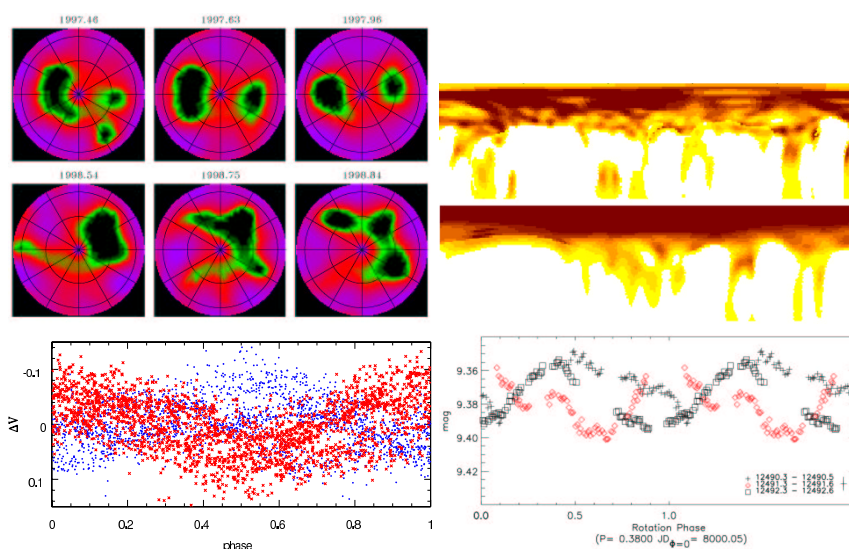


# Az LO Pegasi mágneses aktivitásának finomléptékű vizsgálata

TDK dolgozat



Készítette: Csorvási Róbert, V. éves csillagász hallgató

Témavezető: Dr. Oláh Katalin,  
MTA KTM Csillagászati Kutató Intézet

Konzulens: Dr. Szatmáry Károly,  
SZTE Kísérleti Fizikai Tanszék

Szeged, 2006

# Tartalomjegyzék

<b>1. Bevezető</b>	<b>3</b>
<b>2. Az LO Peg rövid előtörténete</b>	<b>5</b>
<b>3. A mágneses aktivitás a rotáció és a konvekció tükrében</b>	<b>18</b>
<b>4. Poláris foltok</b>	<b>19</b>
<b>5. Műszerek és megfigyelések</b>	<b>21</b>
5.1. Műszerek . . . . .	21
<b>6. Modellezés</b>	<b>25</b>
6.1. Analitikus folt modellek . . . . .	25
6.1.1. A standard folt modell . . . . .	25
6.1.2. A folthőmérséklet modellezése . . . . .	27
6.2. Az LO Peg modellezése . . . . .	28
<b>7. Eredmények</b>	<b>31</b>
7.1. 2005–ös mérés sorozat eredményei . . . . .	31
7.2. 2006–os mérés sorozat eredményei . . . . .	37
7.3. Folt evolúciós történet . . . . .	42
<b>8. Összefoglalás</b>	<b>48</b>
<b>Köszönetnyilvánítás</b>	<b>50</b>
<b>Hivatkozások</b>	<b>52</b>
<b>A. Függelék</b>	<b>56</b>
A.1. Alapkorrekciók . . . . .	56
A.1.1. A nullszint korrekció . . . . .	56
A.1.2. A sötétáram korrekció . . . . .	57

A.1.3. A flat korrekció . . . . .	58
A.2. A képek összetolása . . . . .	59
A.3. Fotometria . . . . .	60
A.3.1. Az apertúra–fotometria → (PHOT) . . . . .	60
A.4. Standard transzformáció . . . . .	61
<b>B. Illesztések</b>	<b>64</b>
B.1. 2005 . . . . .	64
B.2. 2006 . . . . .	68

# 1. Bevezető

A Napon megfigyelhető aktivitási jelenségek a mágneses terének következményei, mely a konvektív zónában jön létre és tör a felszínre, ezáltal előidézve a napfoltokat, fáklyamezőket, stb. Az aktivitási jelenségek részletes tanulmányozásával az őket létrehozó mágneses tér szerkezetét lehet vizsgálni, továbbá megrekonstruálható egy nap dinamó modell. Aktivitási jelenségeket más, külső konvektív zónával rendelkező hideg csillagok esetében is megfigyeltek.

Ezek tanulmányozása alkalmat nyújt arra, hogy teszteljük a Nap dinamó modelleket. Csak a Napunk vizsgálata nem elég ahhoz, hogy egy egységes dinamó modellt állítsunk fel, az ehhez vezető út a különböző aktivitási szintet mutató csillagok nagy számú mintájának részletes vizsgálatában rejlik.

Elsőként a foltos változók fizikai modelljének alapgondolatát Ismael Boulliau fekteti le 1667-ben. Az *o Ceti* (Mira) fényváltozásait vizsgálva leírja, hogy a csillag egyik féltékéje fényesebb, mint a másik, s ez a tengely körüli forgás következtében fényességváltozást okoz (ma már tudjuk, hogy más okok vannak a háttérben). Ezek után a csillagfolt hipotézis még kétszáz évig kering a köztudatban, majd a XX. század hajnalán a különböző precíz méréseknek köszönhetően egyre inkább háttérbe szorul, mert más fizikai okok mutatkoznak a fénygörbe változások okaként. Mérőföldkőnek számítanak Kron XX. század közepén publikált munkái (Kron (1947), Kron (1952)), mert ezekben először találkozott az elmélet és a realitás. Ennek ellenére nem történt forradalmi változás ezen a téren egészen az 1960-as évek derekáig. Hoffmeister (1965) és Chugainov (1966) egymástól függetlenül, újra felelevenítik a csillagfoltok elméletét, ezt követően a csillagfoltok gondolata mindinkább gyökeret ver a tudományos köztudatban. Ebben elévülhetetlen érdem illeti Douglas S. Hallt, aki az 1974-ben, Budapesten megrendezett 29. IAU Kollokviumon tett kísérletet a foltos változók osztályozására.

Számos aktív csillag jó megválasztása alkalmas a dinamó elméletek tesztelésére és fejlesztésére. A magányos csillagok között ezek a fősorozat előtti- (T Tauri típusú csillagok) és a fősorozati fejlődésük korai szakaszában levő Nap típusú csillagok. A kialakult szoros kettős rendszerekben (magam is foglalkoztam egy szoros kettős mágneses

aktivitásának vizsgálatával Borkovits et al. (2005)), ahol a komponensek gyorsan rotálnak és erős az árapály erő, erősen mágnesesen aktívak (RS CVn típusú, BY Dra típusú, W UMa típusú és Algol szerű rendszerek). Végül a gyorsan rotáló magányos óriások az FK Com típusú csillagok, melyek valószínűleg korábban W UMa kettősök voltak, csak egybeolvadtak a mágneses fékeződés következtében.

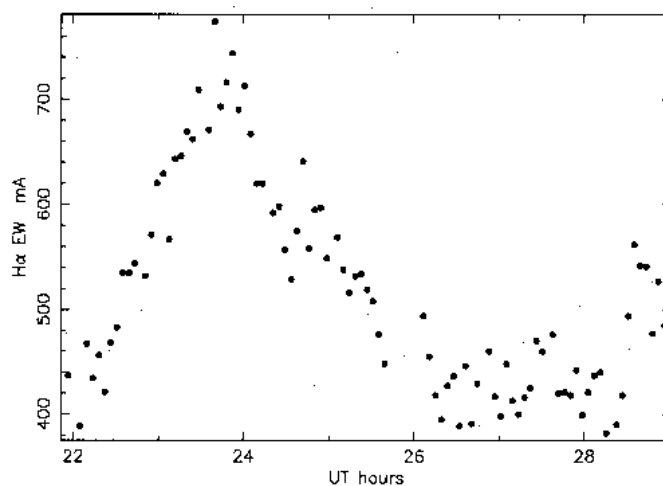
Az elmúlt bő fél évszázad alatt megnövekedett a különböző, kiforrott obszervációs eszközök és diagnosztikus módszerek száma. A hosszú idejű fotometriai észlelések az aktív régiók evolúciójáról és csillag aktivitási ciklusokról árulkodnak. A nagy felbontású spektroszkópiai mérések az aktív régiók struktúrájának és a csillagok differenciális rotációjának tanulmányozását tették lehetővé a Doppler imaging technika segítségével (Vogt et al. (1987), Rice et al. (1989), Piskunov et al. (2002), Collier (1992), Jankov & Foing (1992), Berdyugina (1998), Rice & Strassmeier (2000)). A molekula vonalak és sávok obszervációja egyedüli lehetőséget adott a fel nem bontott csillagfoltokba való betekintésre (Berdyugina (2002)) és a foltok hőmérsékletének mérésére (O'Neal et al. (1996)). A spektropolarimetriai mérések lehetőséget adnak a mágneses tér eloszlásának vizsgálatára a Zeemann–Doppler imaging technikának (Donati et al. (1997)) köszönhetően. Az újszerű eljárások, (spektro) interferometria, mikrolencsézés, asztroszeizmológia, stb., csak növelik a csillagfoltok tanulmányozására alkalmas eszközök és technikák arzenálját. A felsorolt technikák ismertetése túlhaladja a jelen dolgozat kereteit, majd csak a fénygörbe modellezésről (Light Curve Modelling) lesz szó részletesebben.

A csillagfoltok által rotációsan modulált fényváltozások felfedezése óta nagy mennyiségű adat gyűlt össze a különböző típusú aktív csillagokról. A fényesség és színindex változásból meghatározható a foltok hőmérséklete és ezek relatív területe, illetve a foltok hosszúsága. A foltok szélessége zajos fotometriai adatsorok esetén meghatározhatatlan, de igen pontos fotometriai adatsorok esetén lehetőség nyílik rá (pl. Croll et al (2006)). A Doppler térképek megmutatják a folteloszlást, melyek egyébként teljesen más képet mutatnak, mint amit a Napunkon megfigyelhetünk. A csillagfoltok polarimetriás mérései segítenek abban, hogy vizsgálni tudjuk az őket létrehozó mágneses terek természetét.

A dolgozatban ismertetem a címben szereplő csillag rövid előtörténetét, áttekintem a rotáció és aktivitás kapcsolatát, illetve a poláris foltok elméleti hátterét, majd a méréseimről számolok be, és végül az adatok feldolgozásához használt szoftverről és a kapott eredményekről írok. Befejezésképpen, pedig összefoglalom eredményeimet, továbbá ismertetem a jövőbeli terveket.

## 2. Az LO Peg rövid előtörténete

Az LO Peg egy egyedüli kistömegű fiatal gyors rotátor a Nap szomszédságában. Először az 1990-es évek legelején a ROSAT Wide Field kamerával detektálták az extrém ultraibolya tartományban és az RE J2131+23 katalógusszámot kapta. Ezután egy újabb extrém ultraibolya tartományban készült nagy felmérés során is detektálták és katalogizálták EUVE J2131+23.3 néven. Jeffries & Jewell (1993) mélyebbrehatóan vizsgálták a ROSAT Wide Field kamerával észlelt késői típusú aktív csillagok kinematikáját, melynek eredményeképpen az LO Pegasit galaxisunkon belüli mozgására alapozva a Lokális Asszociáció tagjaként azonosították.



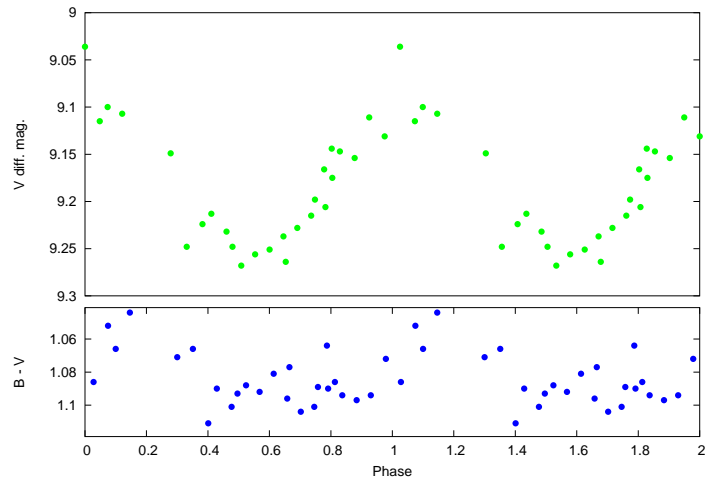
1. ábra. A H $\alpha$  vonal ekvivalens szélességének változása. Forrás: Jeffries et al. (1994)

Az első részletes tanulmány Jeffries et al. (1994) cikkében található, melyben spektroszkópai és fotometriai vizsgálatokat végeztek a csillagról. Folyamatos spektroszkópai megfigyeléseket végeztek 1992. augusztus 10. és 16. között. A mérésekből keresztkorrelációs módszerrel radiális sebességet határoztak meg, melynek átlagára  $-17.4 \text{ km s}^{-1}$  adódott  $2.3 \text{ km s}^{-1}$  szórással. A szórás értéke nem nagyobb, mint amit egy egyedülálló csillag esetében várhatunk. Az augusztus 14/15 éjszakai mérésből megállapított radiális sebességek szinuszosidális változást mutattak körülbelül  $2.5 \text{ km s}^{-1}$  amplitúdóval. A  $v_{eq \sin i}$  értékét keresztkorrelációs módszerrel határozták meg, melyre  $69 \pm 1 \text{ km s}^{-1}$  adódott.

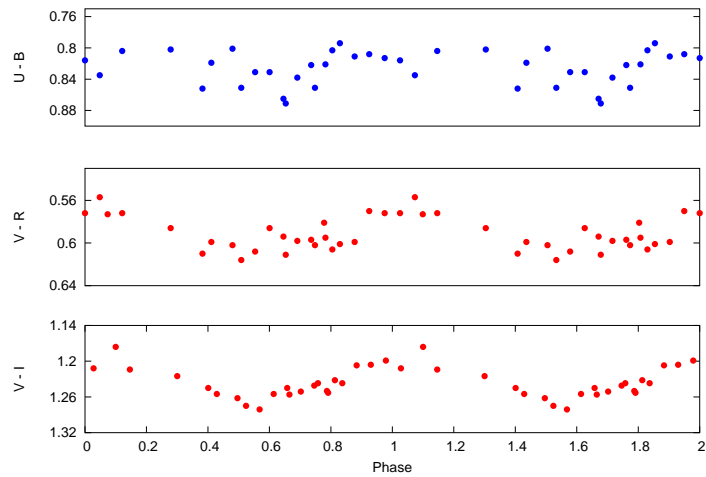
A mérés időtartama alatt a  $H\alpha$  vonal ekvivalens szélességei változást mutattak. Az 1992. augusztus 14/15 éjszakai mérésből meghatározott ekvivalens szélesség értékek (1. ábra) átmeneti flare tevékenységre emlékeztető viselkedést vagy a felszíni aktív régiók rotációs modulációját mutatták. 1992. szeptember 14. és 21. között újabb spektroszkópai méréseket végeztek a Ca II H és K, illetve a H $\epsilon$  emissziós vonalakra, melyek átlagos fluxusaira rendre  $4.74 \times 10^{-13}$ ,  $5.97 \times 10^{-13}$  és  $1.35 \times 10^{-13} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}$  értékeket kapták.

A fotometriai méréseket 1992. szeptember 4/5 és 17/18 között végezték. Összehasonlítónak a  $BD + 22^\circ 4377$  és  $BD + 22^\circ 4302$  csillagokat használták és a legjobb éjszakákon készült adatsorokból meghatározott standardizált fényesség értékek az LO Pegasira  $V = 9^{\text{m}}19 \pm 0^{\text{m}}05$ ,  $(B-V) = 1^{\text{m}}08 \pm 0^{\text{m}}02$ ,  $(U-B) = 0^{\text{m}}82 \pm 0^{\text{m}}08$ ,  $(V-R)_{KC} = 0^{\text{m}}59 \pm 0^{\text{m}}02$ ,  $(V-I)_{KC} = 1^{\text{m}}23 \pm 0^{\text{m}}03$  adódtak. A  $V$  szűrős adatokból  $0.42375$  napnak állapították meg a forgás periódusát.

A fénygörbékből (2., 3. ábra) egyértelműen látszik a folt vagy foltok moduláló hatása, melynek amplitúdója  $\Delta V \approx 0^{\text{m}}15$ . A színgörbék szórnak, de egyértelműen mutatják az aktív területek általi modulációt,  $(V-I)_{KC} \approx 0^{\text{m}}05$  míg a  $(B-V)$  és  $(V-R)_{KC}$  kisebb mint  $0^{\text{m}}03$  amplitúdóval. A cikkben nem említették, de figyeljük meg, hogy a  $V$ -ben mutatott fényességváltozáshoz képest a  $B-V$  színindexgörbe el van tolódva hozzávetőlegesen  $0.1$  fázissal (mely hosszúságra vetítve  $36^\circ$ ), szemben a  $V-R$  és  $V-I$  színindexgörbékkel.



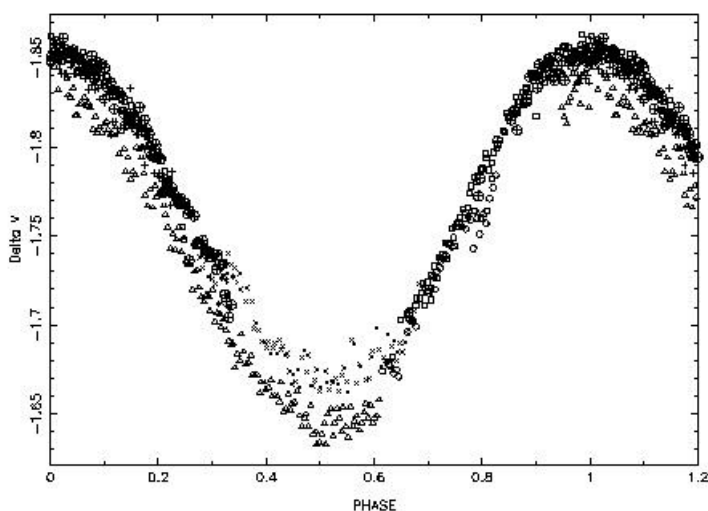
2. ábra. Jeffries et al. (1994) fotometriai mérései.  $V$  szűrős adatsor (fent) és a  $B - V$  színindex változása kb. 0.1 fázissal eltolódva a  $V$  szűrős fényességváltozáshoz képest (lent).



3. ábra. Jeffries et al. (1994) fotometriai mérései. Az  $U - B$ ,  $V - R$ ,  $V - I$  színindexek változása.



A  $(B - V)$  és  $(R - I)_{KC}$  színindexekből meghatározott effektív hőmérsékletek 4400 K és 4200 K. Ezeket felhasználva 4100 K – 4500 K hőmérséklet tartományban modellezték a lítium vonalakat, melynek eredménye képpen a lítium elemgyakoriságára  $1.30 \pm 0.25$  érték adódott, mely jelzi, hogy az LO Pegasi egy nagyon fiatal csillag. A  $[Fe/H] = 0.0 \pm 0.1$ . A megállapított fizikai paramétereit alapján felrajzolták a HRD-re és meghatározták a fejlődési útját, melyből következtettek az életkorára, ami több mint 30 millió év lehet.

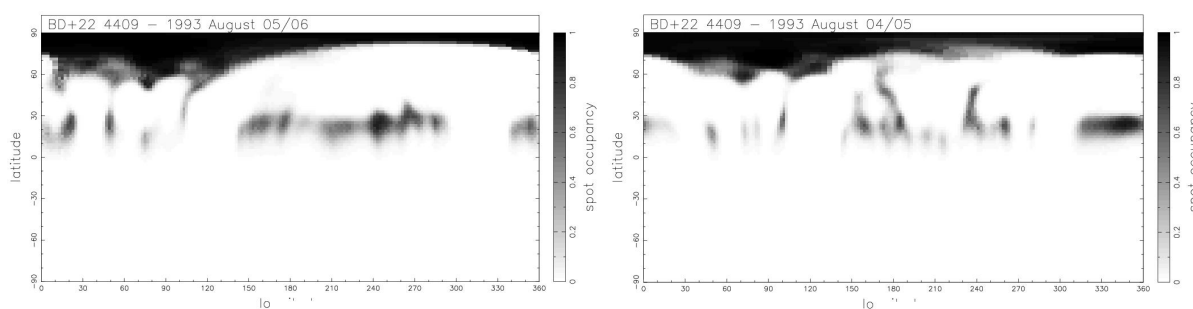


4. ábra. Robb & Cardinal (1995)  $V$  szűrős fotometriájának eredménye. A különböző jelek az egyes éjszakákat jelölik.

A méréseik alapján modellezték a folt vagy foltok paramétereit. A SPOTPIC nevű modellező programot használták.  $50^\circ$ -on rögzítették a csillag inklinációját, továbbá  $40^\circ$ -os szélességre raktak egy foltot. Úgy találták, hogy egy kétfoltos modellel jól illeszthetőek a fénygörbék. Az egyik folt  $0.53 \pm 0.02$  fázisnál volt  $2600 \pm 300$  K hőmérséklettel és  $6.6 \pm 0.3$  %-os fedettséggel. A másik folt hőmérsékletét 2600 K-en rögzítve  $0.75 \pm 0.02$  fázisnál találták és  $1.5 \pm 0.5$  %-os fedettséget mutatott.

Feltétlen meg kell említeni, hogy nem találtak meggyőző bizonyítékot cirkumsztelláris anyag jelenlétére a csillag körül, mely meglepetés, mert az LO Pegasirhoz hasonló csillagok, mint az AB Dor vagy HD 197890 körül észleltek. A szerzők nem tudtak egyértelmű magyarázatot adni a megfigyeltekre.

Időben a következő cikk 1995–ben jelenik meg Robb & Cardinal (1995) tollából. 1995. július 11. és 16. között végeztek fotometriát egy fél méter átmérőjű távcsővel  $V$  színben. 633 fotometriai pont született (4. ábra), melyek nincsenek a nemzetközi rendszerbe transzformálva. Fázis diszperziós minimalizálás módszerrel  $0.4232 \pm 0.0075$  napnak adódott a periódus, mely jó egyezésben van a Jeffries et al. (1994) által meghatározottal. A fénygörbe amplitúdója  $0^m15$ -től  $0^m2$ -ig növekedett a mérés időtartama alatt. Ez jelzi, hogy a folt vagy foltok mérete és/vagy hőmérséklete pár napos időskálán változott.



5. ábra. Lister et al. (1999) 1993–as méréseinek Doppler térképei. A vízszintes tengelyen hosszúság van, míg a függőleges tengelyen szélesség.

Az első Doppler térképről Lister et al. (1999) cikkében olvashatunk. 1993. augusztus 4/5 és 5/6 éjszakákon 71 és 79 spektrumot vettek fel az LO Pegasiról, melyek centrális hullámhossza  $5372\text{Å}$  volt. Kurucz ATLAS9 LTE modelljét használva a folt és a fotoszféra hőmérsékletére 3500 K és 4250 K értéket kaptak. A felszíni képrekonstrukcióhoz a legkisebb négyzetes dekonvolúció módszerét is felhasználták. A legkisebb négyzetes dekonvolúció az Echelle spektrográfokkal elérhető nagy hullámhossz intervallumokon alkalmazható. Az eljárás az intervallumon található összes fotoszferikus vonalat kom-

binálja össze egyetlen, nagy jel/zaj viszonyú vonalprofilá. Ennek eredményeképpen az augusztus 4/5 éjszakai mérésekből a  $v_{eq} \sin i = 69 \text{ km s}^{-1}$  és  $v_{rad} = -19.25 \text{ km s}^{-1}$ , míg az augusztus 5/6 éjszakai mérésekből  $v_{eq} \sin i = 69.5 \text{ km s}^{-1}$  és  $v_{rad} = -23 \text{ km s}^{-1}$  értékek adódtak, melyek jó egyezésben vannak a Jeffries et al. (1994) által kapott értékekkel.

A Doppler technikával rekonstruált képek (11. ábra) egy markáns pólusfoltot mutatnak, mely gyorsan rotáló aktív csillagoknál várható is, azonban a képek  $25^{\circ} - 30^{\circ}$  szélességen is mutatnak egy kis méretű foltokból álló övet mind a két éjszakán. Erre alapozva a szerzők azt írják, hogy ennek valószínűsíthető oka, hogy valami miatt eltér a standard dinamó elmélettől az itt lejátszódó mechanizmus. Lehetséges okokként a késői spektráltípusú csillagok mély konvektív zónáját jelölik meg, illetve elképzelhető szerintük, hogy mint a Nap esetében is a felszínre kerülő fluxuscsovek az egyenlítő felé vándorolnak a ciklus során. Megbontva a kronológiai sorrendet, el kell mondani, hogy az itt készült Doppler térképeket újra értékelik, miután Barnes et al. (2005) egy hetes folyamatos spektroszkópiai méréseket végeznek 1998–ban, és akkor már sajnos az alacsony szélességű foltok nem lesznek, de erről majd alább lesz szó részletesen. Ennek ellenére kiemelnék néhány fontos mondatot a cikkből. Az már ekkora jól látszik, hogy az LO Pegasi pekuliáris az ismert társaihoz (pl. AB Dor,  $\alpha$  Per halmaz G törpe csillagai, stb.) képest. A szerzők leírják, hogy csak akkor juthatunk előrébb az LO Pegasi pekularitásának megfejtésében, ha rendelkezésre állnának szimultán több-szín fotometriai és spektroszkópiai mérések. Ezek révén fel lehetne térképezni a fotoszféra egyes rétegeiben lezajló folyamatokat és azok közti kölcsönhatásokat. Továbbá a már ismertetett fotometriai mérésekből jól kitűnik, hogy a felszíni struktúrák fejlődése alig kevesebb, mint egy hónapos időskálán történik, ezért szükség lenne hosszú időbázisú, folyamatos fotometriai mérésekre. Sajnos az eddigi fotometriai adatsorok rövid időt fognak át és nagyon távoliak egymástól, arról nem is beszélve, hogy kevés a több szűrőben készült nemzetközi rendszerbe transzformált mérés.

Még ugyan ebben az évben Eibe et al. (1999) révén megjelent egy cikk, mely az LO Pegasi mágneses aktivitását vizsgálta spektroszkópiai megfigyelések alapján. 1993. augusztus 4. és 5. éjszakákon készült nagyfelbontású Echelle spektrumok alapján

nagymértékű aktivitást mutattak ki flare és plage régiók formájában, mely jó egyezésben van a Jeffries et al. (1994) munkájában prezentáltakkal. A fotoszferikus vonalak vizsgálata nagy folt/foltok jelenlétét mutatta, de a felbontás nem volt elegendő ahhoz, hogy ennél többet mondhassanak. A tanulmány meggyőző bizonyítékot szolgáltat egy erős lefelé irányuló anyagáramlásról a fotoszférában. Ezt az intenzív anyagáramlást a mágneses tér és a plazma anyaga közti kölcsönhatással magyarázzák.

2003-ban megjelenik egy kis munka Dal & Tas (2003) révén, akik 2002. július 24. és október 31. között végeznek Johnson  $B, V$  színben fotometriai méréseket. A  $BD+22^{\circ}4417$  és  $BD+22^{\circ}4377$  használták összehasonlító és check csillagoknak. Összesen 18 éjszaka mérésük született, melyeket standard transzformáltak.

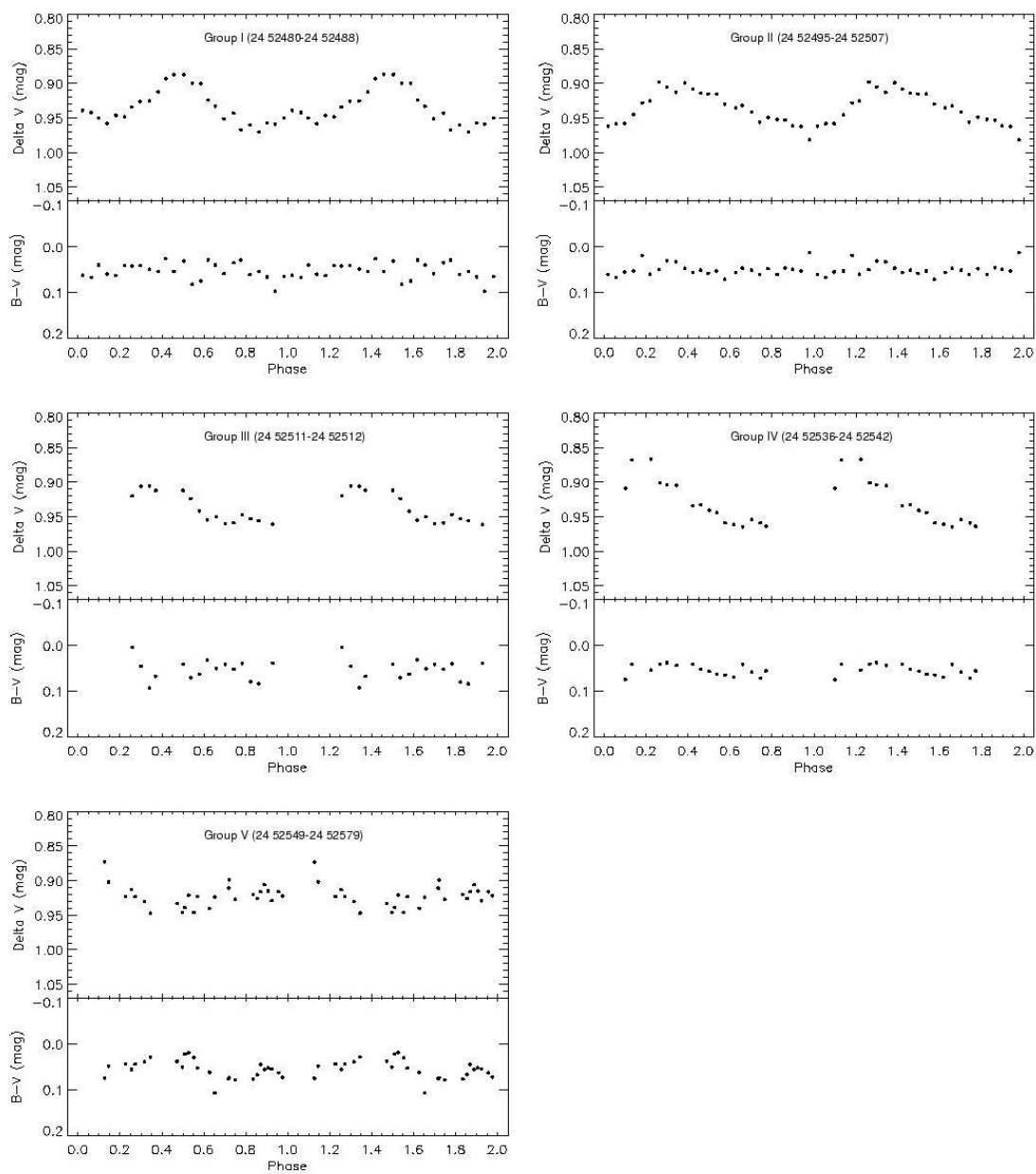
A fénygörbék az 6. ábrán láthatók, továbbá a megállapított tulajdonságai a fénygörbéknek a 1. táblázatban összefoglalva láthatók.

Adat csoport	JD idő intervallum (24 52000 +)	Amplitúdó (mag)	$\theta_{min}(I)$	$\theta_{min}(II)$
I	480 – 488	0.080	0.8	0.1
II	495 – 507	0.067	0.0	
III	511 – 512	0.070	0.0	0.7
VI	536 – 542	0.069	0.7	
V	549 – 579	0.046	0.4	

1. táblázat. A fénygörbék tulajdonságai.  $\Theta$  értékek a fénygörbe minimumok fázisait jelentik.

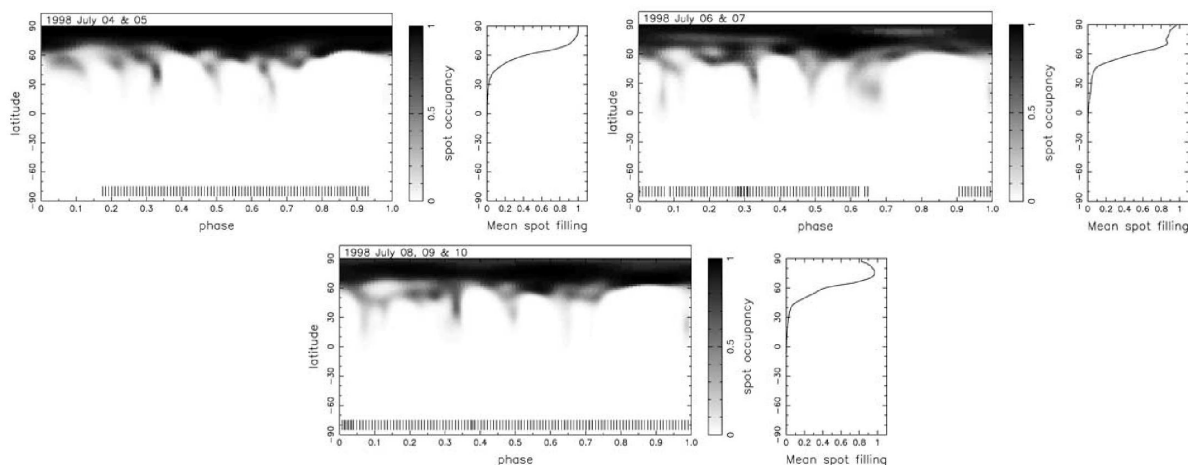
A fénygörbe csoportok közül az I és III erősen aszimmetrikusak, mely két folt jelenlétét jelzi. Migráció figyelhető meg az egymást követő fénygörbe csoportoknál, továbbá az amplitúdók a mérés teljes időintervalluma alatt szignifikáns csökkenést mutattak, mely a folt/foltok dinamikus változását jelzik.

Ezután a rá következő évben Barnes et al. (2005) munkájukban egy hetes folyamatos spektroszkópiai mérés eredményéről számolnak be. A méréseket 1998. július 4. és 10.



6. ábra. Dal & Tas (2003)  $B$  és  $V$  szűrős fotometriájának eredménye.

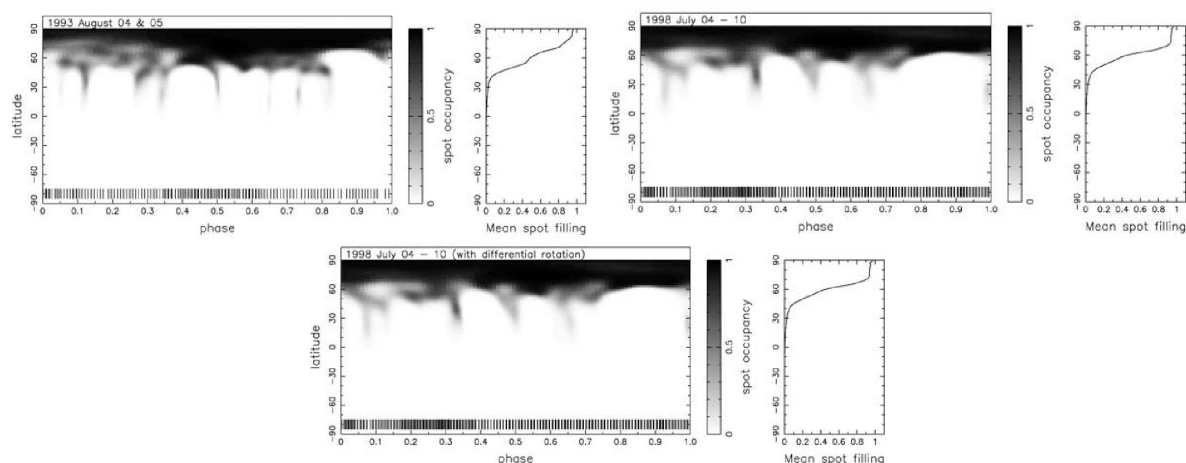
között végezték, mely során közel 350 spektrumot rögzítettek, melyek a 4359–7352Å tartományt fedték le. A mérések közelítőleg 0.4 fázist fedtek le az egyes éjszakákon, ezért összekombináltak 2 vagy 3 éjszakát egy teljes fázis lefedése érdekében. Így 3 rekonstruált Doppler képet kaptak (7. ábra). Minden képen egy nagyon markáns pólusfolt volt jelen. A pólusfolt mérete  $25^\circ$  körüli volt. Az átlagos foltkitöltöttség alapján elmondható, hogy a mérés ideje alatt nagyon zárt volt a pólusfolt (8. ábra, jobb felső kép), a magas szélességeken két nagy folt vagy foltcsoportot mutattak ki közel  $180^\circ$  távolságra egymástól, melyek középei 0.0–0.1 és 0.5–0.6 fázisoknál volt.  $15^\circ$  alatt nem mutattak a rekonstruált képek foltot. Ahogy Lister et al. (1999) ők is a legkisebb négyzetes dekonvolúció módszerét használva állapították meg az LO Pegasi egyes paramétereit.



7. ábra. Barnes et al. (2005) 1998–as méréseinek Doppler térképei.

Összehasonlították a méréseik alapján kapott Doppler képeket a Lister et al. (1999) által kapottal, de ezt egzaktul megtehessek újra kellett rekonstruálni az 1993–as méréseket. Míg Lister et al. (1999)  $v_{eq} \sin i = 69 \text{ km s}^{-1}$  értéket használtak kezdőértéknek folttalan csillagot feltételezve, mely nem volt pontos megoldás, mert a folt deformálta a színeképvonal profilokat ezáltal rontva a radiális sebesség bizonytalanságát, addig Barnes et al. (2005) a legkisebb négyzetes dekonvolúció módszerével  $v_{eq} \sin i = 65.84 \text{ km s}^{-1}$  értéket

határoztak meg és használtak a Doppler képkalkotás során. A képrekonstrukciós eljárás nagyon érzékeny a kezdeti radiális sebesség értékre. Ezáltal az újra rekonstruált kép (8. ábra, bal felső kép) nagyon hasonló mintázatot mutatott az 1998–as mérésekhez. A szerzőket idézve, eleddig csak közép késői K spektráltípusú fősorozati csillagokról készült tanulmány és ilyen szempontból fontos az LO Peg vizsgálata. A folt fejlődés meglehetősen stabil. Láthattuk, hogy az 1993–1998 időszak között végig jelen volt a domináns pólusfolt, továbbá a foltok hosszúság eloszlásában sem volt nagymértékű változás. Ez érdekes, mert a nem sokkal korábbi spektráltípusú K3V, de gyorsabban rotáló ( $P_{rot}=0.38$  nap) Speedy Mic nem mutatott pólustevékenységet mikor 1998–ban észlelték. A korai M törpe csillagok, mint az EK Dra és HK Aqr, melyeknek hasonló a periódusa, szintén nem mutattak ennyire domináns pólustevékenységet megfigyelésük idején. A legkisebb négyzetes dekonvolúció eredménye képpen a differenciális rotáció (8. ábra, alsó kép) paramétereit is meghatározták.

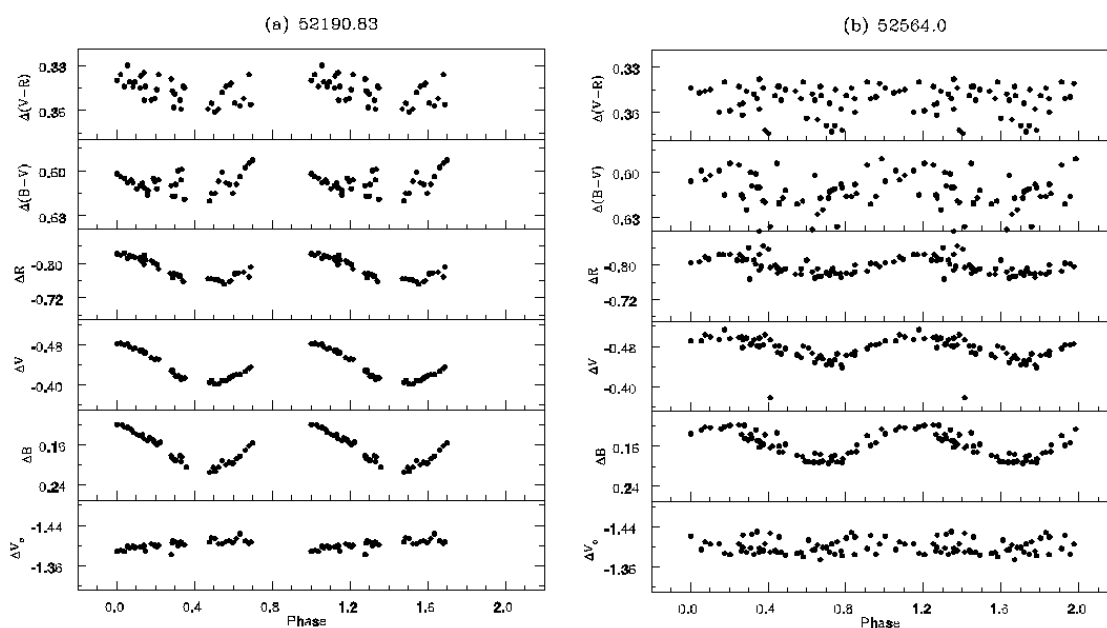


8. ábra. Barnes et al. (2005) által újra rekonstruált Doppler térkép (bal felső kép). Az 1998-as Doppler térképek átlaga (jobb felső kép). Az 1998-as Doppler térképek átlaga differenciális rotációval (alsó kép).

A differenciális rotáció paramétereit általános esetben, amikor alacsony szélességeken is jelen vannak a foltok, keresztkorrelációs módszerrel határozzák meg. Azonban az LO Pegasi esetében ez az út járhatatlan volt, így az egyik képből (8. ábra, jobb felső kép) lé-

nyegében különböző differenciális rotáció értékeket kipróbálva előállították a későbbi képet, mikor az előállított kép a legjobban egyezett a későbbi képpel, az ahhoz tartozó értékeket fogadták el (Donati et al. (2000)). Így Nap típusú differenciális rotációs törvényt,  $\Omega(\theta) = \Omega_o - \Delta\Omega \sin^2(\theta)$  tekintve (ahol  $\theta$  a szélesség),  $\Omega_o = 14.86 \pm 0.0027 \text{ rad nap}^{-1}$  és  $\Delta\Omega = 0.034714 \pm 0.006692 \text{ rad nap}^{-1}$  értékeket kaptak, továbbá a rotációs periódus 0.423229 napnak adódott.

A következő tanulmány (Pandey et al. (2005)) három kromoszférikus aktivitást mutató csillag, köztük az LO Pegasi optikai és röntgen tartományban történő vizsgálatáról szól. A cikkben 2001–2002 októbere között készült 7 éjszaka több–szín fotometriáját, továbbá 1993. december 7–8 között röntgen tartományban készült mérések eredményét prezentálják és SED (Stellar Energy Distribution) módszerrel új effektív hőmérsékletet állapítanak meg.

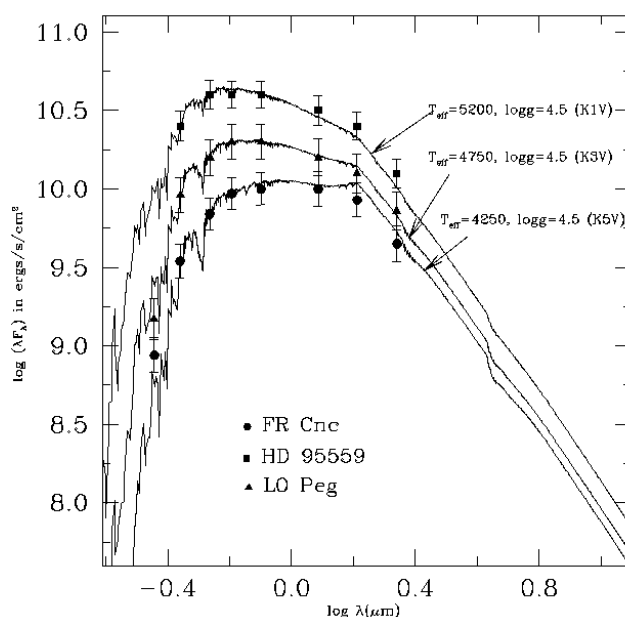


9. ábra. Pandey et al. (2005) fotometriájának eredménye.



A fotometriai adatsort két részre osztották. A fénygörbék (9. ábra)  $\Delta V$  amplitúdói  $0^m081$ -ről  $0^m050$ -ra csökkentek az adott időintervallumban és 0.50 illetve 0.66 fázisoknál mutattak egy minimumot. Ez jelzi, hogy az adott időszakban a foltkonfiguráció megváltozott. A fénygörbe tulajdonságok hasonlóságot mutatnak a BY Draconis típusú csillagokéval. Felhasználva a saját méréseiket és Dal & Tas (2003) méréseit a fázis eltolódás mértékére  $0.85 \pm 0.03^\circ/nap$ -ot kaptak, melyből a migrációs periódus  $1.12 \pm 0.05$  évnak adódott. A fénygörbék és a színindex görbék erősen korreláltak, mely sötét folt jelenlétét támasztja alá a csillag felszínén.

Fontos eredménye a tanulmánynak, hogy talán jóval pontosabb effektív hőmérsékletet határoztak meg az eddigieknél SED (Stellar Energy Distribution) módszerrel (10. ábra). Az LO Peg esetén  $UBVRI$  és a 2MASS  $JHK$  adatait használták. Az így megállapított hőmérséklet és a többi adat a 2. táblázatban látható.



10. ábra. Az LO Peg effektív hőmérsékletének meghatározása SED (Stellar Energy Distribution) módszerrel.

Összefoglalva az eddigieket, jól kitűnik hogy az LO Pegasi egy izgalmas objektum, mert egy kicsit elüt társaitól, mégis a róla készült mérések kevésnek bizonyulnak ahhoz, hogy megmagyarázzuk egyediségét és hiányt pótlóak lennének hosszú idejű, folyamatos, nemzetközi rendszerbe transzformált több–szín fotometriai adatsorok és spektroszkópiai megfigyelések. Ezenkívül nem szabad elfelejteni, hogy ilyen spektráltípusú aktív törpe csillagról mélyreható, részletes vizsgálat nem készült még.

Paraméter	Érték
Spektrál típus	K3 V
V(mag)	$8.82 \pm 0.01$
$M_V$ (mag)	$6.80 \pm 0.01$
$M_{bol}$ (mag)	$6.30 \pm 0.01$
$T_{eff}$ (K)	$4750 \pm 250$
log g	$4.5 \pm 0.5$
L ( $L_{nap}$ )	$0.25 \pm 0.02$
M ( $M_{nap}$ )	$0.66 \pm 0.02$
R ( $R_{nap}$ )	$0.72 \pm 0.10$
$\nu_\alpha$ (mas/év)	$132.06 \pm 1.01$
$\nu_\delta$ (mas/év)	$-144.83 \pm 0.93$
$\pi$ (mas)	$39.91 \pm 1.18$

2. táblázat. Az LO Peg meghatározott paraméterei

### 3. A mágneses aktivitás a rotáció és a konvekció tükrében

Észlelési és teoretikus oldalról is alátámasztott tény, hogy a rotációnak és a konvekciónak kitüntetett szerepe van a csillag mágneses terének felszínre juttatásában, a tér felerősítésében és strukturálásában, mely végsősoron a csillag megfigyelhető aktivitásának alapja (pl. Mullan (1974), Pallavicini et al. (1981), Mangeney (1986), stb.). A dinamómechanizmus hatásfoka a rotáció sebességével értelemszerűen együtt nő, így az a gyorsan forgó fiatal K és M törpék és K óriások, valamint a T Tauri csillagok esetében fejti ki hatását legintenzívebben. Az aktivitási szint kvantitatív jellemzésére alkalmas mennyiség a Rossby szám:

$$R = \frac{\nu_c}{2H\Omega} \quad (1)$$

ahol,  $\nu_c$  a konvekció sebessége,  $H$  a konvekciós skálamagasság,  $\Omega = 2\pi/P$  pedig a rotáció szögsebessége. A Rossby szám lényegében a konvektív megfordulási idő és a rotációs periódus idő hányadosa, ily módon a rotációnak a konvekcióra gyakorolt hatását méri. Hall (1991) vizsgálata szerint, melyet közel háromszáz kései típusú csillagon végzett,  $R < 2/3$  esetén jelentős volumenű foltosodás jegyei fedezhetők fel, míg  $2/3$ -nál nagyobb értékek (lassú rotáció) esetén, ha létezik is foltosodás, annak fotometriai moduláló hatása csupán néhány ezred magnitúdó, amely a jelenlegi mérési pontosság határa.

A megfigyelhető mágneses aktivitás alapja, a mágneses fluxuskötegek felbukkanása a csillag felszínén.

A csillag belsejében a turbulens konvekció addig koncentrálna a mágneses fluxust, amíg annak nagysága el nem ér egy akkora értéket, mely éppen a nyomással tart egyensúlyt:

$$B_{eq} = \nu_c \sqrt{4\pi\rho_e} \quad (2)$$

ahol  $\nu_c$  a már ismert konvektív sebesség,  $\rho_e$  pedig a környező gáz sűrűsége. A  $B_{eq}$  értéket szokás ekvipartíciós nyomás–kiegyensúlyozó mágneses határnak is nevezni, ugyanis ennek közelében a kinetikus és a mágneses energiasűrűség összemérhetők. (A

Nap konvekciós zónájának alján ez az érték megközelítőleg  $10^4 G$ .) Az az érték pedig, melynél a termikus és a mágneses energiasűrűség egyenlők:

$$B_p = \sqrt{8\pi P} \quad (3)$$

ahol  $P$  a külső gáznyomást jelenti. A konvektív zóna alján a  $B_{eq}/B_p$  arány elhanyagolható (a fotoszférához közel azonban már korántsem az!). Amint a fluxuscső belsejében a konvektív transzport csökken, a cső összeszűkül, így a tér erőssége megnövekszik, a fluxuserősség eléri  $B_p$ -t. Az ily módon koncentrált mágneses fluxuskötegekben a belső mágneses nyomás meghaladja a környező gáz nyomását, s lokális termikus egyensúly lévén a sűrűség a cső belsejében csökkeni kezd. Ennek eredményeképp a fluxuselemre hidrodinamikai felhajtóerő hat, mely hatására a fluxuscső megkezdí útját a felszín irányába. A felemelkedés során a külső nyomás csökkenésével a fluxuserősség is csökken. Ha az eredeti mágneses térerősség nem volt elegendően nagy, úgy a fluxuselemet a konvektív mozgások még a felszínre bukkanás előtt felemészítik. Ha azonban a kezdeti térerősség elegendően nagy, akkor a konvektív zónán keresztül jutva a fluxuscső képes a felszínre emelkedni.

## 4. Poláris foltok

Az aktív csillagok kutatásával kapcsolatosan az utóbbi másfél évtizedben a legnagyobb visszhangot kiváltó elképzelés a nagy kiterjedésű, pólushoz közeli foltok ideája volt. A Doppler Imaging technika (Vogt & Penrod, 1983) elterjedésével számos olyan eredmény született, mely alapján a poláris foltok léte észlelési oldalról mostanra egészen bizonyosnak tűnik (pl. Vogt & Hatzes (1996), Stassmeier et al. (1998), stb.). Noha korábban nem volt világos, hogy milyen fizikai mechanizmus húzódik meg a Napon megfigyelt foltok pozíciójától annyira távoli poláris foltosodás mögött, mára a fizikai magyarázat is kezünkben van (Schüssler & Solanki (1992), Schüssler (1996)), melyről az alábbiakban egy rövid áttekintést nyújtok.

A csillag konvektív zónájának aljáról a felhajtóerő hatására a felszín felé induló fluxuselem dinamikáját a felhajtóerő ( $F_B$ ) mellett a Coriolis erő ( $F_C$ ) is befolyásolja (Choud-

huri & Gilman (1987)). Ha az előbbi dominál, úgy a fluxuselem közel radiális irányban tör a felszín felé, míg ha a Coriolis erő jut fő szerephez, a felemelkedés útja a rotáció tengelyével lesz megközelítőleg párhuzamos. A  $B_{eq}$  ekvipartciós térerősséget felhasználva a két erőkomponens hányadosára a következő összefüggés írható fel (Schüssler & Solanki (1992)):

$$\frac{|F_c|}{|F_B|} = \left(\frac{B_{eq}}{B}\right)^2 \left(\frac{\nu}{\nu_c}\right) \left(\frac{2}{R}\right) \quad (4)$$

ahol  $R$  a korábban már definiált Rossby szám. Mivel a felemelkedés sebessége az Alf-vén sebesség ( $\nu_A$ ) nagyságrendjébe esik (Parker (1975)), így az előbbi egyenlet a következőképpen írható:

$$\frac{|F_C|}{|F_B|} = \frac{2}{R_m}, \quad (5)$$

ahol  $R_m = \nu_A/(2H\Omega)$  a "mágneses" Rossby szám. Ez utóbbi egyenlet alapján felírható annak feltétele, hogy a felemelkedő fluxuselem radiális irányban törjön a felszínre: ahhoz, hogy a felhajtóerő dominanciája érvényesüljön, a mágneses térerősség értékének meg kell haladnia egy

$$B_{min} = 4H\Omega\sqrt{4\pi\rho_e} \quad (6)$$

értéket. Ha  $B$  kisebb ennél, a fluxuselem közel párhuzamosan mozog a rotáció tengelyével, a mágneses hurkok poláris vidéken jelennek meg. A néhány nap periódusú aktív K törpékre  $B_{min}$  értéke közelítőleg  $10^6 G$ . Egyelőre azonban nem ismert, hogy a mágneses dinamó miként lenne képes ekkora térerősség generálására. Az elméleti modellek alapján tehát inkább az valószínűsíthető, hogy a gyorsan rotáló hideg csillagokon a felszíni mágneses fluxus inkább a pólusokhoz közeli vidékeken koncentrálódik. Napjainkra ezt számos megfigyelés igazolja, mint pl. BO Mic ( $P_{rot}=0.38$  nap), AB Dor ( $P_{rot}=0.5$  nap) és az LO Peg ( $P_{rot}=0.42$  nap).

## 5. Műszerek és megfigyelések

Az elő történetben leírt tények adták a motivációt, hogy különös figyelmet fordítsak az LO Pegasi megfigyelésére, és lehetőleg minél hosszabb időn keresztül kövessem fényváltozását, melynek segítségével a mágneses aktivitás finomléptékű és hosszú időskálájú változása vizsgálhatóvá válik. A jelen dolgozatban célzottan foglalkozok a rövidskálájú változásokkal.

### 5.1. Műszerek

Lehetőségem nyílt arra, hogy bő egy hónapon át folyamatosan használhassam a Bács-Kiskun Megyei Önkormányzat Csillagvizsgáló Intézetének és a Pécsi Tudományegyetem Fizikai Intézet Csillagászati külső tanszékének 50 cm átmérőjű Ritchey–Chrétien távcsövét 2005 nyarának közepén, míg újabb egy hónapnyi távcsőidőt kaptam a Szegedi Tudományegyetem Természettudományi Karának Kísérleti Fizika Tanszékéhez tartozó Szegedi Csillagvizsgáló felújított 40 cm átmérőjű Newton távcsövére 2006 nyarának közepén.



11. ábra. A Bajai Obszervatórium 50 cm átmérőjű Ritchey–Chrétien távcsöve (balra) és a Szegedi Csillagvizsgáló felújított 40 cm átmérőjű Newton távcsöve (jobbra).

2005 nyarán két kamerát használtam. A méréseim nagyhányada egy Apogee Alta U16 kamerával (Kodak chip, 4096X4096 pixel, látómező  $\sim 30' \times 30'$ ) készült, míg négy éjszakát egy Apogee AP7 kamerával (SiTe Si-502A chip, 512x512 pixel, látómező  $\sim 10' \times 10'$ ) mértem végig. 2006 nyarán készült méréseimet egy ST-9 kamerával (Kodak KAF-0261E chip, 512x512 pixel, látómező  $\sim 29' \times 29'$ ) végeztem. A 3., illetve a 4. táblázatokban foglaltam össze, hogy mely éjszakákon, mennyi sorozat készült  $B$ ,  $V$ ,  $R_C$  és (2006-ban)  $I_C$  színekben, és mikor készült standard fotometria. A két évben rendere 21 és 17 éjszaka mérésem született, így hozzávetőlegesen 1900 és 1500 adatpont gyűlt össze színenként. Sajnos a 2005-ös adatsorból két éjszakát, míg a 2006-os adatsorból hét éjszakát kellett kidobni főleg a fénygörbék nagy szórása miatt, melyek alkalmatlanok a foltmodellezésre.

Az adatok kiértékelésének technikai és gyakorlati háttéréről a Függelékben olvashatunk részletesen.

Apogee Alta U16 kamera		Apogee AP7 kamera	
Észl. időp.	sorozatok száma	Észl. időp.	sorozatok száma
06.24.	20	07.29.	140+standard
06.25.	58	07.30.	160
06.26.	11	07.31.	151
06.27.	81	08.01.	180
06.28.	93		
07.03.	92		
07.04.	115		
07.06.	122		
07.07.	5		
07.15.	32+standard		
07.19.	101		
07.20.	110		
07.21.	33		
07.23.	20		
07.24.	170		
07.25.	120		
07.26.	110		

3. táblázat. 2005 nyarán készült méréseim összefoglalva.



ST-9 kamera	
Észl. időp.	sorozatok száma
06.28.	24
07.05.	67
07.06.	131
07.07.	113
07.10.	110
07.11.	64
07.13.	82
07.17.	108
07.18.	128
07.19.	103
07.20.	68
07.21.	63
07.23.	84
07.24.	85
07.25.	106
07.26.	98
07.28.	91
09.01.	standard

4. táblázat. 2006 nyarán készült méréseim összefoglalva.

## 6. Modellezés

### 6.1. Analitikus folt modellek

Foltmodellezés során egy inverz problémát kell megoldanunk. Ismerjük a csillag fényességváltozását és abból kell visszakövetkeztetni valamilyen úton–módon az eredeti folteloszlásra. Fotometriai adatok esetén két módszert használnak. Az egyik a fénygörbe inverziós technika (Light Curve Inversion), míg a másik eszköz a fénygörbe modellezés (Light Curve Modelling).

Nagyon sok foltmodellező program létezik. Általában a különbség közöttük az, hogy más–más alakú foltot illesztnek a megfigyelt fénygörbére. Vagy foltövet, vagy gömb-négyszög alakú, vagy leggyakrabban kör alakú foltot illesztnek, ezenkívül a használt algoritmusokban is különbözhetnek.

A modellezés során a SpotModel nevű programot Ribárik et al. (2003) használtam. A következőkben a program által használt analitikus modellt szeretném ismertetni.

#### 6.1.1. A standard folt modell

Budding (1977) és Dorren (1987) analitikus foltmodelljeikben feltételezték, hogy a fénycsökkenést egy kör alakú folt okozza. A folt koordinátái  $\lambda$  és  $\beta$  szférikus koordináta-rendszerben, továbbá a folt sugarának középponti szöge  $\gamma$ . A csillag sugara pedig egységnyi hosszúságú. A fényvesztés mértéke függ a folt(ok) méretétől, illetve a folt(ok) normálisának és a látóirány által bezárt szögétől, amit  $\epsilon$ -nal jelölünk, ez időfüggő. A folt polár koordinátái és a derékszögű koordináták között a következő transzformáció teremt kapcsolatot:

$$z_0 = \cos \epsilon = \cos (\lambda - \phi) \cos \beta \sin i + \sin \beta \cos i,$$

ahol  $i$  a csillag inklinációja és  $\phi$  a rotációs fázisa. Budding (1977) definiálta a  $\sigma$  integrálokat, melynek általános alakja a következő:

$$\sigma_n^m = \frac{1}{\pi} \int \int_{\text{folttterület}} x^m z^n dx dy$$

A  $\sigma_0^0$  integrál a folttterületet foglalja magában, mely a legfontosabb tényező a fényvesztés szempontjából. A  $\sigma_1^0$  a lineáris szélsötétedési effektust írja le. A  $\sigma$  integrálok explicit alakjáról Budding (1977) és Dorren (1987) munkáiban találunk részletesebb leírást. A  $\sigma$  integrálok segítségével felírhatjuk a szélsötétedést is leíró függvényt (Budding, 1977):

$$\sigma_c(u, \gamma, z_0(t)) = \frac{3}{3-u} (1-u) \sigma_0^0 + u \sigma_1^0,$$

amely alapján a fényességváltozás a következő képpen írható:

$$I_c(t) = U \{1 - (1 - \kappa_w) \sigma_c(u, \gamma, z_0(t))\},$$

ahol  $U$  a csillag folttalan fluxusa. A  $\kappa_w$  koeficiens a fotoszféra és a folt fluxusaránya, mely függ a relatív hőmérséklettől és attól, hogy milyen hullámhosszon végeztük a megfigyelést. Egy kettős rendszer esetében a fényvesztés függ a foltos csillag  $L_1$  fluxusától és a rendszer  $U$  fluxusától:

$$I_c(t) = U - L_1 (1 - \kappa_w) \sigma_c(u, \gamma, z_0(t)),$$

Ebben a modellben feltételezzük, hogy  $U$  konstans, ezért nem alkalmazható fedési kettősökre. Emellett szoros kettősökre sem alkalmazható elliptikusság, gravitációs sötétedés, reflexiós effektus miatt, mert a modell egy szférikus felszínt, egy gömbszimmetrikus fényességeloszlással ír le folttalan esetben. Ha az  $USI$  jelenti a folttalan csillag fluxusát, akkor a foltos csillag fluxusa magnitúdóban:

$$l_c(t) = USI - 2.5 \log_{10} \left\{ \frac{U - L_1 (1 - \kappa_w) \sigma_c(t)}{U} \right\}$$

Az esetemben a Budding (1977) eljárást használtam (Ribárik Gábor szakdolgozatában mutatta be, hogy nincs különbség a Budding (1977) és Dorren (1987) analitikus eljárás-

sai által kapott eredménye között). Esetünkben a megfigyelt fénygörbét jelölje  $l_0(t)$ , a számoltat  $l_c(t)$ . A program a nem lineáris legkisebb négyzetes algoritmust használja Marquardt (1963)–Levenberg (1944) alapján. A minimalizálandó paraméter:

$$\chi^2 = \sum_{i=1}^m \frac{(l_{0_i} - l_{c_i})^2}{\Delta l_i^2}$$

### 6.1.2. A folthőmérséklet modellezése

A teoretikus intenzitás függvény  $l_c(t)$  függ, elsődlegesen a megfigyelés hullámhosszától  $u$  és  $\kappa_w$  paramétereken keresztül, másodlagosan a fotoszféra hőmérsékletétől ( $T_{csillag}$ ) és a csillagfolt(ok) hőmérsékletétől ( $T_{folt}$ )  $\kappa_w$  paraméteren keresztül. A folthőmérséklet meghatározására több-szín fotometriára van szükség. A csillag sugárzása közel fekete test sugárzás így a  $\kappa_w$  paramétert a következő képpen határozzuk meg:

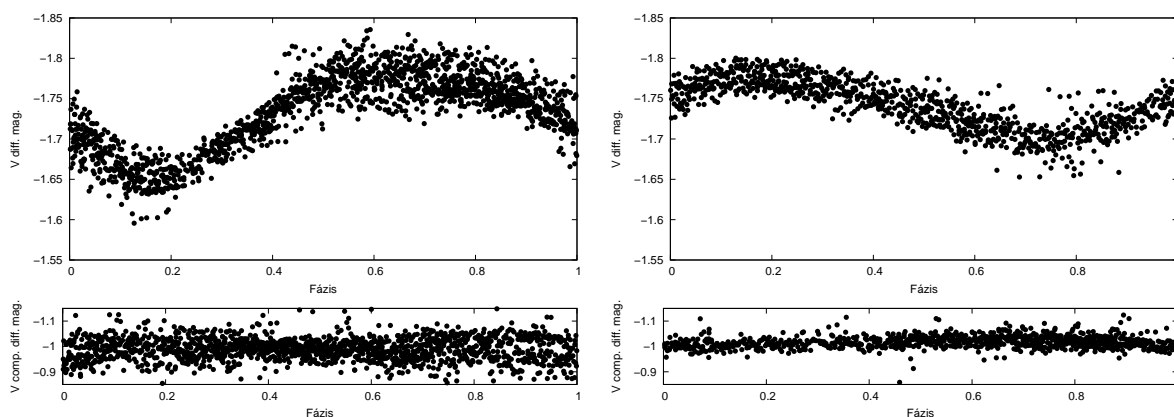
$$\kappa_w(\Lambda, T_{csillag}, T_{folt}) = \frac{\exp\left(\frac{hc}{k\Lambda T_{csillag}}\right) - 1}{\exp\left(\frac{hc}{k\Lambda T_{folt}}\right) - 1}$$

A SpotModel más foltmodellező programokkal ellentétben, nem közvetlenül a színindexekből határozza meg a folthőmérséklet értéket. Párhuzamosan illeszti az adott fénygörbe párt, a folthőmérsékletet az illesztendő paraméterek közé veszi, és egyszerre illeszti a több-szín fotometriai adatokat ugyanazokkal a foltparaméterekkel és folthőmérséklettel. Ennek az a jelentősége, hogy a színindexek magukban foglalják a két szín szórását, mely praktikusán nagyobb, mint a két színben külön-külön. Az adott színek párhuzamos illesztése egyuttal stabil(abb) foltmodell eredményeket eredményez.

A 13. ábrán láthatunk egy példát az illesztésre. A különböző színgörbe párokból készült  $V$  görbe illesztések egymáson ábrázolva mutatják az illesztés jóságát. A többi illesztés a Függelékben található.

## 6.2. Az LO Peg modellezése

A modellezés során be kell állítani az illesztendő paraméterek kezdeti értékét, a szélsőtédés és folttalan fényesség értékét, a csillag effektív hőmérsékletét, felszíni gravitációs értékét, inklinációját, rotációs periódusát és az epochát.



12. ábra. Az LO Peg fényváltozása, alatta az összehasonlító–check csillag fénygörbéje 2005–ben (balra) és 2006–ban (jobbra).

5. táblázat. Hullámhossztól függő rögzített paraméterek.

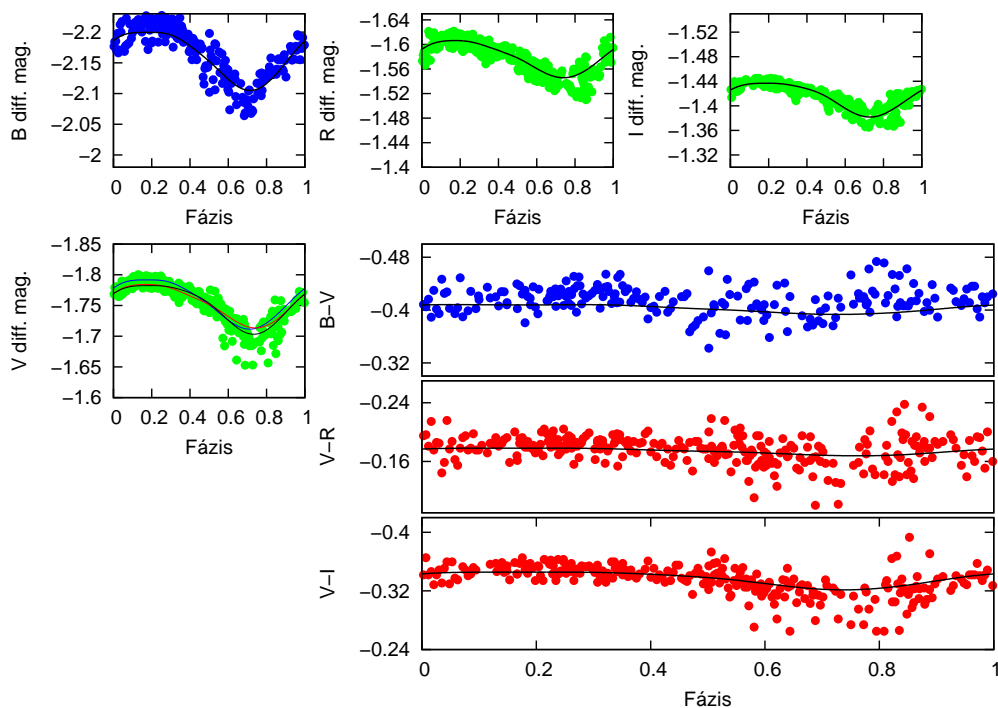
	$B$ szűrő	$V$ szűrő	$R_C$ szűrő	$I_C$ szűrő
Szélsőtédés (van Hamme, 1993)	0.906	0.763	0.658	0.551
Folttalan fényesség ( $\Delta$ mag)	–2.255	–1.840	–1.655	–1.479

A folttalan fényességet az irodalomban fellelhető adatok hiánya miatt az általam mért adatsorok alapján kellett megadni, így a maximum fényesség értékeket használtam. Meg kell jegyezni, mivel folttalan fényességnek az általam mért legnagyobb értékeket használtam, melynél a valódi értékek lehetnek fényesebbek, ezért a kapott foltméretek értékei egy minimum értéket fognak jelenteni.

A szélsötétedés értékét a van Hamme táblázatból néztem ki (5. táblázat).

Három foltot illesztettem a fénygörbékre (6. és 7. táblázat), melyek közül egyet a pólusra helyeztem a Doppler térképek alapján. A másik két foltot  $20^\circ$ -os szélességen rögzítettem, azért, hogy a modellezés során ne fedjenek át a foltok egymással, így meghamisítván a kapott folthőmérsékleteket. Szabad paraméterek a két folt hosszúsága és a három folt mérete volt.

A többi értéket (8. táblázat) az irodalomból vettem és epochának egy általam választott tetszőleges értéket választottam. Említésre méltó az a tény, hogy 1994 és 2005 között a különböző hőmérsékletmérési módszereknek köszönhetően kb. 500 K-el nagyobb értéket adnak meg a csillag fotoszférájának hőmérsékletére. A legújabb és talán eddig legpontosabb effektív hőmérséklet adatot használtam fel.



13. ábra. Egy példa az illesztésre (53930 HJD – 53936 HJD). A különböző színgörbe párok illesztéséből származó V fénygörbe illesztések mindegyike ábrázolva van ( $B,V$ ; kék,  $V,R_C$ ; piros,  $V,I_C$  barna vonal). A többi illesztés a függelékben található.

A modellezéskor fontos a jó kezdeti érték megadása. A folthosszúság kezdeti értékeit a fénygörbék szemrevételezésével határoztam meg a fényváltozás minimumainak fázisaiból.

6. táblázat. A foltok kezdő paraméterei (2005–ben).

	1. folt	2. folt	3. folt
$\lambda$	60° szabad	330° szabad	360° fix
$\beta$	20° fix	20° fix	90° fix
$\gamma$	20° szabad	20° szabad	20° szabad

7. táblázat. A foltok kezdő paraméterei (2006–ban).

	1. folt	2. folt	3. folt
$\lambda$	270° szabad	200° szabad	360° fix
$\beta$	20° fix	20° fix	90° fix
$\gamma$	20° szabad	20° szabad	20° szabad

8. táblázat. Az LO Peg egyéb rögzített paraméterei.

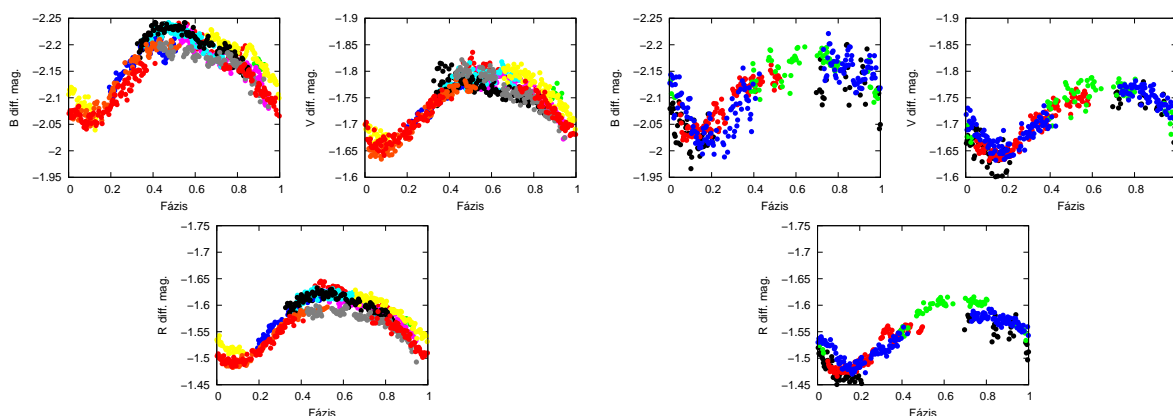
$T_{eff}$ (K)	4750 ± 250	Pandey et al. (2005)
log g	4.5 ± 0.5	Pandey et al. (2005)
Inklináció (fok)	45.0 ± 2.5	Barnes et al. (2005)
P (nap)	0.423229 ± 0.000048	Barnes et al. (2005)
Epocha (HJD)	2 453 540	

## 7. Eredmények

### 7.1. 2005–ös mérés sorozat eredményei

A fázisba rendezett fénygörbék egyértelműen mutatják a folt/foltok általi modulációt. A fényváltozás amplitúdója közel  $0^m15$   $V$ -ben. A fénygörbék szórása  $0^m02$ – $0^m03$ , de van olyan éjszaka, ahol  $0^m02$  alatt van. Az összehasonlító– check csillag fényessége (12. ábra, bal oldal) nem mutatott változást a mérés ideje alatt. Az 53545 HJD és 53576 HJD időpontok között fázisba rendezett fénygörbék (14. ábra) maximuma 0.5 fázis értéknél van, mely az 53580 HJD és 53585 HJD időpontok között fázisba rendezett fénygörbén eltolódott a 0.75 fázis érték felé (1/4 csillag hosszúságot), emellett az amplitudó is közel  $0^m1$ -re csökkent, a csillag átlagfényessége is kisebb lett. A fénygörbe által mutatott folteloszlás átrendeződésének mikéntjét a kapott modelleredmények ismeretében részletesen diszkutálom a későbbiekben.

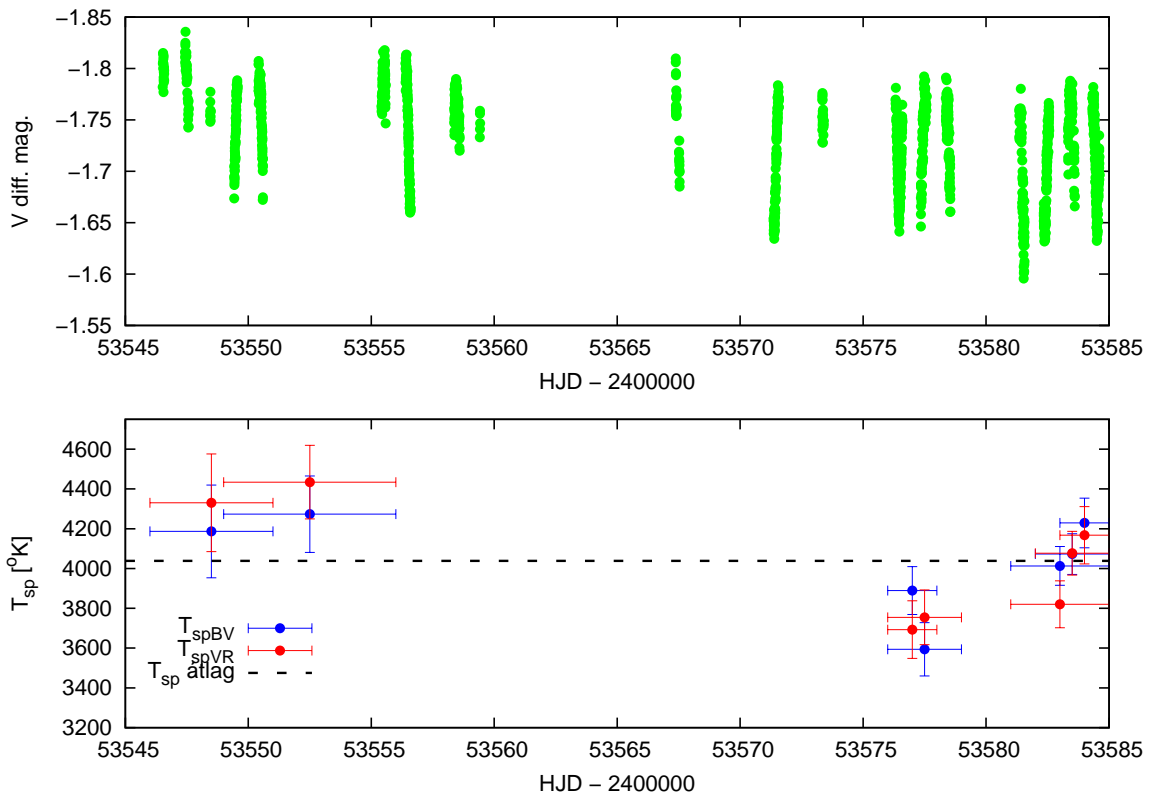
Vizgáltam a folthőmérséklet alakulását, a két folt hosszúságának változását és a foltok méretének időbeli viselkedését.



14. ábra. A fázisba rendezett adatsorok 53545 HJD – 53576 HJD között (balra) és 53581 HJD – 53585 HJD között (jobbra). A különböző színek az egyes éjszakákat jelölik. A fényesség intervallumok az egyes színekben megegyeznek (19. ábrával is).

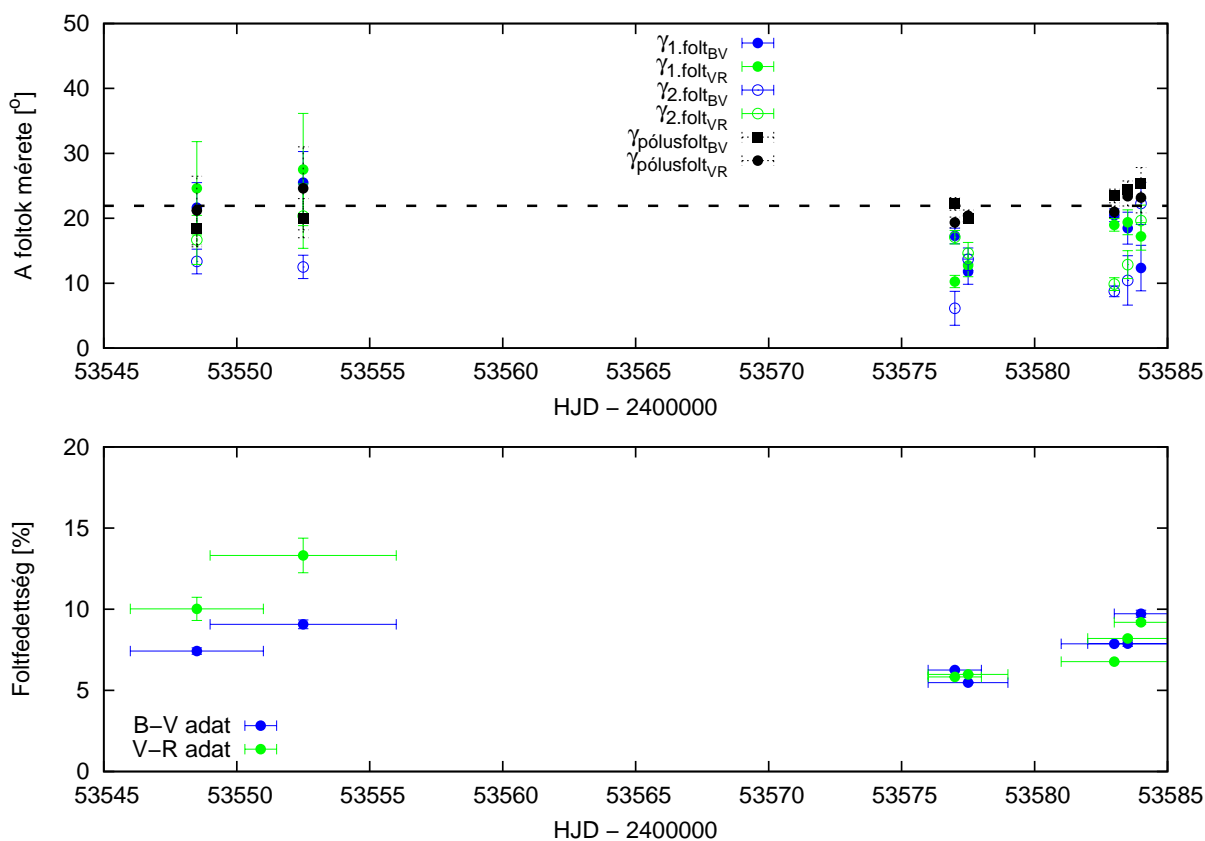


A modellezés során a  $B - V$  és  $V - R$  adatsorokból kapott hőmérséklet adatok (15. ábra) hibahatáron belül megegyeznek. A kapott folthőmérséklet értékek a melegebb és hidegebb területek átlagos hőmérsékletét jelentik, később részletesen kitérek erre. A folthőmérséklet a mérés intervallumának elején kb. 4300 K fölötti volt, ekkor a  $V$  szűrőben megfigyelhető fényesség is nagyobb volt. 53575 HJD táján csökkenni kezdett a folthőmérséklet, majd 53580 HJD környékén újra emelkedésnek indult.



15. ábra. A teljes  $V$  szűrős fotometriai adatsor (fent), és a meghatározott hőmérséklet értékek (lent). A  $B - V$  színindexből kapott pontokat a kékek, a  $V - R$  adatsorból kapottakat a piros pontok jelzik. A szaggatott vonal az összes pont átlagát jelöli. Az ábra felső széle a fotoszféra 4750 K értékét jelképezi. A vízszintes hibasávok az illesztett adatsor hosszát, míg a függőleges hibasávok a pontok hibáját mutatják.

A folthőmérsékletek átlaga kb. 4030 K, mely 720 K–el alacsonyabb a fotoszféra hőmérsékleténél. A kapott átlagot felrajzoltam az ún. folthőmérséklet kontraszt ábrára (27. ábra, kék pont). A hőmérséklet kontraszt ábráról alább lesz szó, diszkussziója nem a jelen dolgozat témája, ennek ellenére felhasználom majd egy fontos eredményét.



16. ábra. A foltok méretének változása (fent), az összfoltfedettség százalékos aránya (lent). A vízszintes hibasávok az illesztett intervallum nagyságát (lent), míg a függőleges hibasávok (egységesen) a pontok hibáját jelölik. A különböző színindexekből kapott pólusfolt méreteket fekete, de különböző szimbólumok jelölik. A szaggatott vonal a pólusfolt átlagos méretét jelenti. A diagrammok skálája megegyezik a 21. ábráéval.

A kapott folt méretek alapján a következőket lehet megállapítani (16. ábra). A két adatsorból származó pontok hibahatáron belül megegyeznek. Az 1-es folt és a pólusfolt mérete a mérés intervalluma alatt nem változott jelentősen, azonban a 2-es folt szignifikáns csökkenést mutat 53580 HJD környékéig, 53580 HJD után újra megnő a mérete. Elmondható, hogy a pólusfolt átlagos mérete  $21^{\circ}$  (ld. szaggatott vonal), mely jó egyezésben van Barnes et al. (2005) spektroszkópia útján megállapított értékével, egyúttal a pólusfolt stabil és markáns jellege erősödni látszik.

Kiszámoltam az összfoltfedettséget, melyet a következőképpen számolunk:

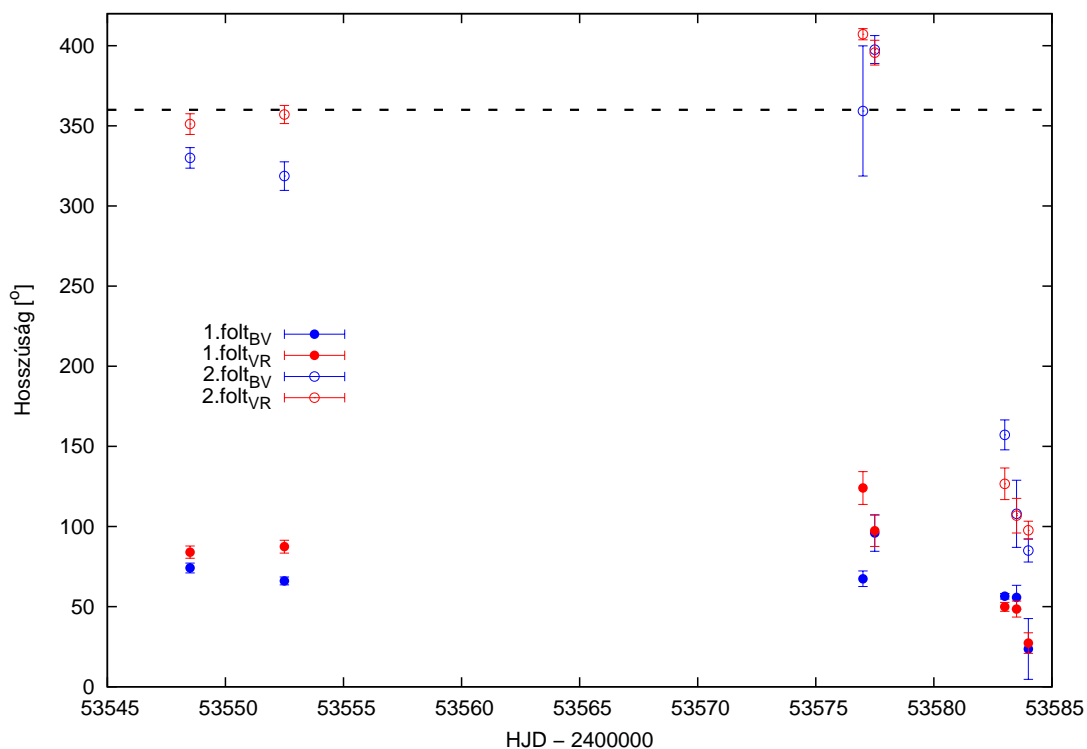
$$\text{összfoltfedettség} = \sum_{i=1,2,3} (1 - \cos(\gamma)) / 2,$$

ahol  $\gamma$  a folt mérete fokban. Ha egy folt sugara 180 fok, akkor a folt fedettség 1, azaz 100%. A maximális foltfedettség 13% körülinek, míg a legkisebb 6%-nak adódott. A mérés elején magas volt a foltfedettség, majd csökkent 53575 HJD időpontig, némi stagnálás után 53580 HJD környékén emelkedésnek indult.

Az 1-es és 2-es foltok hosszúsága enyhe migrációt mutat (22. ábra). Azt, hogy a migrációt nem a használt periódus rossz volta eredményezi, a két folt különböző mértékű migrációja jelzi. Az 1. folt kb.  $40^{\circ}$ -ot, míg a 2. folt kb.  $60^{\circ}$ -ot vándorolt (53580 HJD időpontig). A pontokra illesztett (53545 HJD és 53580 HJD között) egyenes meredeksége alapján  $0.66 \pm 0.46^{\circ}/\text{nap}$  és  $1.87 \pm 0.52^{\circ}/\text{nap}$  adódott a migráció mértékére. Az ezekből számolt migrációs periódusokra kb. 1.4 év és 0.52 év adódik. Az értékek nagy hibával terheltek, ennek ellenére elmondható hogy a két folt különböző szélességeken helyezkedik el, méghozzá az 1. folt magasabb szélességeken van, mint a 2. folt (feltéve, hogy Nap-típusú a differenciális rotáció). Mindebből a differenciális rotáció jelenléte is következik, hiszen a szélességtől függő rotációs profil okozza a megfigyelt migrációs különbségeket.

A két folt pozíciója jelentősen nem változott 53580 HJD-ig, így elmondható, hogy az aktivitás helye stabil maradt hosszú ideig, majd hirtelen változás következett be 53580 HJD-nél a foltok pozíciójában. Az 1. folt kb.  $50^{\circ}$ -ot ugrik, míg a 2. folt kb.  $40^{\circ}$ -os hosszúságról (a 22. ábrán a szaggatott vonal a csillag teljes felszínét jelöli  $0^{\circ}$ -tól  $360^{\circ}$ -ig,

így amely folt hosszúsága  $360^0$  fölött van az valójában  $\lambda - 360^0$  hosszúságon van, ezzel az ábrázolással jól látható a 2. folt migrációja is)  $150^0$ -os hosszúságra ugrik pár nap alatt. Az ugrás nagysága  $\sim 90^0$ .



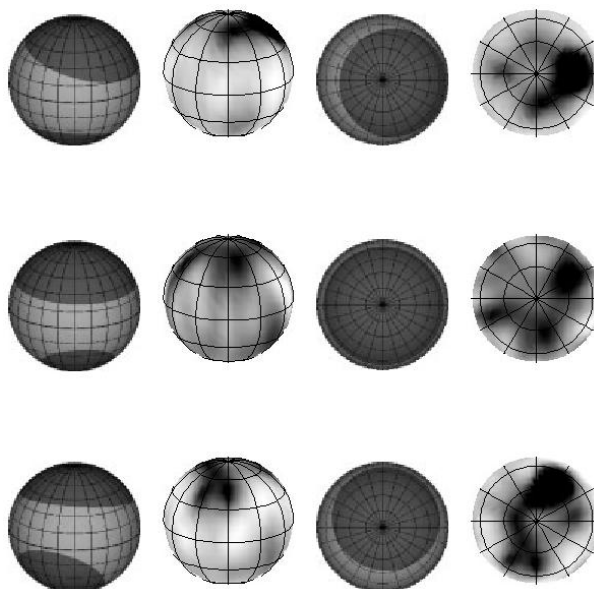
17. ábra. Az 1-es és 2-es foltok hosszúságának időbeli viselkedése. A függőleges hibasávok a pontok hibáját jelölik. A könnyebb áttekinthetőség miatt az illesztések időintervallumait nem tüntettem fel. A szaggatott vonal a csillag felszínét jelöli (mely  $0^0$ - $360^0$  tart).

Korhonen & Elstner (2005) munkájában elméleti számítások alapján, mély konvektív zónával rendelkező aktív csillagok esetében arra jutottak, hogy az ún. flip–flop jelensége egy  $\sim 90^0$ -os fázis ugrásként jelentkezik.  $90^0$ -os fázisugrást pl. az FK Comae nevű (Oláh et al. (2006)), mély konvektív zónával rendelkező csillag esetében is sikerült kimutatni, melynek fénygörbéjén a jelenség megfigyelhető lefolyása mutatja (amplitúdó csökkenés, fáziseltolódás) az általam 2005-ben megfigyelt fénygörbe mo-

duláció jegyeit. Hangsúlyozni kell, hogy a jelenlegi elméleti modell(ek) még nagyon kezdetlegesek.

A hosszúságban bekövetkező hirtelen ugrás arra utal, hogy több aktív terület van jelen, melyek közül az egyik megszűnőben van, míg egy másik dominálni kezd.

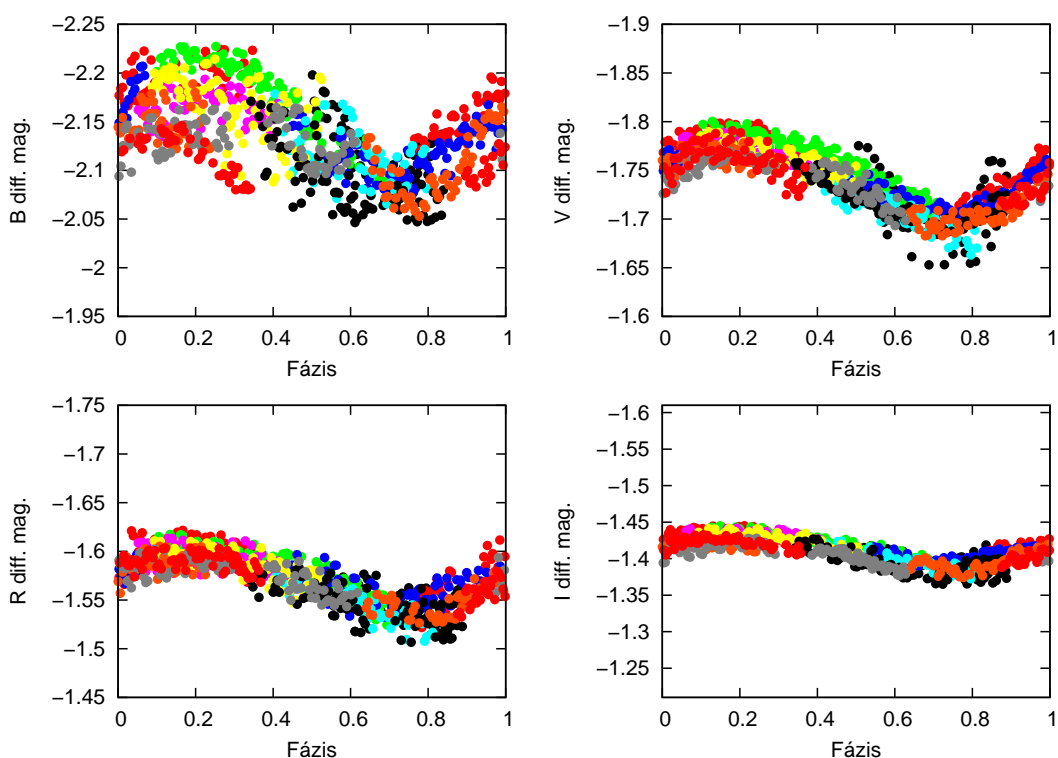
Vessünk egy pillantást a 18. ábrára. Az IM Peg egyidejű fotometriai és spektroszkópai megfigyeléseiből származó foltmodelljeit láthatjuk (Ribárik et al. (2003)). Összehasonlítva a két eredményt megfigyelhetjük, hogy a fotometriából kapott modell a Doppler térkép által mutatott folteloszlást fedti le, melynek pozíciója a folteloszlás súlypontjával egyezik meg. Tehát a folteloszlásban bekövetkező változás a fénygörbemodellezésből kapott folt hosszúságának megváltozását eredményezi.



18. ábra. Az IM Peg egyidejű fotometriai és spektroszkópai megfigyeléseiből származó eredmények összehasonlítása. Forrás: Ribárik et al. (2003)

## 7.2. 2006–os mérés sorozat eredményei

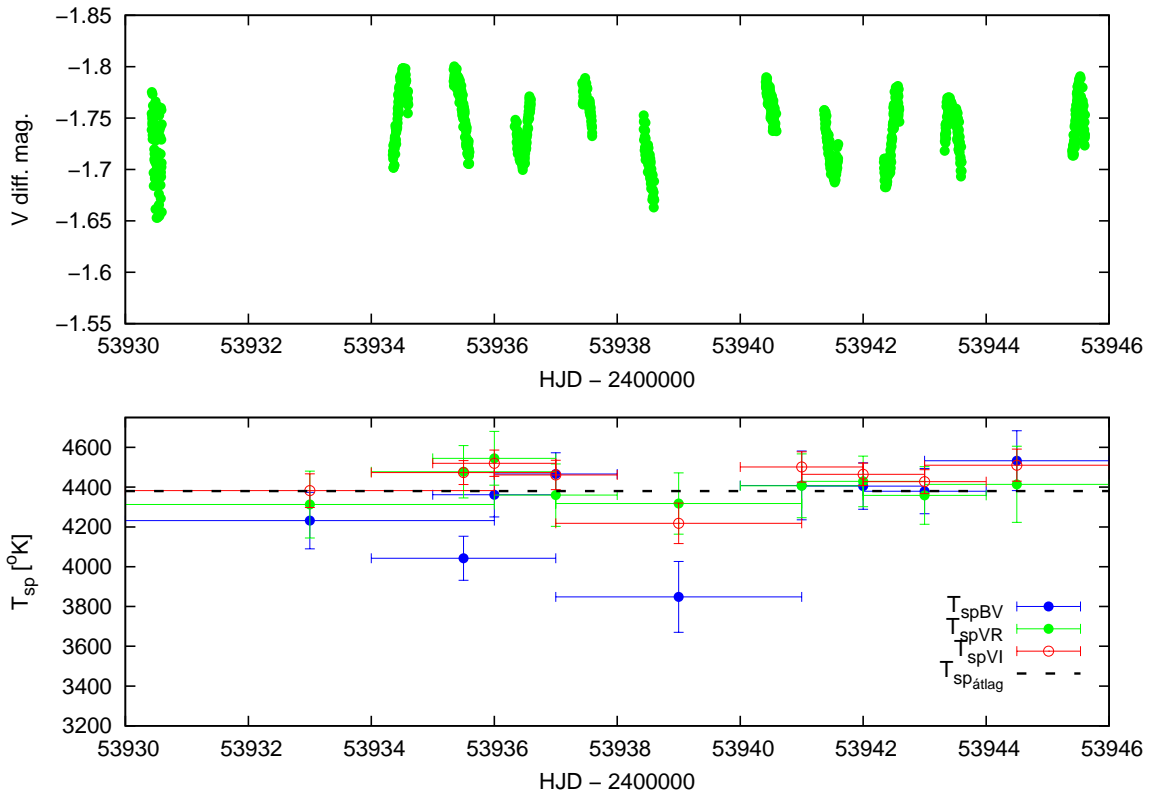
A 2005–ös évhez képest a fénygörbe amplitúdó (19. ábra) a felére, kb.  $0^m07 - 0^m08$  csökkent  $V$  színben. A fázismenetek stabilnak mutatkoznak a 16 nap alatt. A fénygörbék szórása kb.  $0^m02 - 0^m03$ . Az összhasonlító–ellenőrző csillag a megfigyelés alatt konstans volt (12. ábra, jobb oldal).



19. ábra. A 2006–os adatsor fázisba rendezve. A különböző színek az egyes éjszakákat jelölik. Az egyes színek fényességintervallumai és azok nagysága megegyezik a 14. ábráéval.

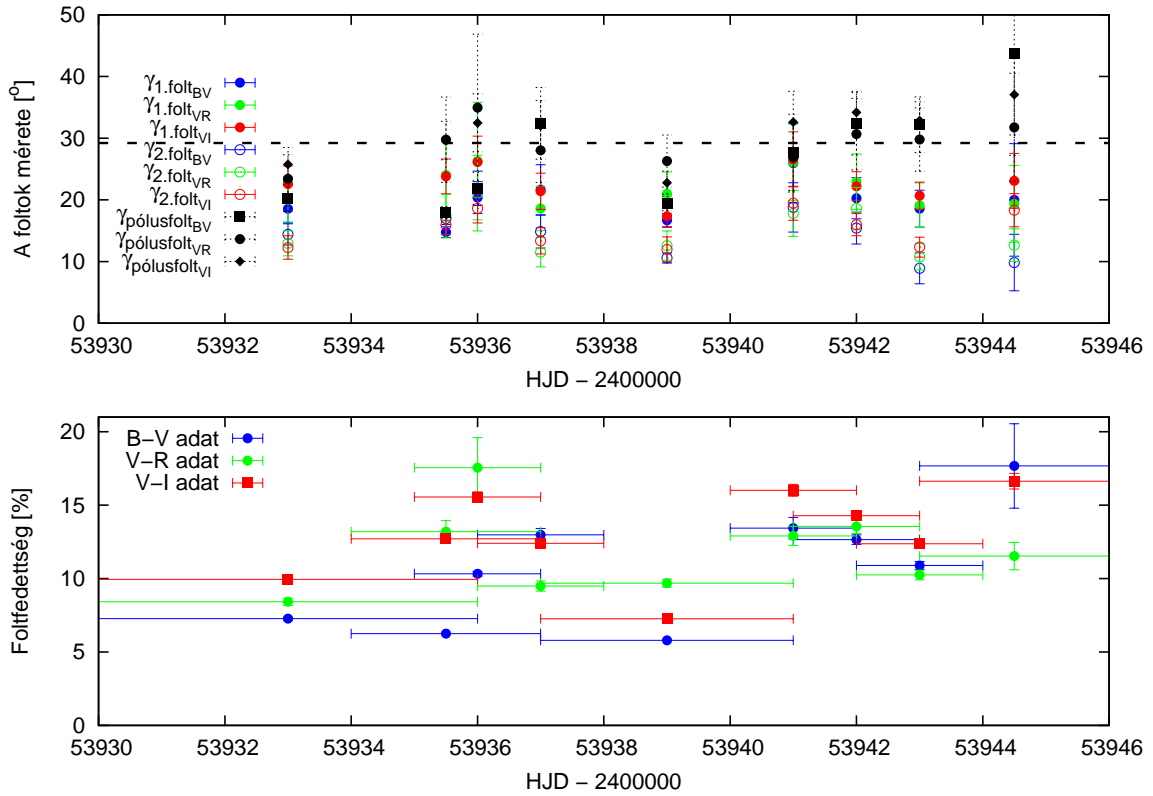
A folthőmérséklet értékek (20. ábra) enyhe fluktuációt mutattak és mindvégig magasak voltak. Az összes érték alapján a folthőmérsékletek átlagára 4380 K értéket kaptam. Ez magasabb, mint a 2005–ös évben kapott érték (27. ábra). Vegyük észre, hogy 53934

HJD és 53937 HJD között a folthőmérséklet magas, továbbá a  $B - V$  adatokból kapott folthőmérséklet értékek szignifikánsan eltérnek a  $V - R$  és  $V - I$  adatokból nyert értékektől, melyek nagyon pontosan megegyeznek. Ezen kívül 53937 HJD után az értékek együtt mennek (a 53939 HJD-nál levő  $B - V$  érték a teljes fázislefedettség hiánya, és a  $B$  szín beli nagy szórás miatt nem vehető figyelembe).



20. ábra. A teljes  $V$  szűrős fotometriai adatsor (fent), és a meghatározott hőmérséklet értékek (lent). A  $B - V$  színindexből kapott pontokat a kékek, a  $V - R$  adatsorból kapottakat a zöld, míg a  $V - I$  adatsorból kapottakat a piros pontok jelzik. A szaggatott vonal az összes pont átlagát jelöli. Az ábra felső széle a fotoszféra 4750 K értékét jelképezi. A vízszintes hibasávok az illesztett adatsor hosszát, míg a függőleges hibasávok a pontok hibáját mutatják.

Ennek okát a foltméretek, foltfedettség, hosszúság értékek időbeli viselkedésének ismeretében és a fénygörbék analizisével fogom megvilágítani a későbbiekben.

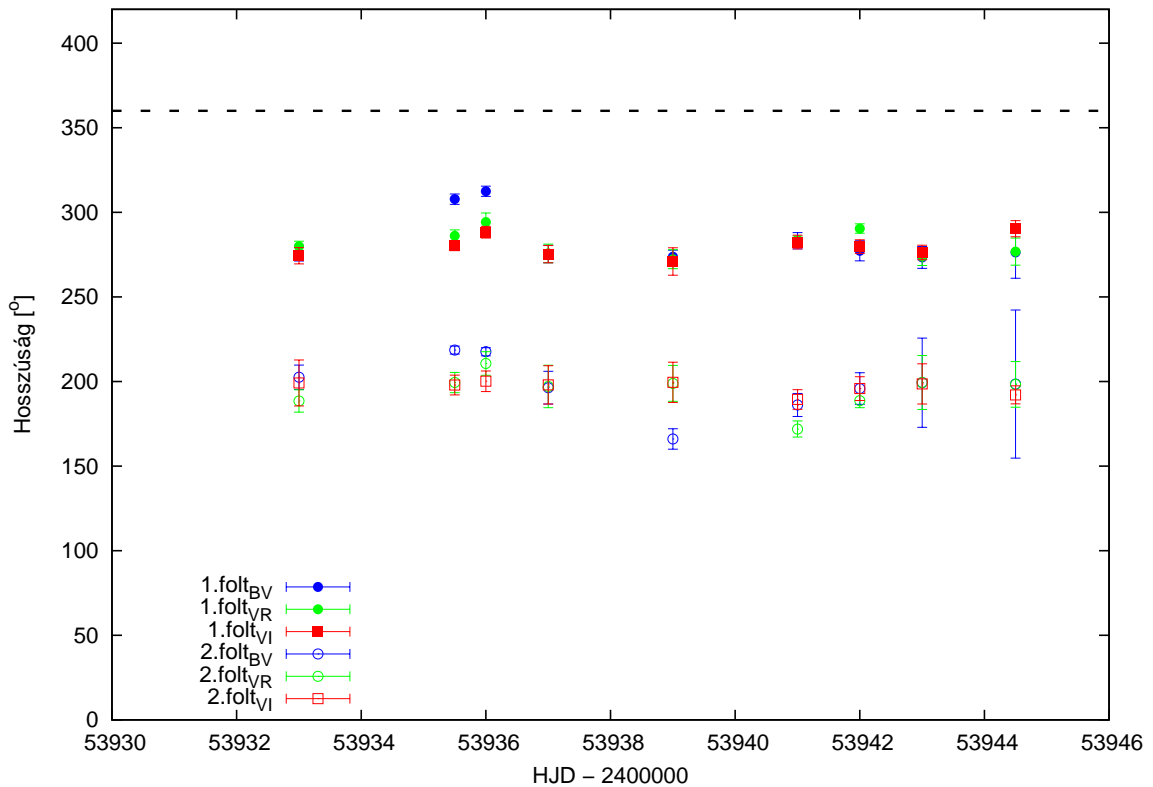


21. ábra. A foltok méretének változása (fent), az összfoltfedettség százalékos aránya (lent). A vízszintes hibasávok (lent) az illesztett intervallum nagyságát, míg a függőleges hibasávok (egységesen) a pontok hibáját jelölik. A színkód megegyezik a korábbi ábra színkódjával. A különböző színindexekből kapott pólusfolt méreteket fekete, de különböző szimbólumok jelölik. A szaggatott vonal a pólusfolt méretek átlagát jelzi. A diagrammok skálája megegyezik a 16. ábráéval.

A foltméretek és a foltfedettség időbeli viselkedése a 16 nap alatt nem mutatott a 2005-ös évhez hasonló, látványos változást, lényegében stabilnak mondható. 53934 HJD és 53937 HJD között az 1. és a pólusfolt  $B - V$  méretei rendre eltérnek a többi



színindexből kapott értéktől, mely a foltfedettségben is eltérést okoz. A pólusfolt markáns és stabil jellege egy év után is erősödni látszik, átlagos mérete a megfigyelés alatt kb.  $29^{\circ}$  volt, mely magasabb a tavalyi értéknél ( $21^{\circ}$ ). A foltfedettség 7% és 17% között változott.



22. ábra. Az 1–es és 2–es foltok hosszúságának időbeli viselkedése. A függőleges hibasávok a pontok hibáját jelölik. A könnyebb áttekinthetőség miatt az illesztések időintervallumait nem tüntettem fel. A szaggatott vonal a csillag felszínét jelöli (mely  $0^{\circ}$ - $360^{\circ}$  tart).

A két folt stabilan,  $270^{\circ}$  és  $200^{\circ}$  hosszúság érték környékén volt. Nem figyelhető meg migráció a két folt hosszúságában, mely két dolgot jelenthet a 2005–ös év eredményeinek tükrében. Az egyik, hogy a foltok magas szélességeken helyezkednek el, ahol a

differenciális rotáció miatt az aktív területek migrációja elhanyagolható mértékű, vagy egy másik alternatíva lehet a differenciális rotáció változása, mely jelenséget az utóbbi években egyre gyakrabban mutatnak ki pusztán hosszúidejű fotometriai adatsorok, illetve spektroszkópiai megfigyelések alapján (pl. Messina & Guinan (2003), Jeffers et al. (2006)).

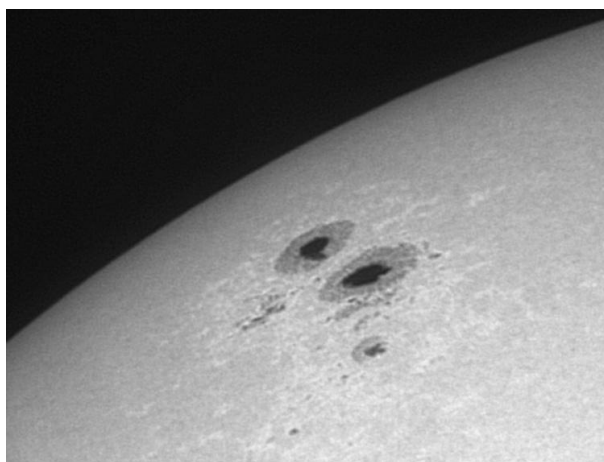
Megfigyelhető, hogy 53934 HJD és 53937 HJD között a  $B - V$  adatokból kapott hosszúság értékek megelőzik a többi színben kapott értékeket. A függelék 36. és 37. ábráin mindez jól látható az eltérő színindexgörbe meneteken. Ehhez hasonló jelenséget a 2005-ös adatsorokon is megfigyelhetünk, mely pontosan egybeesik a fáklyamező dominálta időszakokkal. Nem csak a saját méréseim mutatják ezt. A 2. ábrán láthattuk, hogy Jeffries et al. (1994) eredményei is mutatnak ehhez hasonló jelenséget.

53934 HJD és 53938 HJD között a fáklyamező tevékenység erősebb volt, 53937 HJD után a tevékenység alább hagyott, megszűnt az excentrikus fáklyamező koncentráció és az értékek egzaktul együtt futnak a három színben.

### 7.3. Folt evolúciós történet

A rendelkezésre álló adatok alapján, kvalitatív úton megpróbáltam egy elképzelhető folt evolúciós történetet felállítani mind a két évre.

A modellezésből rendelkezésre álltak a folthőmérsékletek, foltméretetek, foltfedettség és két folt hosszúságának időbeli változása. A foltokat felosztottam egy hidegebb (sötét folt) és egy melegebb (fáklyamező) területkomponensre. A kapott folthőmérséklet adatok, ahogy már utaltam rá, a hideg és meleg területek átlagos hőmérsékletét adják. Ezt könnyen megérthetjük, ha megnézzük Napunk egy aktív vidékét.



23. ábra. Egy aktív vidék a Napon. Látható tartományban készült felvétel.

A 23. ábra a látható tartományban készült felvételt mutat egy napfoltról. Látható, hogy a hideg sötét területeket (umbra és penumbra) egy melegebb világos terület veszi körül. Ezt fáklyamezőnek nevezzük. A modellezés során nem tudjuk a két területet megkülönböztetni, így a két terület átlagos hőmérsékletét fogjuk kapni. Nincs más dolgunk, mint kiszámolni, hogy az egyes hőmérséklet – foltméret értékpárok esetén mekkora a hideg folt/fáklyamező arány. Ehhez a következő összefüggést használtam fel:

$$I(\bar{T}) \sum A = I(T_{folt})A_{folt_1} + I(T_{fáklya})A_{fáklya_1} + \dots + I(T_{folt})A_{folt_3} + I(T_{fáklya})A_{fáklya_3}$$

Az  $I(T)$  tagok intenzitások, melyeket Planck függvényvel közelíttem. Az  $A$ -s tagok, pedig a hideg és meleg komponensek területe. Könnyen észrevehető, hogy az egyenletben szereplő szabad paraméterek száma (ha azt mondjuk, hogy az egyes hideg és meleg terület komponensek hőmérsékletei is legyenek különbözőek) tizenkettő. Így, ha nem tennénk egyszerűsítő feltevéseket, akkor akármilyen folt fejlődési utat ki lehetne hozni. A következő egyszerűsítéseket tettem:

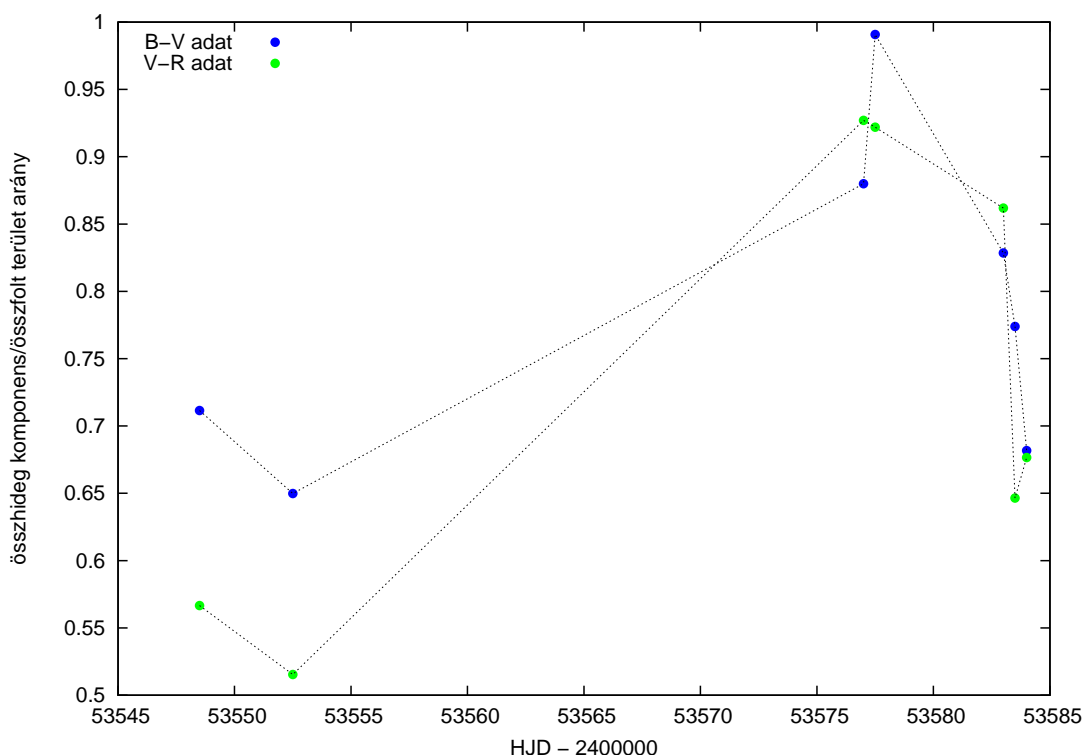
- Mind a három folt esetében Nap analógiát használva a hideg és meleg terület komponensek hőmérsékleteit 3562 K és 4900 K értékeken rögzítettem. A hideg terület komponens (umbra és penumbra) hőmérsékletét a  $0.75 \cdot T_{Nap_{fotosz\ f\ ra}}$  alapján számoltam (Frasca et al. (2000)), melyet megtehetek, mivel a folthőmérséklet kontraszt ábra egyik lényeges eredménye (27. ábra), hogy a folthőmérséklet közel lineárisan változik a csillag fotoszférájának hőmérsékletével. A fáklyamező terület hőmérsékletét pedig mások munkája (pl. Catalano et al. (2002), Amado et al. (2000)) és a Nap esetében ismert értékek alapján választottam.
- Az összes (hideg) folt/összes fáklyamező arányt számoltam, és ezt nem külön-külön foltonként.

Az egyszerűsítő feltevések után a szabad paraméterek száma egyre redukálódott, azaz ki kellett számítani, hogy az egyes hőmérséklet–foltterület értékpárok esetén az előbbi egyenletet milyen hideg folt/fáklyamező arányok elégítik ki. A számítás elvégzésére egy C nyelvű programot írtam.

A kapott értékek a modell egyszerű mivolta miatt csak "tájékoztató jellegűek". Ezenkívül nem tudunk semmit mondani arról, hogy az egyes aktív vidékekben hogyan változik a (feltételezett) komponensek aránya, mindössze egy elnagyolt képet kaphatunk arról, hogyan alakult az összes fáklyamező és hideg terület (umbra és penumbra) viszonya a két évben.

A 24. ábrán a 2005–ös évi összes hideg komponens/összes folt terület arány időbeli viselkedését ábrázoltam. A mutatott trendet három szakaszra oszthatjuk fel.

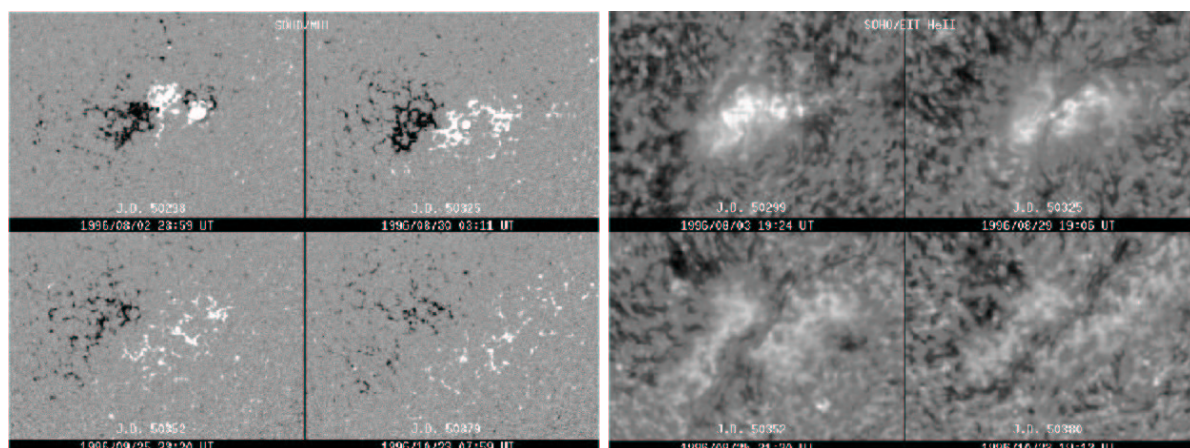
Az 1. szakasz valahol 53545 HJD – 53567 HJD között van. Ennek a szakasznak az elején a jóval melegebb területek dominánsabbak. A 2. szakaszban, mely kb. 53567 HJD – 53580 HJD között van, a jóval hidegebb folt(ok) van(nak) jelen. A 3. szakaszban újra megnő a melegebb területek nagysága. Ennek okát megérthetjük, ha mellé vesszük azt, hogy az összfoltfedettség növekedést mutatott 53580 HJD után (16. ábra), továbbá egy kicsit szétnézünk hasonló jelenség után a Napunk felszínén.



24. ábra. Az összes hideg komponens/összes foltterület arány időbeli változása.

Oláh et al. (1999) munkájukban a NOAA AR 7978 jelzésű aktív régió fejlődését vizsgálták a Napon. Általános kép az, hogy mikor egy aktív régió bomlásnak indul, akkor benne a hideg folt területek nagysága csökkenni kezd (25. ábra, jobb oldal), és helyét a fáklyamezők veszik át, azaz nő a fáklyamezők területe, és végül mikor a hideg folt eltűnt a fáklyamező még mindig megvan. Azt találták, hogy csökkenő (hideg)

felt/fáklyamező arányánál, először nő az aktív régió emittáló felszínének integrált hőmérséklete, később az egyre nagyobb és nagyobb fáklyamező kisebb és kisebb emissziójú, így az aktív régió hőmérséklete és fényessége lassan közelít a csillag folttalan fényességéhez és hőmérsékletéhez. Ezek alapján a kapott eredmények azt mutatják, hogy éppen egy feloszlóban levő felt hatását figyelhettem meg. Más csillagok esetében is figyeltek már meg hasonló jelenséget.

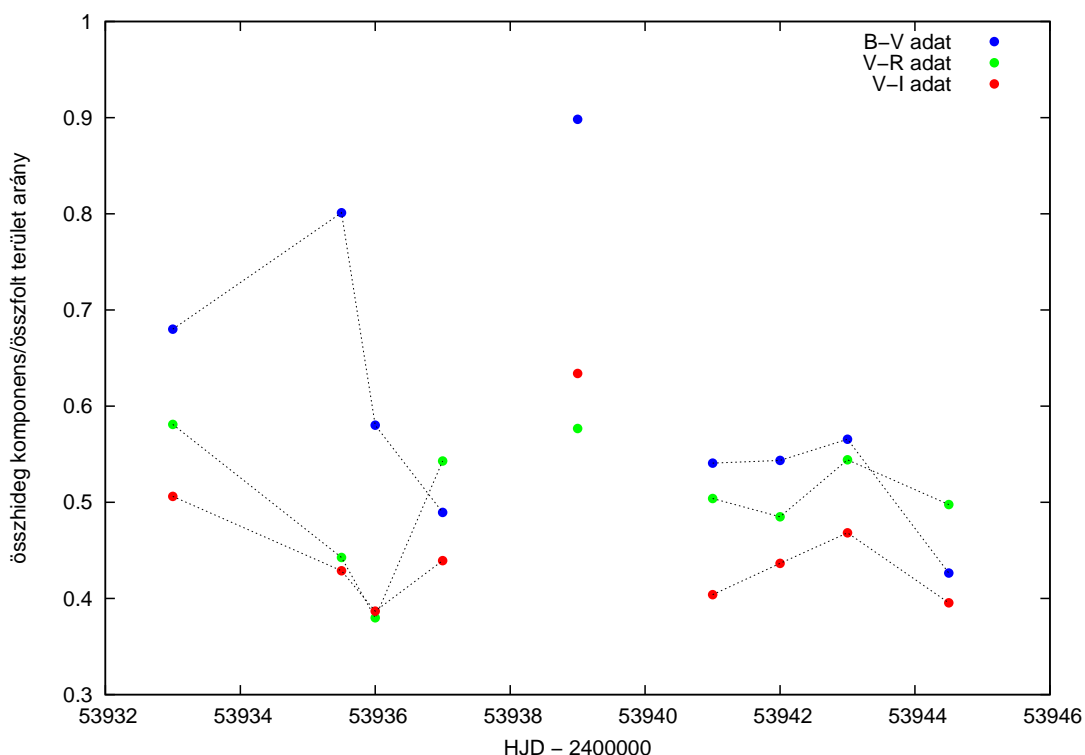


25. ábra. A SOHO/MDI mágneses térképek (bal oldali kép) a NOAA AR 7978 jelzésű aktív régió mágneses terének eloszlásának evolúcióját mutatják négy egymást követő Nap rotáció alatt. A SOHO/EIT HE II (304 Å) képek (jobb oldali kép) a növekvő AR terület emisszivitásának csökkenését mutatják.

A 2005–ben végzett mérések ideje alatt a fotoszferikus plage tevékenység domináns volt. Az összes hideg komponens/összes folterület arányának időbeli viselkedése a 2. szakaszban szignifikánsan mutatja a hideg folterületek dominanciáját, ezért csak erre a szakaszra kiszámoltam a folthőmérsékletek átlagát, mely érték közelebb állhat a valódi hideg felt hőmérsékletéhez. Ezek alapján 3720 K–t kaptam, melyet felrajzoltam a folthőmérséklet kontraszt ábrára (27. ábra, piros pont).

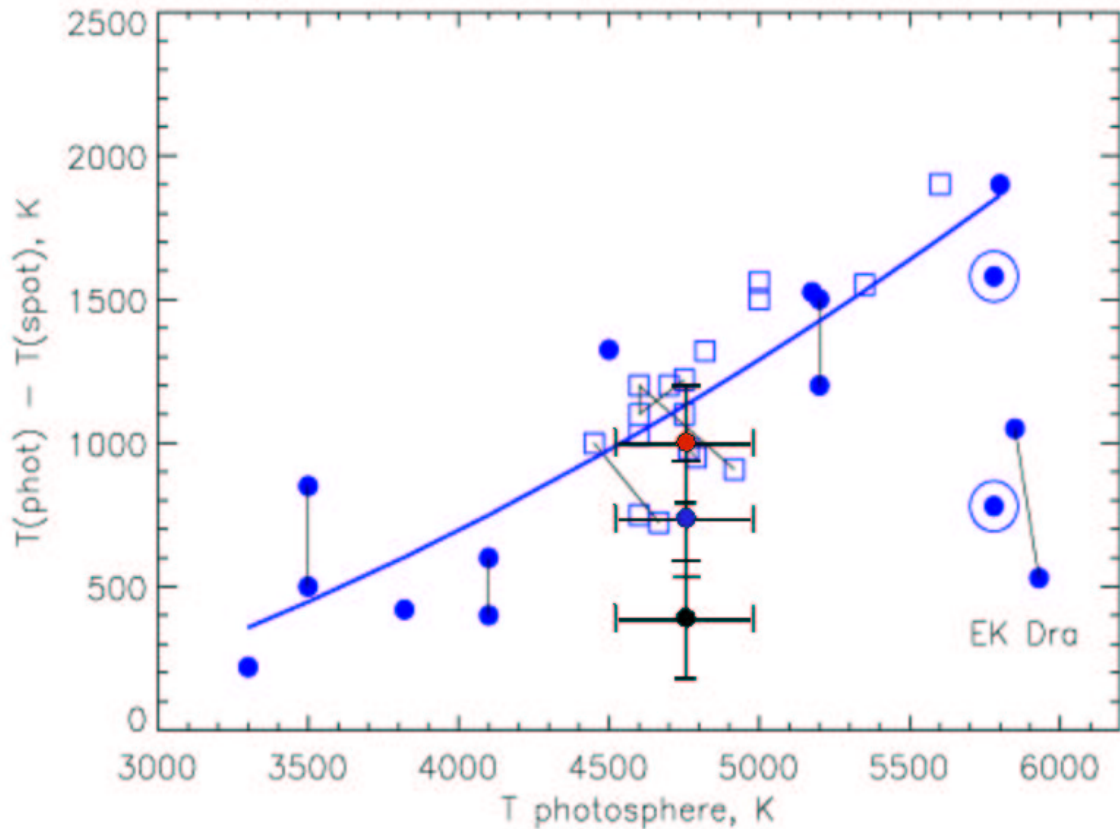
A 2006–os eredményekre is elvégeztem a számolást (26. ábra). A  $B - V$  színben megfigyelhető drasztikus ugrás a kilógó hőmérséklet és foltfedettség értékeknek tudható be.

A kvalitatív úton kapott eredmény alátámasztja a fáklyamezőtevékenység megnövekedését 53934 HJD és 53937 HJD között. Ezenkívül a fotoszferikus plage tevékenység dominanciája is jól megfigyelhető. Tekintetbe véve, hogy fotoszferikus és kromoszferikus fáklyamező mindig együtt van jelen, elmondható, hogy a kapott eredmények összhangban állnak Jeffries et al. (1994) és Eibe et al. (1999) spektroszkópiai megfigyeléseivel.



26. ábra. Az összes hideg komponens/összes foltterület arány időbeli változása. A bizonytalan eredmény miatt kilógó pontokat nem kötöttem össze.

A folthőmérséklet kontraszt ábrán (27. ábra) fényesség és színindex változás szimultán modellezéséből, molekula vonalak, vonal mélység arányok vizsgálatából meghatározott folthőmérsékletek vannak feltüntetve, melyek aktív törpe, aktív óriás és szubóriás csillagok folthőmérsékleteinek reprezentatív mintája. A meghatározott folthőmérséklet(ek) a nagyszámú minta által mutatott viselkedést jól követi(k).



27. ábra. A folthőmérséklet kontraszt viselkedése látható a csillag(ok) fotoszféra hőmérsékletének függvényében. Az aktív óriásokat a négyzet, míg az aktív törpéket a kék pontok jelzik. A körrel körülvevett pontok a Nap umbráját és penumbráját jelölik. Az összekötött pontok pedig összetartoznak. Az LO Peg–re meghatározott hőmérséklet kontraszt értékek a kék (2005), fekete (2006) és piros pontok, a függőleges és vízszintes vonalak a hibát mutatják. A piros pont helyét a foltevolúciós történet alapján határoztam meg, aszerint ennek a helye képviseli legjobban a folt hideg (sötét) összetevőjének hőmérsékletét. Forrás: Berdyugina (2005)

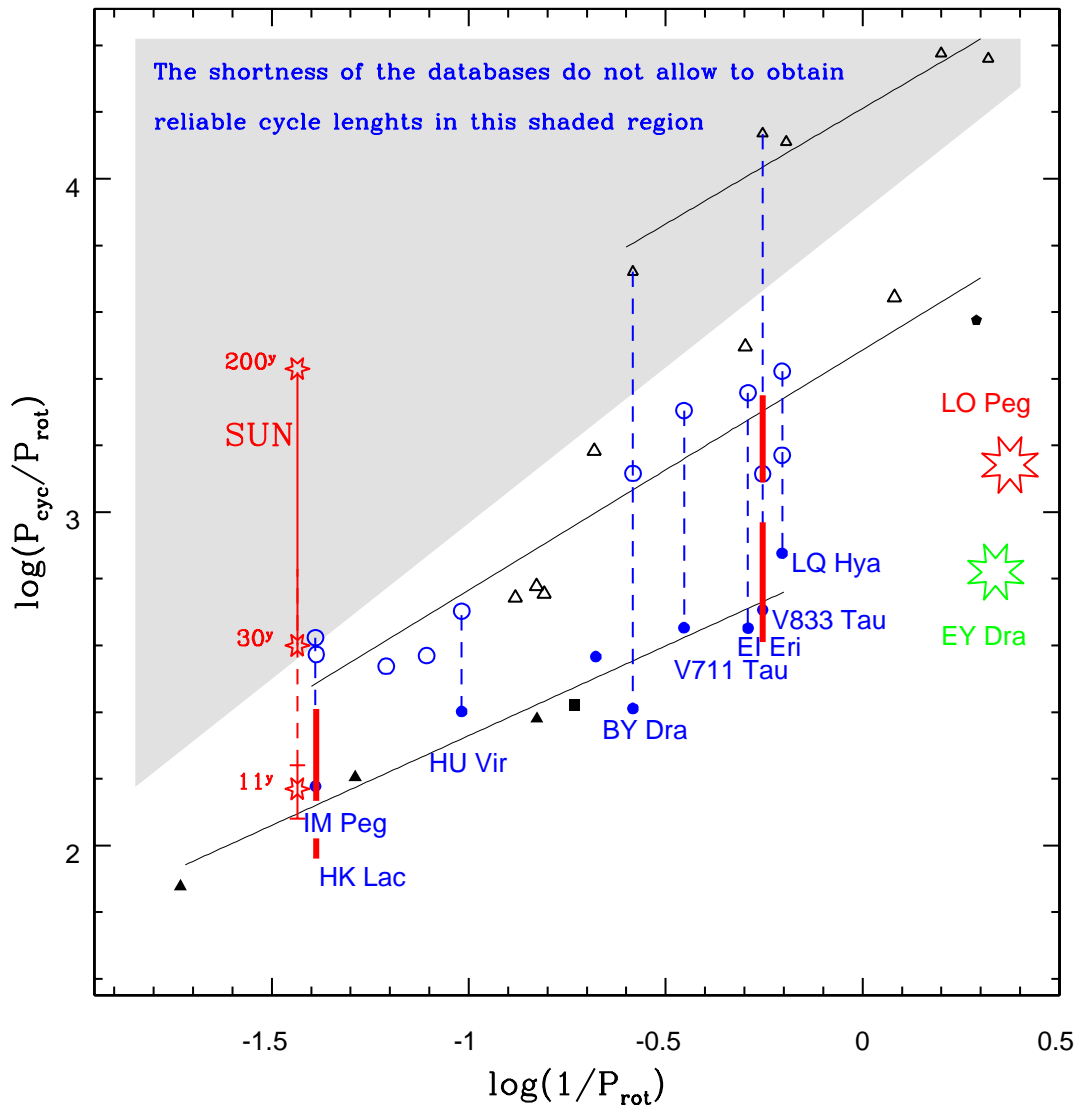


## 8. Összefoglalás

A dolgozatomban hiánypótló fotometriai adatsort prezentáltam  $B$ ,  $V$ ,  $R_C$  színekben (ill. 2006-ban  $I_C$  színben is) egy gyorsan rotáló magányos aktív csillagról, az LO Pegasiról. A mérés időintervalluma 90 és 38 rotációt fedett le az egyes években, és a fényváltozás ezalatt nagyon stabil volt. A folthőmérsékletek alakulása erős fotoszferikus plage tevékenységet mutatott. A foltméretek változása alapján elmondható, hogy a pólusfolt mérete egy szezonon belül jelentősen nem változott, mely erősíteni látszik markáns és stabil voltát. A két megfigyelt évben azonban jelentősen különbözött a pólusfolt mérete, 2006-ra átlagosan  $29^0$ -ra nőtt a 2005-re jellemző  $21^0$ -kal szemben, ami több, mint 40%-os területnövekedést jelent. Ez a csillag hosszútávú esetleges ciklusaival is kapcsolatos lehet. 2005-ben a foltok hosszúsága enyhe migrációt, majd hirtelen ugrást mutatott, míg 2006-ban jóval stabilabb volt az aktivitás helye. Megkíséreltem a kapott modell eredmények alapján, kvalitatív úton egy folt evolúciós történetet adni a megfigyelések idejére.

Az eredményeim egy részéről 2006 januárjában a Fialat Csillagász és Asztrofizikus Kutatók Találkozóján számoltam be és a konferencia kiadványban publikáltam (Csorvási, 2006).

2006 szeptember és november hónapjaiban kimértem egy-egy teljes fénygörbét a csillag fényesség változásából a Szegedi Csillagvizsgáló 40 cm átmérőjű távcsövével, ezzel remélhetőleg a hosszú időskáljű változások vizsgálhatóak lesznek. Ezenkívül szeretném meghatározni az LO Pegasi aktivitási ciklushosszát (28. ábra), mely egy nagyon fontos eredmény lenne. Sajnos az elfekvő adatbázisokban kevés és rossz minőségű adatok lelhetők csak fel, a saját méréseim pedig egyelőre nem elegendőek ahhoz, hogy a nagyjából egy évre prediktált ciklushosszat kimutassam.



28. ábra. Az aktív csillagok rotációs periódusa és ciklushosszai közötti összefüggés. A szürkével sátrózott részen az adatsorok hossza (rövidsége) miatt nem határozható meg ciklushossz. Az EY Dra (ultrarövid periódusú,  $P_{rot}=0.459$  nap) meghatározott, bizonytalan ciklushossza alapján van felrajzolva, míg az LO Peg a nagyjából egy évre prediktált ciklushossza alapján (Oláh et al. (2000), Oláh & Strassmeier (2002)).

## Köszönetnyilvánítás

Ezúton szeretnék hálás köszönetet mondani témavezetőmnek, Dr. Oláh Katalinnak a MTA KTM Csillagászati Kutató Intézet munkatársának, hogy sokszor idejét nem kímélve segítette munkámat, és hogy tanulhattam Tőle.

A dolgozat nem jöhetett volna létre, ha Dr. Hegedüs Tibor a Bács–Kiskun Megyei Önkormányzat Csillagvizsgáló Intézetének és a Pécsi Tudományegyetem Fizikai Intézet Csillagászati külső tanszékének vezetője nem biztosít számomra bő egy hónap távcső-  
időt.

Köszönet illeti Dr. Bíró Imre Barnát, a Bács–Kiskun Megyei Önkormányzat Csillagvizsgáló Intézetének és a Pécsi Tudományegyetem Fizikai Intézetének Csillagászati külső tanszékének munkatársát, aki ott létem alatt mindvégig áldozatkészen segítségemre volt, továbbá az adatredukció során értékes tanácsokkal látott el.

A dolgozat szintén nem jöhetett volna létre, ha Dr. Szatmáry Károly a SZTE TTK Kísérleti Fizika Tanszékének tanszékvezető helyettese nem biztosít egy hónap távcsőidőt a Szegedi Csillagvizsgáló felújított távcsövére, továbbá szeretném megköszönni, hogy értékes tanácsokkal látott el a dolgozat elkészítésében.

Köszönöm Csák Balázsnak az Optikai és Kvantumelektronikai Tanszék munkatársának, hogy mindig számíthattam rá, ha valami problémám volt az Szegedi Csillagvizsgáló felújított távcsövének használta közben.

Köszönet illeti a SZTE TTK Kísérleti Fizika Tanszékét és a MTA KTM Csillagászati Kutató Intézetet amiért biztosította a szükséges infrastruktúrát a dolgozat elkészüléséhez.

Köszönettel tartozom Vida Krisztiánnak az ELTE Csillagászati Doktori Iskola PhD hallgatójának, aki a SpotModeL–el kapcsolatos minden problémámban segítségemre volt. Nem felejtkezhetek meg Mészáros Szabolcsról a Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics predoktori ösztöndíjas munkatársáról, aki a kezdetek kezdetén időt szánt rám, és többek között megtanított a CCD fotometria alapjaira.

Köszönöm Családomnak, hogy mindvégig támogattak és olykor hangot adtak témám iránti érdeklődésüknek.

Végül, de nem utolsó sorban, köszönet illet mindenkit, aki valamilyen úton hozzájá-

rult a dolgozat elkészüléséhez.

Munkámat az OTKA T042509 és T043504, T048961 támogatták.

## Hivatkozások

- Amado, P.J., Doyle, J.G. & Byrne, P.B., 2000, MNRAS, 314, 489-497
- Barnes J.R., Collier Cameron A., Lister T.A., Pointer G.R. and Still M.D., 2005, MNRAS, 356, 1501
- Berdyugina S. V., 2005, Living Rev. Solar Phys., 2, 8
- Berdyugina S. V., 1998, A&A, 338, 97-105
- Berdyugina S. V., 2002, Astron. Nachr., 323, 192-195
- Borkovits T., Elkhateeb M.M., Csizmadia Sz., Nuspl J., Biró I.B., Hegedüs T., Csorvási R., 2005, A&A 441, 1087-1097
- Budding, E.: 1977, Ap&SS 48, 207
- Catalano S., Biazzo K., Frasca A., Marilli E., 2002, A&A, 394, 1009-1021
- Choudhuri, A.R., Gilman, P.A. 1987, ApJ 316, 788
- Chugainov, P.F. 1966, IBVS No. 122
- Collier Cameron, A., 1992, Proceedings of a colloquium held at Armagh Observatory, Northern Ireland, 24-27 July, 1990, vol. 397 of Lecture Notes in Physics, p. 33, Springer, Berlin, Germany; New York, U.S.A.
- Croll, B., Walker, Gordon A. H., Kuschnig, R., Matthews, Jaymie M., Rowe, Jason F., Walker, A., Rucinski, Slavek M., Hatzes, Artie P., Cochran, William D., Robb, Russell M., Guenther, David B., Moffat, Anthony F. J., Sasselov, D., Weiss, Werner W., 2006, ApJ, 648, 607
- Csorvási, R., 2006, PADEU vol. 17, 95-100

Dal, H. A.; Tas, G., 2003, *Information Bulletin on Variable Stars*, 5390, 1

Donati, J.-F., Brown, S.F., 1997, *A&A*, 326, 1135-1142

Donati, J.-F., Mengel, M., Carter, B.D., Marsden, S., Collier-Cameron, A., Wichmann, R., 2000, *MNRAS*, 316, 699

Dorren, J.D.: 1987, *ApJ* 320, 756

Eibe, M. T., Byrne, P. B., Jeffries, R. D., Gunn, A. G., 1999, *A&A*, 341, 527

Jankov, S., Foing, B.H., 1992, *A&A*, 256, 533-550

Frasca A., Freire Ferrero R., Marilli E., Catalano S., 2000, *A&A*, 364, 179-190

Hoffmeister, C. 1965, *Veroff. Univ. Sternw. Sonneberg*, 6, 97

Jeffers S.V., Donati J.-F., Collier Cameron A., 2006, *astro-ph/0610259*

Jeffries R.D., Jewell S.J., 1993, *MNRAS*, 264, 106

Jeffries R.D., Byrne P.B., Doyle J.G., Anders G.J., James D.J., Lanzafame A.C., 1994, *MNRAS*, 270, 153

Hall, D.S., 1991, *IAU Colloq. No. 130*, 353

Henden, A. <ftp://ftp.nofs.navy.mil/pub/outgoing/aah/sequence/efpeg.dat>

Korhonen H. & Elstner D., 2005, *A&A*, 440, 1161-1165

Kron, G.E., 1947, *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 305, 261-265

Kron, G.E., 1952, *Astrophys. J.*, 115, 301-319

Landolt, A.U. 1992, *AJ*, 104, 340

Levenberg, K.: 1944, *Quart. Appl. Math.* 2, 164

Lister, T. A.; Collier Cameron, A.; Bartus, J., 1999, *MNRAS*, 307, 685

- Mangenev A., 1986, in: Highlights of Astronomy Vol. 7, Proc. XIX IAU Gen. Assembly, Dordrecht, Reidel, p. 399
- Marquardt, D.W.: 1963, SIAM J. Appl. Math. 11, 431
- Messina S., Guinan F., 2003, A&A, 409, 1017-1030
- Mullan, D.J., 1974, Sol. Phys. 38, 9
- Oláh K., van Driel-Gesztelyi L., Kővári Zs., Bartus J., 1999, A&A, 344, 163-171
- Oláh K., Kolláth Z., Strassmeier K.G., 2000, A&A 356, 643
- Oláh K., Strassmeier K.G., 2002, in: Proc. 1st Potsdam Thinkhop on Sunspot and Starspots, ed. Strassmeier K.G., Astron. Nachr. 323, 3/4, 361
- Oláh K., Korhonen H., Kővári Zs., Forgács-Dajka E., Strassmeier K.G., 2006, A&A, 452, 303-309
- O'Neal, D., Saar, S.H., Neff, J.E., 1996, ApJ, 463, 766-775
- Pallavicini R. et al. 1981, ApJ 248, 279
- Pandey, J.C., Singh, K.P., Drake, S. A., Sagar, R. 2005, AJ, 130, 1231
- Parker, E.N., 1975, ApJ 198, 205
- Piskunov, N.E., Kochukov, O., 2002, A&A 381, 736-756
- Ribárik, G, Oláh, K., Strassmeier, K. G., 2003, Astronomische Nachrichten, 324,202
- Rice, J.B., Wehlau, W.H., Khokhlova, V.L., 1989, A&A, 208, 179-188
- Rice, J.B., Strassmeier, K.G., 2000, ApJ, 147, 151-168
- Robb, R. M.; Cardinal, R. D., 1995, Information Bulletin on Variable Stars, 4221, 1
- Strassmeier, K.G., Bartus, J., Kővári, Zs., Weber, M., Washüttl, A., 1998, A&A, 336, 587

Schüssler, M., Solanki, S.K., 1992, *A&A*, 261, L13

Schüssler, M., 1996, in: *Stellar Surface Structure*, IAU Symp. No. 176, eds. Strassmeier K.G. & Linsky J.L., p. 269

van Hamme, W. 1993, *AJ*, 106, 2096

Vogt, S.S., Penrod, G.D., 1983, *PASP* 95, 565

Vogt, S.S., Penrod, G.D., Hatzes, A.P., 1987, *ApJ*, 321, 496-515

Vogt, S.S., Hatzes, A.P., 1996, in: *Stellar Surface Structure*, IAU Symp. No. 176, eds. Strassmeier K.G. & Linsky J.L., p. 245



## A. Függelék

### A.1. Alapkorrekciók

#### A.1.1. A nullszint korrekció

A CCD egy mozaikszó: *Charge Coupled Device*, magyarul töltéscsatolt eszköz. A CCD félvezető anyagból álló, kis cellák összessége, amelyeket mátrixos elrendezésben lehet leginkább látni. A CCD-k előnyei a régebbi detektorokkal szemben:

- Széles spektrális érzékenység (200 nm - 1000 nm)
- Linearitás (A vizsgált objektum képének intenzitása egyenesen arányos a CCD–chip megvilágításának idejével)
- Nagy dinamikai tartomány ( $10^m - 12^m$ )

A CCD egy másik nagyon jó tulajdonsága a kvantumhatásfoka. Ez általában azt jelenti, hogy 100 beérkező fotonból 80–90 fotont is hasznosítani tud a detektor. A kvantumhatásfok képlet formájában is megadható:

$$QE = \frac{\text{detektált fotonok átlagos száma/pixel/s}}{\text{beeső fotonok átlagos száma/pixel/s}}$$

Azonban ez a detektor sem tökéletes, így a nyers képeken el kell végezni bizonyos korrekciós lépéseket, ha használható képeket szeretnénk. Ezek ismertetése következik most. A redukciós eljárásokat az *IRAF*<sup>1</sup> nevű programmal végeztem, amelyet a National Optical Astronomy Observatory–ban fejlesztettek ki az 1980–as években. Ez az igen összetett programcsomag több alprogramra bomlik és azokon belül helyezkednek el az ún. *taskok*.

A *bias* tulajdonképpen egy *alapkép korrekció*. A bias a chip alapjel–szintjére jellemző érték. Ha egy képet kiolvasunk és rögtön utána készítünk egy nulla integrációs idejű

---

<sup>1</sup><http://iraf.noao.edu>

felvételt és azt kiolvassuk, akkor azt tapasztaljuk, hogy egyes pixelek kis mértékű jellel rendelkeznek. Bias–korrekciónál érdemes több bias–képet készíteni és azokat átlagolni kell. A bias–kép átlagolásánál a task–ok: **noao**  $\Rightarrow$  **imred**  $\Rightarrow$  **ccdred**  $\Rightarrow$  **zerocombine**.

A bias–korrekciónál lényeges, hogy **minden képből ki kell vonni az átlagolt bias–képet!**

A bias–korrekció lépései: **noao**  $\Rightarrow$  **imred**  $\Rightarrow$  **ccdred**  $\Rightarrow$  **ccdproc**.

### A.1.2. A sötétáram korrekció

Ha nem elég alacsony a kamera „sötétárama”, akkor kell elvégezni a *dark-korrekciót*. A sötétáram oka, hogy elég nagy hőmozgás esetén a chipet alkotó félvezetőkben akkor is kiléphetnek elektronok, ha a kamerát nem éri fény. Minél nagyobb a hőmérséklet, annál több elektron szabadulhat ki a rácsszerkezetből. Valójában a sötétáram a hőmérséklettel exponenciálisan nő, bár a gyök alatti tényező befolyásolja leginkább a következő függvényt (Buil, 1991):

$$S = A\sqrt{T^3} \exp(-V_g q / (2kT)) \quad (7)$$

ahol  $T$  a hőmérséklet Kelvinben,  $q$  az elektron elemi töltése ( $1.6 \times 10^{-19}$  C),  $V_g$  a lyuk feszültség,  $k$  a Boltzmann–állandó ( $1.38 \times 10^{-23}$  J/K), és  $A$  pedig egy konstans. Tehát minél „melegebb” a kamera, illetve minél hosszabb az integrációs idő, annál nagyobb lesz a sötétáram. A CCD-kamera megfelelő hűtésével a sötétáram lecsökkenthető.

A *sötétkép* (dark) a fentiek miatt, egy a korrigálandó képpel azonos integrációs idővel és ugyanazon hőmérsékleten készített kép azzal a különbséggel, hogy ez a kép megvilágítás nélkül készül. Így a termikus hatásokból eredő jeleket pixelenként kivonjuk az objektumkép pixeleiből:

$$I'(x, y) = I(x, y) - \frac{\sum_{p=1}^M D_p(x, y)}{M} \quad (8)$$

Az  $(x, y)$ –ok a pixel–koordinátákat jelölik,  $I$  a „nyers” kép, és  $D_p$  a sötétkép. Az átlagolásra azért van szükség, mert így javul a jel/zaj (S/N) arány, illetve sok véletlenszerű jelet már ezzel ki lehet szűrni.

Az általam használt kamerák mindegyikét átlagosan  $-20^{\circ}C$ -ra lehetett lehűteni a legforróbb nyári éjszakákon is. Így ezt a korrekciót el kellett végezni ügyelve arra, hogy a megfelelő expozíciós idejű képből a vele azonos expozíciós idejű képet vonjuk ki. Itt is össze kell átlagolni a képeket, persze figyelve az integrációs időkre. Ennek módja az IRAF-on belül a következő lépésekkel érhető el: **noao**  $\Rightarrow$  **imred**  $\Rightarrow$  **ccdred**  $\Rightarrow$  **darkcombine**. Fontos: a dark-korrekciót szintén minden képre meg kell csinálni, tehát a flat-képekre is. A korrigálandó képekből való sötétkép-levonásnál ugyanazt a taskot kell használni, mint a bias esetén is, azaz: **noao**  $\Rightarrow$  **imred**  $\Rightarrow$  **ccdred**  $\Rightarrow$  **ccdproc**.

### A.1.3. A flat korrekció

További hibaforrásként jelennek meg az optikai leképező rendszeren levő kis porszemek, szennyeződések, a pixelek különböző érzékenysége és a vignettálás. Az ezek által keletkező struktúrák zavaró tényezők, mivel nem a csillagászati objektum okozza és a pixelek intenzitását szintén befolyásolja. Ezen hamis struktúrák jól láthatóvá válnak, ha olyan felvételt készítünk (*világosképet*), amely egy egyenletesen kivilágított terület-ről készül.

Általában a távcsövek kupolájában el van helyezve a falon egy fehér kartonlap, amelyre ráállítva a teleszkópot készíthetünk képeket (*dome-flat*). A kartonlap egyenletes kivilágítása azonban eléggé nehézkes, főleg a nagylátószögű távcsöveknél (pl. a Schmidt távcsőnél). Így a gyakorlatban az esti és reggeli szürkületi égboltról szoktak felvételeket készíteni (*skyflat*). Az ilyen égbolt eléggé homogén és ekkor még/már a csillagok sem látszanak. Mivel a porszemektől és szennyeződésektől kialakuló struktúrák a fény hullámhosszától függően különböző alakúak lesznek és mindegyik szűrőn lehetnek koszosok, ezért **ha több szűrővel készítünk képeket, akkor a flat-képeknek is több szűrővel kell készülniük.** Ha elkészülnek a flat-képek, akkor azokból is le kell vonni a dark-képet, azaz hasonlóan (8)-höz:

$$F'(x, y) = F(x, y) - \frac{\sum_{p=1}^M D_p(x, y)}{M} \quad (9)$$

A dark–korrekción átesett képet ( $I'$ ) 1–re kell normálni. Ez azt jelenti, hogy a pixel-ek átlagértékét 1–nek választjuk. A többi pixel fényességét ehhez arányítjuk és így azok 1 körüli értéket vesznek fel. Ezzel az 1–re normált flat–képpel kell leosztani a korrigálandó képeket:

$$I''(x, y) = \frac{I'(x, y)}{F'(x, y)} < F'(x, y) > \quad (10)$$

ahol  $<F'(x,y)>$  a flat–kép számtani közepe.

A világosképeket is szűrőnként átlagolni kell úgy, hogy az azonos átlagszintre hozott flat–képek mediánját vesszük. Ezzel a képre került csillagok eltűnnek és javul az S/N arány is. Az ehhez szükséges lépések: **noao**  $\Rightarrow$  **imred**  $\Rightarrow$  **ccdred**  $\Rightarrow$  **flatcombine**.

Ezután a sötétképpel korrigált átlagolt flat–képpel le kell osztani a szintén dark–korrigált objektumképet. A normálást és a flat–korrekciót szintén a **ccdproc** nevű task segítségével lehet elvégezni: **noao**  $\Rightarrow$  **imred**  $\Rightarrow$  **ccdred**  $\Rightarrow$  **ccdproc**.

## A.2. A képek összetolása

A távcsövek általában rendelkeznek óragéppel, amelyek segítségével kompenzálható a Föld forgása, így az objektumot végig követi a távcső. Azonban a követés nem teljesen pontos, ezért a csillagok egy kicsit más pozícióban lesznek képről–képre, másképpen fogalmazva a képek „lötyögnek”. Ezt mindenképpen érdemes korrigálni, mert később a fotometriánál fontos lesz.

Több módon is eljárhatunk. Az egyik mód az, hogy ki kell választani egy referenciaképet, és ehhez a képhez toljuk össze a többi képet. Így a csillagok minden képen ugyanazon a pixel–koordinátán lesznek. Ezt megtehetjük az **imalign** nevű task segítségével. A taskot bármelyik programcsomagból meghívhatjuk, de a „hivatalos” elérési útvonal: **images**  $\Rightarrow$  **immatch**  $\Rightarrow$  **imalign**. Ez jól használható, ha csak kicsit mozdulnak el a csillagok képről képre.

Egy másik képösszetolási task az **imshift**. Ez szintén elérhető mindenhol az IRAF-on belül, de ennek is van pontos helye: **images**  $\Rightarrow$  **imgeom**  $\Rightarrow$  **imshift**. A

kettő között a különbség, hogy az *imalign* a megadott referencia csillagok segítségével illeszti a legpontosabb  $x$ ,  $y$  eltolás értékeket, majd ezen adatokkal csúsztatja el a képeket, míg az *imshift* csak a megadott értékkel tolja el a képeket. Egy további alternatíva a *geotran* és *geomap* használata, amellyel sok geometriai transzformációt lehet elvégezni.

Végül azt is meg lehet tenni, hogy egy referenciaképhez képest megnézzük, mennyit kellene eltolni ahhoz, hogy minden egyes képen ugyan ott legyenek a fotometrálandó csillagok. Ismerve az eltolás mértékét, legyártható egy koordináta lista minden képre. Ehhez írtam egy *C* programot, mely a megadott eltolásértékek alapján a referenciaképen levő csillagok koordinátáit minden képre kiszámolja és beleírja egy külön fájlba. Ezt a koordinátafájl listát adtam meg a *phot*-nak.

Ennek sok haszna van. A képösszetolással plussz fotometriai zaj keletkezik, továbbá nagy elmozdulások esetében a fentebb leírt módszerek nem alkalmazhatók nagy sikerrel.

### A.3. Fotometria

#### A.3.1. Az apertúra–fotometria → (PHOT)

A méréseimet apertúra–fotometriával értékelttem ki. Az apertúra–fotometria elérési útja az IRAF-ban: **noao** ⇒ **digiphot** ⇒ **apphot** ⇒ **phot**. A *phot* task megtalálható még a következő helyen is: **noao** ⇒ **digiphot** ⇒ **daophot** ⇒ **phot**. Mindkettő használható.

Ez talán a legpontosabb fotometriai módszer. Arról van szó, hogy a csillag képe köré egy meghatározott sugarú apertúrát veszünk fel, melyen belül a program összeadja az egyes pixel értékeket. Mindezt korrigálja a háttér értékével. Nekünk kell megmondani, hogy a csillag környezetében mekkora sugarú és vastagságú gyűrűben mintavételezze a háttérrel, amit később levon. Csak akkor alkalmazható, ha a csillagok nincsenek túl közel egymáshoz a CCD képen. A futtatás után létrejövő fájlban rengeteg adat van, többek között a csillagok apertúra–fotometriával meghatározott *instrumentális fényessége*. Azért instrumentális, mert ez mindig az adott eljárás során kapott egyedi, máso-

kéval nem összeegyeztethető magnitúdó-érték. Azért van így, mert ez az érték függ az adott detektor spektrális érzékenységtől, a távcső spektrális átteresztésétől, a légköri viszonyoktól stb.

#### A.4. Standard transzformáció

Az IRAF által kapott fényességértékeinket a nemzetközi rendszerbe kell transzformálni ahhoz, hogy valaki más a saját méréseivel össze tudja hasonlítani, vagy azzal kiegészítve dolgozni tudjon vele. Sajnos nem mindig sikerül pontos transzformációt csinálni, mely a szakirodalomban nem kis számban fellelhető anomáliákhoz vezet. A transzformáció első lépése az extinkciós korrekció. A Föld légköre abszorpciós közeg a vizsgált csillagunk fényessége számára. Ha tekintünk egy abszorpciós dobozkat, melynek felülete egységnyi és oldala  $dx$  nagyságú, akkor a dobozkan átmenő fény  $I$  intenzitása  $dI$ -vel megváltozik, tehát írhatjuk:

$$dI = -I \tau dx,$$

ahol  $\tau$  az optikai mélység. Kiintegrálva ezt a differenciális egyenletet, kapjuk hogy

$$\log I = \log I_0 - \tau x,$$

melyben  $I_0$  és  $I$  a kezdeti és elnyelés utáni intenzitás. Mivel a magnitúdó definíciója

$$m = -2,5 \log I,$$

következik

$$m_0 = m - 2,5 \tau x = m - k X,$$

ahol  $k$  az extinkciós koefficiens,  $X$  a levegőtömeg. A levegőtömeget így számoljuk:

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

ahol

$$\sec z = (\sin \varphi \sin \delta + \cos \varphi \cos \delta \cos h)^{-1},$$

melyben  $\varphi$  az észlelő földrajzi hosszúsága,  $\delta$  és  $h$  a deklinációja és óraszöge a mért csillag(ok)nak. A  $k$  értéke két részből tevődik össze:

$$k = k' + k'' C,$$

ahol  $k'$  az elsőrendű tag, mely az abszorpciót írja le,  $k''$  a másodrendű tag, mely a szín extinkciós együttható, ugyanis mérésekkel igazolták (Abbott 1929 és Hiltner 1956), hogy  $k$  értéke hullámhossztól is függ, ezért a színre is korrigálni kell.

Differenciális standard tarnszformációt végeztem. A transzformációs egyenletek ebben az esetben:

$$\begin{aligned} \Delta V &= \Delta v - k_v \Delta X + \epsilon \Delta(B - V) \\ \Delta(B - V) &= \mu \Delta(b - v) - \mu k'_{bv} \Delta X - \mu k''_{bv} \Delta(b - v) \bar{X} \\ \Delta(V - R) &= \nu \Delta(v - r) - \nu k'_{vr} \Delta X - \nu k''_{vr} \Delta(v - r) \bar{X} \\ \Delta(V - I) &= \kappa \Delta(v - i) - \mu k'_{vi} \Delta X - \kappa k''_{vi} \Delta(v - i) \bar{X} \end{aligned}$$

Az általam használt standard mezőkben a csillagok közel vannak egymáshoz, így a számolt  $\Delta X$ -es tagok elhanyagolhatóvá válnak, és csak a színre kell elvégezni a korrekciót.

Mindkét kamera esetén elvégeztem a transzformációt. A PG 2213-006 (Landolt (1992)) és az EF Peg (Henden) mezőket használtam. A standard mezőkben rendre öt és hét csillag van. Úgy jártam el, hogy kiválasztottam egy-egy csillagot mindkét mezőben és ennek fényességét kivontam mindegyik csillag fényességéből. Végül elkészítettem egy olyan adatfájlt, melyben a levegőtömeg és a differenciális fényesség, illetve szín értékek szerepelnek. Ez hét standard csillag esetén hat külön adatfájlt jelentett, melyekkel ezek után dolgozni lehetett. Először a színre korrigáltam. A  $k''_{bv}$ ,  $k''_{vr}$ , stb. színtagokat az egyes éjszakák összehasonlító-ellenőrző csillag fényességértékeinek felhasználásával határoztam meg. A  $\Delta(C) - \Delta(C)\bar{X}$  függvényt illesztettem, ahol  $C$  az adott színdexet jelöli. Így egy stabil értéket kaphattam a sok éjszaka átlaga alapján. A  $k_v$  értéket

$\Delta v - \Delta(b - v)\bar{X}$  függvény illesztésével állapítottam meg. Ezek után a kapott színta-  
gokkal korrigáltam és elkészítettem egy végső fájlt, melyben az összes színre korrigált  
differenciális fényesség és szín érték szerepel, mellette az irodalomban megadott érté-  
kekkel. Ezek után  $\epsilon, \mu, \nu$  értékeket rendre a  $\Delta V - \Delta v - \Delta(B - V), [\Delta(B - V) - \Delta(b - v)]$   
 $- \Delta(B - V)$  és  $[\Delta(V - R) - \Delta(v - r)] - \Delta(V - R)$  függvények illesztésével határoztam  
meg. Az utóbbi két konstans értékét a kapott meredekség segítségével így számoljuk:  
 $konstans = \frac{1}{1-m}$ , ahol  $m$  a meredekség.

A  $\mu, \nu, \kappa$  távcsőkonstansok értéke ideális esetben 1, míg az  $\epsilon$  0. A kapott konstansokat a  
10. táblázatban foglaltam össze.

9. táblázat. A meghatározott transzformációs konstansok 2005-ben,  $B - V$  ( $\mu$ ),  $V - R$   
( $\nu$ ),  $V$  ( $\epsilon$ ).

Kamera	$\mu$	$\nu$	$\epsilon$
Apogee Alta U16	1.143±0.025	0.976±0.039	-0.052±0.012
Apogee AP7	1.018±0.082	1.002±0.109	-0.023±0.052

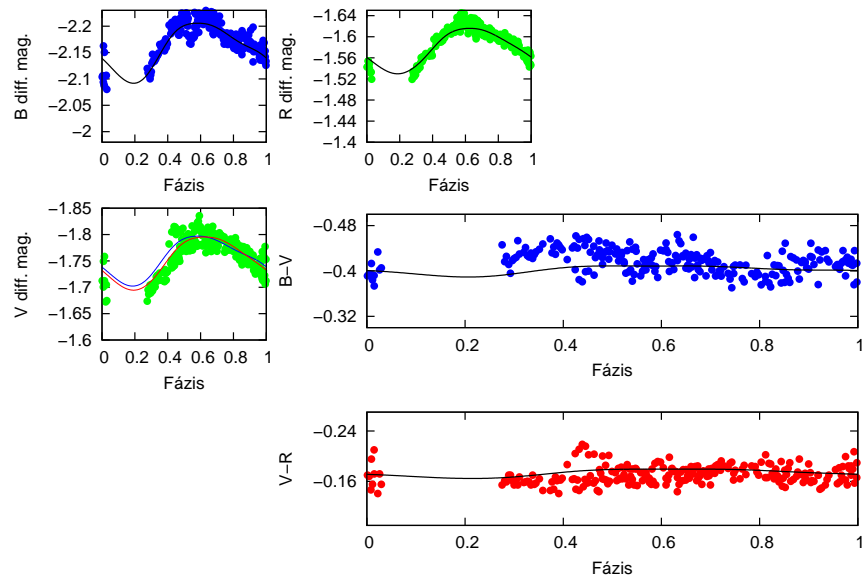
10. táblázat. A meghatározott transzformációs konstansok 2006-ban,  $B - V$  ( $\mu$ ),  $V - R$   
( $\nu$ ),  $V - I$  ( $\kappa$ ),  $V$  ( $\epsilon$ ).

Kamera	$\mu$	$\nu$	$\kappa$	$\epsilon$
ST-9	1.102±0.0173	1.281±0.050	1.113±0.113	0.081±0.054

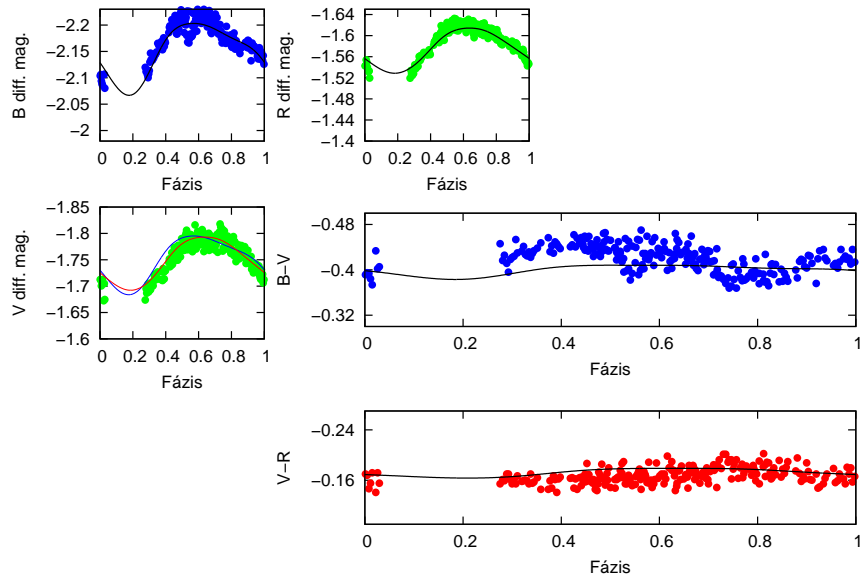


## B. Illesztések

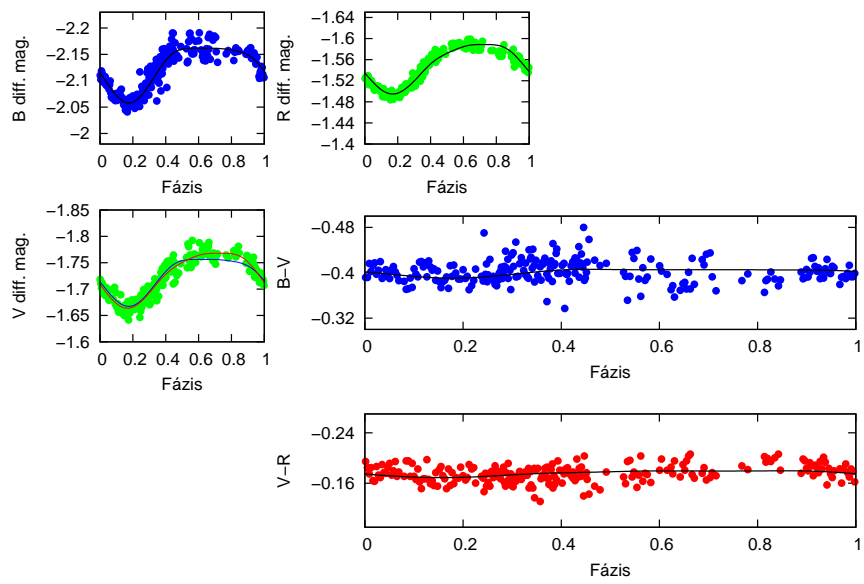
### B.1. 2005



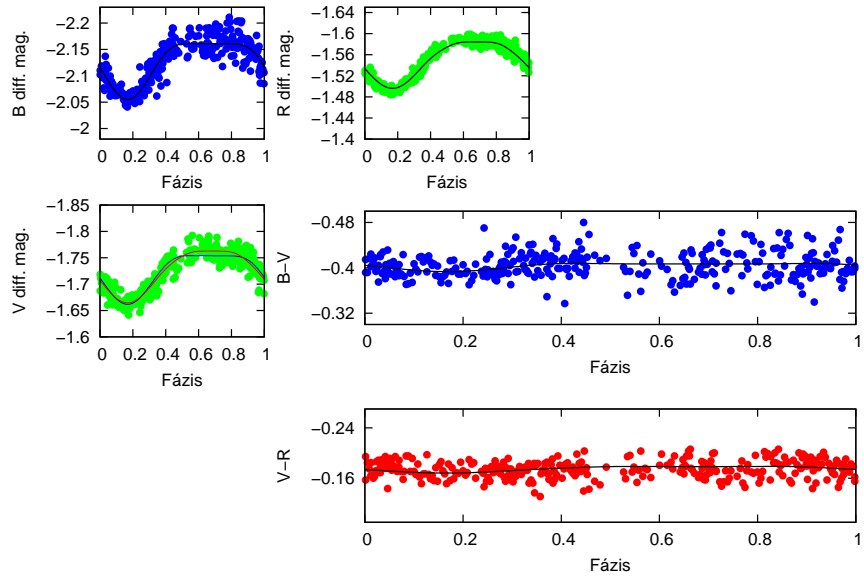
29. ábra. 53546 HJD – 53551 HJD



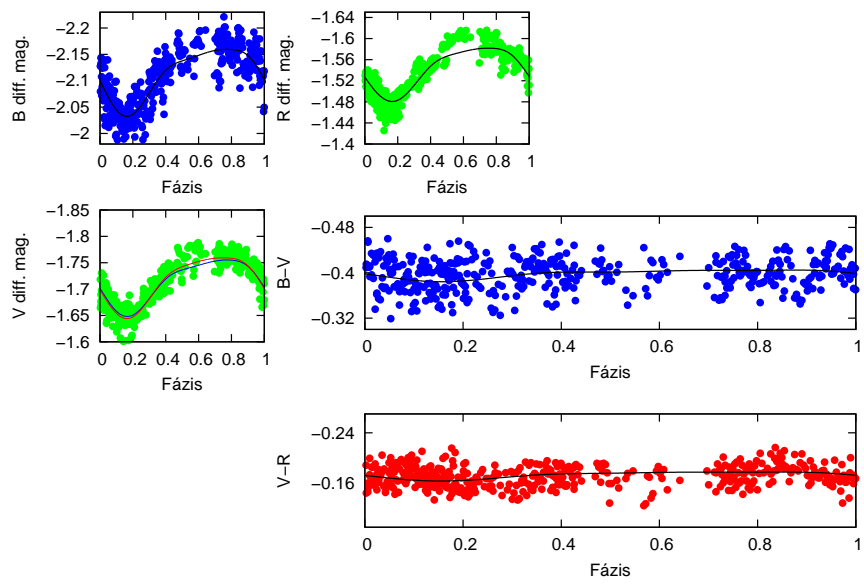
30. ábra. 53549 HJD – 53556 HJD



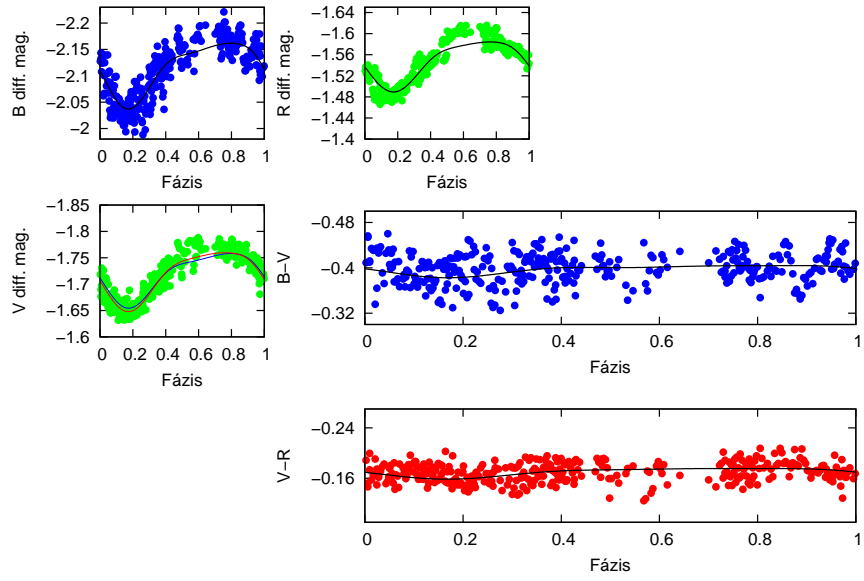
31. ábra. 53576 HJD – 53578 HJD



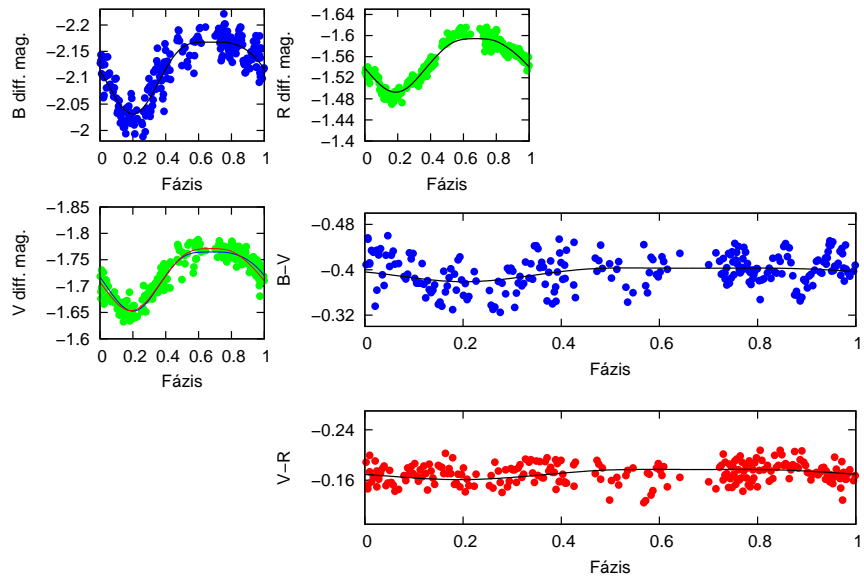
32. ábra. 53576 HJD – 53579 HJD



33. ábra. 53581 HJD – 53585 HJD

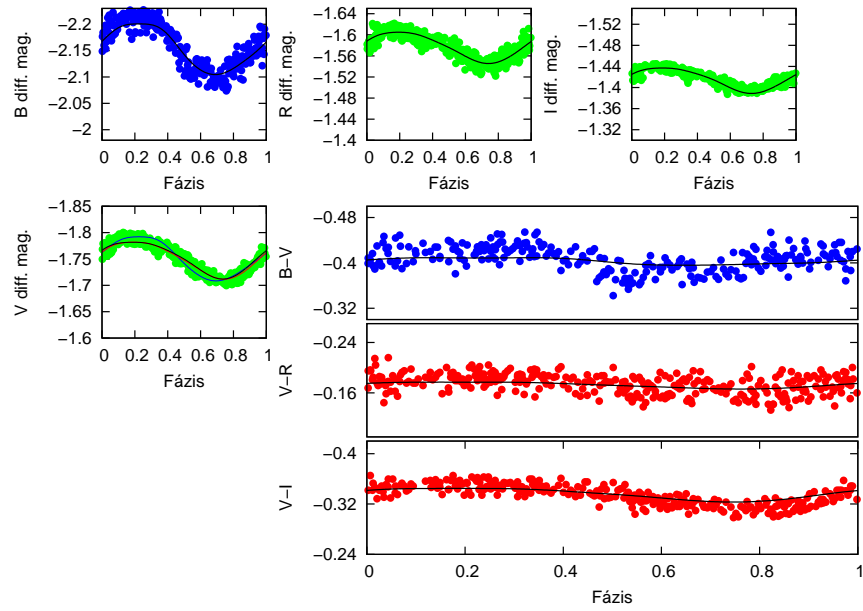


34. ábra. 53582 HJD – 53585 HJD

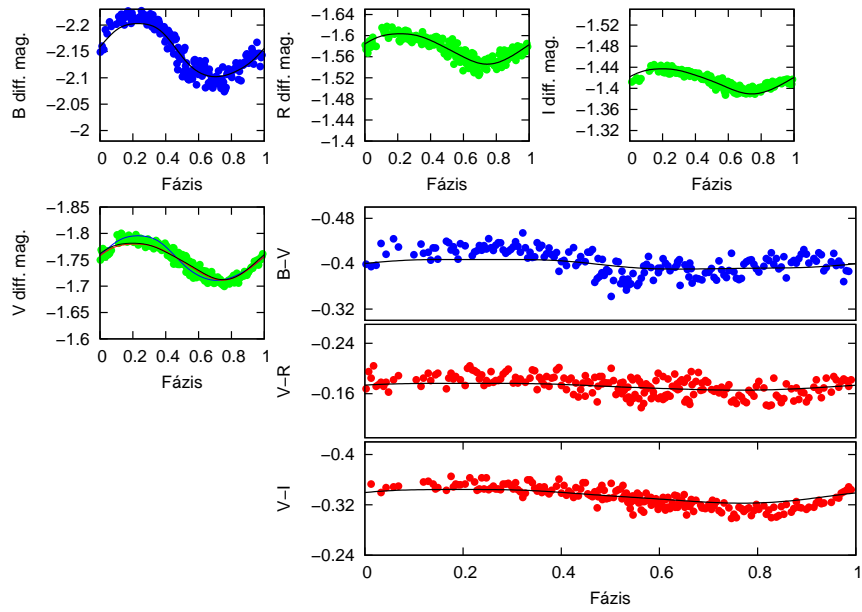


35. ábra. 53583 HJD – 53585 HJD

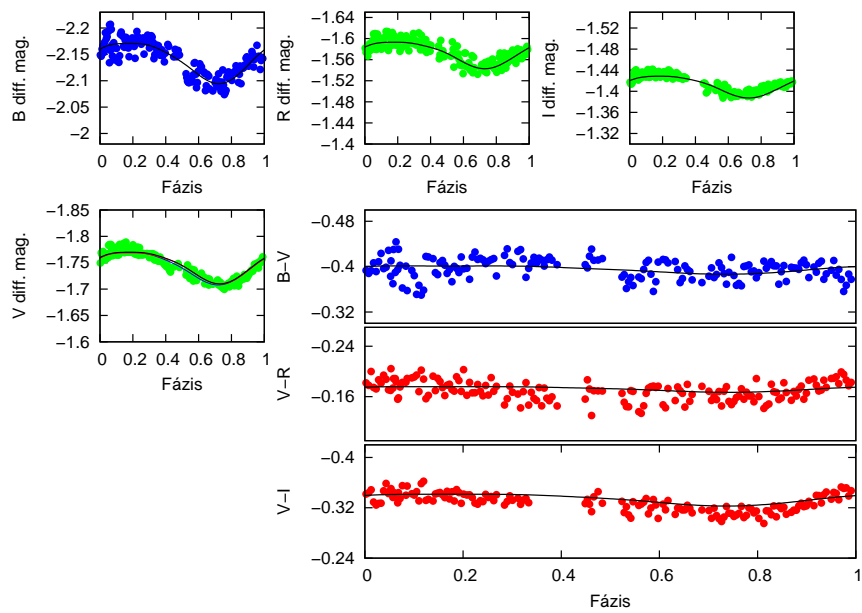
## B.2. 2006



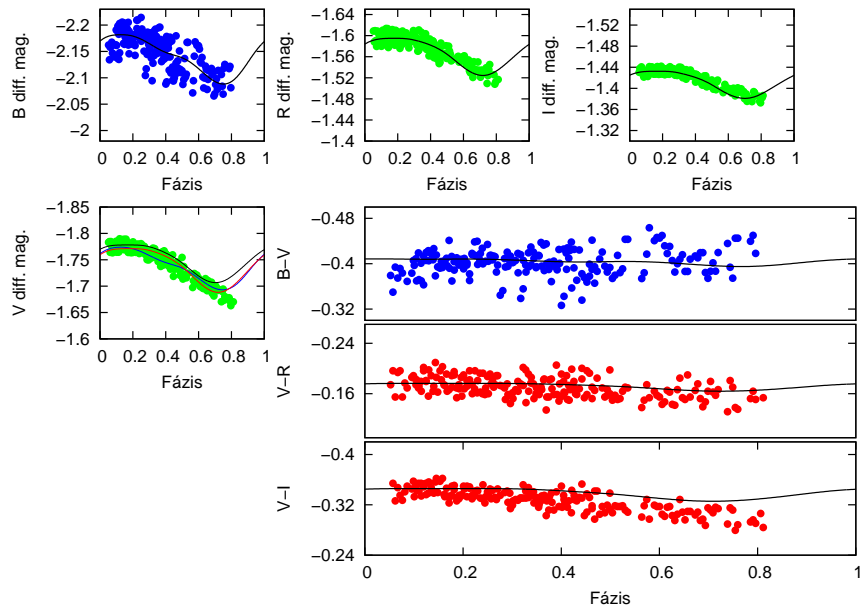
36. ábra. 53934 HJD – 53937 HJD



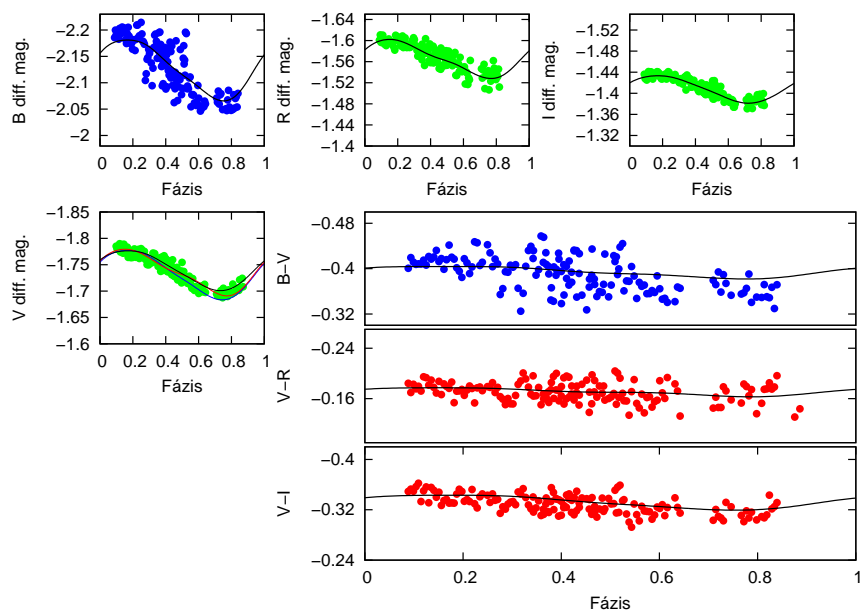
37. ábra. 53935 HJD – 53937 HJD



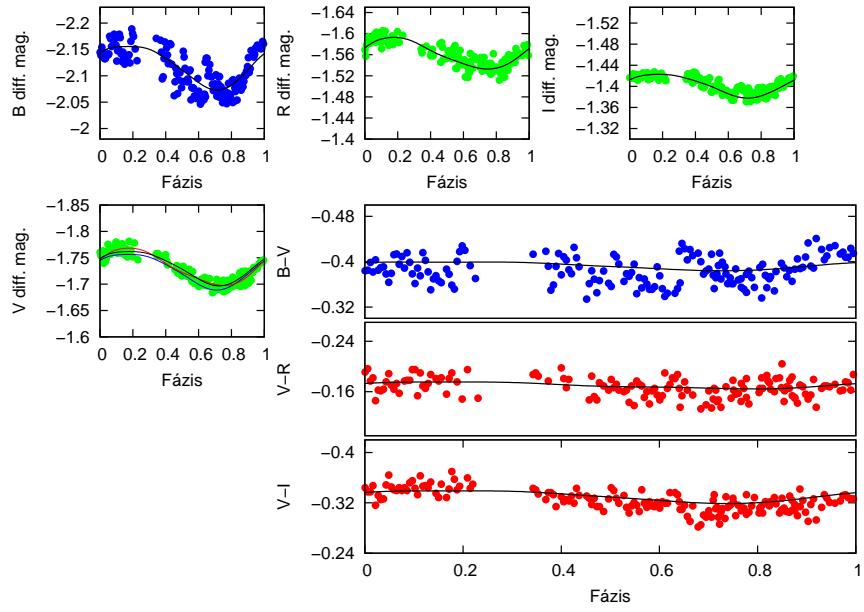
38. ábra. 53936 HJD – 53938 HJD



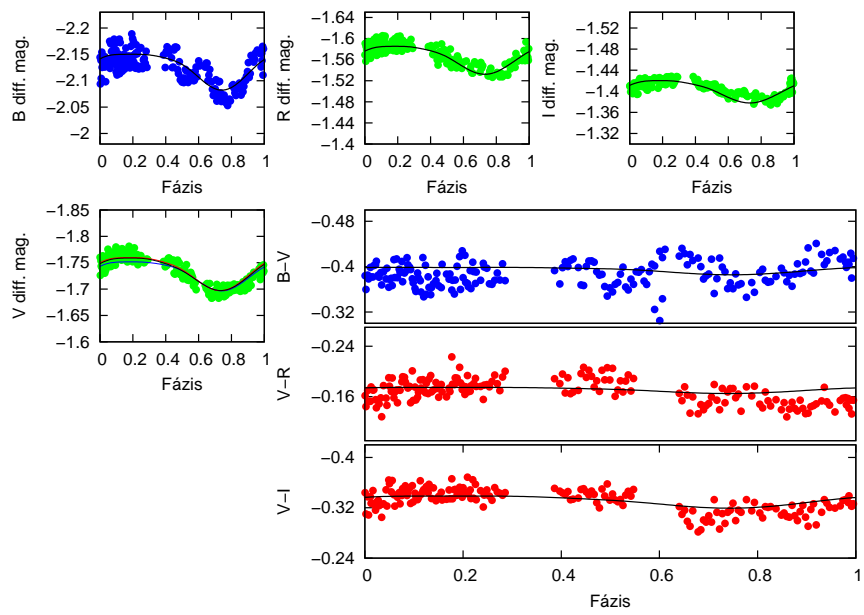
39. ábra. 53937 HJD – 53941 HJD



40. ábra. 53940 HJD – 53942 HJD

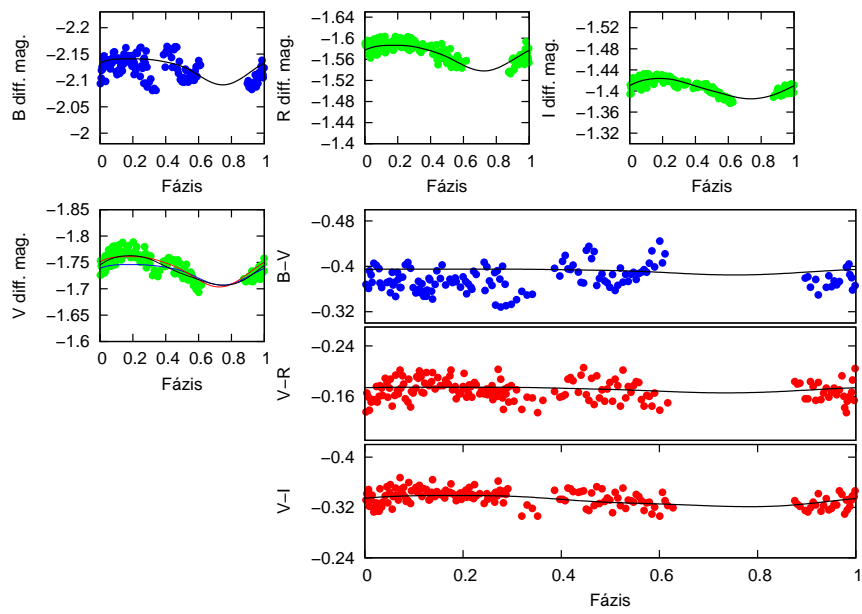


41. ábra. 53941 HJD – 53943 HJD



42. ábra. 53942 HJD – 53944 HJD





43. ábra. 53943 HJD – 53946 HJD