaz ne egyesével kelljen végigmérnünk minden felvételt), szükséges, hogy a csillagok mindig ugyanazokon a képkoordinátákon szerepeljenek.

A redukálási folyamat következő lépése tehát a felvételek összetolása volt; sűrű csillagmező, vagy nagy eltolódások esetén ez elég hosszadalmas eljárás lett volna. Az általam feldolgozott mérések esetében viszont csak kevés csillag volt a képen, és az eltérések sem voltak túl nagyok; így elegendő volt csupán egy referenciaképen lévő koordinátákat kiírnom, majd az *imalign* nevű taskkal az összes képet ezekhez igazítva eltolnom.

A képek összetolása után következett a konkrét kiértékelés, az ún. **apertúra-fotometria**. Ennek során a mérendő csillag köré egy gyűrű alakú apertúrát illesztettem; a belső átmérőn belüli pixelek összfluxusát azonosítottam az objektum fényességével, a gyűrűn lévő pixelek fluxusát pedig a háttérfényességgel. Összetolt képek esetén az eljárás automatizáltan volt végezhető (csupán a képek listáját, valamint a kimérendő csillagok koordinátáit kellett megadni hozzá). A létrejövő fájlkból kiszedtem a kép készítésének időpontját, valamint a változó és az összehasonlító csillagok fényességét. Az időpontok függvényében ábrázolva a változó és a legfényesebb öh különbségét, megkaptam az ún. differenciális fénygörbét, ami már visszaadta a vizsgált csillag fényességének valódi időbeli változását.

A felvételek időpontjai a csillagászatban használatos *Julián-dátum* (JD) szerint lettek megadva. A JD előnye, hogy egy adott dátumtól kezdve (Kr.e. 4713. január 1.) folyamatosan számoljuk az eltelt napokat, ami megkönnyíti az időbeli állapotváltozások vizsgálatát (főleg hosszú idősorok esetén). A pontos időpontok meghatározásához a JD-ben megadott értékekre még el kellett végezni az ún. *heliocentrikus korrekciót* (ezáltal a Föld Nap körüli keringését is figyelembe vettem), eredményként így heliocentrikus Julián-dátumokat (HJD) kaptam.

### 3.1.3. Extinkciós korrekciók, standard transzformációk

A mérési eredményeket korrigálni kellett a légkör hatásaira, majd átkonvertálni egy standard fotometriai rendszerbe (az eljárás részletei a TDK-dolgozatomban találhatóak).

A korrekciós ill. transzformációs lépésekhez a mintában szereplő csillagokhoz közeli, ún. Landolt-mezőkön (Landolt 1992) lévő, standard csillagokat használtuk fel (konkrétan a PG1323–085, a PG1525–071, a PG1657+078 és a PG2212–00 mezőket). Az extinkciós és transzformációs együtthatók meghatározását a GNU PLOT ábrázoló-programban lévő illesztési funkciók, valamint egy Mészáros Szabolccsal közösen írt, C



nyelvű program segítségével is elvégeztük. A kapott együtthatók az 1. táblázatban szerepelnek.

$k'_v$	0,095	$\mu$	0,976	$\nu$	1,040
$\epsilon_{BV}$	0,050	$k'_{bv}$	0,111	$k'_{vi}$	0,040
$\zeta_V$	-2,261	$\zeta_{BV}$	-0,618	$\zeta_{VI}$	0,340

1. táblázat. A fotometriai mérésekhez használt rendszerre (SSO 1,02 m-es RC-távcső + Imager CCD, 2004. július) vonatkozó extinkciós ill. transzformációs együtthatók értékei (a  $k'$ -s tagok az elsőrendű extinkciós együtthatók;  $\mu$ ,  $\nu$  és  $\epsilon$  a transzformációs együtthatók; a  $\zeta$ -val jelölt tagok pedig az ún. zérusponti állandók)

### 3.1.4. Periódusmeghatározás, az O–C diagram

A csillagok keringési periódusidejének változását az ún. O–C (olv. ó mínusz cé) diagram segítségével vizsgáltam. A TDK-dolgozatomban részletesen leírt módszerek segítségével mind az öt, az első mintában szereplő kettőscsillag esetében sikerült több minimumidőpontot és új, korrigált periódusidőket meghatároznom. Az új periódusidők és alkalmasan választott epochák segítségével a fénygörbéket – a későbbi vizsgálatok megkönnyítése érdekében – fázisba rendeztem. Fázis alatt a csillagászatban használatos keringési fázist értem, ami a keringési periódusegységben mért időkülönbséget jelenti (pontosabban ennek törtrészét). Ezáltal a különböző éjszakákon készült mérési pontok egyetlen, 0-tól 1-ig tartó intervallumba estek.

## 3.2. Spektroszkópiai adatok

### 3.2.1. A spektrumok feldolgozása

A spektrumok kiértékelése jóval hosszabb és bonyolultabb feladat, mint a fotometriai adatok feldolgozása. A csillagok színekéből azonban igen sok értékes információt tudunk kinyerni, ami erős motivációt nyújt az összetett munkafolyamat elvégzéséhez. Az első mintában szereplő objektumok közül az XY Leo, míg a második minta összes csillagának színeképelemzését én végeztem (az első minta többi csillagának spektrumait Mészáros Szabolcs dolgozta fel).

A redukálási műveleteket ezúttal is az IRAF nevű programcsomaggal hajtottam végre. Bár a fotometriai képekből jóval több készült, mint a spektroszkópiaiakból, itt többféle eljárást kellett alkalmazni, ráadásul ezek közül nem mindegyik volt automatizálható. Az első lépések megegyeznek az előző fejezetben vázoltakkal: a megfelelő képkorrekciókhoz átlagolt bias-, ill. flat-képeket kell készítenünk, s a felvételeket ezekkel korrigáljuk. A redukálás további fázisaiban viszont a korábbiaktól lényegesen különböző metódusokra van szükség.

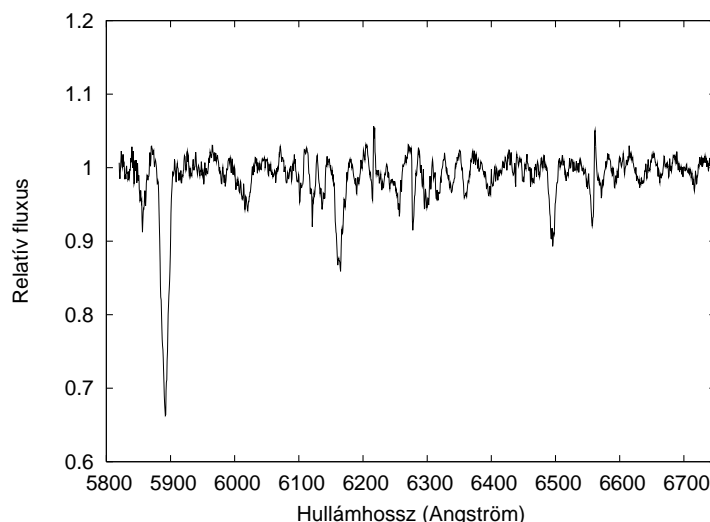
A nyers CCD-felvételekre ránézve rögtön feltűnik egy fontos különbség: a fotometriai képekkel ellentétben a spektroszkópiai felvételeken csak egy vékony csík (a spektroszkóp részének képe) hordoz értékes információt. A feldolgozás következő pontjaként ezeket a hasznos tartományokat választjuk ki a képeken (ezt az *implot* nevű taskkal tehetjük meg), majd kivágjuk azokat (ez az ún. *trimmelés*); ettől kezdve pedig csak ezekkel a képrészletekkel foglalkozunk.

A mérések során készült felvételek négy csoportba oszthatóak: a bias-, flat- és objektumképek mellett spektrállámpa-képeket is csinálnak, melyek segítségével elvégezhető a csillagok spektrumainak hullámhossz-kalibrációja. A kalibráció során a képek pixelkoordinátáit kell átváltanunk hullámhossz-koordinátákra – ehhez pedig a mért spektrális tartományban lévő, ismert, keskeny emissziós vonalakkal rendelkező spektrállámpákról készült felvételeket használjuk fel (ezekből minden objektumkép előtt, ill. után is készül egy-egy darab). Az egyik kiválasztott spektrállámpa-kép vonalainak azonosítása után be tudjuk kalibrálni a többit is (ezt a *noao.onedspec* csomag *identify*, ill. *reidentify* taskjaival tehetjük meg), majd össze kell gyűjtenünk az összetartozó objektum- és lámpaspektrumokat (*refspectra* task). A kalibráció ezután a *dispcor* task segítségével végezhető el: a lámpaképek alapján felállított pixelkoordináta-hullámhossz átváltási függvényt az objektumképekre alkalmazva megkapjuk a hullámhossz-kalibrált spektrumokat. Az XY Leo spektrumainak kalibrációjánál CuAr-, ill. NeAr-lámpákat, a második minta csillagainál FeAr-lámpákat használtam.

A spektroszkópiában megszokott módon el kellett végezni az ún. kontinuum-normálást is, melyet kétlépcsős polinomfüggvény-illesztéssel oldottam meg a *noao.onedspec.continuum* task segítségével.

### 3.2.2. Radiálissebesség-görbék előállítása

Az első mintában szereplő kettőscsillagok adatfeldolgozása során az egyik legfontosabb lépés volt a komponensek látóirányú (radiális) sebességeinek a keringési fázis során történő változásának meghatározása. A radiálissebesség-görbét a hullámhossz-kalibrált, kontinuum-normált spektrumokból állítottam elő, az ún. **keresztkorrelációs függvény** (Cross-Correlation Function, **CCF**) segítségével. Az eljárás lényege, hogy a vizsgált csillag színképét keresztkorreláltatjuk egy hasonló spektráltípusú, ismert (és időben stabil) radiális sebességű csillag színképével; így a keresett sebességértékeket az azonos vonalak közötti hullámhosszeltolódásból lehet meghatározni (2). A komponensek sebességprofilját egy-egy Gauss-görbével illesztjük le; a görbék maximumhelyei adják meg a radiális sebességeket.

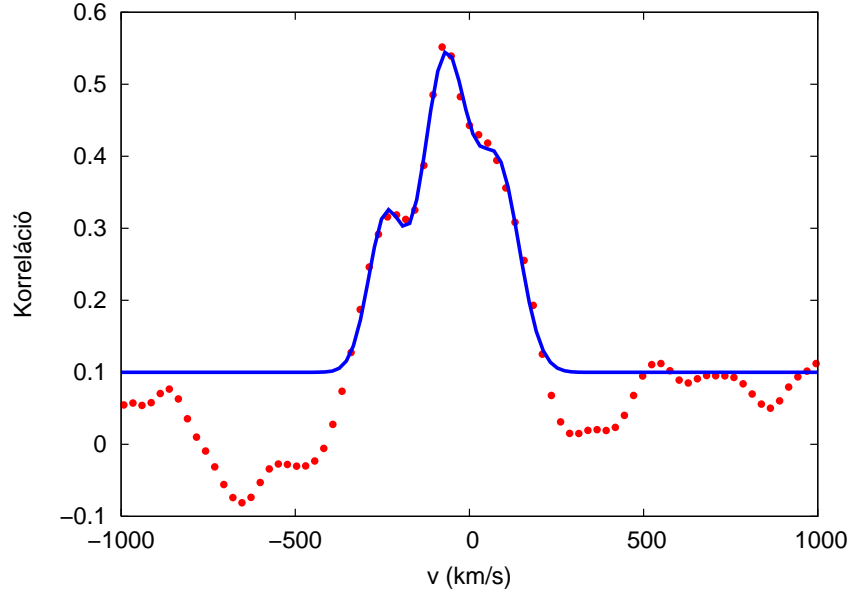


4. ábra. Az XY Leo spektruma

Az eljárás során az IRAF *fxcor* nevű taskját használtam. A sebességstandard a HD 80170 jelű, K5III-IV színképosztályú csillag volt (radiális sebessége:  $v_{rad} = -0,1 \pm 0,9 \frac{km}{s}$ ). Az XY Leo spektrumai az 5800-6800 Å tartományban készültek, de a keresztkorreláció során nem használtam fel minden vonalat. Mivel az volt a cél, hogy minél pontosabb hullámhosszváltozást lehessen megállapítani, a nagyon széles vonalak környékét ( $H\alpha$ , Na D, valamint a Föld légköréből származó (*telluric*)  $O_2 + H_2O$  sáv) ki kellett hagyni a korrelációból. A megmaradó hasznos tartományokat (6175-6270 Å, 6290-6500 Å, 6600-6750 Å) mindkét csillag színképéből kivágtam, és ezekkel dolgoztam tovább.

Az elkészített CCF-profilokra Gauss-görbéket illesztettem (lásd: 5. ábra). A korábban vázolt módszer alapján két görbét kellett volna használni, azonban az XY Leo esetében megjelent egy erős, ún. harmadik fény is, amely egy plusz Gauss-görbe illesztését tette szükségessé (a harmadik fény általában a rendszer egy további komponensére, erős felszíni folyamatokra, esetleg valamilyen zavaró hatásra utal; az XY Leo esetében a harmadik csúcs megjelenése várható volt, részletesebben lásd az Eredmények c. fejezetben). A meghatározott radiális sebességekre még el kellett végezni az ún. *baricentrikus* korrekciót (ezzel a Föld mozgását is figyelembe vettem); ezt az *rvcorrect* nevű taskkal hajtottam végre.

Végül a HJD-ben megadott időpontok, a kiindulási epocha és a keringési periódusidő segítségével keringési fázist rendeltem minden mérési ponthoz, s a radiális sebességeket fázis függvényében ábrázoltam. A sebességamplitúdókat szinuszgörbék illesztésével határoztam meg (mivel a szoros kettőscsillagok pályáit kör alakúnak tekinthetjük). Az epocha- és periódusértékeket, valamint a radiális sebesség-görbéket és a meghatározott amplitúdókat szintén a 4.2. fejezetben ismertetem.



5. ábra. A 0,75-ös fázisú CCF-profil az illesztett Gauss-görbékkel (XY Leo)

### 3.2.3. Egyéb spektrumfeldolgozási metódusok

A második minta csillagai esetében a 3.2.1. alfejezetben részletezett spektrumfeldolgozási lépések után nem radiálissebesség-görbék előállítása, hanem a megfigyelt és a – későbbiekben olvasható módon előállított – modellspektrumok összehasonlítása volt a cél. Ehhez a mérésekből származó színeképeket néhány további eljárásnak kellett alávetni. Először az előző fejezetben már emlegetett telluric vonalak kiszűrésére volt szükség (ezek különösen a  $H\alpha$  vonal kék oldalán jelentkeztek), melyhez elő kellett állítani a tisztán légköri vonalakat tartalmazó, "mesterséges" spektrumokat. A művelethez szükség volt ún. telluric standard (azaz gyorsan forgó, késői B vagy korai A színeképtípusú) csillagok – a többi mérési adattal egy napon, azonos műszeregyüttessel készített – színeképfelvételeire; ezekből a mintánkban nyolc darab (B7-A1 spektrálosztályú) objektum szerepelt. Ezen standard csillagok színeképében csak az erős  $H\alpha$ -vonal, valamint a légköri vonalak látszanak. A mesterséges spektrumok előállításához a standard színeképek megfelelő szakaszaira Gauss-görbét (egyét a  $H\alpha$  csúcsprofiljára, egyet a "szárnyakra" és a kontinuum-jellegű részekre), ill. bonyolultabb esetekben a Gauss-profilok mellett egy másodfokú polinomot is illeszttem. Az illesztett görbék levonása után megkaptam a kizárólag légköri vonalakat tartalmazó spektrumokat. A tiszta telluric spektrumokkal leosztottam az objektumspektrumokat (a vonalerőségek megfelelő optimalizását a *sarith* taskkal végeztem), majd újra elvégeztem a keletkező színeképek kontinuum-normálását. Végül a Föld sebességére való hullámhossz-korrekciót is végrehajtottam, az *rvcorrect* és *dopcorrect* taskok segítségével.

Mivel a mérési adatok többsége eléggé zajos volt, ezért a – most már légköri vonalak-

kal nem terhelt – kettőscsillag-spektrumokon Gauss-simítást (egy beépített numerikus eljárás, mely 10 pontonként végez Gauss-görbével súlyozott átlagolást) alkalmaztam az IRAF *onedspec/gauss* programjával. A simított spektrumok már összehasonlíthatóak voltak a modellspektrumokkal; ennek a folyamatnak a részleteit az 5.1. fejezetben ismertetem.

## 4. Fizikai paraméterek meghatározása - az első minta csillagainak elemzése

### 4.1. A paraméter-meghatározások folyamata

A vizsgált csillagok modellezéséhez a Wilson–Devinney-kód legfrissebb verzióját használtam (Wilson és Devinney 1973, Wilson és Van Hamme 2004); a program használatának bemutatását TDK-dolgozatomban közöltem. A fizikai paraméterek WD-kóddal történő kinyerését mind az öt csillagra elvégeztem. A modellezéshez szükséges bemenő paramétereket a fénygörbék és a radiálissebesség-görbék vizsgálatából határoztam meg.

#### 4.1.1. Rögzített paraméterek, a program futtatása

A fénygörbék és radiálissebesség-görbék segítségével több, az illesztés során fix értéken tartott bemenő paramétert határoztam meg, ezáltal csökkentve a szabad paraméterek számát (ha ez a szám túl nagy, az illesztések bizonytalanná válhatnak); ezenkívül felhasználtam a fotometriai mérésekből származó, fázisstartományra vonatkozó fényességadatokat is.

A transzformációk során a standard fényességeket – a csillagászatban megszokott módon – magnitúdókban határoztam meg. A magnitúdó azonban nem additív mennyiség, ezért az értékeket relatív fluxussá kellett átalakítani, s ezek az adatok szerepeltek végül a WD-kód bemeneti fájljában:

$$F = 10^{-0,4(m-m_{max})} \quad (7)$$

, ahol  $F$  a relatív fluxus,  $m_{max}$  pedig a magnitúdóban mért maximális fényességérték.

A fénygörbékéből további fontos bemenő adatokat lehetett meghatározni: maximális fényesség, a minimumfényességek időpontja, ill. az ezek különbségéből számolt periódusidő; ezenkívül a fénygörbe alakjából következtettem a kettőscsillag típusára, valamint a felszíni aktivitás lehetséges formáira (folttevékenység, kitörések) is.

Az illesztett radiálissebesség-görbék révén meghatároztam a tömegközéppont sebességét (gamma-sebesség,  $V_\gamma$ ), valamint a sebességamplitúdókat ( $K_1, K_2$ ). Ezek aránya a csillagok tömegarányát ( $q$ ) adta meg; míg a pályák félnagy tengelyére (5) alapján az alábbi képlettel tettem alsó becslést (ekkor  $\sin i = 1$ ):

$$A = \frac{P}{2\pi}(K_1 + K_2) \quad (8)$$

A félnagy tengely végső értékét az illesztések lefuttatása után, az inklinációval történő korrigálás révén tudtam meghatározni.

A radiálissebesség-görbék és a fénygörbék együttes vizsgálata révén következtettem arra, hogy a nulla fázisnál (ez a fénygörbe egyik minimumpontjához van rögzítve;

ilyenkor a Földről nézve az egyik csillag épp a másik előtt van) elől lévő komponens a nagyobb vagy a kisebb tömegű, illetve a hidegebb vagy a forróbb – ez azért volt fontos, mert eszerint kellett sorszámozni az objektumokat a programban. Szintén fontos bemenő paraméter a nulla fázisnál fedésben lévő komponens effektív felszíni hőmérséklete – az erre vonatkozó becsléseket a mérésekből származó  $B-V$  színindexek alapján tettem meg (Gray 1992):

$$\log T_{\text{eff}} = 3,988 - 0,881(B - V) + 2,142(B - V)^2 - 3,614(B - V)^3 + 3,2637(B - V)^4 - 1,4727(B - V)^5 + 0,2600(B - V)^6 \quad (9)$$

A szerző megjegyzése szerint a fenti formulával számolt hőmérséklet hibájára becsült érték 5-6000 K esetén:  $\Delta T_1 \approx 150K$ .

A rendelkezésre álló  $B$  és  $V$  szűrős fénygörbék, valamint a rögzített paraméterek ismeretében a programmal egy, a valódihoz hasonló fénygörbét generáltam. A bemeneti fájlban beállítottam, majd folyamatosan változtattam az egyes értékeket, egészen addig, míg egy relatíve jó közelítő görbét sikerült megadnom; az eredményeket a GNUPLOT nevű programmal ábrázoltam.

A program során végzett iterációk automatizálását egymásba ágyazott shell-szkriptekkel ill. awk-szkriptekkel oldottam meg. Bizonyos karaktercsoportosítási jellegzetességeket kihasználva építettem fel a soron következő bemeneti fájlt, melyben az illesztendő paraméterek helyére az előző futtatás során kapott értékeket helyettesítettem, így finomítva fokozatosan azokat. A folyamat során többször is szükséges volt egyes paraméterértékek átállítása. Egy adott pontosság elérése után ezek a korrekciók feleslegessé váltak, így ezután teljesen automatikus üzemmódban zajlott a fokozatos illesztés. A kívánt eredményhez több száz futtatás után jutottam el, mikor az összes paraméter már csak hibahatáron belül változott. A végeredményeket felhasználva a WD-kóddal legeneráltam a végső, modellezett fénygörbét, valamint kirajzoltattam a csillagok geometriai modelljét is.

#### 4.1.2. Abszolút paraméterek meghatározása

Az illesztett paraméterek végső értékeit – a program által számított szórásokkal együtt – egy kimeneti fájlban kaptam meg. A végeredménynek számító fénygörbemodellek előállítását után egy másik kimeneti fájlból olvastam ki a komponensek két fontos jellemzőjének, a tömegnek és a sugárnak a Nap értékeihez viszonyított nagyságát (a Nap tömegét  $2 \cdot 10^{30}$  kg-nak, sugarát 695 000 km-nek vettem).

A tömeg és a sugár ismeretében kiszámítható további paraméterek (luminozitás, abszolút fényesség) meghatározásánál figyelembe kellett venni az ún. *intersztelláris vörösödést*. A csillagközi térben lévő por elnyeli a csillagok fényének egy részét; csökken

a fluxus, azaz a magnitúdóban mért fényességértékek növekednek:

$$V_{\text{obs}} = V_0 + A_V \quad (10)$$

$$B_{\text{obs}} = B_0 + A_B \quad (11)$$

ahol  $V_{\text{obs}}$  és  $B_{\text{obs}}$  a megfigyelésekből származó standard magnitúdók,  $V_0$  és  $B_0$  a vörösödésre korrigált magnitúdók,  $A_V$  és  $A_B$  pedig az adott tartományokban mért teljes elnyelődés (extinkció). Az extinkció mértéke a rövidebb hullámhosszak felé haladva nő (így pl.  $A_B > A_V$ ), azaz a vörösebb tartományból kevesebb fény nyelődik el; tehát az objektumok színe kissé vörösebbé válik (innen az elnevezés). A számításokhoz vörösödésmentes  $(B - V)_0$  színindexre volt szükség, ennek értéke:

$$(B - V)_0 = (B - V)_{\text{obs}} - (A_B - A_V) = (B - V)_{\text{obs}} - E(B - V) \quad (12)$$

$E(B - V)$ -t vörösödésnek v. színexcesszusnak nevezzük. A vizuális tartományban mért teljes extinkció és a színexcesszus között fennálló empirikus összefüggés:

$$A_V = R_V \cdot E(B - V) \quad (13)$$

ahol  $R_V \approx 3,0 - 3,3$  empirikus konstans.

A vörösödés értékének pontos kiszámítása igen nehéz feladat, mivel ehhez pontosan ismernünk kellene a köztünk és a megfigyelt égitest között lévő anyag mennyiségét és eloszlását. A dolgozatban szereplő objektumok mind fényesebb, közeli csillagok, ezért a színexcesszus nem túl jelentős; de a pontosabb vizsgálatok érdekében mégsem hanyagoltam el.  $E(B - V)$  értékére alsó és felső becslést tettem; előbbi esetben 0-nak vettem, míg utóbbihoz a Schlegel és munkatársai által kidolgozott vörösödési térképet, ill. az ehhez tartozó C programot használtam (Schlegel és mtsai 1998). Az említett kutatók infravörös mérések segítségével megbecsülték a Tejútrendszerben található csillagközi por mennyiségét, irány szerinti eloszlásban. Az objektumaink galaktikus koordinátáit megadva az általuk írt programnak, megkapjuk az abba az irányba eső összes (szemléletesen a galaxis széléig megfigyelt) por által okozott vörösödést. A színexcesszus valódi értéke (az objektum távolságának függvényében) a két érték között helyezkedik el.

Csillagonként meghatározva a vörösödés felső határára korrigált  $(B - V)_0$  értéket, (9) alapján kiszámoltam az első komponens effektív felszíni hőmérsékletét ( $T_1$ ) erre az esetre is. A modellezést az így módosított hőmérséklet-értékekkel is lefuttattam; a paraméterek végső értékei hibahatáron belül nem változtak (kivéve természetesen  $T_2$ -t, de a lényeges tényező, a hőmérséklet-különbség nem változott).



A modellezésből származó sugár- és hőmérsékletértékek ismeretében először az egyes komponensek luminozitását (vagyis a teljes felületen időegység alatt kisugárzott energiát) határoztam meg, az alábbi képlet alapján:

$$L = 4\pi \cdot R^2 \cdot \sigma \cdot T^4 \quad (14)$$

ahol  $\sigma$  a Stefan–Boltzmann-állandó (értéke:  $\sigma = 5,67 \cdot 10^{-8} \frac{W^2}{m^2K^4}$ ).

A luminozításértékek ismeretében kiszámítható az ún. *bolometrikus* (azaz a teljes hullámhossztartományra vonatkoztatott) fényesség ( $M_{bol}$ ); ez definíció szerint:

$$M_{bol} = -2,5 \cdot \log F_{bol} + K_{bol} \quad (15)$$

ahol  $F_{bol}$  a teljes spektrális tartományra kiintegrált fluxus,  $K_{bol}$  pedig konstans. A luminozításértékek ismeretében a komponensek bolometrikus fényessége az alábbi összefüggés alapján volt számolható:

$$M_{bol} = M_{bol\odot} - 2,5 \cdot \log \frac{L}{L_{\odot}} \quad (16)$$

ahol  $L_{\odot} = 3,84 \cdot 10^{26} W$  a Nap luminozitása, ( $M_{bol\odot} = 4,72$ ) a bolometrikus fényessége.

A csillagászatban fontos paraméternek számít az objektumok Johnson V-szűrővel mért, ún. *abszolút fényessége* ( $M_V$ ), amelyet definíció szerint akkor detektálnánk, ha az égitest épp 10 parszek távolságra lenne tőlünk. Ezt  $M_{bol}$  ismeretében az ún. bolometrikus korrekció (BC) révén tudtam kiszámítani:

$$M_V = M_{bol} - BC \quad (17)$$

A BC értéke függ a felszíni hőmérséklettől, a felszíni gravitációs gyorsulástól és a csillag fémtartalmától egyaránt. Az adott hőmérsékletekhez tartozó BC értékeket táblázatból kerestem ki (Carroll és Ostlie 1996).

A végső cél valamely, a rendszer összfényességére vonatkozó paraméter meghatározása volt. Mivel a magnitúdó nem additív mennyiség, ezért az itt vázolt számításokat egy adott rendszer esetében külön-külön elvégeztem mindkét komponensre, majd a kapott  $M_V$  értékeket átszámoltam fluxusokká (melyek már összeadhatóak):

$$F = 10^{-0,4 \cdot M_V} \quad (18)$$

A két fluxus összegéhez hozzá kellett még adni a harmadik fény modellezésből eredő értékét is. A kimeneti fájlban szereplő  $l_3$  mennyiség relatív fluxusban volt megadva, ezt fluxussá alakítottam:

$$F_3 = \frac{F_1 + F_2}{1 - l_3} \cdot l_3 \quad (19)$$

Az  $F_1$ ,  $F_2$  és  $F_3$  összegéből előálló teljes fluxust átszámolva kaptam meg végül a rendszert jellemző, standard V-szűrős abszolút fényességet, melyet később távolságmeghatározás céljából is fel tudtam használni.

A vörösödés alsó és felső becsléséből eredő felszíni hőmérsékletekből egyaránt számoltam luminozitásértékeket, valamint ezekből meghatározott bolometrikus és standard V-szűrős abszolút fényességeket.

Az egyes abszolút paraméterek értékeihez – hibaterjedés révén – szórást is meghatároztam. A tömegek és sugarak hibáinak kiszámításához szükségem volt a radiális-sebesség-görbék illesztéséből származó szórásértékekre; ezeket a GNU PLOT program megadta az ábrázolás során. A sebességamplitúdók hibáinak felhasználásával, (1), (5) és (6) összefüggések alapján határoztam meg inklinációk ismeretében pontosított fél-nagy tengely-értékek és a tömegek szórását.

A csillagok sugarainak hibaszámítását egyszerűbb módon el lehetett végezni. A kimenő adatok között szerepelnek bizonyos, a komponensek nevezetes pontjaira vonatkoztatott relatív sugárértékek ( $r^{\text{pole}}$ ,  $r^{\text{point}}$ ,  $r^{\text{side}}$ ,  $r^{\text{back}}$ ). Jó közelítéssel érvényes az alábbi összefüggés:

$$R = A \cdot r^{\text{side}} \quad (20)$$

ahonnan  $\Delta A$  kiszámolt, valamint  $\Delta r^{\text{side}}$  a program által meghatározott nagyságának ismeretében  $\Delta R$  egyszerűen volt származtatható. A luminozítások, valamint a standard V-szűrős és bolometrikus abszolút fényességek hibáit szintén hibaterjedéssel tudtam meghatározni.

#### 4.1.3. Távolság-kalibráció

A csillagászati kutatások során az egyik legfontosabb feladat a vizsgált objektumok távolságának kiszámítása; ez az általunk vizsgált csillagok esetében is fontos célkitűzésként szerepelt. Az előző fejezetben vázolt számolások alapján meghatároztam az egyes rendszerek – a modellezésekből származó eredményekből számított – standard V-szűrős abszolút összefényességét. Az abszolút magnitúdó definíciójából származó összefüggés alapján az égitestek távolsága meghatározható:

$$m_V - M_V = -5 + 5 \log D \quad (21)$$

ahol  $m_V$  és  $M_V$  a standard V-szűrő tartományában mért maximális fényesség ill. az ebből számolt abszolút fényesség,  $D$  az objektum parszekben mért távolsága; ez utóbbi nagysága (21) alapján:

$$D = 10^{0,2 \cdot (m_V - M_V + 5)} \quad (22)$$

A saját adatokból kapott eredményeket más, irodalmi módszerek alapján meghatározott távolságokkal is összevettem ; ezáltal pontosabbá tudtam tenni a végered-

ményeket, valamint megvizsgálhattam, mennyire relevánsak az általam meghatározott fizikai paraméterek.

A csillagok kiválasztása során fontos szempont volt, hogy legyen a Hipparcos műhold méréseiből származó parallaxisértékük. A parallaxis az égitesteknek a Föld keringése nyomán fellépő, látszólagos szögelmozdulása, melynek nagysága fordítottan arányos az objektum tőlünk mért távolságával:

$$\pi = \frac{1}{D} \quad (23)$$

ahol  $\pi$  a parallaxis értéke ívmásodpercben megadva,  $D$  a parszekben (pc) mért távolság.

A szoros fedési kettősök standard V-szűrős abszolút fényességének kiszámításához létezik egy, a keringési periódusidőt ( $P$ ) ill. a  $(B - V)_0$  színindexet tartalmazó formula (Rucinski és Duerbeck 1997), melyet a Hipparcos-mérések statisztikai vizsgálata révén határoztak meg. Ezt szintén felhasználtam a távolságok kalibrálásához:

$$M_V = -4,44 \cdot \log P + 3,02 \cdot (B - V)_0 + 0,12 \quad (24)$$

A cikk szerzőinek számításai szerint a becsült hiba (ha  $\Delta B - V \leq 0,03$ ):  $\Delta M_V \approx 0,^m1$ . Az így kapott abszolút fényességből (21) alapján szintén számolhattam távolságadatokat, melyek – az elvárásoknak megfelelően – jó egyezést mutattak a valódi Hipparcos-parallaxisokból származó eredményekkel (figyelembe véve azok bizonytalanságainak mértékét is).

A távolságok hibáit – összhangban az előző fejezetben leírtakkal – szintén hibaterjedéssel számoltam ki.

## 4.2. Eredmények

### 4.2.1. XY Leonis

Az XY Leo ( $\alpha_{2000} = 10^h01^m40,43^s$ ,  $\delta_{2000} = +17^\circ24'32,7''$ ) egy nagyon régóta ismert és tanulmányozott érintkező kettőscsillag. Felfedezése óta (Hoffmeister 1934) számos fotometriai és spektroszkópiai megfigyelés készült róla.

A W UMa csillagok W alosztályához tartozó, K színképtípusú objektum több szempontból is felkeltette a kutatók érdeklődését. Periódusideje ( $P=0,28$  nap) az egyik legrövidebb az eddig talált érintkező kettősök között, ami a komponensek erős kromoszférikus aktivitására utal; ezt a spektroszkópiai vizsgálatok meg is erősítették (Vilhu és Rucinski 1985).

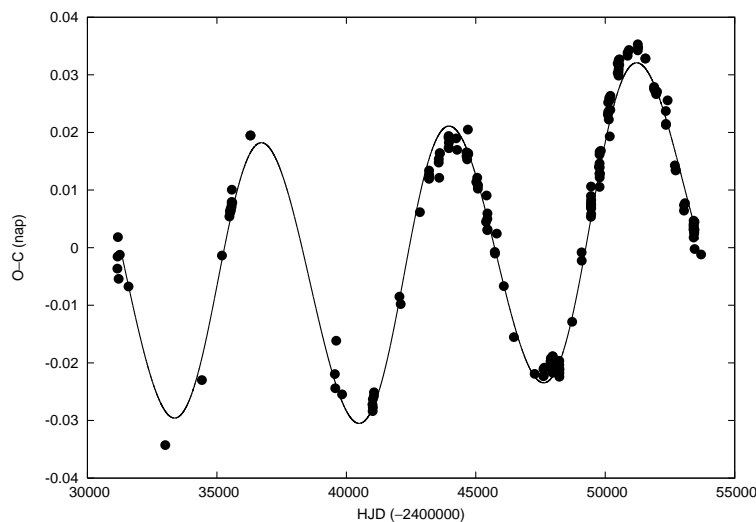
Az XY Leo periódusváltozása szintén régóta ismert. Gehlich és mtsai (1972) vizsgálatai alapján a periodikus változás oka az ún. fényidő-effektus, melyet nagy valószínűséggel egy, a két csillag körül keringő harmadik komponens okoz. A nagyfelbontású spektroszkópiai mérések alapján úgy tűnik, hogy maga a kísérő is egy kettős rend-

szer (konkrétan egy BY Dra típusú, vörös törpecsillagokból álló kettős), amely 20 éves periódussal kering az érintkező kettős körül (Barden 1987).

Eredeti célkitűzésünk a Barden-féle mérés megismétlése és a kísérő kettösségének újbóli kimutatása volt. A spektrumok felbontása utóbbit végül nem tette lehetővé (csak önmagában a harmadik fény kimutatását), de az elvégzett fotometriai és spektroszkópiai vizsgálatok révén lehetőség nyílt új minimumidőpontok meghatározására, valamint a fizikai paraméterek meghatározására. Mivel a szakirodalomban több helyen is szerepelnek az XY Leo modellezési eredményei, az ezekkel való összehasonlítás jó referenciaként szolgált az alkalmazott módszer tesztelésében.

### O–C diagram, a keringési periódusidő korrekciója

Az epochát és a kiindulási periódusidőt Gehlich és mtsai cikkéből választottam:  $T_0 = \text{HJD } 2435484,0222$ ,  $P_0 = 0,28410282$  nap. A saját méréseinkből származó minimumidőpontok – akárcsak a további négy csillag esetében – ebben a dolgozatban helyhiány miatt nem, csak a TDK-dolgozatomban (Szalai 2006) szerepelnek. Az O–C diagram elkészítéséhez (minden esetben) a főminimumok (azaz a fénygörbe nagyobb mélységű minimumjainak) időpontjait használtam fel. Az XY Leo minimumidőpontjairól (a többi csillaggal ellentétben) bőséges irodalom állt rendelkezésre; a diagram elkészítéséhez a saját adatokon kívül a Yakut és mtsai 2003-as cikkében található értékeket is felhasználtam (6. ábra).



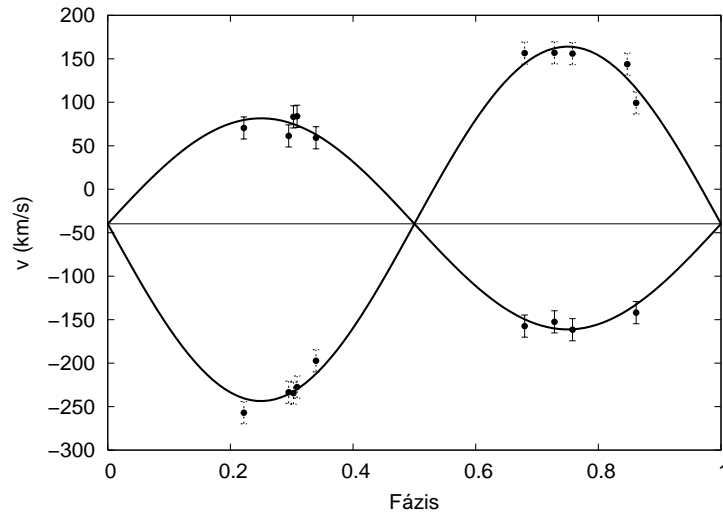
6. ábra. Az XY Leo LITE módszerrel készített O–C diagramja

Az O–C diagram pontjaira rajzolt görbe a legjobb illeszkedésű fény-idő effektus (light-time effect, LITE) modelljéből származik. Ezt Ribas és mtsai (2002) programjával számítottuk, amely a pályamenti mozgásból származó ciklikus periódusváltozás mellett a tömegátadáshoz társítható egyenletes periódusváltozás parabolikus O–C-

hatásait is figyelembe veszi.

## Fizikai paraméterek

Az XY Leo esetében a modellezés némiképp eltért a többi csillagétól. Mivel csak differenciális standard fénygörbék álltak rendelkezésre, ezért az első komponens effektív felszíni hőmérsékletét ( $T_1$ ) nem tudtam a B–V érték alapján megbecsülni; ehelyett a referenciamodell bemutató cikk (Yakut és mtsai 2003) alapján  $T_1$ -et 4800 K-nek vettem.



7. ábra. Az XY Leo komponenseinek radiálissebesség-görbéi

Az illesztett görbék alapján (7. ábra) meghatározott sebességamplitúdók, illetve az ezekből számolt rögzített bemeneti paraméterek a 2. táblázatban olvashatóak.

$V_\gamma [\frac{km}{s}]$	$-36,7 \pm 5,1$
$K_1 [\frac{km}{s}]$	$203,7 \pm 4,4$
$K_2 [\frac{km}{s}]$	$116,1 \pm 6,7$
$q(m_1/m_2)$	$0,57 \pm 0,23$
$A \sin i [R_\odot]$	$1,80 \pm 0,07$

2. táblázat. Rögzített bemeneti paraméterek

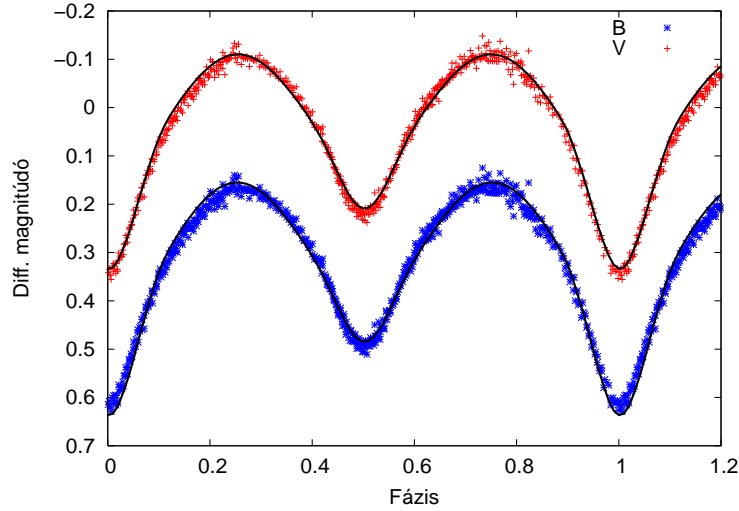
A radiálissebesség-görbe alapján jól látszott, hogy a 0 fázisnál a kisebb tömegű csillag van fedésben (azaz ez lett az 1-es számú komponens). Ezért a WD-kód használata során a meghatározott tömegarány reciprokát ( $q' = 1,76$ ) kellett használni. A fénygörbék alapján nem volt jele erősebb folttevékenységnek, s az illesztések végig is futottak a folt nélküli esetben.

Az illesztésekből nyert paraméterek – összehasonlítva 2003-as referenciatickből származó értékekkel – a 3. táblázatban szerepelnek.

Paraméter	saját	Yakut és mtsai	Paraméter	saját	Yakut és mtsai
$i$ [°]	$67,0 \pm 0,1$	$68 \pm 1$	$\Omega_1$	$4,8561 \pm 0,0043$	$4,71 \pm 0,01$
$f$	5,4%	6,7%	$\Omega_2$	4,8561	4,71
fázistolás	$0,0025 \pm 0,0002$	-	$(\frac{L_1}{L_1+L_2})_B$	$0,545 \pm 0,009$	$0,507 \pm 0,043$
$q$	<b>1,76</b>	<b>1,64</b>	$(\frac{L_1}{L_1+L_2})_V$	$0,512 \pm 0,007$	$0,483 \pm 0,043$
$T_1$ [K]	<b>4800</b>	<b>4850</b>	$(l_3)_B$	$0,031 \pm 0,005$	$0,019 \pm 0,007$
$T_2$ [K]	$4355 \pm 7$	$4524 \pm 14$	$(l_3)_V$	$0,068 \pm 0,004$	$0,059 \pm 0,007$

3. táblázat. A saját illesztésekből nyert, valamint a referenciacikkekben szereplő fizikai paraméterek

$\Omega_1$  és  $\Omega_2$  a komponensekre vonatkoztatott felületi potenciálértékek (kontakt rendszereknél ezek egyenlők, így elég csak az egyiket illeszteni),  $l_3$  a harmadik fény relatív fluxusa,  $L_1$  és  $L_2$  értékek pedig a program által használt egységekben számolt luminozitások. A vastag betűs értékek az általam meghatározott rögzített paraméterek.



8. ábra. Az XY Leo megfigyelt és illesztett fénygörbéi

Látható, hogy az eredmények közelítőleg jó egyezést mutatnak; azonban a radiálisebesség-görbékből meghatározott tömegarány értékei között komolyabb eltérés mutatkozik. Ennek oka a spektroszkópiai mérések eltérő pontossága (az említett cikkben Yakut-ék Barden 1987-es méréseire hivatkoznak, saját spektroszkópiai tömegarányt nem állapítottak meg), esetleg a sebességgörbék kinyerési eljárásaiban fellépő különbség lehet. A harmadik fény jól látszott a ccf-profilokon (lásd: 5. ábra) és a modellezés során is.

Meghatároztam a komponensek tömegét és sugarát, és összevetettem a Yakut és munkatársai cikkében szereplő értékekkel (4. táblázat).

Paraméter	saját	Yakut és mtsai
$M_1[M_\odot]$	$0,440 \pm 0,056$	$0,50 \pm 0,02$
$M_2[M_\odot]$	$0,772 \pm 0,151$	$0,82 \pm 0,02$
$R_1[R_\odot]$	$0,65 \pm 0,10$	$0,68 \pm 0,02$
$R_2[R_\odot]$	$0,84 \pm 0,13$	$0,85 \pm 0,02$

4. táblázat. A komponensek tömegére ill. sugarára kapott értékek

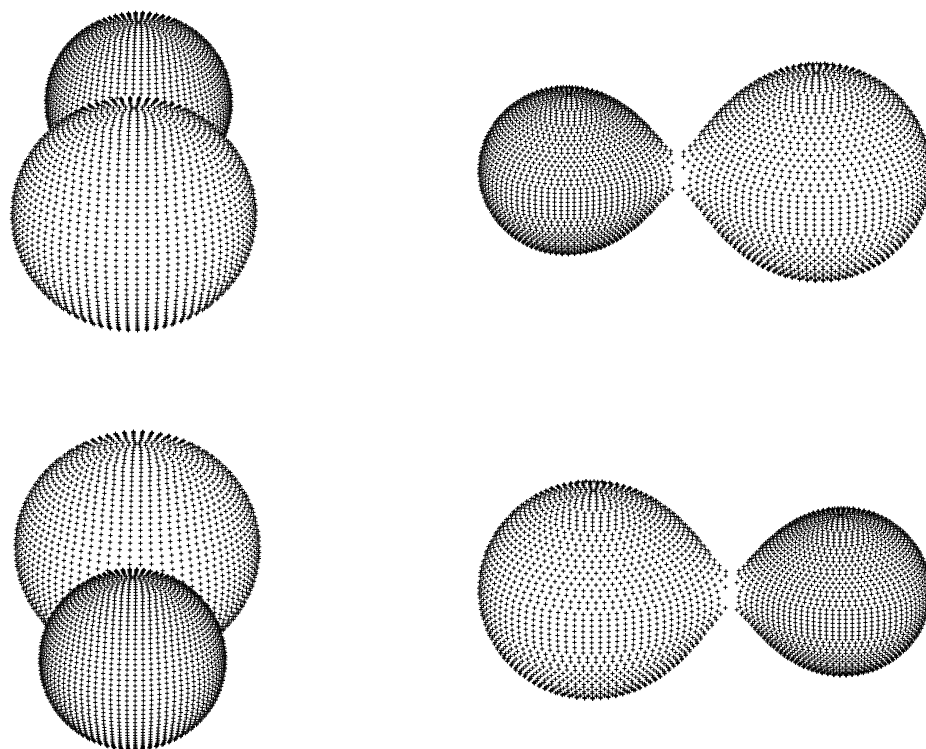
A kapott adatok alapján további abszolút paraméterek kiszámítását is elvégeztem, a vörösödés kétféle értékét figyelembevéve (ld.: 4.1.3. fejezet). Jelen dolgozatomban – a végeredményekben adódó, relatíve kis eltérések, valamint a terjedelmi korlátok miatt – az egyes csillagoknál csak az intersztelláris vörösödés elhanyagolásával számolt paraméterértékeket adom meg (ld.: Összefoglalás, 22. táblázat); a vörösödések maximális értékeivel számolt adatok a TDK-dolgozatomban találhatóak. Az XY Leo esetében az O–C diagram pontjaira illesztett görbe, valamint a komponensek tömegének meghatározása után közelítő becslést tettem a kísérő objektum(ok) tömegére. Figyelembe véve az inklinációt, valamint meghatározott paraméterek hibáit, az eredmények alapján egy  $0,1-0,4 M_\odot$  tömegű kísérő (vagy egy ekkora össztömegű kettős) jelenléte tűnik valószínűnek (ez összhangban van a Yakut és mtsai által meghatározott értékkel). A számítás részleteit szintén a TDK-dolgozatomban találja a Kedves Olvasó.

$d_{\text{Hip}}$ [pc]	$d_{\text{RD}}$ [pc]	$d_s$ [pc]
$63,1 \pm 7,2$	$67,0 \pm 3,1$	$51,5 \pm 6,3$

5. táblázat. Az XY Leo távolságának különböző módszerekkel becsült értékei

A 4.1.4. fejezetben ismertetett módszerek alapján számolt távolságértékek és hibáik a 5. táblázatban szerepelnek. Itt  $d_{\text{Hip}}$  és  $d_{\text{RD}}$  a Hipparcos-parallaxisból és a Rucinski–Duerbeck-kalibrációból számolt távolság, míg  $d_s$  a saját modellezésemből származó adatokból meghatározott távolság. Ez utóbbi távolságadat értéke valószínűleg a harmadik fény miatt kisebb a vártnál (ez az effektus ugyanis növeli a rendszer összfényességét, látszólag „közelebb hozva” az objektumot).

A rendszer geometriai modellje (rendre a 0; 0,25; 0,5; 0,75 fázisban ábrázolva) a 9. ábrán látható.



9. ábra. Az XY Leo geometriai modellje

#### 4.2.2. VZ Librae

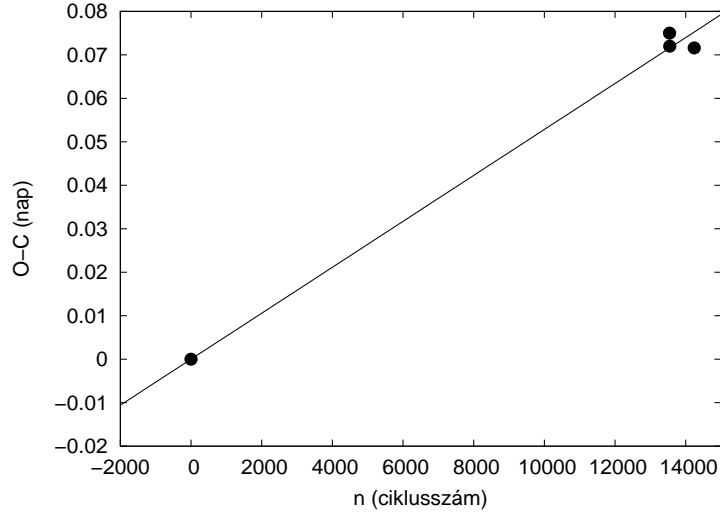
A VZ Lib ( $\alpha_{2000} = 15^{\text{h}}31^{\text{m}}51,76^{\text{s}}$ ,  $\delta_{2000} = -15^{\circ}41'10,2''$ ) fénygörbéje alapján szintén W UMa típusú csillag; színeképtípusa F5/G0. Fényváltozása már régóta ismert (Hoffmeister 1933), míg kontakt kettősként két évtizeddel később azonosították (Tsessevich 1954). Ennek ellenére igen kevés fotometriai megfigyelési adat van róla (2004-ig az utolsót Claria és Lapasset készítette, 1981-ben). 2001-ben Lu és mtsai leközltek a VZ Lib-ről készített spektroszkópiai méréseik eredményét, melynek révén egy harmadik komponens jelenlétét mutatták ki az érintkező kettős körül. Elemzésük szerint a kísérő objektum luminozitása az összluminozitás mintegy 20%-át teszi ki. Az új komponens radiális sebességeinek nagy szórásából a szerzők arra következtettek, hogy az XY Leo-hoz hasonlóan itt is egy kettős kísérőről lehet szó; ezt azonban nagyfelbontású spektroszkópiai mérésekkel még azóta sem támasztották alá.

Vizsgálatainkkal párhuzamosan egy másik csoport is hozzálátott a rendszer fizikai paramétereinek meghatározásához; eredményeiket azóta már közzé is tették (Zola és mtsai 2004), így a modellezéséből kinyert adatokat össze tudtam hasonlítani az általuk kapott értékekkel.



## O–C diagram, a keringési periódusidő korrekciója

A Hipparcos méréseiből származó epocha és kiindulási periódusidő:  $T_0 = \text{HJD } 2448336,6211$ ,  $P_0 = 0,358263$  nap. Az O–C diagram (10. ábra) pontjaira illesztett egyenes meredeksége:  $a = 5,3 \cdot 10^{-6}$  nap/ciklus. Innen a korrigált periódusidő:  $P = 0,3582683 \pm 1,2 \cdot 10^{-7}$  nap.



10. ábra. A VZ Lib O–C diagramja (a saját pontok mellett felhasználtam még egy irodalmi időpontot (Krajci 2006) is)

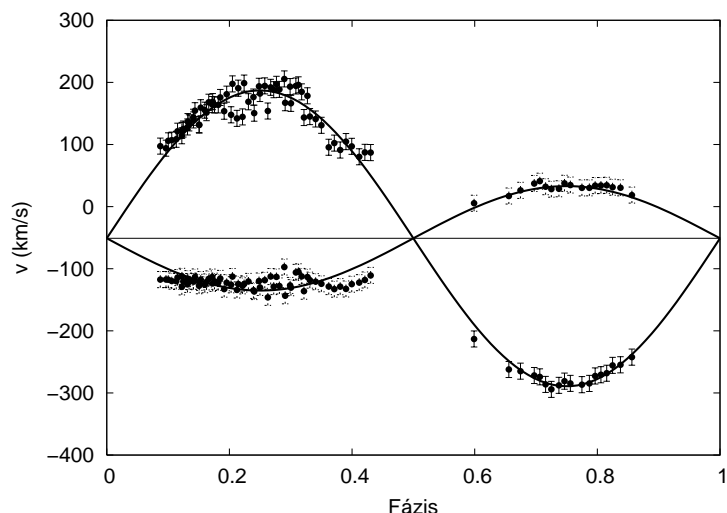
## Fizikai paraméterek

A radiális sebesség-görbék alapján (11. ábra) a 0 fázisnál a nagyobb tömegű csillag van fedésben, ez lett az 1-es számú komponens. Az illesztések során nyert adatok a 6. táblázatban szerepelnek.

$V_\gamma [\frac{km}{s}]$	$-51,1 \pm 1,9$
$K_1 [\frac{km}{s}]$	$84,1 \pm 1,9$
$K_2 [\frac{km}{s}]$	$252,2 \pm 2,3$
$q(m_2/m_1)$	$0,33 \pm 0,04$
$A \sin i [R_\odot]$	$2,38 \pm 0,03$

6. táblázat. Rögzített bemeneti paraméterek

A főkomponens effektív felszíni hőmérséklete a megfigyelésekből származó  $B - V = 0,^m64 \pm 0,^m01$  színindex-értékből, (9) alapján:  $T_1 = 5770 \pm 150K$ .



11. ábra. A VZ Lib komponenseinek radiális sebesség-görbéi

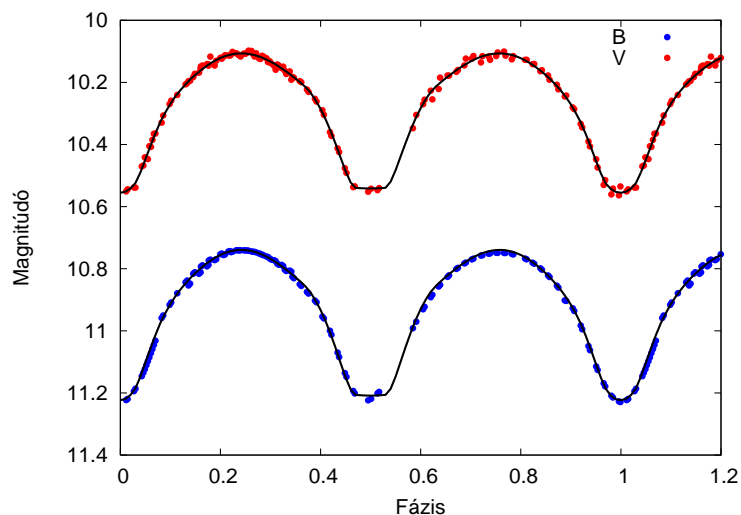
A végső eredmények, összehasonlítva a Zola és mtsai cikkéből származó értékekkel, a 7. táblázatban láthatóak (dőlt betűvel a program által számolt és fixen tartott paraméterek szerepelnek, a többi jelölés megegyezik a korábban látottakkal).

Paraméter	saját	Zola és mtsai	Paraméter	saját	Zola és mtsai
$i$ [°]	$88,4 \pm 1,0$	$80,3 \pm 0,5$	$r_1^{\text{side}}$	$0,4908 \pm 0,0009$	$0,5122 \pm 0,0012$
$f$	19,4%	13%	$r_2^{\text{side}}$	$0,2905 \pm 0,0008$	$0,2655 \pm 0,0011$
fázistolás	$-0,0004 \pm 0,0002$	$-0,0030 \pm 0,0004$	$r_1^{\text{back}}$	$0,5195 \pm 0,011$	$0,5378 \pm 0,0015$
$q$	<b>0,33</b>	<b>0,26</b>	$r_2^{\text{back}}$	$0,3303 \pm 0,0014$	$0,3022 \pm 0,0020$
$T_1$ [K]	<b>5770</b>	<b>5920</b>	$L_1^s$ (B)	$6,591 \pm 0,074$	$9,436 \pm 0,065$
$T_2$ [K]	$5980 \pm 12$	$6030 \pm 21$	$L_1^s$ (V)	$6,563 \pm 0,047$	$9,126 \pm 0,107$
$\Omega_1$	$2,498 \pm 0,003$	$2,344 \pm 0,004$	$L_2^s$ (B)	<i>3,018</i>	<i>3,031</i>
$\Omega_2$	2,498	2,344	$L_2^s$ (V)	<i>2,892</i>	<i>2,895</i>
$r_1^{\text{pole}}$	$0,4558 \pm 0,0007$	$0,4732 \pm 0,0009$	$l_3$ (B)	$0,192 \pm 0,007$	$0,011 \pm 0,005$
$r_2^{\text{pole}}$	$0,2777 \pm 0,0007$	$0,2545 \pm 0,0010$	$l_3$ (V)	$0,209 \pm 0,040$	$0,043 \pm 0,009$

7. táblázat. A saját illesztésekből nyert, valamint a referenciacikkekben szereplő fizikai paraméterek

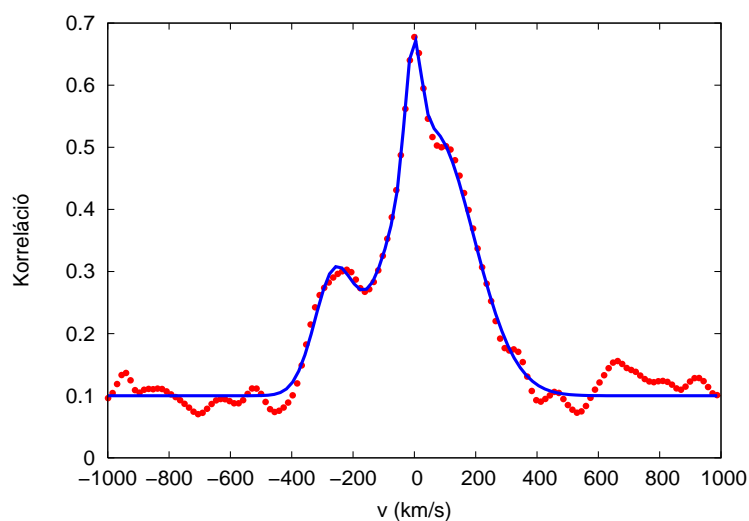
A VZ Lib tehát – a modell szerint – egy W altípusú érintkező kettős (mivel  $T_2 > T_1$ , azaz a kisebbik komponens a forróbb); a hőmérsékletek kis különbsége miatt feltételezhető, hogy a rendszer közel áll a termális egyensúly eléréséhez. Az altípusnak megfelelően a kitöltöttségi faktor értéke kicsi. Az illesztett fénygörbéken jól látszik a 0,5-ös fázisnál – az inklináció nagy értéke miatt – fellépő teljes fedés (12. ábra).

A Zoláék által, valamint az általam meghatározott paraméterek között jó az egyezés; jelentősebb különbség újfent a spektroszkópiai tömegaránynál lép fel.



12. ábra. A VZ Lib megfigyelt és illesztett fénygörbéi

A modellezés alapján megjelenő erős harmadik fény a CCF-profilok elkészítése során is látszott (13. ábra); azaz vizsgálatom is megerősítette a harmadik komponens jelenlétét. Érdekes, hogy az általam készített modell igen jó közelítéssel visszaadja a kísérő és a szoros kettős Lu és mtsai által eredetileg megállapított 20%-os luminozitásarányát (az általam számított relatív fluxus:  $l_3(V) = 0,209 \pm 0,040$ ), míg a Zoláék cikkében szereplő paraméterek esetében ez az érték jóval kisebb (erre az anomáliára a szerzők fel is hívják a figyelmet, de magyarázattal nem szolgálnak). Az eredmények azt mutatják, hogy nagy valószínűség szerint az általam is kimutatott, nagyobb harmadik fény lehet a helyes megoldás, esetleg egy igen dinamikus változó plusz fényforrásról lehet szó (aminek a valószínűsége elég csekély).



13. ábra. A VZ Lib CCF-profilja a 0,75-ös fázisban, a három illesztett Gauss-görbével

A komponensek tömege és sugara – összevetve a referenciacikkben szereplő értékekkel – a 8. táblázatban szerepel.

Paraméter	saját	Zola és mtsai
$M_1[M_\odot]$	$1,060 \pm 0,058$	$1,480 \pm 0,068$
$M_2[M_\odot]$	$0,354 \pm 0,025$	$0,378 \pm 0,034$
$R_1[R_\odot]$	$1,17 \pm 0,05$	$1,34 \pm 0,02$
$R_2[R_\odot]$	$0,72 \pm 0,03$	$0,69 \pm 0,01$

8. táblázat. A komponensek tömegére ill. sugarára kapott értékek

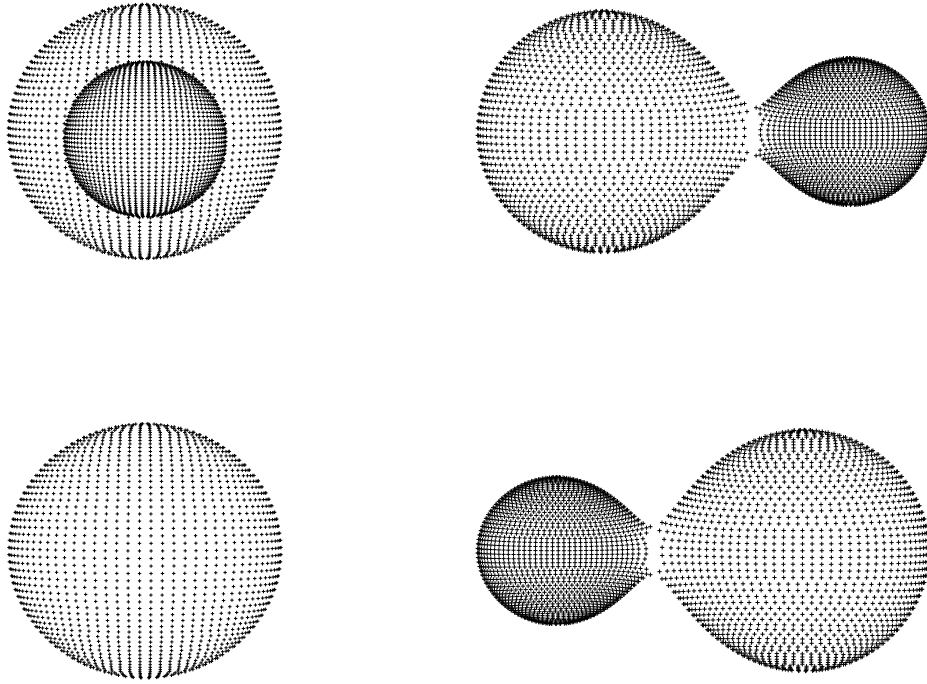
Az ismertett módszerek alapján számolt távolságértékek, ill. azok hibái:

$d_{\text{Hip}}$ [pc]	$d_{\text{RD}}$ [pc]	$d_s$ [pc]
$202,0 \pm 80,0$	$164,2 \pm 7,6$	$170,6 \pm 8,9$

9. táblázat. A VZ Lib távolságára kapott értékek

A távolságadatok nagyságrendileg jó egyezést mutatnak, sajnos ennél a csillagnál a Hipparcos által mért parallaxisnak (és így az ebből meghatározott távolságnak) igen nagy a bizonytalansága. Ezt a harmadik komponens jelenléte is okozhatja, akárcsak a saját eredményekből származó kisebb távolságértékeket (a rendszer így ugyanis fényesebbnek, azaz közelebbinek látszik).

A rendszer geometriai modellje a 14. ábrán látható (rendre a 0; 0,25; 0,5; 0,75 fázisban ábrázolva), melyen 0,5 fázisnál jól megfigyelhető a teljes fedés.



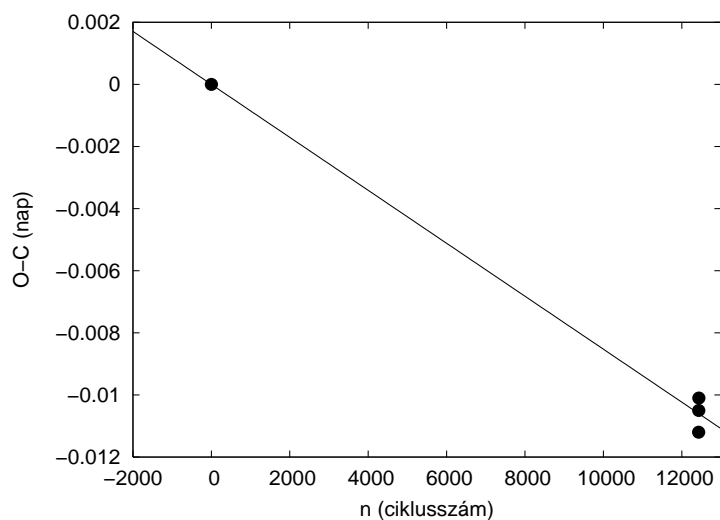
14. ábra. A VZ Lib geometriai modellje

#### 4.2.3. DX Tucanae

A DX Tuc ( $\alpha_{2000} = 23^{\text{h}}57^{\text{m}}21,52^{\text{s}}$ ,  $\delta_{2000} = -64^{\circ}14'35,6''$ ) egy F7 spektráltípusú kontakt kettős, fényváltozását a Hipparcos fedezte fel. Selam (2004) a Hipparcos-fénygörbe Fourier-analízise révén megerősítette az objektum W UMa csillagok közé való besorolását, míg Pribulla és Rucinski (2006) a rendszer multiplicitását vizsgálták, de bizonyítékokat – főleg a színképi adatok hiánya miatt – nem találtak rá. A spektroszkópiai méréseket ill. a fizikai paraméterek meghatározását elsőként mi végeztük el.

#### O–C diagram, a keringési periódusidő korrekciója

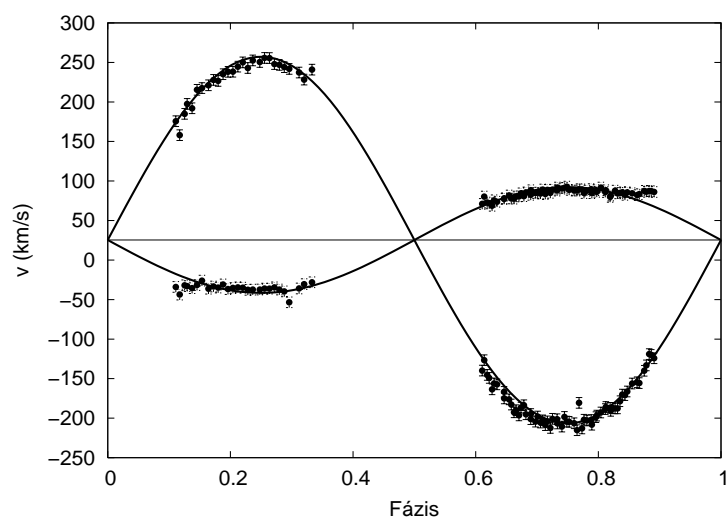
A Hipparcos-adatok alapján meghatározott epocha és kiindulási periódusidő:  $T_0 = \text{HJD } 2448500,2540$ ,  $P_0 = 0,377111$  nap. Az O–C diagramon (15. ábra) látható egyenes meredeksége:  $a = -8,5 \cdot 10^{-7} \pm 2,00 \cdot 10^{-8}$  nap/ciklus. Innen a korigált periódusidő:  $P = 0,3771101 \pm 2 \cdot 10^{-8}$  nap.



15. ábra. A DX Tuc O–C diagramja

### Fizikai paraméterek

A radiálissebesség-görbe alapján a 0 fázisnál itt is a nagyobb tömegű csillag van fedésben (1. komponens) Az illesztett görbék alapján számolt sebességamplitúdók, valamint a fixált bemenő paraméterek értékei a 10. táblázatban láthatóak. A főkomponens hőmérséklete  $B - V = 0,^m50 \pm 0,^m01$  alapján  $T_1 = 6250 \pm 150K$ .



16. ábra. A DX Tuc komponenseinek radiálissebesség-görbéi

$V_\gamma [\frac{km}{s}]$	$25,4 \pm 0,8$
$K_1 [\frac{km}{s}]$	$66,8 \pm 0,9$
$K_2 [\frac{km}{s}]$	$233,8 \pm 1,0$
$q(m_2/m_1)$	$0,29 \pm 0,04$
$A \sin i [R_\odot]$	$2,24 \pm 0,02$

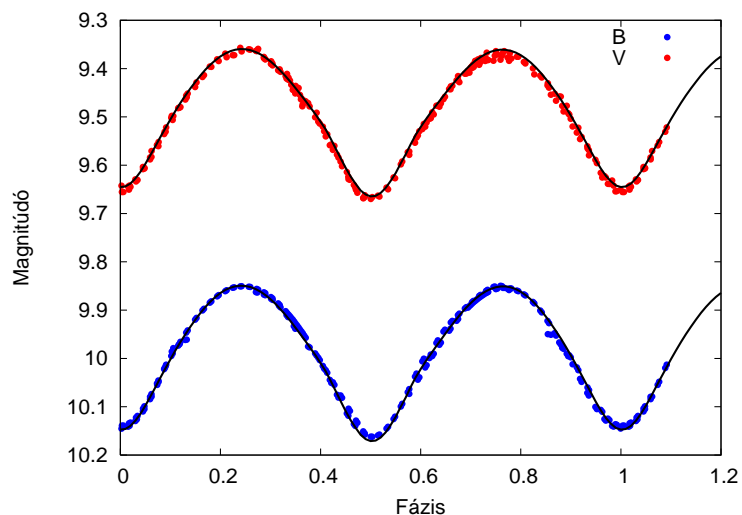
10. táblázat. Rögzített bemeneti paraméterek

A modellezést először folt nélküli verzióban futtattam le; a rossz eredmények miatt azonban áttértem a folttal való illesztésre, melyet az első (azaz a nagyobb tömegű) komponensen helyeztem el (a fénygörbén látható minimális *O'Connell-effektus*, azaz a maximumok eltérő magassága ezt fizikailag is alátámasztotta). Az LC-vel történő közelítések során először a folt pozícióját rögzítettem: a legjobb illeszkedés akkor volt, mikor a foltot az egyenlítő környékére, a csillag 0,5-ös fázis során felénk néző oldalára helyeztem el. A következő lépés a foltméret és a folt relatív (azaz a környezetéhez viszonyított) hőmérsékletének beállítása volt. Ez a két mennyiség egymással erősen összefügg, ezért a későbbi iterációs illesztések során csak az egyiket (a hőmérsékletet) hagytam meg szabad paraméternek (ez azért is szükséges, mert a foltméretre van egy alsó korlát, ami alá menve a program rosszul számol).

Az illesztésből származó eredmények a 11. táblázatban szerepelnek. A modellezés szerint a DX Tuc egy A altípusú W UMa; vagyis jelen esetben a főkomponens hőmérséklete magasabb – ezen a csillagon jelentős mértékű foltaktivitás is zajlik.

Paraméter	Érték	Paraméter	Érték
$i [^\circ]$	$62,3 \pm 0,2$	$r_1^{\text{side}}$	$0,5059 \pm 0,0006$
$f$	14,9%	$r_2^{\text{side}}$	$0,2850 \pm 0,0006$
fázistolás	$0,0022 \pm 0,0002$	$r_1^{\text{back}}$	$0,5348 \pm 0,0008$
$q$	<b>0,29</b>	$r_2^{\text{back}}$	$0,3279 \pm 0,0010$
$T_1 [K]$	<b>6250</b>	$L_1^s (B)$	$8,775 \pm 0,078$
$T_2 [K]$	$6182 \pm 37$	$L_1^s (V)$	$8,694 \pm 0,064$
$\Omega_1$	$2,408 \pm 0,002$	$L_2^s (B)$	<i>2,829</i>
$\Omega_2$	2,408	$L_2^s (V)$	<i>2,832</i>
$r_1^{\text{pole}}$	$0,4676 \pm 0,0004$	$l_3 (B)$	<b>0.0</b>
$r_2^{\text{pole}}$	$0,2721 \pm 0,0005$	$l_3 (V)$	<b>0.0</b>
Folt szélesség $[^\circ]$	<b>92</b>	Folt átmérő $[^\circ]$	<b>26</b>
Folt hosszúság $[^\circ]$	<b>175</b>	Hőm. faktor	$0,97 \pm 0,01$

11. táblázat. A modellezésből származó fizikai paraméterek



17. ábra. A DX Tuc megfigyelt és illesztett fénygörbéi

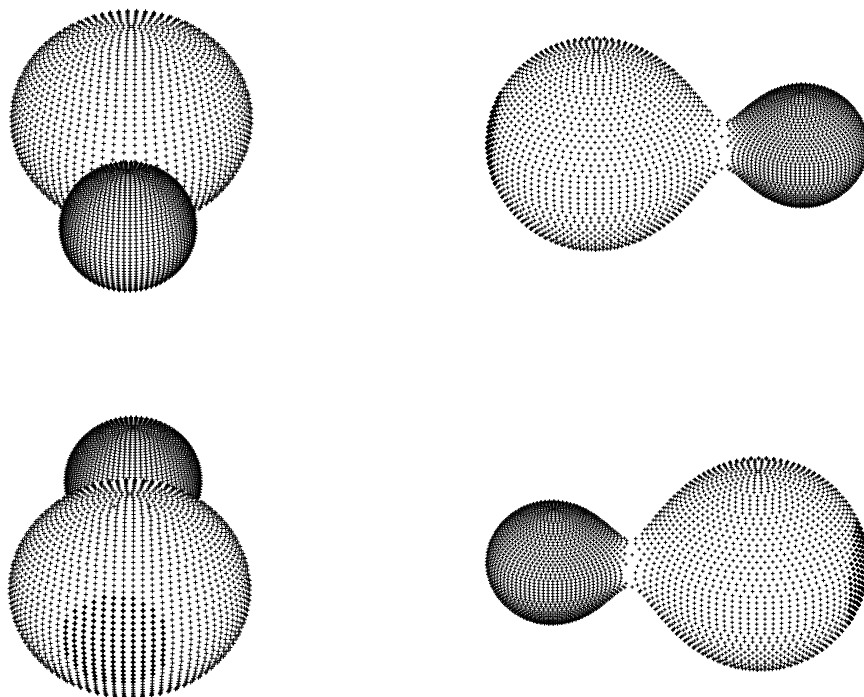
A kiszámolt távolságértékek a 12. táblázatban szerepelnek, szórásértékeikkel együtt.

$d_{\text{Hip}}$ [pc]	$d_{\text{RD}}$ [pc]	$d_s$ [pc]
$135,1 \pm 20,5$	$150,0 \pm 6,9$	$128,2 \pm 6,9$

12. táblázat. A DX Tuc becsült távolságának becsült értékei

A rendszer geometriai modelljén 0,5 fázisnál figyelhető meg a főkomponens folttevékenységét szimbolizáló sötétebb terület (18. ábra).





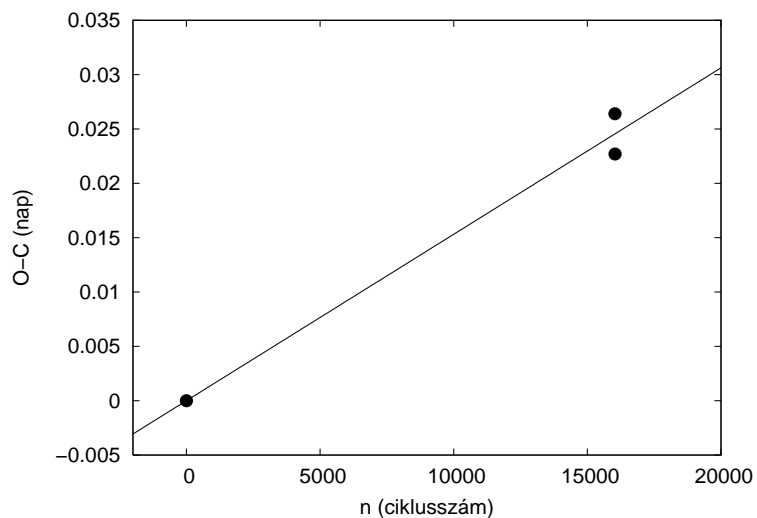
18. ábra. A DX Tuc geometriai modellje

#### 4.2.4. QY Hydrae

A QY Hya ( $\alpha_{2000} = 12^{\text{h}}09^{\text{m}}20,82^{\text{s}}$ ,  $\delta_{2000} = -27^{\circ}58'55,9''$ ) egy K2 spektráltípusú kettőscsillag; fényváltozását a Hipparcos műhold fedezte fel. A fénygörbe alapján történt klasszifikáció szerint nem kontakt, hanem félig érintkező (vagy  $\beta$  Lyrae típusú) rendszer (Selam 2004). Egy, a Nap környezetét vizsgáló tanulmány alapján a QY Hya – 50 parszekon belül – a legerősebb röntgenaktivitást mutató 100 csillag egyike (Makarov 2003). Eddig mindössze egy pontot mértek ki a csillag radiális sebesség-görbéjén ( $+25,4 \pm 0,6 \frac{\text{km}}{\text{s}}$ ), 2004-ben (Nordström és mtsai 2004); a kutatócsoport egy statisztikai vizsgálat keretén belül mintegy 14000 F és G színképtípusú törpecsillagról készített méréseket, így nem volt lehetőségük az egyes objektumok radiális sebességeinek időbeli változását megfigyelni. A QY Hya részletes spektroszkópiai vizsgálatát, valamint a fizikai paraméterek meghatározását a szakirodalomban először mi vittük véghez.

#### O–C diagram, a keringési periódusidő korrekciója

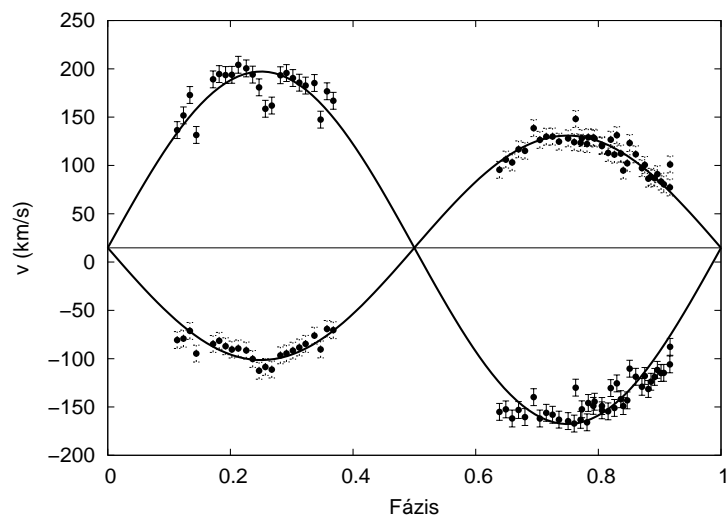
Az epochát és a kiindulási periódusidőt szintén a Hipparcos méréseiből kerestem ki:  $T_0 = \text{HJD } 2448500,2490$ ,  $P_0 = 0,292339$  nap. Az O–C diagramon (19. ábra) látható egyenes meredeksége:  $a = 1,5 \cdot 10^{-6}$  nap/ciklus; a korrigált periódusidő:  $P = 0,2923405 \pm 8 \cdot 10^{-8}$  nap.



19. ábra. A QY Hya O–C diagramja

### Fizikai paraméterek

A radiálissebesség-görbe alapján a 0 fázisnál szintén a nagyobb tömegű csillag van fedésben, ez lesz az 1-es sorszámú komponens. A 13. táblázat tartalmazza a meghatározott sebességamplitúdókat, ill. a rögzített bemeneti paramétereket.



20. ábra. A QY Hya komponenseinek radiálissebesség-görbéi

$V_\gamma [\frac{km}{s}]$	$14,8 \pm 1,6$
$K_1 [\frac{km}{s}]$	$117,0 \pm 1,3$
$K_2 [\frac{km}{s}]$	$178,1 \pm 2,4$
$q(m_2/m_1)$	$0,66 \pm 0,07$
$A \sin i [R_\odot]$	$1,68 \pm 0,03$

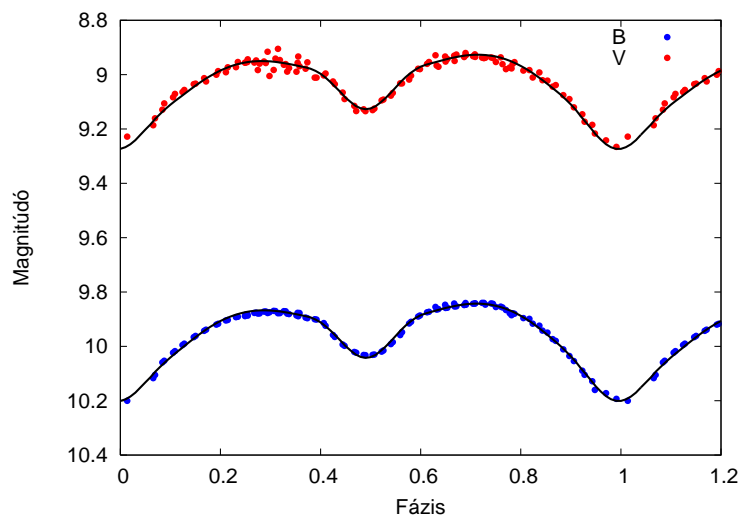
13. táblázat. Rögzített bemeneti paraméterek

A  $B - V = 0,^m92 \pm 0,^m01$ -es színindexből a főkomponens felszíni hőmérséklete:  $T_1 = 5030 \pm 150K$ . A fénygörbemaximumok jól észrevehető O'Connell-effektust mutatnak; ennek megfelelően a nagyobbik komponens északi féltekéjére, a másik csillaggal szembenező oldalra egy sötét foltot helyeztem el. Az illesztésből származó eredmények 14. táblázatban szerepelnek.

Paraméter	Érték	Paraméter	Érték
$i [^\circ]$	$63,1 \pm 0,6$	$r_1^{side}$	$0,4128 \pm 0,0034$
$f$	-	$r_2^{side}$	$0,3079 \pm 0,0034$
fázistolás	$-0,0086 \pm 0,0010$	$r_1^{back}$	$0,4421 \pm 0,0048$
$q$	<b>0,66</b>	$r_2^{back}$	$0,3287 \pm 0,0048$
$T_1 [K]$	<b>5030</b>	$L_1^s (B)$	$5,882 \pm 0,296$
$T_2 [K]$	$5270 \pm 84$	$L_1^s (V)$	$5,679 \pm 0,230$
$\Omega_1$	$3,177$	$L_2^s (B)$	$4,777$
$\Omega_2$	$3,357 \pm 0,044$	$L_2^s (V)$	$4,298$
$r_1^{pole}$	$0,3907 \pm 0,0028$	$l_3 (B)$	$0,207 \pm 0,077$
$r_2^{pole}$	$0,2974 \pm 0,0028$	$l_3 (V)$	$0,154 \pm 0,041$
Folt szélesség $[^\circ]$	<b>33</b>	Folt átmérő $[^\circ]$	<b>46</b>
Folt hosszúság $[^\circ]$	<b>350</b>	Hőm. faktor	$0,84 \pm 0,01$

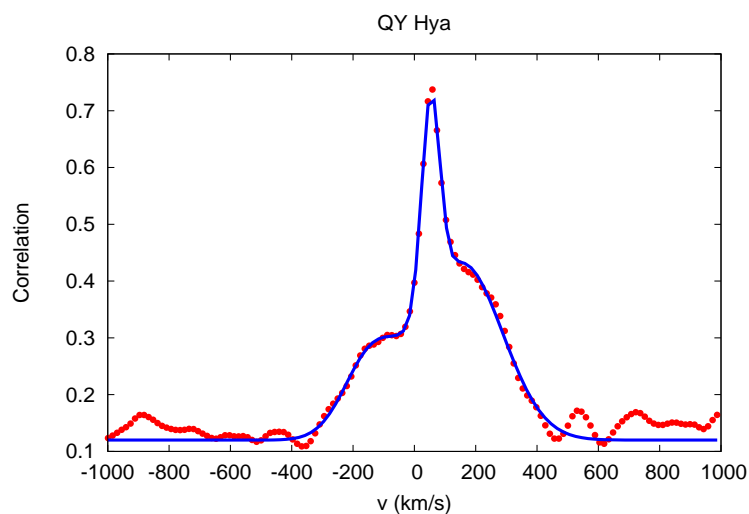
14. táblázat. A modellezésekből származó fizikai paraméterek

A QY Hya-ra kapott modell – a várakozásoknak megfelelően – egy tipikus félig érintkező rendszert mutat. A megfigyelésből származó B és V fénygörbe, ill. a modellezés során ezekre illesztett görbék a 21. ábrán láthatóak.



21. ábra. A QY Hya megfigyelt és illesztett fénygörbéi

A CCF-profilokon (22. ábra) jól látszott az erős harmadik fény, amit a modellezés eredményei is visszaadtak. A jelenséget egy a kettős körül keringő, eddig felfedezetlen kísérő objektum okozhatja.



22. ábra. A QY Hya CCF-profilja a 0,75-ös fázisban, a három illesztett Gauss-görbével

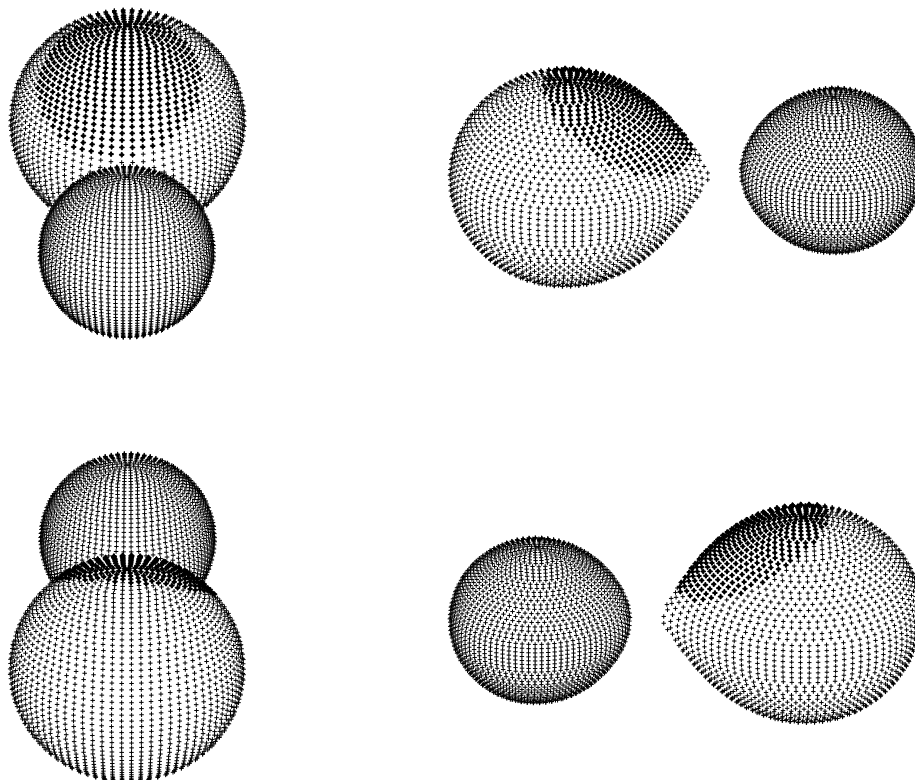
$d_{\text{Hip}}$ [pc]	$d_{\text{RD}}$ [pc]	$d_s$ [pc]
$50,6 \pm 3,2$	$54,5 \pm 2,5$	$50,6 \pm 2,3$

15. táblázat. A QY Hya különböző módszerekkel becsült távolsága

A kiszámolt távolságértékek a 15. táblázatban szerepelnek, hibaértékekkel együtt. A modellezésből számolt luminozitásokból meghatározott távolság igen jó egyezést mu-

tat a Hipparcos mérési eredményeivel; ebben feltételezhetően nagy szerepet játszik az objektum közelsége.

A rendszer geometriai modelljét a 23. ábra mutatja be; a 0,5-ös fázisnál jól megfigyelhető a főkomponensen lévő sötét folt.



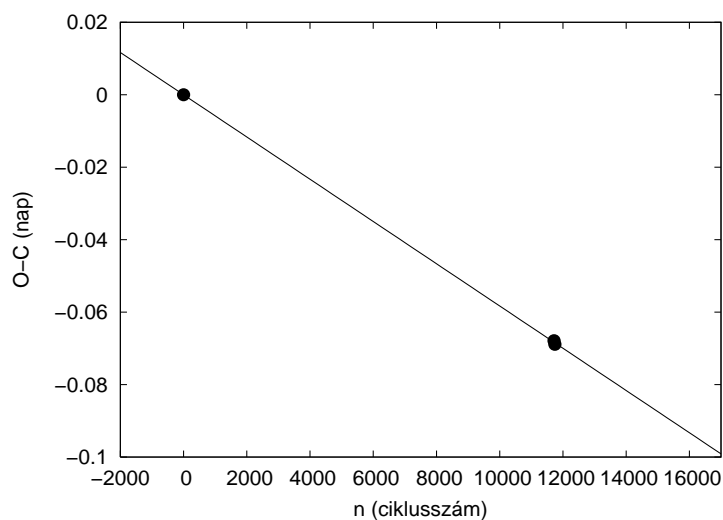
23. ábra. A QY Hya geometriai modellje

#### 4.2.5. V870 Arae

A V870 Ara ( $\alpha_{2000} = 18^{\text{h}}08^{\text{m}}22,67^{\text{s}}$ ,  $\delta_{2000} = -56^{\circ}46'01,8''$ ) egy F8 színképtípusú, a Hipparcos mérései során felfedezett érintkező kettőscsillag. Szintén Selam (2004) erősítette meg az objektum W UMa csillagok közé való besorolását, míg Pribulla és Rucinski (2006) ennél a rendszernél sem találtak bizonyítékot kísérő objektum jelenlétére. A V870 Ara-ról korábban sem részletes fotometriai, sem spektroszkópai adatok nem szerepeltek a szakirodalomban.

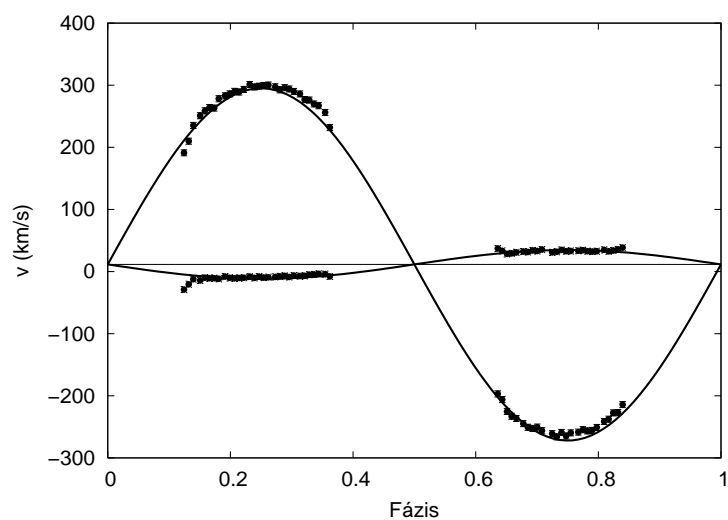
#### O–C diagram, a keringési periódusidő korrekciója

A Hipparcos-adatok alapján:  $T_0 = \text{HJD } 2448500,1840$ ,  $P_0 = 0,39978$  nap. Az O–C diagramon (24. ábra) látható egyenes meredeksége:  $a = -5,8 \cdot 10^{-6} \pm 3 \cdot 10^{-8}$  nap/ciklus. A korrigált periódusidő értéke:  $P = 0,399774 \pm 3 \cdot 10^{-8}$  nap.



24. ábra. A V870 Ara O–C diagramja

### Fizikai paraméterek



25. ábra. A V870 Ara komponenseinek radiálissebesség-görbéi

A radiálissebesség-görbe alapján a 0 fázisnál a nagyobb tömegű csillag van fedésben (1. komponens). Az illesztésekből nyert sebességek, valamint a fixált bemenő paraméterek értékei a 16. táblázatban láthatóak.

A  $B - V = 0,^m61 \pm 0,^m01$ -es színindexből az 1. komponens felszíni hőmérséklete:  $T_1 = 5860 \pm 150K$ .

$V_\gamma [\frac{km}{s}]$	$11,5 \pm 0,8$
$K_1 [\frac{km}{s}]$	$23,3 \pm 0,7$
$K_2 [\frac{km}{s}]$	$283,5 \pm 1,1$
$q(m_2/m_1)$	$0,082 \pm 0,030$
$A \sin i [R_\odot]$	$2,43 \pm 0,02$

16. táblázat. Rögzített bemeneti paraméterek

A fénygörbéken a vizsgált öt rendszer közül a legerősebb mértékben jelentkezett az O'Connell-effektus. A folt nélküli és egy foltos illesztések nem konvergáltak megfelelően, ezért a nagyobbik csillagra két sötét foltot helyeztem el.

A megfigyelt és illesztett fénygörbék között ennél a csillagnál a legnagyobbak az eltérések. Az igen kicsi tömegarány ugyanis számos nehézséget okozott a modellezés során, melyeket végül csak két hónapos próbálkozás után sikerült megoldani. A WD-kód a tapasztalatok szerint nehezen kezeli a nagyon eltérő tömegű komponensekből álló rendszereket, a számolások során nagy numerikus instabilitás lép fel. A kapott illesztésekből származó eredmények a 17. táblázatban szerepelnek.

Paraméter	Érték	Paraméter	Érték
$i [^\circ]$	$70,0 \pm 0,4$	$r_1^{\text{side}}$	$0,6424 \pm 0,0007$
$f$	96,4%	$r_2^{\text{side}}$	$0,2109 \pm 0,0007$
fázistolás	$0,0023 \pm 0,0005$	$r_1^{\text{back}}$	$0,6634 \pm 0,0008$
$q$	<b>0,082</b>	$r_2^{\text{back}}$	$0,3033 \pm 0,0081$
$T_1 [K]$	<b>5860</b>	$L_1^s (B)$	$11,171 \pm 0,089$
$T_2 [K]$	$6210 \pm 35$	$L_1^s (V)$	$10,966 \pm 0,064$
$\Omega_1$	$1,849 \pm 0,001$	$L_2^s (B)$	<i>1,944</i>
$\Omega_2$	1,849	$L_2^s (V)$	<i>1,781</i>
$r_1^{\text{pole}}$	$0,5653 \pm 0,0004$	$l_3 (B)$	<b>0.0</b>
$r_2^{\text{pole}}$	$0,1996 \pm 0,0005$	$l_3 (V)$	<b>0.0</b>
Folt <sub>1</sub> szélesség [°]	<b>90</b>	Folt <sub>1</sub> átmérő [°]	<b>17</b>
Folt <sub>1</sub> hosszúság [°]	<b>84</b>	Hőm. faktor(1)	$0,90 \pm 0,01$
Folt <sub>2</sub> szélesség [°]	<b>57</b>	Folt <sub>2</sub> átmérő [°]	<b>26</b>
Folt <sub>2</sub> hosszúság [°]	<b>0</b>	Hőm. faktor(2)	$0,94 \pm 0,01$

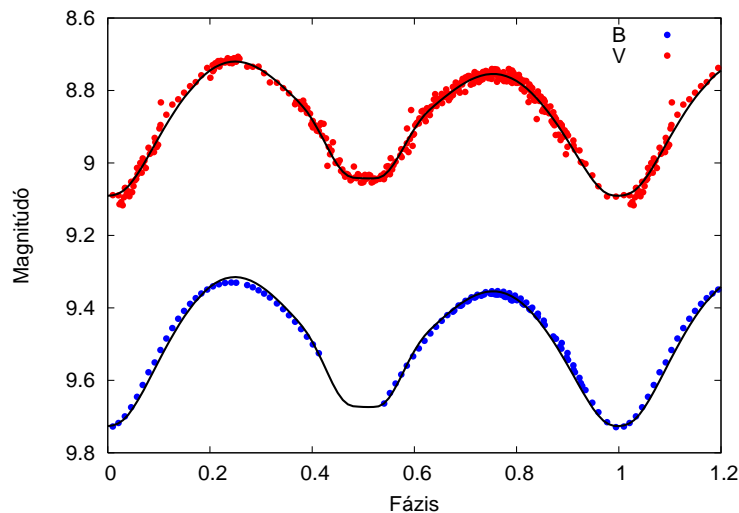
17. táblázat. A modellezésekből származó fizikai paraméterek

A modellezés alapján a V870 Ara egy igen kis tömegarányú, a W UMa csillagok W altípusához tartozó érintkező kettős. A közelmúltig csak kevés, 0,1 alatti tömegarányú kontakt kettőscsillagot ismertek; a felfedezett szoros kettősök számának utóbbi években tapasztalt ugrásszerű növekedése révén azonban egyre több ilyen rendszert találnak. A „rekorder” sokáig az AW UMa nevű csillag volt,  $q = 0,075$ -ös tömegarányával (Rucinski 1992); a jelenlegi két „csúcstartó” az SX Crv ( $q \approx 0,066$ , Rucinski és mtsai 2001), valamint a V857 Her ( $q \approx 0,07$ , Qian és mtsai 2005), de utóbbiról csak fotometriai modellezések állnak rendelkezésre, spektroszkópiai mérések nem. Ilyen kis tömegarányú

rendszerek felfedezése azért különösen fontos, mert a jelenlegi elméleti modellek szerint (Rasio 1995)  $q = 0,09$ -nél kisebb tömegarányú W UMa rendszerek megfigyelésére igen kicsi az esély, mert túl gyorsan (1000-10000 év) összeolvadnak egyetlen gyorsan forgó csillaggá (a legújabb számítások alapján ez az alsó korlát  $q = 0,076$ , Li és Zhang 2006). A V870 Ara tehát olyan szempontból is érdekes objektum, hogy általa a kontakt kettősök evolúciójának egy fontos lépcsőfokát is vizsgálhatjuk.

A komponensek hőmérséklete között nincs nagy különbség; a rendszer közelít a termális egyensúly eléréséhez. A főkomponensen jelentős mértékű foltaktivitás zajlik, melyet a két darab nagy folt szemléltet. Meglepő lehet még a kitöltöttségi faktor igen nagy értéke - az irodalomban ugyanakkor találunk más példát is kis tömegarányú, nagy kitöltöttségi faktorú rendszerekre (pl. GR Vir, Gazeas és mtsai 2005).

A megfigyelésből származó B és V fénygörbe, valamint az illesztett görbék láthatóak a 26. ábrán.



26. ábra. A V870 Ara megfigyelt és illesztett fénygörbéi

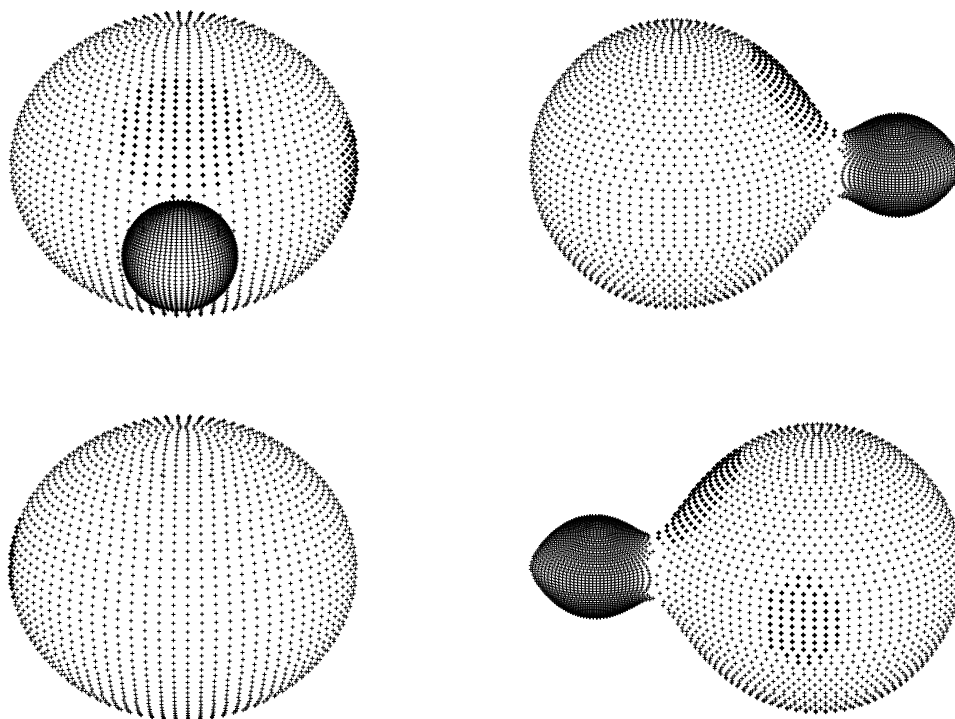
A kiszámolt távolságértékek a 18. táblázatban láthatóak.

$d_{\text{Hip}}$ [pc]	$d_{\text{RD}}$ [pc]	$d_s$ [pc]
$99,9 \pm 13,4$	$99,1 \pm 4,6$	$106,7 \pm 5,2$

18. táblázat. A V870 Ara távolságának becsült értékei

A rendszer geometriai modelljét a 27. ábra mutatja; a főkomponensre helyezett sötét foltok mellett jól látható a csillagok erős torzulása, mely az igen nagy kitöltöttségi faktor következménye.





27. ábra. A V870 Ara geometriai modellje

## 5. Kromoszférikus aktivitás vizsgálata - a második minta csillagainak elemzése

### 5.1. Modellspektrumok előállítás, a megfigyelt és szintetikus spektrumok összehasonlítása

Az egyes csillagok emissziós  $H\alpha$ -többségének kimutatásához – a megfigyelt és megfelelően feldolgozott objektumspektrumok mellett – szükség volt szintetikus, adott hőmérséklet, fizikai konfiguráció és keringési fázis függvényében lemodellezett színképekre. A modellspektrumok kiszámítása során a kromoszférikus aktivitás hatásai nem voltak figyelembe véve, így a mért spektrumokkal való összehasonlításuk révén lehetőség nyílt az egyes vonalakon (így pl. a  $H\alpha$ -vonalnál) fellépő emisszió mértékének meghatározására.

A modellspektrumok előállítás két nagyobb lépésben történt. Először egy általánosan elterjedt csillaglégkör-modellező kód, az ATLAS9 (Kurucz 1993) segítségével generáltam le a megfelelő hőmérsékletre és felszíni gravitációs gyorsuláshoz (egészen pontosan ennek logaritmusához) tartozó modellszínképeket ( $\log g$  értékét 4,0-nak vettem – ismert asztrofizikai számítások alapján ez jó közelítéssel minden fősorozati csillagra igaz –, a hőmérsékleti tartomány 4500 és 7000 K között változott). Ezek az ún. Kurucz-modellek a lehetséges atomi átmenetek adott paraméterterében várható valószínűségeinek összegzésével adják meg a spektrumok menetét. Ezekben a modellekben a színképvonalak pusztán ún. természetes vonalszélességgel rendelkeznek; tudjuk viszont, hogy néhány fizikai effektus – többek között a csillagok forgása – kiszélesíti a vonalakat. A valós modellspektrum az adott Kurucz-modell és egy ún. „kiszélesedési függvény” (*broadening function*, BF) konvolúciójaként áll elő; utóbbi – az elméleti háttér részleteit mellőzve – (25) alapján adható meg (Anderson és Shu 1979):

$$B(x, \mathbf{o}) = \frac{1}{H} \int I(\mathbf{r}, \mu) P(\mathbf{r}, \mathbf{o}) \times \delta[x + \mathbf{o} \cdot (\Omega \times \mathbf{r})/c] \mu dA \quad (25)$$

, ahol  $\mathbf{o}$  a megfigyelő iránya,  $\mathbf{r}$  egy kiválasztott felületelem irányvektora a látóirányhoz képest,  $H$  a felületelem összintenzitása,  $dA$  a felületelem területe,  $I$  a bolometrikus fajlagos intenzitás,  $P$  egy ún. penetrációs függvény,  $\Omega$  a forgó felület szögsebességvektora,  $c$  a fénysebesség,  $\cos \mu = \mathbf{n} \cdot \mathbf{o}$  (ahol  $\mathbf{n}$  a felületelem normálisa).

A mintában szereplő csillagokhoz tartozó kiszélesedési függvényeket a speciálisan érintkező kettősök analíziséhez írt, WUMA4 jelű kóddal (Rucinski 1974) készítettem el. A BF-ek kiszámításához először meg kellett állapítani, hogy a mért spektrumok az adott csillag melyik keringési fázisának pillanatában készültek (itt most keringési fázis alatt az ún. spektroszkópiai fázist kell érteni; ennek nullpontja mindig az ún. tranzithelyzet, azaz mikor a nagyobb tömegű komponens van fedésben). Ehhez mindegyik

csillag esetében ki kellett keresni a szakirodalomból a mérési időpontokhoz legközelebb eső fotometriai minimumidőpontokat, valamint az erre az időszakra érvényes keringési periódusidőket (19. táblázat).

Csillag	Epocha [HJD]	Ref.	Periódusidő [nap]	Ref.
VW Cep	2450707,4248	1	0,27831	5
VZ Psc	2450719,5071	2	0,26126	6
AB And	2450702,5283	1	0,33189	7
OO Aql	2450719,3922	2	0,50680	8
LS Del	2450731,3401	3	0,36384	9
SW Lac	2450647,3785	3	0,32072	10
U Peg	2450712,4420	2	0,37478	11
V1073 Cyg	2450968,8565	4	0,78585	12

19. táblázat. A használt epochák és periódusidők. *Referenciák: 1) Kiss és mtsai 1999, 2) Agerer és Hübscher 1998, 3) Selam és mtsai 1999, 4) Nelson 1998, 5) Kaszás és mtsai 1998, 6) Quian és mtsai 2004, 7) Djurasevic és mtsai 2000, 8) Hrivnak 2001, 9) Quian 2001, 10) Pribulla 1999, 11) Djurasevic és mtsai 2001, 12) Yang és Liu 2000*

Csillag	Típus	$i$ [°]	$f^*$	$q_{sp}$	$T_1$ [K]	$A_0$	$K$ [ $\frac{km}{s}$ ]	$V_\gamma$ [ $\frac{km}{s}$ ]	Ref.
VW Cep	W	65,6	0,01	0,40	5050	0,078	329,8	-16,4	1, 2
VZ Psc	A(H)	49,0	0,02	0,80	4500	–	270,8	-11,8	3
AB And	W	85,8	0,05	0,56	5140	0,070	363,2	-27,5	4, 5
OO Aql	A(H)	86,3	0,10	0,85	5700	–	333,8	-53,7	6, 7, 8
LS Del	W	48,5	0,06	0,38	5600	0,007	253,8	-25,9	9, 10
SW Lac	W(H)	79,8	0,30	0,78	5515	0,052	398,1	-10,3	11, 12
U Peg	W	77,5	0,15	0,33	5785	0,013	331,8	-27,9	13, 14
V1073 Cyg	A	68,4	0,04	0,32	6700	–	269,3	-0,8	15, 16

20. táblázat. A modellezéshez szükséges bemeneti paraméterek. *Referenciák: 1) Kaszás és mtsai 1998, 2) Pribulla és mtsai 2000, 3) Hrivnak és mtsai 1995, 4) Baran és mtsai 2004, 5) Pych és mtsai 2004, 6) Hrivnak 1989, 7) Djurasevic és Erkapic 1999, 8) Pribulla és mtsai 2007, 9) Sezer és mtsai 1985, 10) Lu és Rucinski 1999, 11) Gazeas és mtsai 2005, 12) Rucinski és mtsai 2005, 13) Zhai és mtsai 1988, 14) Pribulla és Vanko 2002, 15) Ahn és mtsai 1992, 16) Morris és Naftilan 2000*

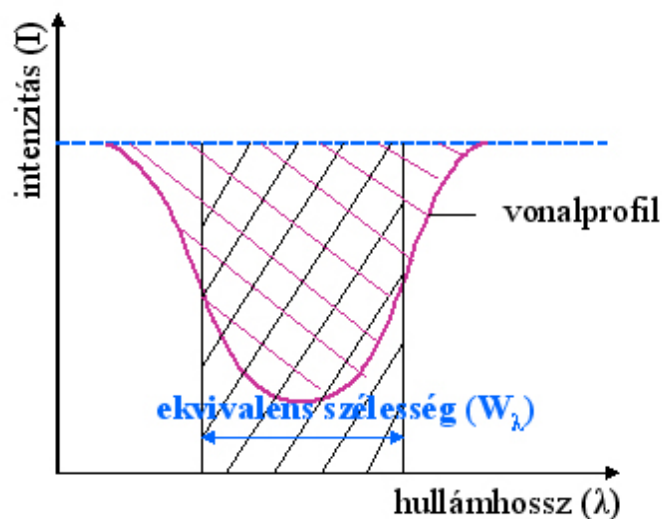
A WUMA4-kód bemeneti fájljaiban, valamint a szükséges hullámhossz-korrekciókhoz a keringési fázisok mellett további fizikai paramétereket is meg kellett adni – ezek a 20. táblázatban láthatóak. Az eddig nem használt jelölések közül  $f^* = 1 - f$  (ahol  $f$  a kitöltöttségi faktor),  $A_0 = \frac{T_2 - T_1}{T_1}$  a W-típusú kontakt kettősök esetében a kisebb, forróbb komponens relatív hőmérséklet-többlete a főkomponenshez képest,  $K = K_1 + K_2$  pedig a teljes sebességamplitúdó. A szakirodalomban szereplő paraméterértékek az esetek többségében megfelelő modelleket szolgáltattak; egy-két esetben viszont bizonyos fizikai jellemzők mennyiségét – kis mértékben – módosítanom kellett (egy adott modellt akkor tekintettem megfelelőnek, ha a  $H\alpha$ - és a gyengébb fémvonalak mélysége ill.

szélessége egyaránt jól illeszkedett a megfigyelésekhez). A szükséges változtatásokat az egyes csillagokkal kapcsolatos eredmények részletes bemutatása során közlöm.

A telluric vonalaktól mentes, Gauss-simított objektumspektrumok és a kész modellspektrumok különbségét – az IRAF *sarith* taskjával – képezve megkaptam a keresett különbségspektrumokat. A kapott spektrumokban – mérhető kromoszférikus aktivitás esetén – a  $H\alpha$ -vonalnál emissziós profil volt megfigyelhető. Az emissziós többlet kvantitatív meghatározására az ún. *ekvivalens szélesség* ( $W$ ) szolgál:

$$W = \int_{\Delta\lambda} \frac{I_c - I_\lambda}{I_c} d\lambda \quad (26)$$

, ahol  $I_c$  az 1-re normált kontinuum-intenzitás,  $I_\lambda$  pedig az adott  $\lambda$  hullámhosszon mérhető,  $I_c$ -hez viszonyított intenzitásarány – vagyis egy hullámhossz–intenzitás grafikonon  $W$  értéke nem más, mint a kontinuumszint és a vonalprofil közötti területtel egyező területű, kontinuumszint alatt ill. felett lévő (abszorpció ill. emisszió esetén) téglalap szélessége (ld. a 28. ábrát). Az ekvivalens szélességek korrekt meghatározásához a vizsgált különbségspektrumok kontinuumszintjét 1-re állítottam (több esetben volt szükség korrekcióra, mert a kontakt kettősök kontinuum-normálása meglehetősen nehéz feladat); végül  $W$  értékeit az *plot* task beépített funkciója révén állapítottam meg. (26) konvenciója alapján  $W$  értéke emisszió esetén negatív; mivel azonban munkám során csak emissziós profilok ekvivalens szélességét számoltam, ezért az értékeket mindig pozitívnak vettem (ami érthetőbben fejezi ki az emisszió mértékét).



28. ábra. Az ekvivalens szélesség definíciója

A következőkben ismertetem az egyes csillagok kromoszférikus aktivitásának meghatározott mértékét, valamint az aktivitás keringési fázistól ill. egyes fizikai paramétereiktől való függésének vizsgálatát is.

## 5.2. Eredmények

### 5.2.1. VW Cephei

A VW Cep ( $\alpha_{2000} = 20^{\text{h}}37^{\text{m}}21,55^{\text{s}}$ ,  $\delta_{2000} = +75^{\circ}36'01,5''$ ) az egyik legfényesebb, és – a típusnévadó W UMa és a közeli 44i Boo mellett – a legintenzívebben vizsgált érintkező kettőscsillag. Fényváltozását Schilt (1926) fedezte fel. A sok megfigyelési adatnak köszönhetően már évtizedekkel ezelőtt fény derült a csillag fénygörbéinek apró, de dinamikus és szabálytalan változásaira. A jelenséget különböző fizikai okokkal próbálták magyarázni; végül a komponenseken lévő, környezetüknél kissé hűvösebb – „sötét” – foltok modellbe építésével (Mullan 1975, Yamasaki 1982, Linnell 1986 és 1991, Hendry és mtsai 1992) sikerült megtalálni a legjobb megoldást (a szoros kettősök modellezésénél manapság már kiindulási feltételnek tekintik a foltok jelenlétét, ahogy ezt az előző nagy fejezetben is láthattuk). Pusztán fotometriai adatok felhasználásával több modell is készült, de ezek megbízhatósága – főleg a foltaktivitás erőssége és változékonysága miatt – nem elég jó. A spektroszkópiai elemzéseket is figyelembe vevő modellezést Hill (1989) ill. később Kaszás és mtsai (1998) készítettek (munkám során az utóbbi cikkből származó paraméterértékeket használtam fel). A VW Cep rendszerében található egy harmadik komponens is, melyet először Hershey (1975) mutatott ki asztrometriai módszerekkel; a felfedezést nemrég sikerült közvetlen – nagytávcsöves, adaptív optikás – megfigyelésekkel is bizonyítani (Rucinski és mtsai 2007).

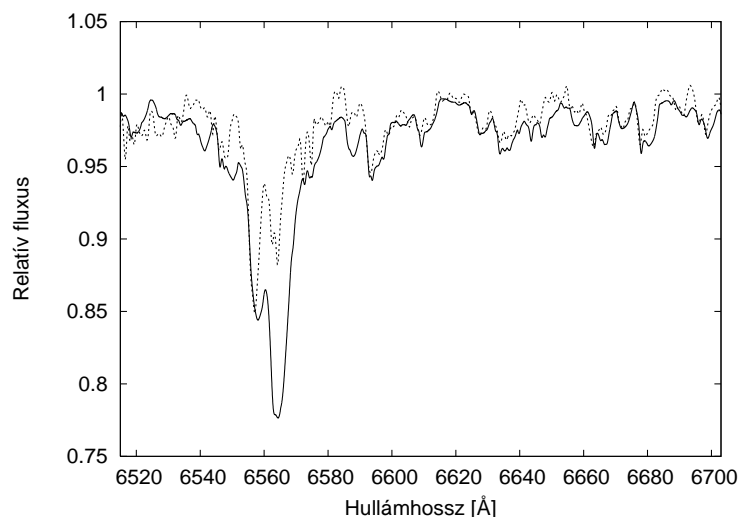
A szoros kettőscsillagok kromoszférikus aktivitásának kezdeti feltérképezését főként a VW Cep-pel kapcsolatos mérési adatok indították el (ld. 1.5. fejezet). Az objektumot később számos, különböző hullámhossztartományokban (röntgentől a rádiótartományig) végzett égboltfelmérés keretén belül azonosították pontforrásként; Makarov (2003) szerint – 50 parszekon belül – a száz legerősebb röntgensugárzást mutató csillag egyike. Egyedi csillagként is többször vizsgálták, főleg nagyenergiájú tartományokban (UV – Rucinski 1985; röntgen – Vilhu és Heise 1986, Choi és Dotani 1998, Gondoin 2004, Huenemoerder és mtsai 2006; szimultán rádió-röntgen – Vilhu és mtsai 1988; rádió – Rucinski és Seaquist 1988).

A VW Cep aktivitásáról több elemzés készült  $H\alpha$  vonalprofil-analízis révén is (Barnden 1985, Herbst és Bishel 1987, Frasca és mtsai 1996, Kaszás és mtsai 1998, Hendry és Mochnacki 2000), így ennél a csillagnál lehetőségem volt a saját eredményeim másokéival való összevetésére.

A VW Cep szintetikus spektrumának elkészítése kissé eltérő módon zajlott, mint a többi csillagnál, ugyanis a modellbe bele kellett venni egy, a megfigyelt spektrumokon jól látszó harmadik fényt (ez a már említett harmadik komponens hatása). A végső modellspektrum intenzitása az alábbi módon állt elő:

$$x \cdot (F_1 + F_2) + y \cdot F_3 = F \quad (27)$$

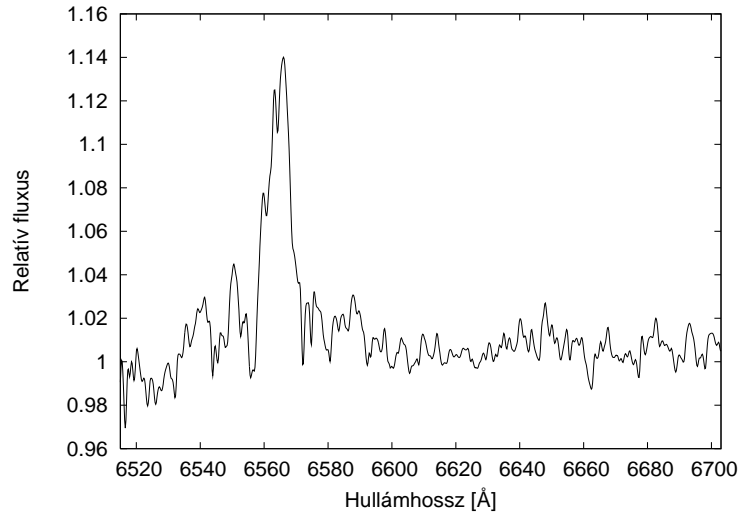
, ahol  $F_1$  és  $F_2$  az érintkező komponensek rotációsan kiszélesített, Kurucz-modellekből számolt spektrumainak fluxusértéke,  $F_3$  pedig egy 5000 K-es „próbacsillag” spektrumának fluxusa. Utóbbi modellszínkép úgy állt elő, hogy az elméleti Kurucz-spektrumot a mérésekhez használt spektrográf megadott átviteli függvényével (azaz egy  $0,8 \text{ \AA}/\text{pixel}$  félértékszélességű Gauss-függvénnyel) konvoláltattam. A két modell súlyozott összege (a 3. fény fluxusát a fémvonalak profilvizsgálata alapján – Kaszás és mtsai cikkéhez hasonlóan – az összfluxus 10 százalékának vettem) lett a végső szintetikus modellszínkép.



29. ábra. A VW Cep megfigyelt és modellezett színképe 0,74-es fázisnál; előbbi szaggatott, utóbbi folytonos vonallal

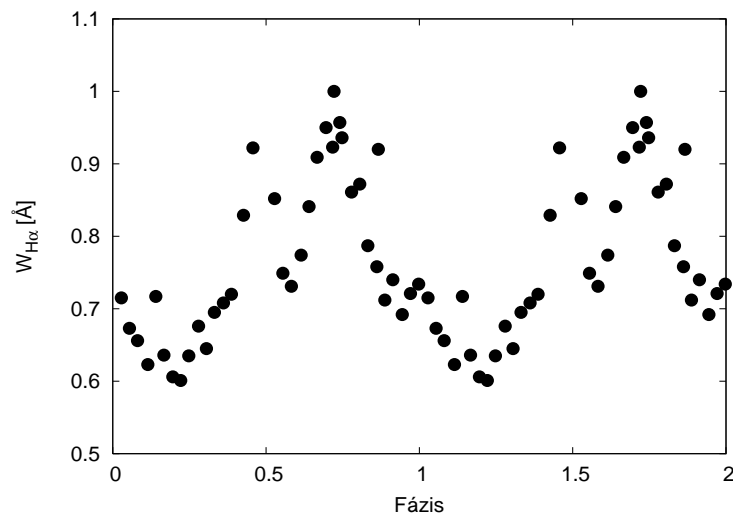
Az előző fejezetben leírt módon létrehoztam a megfigyelt és modellspektrumok különbségeként előálló színképeket (ld. példaként a 30. ábrát), majd meghatároztam a különbségspektrumokon látszó  $H\alpha$  emissziós profilok ekvivalens szélességét. A kromoszférikus aktivitást jelző emissziós többlet – egyezésben az elméleti modellekkal és a korábbi megfigyelésekkel – szinte teljes mértékben a nagyobb tömegű komponensről érkezik (ez könnyen megfigyelhető, mivel a keringési fázis ismeretében tudni lehet, hogy éppen melyik komponenshez tartozó  $H\alpha$ -csúcs van vörös- ill. kékeltolódásban).  $W$  értékei  $0,60$  és  $0,96 \text{ \AA}$  között változtak, ami közelítőleg jó egyezést mutat a Barden (1985) ill. Frasca és mtsai (1996) által meghatározott mennyiségekkel ( $1,03 \text{ \AA}$  ill.

0,8-1,1 Å); Kaszás és mtsai (1998) kissé alacsonyabb értékeket kaptak (0,38-0,68 Å). Az eltérések oka a már említett kontinuum-normálási nehézségekre vezethető vissza: utóbbi cikk szerzőinek számításai alapján a kontinuumszint megállapítása során vétett 3 százaléknyi hiba 0,3 Å-nyi eltéréshez vezethet az ekvivalens szélességek mérésekor.



30. ábra. Az előző ábrán látható színeképekből képzett különbségspektrum

A mintában a VW Cep-ről állt rendelkezésre a legtöbb mérési pont, így a teljes tartományban vizsgálható volt a meghatározott ekvivalens szélességek fázisfüggése (31. ábra). Jól látható a 0,75-ös fázisnál lévő erős csúcs, ami azt jelenti, hogy a főkomponens távolodáskor felénk néző oldalán vannak a legerősebb kromoszférikus aktivitást mutató területek.



31. ábra. A VW Cep esetében mért  $H_{\alpha}$  emissziós többlet félértékszélességének változása a keringési fázis függvényében

Az általam készített aktivitás-fázis diagram nagyon jó egyezést mutat Frasca és mtsai (1996) diagramjával (bár nekik jóval kevesebb mérési pontjuk van), ugyanakkor kissé eltér Kaszás és mtsai azonos diagramjától (a görbék amplitúdója viszont mindhárom esetben nagyjából azonos értékű). Ez visszavezethető a kromoszférikus aktivitás dinamikus változására, ill. az előzőekben tárgyalt kontinuum-normálási problémákra is.

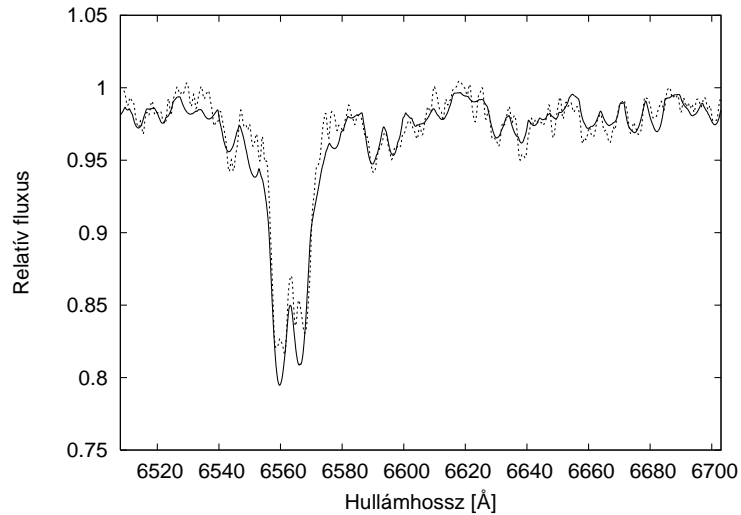
### 5.2.2. OO Aquilae

Az OO Aql ( $\alpha_{2000} = 19^{\text{h}}48^{\text{m}}12,65^{\text{s}}$ ,  $\delta_{2000} = +09^{\circ}18'32,4''$ ) egy szintén évtizedek óta tanulmányozott, igen különleges érintkező kettőscsillag. A korábbi megfigyelésekből származó spektrális jellemzők inkonzisztensek voltak a B–V színindexekből számolt felszínhőmérséklet-értékkel (Eggen 1967, Rucinski és Kaluzny 1981), sőt, a különböző spektrális régiók vizsgálata is eltérő spektráltípusok jeleit mutatja, F8-tól egészen G8-ig terjedően (ami egy újabb bizonyíték arra, hogy a kontakt kettőscsillagok esetében nehéz a hagyományos, magányos csillagok tulajdonságain alapuló spektrálklasszifikációs módszereket alkalmazni). További érdekesség, hogy bár a rendszer A-típusú W UMa, periódusideje és tömegaránya ( $P=0,50680$  nap,  $q \approx 0,85$ ) kifejezetten nagy. Az OO Aql jellemzőit összegezve Mochnacki (1981) arra a következtetésre jutott, hogy a rendszer csak nemrég érhetette el az érintkező állapotot, azaz a kontakt kettősök egy nagyon fontos és nehezen megfigyelhető evolúciós fázisának képviselőjével van dolgunk (azóta már több ilyen W UMa csillagot is felfedeztek, ezek alcsoportját az OO Aql-ről nevezték el). Hrivnak (1989) spektrofotometriai modellje alátámasztotta az elméletet. A komponensek hőmérsékletére a modellek alapján is magasabb értékek adódtak, mint a fotometriai színindexekből, megerősítve azt a feltételezést, hogy az OO Aql irányába meglepően nagy lehet az intersztelláris vörösödés mértéke (Eggen 1967, Pribulla és mtsai 2007). Rucinski és mtsai (2007) kimutattak egy halvány, harmadik komponenst is a kettős körül, de ez a megfigyelés még további megerősítésekre szorul.

A statisztikai jellegű, ill. átfogóbb tanulmányok (röntgen – Stepien és mtsai 2001; UV – Rucinski 1985; rádió – Hughes és McLean 1984, Rucinski 1995) után Hrivnak és mtsai (2001) részletesen is vizsgálták az OO Aql kromoszférikus aktivitását ultraibolya tartományban, a Mg II vonalprofiljának analízise révén.

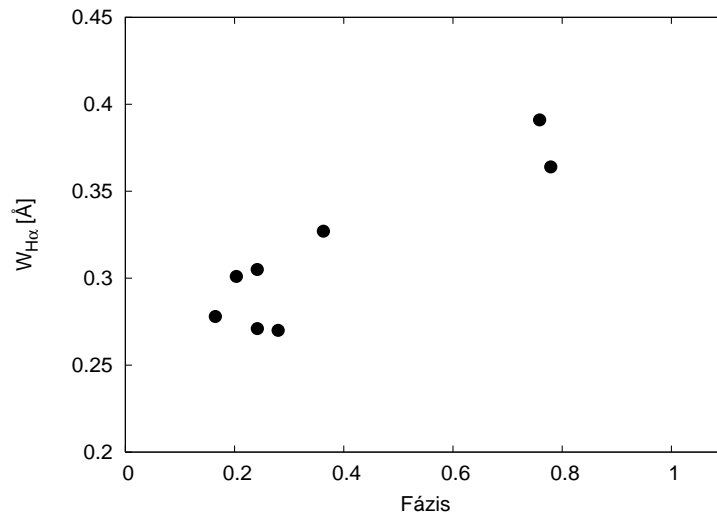
Az OO Aql mért spektrumai kissé zajosak voltak, de a simítást követően jól illeszkedtek az irodalomban szereplő paramétereiből számolt modellszínképekhez. A  $H\alpha$ -profilnál jól látszott a jórészt a főkomponensről származó emissziós többlet. A meghatározott ekvivalens szélességek 0,27–0,39 Å között változtak.





32. ábra. Az OO Aql megfigyelt és modellezett színeke 0,20-as keringési fázisnál

Bár a keringési fázistartomány lefedettsége hiányos, a 0,75 fázis környékén szignifikánsan magasabbak  $W$  értékei, mint a 0,2-0,4 fázisok között (33. ábra) – ez azt jelzi, hogy főkomponens tőlünk való távolodásakor felénk néző oldalán erősebb a kromoszférikus aktivitás, mint a másik kvadrátúra-fázisban. Ez jó egyezést mutat a Hrivnak és mtsai (2001) által közölt aktivitás–fázis diagrammal.



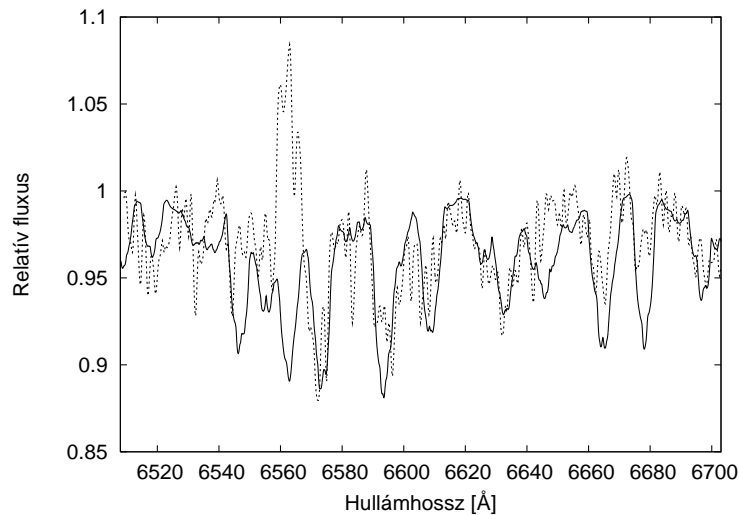
33. ábra. Az OO Aql esetében mért  $H\alpha$  emissziós többlet félértékszélessége a keringési fázis függvényében

### 5.2.3. VZ Piscium

A VZ Psc ( $\alpha_{2000} = 23^{\text{h}}27^{\text{m}}48,39^{\text{s}}$ ,  $\delta_{2000} = +04^{\circ}51'24,0''$ ) kettősségét Wolff és mtsai (1965) igazolták fotometriai adatok, valamint a Ca II H és K vonalnál fellépő, széles emissziós komponensek kimutatásával. A rendszer – az OO Aql-hez hasonlóan –

szokatlanul nagy tömegarányú ( $q \approx 0,80$ ), és valószínűleg csak nemrég került érintkező állapotba (bár egyes modellek szerint még nem is történt meg a kontaktus, ld. Hrivnak és mtsai 1995). A pontos modellek megalkotását megnehezíti a feltételezett, nagymértékű, folyamatosan változó folttevékenység, melyre a fénygörbéken látszó, erős O'Connell-effektus utal (pl. Bradstreet 1985).

Rövid hullámhosszakon végzett égboltfelmérések (röntgen – Stepien és mtsai 2001, Zickgraf és mtsai 2003; EUV – Christian és mtsai 1999) során látható pontforrásként szerepelt. Hrivnak és mtsai (1995) több, UV- ill. látható tartományban lévő spektrálvonal (Mg II, Ca II H és K,  $H\alpha$ ) esetében elemezték a fellépő emissziós többlet mértékét – vizsgálataik alapján az alacsony hőmérsékletű, rövid periódusú VZ Psc az eddig felfedezett W UMa csillagok közül az egyetlen, melynél a  $H\alpha$ -emisszió nagyobb mértékű az abszorpciónál (azaz végeredményképp ennél a vonalnál már az eredeti objektumspektrumokban is emissziós profilt látunk).



34. ábra. A VZ Psc megfigyelt és modellezett spektruma 0,08-as fázisnál; az obszervált színképen jól látható a  $H\alpha$ -vonal eredő emissziós profilja

Az előbb említett cikkben szereplő eredményekhez hasonlóan az általam feldolgozott spektrumoknál is megfigyelhető volt a  $H\alpha$ -vonal eredő emissziós profilja. Sajnos erről a csillagról összesen csak két darab spektrum készült, így az ekvivalens szélességek fázisfüggését érdemben nem lehetett vizsgálni (W két meghatározott értéke 0,98 és 0,50 Å volt, 0,08-as ill. 0,68-as fázisnál). A  $H\alpha$ -vonalon mérhető aktivitás fázisfüggését Hrivnak és mtsai sem vizsgálták (csak a magnézium- és kalciumvonalakon, de egyértelmű trend ezeknél sem látszott), így ez a kérdés további vizsgálatokra szorul.

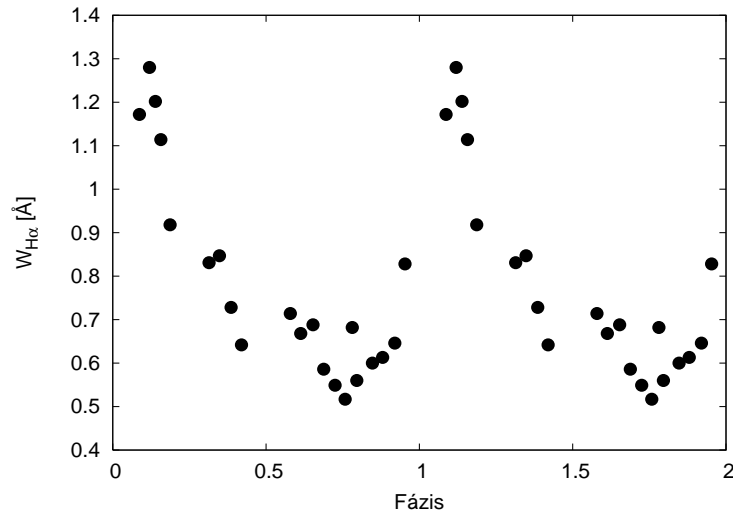
#### 5.2.4. SW Lacertae

Az SW Lac ( $\alpha_{2000} = 22^{\text{h}}53^{\text{m}}41,66^{\text{s}}$ ,  $\delta_{2000} = +37^{\circ}56'18,6''$ ) az egyik legrégebben felfedezett, leggyakrabban vizsgált kontakt kettős rendszer; fényváltozása immár 90 éve ismert (Leavitt 1918). Rengeteg fotometriai és spektroszkópiai mérés készült róla, fizikai paraméterei is elég jól behatárolhatóak (a legfrissebb modellt Gazeas és mtsai készítették 2005-ben). A több évtizedes adatsorokat átfogó O–C diagramok további két, távolabbi (egy 23 és egy 90 év keringési idejű) komponens jelenlétére utalnak, melyeket más módszerekkel is sikerült kimutatni (Hendry és Mochnacki 1998, Rucinski és mtsai 2007).

Az SW Lac kromoszférikus aktivitása régóta ismert és vizsgált, bár főként nagyobb léptékű felmérések alapján (röntgen – Crudacce és Dupree 1984, McGale és mtsai 1996, Stepien és mtsai 2001, Xing és mtsai 2007; UV – Rucinski 1985, Oranje 1986; rádió – Spangler és mtsai 1977, Hughes és McLean 1984, Rucinski 1995, Wendker 1995). Részletesebb vizsgálatok eddig csak UV-tartományban, elsősorban a Mg II vonalprofil-analízise révén történtek (Rucinski és mtsai 1984, Eaton 1986, Jeong és mtsai 1994).

Az SW Lac modellspektrumjainak elkészítése során két fizikai paramétert kissé finomítanom kellett az irodalomban található értékekhez képest (20. táblázat): a főkomponens hőmérsékletét ( $T_1$ ) 5515 K-ről 5615 K-re, a sebességamplitúdót (K) 398 km/s-ról 370 km/s-ra módosítottam. A  $H\alpha$ -vonalon jelentkező emissziós többlet detektálásával vizuális hullámhossztartományban is megerősítettem a kettőscsillag erős kromoszférikus aktivitásának létét. A vonalprofilok elemzése alapján az emisszió nagy része a főkomponensről, kis része a forróbb mellékkomponensről érkezik. A nagyszámú mérési adatnak köszönhetően a teljes keringési periódus során vizsgálható volt a meghatározott ekvivalens szélességek változása. Ahogyan az a 35. ábrán is látszik, W értékei a 0,1–0,3 fázisintervallumban kiemelkedően magasak – azaz – feltehetőleg – a megfigyelések időpontjában a főkomponens közeledésekor felénk látszó oldalán voltak a legaktívabb területek.

Eaton (1986), valamint Jeong és mtsai (1994) a Mg II vonal intenzitásának fázisfüggését vizsgálva ettől eltérő eredményekre jutottak (előbbi a 0,5-ös fázis környékén mérté a csúcsaktivitást, utóbbiak 0 fázisnál minimumot, 0,75 fázis környékén maximumot jeleztek). Az eltérések oka egyrészt az lehet, hogy a Mg II ill.  $H\alpha$  vonalprofil-analízisének eredményei nem feltétlenül konzisztensek egymással (erre vonatkozó, részletes összehasonlítások nem igazán találhatóak az irodalomban); másrészt – és ez lehet a valószínűbb indok – a kromoszférikus aktivitást mutató területek helyzete időben elég gyorsan változhat.



35. ábra. Az SW Lac esetében mért  $H\alpha$  emissziós többlet félértékszélességének változása a keringési fázis függvényében

Megjegyzendő, hogy az SW Lac esetében néhány spektrumon felbukkant egy kis-mértékű, folytonosan változó "abszorpciós többlet" a  $H\alpha$ -vonal mellékkomponenstől származó részénél. Ezek a színeképek azonos napon, egymást követően (mintegy 90 perces intervallumot lefedve) készültek. A plusz abszorpció gyors, folyamatos változása pl. vonuló felhőzetre utalhat (bár az észlelési napló alapján derült volt az ég); de esetleg fizikai okokra is visszavezethető: mivel a 0,6-0,8 fázis között történt a jelenség, elképzelhető, hogy a főkomponens mögül fokozatosan előbukkanó mellékkomponens fénye egy ideig egy sűrűbb, hideg cirkumsztelláris gázzrétegen haladt keresztül, ami egyre vékonyodott és ritkult. Sajnos más napokon nem készült észlelés ebben a keringési fázisban, így az állítás ellenőrzésére nem volt mód.

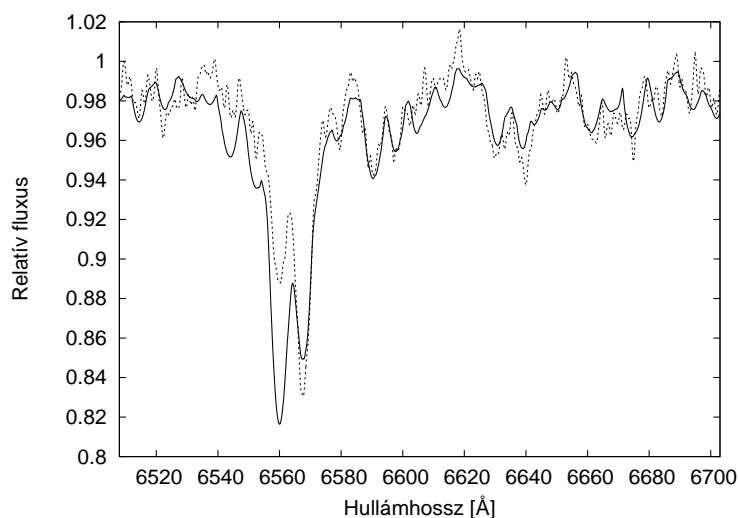
### 5.2.5. AB Andromedae

Az AB And ( $\alpha_{2000} = 23^{\text{h}}11^{\text{m}}32,09^{\text{s}}$ ,  $\delta_{2000} = +36^{\circ}53'35,1''$ ) egy több mint 80 éve ismert változócsillag (Guthnick és Prager 1927). A kezdeti, csak fotometriai adatsorokon alapuló vizsgálatokat követően Hrivnak (1990) készítette el a kettős első, spektroszkópiai eredményekre is támaszkodó modelljét. Baran és mtsai (2004) új megfigyelési adatok és komplex, WD-kóddal végrehajtott modellezés révén közölték a rendszer pontosított fizikai paramétereit (ezeket használtam fel én is vizsgálataim során). Az AB And lehetséges, harmadik komponensének létezését először Oosterhoff (1950) vetette fel. Az évtizedek alatt összegyűlt, fotometriai mérésekből számított O–C diagram alátámasztja a feltételezést, de közvetlen megfigyeléssel még nem sikerült igazolni azt (Rucinski és mtsai 2007).

A kontakt kettős kromoszférikus aktivitására eddig csak két nagyobb felmérés (röntgen – Stepien és mtsai 2001; rádió – Rucinski 1995) adatai alapján lehetett követke-

tetni.

A nyolc modellezett csillag közül az AB And vizsgálata során merült fel a legtöbb nehézség. A spektrumok eléggé zajosak voltak (többségük még a Gauss-simítás után is), és ennél a kettősnél végül nem sikerült megtalálni a megfelelő illesztést. Az irodalomban szereplő fizikai paraméterek révén alkotott modellspektrum jó egyezést mutatott a megfigyelésekkel a fémvonalak tartományában (bár itt jelentkezett leginkább a zaj); a  $H\alpha$  vonalprofil főkomponenstől származó részében megjelent a várt, erős emissziós többlet, viszont a mellékkomponens esetében a megfigyelt profil mélyebb volt a modellnél. Az alapos vizsgálatok megerősítették, hogy az erős abszorpciós többlet nem egy harmadik testtől származik. Az effektus a fizikai paraméterek (beleértve a gamma-sebességet és a keringési fázisokat is) módosításával sem vált kiküszöbölhetővé. Arra, hogy a mellékkomponens irányából erős abszorpciós többlet figyelhető meg, korrekt fizikai magyarázat egyelőre nincs (eddig egyetlen cikkben szerepel hasonló adat, az AH Vir jelű kontakt kettősről, ám itt is magyarázat nélkül; Barden 1985), ami megkérdőjelezi, hogy valós effektusról van szó. Elképzelhető az is, hogy a Kurucz-modellek a megadott paraméterterben nem megfelelően adják vissza a  $H\alpha$ -vonal mélységét.



36. ábra. Az AB And megfigyelt és modellezett színepe 0,28-as keringési fázisnál; a  $H\alpha$ -profil főkomponenshez tartozó (kék oldalon lévő) részénél a várt emissziós többlet látszik, a mellékkomponens irányában viszont fellép az említett, különös abszorpciós többlet

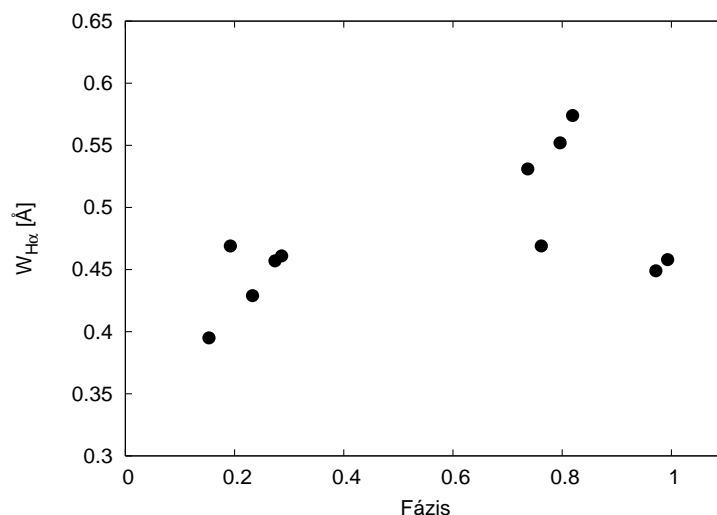
Az AB And kromoszférikus aktivitását tehát sikerült bizonyítani az eddigieknél pontosabb vizsgálatok révén, azonban a modellezés bizonytalansága miatt a kvantitatív eredmények nem tekinthetők teljes mértékben mérvadónak.

### 5.2.6. LS Delphini

Az LS Del-t ( $\alpha_{2000} = 20^{\text{h}}57^{\text{m}}10,29^{\text{s}}$ ,  $\delta_{2000} = +19^{\circ}38'59,2''$ ) Bond (1976) fotometriai adatokra és alacsony felbontású spektroszkópiai mérésekre épülő elemzése során klasszifikálta mint W UMa típusú csillagot. Bár egy relatíve fényes kontakt kettős, kellően részletes fizikai modelljének elkészítése még várat magára – eddig csak egy tisztán fotometriai megoldás (Sezer és mtsai 1985) és független radiálissebesség-görbe (Lu és Rucinski 1999) áll rendelkezésre róla.

Részletes aktivitásvizsgálat még nem készült a csillagról, Stepien és mtsai (2001) viszont észleltek röntgenfluxust az objektumról.

Az LS Del spektrumának első, vonalprofil-analízist felhasználó vizsgálata során sikerült megerősítenem az objektum kromoszférikus aktivitásának létét. A spektrumelemzések során fény derült arra, hogy a szakirodalomban szereplő modellben erősen alábecsült a komponensek hőmérséklet-értéke: az 5600 K-es főkomponens-hőmérsékletet a színképmodellezések alapján 6250 K-re változtattam (ezt az eredményt megerősíti a független forrásból származó B–V értékből, (9) alapján történt számolás is). A komponensek közötti hőmérsékletkülönbség becsült értékét (40 K) nem kellett változtatnom. Az új paramétertérben számolt modellek már megfelelően illeszkedtek a megfigyelési adatokhoz, s a  $H\alpha$ -vonalon jól látszott a főkomponensrő származó emissziós többlet. Az aktivitás 0,75-ös fázisnál kissé erősebbnek tűnik, mint a 0,25-ös fázis esetében, de a különbség nem szignifikáns (37. ábra).



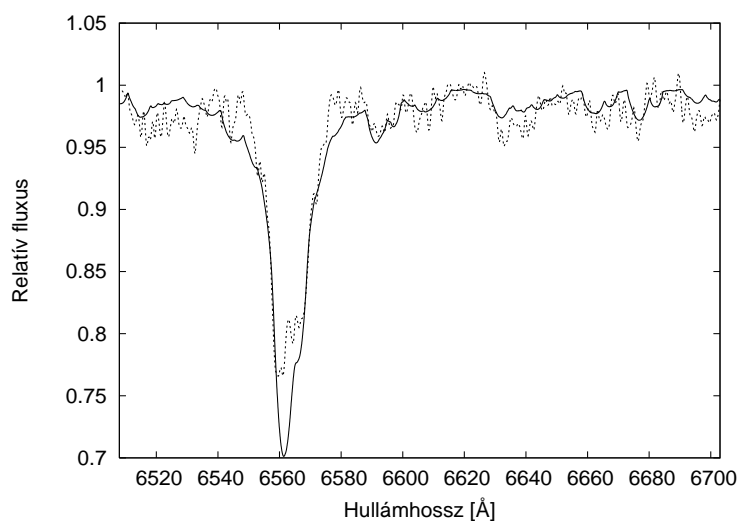
37. ábra. Az LS Del esetében mért  $H\alpha$  emissziós többlet félértékszélességének változása a keringési fázis függvényében

### 5.2.7. U Pegasi

Az U Peg ( $\alpha_{2000} = 23^{\text{h}}57^{\text{m}}58,48^{\text{s}}$ ,  $\delta_{2000} = +15^{\circ}57'10,1''$ ) egy, már a XIX. század vége óta ismert változócsillag (Chandler 1895); a későbbi megfigyelések bizonyították, hogy egy W-típusú érintkező kettős. A fénygörbék alapján szintén erős folttevékenység figyelhető meg a komponensek felszínén, az aktív területek folyamatos vándorlása mellett (pl. Zhai és mtsai 1988, Djurasevic és mtsai (2001). Az első spektrofotometriai modellt Zhai és mtsai (1988) készítették, melyet később Pribulla és Vanko (2002) finomított. Az U Peg O–C diagramjának analízise révén Borkovits és Hegedüs (1996) egy harmadik, 136 éves keringési periódusú objektumot mutatott ki a rendszerben – felfedezésüket Rucinski és mtsai (2007) közvetlen megfigyeléssel konfirmálták.

Az LS Del-hez hasonlóan eddig szintén csak a Stepien és mtsai (2001) által röntgen-tartományban készített mérések jelezték a csillag lehetséges kromoszférikus aktivitását.

A  $H\alpha$ -vonalprofil elemzése az U Peg esetében is megerősítette a kimutatható légköri aktivitás meglétét. Az emissziós többlet döntő hányada ennél a csillagnál is a főkomponens irányából érkezik; az ekvivalens szélesség meghatározott értékei 0,33 és 0,45 Å között változtak. Mivel a mérési pontok mind a 0,25-ös kvadrátúra-fázis környékén készültek, nem tudtam alaposabban megvizsgálni az aktivitás mértékének fázisfüggését.



38. ábra. Az U Peg megfigyelt és modellezett színeképe (0,36-os keringési fázis)

### 5.2.8. V1073 Cygni

A V1073 Cyg ( $\alpha_{2000} = 21^{\text{h}}25^{\text{m}}00,36^{\text{s}}$ ,  $\delta_{2000} = +33^{\circ}41'14,9''$ ) szintén jól ismert, A-típusú kontakt kettőscsillag (klasszifikáció: Strohmayer és mtsai 1962). A csillagról nagy mennyiségű megfigyelési adat mellett fotometriai (Leung és Schneider 1978, Sezer 1996) és spektrofotometriai modellek (Ahn és mtsai 1992, Morrison és Naftilan 2000)

is találhatóak a szakirodalomban. A rendszer fénygörbéje és periódusideje folyamatos változásokat mutat (Yang és Liu 2000), ami a W-típusú érintkező csillagoknál gyakori ugyan, de az A-típusú rendszereknél korántsem.

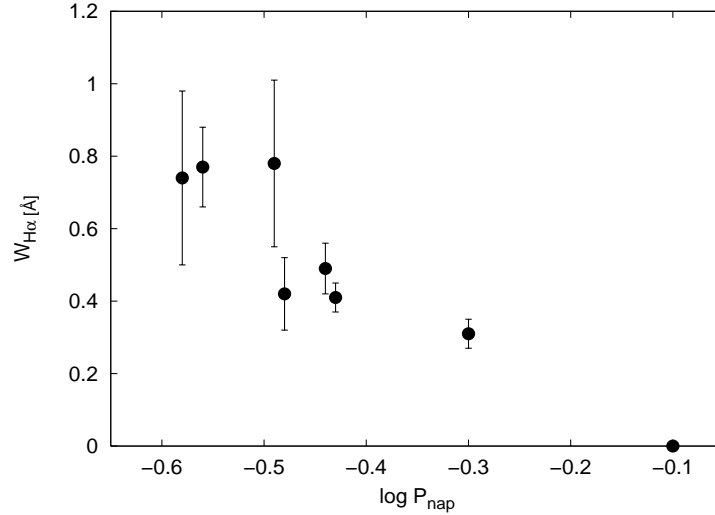
A V1073 Cyg tehát nem igazán tekinthető nyugodt rendszernek (folytonosan változó felszíni aktivitás, hidrodinamikai instabilitások), mégis ez az egyetlen kettős az általam elemzett mintában, melynél  $H\alpha$ -ban nem mutatkoztak a kromoszférikus aktivitás jelei (ez valószínűleg a komponensek relatíve magas felszíni hőmérsékletének, ill. a hosszú keringési periódusnak köszönhető, ld. következő alfejezet). Eredményeim megerősítik Stepien és mtsai (2001) röntgentartományban végzett égboltfelmérésen alapuló vizsgálatát, melynek során nem sikerült röntgenfluxust detektálni az objektumról.

### **5.3. Korrelációk a kromoszférikus aktivitás erőssége és egyes fizikai paraméterek között**

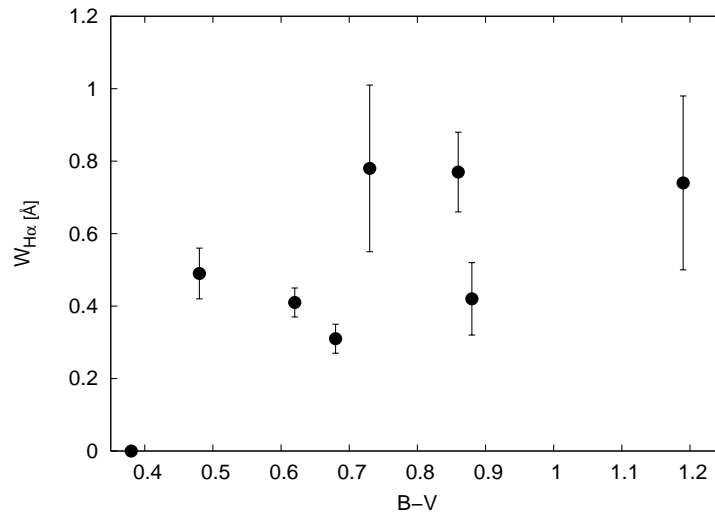
Azt, hogy a kontakt kettőscsillagok kromoszférikus aktivitása mennyire függhet a rendszerek fizikai paramétereitől, nem sokkal az első megfigyelési eredmények közzététele után elemezni kezdték. Elsőként a legkönnyebben, fotometriai úton meghatározható jellemzők, a keringési periódusidő és a szín ( $B-V$ , ill. ennek ultraibolya tartományokra érvényes megfelelői) függvényében vizsgálták az aktivitás erősségét (Vilhu és Rucinski 1983, Rucinski 1985). Mindkét esetben sikerült kimutatni korrelációt, ami nem volt meglepő, mivel ezen paraméterek – egyszerű meghatározhatóságuk mellett – korábban már vizsgált, aktív csillagok (gyorsan forgó magányos csillagok, ill. erősen aktív fedési kettős rendszerek, pl. RS CVn vagy BY Dra típusú csillagok) esetében hasonló függést mutattak. Ráadásul ez a két paraméter is korrelál egymással (ld. pl. Rucinski és Duerbeck 1997): a rövid periódusú kettősök  $B-V$ -je nagyobb, míg a hosszabb periódusúaké szignifikánsan csökken. Az UV-ben látszó vonalakon mért kromoszférikus aktivitás-erősség a megfigyelések szerint növekvő periódussal csökken, míg a szín esetén fordított összefüggés áll fenn. Azóta már részletesebb elméleti modellek állnak rendelkezésünkre az aktivitás-jelenségek hátteréről, így a keringési periódusok hosszát ill. a megfigyelhető periódusváltozások mértékét fel lehet használni a dinamó-modellek és a mágneses ciklusok vizsgálatához (ld. 1.5. fejezet).

Az általam elemzett adatok felhasználása révén elvégeztem a megfelelő korrelációvizsgálatokat; az 39. és az 40. ábrán a  $H\alpha$ -profiloknál mért emissziós többletek átlagos ekvivalens szélességeinek ( $W$  valós tartományait a hibahatárok jelzik) a periódusidő logaritmusától ill. a  $B-V$  értéktől való függését látjuk. Az eredmények megfelelnek a várakozásoknak: a legrövidebb periódusú (legnagyobb  $B-V$  értékű) kettősök mutatják a legerősebb aktivitást, míg a hosszabb periódusúak kevésbé tűnnek aktívnak.





39. ábra. Az átlagos ekvivalens szélességek függése a keringési periódusidőtől



40. ábra. Az átlagos ekvivalens szélességek függése a B–V színindextől

Az előbb felsorolt paraméterek és a csillagok aktivitásának mértéke között valóban jól látszik bizonyos fajta korreláció, azonban van egy fizikai mennyiség, amely az eddigi vizsgálatok szerint az előzőeknél is egyértelműbb viszonyban áll az aktivitás erősségével. Az ún. *Rossby-szám* elsősorban áramlástanban ill. geofizikában használatos mennyiség; asztrofizikai definíciója a következő:

$$R_0 = \frac{P}{\tau_c} \quad (28)$$

, ahol  $P$  a keringési vagy forgási periódusidő,  $\tau_c$  pedig az ún. konvektív megfordulási idő (azaz a konvektív cellák mozgásának átlagideje a konvektív zóna alja és teteje között). A Rossby-szám teremt kapcsolatot a mágneses aktivitás forrásaiként számon tartott

rotációs ill. konvekciós áramlások között, így elméletileg jól megalapozott mennyiségként vizsgálható a kromoszférikus és felszíni aktivitás-erősség változásának leírásakor (részletes összefoglalás pl. Csorvási 2007). Noyes és mtsai (1984) számításai alapján  $\tau_c$  (és így  $R_0$  is) közvetlen kapcsolatban áll a csillagok spektráltípusával (ill. az ezzel összefüggő színindexszel):

$$\log\tau_c = 1,362 - 0,166x + 0,025x^2 - 5,323x^3 \quad (29)$$

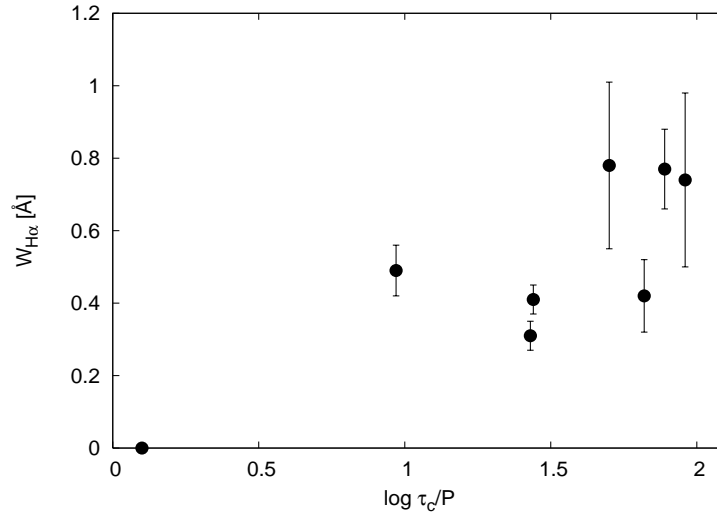
$$\log\tau_c = 1,362 - 0,14x \quad (30)$$

, ahol  $x = 1 - (B - V)$ ; a felső egyenlet  $x > 0$ , az alsó  $x < 0$  esetre vonatkozik. Az elméleti és megfigyelési adatok összevetéséből kiderült, hogy a kromoszférikus aktivitás erőssége nem pontosan a Rossby-számmal, hanem az inverz Rossby-szám logaritmusával ( $\log \frac{\tau_c}{P}$ ) áll szoros kapcsolatban (Noyes és mtsai 1984, Rucinski 1985).

A 41. ábrán látható a mért ekvivalens szélességek függése az inverz Rossby-szám logaritmusától. A korreláció jól látszik, azonban – valószínűleg  $W$  meghatározásának nehézségei, valamint egy-két említett modellezési probléma miatt – az adatok nem egészen adják vissza a várt, monoton növekvő függvényt. A diagram elkészítéséhez szükséges irodalmi ill. számolt adatok a 21. táblázatban szerepelnek. Az OO Aql és a V1073 Cyg esetében módosítottam az irodalomban szereplő  $B-V$  értékeken (eredetileg 0,76 ill. 0,42 volt), mivel inkonzisztensek voltak a modellekben szereplő hőmérséklet-értékekkel. Ennek oka – ahogyan az OO Aql-ről szóló alfejezetben említettem – az ezen csillagok irányába fellépő, relatíve nagymértékű intersztelláris vörösödés lehet.

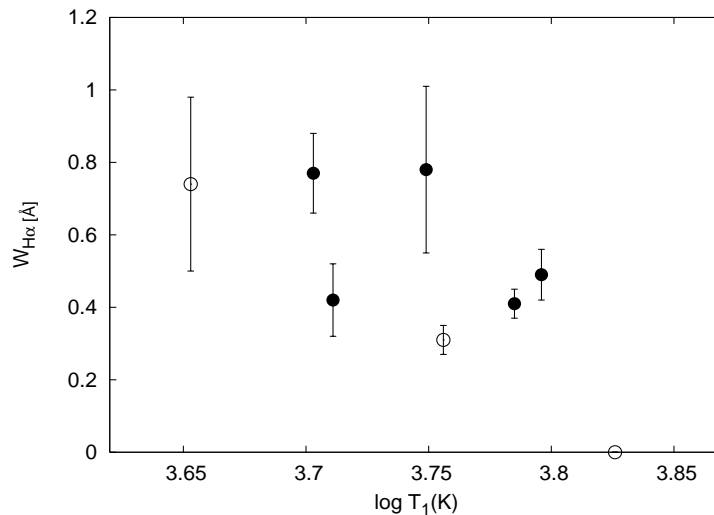
Csillag	$B-V$	Ref.	$\log\tau_c$	$\log\frac{\tau_c}{P}$
VW Cep	0,86	1	1,32	1,89
VZ Psc	1,19	2	1,39	1,96
AB And	0,88	3	1,33	1,82
OO Aql	0,68*	4	1,14	1,43
LS Del	0,48	5	0,53	0,97
SW Lac	0,73	6	1,21	1,70
U Peg	0,62	7	1,01	1,44
V1073 Cyg	0,38*	3	0,00	0,10

21. táblázat. Az inverz Rossby-szám meghatározásához szükséges színindexek irodalmi ill. a konvektív megfordulási idő számolt értékei. *Referenciák: 1) Kaszás és mtsai 1998, 2) Bradstreet 1985, 3) Rucinski és Duerbeck 1997, 4) Hrivnak és mtsai 2001, 5) Hog és mtsai 2000, 6) Rucinski és mtsai 1984, 7) Pribulla és Vanko 2002*



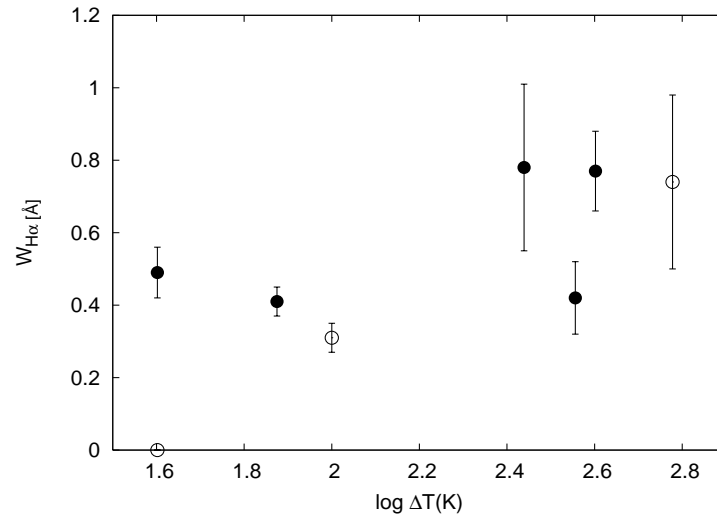
41. ábra. Az átlagos ekvivalens szélességek függése az inverz Rossby-számtól

Ahogy az pl. (9) alapján is látszik, a főkomponens effektív felszíni hőmérséklete kapcsolatban van a B–V színindexszel, s így közvetve a keringési periódussal; azaz feltételezhető, hogy a kromoszférikus aktivitás erőssége is mutathat valamilyen függést  $T_1$ -hez viszonyítva (Rucinski 1985). Eredményeim felhasználásával én is elvégeztem ezt a vizsgálatot (42. ábra); a korreláció az előzőekhez képest kicsit gyengébb, de kimutatható: a magasabb hőmérsékletek felé szignifikánsan gyengül a  $H\alpha$  emissziós profilok átlagos ekvivalens szélessége. Első ránézésre úgy tűnik, hogy kb. 6500 K-es felszíni hőmérséklet felett nincsen mérhető aktivitás – azonban az állítás igazolásához további mérési eredményekre van szükség.



42. ábra. Az átlagos ekvivalens szélességek kapcsolata a főkomponens effektív felszíni hőmérsékletével

Hasonló szintű korrelációt kaptam, mikor  $W$  értékeit a komponensek közötti hőmérséklet-különbség függvényében ábrázoltam (43. ábra); ilyen jellegű vizsgálatot a szakirodalomban még nem végzett senki. Az ábra alapján a nagy hőmérséklet-különbségű rendszereknél átlagosan magasabb az aktivitás szintje. Bár nyolc csillag alapján még nem lehet megfelelő statisztikai felméréseket készíteni, ez a lehetséges összefüggés érdekes a további vizsgálatokra. Az ábrákon a telt körök a  $W$ -típusú, az üres körök az  $A$ -típusú kontakt rendszereket jelzik.



43. ábra. Az átlagos ekvivalens szélességek kapcsolata a komponensek közötti hőmérséklet-különbséggel

További fizikai paraméterek (össztömeg, összluminozitás, főkomponens tömege ill. luminozitása, inklináció, kitöltöttségi faktor, tömegarány) esetében is elvégeztem a korreláció-vizsgálatokat, ám további szignifikáns összefüggéseket nem találtam a rendelkezésre álló adatok alapján.

## Összefoglalás

Munkám első, mintegy másfél évig tartó szakaszában öt darab, a déli égbolton található szoros kettőscsillagról (XY Leo, VZ Lib, DX Tuc, QY Hya, V870 Ara) készített méréseket elemeztem, az objektumok fizikai paramétereinek meghatározása céljából. A fotometriai adatokból új minimumidőpontokat állapítottam meg, és pontosítottam a kettősök keringési periódusidőit. A színeképek feldolgozása során előállított radiálissebesség-görbékből meghatároztam az egyes rendszerek komponenseinek spektroszkópiai tömegarányát.

A vizsgált kettőscsillagok modelljeit a Wilson–Devinney-kód nevű programmal készítettem el. A modellezések során megtaláltam a megfigyelési pontokra legjobban illeszkedő fénygörbéket, melyek segítségével meghatároztam a csillagok fizikai paramétereit és azok hibáit. A legfontosabb értékek a 22. táblázatban szerepelnek (az 1-es index mindig a fő-, a 2-es index a mellékkomponensre vonatkozik).

Paraméter	XY Leo	VZ Lib	DX Tuc	QY Hya	V870 Ara
típus	kontakt	kontakt	kontakt	félig érintkező	kontakt
altípus	W	W	A	-	W
P [nap]	0,28410295(1)	0,3582683(1)	0,37711010(2)	0,29234050(8)	0,39972200(2)
i [°]	67,0 ± 0,1	88,4 ± 1,0	62,3 ± 0,2	63,1 ± 0,6	68,9 ± 0,8
f	5,4%	19,4%	14,9%	-	96,4%
q	0,57 ± 0,23	0,33 ± 0,04	0,29 ± 0,04	0,66 ± 0,07	0,082 ± 0,030
T <sub>1</sub> [K]	4355 ± 7	5770 ± 150	6250 ± 150	5030 ± 150	5860 ± 150
T <sub>2</sub> [K]	4800 ± 150	5980 ± 12	6182 ± 37	5270 ± 84	6210 ± 35
M <sub>1</sub> [M <sub>☉</sub> ]	0,772 ± 0,151	1,060 ± 0,058	0,996 ± 0,033	0,667 ± 0,014	1,503 ± 0,011
M <sub>2</sub> [M <sub>☉</sub> ]	0,440 ± 0,056	0,354 ± 0,025	0,296 ± 0,009	0,442 ± 0,017	0,123 ± 0,002
R <sub>1</sub> [R <sub>☉</sub> ]	0,84 ± 0,13	1,17 ± 0,05	1,20 ± 0,04	0,80 ± 0,03	1,67 ± 0,01
R <sub>2</sub> [R <sub>☉</sub> ]	0,65 ± 0,10	0,72 ± 0,03	0,71 ± 0,02	0,60 ± 0,03	0,61 ± 0,01
L <sub>1</sub> [L <sub>☉</sub> ]	0,227 ± 0,078	1,360 ± 0,191	1,969 ± 0,247	0,368 ± 0,052	2,956 ± 0,294
L <sub>2</sub> [L <sub>☉</sub> ]	0,201 ± 0,072	0,594 ± 0,048	0,660 ± 0,040	0,249 ± 0,010	0,497 ± 0,013
(M <sub>bol</sub> ) <sub>1</sub>	6, <sup>m</sup> 33 ± 0, <sup>m</sup> 23	4, <sup>m</sup> 39 ± 0, <sup>m</sup> 11	3, <sup>m</sup> 98 ± 0, <sup>m</sup> 10	5, <sup>m</sup> 80 ± 0, <sup>m</sup> 13	3, <sup>m</sup> 54 ± 0, <sup>m</sup> 10
(M <sub>bol</sub> ) <sub>2</sub>	6, <sup>m</sup> 46 ± 0, <sup>m</sup> 23	5, <sup>m</sup> 29 ± 0, <sup>m</sup> 11	5, <sup>m</sup> 17 ± 0, <sup>m</sup> 10	6, <sup>m</sup> 23 ± 0, <sup>m</sup> 13	5, <sup>m</sup> 48 ± 0, <sup>m</sup> 10
(M <sub>V</sub> ) <sub>1</sub>	6, <sup>m</sup> 95 ± 0, <sup>m</sup> 23	4, <sup>m</sup> 60 ± 0, <sup>m</sup> 11	4, <sup>m</sup> 13 ± 0, <sup>m</sup> 10	6, <sup>m</sup> 24 ± 0, <sup>m</sup> 13	3, <sup>m</sup> 74 ± 0, <sup>m</sup> 10
(M <sub>V</sub> ) <sub>2</sub>	6, <sup>m</sup> 92 ± 0, <sup>m</sup> 23	5, <sup>m</sup> 48 ± 0, <sup>m</sup> 11	5, <sup>m</sup> 34 ± 0, <sup>m</sup> 10	6, <sup>m</sup> 51 ± 0, <sup>m</sup> 13	5, <sup>m</sup> 65 ± 0, <sup>m</sup> 10

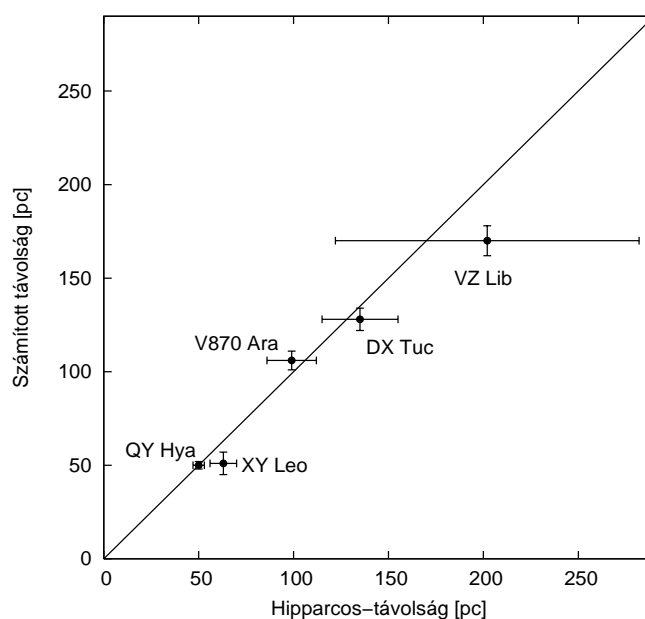
22. táblázat. A vizsgált kettőscsillagok fontosabb paramétereit ( $M_{\text{bol}}$  és  $M_V$  a komponensek bolometrikus ill. standard V-szűrős abszolút fényességértéke, magnitúdóban)

Az egyes rendszerekkel kapcsolatos eredmények összegzése:

- **XY Leonis:** A régóta ismert kontakt kettőscsillagról készült eddigi méréseket mind fotometriai, mind spektroszkópiai adatokkal kiegészítettük. Megerősítettük a csillagpáros körül keringő kísérő objektum jelenlétét (mely a korábbi, nagyfelbontású spektrumok alapján egy 20 év periódusidejű, BY Dra típusú kettőscsillag), és újra meghatároztuk a fizikai paraméterek értékeit.

- **VZ Librae:** Szintén többes rendszer, melynek multiplicitását saját eredményeink is alátámasztották. Pontosítottuk a kísérő objektum luminozitásának a rendszer összluminozitásához viszonyított nagyságát, s méréseinkkel hozzájárultunk a harmadik test keringési periódusának, valamint egyéb paramétereinek jövőbeli meghatározásához.
- **DX Tucanae:** Spektroszkópiailag elsőként általunk vizsgált érintkező kettős, a modellezések alapján egy tipikus, A-altípusú W UMa.
- **QY Hydrae:** A szakirodalomban először elemzett rendszer, a fénygörbe alapján félig érintkező kettőscsillag. A CCF-profil vizsgálata és a modellezés révén egy kísérő objektumot fedeztünk fel a kettős körül.
- **V870 Arae:** Szintén első alkalommal vizsgált kontakt kettős; az eddig talált W UMa csillagok közül a harmadik legkisebb spektroszkópiai tömegarányal rendelkezik.

Az általam kiszámolt paramétereiből meghatároztam a vizsgált kettőscsillagok távolságát, melyeket összevetettem a Hipparcos műhold parallaxisméréseiből, valamint egy – szintén ezen műhold adataiból származó – statisztikus formulából eredő távolságadatokkal (előbbi kettő összehasonlítását lásd a 44. ábrán). Az XY Leo és a VZ Lib esetében a fényes kísérő objektumok jelenléte szisztematikus hibákat generálhatott a Hipparcos eredményeiben, ez okozhatja a jelentősebb eltéréseket ill. bizonytalanságokat.



44. ábra. A saját számolásokból, ill. a Hipparcos-mérésekből származó távolságadatok ill. ezek hibáinak összevetése

Az eredményekből a 2006-os SZTE Fizikus TDK Tavaszi Helyi Konferencián ill. a XXVIII. OTDK-n (2007; Fizika, Földtudományok és Matematika Szekció – Asztrofizika Tagozat) is sikerrel szereplő dolgozat (Szalai 2006), valamint referált, angol nyelvű, elsőszerzős cikk (Szalai és mtsai 2007) született.

Kutatómunkám második részében nyolc darab ismert, részletes fotometriai és spektroszkópiai adatsorokkal rendelkező kontakt kettőscsillag színképét vizsgáltam kromoszférikus aktivitásuk kimutatása céljából. A megfelelő módon feldolgozott, a  $H\alpha$ -vonal régióját ábrázoló spektrumokat szintetikus – adott hőmérsékletű és paraméterterű Kurucz-féle csillaglégkör-modellek ill. rotációs kiszélesedési profilok konvolúciójaként előálló – színképekkel hasonlítottam össze. A megfigyelt és a modellspektrumok különbségeként előálló színképeken emissziós  $H\alpha$ -többslet jeleit kerestem, mely a csillagok kromoszférikus aktivitásának egyik legjobb indikátora. Négy kettős (VW Cep, OO Aql, VZ Psc, SW Lac) esetében megerősítettem a korábbi részletes, de főként ultraibolya ill. röntgentartományban készített, magas aktivitási szintet kimutató vizsgálatok eredményét. Három csillag aktivitásáról (AB And, LS Del, U Peg) elsőként készítettem vonalprofil-analízisen alapuló elemzéseket, s bizonyítottam a korábban csak rövid hullámhosszú égboltfelmérések pontforrásaiként szereplő objektumok kromoszférikus aktivitásának tényleges létét. A V1073 Cyg esetében – szintén először végzett, részletes spektrális analízis során – nem sikerült kimutatnom mérhető aktivitást.

Az emissziós vonalprofilok ekvivalens szélességét meghatározva – kellő lefedettség esetén – vizsgáltam az aktivitás erősségének keringési fázistól való függését. A diagramok elkészítése több csillagnál lehetővé tette a kromoszférikusan aktívabb területek elhelyezkedésének vizsgálatát. A VW Cep analízise során teljes értékű összehasonlítást tudtam végezni korábbi, azonos típusú vizsgálatok eredményeivel, míg az OO Aql és az SW Lac esetében más spektrálvonalak elemzésén alapuló aktivitás-fázis diagramokat használtam referenciaként.

Vizsgáltam a  $H\alpha$ -emissziók átlagos ekvivalens szélességeinek különböző fizikai paramétereiktől vett függését. Eredményeim igazolták az inverz Rossby-szám és az aktivitás mértéke között fennálló szoros kapcsolatot; ugyanez volt érvényes az aktivitás-erősség keringési periódusidőtől, B–V színindextől és a főkomponens effektív felszíni hőmérsékletétől való függésére. Kimutattam egy eddig nem vizsgált korrelációt a  $H\alpha$ -profil analíziséből származtatott kromoszférikus aktivitás mértéke és az érintkező komponensek becsült hőmérséklet-különbsége között, de ez az eredmény megerősítésekre szorul. Az aktivitás mértékét az összes további, fontosabb fizikai paraméter függvényében is megvizsgáltam, de további korrelációkat nem találtam.

Munkámmal hozzájárultam a szoros kettőscsillagok fejlődésének, tulajdonságainak jobb megértéséhez, s elősegítettem további statisztikai vizsgálatok pontosabbá tételét.

## Köszönetnyilvánítás

Köszönettel tartozom témavezetőmnek, dr. Vinkó Józsefnek, évek óta nyújtott hasznos tanácsaiért és szakmai útmutatásaiért, a mérési eredményekhez való hozzáférés lehetővé tételéért, és a dolgozat írása során adott segítségéért. Külön köszönettel tartozom dr. Kiss L. Lászlónak és Mészáros Szabolcsnak a megfigyelések kivitelezéséért, hasznos szakmai tanácsaikért, közös munkánk során nyújtott segítségükért, valamint a dolgozat elkészítését segítő javaslataikért. Dr. Csizmadia Szilárdnak (Földmérési és Távérzékelési Intézet Kozmikus Geodéziai Obszervatórium / MTA KTM CSKI) a modellezések során felmerülő kérdéseim megválaszolásáért tartozom hálával. Gáspár András (Steward Observatory, University of Arizona) barátomnak és egykori hallgatótársamnak köszönöm a programozási és szerkesztési feladatok elvégzésében nyújtott segítségét és folyamatos biztatását. A dolgozat átnézéséért dr. Szatmáry Károlyt (SZTE TTIK Kísérleti Fizikai Tanszék), programozási tanácsaiért Váradi Mihályt (MTA KTM CSKI) is köszönet illeti.

Végül szeretném megköszönni Kedvesem és Családom türelmét, a munkám során tőlük kapott támogatást és szerető biztatásukat.



## Nyilatkozat

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

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

Szeged, 2008. május 12.

## Hivatkozások

- [1] Agerer, F., & Hübscher, J.: 1998, *Inf. Bull. Variable Stars*, No. 4606
- [2] Ahn, Y.S., Hill, G., & Khalessheh, B.: 1992, *Astronomy & Astrophysics*, **265**, 597
- [3] Anderson, L., & Shu, F.H.: 1979, *Astrophysical Journal Suppl. Ser.*, **40**, 667
- [4] Applegate, J.H.: 1992, *Astrophysical Journal*, **385**, 621
- [5] Baran, A., Zola, S., Rucinski, S.M., et al.: 2004, *Acta Astronomica*, **54**, 195
- [6] Barden, S.C.: 1985, *Astrophysical Journal*, **295**, 162
- [7] Barden, S.C.: 1987, *Astrophysical Journal*, **317**, 333
- [8] Bemporad, A.: 1907, *Besondere Behandlung des Einflusses der Atmosphäre*
- [9] Binnendijk, L.: 1965, *Kleine Veröff. Remeis-Sternwarte Barmberg*, **40**, 36
- [10] Bond, H.E.: 1976, *Inf. Bull. Variable Stars*, No. 1214
- [11] Borkovits, T., & Hegedüs, T.: 1996, *Astronomy & Astrophysics Suppl. Ser.*, **120**, 63
- [12] Bradstreet, D.H.: 1985, *Astrophysical Journal Suppl. Ser.*, **58**, 413
- [13] Carroll, B.W., & Ostlie, D.A.: 1996, *An Introduction to Modern Astrophysics*, Appendix E
- [14] Carroll, R.W., Crudacce, R.G., Friedman, H., et al.: 1980, *Astrophysical Journal*, **235**, L77
- [15] Chandler, S.C.: 1895, *Astronomical Journal*, **15**, 181
- [16] Choi, C.S., & Dotani, T.: 1998, *Astrophysical Journal*, **492**, 761
- [17] Christian, D.J., Craig, N., Cahill, W., et al.: 1999, *Astronomical Journal*, **117**, 2466
- [18] Claria, J.J., & Lapasset, E.: 1981, *Inf. Bull. Variable Stars*, No. 2035
- [19] Crudacce, R.G., & Dupree, A.K.: 1984, *Astrophysical Journal*, **277**, 263
- [20] Csizmadia, Sz., & Klagyivik, P.: 2004, *Astronomy & Astrophysics*, **426**, 1001
- [21] Csorvási, R.: 2007, *Egy magányos törpecsillag aktivitása*, diplomamunka, Szegedi Tudományegyetem
- [22] Djurasevic, G., & Erkapic, S.: 1999, *Astrophysics & Space Science*, **262**, 305
- [23] Djurasevic, G., Rovithis-Livaniou, H., & Rovithis, P.: 2000, *Astronomy & Astrophysics*, **364**, 543
- [24] Djurasevic, G., Rovithis-Livaniou, H., Rovithis, P., et al.: 2001, *Astronomy & Astrophysics*, **367**, 840

- [25] Dupree, A.K., Black, J.H., Davis, R.J., et al.: 1979, *The first year of IUE* (London: University College London)
- [26] Dupree, A.K., & Preston, S.: 1980, *The Universe at Ultraviolet Wavelengths: The first Two Years of the IUE Satellite*, ed. R.D. Chapman (NASA Goddard Space Flight Center), p. 333
- [27] Eaton, J.A.: 1983, *Astrophysical Journal*, **268**, 800
- [28] Eaton, J.A.: 1986, *Acta Astronomica*, **36**, 79
- [29] Eggen, O.J.: 1967, *Mem. R.A.S.*, **70**, 101
- [30] ESA, 1997, *The Hipparcos and Tycho Catalogues*
- [31] Frasca, A., Sanfilippo, D., & Catalano, S.: 1996, *Astronomy & Astrophysics*, **313**, 532
- [32] Gazeas, K.D., Baran, A., Niarchos, P., et al.: 2005, *Acta Astronomica*, **55**, 123
- [33] Gehlich, U.K., Prölls, J., & Wehmeyer, R.: 1972, *Astronomy & Astrophysics*, **18**, 477
- [34] Gondoin, P.: 2004, *Astronomy & Astrophysics*, **415**, 1113
- [35] Gray, F.: 1992, *The Observation and Analysis of Stellar Photospheres*, 343
- [36] Guthnick, P., & Prager, R.: 1927, *Kleinere Veröff. Berlin-Babelsberg*, **4**, 16
- [37] Hendry, P.D., & Mochnacki, S.W.: 1998, *Astrophysical Journal*, **504**, 978
- [38] Hendry, P.D., & Mochnacki, S.W.: 2000, *Astrophysical Journal*, **531**, 467
- [39] Hendry, P.D., Mochnacki, S.W., & Collier Cameron, A.: 1992, *Astrophysical Journal*, **399**, 246
- [40] Herbst, W., & Bishel, L.E.: 1987, *Astronomical Journal*, **94**, 1051
- [41] Hershey, J.L.: 1975, *Astronomical Journal*, **80**, 662
- [42] Hill, G.: 1989, *Astronomy & Astrophysics*, **218**, 141
- [43] Hoffmeister, C.: 1933, *Astronomische Nachrichten*, **247**, 281
- [44] Hoffmeister, C.: 1934, *Astronomische Nachrichten*, **253**, 193
- [45] Hog, E., Fabricius, C., Makarov, V.V., et al.: 2000, *Astronomy & Astrophysics*, **357**, 367
- [46] Hrivnak, B.J.: 1989, *Astrophysical Journal*, **335**, 319
- [47] Hrivnak, B.J.: 1990, *Bull. of the American Astronomical Soc.*, **22**, 129
- [48] Hrivnak, B.J., Guinan, E.F., DeWarf, L.E., et al.: 2001, *Astronomical Journal*, **121**, 1084

- [49] Hrivnak, B.J., Guinan, E.F., & Lu, W.: 1995, *Astrophysical Journal*, **455**, 300
- [50] Huenemoerder, D.P., Testa, P., & Buzasi, D.L.: 2006, *Astrophysical Journal*, **650**, 1119
- [51] Hughes, V.A., & McLean, B.J.: 1984, *Astrophysical Journal*, **278**, 716
- [52] Jeong, J.H., Kang, Y.W., Lee, W.B., et al.: 1994, *Astrophysical Journal*, **421**, 779
- [53] Kaszás, G., Vinkó, J., Szatmáry K., et al.: 1998, *Astrophysical Journal*, **317**, 333
- [54] Kiss L.L., Kaszás, G., Fürész, G., et al.: 1999, *Inf. Bull. Variable Stars*, No. 4681
- [55] Kopal, Z.: 1955, *Annales d'Astrophysique*, **18**, 379
- [56] Krajci, T.: 2006, *Inf. Bull. Variable Stars*, No. 5690
- [57] Kurucz, R.L.: 1993, *CD-ROM No. 13, Smithsonian Astrophys. Obs.*
- [58] Landolt, A.U.: 1992, *Astronomical Journal*, **104**, 340
- [59] Lanza, A.F., & Rodono, M.: 1999, *Astronomy & Astrophysics*, **349**, 887
- [60] Leavitt, H.S.: 1918, *Harvard Circ.*, No. 207
- [61] Leung, K.C., & Schneider, D.P.: 1978, *Astrophysical Journal*, **222**, 917
- [62] Li, L. & Zhang, F.: 2006, *MNRAS*, **369**, 2001
- [63] Linnell, A.P.: 1986, *Astrophysical Journal*, **300**, 304
- [64] Linnell, A.P.: 1991, *Astrophysical Journal*, **383**, 330
- [65] Lu, W., & Rucinski, S.M.: 1999, *Astronomical Journal*, **118**, 515
- [66] Lu, W., Rucinski, S.M., & Ogloza, W.: 2001, *Astronomical Journal*, **122**, 402
- [67] Lucy, L.B.: 1967, *Zeitschrift für Astrophysik*, **65**, 89
- [68] Lucy, L.B.: 1976, *Astrophysical Journal*, **342**, 1003
- [69] Lucy, L.B. & Wilson, R.E.: 1979, *Astrophysical Journal*, **231**, 502
- [70] Makarov, V.V.: 2003, *Astronomical Journal*, **126**, 1996
- [71] McGale, P.A., Pye, J.P., & Hodgkin, S.T.: 1996, *MNRAS*, **280**, 627
- [72] Mészáros, Sz.: 2004, *Érintkező kettőscsillagok fejlődésének modellezése*, diplomamunka, Szegedi Tudományegyetem
- [73] Mochnacki, S.W.: 1981, *Astrophysical Journal*, **245**, 650
- [74] Montes, D., Fernandez-Figueroa, M.J., De Castro, E., et al.: 1995, *Astronomy & Astrophysics*, **294**, 165
- [75] Morris, S.L., & Naftilan, S.A.: 2000, *PASP*, **112**, 852

- [76] Mullan, D.L.: 1975, *Astrophysical Journal*, **198**, 563
- [77] Nelson, R.H.: 1998, *Inf. Bull. Variable Stars*, No. 4621
- [78] Nordström, B., Mayor, M., Andersen, J., et al.: 2004, *Astronomy & Astrophysics*, **418**, 989
- [79] Noyes, R.W., Hartmann, L.W., Baliunas, S.L., et al.: 1984, *Astrophysical Journal*, **279**, 763
- [80] Oosterhoff, P.Th.: 1950, *Bull. of the Astronomical Inst. of the Netherlands*, **11**, 217
- [81] Oranje, B.J.: 1996, *Astronomy & Astrophysics*, **154**, 185
- [82] Pribulla, T., Chochol, D., & Parimucha, S.: 1999, *Comm. Skalnaté Pleso Obs.*, **29**, 111
- [83] Pribulla, T., Chochol, D., Tremko, J., et al.: 2000, *Comm. Skalnaté Pleso Obs.*, **30**, 117
- [84] Pribulla, T., & Rucinski, S.M.: 2006, *Astronomical Journal*, **131**, 2986
- [85] Pribulla, T., Rucinski, S.M., Conidis, G., et al.: 2007, *Astronomical Journal*, **133**, 1977
- [86] Pribulla, T., & Vanko, M.: 2002, *Comm. Skalnaté Pleso Obs.*, **32**, 79P
- [87] Pych, W., Rucinski, S.M., DeBond, H., et al.: 2004, *Astronomical Journal*, **127**, 1712
- [88] Qian, S. B.: 2001, *MNRAS*, **328**, 635
- [89] Qian, S.B., Soonthornthum, B., Xiang, F.Y., et al.: 2004, *Astronomische Nachrichten*, **325**, 714
- [90] Qian, S.B., Zhu, L.-Y., Soonthornthum, B., et al.: 2005, *Astronomical Journal*, **130**, 224
- [91] Rasio, F.A.: 1995, *Astrophysical Journal*, **444**, L41
- [92] Ribas, I., Arenou, F. & Guinan, E.F.: 2002, *Astronomical Journal*, **123**, 2033
- [93] Rucinski, S.M.: 1974, *Acta Astronomica*, **24**, 119
- [94] Rucinski, S.M.: 1985, *MNRAS*, **215**, 615
- [95] Rucinski, S.M.: 1992, *Astronomical Journal*, **104**, 1968
- [96] Rucinski, S.M.: 1995, *Astronomical Journal*, **109**, 2690
- [97] Rucinski, S.M., Brunt, C.C., Pringle, J.E., et al.: 1984, *MNRAS*, **208**, 309
- [98] Rucinski, S.M. & Duerbeck, H.W.: 1997, *PASP*, **109**, 1340
- [99] Rucinski, S.M. & Kaluzny, J.: 1981, *Acta Astronomica*, **31**, 409

- [100] Rucinski, S.M., Lu, W., Mochnacki, S.W., et al.: 2001, *Astronomical Journal*, **122**, 1974
- [101] Rucinski, S.M., Pribulla, T., & van Kerkwijk, M.H.: 2007, *Astronomical Journal*, **134**, 2353
- [102] Rucinski, S.M., Pych, W., Ogloza, W., et al.: 2005, *Astronomical Journal*, **130**, 767
- [103] Rucinski, S.M., & Seaquist, E.R.: 1988, *Astronomical Journal*, **95**, 1837
- [104] Sarna, M.J. & Fedorova, A.V.: 1989, *Astronomy & Astrophysics*, **208**, 111
- [105] Schilt, J.: 1926, *Astrophysical Journal*, **64**, 221
- [106] Schlegel, D.J., Finkbeiner, D.P. & Davis, M.: 1998, *Astrophysical Journal*, **500**, 525
- [107] Selam, S. O., Gurol, B., & Muyesseroglu, Z.: 1999, *Inf. Bull. Variable Stars*, No. 4670
- [108] Selam, S.O.: 2004, *Astronomy & Astrophysics*, **416**, 1097
- [109] Sezer, C.: 1996, *Astrophysics & Space science*, **245**, 89
- [110] Sezer, C., Gulmen, O., & Gudur, N.: 1985, *Astrophysics & Space Science*, **115**, 309
- [111] Spangler, S.R., Owen, F.N., & Hulse, R.A.: 1977, *Astronomical Journal*, **82**, 989
- [112] Stepien, K., Schmitt, J.H.M.M., & Voges, W.: 2001, *Astronomy & Astrophysics*, **370**, 157
- [113] Strohmeier, W., Knigge, R., & Ott, H.: 1962, *Veröff. Remeis-Sternwarte Barmberg*, **V13**
- [114] Szalai, T.: 2006, *Szoros déli kettőscsillagok fizikai paramétereinek meghatározása*, TDK-dolgozat, Szegedi Tudományegyetem
- [115] Szalai, T., Kiss, L.L., Mészáros, Sz., et al.: 2007, *Astronomy & Astrophysics*, **465**, 943
- [116] Tsessevich, V.P.: 1954, *Izv. Astr. Obs. Odessa*, **4**, 196
- [117] Yamasaki, A.: 1982, *Astrophysics & Space Science*, **85**, 43
- [118] Vilhu, O., Caillault, J-P., & Heise, J.: 1988, *Astrophysical Journal*, **330**, 922
- [119] Vilhu, O., & Heise, J.: 1986, *Astrophysical Journal*, **311**, 937
- [120] Vilhu, O., & Rucinski, S.M.: 1985, *Acta Astronomica*, **35**, 29
- [121] Vilhu, O., & Walter, F.M.: 1987, *Astrophysical Journal*, **321**, 958
- [122] Vinkó, J.: 1992, *Kettős rendszerekben található változócsillagok vizsgálata*, kandidátusi értekezés, Szegedi Tudományegyetem

- [123] Wendker, H.J.: 1995, *Astronomy & Astrophysics Suppl. Ser.*, **109**, 177
- [124] Wilson, R.E. & Devinney, E.J.: 1973, *Astrophysical Journal*, **182**, 539
- [125] Wilson, R.E. & Van Hamme, W.: 2004, *Computing Binary Star Observables*
- [126] Wolff, S.C., Wallerstein, G., & Sandage, A.R.: 1965, *PASP*, **77**, 370
- [127] Xing, L.F., Zhang, X.B., & Wei, J.Y.: 2007, *New Astronomy*, **12**, 346
- [128] Yakut, K., Ibanoglu, C., Kalomeni, B., et al.: 2003, *Astronomy & Astrophysics*, **401**, 1095
- [129] Yang, Y., & Liu, Q.: 2000, *Astrophysics & Space Science*, **274**, 799
- [130] Zhai, D., Lu, W., & Zhang, X.: 1988, *Astrophysics & Space Science*, **146**, 1
- [131] Zickgraf, F-J., Engels, D., Hagen, H-J., et al.: 2003, *Astronomy & Astrophysics*, **406**, 535
- [132] Zola, S., Rucinski, S.M., Baran, A., et al.: 2004, *Acta Astronomica*, **54**, 299