

SZEGEDI TUDOMÁNYEGYETEM
OPTIKAI ÉS KVANTUMELEKTRONIKAI TANSZÉK
KÍSÉRLETI FIZIKAI TANSZÉK

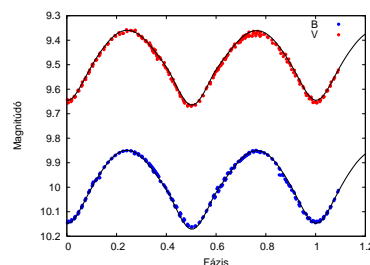
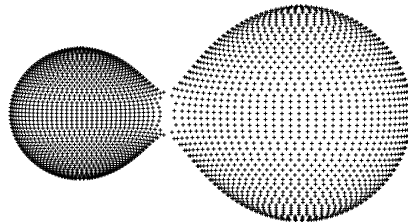
Szoros déli kettőscsillagok fizikai paramétereinek meghatározása

TDK-dolgozat

Készítette: **SZALAI TAMÁS**, IV. éves csillagász, SZTE TTK

Témavezetők: **Mészáros Szabolcs**, predoktori ösztöndíjas
Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics, Boston (USA)
Dr. Vinkó József, egyetemi docens
SZTE TTK Optikai és Kvantumelektronikai Tanszék

Konzulens: **Dr. Kiss L. László**, posztdoktori ösztöndíjas
University of Sydney (Ausztrália)



Szeged, 2006

Tartalomjegyzék

1. Bevezetés	3
1.1. Fedési kettőscsillagok	3
1.2. A kettőscsillagok geometriai osztályozása	4
1.3. A W UMa típusú csillagok	5
1.4. Fizikai modellek	6
1.5. A kutatásunk céljai	7
2. Megfigyelések, műszerek	9
3. Az adatok feldolgozása, kiértékelése	11
3.1. Fotometriai adatok	11
3.1.1. Korrekciós eljárások	11
3.1.2. A felvételek redukálása	11
3.1.3. Extinkciós korrekciók, standard transzformációk	12
3.1.4. Periódusmeghatározás, az O–C diagram	14
3.2. Spektroszkópiai adatok	15
3.2.1. A spektrumok feldolgozása	15
3.2.2. Radiálissebesség-görbék előállítása	16
4. Fizikai paraméterek meghatározása	18
4.1. A WD-kód használata	18
4.2. Rögzített paraméterek, a program futtatása	19
4.3. Abszolút paraméterek meghatározása	20
4.4. Távolság-kalibráció	23
5. Eredmények	24
5.1. XY Leonis	24
5.2. VZ Librae	29
5.3. DX Tucanae	34
5.4. QY Hydrae	38
5.5. V870 Arae	43
Összefoglalás	48
Köszönetnyilvánítás	50
Hivatkozások	51

*„Csábít az éjféli napok fénye,
Kutatón elmerül távcsőben a tekintet,
Gyémántos futását az égiek vonzzák,
Bolygók, ködök, csillagrendszerek...”*

(Makszimilian Volosin)

Vizsgálatom tárgyát olyan kettőscsillagok képezték, melyek egymáshoz igen közel helyezkednek el, felszínük pedig érintkezhet is. A célkitűzés az volt, hogy a szoros kettősökről készített fotometriai és spektroszkópiai mérések alapján meghatározzam a fontosabb fizikai paramétereket, majd következtetéseket tegyek a csillagok fejlődési állapotára, a felszíni aktivitás mértékére, valamint egy lehetséges harmadik komponens jelenlétére.

A déli égbolton található öt csillagról 2004 és 2005 között készültek mérések az ausztráliai Siding Spring Obszervatóriumban. Ezek között található egy ismert, többször modellezett kettős (XY Leo) és egy másik kutatócsoport által párhuzamosan vizsgált objektum (VZ Lib) is, míg három szoros kettőscsillagról (DX Tuc, QY Hya, V870 Ara) a mi vizsgálataink az elsők a szakirodalomban. A modellezés során egy általánosan elterjedt FORTRAN nyelvű programot, a Wilson–Devinney-kódot használtam.

Munkám során a felvett fénygörbékből új minimumidőpontokat határoztam meg, és pontosítottam a keringési periódusidőket. A komponensek látóirányú (radiális) sebességeinek analizéséből spektroszkópiai tömegarányokat számoltam. A WD-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, s az eredményeket összevettem a Hipparcos műhold parallaxisméréseiből származó értékekkel. Becslést tettem a csillagok felszíni aktivitásának (folttevékenység) mértékére. Egy esetben kimutattam, hogy a szoros kettős rendszert egy távolabbi, harmadik komponens egészíti ki; míg két esetben megerősítettem az ilyen irányú, korábbi felfedezést.

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

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 alapszik. 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° és 90° 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 sebességgörbék. 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 (λ_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 közeledőé negatív (a vonalak a spektrum kék oldala felé tolódnak). Ez a nullszint a tömegközéppont látóirányú sebessége („gamma-sebesség”, V_γ), melynek értéke időben állandó. A radiális sebességek (abszolútértékben vett) maximális értékeit az ún. *kvadratúrafázisokban* (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 félnagytengely 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 tételezhetünk 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 a pályainklináció 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-üregek térfogatának megfelelő gömbök sugara az alábbi képletekkel közelíthető (Patkós 1981):

$$s_1 = A \cdot (0,38 - 0,2 \cdot \log q) \quad (7)$$

$$s_2 = A \cdot (0,38 + 0,2 \cdot \log q) \quad (8)$$

ahol s_1 a főkomponens, s_2 a mellékkomponens Roche-üregével megegyező térfogatú gömb sugara; A a pálya félnagytengelye; $q = \frac{M_2}{M_1}$ a tömegarány.

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 („túlcsordulás”, 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 β Lyrae és a W Ursa Majoris osztályú csillagok feleltethetők meg (a fénygörbék hullámhossztól való függése miatt ritkán, de előfordulhatnak átfedések); a továbbiakban mindkét osztályozás nevezéktanát 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. fősorozati) 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 burkolat 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 hőmérsékletkülönbségekre, 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 fősorozatra húzódás előtt összeérnek (ennek elég kicsi a valószínűsége). A második variáció szerint az érintkező állapot csak a fősorozaton 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 óriás csillaggá válik.

Egy alternatív evolúciós folyamatot ír le az ún. *termális relaxációs oszcilláció* (TRO) elmélete (Lucy 1976; Lucy & Wilson 1979; Sarna & 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 előbbie 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 potenciálokhoz viszonyított értékét adja meg – jellemzően 10-20% közé esik, míg az A altípusnál ez az érték általában nagyobb (a TRO elmélet alapján a két altípus a fentebb vázolt oszcillációs fejlődés egy-egy szakaszának feleltethető meg – az A altípus a mellékkomponens egyensúlyi állapotig tartó lassú növekedésének, a W altípus pedig a kisebb tömegű csillag összehúzódásának, azaz a lassú tömegátadási szakasznak).

Ezekén 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 & Wilson 1979). A komponensek hőmérsékletkülönbsége ezekenél 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 & 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, egyszerűsíté-

sekkel írhatóak le (pl. az erős felszíni aktivitás következtében fellépő, dinamikusan változó folttevékenység), a rendszer alapvető fizikai és geometriai jellemzői jó pontossággal meghatározhatóak.

A nagy égboltfelmérő programok új lendületet adtak a szoros kettőscillagok 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 kettőscillagok eloszlásának statisztikai elemzéseit, a már ismert és modellezett objektumok esetében pedig a parallaxis meghatározása révén lehetőség nyílt a távolságok meghatározására, ebből pedig további abszolút paraméterek (luminozitás, abszolút fényesség) kiszámolására.

1.5. A kutatásunk céljai

S. M. Rucinski (David Dunlap Observatory, University of Toronto) és munkatársai 2003-ban jelentették meg cikksorozatuk első részét (Kreiner, Rucinski et al. 2003), melyben fotometriai és spektroszkópiai adatok együttes felhasználásával szisztematikusan határozzák meg az északi égbolton látható, fényesebb kontakt kettőscillagok fizikai paramétereit (a sorozat e dolgozat írásakor a hatodik résznél tart).

Témavezetőm, Mészáros Szabolcs 2004-ben kezdett hozzá egy hasonló projekthez, melynek célja a szakirodalomban eddig csak hiányosan, vagy egyáltalán nem szereplő szoros kettőscillagok fizikai paramétereinek meghatározása volt. A fentebb említett felmérés miatt a vizsgálandó csillagok a déli égbolt objektumai közül kerültek kiválasztásra. A cél az volt, hogy a fizikai modellek minél pontosabban, fotometriai és spektroszkópiai mérések kombinálásával készüljenek el. Végül 5 kettőscillagról (DX Tucanae, VZ Libri, QY Hydrae, V870 Arae, XY Leonis) született megfelelő mennyiségű és minőségű megfigyelési adat. A konkrét célkitűzések:

- A fotometriai mérésekből kinyert fénygörbék alapján fedési időpontok (fénygörbe-minimumok) és fedési periódusidők meghatározása;
- A spektroszkópiai mérésekből kinyert radiálissebesség-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 program végső célja az volt, hogy újabb objektumokkal gazdagítsuk az ismert fizikai paraméterekkel rendelkező kettőscillagok listáját, elősegítve ezzel a fejlődésük során bekövetkező változások jobb megértését, s az egyes állapotjelzők (tömeg, sugár, periódus,

luminozítás) közötti összefüggések statisztikai vizsgálatának pontosabbá tételét. 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.

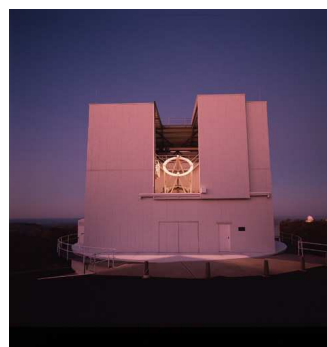
2. Megfigyelések, műszerek

A megfigyelések két szakaszban zajlottak az ausztráliai Siding Spring Observatory távcsöveivel. Az első méréssorozatra 2004 júliusában került sor; a méréseket Kiss László és Mészáros Szabolcs végezte két távcsövel. Négy csillagról (DX Tuc, VZ Lib, QY Hya, V870 Ara) születtek fotometriai és spektroszkópiai adatsorok is. 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.

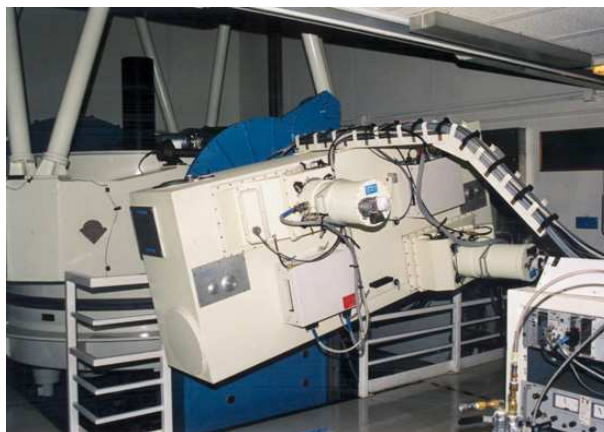


1. ábra. Az 1,02 m-es távcső



2. ábra. A 2,3 m-es ATT távcső

A spektroszkópiai felvételek az SSO 2,3 m-es távcsövére (Advanced Technology Telescope, ATT) szerelt kétsugaras Nasmyth-spektrográffal (Double Beam Spectrograph, DBS) készültek. A detektor egy 1798×532 pixeles CCD-chip volt; a spektrumok elméleti felbontása $H\alpha$ környékén ($\sim 6600 \text{ \AA}$): $\frac{\Delta\lambda}{\lambda} \approx 7000$ (az adatkértékelések során a felbontást 5000 és 6000 közé becsültük). A csillagok periódusától függően az expozíciós idők 1 és 5 perc között változtak.



3. ábra. A DBS spektrográf

Megemlítendő még, hogy 2005 februárjában Mészáros Szabolccsal egy hetet töltöttünk az MTA Konkoly Thege Miklós Csillagászati Kutatóintézetének Pizskéstetői Observatóriumában, hogy a 60/90/180 cm-es Schmidt-távcsővel fotometriai méréseket végezzünk a tőlünk is látható XY Leo-ról. Sajnos azonban ez a terv a folyamatos rossz időjárás miatt nem valósult meg.

3. Az adatok feldolgozása, kiértékelése

3.1. Fotometriai adatok

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 fluxusértéken, s csak ezek kiküszöbölése után kezdhetjük meg az adatok kinyerését. A három alapvető korrigálási eljárás a *dark*-, a *bias*- és a *flat*-korrekció.

A CCD hordozórétegéből hőmozgás révén is kiléphetnek az elektronok; az így keletkező, ún. „sötétáram” hatásait tüntetjük el a dark-korrekció révén. Az eljáráshoz szükséges „sötétképeket” (dark frame) a korrigálandó felvételekkel azonos körülmények között (hőmérséklet, expozíciós idő), megvilágítás nélkül készítjük el, majd a képekből levonjuk ezek átlagát. Mivel a sötétáram a hőmérséklettel exponenciálisan csökken, ezért nagyságát a kamerák hűtésével redukálják (folyékony nitrogénnel való hűtésnél csak elhanyagolható sötétáram lép fel, ekkor a dark-korrekció feleslegessé válik).

El kell végeznünk az ún. alapzajra való korrigálást (bias) is. A bias egy alap jelszintet jelent, ami azt eredményezi, hogy kiolvasáskor a zéró expozíciós idejű felvételen is lesz némi fluxusértéke a pixeleknek. Ezért az átlagolt bias-képet (ami több, 0 s zársidejű felvétel átlaga) is le kell vonni a felvételekből (dark-korrekció esetén ezt a műveletet nem kell külön elvégezni).

A harmadik fontos lépés a flat-field korrekció. A kamerán vagy a szűrőkön előfordulhatnak porszemek, szennyeződések vagy egyéb struktúrák, amik megváltoztathatják a képek egyes részeinek fluxusértékeit. A korrekciós eljáráshoz egyenletesen kivilágított területről (ez általában az alkonyati vagy hajnali, még nagyjából csillagmentes égbolt szokott lenni) készítünk néhány másodperc expozíciós idejű képeket, ezeket átlagoljuk, majd az átlagos, egyre normált flat-képpel osztjuk le a korrigálandó felvételeket (fontos, hogy az összes felhasznált szűrőhöz külön kell készíteni flat-képeket).

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 rekonstrukciójához 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 programcsomagjával 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 ugyanazonokon 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 fájlokból kiszedtem a kép készítésének időpontját, valamint a változó és az összehasonlító csillag 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.

Az itt vázolt eljárást mind az öt csillagra elvégeztem, éjszakánkénti és szűrőnkénti bontásban.

3.1.3. Extinkciós korrekciók, standard transzformációk

Az IRAF segítségével meghatározott fényességértékek a csillagok ún. instrumentális fényességei, melyek egy adott észlelőhelyen, adott távcsővel, adott detektorral, adott éjszakán végzett mérésekre jellemzőek. Ahhoz, hogy a mérési eredmények fizikailag is használhatóak legyenek, az instrumentális fényességértékeinket először a légkör hatásaira kell korrigálnunk, majd át kell számolnunk ezeket egy standard rendszerbe.

A fénysugarak a földi légkörön való áthaladás közben „gyengülést” vagy *extinkciót* szenvednek. Az extinkció mértéke a horizont felé haladva erősödik, és függ a fény hullámhosszától (a kékebb, vagyis rövidebb hullámhosszú fényre nagyobb az extinkció; ezért látjuk a horizont közelében vörösebbnek az égitesteket). A korrekciós egyenletek kiszámolásához meg kell határoznunk az ún. levegőtömeg értékeket (X). 60° alatti zenittávól-

ságnál (z) az alábbi képlet érvényes:

$$X = \sec z \quad (9)$$

z szekánsa pedig a következőképpen számolható:

$$\sec z = (\sin \varphi \sin \delta + \cos \varphi \cos \delta \cos \alpha)^{-1} \quad (10)$$

ahol φ a megfigyelő földrajzi szélessége, δ és α pedig a csillag II. ekvatoriális koordinátarendszerben vett koordinátái (deklináció, ill. rektaszcenzió). A horizonthoz ennél közelebb észlelt objektumokra az alábbi közelítés használható (Bemporad 1907):

$$X = \sec z - 0,0018167(\sec z - 1) - 0,002875(\sec z - 1)^2 - 0,0008083(\sec z - 1)^3 \quad (11)$$

ahol z nem a valódi, hanem a látszó zenittávolság. Az extinkciós egyenletek elsőrendű közelítés esetén a következők (Henden & Kaitchuk 1982):

$$v_0 = v - k'_v X \quad (12)$$

$$(b - v)_0 = (b - v) - k'_{bv} X \quad (13)$$

$$(v - r)_0 = (v - r) - k'_{vr} X \quad (14)$$

$$(v - i)_0 = (v - i) - k'_{vi} X \quad (15)$$

ahol k' -k az elsőrendű extinkciós együtthatók. A 0-s indexű tagok az extinkcióra korrigáltak.

Ezáltal extinkcióra korrigált, de még mindig instrumentális magnitúdókat kapunk. Természetesen az a cél, hogy az eredményeinket össze tudjuk vetni mások méréseivel; ezért az extinkcióra korrigált értékeket át kell számítanunk egy nemzetközileg elfogadott, standard rendszerbe. A rendszer alappontjaiként nagyon pontosan kimért, ún. standard csillagok szolgálnak. A transzformációs egyenletek (Henden & Kaitchuk 1982):

$$V = v_0 + \varepsilon_{BV}(B - V) + \zeta_V \quad (16)$$

$$(B - V) = \mu(b - v)_0 + \zeta_{BV} \quad (17)$$

$$(V - I) = \nu(v - i)_0 + \zeta_{VI} \quad (18)$$

$$(V - R) = \eta(v - r)_0 + \zeta_{VR} \quad (19)$$

Az extinkciós korrekciós egyenleteket a meghatározott standard transzformációs egyenletekkel összevetve az alábbi összefüggéseket nyerjük:

$$V = v - k'_v X + \varepsilon_{BV}(B - V) + \zeta_V \quad (20)$$

$$(B - V) = \mu((b - v) - k'_{bv} X) + \zeta_{BV} \quad (21)$$

$$(V - I) = \nu((v - i) - k'_{vi} X) + \zeta_{VI} \quad (22)$$

$$(V - R) = \eta((v - r) - k'_{vr} X) + \zeta_{VR} \quad (23)$$

A vizsgált objektumokon kívül le kell mérnünk az adott égterületen található standard csillagokat is. Így ezeknek tudni fogjuk a standard és instrumentális fényességértékeit is, ami lehetővé teszi számunkra az egyenletek megoldását és a konstansok, ill. zéruspontok meghatározását. Ezen értékek ismeretében pedig az adatainkat át tudjuk konvertálni a standard rendszerbe.

A mérések során a 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 ábrázolóprogramban 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	μ	0,976	ν	1,040
ϵ_{BV}	0,050	k'_{bv}	0,111	k'_{vi}	0,040
ζ_V	-2,261	ζ_{BV}	-0,618	ζ_{VI}	0,340

1. táblázat.

3.1.4. Periódusmeghatározás, az O–C diagram

A csillagok periódusidejének változását az ún. O–C (olv: ó mínusz cé) diagram segítségével vizsgáltam. Legyen T_{obs} a fedési kettőscsillag megfigyelt minimumidőpontja, T_{calc} pedig a feltételezett periódussal (P_0) előre számított időpont:

$$T_{\text{calc}} = T_0 + nP_0 \quad (24)$$

ahol T_0 egy kiindulásként választott minimumidőpont (az ún. *epocha*), n pedig az eltelt ciklusok száma.

Az O–C definíciója:

$$O - C = T_{\text{obs}} - T_{\text{calc}} \quad (25)$$

Az O–C értékeket a ciklusszám függvényében ábrázolva kapjuk meg az O–C diagramot. Ha a periódus értéke pontos, akkor a pontok a nulla körül szórnak, míg rosszul meghatározott periódus esetén egy pozitív vagy negatív meredekségű egyenes mentén helyezkednek el (előbbi esetben a periódus hosszabb, utóbbi esetben rövidebb a vártnál):

$$O - C = n(P - P_0) = na \quad (26)$$

ahol a az egyenes meredeksége, P a valódi periódus. P értékét egyszerű perióduskorrigálással számolhatjuk:

$$P = P_0 + \Delta P \quad (27)$$

ahol $\Delta P = a \cdot 1$ ciklus.

Ha a pontthalmaz egy magasabb fokú függvénnyel írható le, a periódusváltozás folyamatos, aminek már fizikai okok állnak a háttérben. Kettőscsillagoknál legalább három folyamat okozhatja ezt a változást:

- **Periasztronmozgás:** A pálya nagytengelyének látóirányhoz viszonyított elfordulása; ekkor a fő-, ill. mellékminimumokra meghatározott O–C diagramok ellentétes fázisban változnak. Periodikus változást okoz.
- **Fényidő-effektus:** Szintén periodikus változás, mely a periódusidők folyamatos Doppler-eltolódása révén alakul ki; a kettős körül keringő plusz komponens okozhatja.
- **Tömegátadás:** A komponensek közötti anyagáramlással járó tömegváltozás; a periódus ilyenkor közel egyenletesen változik (parabolikus O–C).

Legtöbbször az utóbbi effektus hatását tudjuk megfigyelni, természetesen csak félig érintkező és kontakt rendszerek esetében. A tömegátadás mértékét megbecsülhetjük a periódusváltozás üteme, valamint a komponensek tömegének ismeretében. Feltesszük, hogy a rendszer összimpulzusa (J) állandó:

$$J = \sqrt{\frac{GA}{M}} \cdot (M_1 \cdot M_2) \quad (28)$$

Kepler III. törvényét (1) felhasználva az M_1 tömegű komponensről az M_2 tömegű komponensre időegység alatt átáramlott anyag által okozott relatív periódusváltozási sebesség a következő egyenletből számolható:

$$\frac{1}{P} \cdot \frac{dP}{dt} = -3 \left(\frac{1}{M_1} - \frac{1}{M_2} \right) \frac{dM_1}{dt} \quad (29)$$

A $\frac{dM_1}{dt}$ tömegátadási ráta előjele megmutatja, melyik komponens veszít tömeget. Ha negatív előjelű, akkor a nagyobb tömegű komponensről áramlik az anyag a kisebbre, ami a csillagok közeledéséhez, vagyis a periódusidő csökkenéséhez vezet; míg pozitív előjelű ráta esetén a kisebb csillag ad át anyagot a nagyobb tömegűnek, a csillagok távolodnak, a periódusidő nő. Az 1.3 fejezetben leírtak alapján ez megfelelhet a W UMa csillagok A és W altípusának, azaz a periódusváltozás vizsgálatát is fel lehet használni a kontakt rendszerek pontosabb megértéséhez.

Mind az öt csillag esetében sikerült több minimumidőpontot és új, korrigált periódusidőket meghatározni. 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 egészrészét). 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. A vizsgált objektumok közül a XY Leo spektrumainak elemzését én végeztem, míg a többi objektumét Mészáros Szabolcs; az eljárás lépéseit így ezen egy csillag kiértékelése során szerzett tapasztalataim alapján mutatom be.

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.

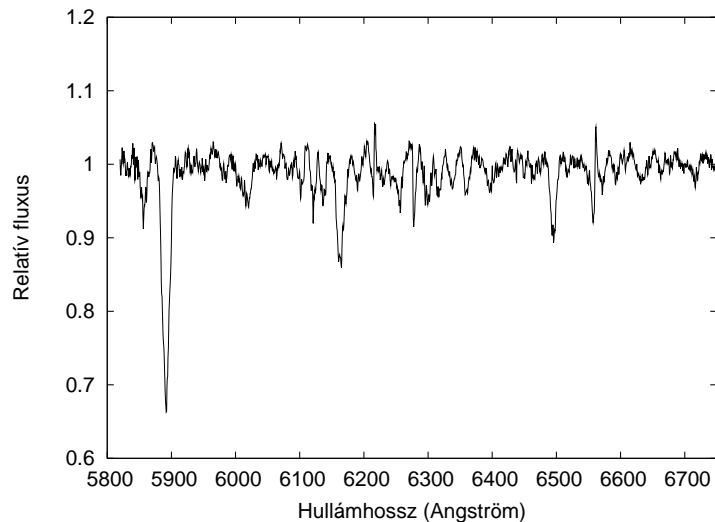
A mérések során készült felvételek 4 csoportba oszthatóak: a bias-, flat- és objektumképek mellett spektrállámpa-képeket is csinálnak, melyek segítségével elvégezhető a csillagok spektrumainak hullámhossz-kalibrációja. A kalibráció során a képek pixelkoordinátáit kell átváltanunk hullámhossz-koordinátákra – 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 használtunk.

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. Radiális sebesség-görbék előállítása

A radiális sebesség-görbékét a hullámhossz-kalibrált, kontinuum-normált spektrumokból állítottam elő, az ún. **keresztkorrelációs függvény** (Cross-Correlation Function, **CCF**) segítségével. Az eljárás lényege, hogy a vizsgált csillag színeképét keresztkorreláltatjuk egy hasonló spektráltípusú, ismert (és időben stabil) radiális sebességű csillag színeképével; 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.

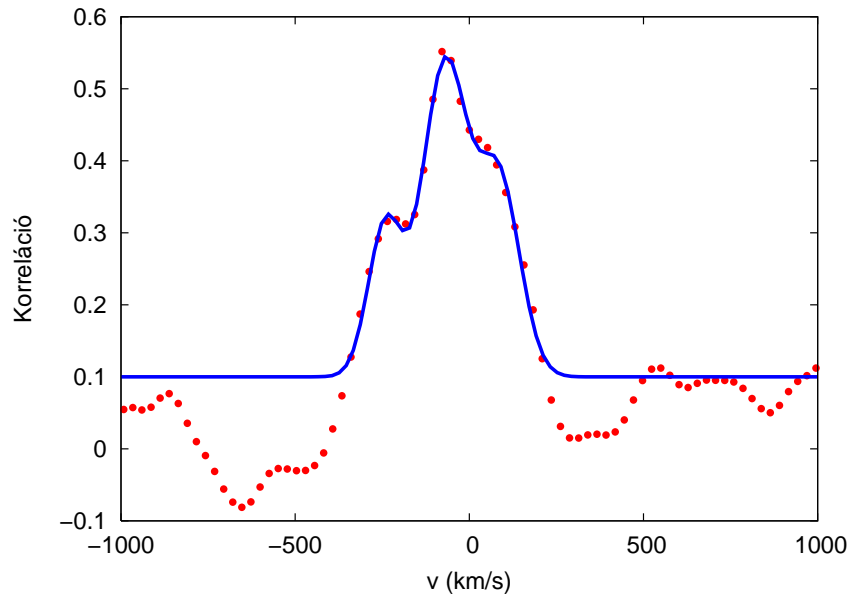


4. ábra. Az XY Leo spektruma

Az eljárás során az IRAF *fxcor* nevű taskját használtam. A sebességstandard a HD 80170 jelű, K5III-IV színeképosztályú 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 színeképéből 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.



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

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 az Eredmények c. fejezetben ismertetem.

4. Fizikai paraméterek meghatározása

4.1. A WD-kód használata

A vizsgált csillagok modellezéséhez a Wilson–Devinney-kódot használtam. R.E. Wilson és E.J. Devinney amerikai csillagászok 1971-ben alkották meg híres programjuk első verzióját (Wilson & Devinney 1973), amely azóta a kettőscsillagok modellezésével foglalkozó szakemberek egyik fő segédeszközévé vált. A kód az idők folyamán folyamatosan frissült és bővült; a legutóbbi, általam is használt verzió 2003-ban látott napvilágot (Wilson & Van Hamme 2004). A WD-kód FORTRAN nyelven íródott, s két fő programrészről áll: az egyik az *LC* (light and velocity curve program), mellyel általunk meghatározott paraméterek révén fénygörbét, radiálissebesség-görbét, spektrumvonal-profilokat és képeket generál; a másik pedig a *DC* (differential correction program), amely a modellezett és a megfigyelésből származó görbék közötti differenciális korrekciót végzi el. Ezenkívül a két programrészhez tartozik mintegy 20-25 beépített szubrutin, valamint különböző fizikai állandókat tartalmazó adatfájlok. Mind az *LC*-hez, mind a *DC*-hez tartozik egy bemeneti fájl (*lcin.active*, *dcin.active*), ezeket szerkesztve tudjuk változtatni az egyes bemenő paramétereket. A kimenő adatok az *lcout.active*, ill. a *dcout.active* fájlokban jelennek meg.

Először az *LC* programot használjuk. Ennek a programrésznek kettős célja van: először a megfigyelésekből származó görbékhez szemre hasonló görbét készíthetünk (ez segít a kiindulási paraméterek meghatározásában), valamint az illesztések befejezése után (lásd később) a már kész modellgörbét gyárthatjuk le vele. Kezdő lépésként meg kell adnunk, milyen típusú adatokkal rendelkezünk a vizsgált objektumról, ill. hogy milyen adatokat szeretnénk kinyerni a program révén. A bevitt adatok három nagy csoportba sorolhatóak: fénygörbék, radiálissebesség-görbék és spektrumok; az adattípust az MPAGE kapcsolóval állíthatjuk be. A kimeneti lehetőségek a fentebb említetteken kívül bővülnek még a felszíni és geometriai viszonyok megjelenítését lehetővé tévő grafikus ábrázolásmóddal is.

Szintén fontos beállítanunk a modellezendő kettőscsillag típusát (a program 8 lehetőséget ajánl fel, melyekből a MODE kapcsoló értékét állítva választhatunk). Ez egyrészt korlátozza a lehetséges megoldások számát; másrészt lerögzíti azt, hogy mely paramétereket kell illeszteni, s melyeket kell fix értéken tartani, ill. hogy melyek függetlenek egymástól. Mivel azonban a nyolc kategória között vannak egymáshoz nagyon hasonló jellegűek, ez a beállítás nem mindig egyértelmű (viszont a végeredményben jelentős eltéréseket okozhat); ezért ebben az esetben célszerű a hasonló kettőscsillag-típusok mindegyikére lefuttatni a programot.

Miután az *LC* programmal készítettünk egy közelítőleg jól illeszkedő görbét, a paramétereket átírjuk a *DC* bemeneti fájljába (*dcin.active*); ezek szolgálnak a további illesztések kezdőértékeinek. A *DC* (ahogyan a neve is mutatja) a kiindulásnak megadott görbét közelíti a megfigyelésekből származó görbéhez, azaz differenciális korrekciót végez. A legjobb illeszkedés keresése a gyakran alkalmazott legkisebb négyzetek módszere révén történik. A programba azonban az automatikus iteráció nincs beépítve; ezt saját magunk által írt szkriptekkel, alprogramokkal kell megoldanunk. Az eljárás azért szükséges, hogy nagyjából nyomon tudjuk követni az iterációk menetét, vagy akár manuálisan be is avatkozhasunk; mivel gyakran előfordulhat, hogy menet közben paramétereket kell változtatnunk, esetleg magukat a szkripteket is át kell írunk. Ez pedig teljesen automatikus, beépített eljárások esetén elég nehezen lenne kivitelezhető. Ez a lépés kikerülhetetlen, mivel a megfelelő pontosság eléréséhez több száz futtatásra is szükség lehet. Ha ezt sikerül megva-

lósítanunk, az illesztendő paraméterek értékét (a legutolsó iteráció eredményeit beállítva új kezdőértékeként) a kívánt szintig finomíthatjuk.

A befejező lépéshez ismét vissza kell térni az LC programhoz. Az lc.in.active fájlba behelyettesítjük az illesztések révén kapott adatokat, s így generáljuk le a végleges modellgörbét. Az ábrázolás során derül ki, hogy az illesztett görbe mennyire közelíti meg a valóságot – ha az eredmény nem kielégítő, tovább kell finomítanunk az illesztett paraméterek értékeit, vagy szükség esetén új kiindulási feltételekkel kell végigcsinálnunk a modellezést.

Előfordulhat, hogy a modellezés többszöri elvégzése után nagyon hasonló, de teljesen különböző értékekből kialakuló görbék (ezáltal különböző modelleket) kapunk vissza. Az első és legfontosabb teendő ilyenkor a kimenő paraméterek leellenőrzése – hiszen ha valamelyik érték fizikailag értelmetlen, vagy nagyon eltér az általunk várt számtól, akkor az a modell minden bizonnyal rossz. Ha ezek az adatok stimmelnek, nem árt visszellenőrizni az eredményeket a program újbóli lefuttatásával, akár a kezdőértékek csekély mértékű megváltoztatásával is. Az ellenőrzések során a legtöbb ellentmondás megszűnik – ha mégis több megoldásunk marad egy rendszerre, akkor nem árt utánanézni a szakirodalomban, hogy eddig milyen modellek születtek az adott csillagra, s hogy mi okozhatja az eltérést.

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.

4.2. 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 bizonytalanává válhatnak); ezenkívül felhasználtam a fotometriai mérésekből származó, fázisstartományra vonatkozó fényességadatokat is.

A transzformációk során kapott standard fényességeket relatív fluxussá kellett átszámolni, s ezek az adatok szerepeltek végül a dc.in.active bemeneti fájlban. A csillagászatban használatos **magnitúdó**- vagy fényrendskála definíciója:

$$m_1 - m_2 = -2,5 \log \frac{F_1}{F_2} \quad (30)$$

ahol m_1 és m_2 a magnitúdóban mért fényességek, F_1 és F_2 a detektált fluxusok. A magnitúdó hullámhosszfüggő mennyiség:

$$m_\lambda = -2,5 \log F_\lambda + k_\lambda \quad (31)$$

ahol k_λ hullámhosszfüggő konstans.

(31) alapján a fluxus:

$$F = 10^{-0,4(m+k)} \quad (32)$$

A fénygörbékből további fontos bemenő adatokat lehetett meghatározni: maximális fényesség, a minimumfényesség 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_γ), 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 $\sin i = 1$):

$$A = \frac{P}{2\pi}(K_1 + K_2) \quad (33)$$

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

A radiális sebesség-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):

$$\log T_{\text{eff}} = 3,988 - 0,881(B - V) + 2,142(B - V)^2 - 3,614(B - V)^3 + 3,2637(B - V)^4 - 1,4727(B - V)^5 + 0,2600(B - V)^6 \quad (34)$$

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 az LC programmal egy, a valódihoz hasonló fénygörbét generáltam. Az `lcin.active` fájlban beállítottam, majd folyamatosan változtattam az egyes értékeket, egészen addig, míg egy relatíve jó közelítő görbét sikerült megadnom; az eredményeket a GNU PLOT nevű programmal ábrázoltam.

A DC 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 az LC programnak beadva legeneráltam a végső, modellezett fénygörbét, valamint kirajzoltattam a csillagok geometriai modelljét is.

4.3. Abszolút paraméterek meghatározása

Az illesztett paraméterek végső értékeit – a program által számított szórásokkal együtt – a `dcout.active` nevű kimeneti fájlban kaptam meg. A végeredménynek számító fénygörbemodellek előállítás után az `lcout.active` 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:

$$V_{\text{obs}} = V_0 + A_V \quad (35)$$

$$B_{\text{obs}} = B_0 + A_B \quad (36)$$

ahol V_{obs} és B_{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:

$$(B - V)_0 = (B - V)_{\text{obs}} - (A_B - A_V) = (B - V)_{\text{obs}} - E(B - V) \quad (37)$$

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

$$A_V = R_V \cdot E(B - V) \quad (38)$$

ahol $R_V \approx 3,0 - 3,3$ 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 et al. 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, (24) alapján kiszámoltam az első komponens effektív felszíni hőmérsékletét (T_1) erre az esetre is. A modellezést az így módosított hőmérséklet-értékekkel is lefutttam; 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:

$$L = 4\pi \cdot R^2 \cdot \sigma \cdot T^4 \quad (39)$$

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

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

$$M_{\text{bol}} = -2,5 \cdot \log F_{\text{bol}} + K_{\text{bol}} \quad (40)$$

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

$$M_{\text{bol}} = M_{\text{bol}\odot} - 2,5 \cdot \log \frac{L}{L_{\odot}} \quad (41)$$

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

A csillagászatban fontos paraméternek számít az objektumok vizuális tartományban 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:

$$M_V = M_{bol} - BC \quad (42)$$

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 & 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):

$$F = 10^{-0,4M_V} \quad (43)$$

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:

$$F_3 = \frac{F_1 + F_2}{1 - l_3} \cdot l_3 \quad (44)$$

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

A vörösödés alsó és felső becsléséből eredő felszíni hőmérsékletekből egyaránt számoltam luminozításértékeket, valamint ezekből meghatározott bolometrikus és vizuális abszolút fényességeket.

Az egyes abszolút paraméterek értékeihez – hibaterjedés révén – szórást is meghatároztam. Egy x paramétertől függő $g(x)$ mennyiség hibája x hibájának (Δx) ismeretében:

$$\Delta g(x) = \left| \frac{dg(x)}{dx} \right| \cdot \Delta x \quad (45)$$

illetve többváltozós függvény esetében:

$$\Delta g(x_i) = \sqrt{\sum_{i=1}^N \left| \frac{\partial g(x_i)}{\partial x_i} \right|^2 \cdot (\Delta x_i)^2} \quad (46)$$

A tömegek és sugarak hibáinak kiszámításához szükségem volt a radiálissebesség-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 félnagy 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^{pole} , r^{point} , r^{side} , r^{back}). Jó közelítéssel érvényes az alábbi összefüggés:

$$R = A \cdot r^{\text{side}} \quad (47)$$

ahonnan ΔA kiszámolt, valamint Δr^{side} a program által meghatározott nagyságának ismeretében ΔR egyszerűen volt származtatható. A luminozítások, valamint a vizuális és bolometrikus abszolút fényességek hibáit szintén hibaterjedéssel tudtam meghatározni.

4.4. 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 – vizuális abszolút összefényességét. Az abszolút magnitúdó definíciójából származó összefüggés alapján az égitestek távolsága meghatározható:

$$m_V - M_V = -5 + 5 \log D \quad (48)$$

ahol m_V a maximális mért vizuális fényesség, M_V az abszolút vizuális fényesség, D az objektum parszekben mért távolsága; ez utóbbi nagysága (48) alapján:

$$D = 10^{\frac{m_V - M_V + 5}{5}} \quad (49)$$

A saját adatokból kapott eredményeket más, irodalmi módszerek alapján meghatározott távolságokkal is összevettem; ezáltal pontosabbá tudtam tenni a végeredményeket, 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 szögmozdulása, melynek nagysága fordítottan arányos az objektum tőlünk mért távolságával:

$$\pi = \frac{1}{D} \quad (50)$$

ahol π a parallaxis értéke ívmásodpercben megadva, D a parszekben (pc) mért távolság.

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

$$M_V = -4,44 \cdot \log P + 3,02 \cdot (B - V)_0 + 0,12 \quad (51)$$

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 (48) 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 hibaterjeddéssel számoltam ki.

5. Eredmények

5.1. XY Leonis

Az XY Leo ($\alpha_{2000} = 10^{\text{h}}01^{\text{m}}40,43^{\text{s}}$, $\delta_{2000} = +17^{\circ}24'32,7''$) egy nagyon régóta ismert és tanulmányozott érintkező kettőscsillag. Felfedezése óta (Hoffmeister 1934) számos fotometriai és spektroszkópai 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 spektroszkópai vizsgálatok meg is erősítették (Vilhu & Rucinski 1985).

Az XY Leo periódusváltozása szintén régóta ismert. Gehlich, Prölss és Wehmeyer (1972) vizsgálatai alapján a periodikus változás oka a fényidő-effektus, melyet nagy valószínűséggel egy, a két csillag körül keringő harmadik komponens okoz. A nagyfelbontású spektroszkópai mérések alapján úgy tűnik, hogy maga a kísérő is egy kettős rendszer (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 kettősségének újbóli kimutatása volt. A spektrumok felbontása utóbbit végül nem tette lehetővé (csak önmagában a harmadik fény kimutatását), de az elvégzett fotometriai és spektroszkópai 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.

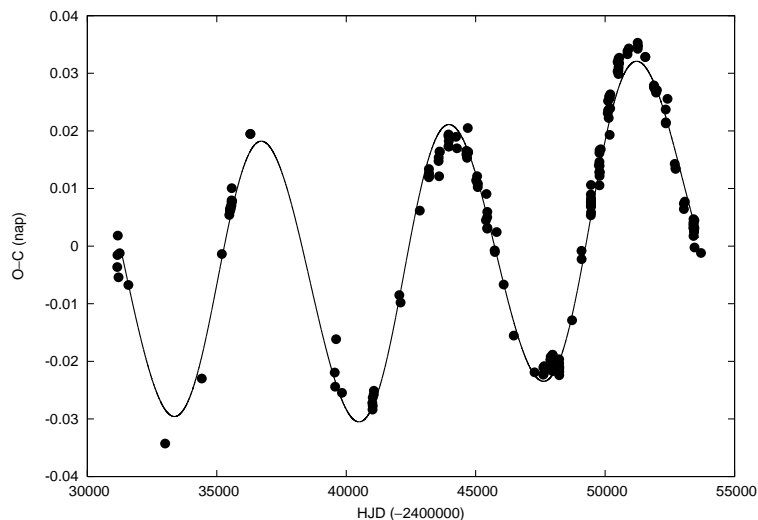
Minimumidőpontok, O–C diagram

Az epochát és a kiindulási periódusidőt Gehlich és mtsai. cikkéből választottam: $T_0 = \text{HJD } 2435484,0222$, $P_0 = 0,28410282$ nap. A mérésekből származó minimumidőpontok a 2. táblázatban találhatóak (az I-es jelűek a főminimumok, a II-es jelűek a mellékminimumok időpontjai).

T_{min} [HJD]	T_{min} [HJD]	T_{min} [HJD]
2453412,1839 II	2453415,0236 II	2453416,1621 II
2453413,0367 II	2453415,1671 I	2453435,0538 I
2453413,1793 I	2453416,0209 I	2453436,0479 II

2. táblázat.

Az O–C diagram elkészítéséhez (minden esetben) a főminimumok 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 munkatársai 2003-as cikkében található értékeket is felhasználtam (6. ábra).

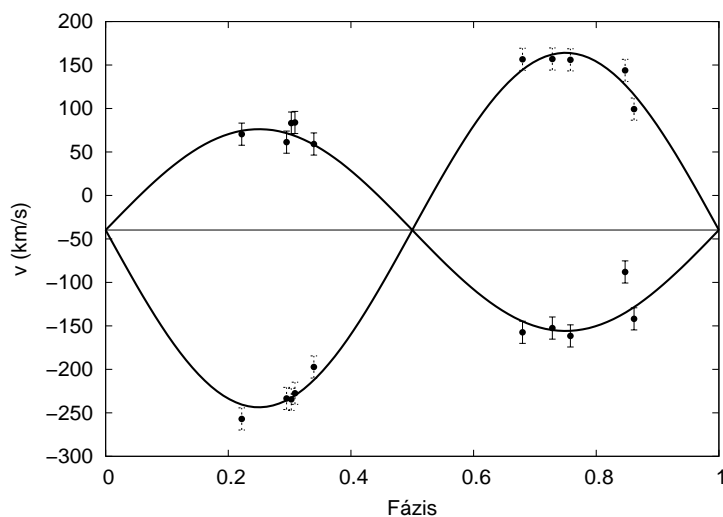


6. ábra. Az XY Leo LITE módszerrel készített O–C diagramja

Az O-C diagram pontjaira rajzolt görbe a legjobb illeszkedésű fény-idő effektus (light-time effect, LITE) modelljéből származik. Ezt Ribas et al. (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 referenciamodelt bemutató cikk (Yakut et al. 2003) alapján T_1 -et 4800 K-nek vettem.



7. ábra. Az XY Leo komponenseinek radiális sebesség-görbéi

Az illesztett görbék alapján (7. ábra) meghatározott sebességamplitúdók, illetve az ezekből számolt rögzített bemeneti paraméterek a 3. táblázatban olvashatóak.

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

3. táblázat.

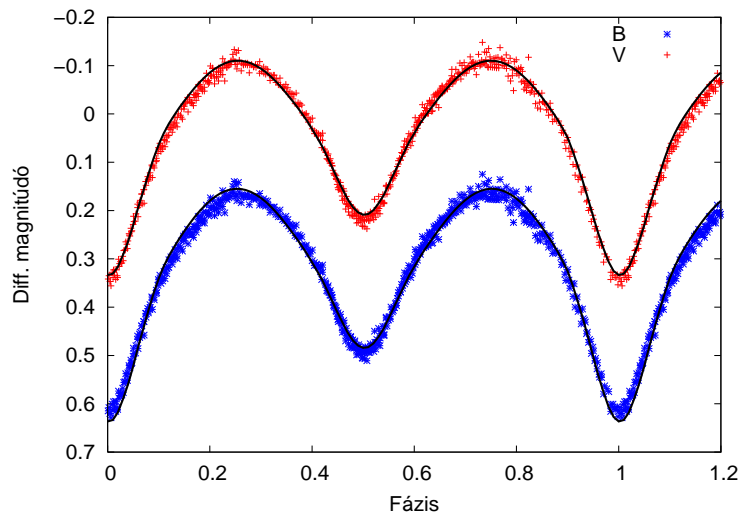
A radiálissebesség-görbe alapján jól látszott, hogy a 0 fázisnál a kisebb tömegű csillag van fedésben (azaz ez lett az 1-es számú komponens). Ezért a WD-kód használata során a meghatározott tömegarány reciprokát ($q' = 1,76$) kellett használni. A fénygörbék alapján nem volt jele erősebb folttevékenységnek,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

Az illesztésekből nyert paraméterek – összehasonlítva 2003-as referenciáikkal származó értékekkel – a 4. táblázatban szerepelnek.

Paraméter	saját	Yakut és mtsai	Paraméter	saját	Yakut és mtsai
$i [^\circ]$	$67,0 \pm 0,1$	68 ± 1	Ω_1	$4,8561 \pm 0,0043$	$4,71 \pm 0,01$
f	5,4%	6,7%	Ω_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	1,76	1,64	$(\frac{L_1}{L_1+L_2})_V$	$0,512 \pm 0,007$	$0,483 \pm 0,043$
$T_1 [K]$	4800	4850	$(l_3)_B$	$0,031 \pm 0,005$	$0,019 \pm 0,007$
$T_2 [K]$	4355 ± 7	4524 ± 14	$(l_3)_V$	$0,068 \pm 0,004$	$0,059 \pm 0,007$

4. táblázat.

Ω_1 és Ω_2 a komponensekre vonatkoztatott felületi potenciálértékek (kontakt rendszereknél ezek egyenlőek, 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 radiálissebesség-görbékől meghatározott tömegarány értékei között komolyabb eltérés mutatkozik. Ennek oka a spektroszkópai mérések eltérő pontossága (az említett cikkben Yakut-ék Bar-den 1987-es méréseire hivatkoznak, saját spektroszkópai 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 összevettem a Yakut és munkatársai cikkében szereplő értékekkel (5. táblázat).

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

5. táblázat.

Az O–C diagram pontjaira illesztett görbe, valamint a komponensek tömegének meghatározása után közelítő becslést tettem a kísérő objektum(ok) tömegére. A szinuszgörbe napban mért amplitúdója (A_{O-C}) segítségével a kísérő(k) pályájának félnagy tengelye (a_p) kiszámítható:

$$A_{O-C} = a_p \frac{\sin i}{c} \quad (52)$$

ahol i az inklináció, c a fénysebesség. Az ún. *tömegfüggvény* definíciója:

$$f(m_p, m_s, i) = \frac{m_s^3 \sin^3 i}{(m_p + m_s)^2} = \frac{m_s^3 \sin^3 i}{\left(\frac{1}{q'} + 1\right)^2} = \frac{4\pi^2 (a_p \sin i)^3}{G P^2} \quad (53)$$

ahol m_p és m_s a kontakt kettős össztömege, ill. a kísérő objektum(ok) össztömege, $q' = \frac{m_s}{m_p}$ a harmadik test és a W UMa csillag tömegaránya, G a gravitációs konstans, P a kísérő(k) keringési periódusa a kontakt kettős körül. Mivel q' nem ismert, ezért felírjuk:

$$m_p + m_s = \frac{1}{\sin^3 i} \left(1 + \frac{1}{q'}\right)^3 f \quad (54)$$

Tudjuk, hogy $q' \leq 1$, ezért $(m_p + m_s)$ -nek $q' = 1$ -nél minimuma van. Innen $-m_p$ ismeretében $-m_s$ becsülhető:

$$m_p + m_s \leq 8f = \frac{32\pi^2 (a_p \sin i)^3}{G P^2} \quad (55)$$

Számításaim során a kísérő(k) pályáját *koplanatikusnak* vettem (azaz feltettem, hogy $\sin i = 1$). Az illesztett görbe paramétereiből meghatározott adatok: $A_{O-C} = 0,0241 \pm 0,0004$ nap, $P = 20,22 \pm 0,04$ év. A modellezésből származó eredmények alapján $m_p = 1,212 \pm 0,207 M_\odot$. A pálya félnagy tengelyére $a_p = 4,15$ CSE (Csillagászati Egység, 1 CSE = $1,5 \cdot 10^8$ km), a kísérő(k) minimális tömegére $m_s = 0,376 M_\odot$ adódott. Figyelembe véve az inklinációt, valamint az egyes mennyiségek hibáit, az eredmények alapján egy $0,1-0,4 M_\odot$ tömegű kísérő (vagy egy ekkora össztömegű kettős) jelenléte tűnik valószínűnek. Yakut és munkatársai szintén meghatározták a fenti mennyiségeket; pontosabb, numerikus

számításaikból $P = 19,59 \pm 0,13$ év, $a_p = 4,08 \pm 0,01$ CSE és $m_s = 0,177 \pm 0,002 M_\odot$ eredmények adódtak.

A kapott adatok alapján további abszolút paraméterek kiszámítását is elvégeztem, a vörösödés kétféle értékét figyelembevéve. Az XY Leo esetében a színexcesszus felső korlátja: $E(B-V)=0,029$; a korrigált hőmérsékletek: $T_1 = 4930 \pm 150K$, $T_2 = 4485 \pm 7K$.

A komponensek luminozitása, bolometrikus fényessége és vizuális abszolút fényessége a 6. táblázatban látható. A bolometrikus korrekció értékei: $E(B-V)=0$ esetében $BC=-0,^m46$ és $-0,^m62$, $E(B-V)=0,029$ esetében $BC=-0,^m43$, ill. $-0,^m56$.

Paraméter	$E(B-V)=0$	$E(B-V)=0,029$
$L_1[L_\odot]$	$0,201 \pm 0,072$	$0,224 \pm 0,079$
$L_2[L_\odot]$	$0,227 \pm 0,078$	$0,255 \pm 0,087$
$(M_{bol})_1$	$6,^m46 \pm 0,^m23$	$6,^m34 \pm 0,^m24$
$(M_V)_1$	$6,^m92 \pm 0,^m23$	$6,^m77 \pm 0,^m24$
$(M_{bol})_2$	$6,^m33 \pm 0,^m23$	$6,^m20 \pm 0,^m24$
$(M_V)_2$	$6,^m95 \pm 0,^m23$	$6,^m76 \pm 0,^m24$

6. táblázat.

A harmadik fény vizuális tartományából származó ($(l_3)_V$ -ből számított) fluxusát is hozzáadva a két komponens fluxusához, a rendszer teljes vizuális abszolút fényességére $M_V = 6,^m11 \pm 0,^m23$, ill. $M_V = 5,^m92 \pm 0,^m24$ adódott. A távolság meghatározásához szükséges további értékek: a maximális látszó fényesség, $V = 9,^m67$; a parallaxis, $\pi = 15,86 \pm 1,80$ mas (ezred ívmásodperc) (ESA 1997); míg az irodalmi hőmérsékletek alapján a színindex (a vörösödés értékének függvényében): $(B - V)_0 = 0,^m99 \pm 0,^m01$, ill. $0,^m96 \pm 0,^m01$.

Az ismertetett módszerek alapján számolt távolságértékek és hibáik a 7. táblázatban szerepelnek.

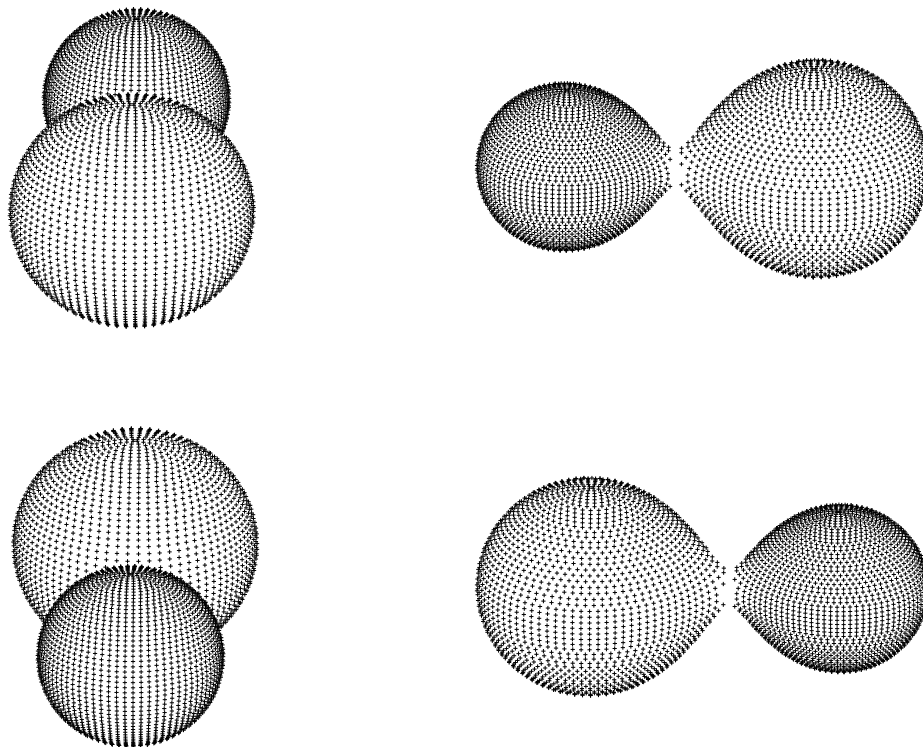
$E(B-V)$	d_{Hip} [pc]	d_{RD} [pc]	d_s [pc]
0	$63,1 \pm 7,2$	$67,0 \pm 3,1$	$51,5 \pm 6,3$
0,029	$63,1 \pm 7,2$	$69,9 \pm 3,2$	$56,2 \pm 6,9$

7. táblázat.

Itt d_{Hip} és d_{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 összefényességét, 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

5.2. 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; színképtípusa 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, Rucinski és Ogloza szoros kettőscsillagok radiális sebesség-görbéit prezentáló cikksorozatuk egyik részében leközölték a VZ Lib-ről készített spektroszkópai 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 spektroszkópai mérésekkel még azóta sem támasztották alá.

Vizsgálatainkkal párhuzamosan Rucinskiék is hozzáálltak a rendszer fizikai paramétereinek meghatározásához; eredményeiket azóta már közzé is tették (Zola, Rucinski et al. 2004), így a modellezésből kinyert adatokat össze tudtam hasonlítani az általuk kapott értékekkel.

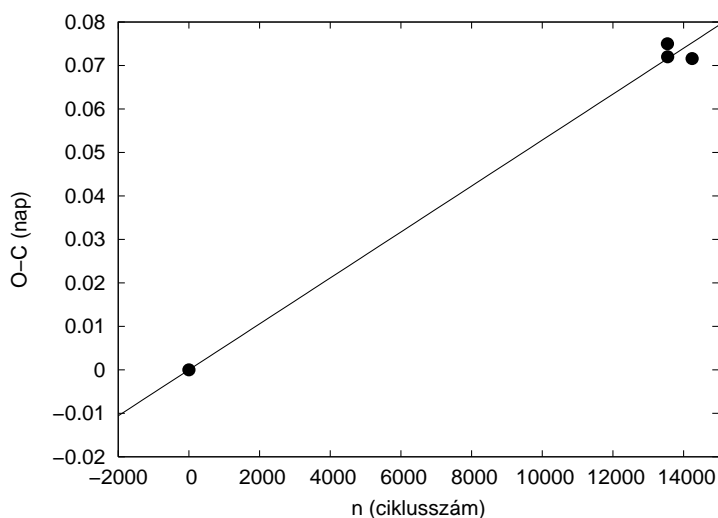
Minimumidőpontok, O–C diagram

A Hipparcos méréseiből származó epocha és kiindulási periódusidő: $T_0 = \text{HJD } 2448336,6211$, $P_0 = 0,358263$ nap. A mérésekből származó minimumidőpontok az 8. táblázatban találhatóak (az I-es jelűek a főminimumok, a II-es jelűek a mellékminimumok időpontjai).

T_{\min} [HJD]
2453189,0102 II
2453190,9776 I

8. táblázat.

Az O–C diagram (10. ábra) készítéséhez felhasználtam még egy irodalmi időpontot is (HJD 2453438,8952; Krajci 2006). A pontokra 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.



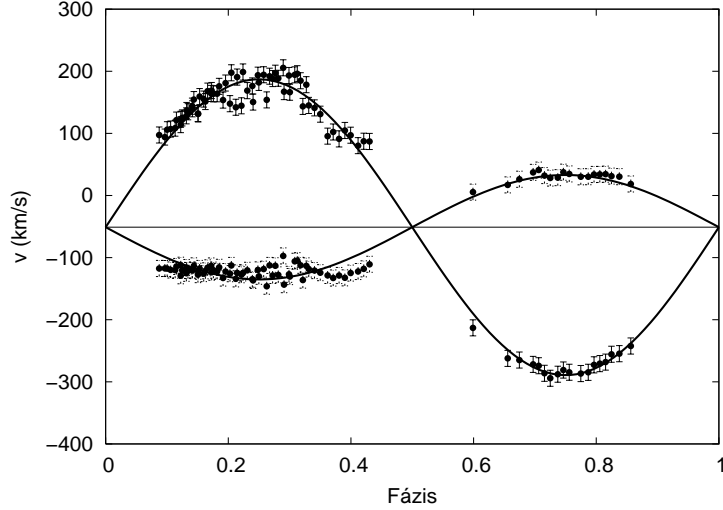
10. ábra. A VZ Lib O–C diagramja

Fizikai paraméterek

A radiálissebesség-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 9. táblázatban szerepelnek.

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

9. táblázat.



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

A főkomponens effektív felszíni hőmérséklete a megfigyelésekből származó $B - V = 0,^m64 \pm 0,^m01$ színindex-értékből, (34) alapján: $T_1 = 5770 \pm 150K$.

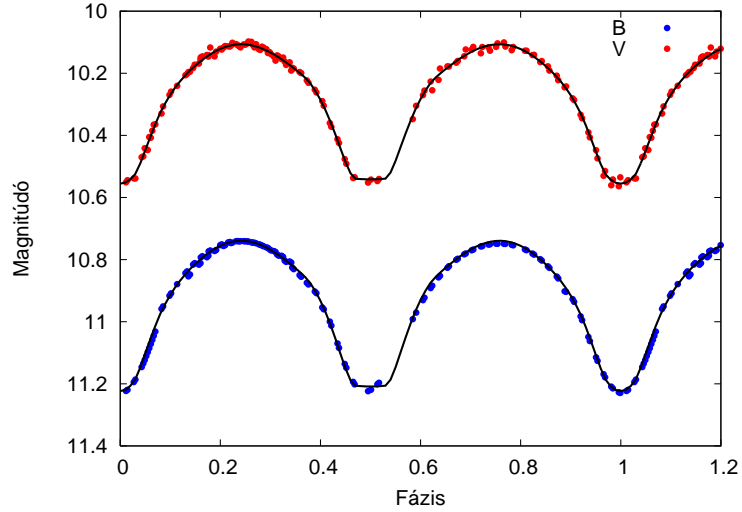
A végső eredmények, összehasonlítva a Zola, Rucinski és munkatársaik cikkéből származó értékekkel, a 10. táblázatban láthatóak (dőlt betűvel a program által számolt és fixen tartott paraméterek szerepelnek, a többi jelölés megegyezik a korábban látottakkal).

Paraméter	saját	Zola és mtsai	Paraméter	saját	Zola és mtsai
i [$^\circ$]	$88,4 \pm 1,0$	$80,3 \pm 0,5$	r_1^{side}	$0,4908 \pm 0,0009$	$0,5122 \pm 0,0012$
f	19,4%	13%	r_2^{side}	$0,2905 \pm 0,0008$	$0,2655 \pm 0,0011$
fázistolás	$-0,0004 \pm 0,0002$	$-0,0030 \pm 0,0004$	r_1^{back}	$0,5195 \pm 0,011$	$0,5378 \pm 0,0015$
q	0,33	0,26	r_2^{back}	$0,3303 \pm 0,0014$	$0,3022 \pm 0,0020$
T_1 [K]	5770	5920	L_1^s (B)	$6,591 \pm 0,074$	$9,436 \pm 0,065$
T_2 [K]	5980 ± 12	6030 ± 21	L_1^s (V)	$6,563 \pm 0,047$	$9,126 \pm 0,107$
Ω_1	$2,498 \pm 0,003$	$2,344 \pm 0,004$	L_2^s (B)	<i>3,018</i>	<i>3,031</i>
Ω_2	2,498	2,344	L_2^s (V)	<i>2,892</i>	<i>2,895</i>
r_1^{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^{pole}	$0,2777 \pm 0,0007$	$0,2545 \pm 0,0010$	l_3 (V)	$0,209 \pm 0,040$	$0,043 \pm 0,009$

10. táblázat.

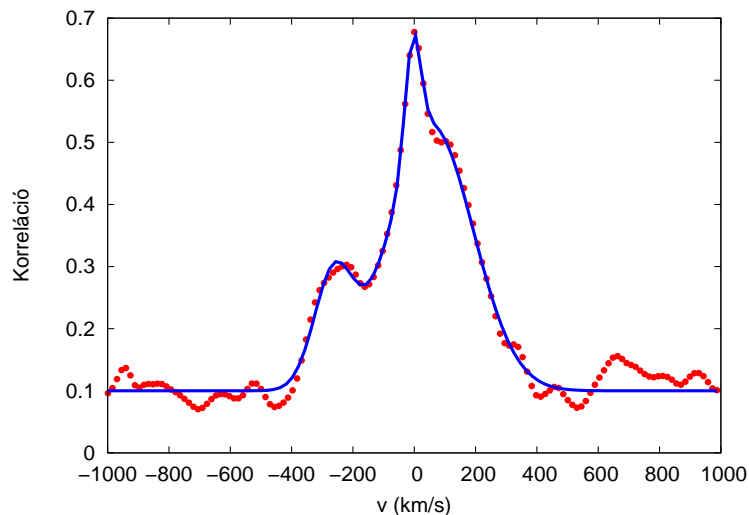
A VZ Lib tehát – a modell szerint – egy W altípusú érintkező kettős (mivel $T_2 > T_1$, azaz a kisebbik komponens a forróbb); a hőmérsékletek kis különbsége miatt feltételezhető, hogy a rendszer közel áll a termális egyensúly eléréséhez. Az altípusnak megfelelően a kitöltöttségi faktor értéke kicsi.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

A Zolák 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. Érdekeség, hogy az általam készített modell igen jó közelítéssel visszaadja a kísérő és a szoros kettős Lu, Rucinski és Ogloza 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 11. táblázatban szerepel.

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

11. táblázat.

A komponensek luminozitását, bolometrikus fényességét és vizuális abszolút fényességét a vörösödés alsó és felső korlátjának figyelembe vételével is kiszámoltam; az eredmények a 12. táblázatban láthatóak. A VZ Lib égi pozíciójának irányában a színexcesszus felső korlátja: $E(B-V)=0,101$; innen a korrigált színindex $(B-V)_0 = 0,^m54 \pm 0,^m01$, míg a korrigált hőmérsékletek: $T_1 = 6080 \pm 150K$, $T_2 = 6290 \pm 12K$. A bolometrikus korrekció értékei: $E(B-V)=0$ esetében $BC = -0,^m21$, ill. $-0,^m19$, $E(B-V)=0,101$ esetében $BC = -0,^m18$, ill. $-0,^m16$.

Paraméter	$E(B-V)=0$	$E(B-V)=0,101$
$L_1[L_\odot]$	$1,360 \pm 0,191$	$1,677 \pm 0,229$
$L_2[L_\odot]$	$0,594 \pm 0,048$	$0,727 \pm 0,059$
$(M_{\text{bol}})_1$	$4,^m39 \pm 0,^m11$	$4,16 \pm 0,^m10$
$(M_V)_1$	$4,^m60 \pm 0,^m11$	$4,34 \pm 0,^m10$
$(M_{\text{bol}})_2$	$5,^m29 \pm 0,^m11$	$5,07 \pm 0,^m10$
$(M_V)_2$	$5,^m48 \pm 0,^m11$	$5,23 \pm 0,^m10$

12. táblázat.

A harmadik fény vizuális tartományából származó $((l_3)(V)$ -ből számított) fluxusát is hozzáadva a két komponens fluxusához, a rendszer teljes vizuális abszolút fényességére $M_V = 3,^m95 \pm 0,^m11$, ill. $M_V = 3,^m69 \pm 0,^m10$ adódott. A távolság meghatározásához szükséges további értékek: a mérésekből származó maximális látszó fényesség, $V = 10,^m11 \pm 0,^m01$; a parallaxis pedig $\pi = 4,92 \pm 1,96$ mas (ESA 1997).

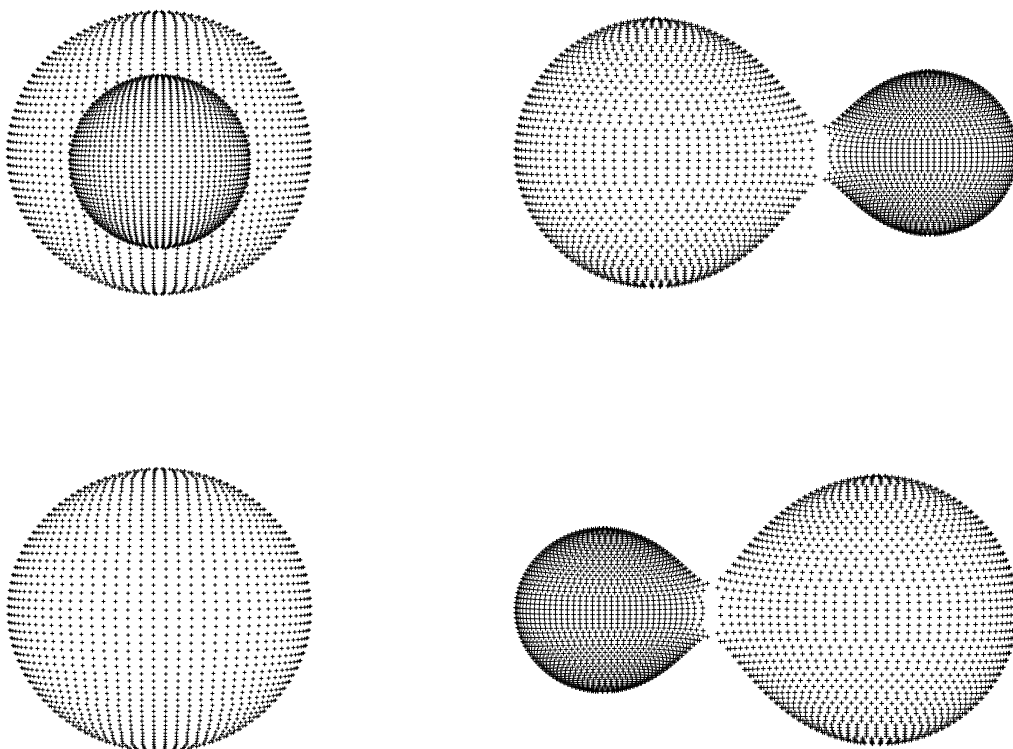
Az ismertett módszerek alapján számolt távolsáértékek, ill. azok hibái:

$E(B-V)$	d_{Hip} [pc]	d_{RD} [pc]	d_s [pc]
0	$202,0 \pm 80,0$	$164,2 \pm 7,6$	$170,6 \pm 8,9$
0,101	$202,0 \pm 80,0$	$188,8 \pm 8,7$	$192,3 \pm 9,7$

13. táblázat.

A távolságadatokat 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 távolsáértékeket (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

5.3. 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 színeképi adatok hiánya miatt – nem találtak rá. A spektroszkópiai méréseket ill. a fizikai paraméterek meghatározását elsőként mi végeztük el.

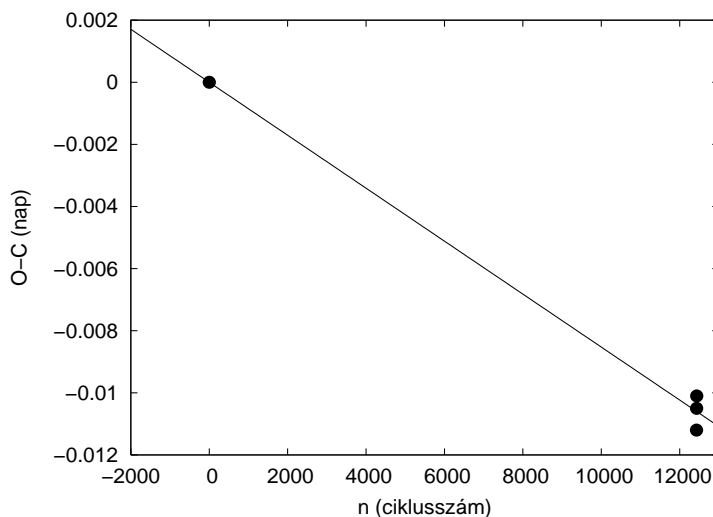
Minimumidőpontok, O–C diagram

A Hipparcos-adatok alapján meghatározott epocha és kiindulási periódusidő: $T_0 = \text{HJD } 2448500,2540$, $P_0 = 0,377111$ nap. A mérésekből származó minimumidőpontok az 14. táblázatban találhatóak.

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 korrigált periódusidő: $P = 0,3771101 \pm 2 \cdot 10^{-8}$ nap.

T_{\min} [HJD]
2453187,1669 I
2453188,2989 I
2453189,2421 II

14. táblázat.



15. ábra. A DX Tuc O–C diagramja

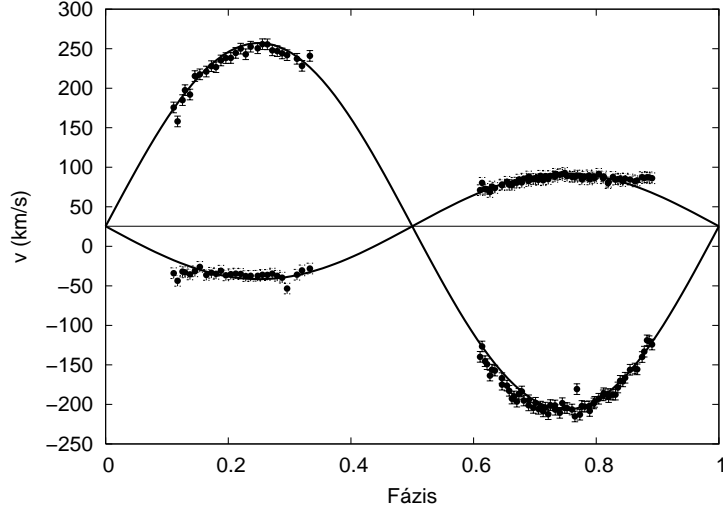
Fizikai paraméterek

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 15. táblázatban láthatóak. A főkomponens hőmérséklete $B - V = 0,^m50 \pm 0,^m01$ alapján $T_1 = 6250 \pm 150K$.

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

15. táblázat.

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



16. ábra. A DX Tuc komponenseinek radiális sebesség-görbéi

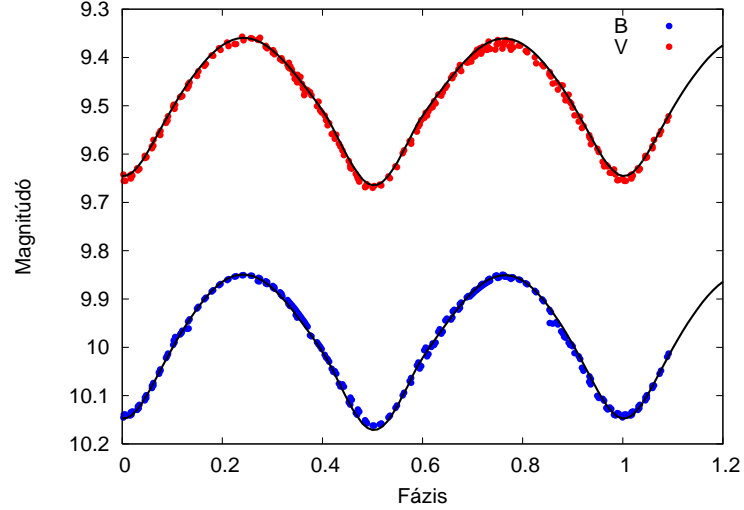
paraméternek (ez azért is szükséges, mert a foltméretre van egy alsó korlát, ami alá menve a program rosszul számol).

Az illesztésből származó eredmények a 16. 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.

A komponensek tömegére $M_1 = 0,996 \pm 0,033 M_\odot$ és $M_2 = 0,296 \pm 0,009 M_\odot$, sugarára $R_1 = 1,20 \pm 0,04 R_\odot$ és $R_2 = 0,71 \pm 0,02 R_\odot$ adódott.

Paraméter	Érték	Paraméter	Érték
i [°]	$62,3 \pm 0,2$	r_1^{side}	$0,5059 \pm 0,0006$
f	14,9%	r_2^{side}	$0,2850 \pm 0,0006$
fázistolás	$0,0022 \pm 0,0002$	r_1^{back}	$0,5348 \pm 0,0008$
q	0,29	r_2^{back}	$0,3279 \pm 0,0010$
T_1 [K]	6250	L_1^s (B)	$8,775 \pm 0,078$
T_2 [K]	6182 ± 37	L_1^s (V)	$8,694 \pm 0,064$
Ω_1	$2,408 \pm 0,002$	L_2^s (B)	<i>2,829</i>
Ω_2	2,408	L_2^s (V)	<i>2,832</i>
r_1^{pole}	$0,4676 \pm 0,0004$	l_3 (B)	0.0
r_2^{pole}	$0,2721 \pm 0,0005$	l_3 (V)	0.0
Folt szélesség [°]	92	Folt átmérő [°]	26
Folt hosszúság [°]	175	Hőm. faktor	$0,97 \pm 0,01$

16. táblázat.



17. ábra. A DX Tuc megfigyelt és illesztett fénygörbéi

A luminozitások, bolometrikus fényességek és vizuális abszolút fényességek értékei a 17. táblázatban szerepelnek. A DX Tuc esetében a színexcesszus felső korlátja $E(B-V)=0,017$. A korrigált színindex $(B-V)_0 = 0,^m47 \pm 0,^m01$, míg a korrigált hőmérsékletek: $T_1 = 6310 \pm 150K$, $T_2 = 6242 \pm 37K$. A bolometrikus korrekció értékei $E(B-V)=0$ és $E(B-V)=0,017$ esetén egyaránt: $BC = -0,^m15$ és $-0,^m17$.

Paraméter	$E(B-V)=0$	$E(B-V)=0,017$
$L_1[L_\odot]$	$1,969 \pm 0,247$	$2,046 \pm 0,255$
$L_2[L_\odot]$	$0,660 \pm 0,040$	$0,686 \pm 0,041$
$(M_{bol})_1$	$3,^m98 \pm 0,^m10$	$3,^m94 \pm 0,^m10$
$(M_V)_1$	$4,^m13 \pm 0,^m10$	$4,^m09 \pm 0,^m10$
$(M_{bol})_2$	$5,^m17 \pm 0,^m10$	$5,^m13 \pm 0,^m10$
$(M_V)_2$	$5,^m34 \pm 0,^m10$	$5,^m30 \pm 0,^m10$

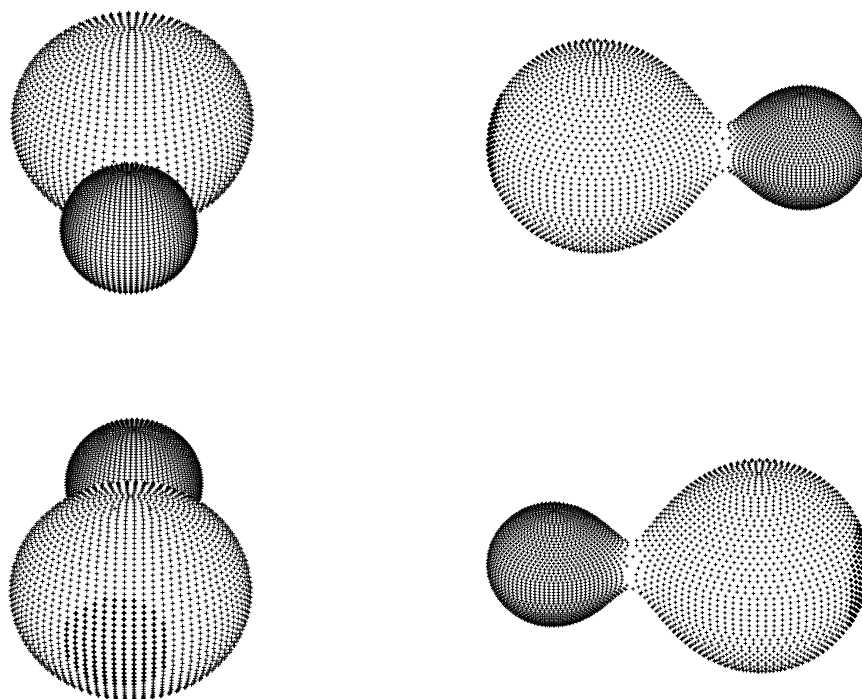
17. táblázat.

A rendszer teljes vizuális abszolút fényességére $M_V = 3,^m82 \pm 0,^m10$, ill. $M_V = 3,^m78 \pm 0,^m10$ adódott. A mérésekből származó maximális látszó fényesség $V = 9,^m36 \pm 0,^m01$; a parallaxis $\pi = 7,40 \pm 1,12$ mas (ESA 1997). A kiszámolt távolságvértékek a 18. táblázatban szerepelnek, szórásértékeikkel együtt.

$E(B-V)$	d_{Hip} [pc]	d_{RD} [pc]	d_s [pc]
0	$135,1 \pm 20,5$	$150,0 \pm 6,9$	$128,2 \pm 6,9$
0,017	$135,1 \pm 20,5$	$153,5 \pm 7,1$	$130,6 \pm 7,1$

18. táblázat.

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



18. ábra. A DX Tuc geometriai modellje

5.4. 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 ket-tőscsillag; fényváltozását a Hipparcos műhold fedezte fel. A fénygörbe alapján történt klasszifikáció szerint nem kontakt, hanem félig érintkező (vagy β Lyrae típusú) rendszer (Selam 2004). Egy, a Nap környezetét vizsgáló tanulmány alapján a QY Hya – 50 parseken 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 et al. 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.

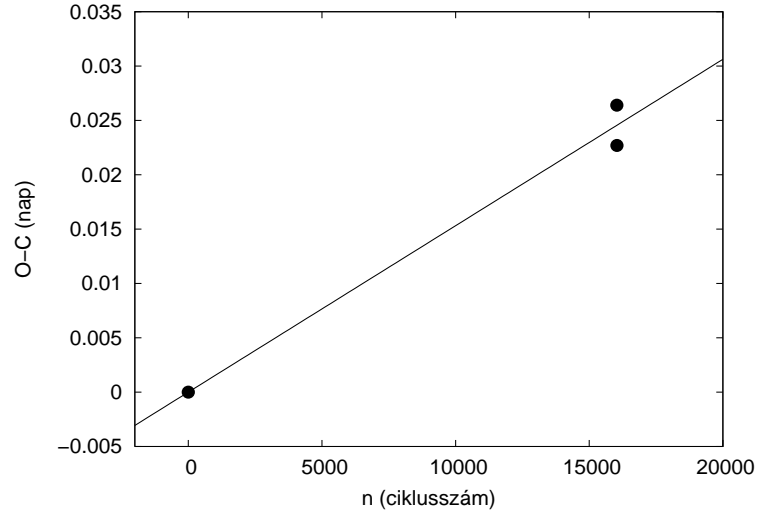
Minimumidőpontok, O–C diagram

Az epochát és a kiindulási periódusidőt szintén a Hipparcos méréseiből kerestem ki: $T_0 = \text{HJD } 2448500,2490$, $P_0 = 0,292339$ nap. A mérésekből származó minimumidőpontok a 19. táblázatban láthatóak.

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.

T_{\min} [HJD]
2453186,9081 I
2453187,9276 II

19. táblázat.



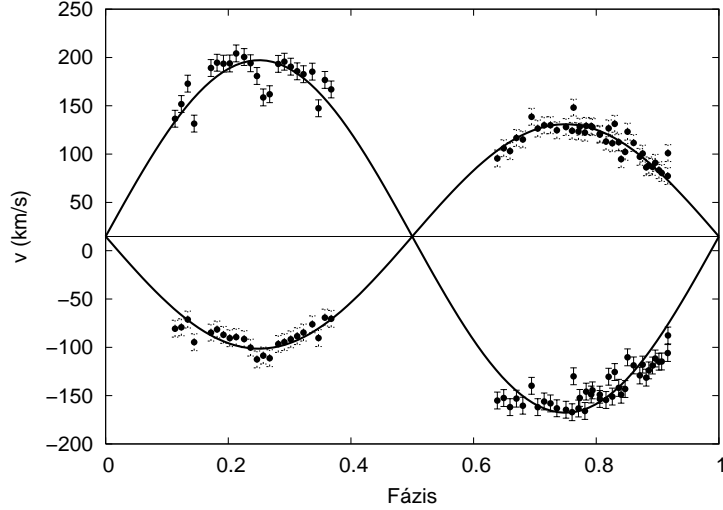
19. ábra. A QY Hya O–C diagramja

Fizikai paraméterek

A radiálissebesség-görbe alapján a 0 fázisnál szintén a nagyobb tömegű csillag van fedésben, ez lesz az 1-es sorszámú komponens. A 20. táblázat tartalmazza a meghatározott sebességamplitúdókat, ill. a rögzített bemeneti paramétereket.

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

20. táblázat.



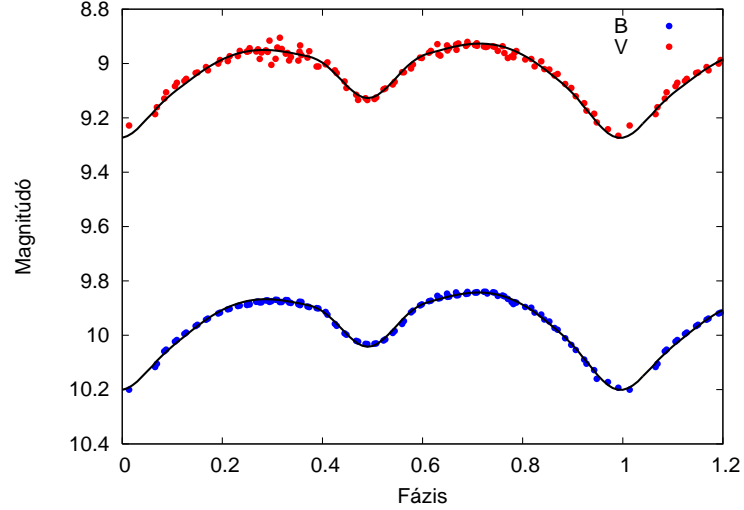
20. ábra. A QY Hya komponenseinek radiálissebesség-görbéi

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 mutattak; ennek megfelelően a nagyobbik komponens északi féltekéjére, a másik csillaggal szembenező oldalra egy sötét foltot helyeztem el. Az illesztésből származó eredmények 21. táblázatban szerepelnek.

Paraméter	Érték	Paraméter	Érték
i [°]	$63,1 \pm 0,6$	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	0,66	r_2^{back}	$0,3287 \pm 0,0048$
T_1 [K]	5030	L_1^s (B)	$5,882 \pm 0,296$
T_2 [K]	5270 ± 84	L_1^s (V)	$5,679 \pm 0,230$
Ω_1	$3,177$	L_2^s (B)	$4,777$
Ω_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 [°]	33	Folt átmérő [°]	46
Folt hosszúság [°]	350	Hóm. faktor	$0,84 \pm 0,01$

21. táblázat.

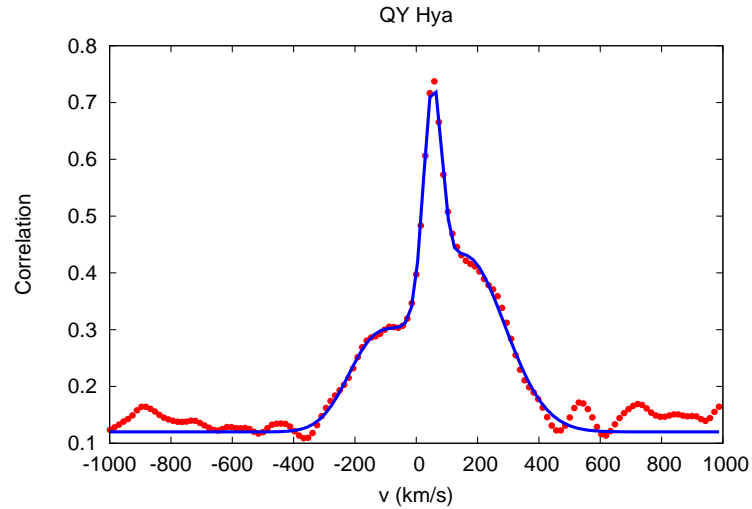
A QY Hya-ra kapott modell – a várakozásoknak megfelelően – egy tipikus félig érintkező rendszert mutat. A megfigyelésből származó B és V fénygörbe, ill. a modellezés során ezekre illesztett görbék a 21. ábrán láthatóak.



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.

A rendszert alkotó komponensek tömegei és sugarai: $M_1 = 0,667 \pm 0,014 M_\odot$ és $M_2 = 0,442 \pm 0,017 M_\odot$, valamint $R_1 = 0,80 \pm 0,03 R_\odot$ és $R_2 = 0,60 \pm 0,03 R_\odot$.



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

Az L , M_{bol} és M_V értékek a 22. táblázatban szerepelnek. A színexcesszus felső korlátja: $E(B-V)=0,074$; innen a korrigált színindex $(B-V)_0 = 0,85 \pm 0,01$, a korrigált hőmérsékletek: $T_1 = 5200 \pm 150K$, $T_2 = 5440 \pm 84K$. A bolometrikus korrekció értékei $E(B-V)=0$ esetében $BC = -0,^m44$, ill. $-0,^m28$; $E(B-V)=0,074$ esetében pedig $BC = -0,^m33$, ill. $-0,^m25$.

Paraméter	E(B-V)=0	E(B-V)=0,074
$L_1[L_\odot]$	$0,368 \pm 0,052$	$0,420 \pm 0,058$
$L_2[L_\odot]$	$0,249 \pm 0,010$	$0,283 \pm 0,011$
$(M_{\text{bol}})_1$	$5,^m80 \pm 0,^m13$	$5,^m66 \pm 0,^m12$
$(M_V)_1$	$6,^m24 \pm 0,^m13$	$5,^m99 \pm 0,^m12$
$(M_{\text{bol}})_2$	$6,^m23 \pm 0,^m13$	$6,^m09 \pm 0,^m12$
$(M_V)_2$	$6,^m51 \pm 0,^m13$	$6,^m34 \pm 0,^m12$

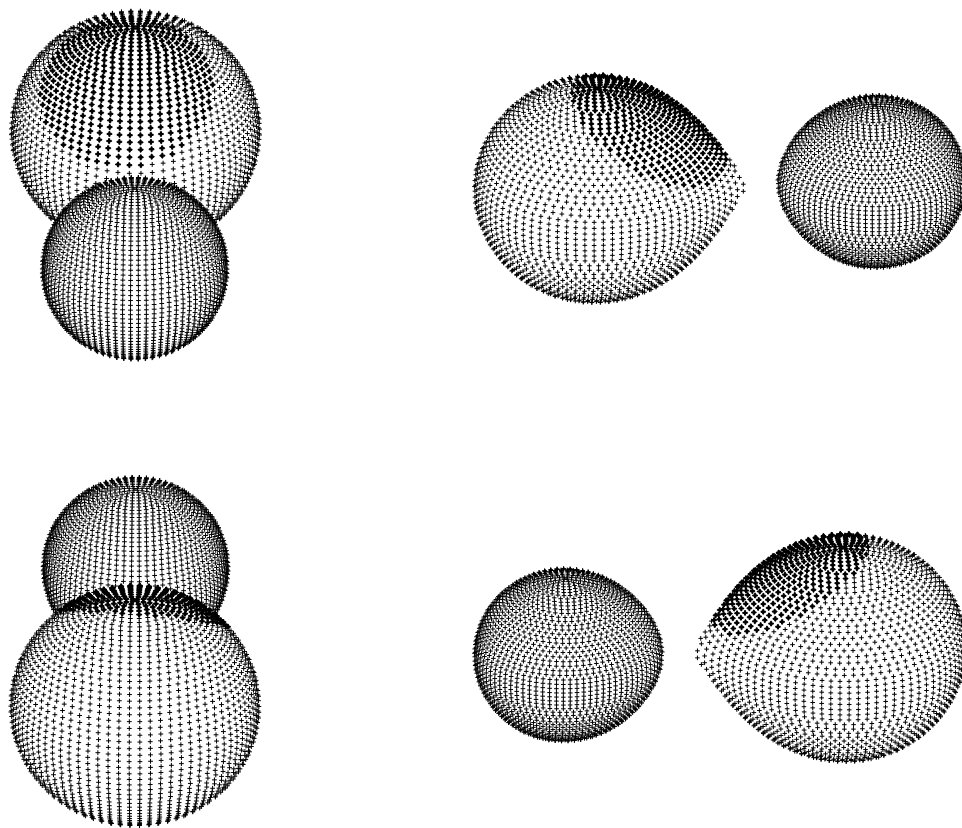
22. táblázat.

A rendszer teljes vizuális abszolút fényességére $M_V = 5,^m43 \pm 0,^m13$, ill. $M_V = 5,^m22 \pm 0,^m12$ adódott. A mérésekből származó maximális látszó fényesség $V = 8,^m95 \pm 0,^m01$; a parallaxis $\pi = 19,77 \pm 1,25$ mas (ESA 1997). A kiszámolt távolságértékek a 23. táblázatban szerepelnek, hibaértékekkel együtt. A modellezésből számolt luminozításokból meghatározott távolságok igen jó egyezést mutattak a Hipparcos mérési eredményeivel; ebben feltételezhetően nagy szerepet játszik az objektum közelsége.

E(B-V)	d_{Hip} [pc]	d_{RD} [pc]	d_s [pc]
0	$50,6 \pm 3,2$	$54,5 \pm 2,5$	$50,6 \pm 2,3$
0,074	$50,6 \pm 3,2$	$60,5 \pm 2,8$	$55,7 \pm 3,2$

23. táblázat.

A rendszer geometriai modelljét (rendre a 0; 0,25; 0,5; 0,75 fázisban ábrázolva) a 23. ábra mutatja be; a 0,5-ös fázisnál jól megfigyelhető a főkomponensen lévő sötét folt.



23. ábra. A QY Hya geometriai modellje

5.5. V870 Arae

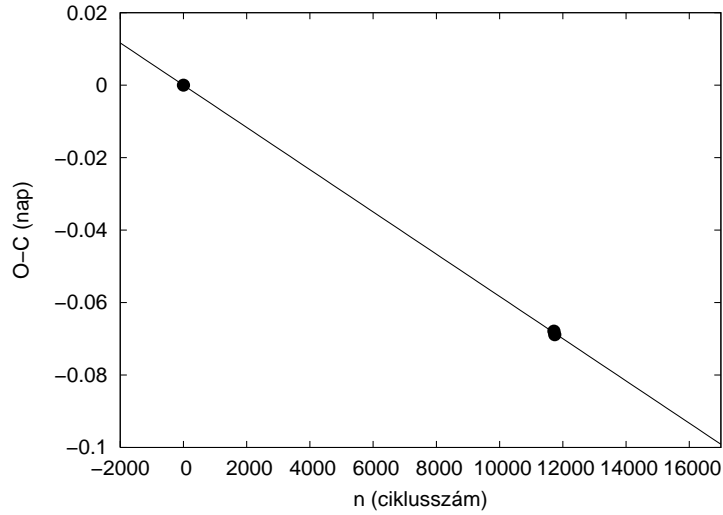
A V870 Ara ($\alpha_{2000} = 18^{\text{h}}08^{\text{m}}22,67^{\text{s}}$, $\delta_{2000} = -56^{\circ}46'01,8''$) egy F8 színképtípusú, a Hipparcos mérései során felfedezett érintkező kettőscsillag. Szintén Selam (2004) erősítette meg az objektum W UMa csillagok közé való besorolását, míg Pribulla és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

Minimumidőpontok, O–C diagram

A Hipparcos-adatok alapján: $T_0 = \text{HJD } 2448500,1840$, $P_0 = 0,39978$ nap. A 24. táblázatban az általam meghatározott minimumidőpontok láthatóak. 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.

T_{\min} [HJD]
2453185,1379 I
2453195,1314 I
2453196,1325 II

24. táblázat.



24. ábra. A V870 Ara O–C diagramja

Fizikai paraméterek

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 25. táblázatban láthatóak.

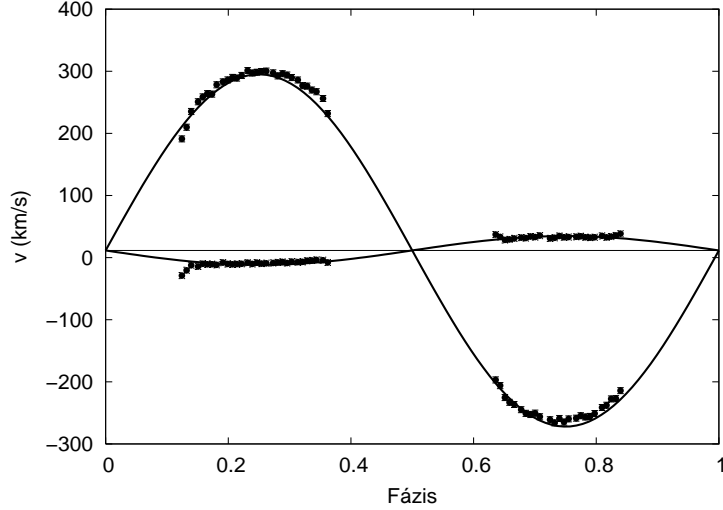
$V_{\gamma} [\frac{km}{s}]$	$11,5 \pm 0,8$
$K_1 [\frac{km}{s}]$	$23,3 \pm 0,7$
$K_2 [\frac{km}{s}]$	$283,5 \pm 1,1$
$q(m_2/m_1)$	$0,082 \pm 0,030$
$A \sin i [R_{\odot}]$	$2,43 \pm 0,02$

25. táblázat.

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

A fénygörbéken a vizsgált öt rendszer közül a legerősebb mértékben jelentkezett az O'Connell-effektus. A foltnélküli 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



25. ábra. A V870 Ara komponenseinek radiálissebesség-görbéi

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 26. táblázatban szerepelnek.

Paraméter	Érték	Paraméter	Érték
i [°]	$70,0 \pm 0,4$	r_1^{side}	$0,6424 \pm 0,0007$
f	96,4%	r_2^{side}	$0,2109 \pm 0,0007$
fázistolás	$0,0023 \pm 0,0005$	r_1^{back}	$0,6634 \pm 0,0008$
q	0,082	r_2^{back}	$0,3033 \pm 0,0081$
T_1 [K]	5860	L_1^s (B)	$11,171 \pm 0,089$
T_2 [K]	6210 ± 35	L_1^s (V)	$10,966 \pm 0,064$
Ω_1	$1,849 \pm 0,001$	L_2^s (B)	<i>1,944</i>
Ω_2	1,849	L_2^s (V)	<i>1,781</i>
r_1^{pole}	$0,5653 \pm 0,0004$	l_3 (B)	0.0
r_2^{pole}	$0,1996 \pm 0,0005$	l_3 (V)	0.0
Folt ₁ szélesség [°]	90	Folt ₁ átmérő [°]	17
Folt ₁ hosszúság [°]	84	Hőm. faktor(1)	$0,90 \pm 0,01$
Folt ₂ szélesség [°]	57	Folt ₂ átmérő [°]	26
Folt ₂ hosszúság [°]	0	Hőm. faktor(2)	$0,94 \pm 0,01$

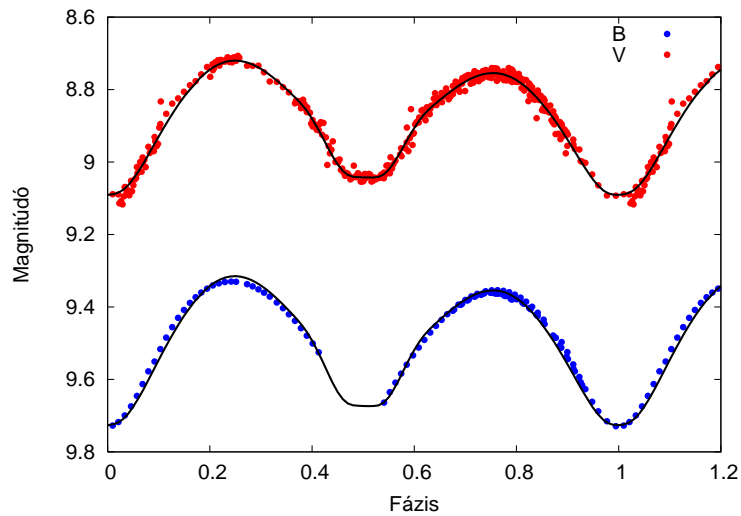
26. táblázat.

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 et al. 2001), valamint a V857 Her ($q \approx 0,07$, Qian et al. 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 & 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 (Gazeas et al. 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 komponensek tömegei $M_1 = 1,503 \pm 0,011 M_\odot$ és $M_2 = 0,123 \pm 0,002 M_\odot$, sugarai pedig $R_1 = 1,67 \pm 0,01 R_\odot$ és $R_2 = 0,61 \pm 0,01 R_\odot$.

Paraméter	$E(B-V)=0$	$E(B-V)=0,101$
$L_1[L_\odot]$	$2,956 \pm 0,294$	$3,656 \pm 0,345$
$L_2[L_\odot]$	$0,497 \pm 0,013$	$0,608 \pm 0,016$
$(M_{bol})_1$	$3,^m54 \pm 0,^m10$	$3,^m31 \pm 0,^m10$
$(M_V)_1$	$3,^m74 \pm 0,^m10$	$3,^m47 \pm 0,^m10$
$(M_{bol})_2$	$5,^m48 \pm 0,^m10$	$5,^m26 \pm 0,^m10$
$(M_V)_2$	$5,^m65 \pm 0,^m10$	$5,^m40 \pm 0,^m10$

27. táblázat.

A luminozítások, bolometrikus, ill. vizuális abszolút fényességek a 27. táblázatban szerepelnek. A színexcesszus felső korlátja a V870 Ara galaktikus koordinátái felé mutató irányban: $E(B-V)=0,101$; innen a korrigált színindex $(B-V)_0 = 0,^m51 \pm 0,^m01$, a korrigált hőmérsékletek: $T_1 = 6180 \pm 150K$, $T_2 = 6530 \pm 35K$. A bolometrikus korrekció értékei

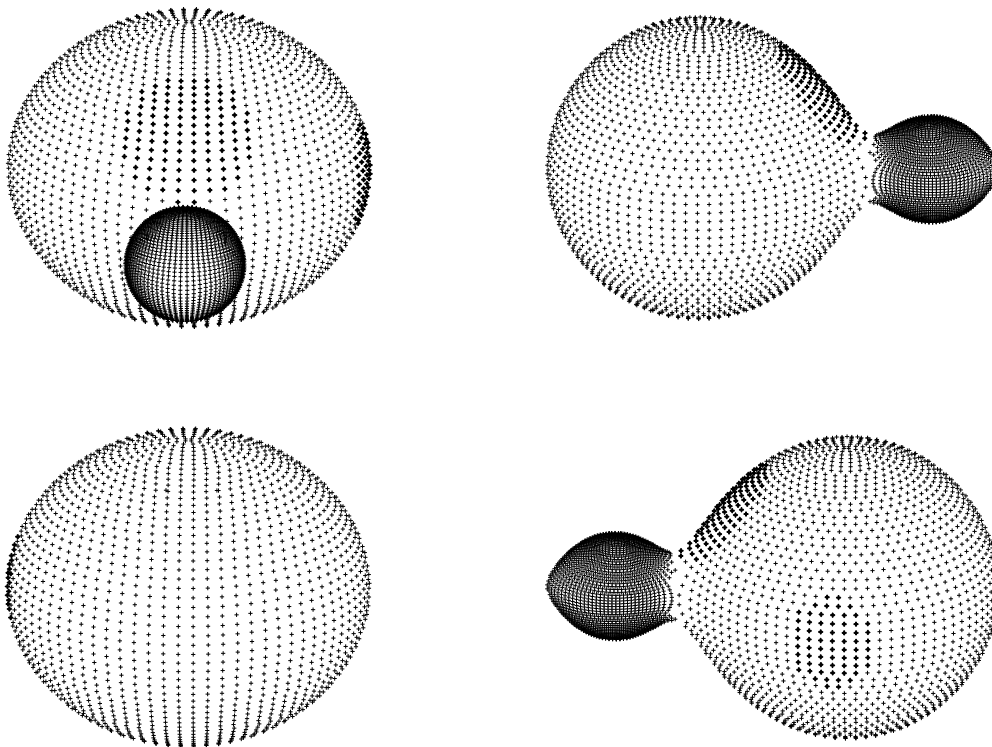
$E(B-V)=0$ esetében $BC=-0,^m20$ és $-0,^m17$; $E(B-V)=0,101$ esetében pedig $BC=-0,^m16$ és $-0,^m14$.

A rendszer teljes vizuális abszolút fényessége $M_V = 3,^m57 \pm 0,^m10$, ill. $M_V = 3,^m30 \pm 0,^m10$. A mérésekből származó maximális látszó fényesség, $V = 8,^m71 \pm 0,01$; a parallaxis $\pi = 10,01 \pm 1,34$ mas (ESA 1997). A kiszámolt távolságértékek a 28. táblázatban láthatóak.

$E(B-V)$	d_{Hip} [pc]	d_{RD} [pc]	d_s [pc]
0	$99,9 \pm 13,4$	$99,1 \pm 4,6$	$106,7 \pm 5,2$
0,101	$99,9 \pm 13,4$	$114,0 \pm 5,3$	$120,8 \pm 5,1$

28. táblázat.

A rendszer geometriai modelljét (rendre a 0; 0,25; 0,5; 0,75 fázisban ábrázolva) 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

Összefoglalás

A mintegy másfél évig tartó projekt során 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 spektroszkópiai mérések eredményeiből 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 fénygörbét, melyek segítségével meghatároztam a csillagok fizikai paramétereit és azok hibáit. A legfontosabb értékek a 29. 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 [°]	$67,0 \pm 0,1$	$88,4 \pm 1,0$	$62,3 \pm 0,2$	$63,1 \pm 0,6$	$68,9 \pm 0,8$
f	5,4%	19,4%	14,9%	-	96,4%
q	$0,57 \pm 0,23$	$0,33 \pm 0,04$	$0,29 \pm 0,04$	$0,66 \pm 0,07$	$0,082 \pm 0,030$
T_1 [K]	4355 ± 7	5770 ± 150	6250 ± 150	5030 ± 150	5860 ± 150
T_2 [K]	4800 ± 150	5980 ± 12	6182 ± 37	5270 ± 84	6210 ± 35
M_1 [M_\odot]	$0,772 \pm 0,151$	$1,060 \pm 0,058$	$0,996 \pm 0,033$	$0,667 \pm 0,014$	$1,503 \pm 0,011$
M_2 [M_\odot]	$0,440 \pm 0,056$	$0,354 \pm 0,025$	$0,296 \pm 0,009$	$0,442 \pm 0,017$	$0,123 \pm 0,002$
R_1 [R_\odot]	$0,84 \pm 0,13$	$1,17 \pm 0,05$	$1,20 \pm 0,04$	$0,80 \pm 0,03$	$1,67 \pm 0,01$
R_2 [R_\odot]	$0,65 \pm 0,10$	$0,72 \pm 0,03$	$0,71 \pm 0,02$	$0,60 \pm 0,03$	$0,61 \pm 0,01$

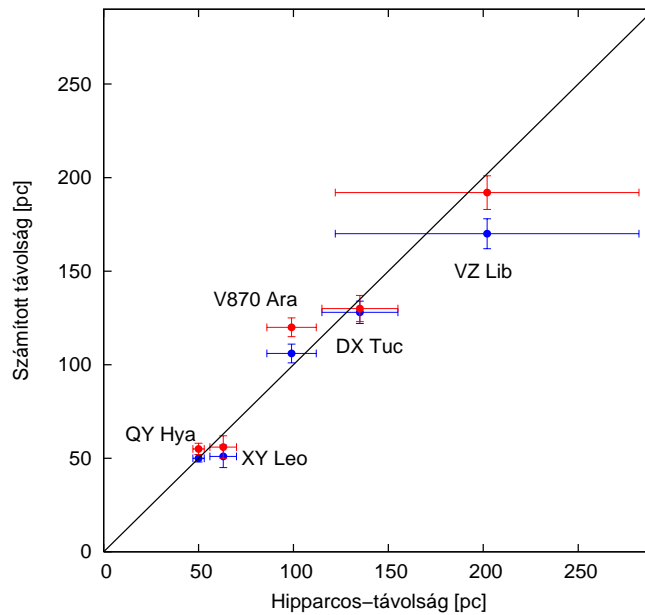
29. táblázat. A vizsgált kettőscsillagok fontosabb paramétereit

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 kettős; az eddig talált W UMa csillagok közül a harmadik legkisebb spektroszkópai 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 28. 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.



28. ábra. A saját számolásokból, ill. a Hipparcos-mérésekből származó távolságadatok összevetése (késsel a vörösödésmentes, pirossal a vörösödés felső korlátjával számolt értékek)

Munkánkkal hozzájárultunk a kettőscsillagok fejlődésének, tulajdonságainak jobb megértéséhez, s elősegítettük a további – általunk vagy mások által elvégzendő – statisztikai vizsgálatok pontosabbá tételét. Az eredményekből született egy kézirat (Szalai et al.: Multiplicity, magnetic cycles and extreme mass-ratio in a sample of southern close binaries), mely be lett küldve az *Astronomy & Astrophysics* c. folyóirathoz, s a dolgozat írásakor elfogadás előtt áll.

Köszönetnyilvánítás

Köszönettel tartozom témavezetőmnek, Mészáros Szabolcsnak, aki közös munkánk során sok segítséget nyújtott számomra. Köszönet illeti másik témavezetőmet, Dr. Vinkó Józsefet is hasznos tanácsaiért és szakmai útmutatásaiért. Konzulensemnek, Dr. Kiss L. Lászlónak külön köszönettel tartozom a mérések lehetővé tételéért és elvégzéséért, hasznos szakmai tanácsaiért és a dolgozat elkészítésében nyújtott segítségéért. Dr. Csizmadia Szilárdnak (MTA-CSKI) a modellezések során felmerülő kérdéseim megválaszolásáért tartozom hálával. Gáspár András hallgatótársamnak és barátomnak (SZTE TTK, University of Arizona) köszönöm a programozási és szerkesztési feladatok elvégzésében nyújtott segítségét és folyamatos biztatását. Programozási tanácsaiért Váradi Mihályt (MTA-CSKI) is köszönet illeti.

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

Hivatkozások

- [1] Barden, S.C.: 1987, *Astrophysical Journal*, **317**, 333-342.
- [2] Bemporad, A.: 1907, *Besondere Behandlung des Einflusses der Atmosphäre*
- [3] Binnendijk, L.: 1965, *Kleine Veröffentlichungen des Remeis-Sternwarte Barmberg*, **40**, 36.
- [4] Carroll, B.W. & Ostlie, D.A.: 1996, *An Introduction to Modern Astrophysics*, Appendix E
- [5] Claria, J.J. & Lapasset, E.: 1981, *Inf. Bull. Variable Stars*, No. 2035.
- [6] Csizmadia, Sz. & Klagyivik, P.: 2004, *Astronomy & Astrophysics*, **426**, 1001-1005.
- [7] ESA, 1997, *The Hipparcos and Tycho Catalogues*
- [8] Gazeas, K.D. et al.: 2005, *Acta Astronomica*, **55**, 123-140.
- [9] Gehlich, U.K., Prolls, J. & Wehmeyer, R.: 1972, *Astronomy & Astrophysics*, **18**, 477.
- [10] Gray, F.: 1992, *The Observation and Analysis of Stellar Photospheres*, 343-345.
- [11] Henden, A.A. & Kaitchuk, R.H.: 1982, *Astronomical Photometry* (New York, Van Nostrand Reinhold Company)
- [12] Hoffmeister, C.: 1933, *Astronomische Nachrichten*, **247**, 281.
- [13] Hoffmeister, C.: 1934, *Astronomische Nachrichten*, **253**, 193.
- [14] Kopal, Z.: 1955, *Annales d'Astrophysique*, **18**, 379.
- [15] Krajci, T.: 2006, *Inf. Bull. Variable Stars*, No. 5690.
- [16] Kreiner, J.M. et al.: 2003, *Astronomy & Astrophysics*, **412**, 465-471.
- [17] Landolt, A.U.: 1992, *Astronomical Journal*, **104**, 340.
- [18] Li, L. & Zhang, F.: 2006, *MNRAS*, **369**, 2001.
- [19] Lu, W., Rucinski, S.M., & Ogloza, W.: 2001, *Astronomical Journal*, **122**, 402.
- [20] Lucy, L.B.: 1967, *Zeitschrift für Astrophysik*, **65**, 89.
- [21] Lucy, L.B.: 1976, *Astrophysical Journal*, **342**, 1003.
- [22] Lucy, L.B. & Wilson, R.E.: 1979, *Astrophysical Journal*, **231**, 502.
- [23] Makarov, V.V.: 2003, *Astronomical Journal*, **126**, 1996.
- [24] Mészáros, Sz.: 2004, *Érintkező kettőscillagok fejlődésének modellezése*, diplomamunka, Szeged
- [25] Nordström, B. et al.: 2004, *Astronomy & Astrophysics*, **418**, 989-1019.
- [26] Patkós, L.: 1981, *Csillagászati Évkönyv*, 266.

- [27] Pribulla, T. & Rucinski, S.M.: 2006, *Astronomical Journal*, **131**, 2986.
- [28] Qian, S.B. et al.: 2005, *Astronomical Journal*, **130**, 224-233.
- [29] Rasio, F.A.: 1995, *Astrophysical Journal*, **444**, L41.
- [30] Ribas, I., Arenou, F. & Guinan, E.F.: 2002, *Astronomical Journal*, **123**, 2033-2041.
- [31] Rucinski, S.M.: 1992, *Astronomical Journal*, **104**, 1968.
- [32] Rucinski, S.M. et al.: 2001, *Astronomical Journal*, **122**, 1974.
- [33] Rucinski, S.M. & Duerbeck, H.W.: 1997, *PASP*, **109**, 1340-1350.
- [34] Sarna, M.J. & Fedorova, A.V.: 1989, *Astronomy & Astrophysics*, **208**, 111.
- [35] Schlegel, D.J., Finkbeiner, D.P. & Davis, M.: 1998, *Astrophysical Journal*, **500**, 525.
- [36] Selam, S.O.: 2004, *Astronomy & Astrophysics*, **416**, 1097.
- [37] Tsessevich, V.P.: 1954, *Izv. Astr. Obs. Odessa*, **4**, 196.
- [38] Vilhu, O. & Rucinski, S.M.: 1985, *Acta Astronomica*, **35**, 29.
- [39] Vinkó, J.: 1992, *Kettős rendszerekben található változócsillagok vizsgálata*, kandidátusi értekezés
- [40] Wilson, R.E. & Devinney, E.J.: 1973, *Astrophysical Journal*, **182**, 539.
- [41] Wilson, R.E. & Van Hamme, W.: 2004, *Computing Binary Star Observables*
- [42] Yakut, K. et al.: 2003, *Astronomy & Astrophysics*, **401**, 1095-1100.
- [43] Zola, S. et al.: 2004, *Acta Astronomica*, **54**, 299-312.