

Aktív csillagok vizsgálata különböző időskálákon

Doktori értekezés

Készítette:
Vida Krisztián

Témavezető:
Forgácsné Dr. Dajka Emese
ELTE Csillagászati Tanszék

Konzulensek:

Dr. Oláh Katalin
MTA Konkoly Thege Miklós
Csillagászati Kutatóintézet

Dr. Kővári Zsolt
MTA Konkoly Thege Miklós
Csillagászati Kutatóintézet

Fizika Doktori Iskola
Doktori Iskola vezetője: Dr. Horváth Zalán
Részecskefizika és Csillagászat Program
Programvezető: Dr. Csikor Ferenc



ELTE TTK Csillagászati Tanszék
Budapest, 2011.

Tartalomjegyzék

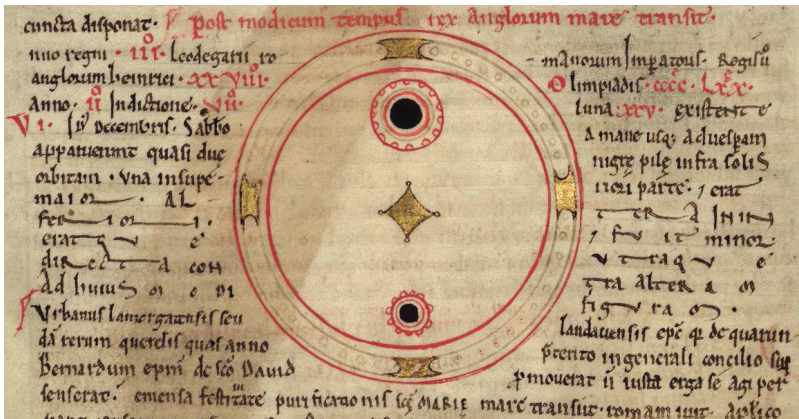
| | |
|--|-----------|
| 1. Bevezetés | 2 |
| 1.1. Történeti háttér | 2 |
| 1.2. Aktivitási jelenségek | 4 |
| 1.2.1. Aktivitási indikátorok | 5 |
| 1.2.2. Aktivitási ciklusok | 7 |
| 1.2.3. Foltszélességek | 9 |
| 1.2.4. Folt hosszúságok: aktív hosszúságok, flip-flop jelenség | 10 |
| 1.2.5. Flerek | 12 |
| 1.2.6. A mágneses tér az észlelések tükrében | 14 |
| 1.3. Alkalmazott módszerek | 20 |
| 1.3.1. A CCD-fotometria alapjai | 20 |
| 1.3.2. Spektroszkópia | 24 |
| 2. Aktív törpecsillagok vizsgálata | 27 |
| 2.1. EY Draconis: egy törpecsillag radiatív maggal és konvektív burokkal . . . | 27 |
| 2.1.1. Perióduselemzés | 31 |
| 2.1.2. Aktivitási jegyek vizsgálata | 32 |
| 2.2. V374 Pegasi: egy teljesen konvektív törpecsillag | 36 |
| 2.3. V405 Andromedæ: egy kettős a konvekciós határ két oldaláról | 41 |
| 2.3.1. Modellezés | 43 |
| 2.3.2. Gyors változások a fotoszférában és a kromoszférában | 45 |
| 2.4. A TYC 2627-638-1 változásainak fotometriai és spektroszkópiai analízise | 52 |
| 2.5. Óriásfler a 2MASS J00453912+4140395 csillagon | 64 |
| 3. Csillagfelszíni áramlások vizsgálata óriáscsillagokon | 67 |
| 3.1. UZ Libræ | 67 |
| 3.2. σ Geminorum | 69 |
| 4. Zárszó | 73 |

1. Bevezetés

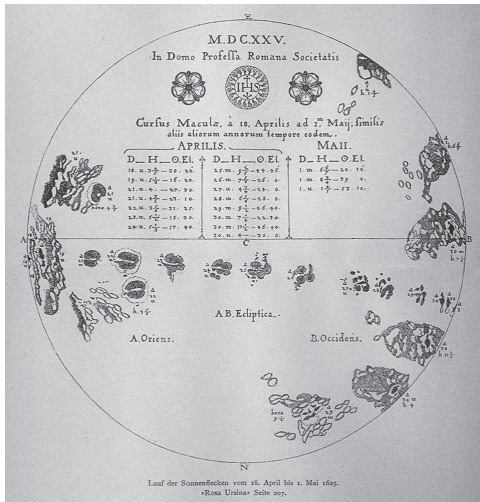
1.1. Történeti háttér

Ha a csillagaktivitás kutatásának gyökereit keressük, az első napfoltészlelésekig érdemes visszatekintenünk. A napfoltok megfelelő körülmények között szabad szemmel is megfigyelhetők, az első feljegyzések az ókori Kínából származnak – egyes források az i. e. 800 táján íródott Változások Könyvének egyik szövegrészletét, míg mások egy i. e. 28-ból származó észlelést tekintenek a legkorábbinak. Az egyiptomi hieroglifák napszimbóluma – amely a mai mindmáig a Nap jele a csillagászatban (\odot) – is arra utal, hogy ismerték a napfoltok létét (Ponori Thewrewk, 2007). A nyugati világban azonban – az arisztotelészi világkép uralkodása miatt – a Napot tökéletes égitestnek gondolták, így bár valószínűleg láttak napfoltokat, azokat „nem illett észrevenni”. A napfoltok legkorábbi ismert ábrázolása (1.1. ábra) 1128-ból származik, Worcesteri János krónikájából. Érdemes megjegyeznünk, hogy Worcesteri János napfoltészlelése után öt nappal koreai krónikák erős sarki fényről számoltak be. A napfoltok első távcsöves észlelését Johannes Fabricius, Thomas Harriot, Galileo Galilei és Christoph Scheiner nevéhez köthetjük, akik közel egy időben fordították távcsövüket központi csillagunk felé. Scheiner 1630-ban publikált könyve, a *Rosa Ursina sive Sol* sokáig a napkutatás legalapvetőbb munkája volt. Egy részlet a könyvből az 1.2. ábrán látható.

De mi a helyzet más csillagokkal? Vegyük sorra e témakör fontosabb állomásait Hall (1994) nyomán. A gondolat, hogy más csillagok felszínét is boríthatják foltok, meglepően korán felmerült. Ismael Boulliau 1667-ben az *o Ceti* (Mira) változásait vizsgálta. Megállapította, hogy a csillag 333 napos periódussal változtatja a fényességét. Erre a jelenségre Boulliau azt a magyarázatot adta, hogy a csillag egyik féltekéje sötétebb a másiknál, és a csillag forgásakor felváltva látjuk annak fényesebb, illetve sötétebb részeit. Az elmélet hamar népszerűvé vált, egészen a XIX. századig csillagfoltokkal magyarázták a fedési kettősökön kívül valamennyi változócsillag fényváltozásait. Ekkor azonban egyre több, korábban foltos csillagnak vélt objektumról derült ki, hogy a fényváltozások más fizikai okokra vezethetők vissza. Először a β Lyræről derült ki a radiálissebesség-görbe változásából, hogy valójában kettős. Szintén radiálissebesség-mérések alapján feltételezték, hogy a δ Cephei szintén kettős rendszer, azonban felmerült egy másik lehetséges értelmezése is az észleléseknek: a pulzáció. A pulzációelmélet elterjedése után később elfogadottá vált, hogy több más csoport – a Mira típusú változók, a szemireguláris változók, az RR Lyræk – fényváltozásainak hátterében is a pulzáció áll. Így ekkorra a csillagfoltok elmélete mögül gyakorlatilag eltűntek az észlelések, amelyeket azzal meg lehetett volna magyarázni. Érdekes, hogy nagyjából egy időben azzal, hogy a csillagfoltok elmélete háttérbe szorul, sikerül megfigyelni az első, valóban csillagfoltok által okozott fényességváltozá-



1.1. ábra. "... december 8-án, szombaton reggeltől egészen estig a Nap előtt két fekete korong jelent meg, egy nagyobb fent, és egy kisebb lent, mint a rajzon." Az első ismert napfoltábrázolás Worcesteri János (John of Worcester) krónikájának 380. oldalán (Oxford, Corpus Christi College könyvtára).



1.2. ábra. Részlet Scheiner *Rosa Ursina sive Sol* című könyvéből.

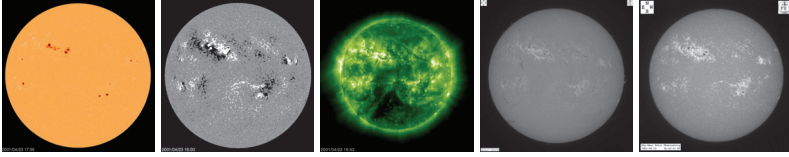
sokat a W Ursæ Maiorison. Müller & Kempf (1903), majd Baldwin (1908) mutatta ki először a fénygörbében található aszimmetriát, később Russell (1912) becsülte meg annak nagyságát, 0,06 magnitúdóban. A W UMa után az RT Lacertæ volt a következő, ahol ezt az aszimmetriát megfigyelték (Enebo, 1910; Luizet, 1915). A XX. század közepére a fedési fénygörbék aszimmetriájára számos magyarázatot találtak; ezek közül néhány: súrlódásos fűtés és csillag vezető oldalán, az egyik csillagot körülvevő torzult felhő, libráció, „negatív reflexiós effektus”, csillag körüli anyag különböző konfigurációkban, egyik vagy másik komponens pulzációja – a csillagfoltok ekkorra kivonultak a köztudatból.

Kron (1947, 1950, 1952) munkái voltak az elsők, ahol valóban foltos csillagok viselkedését sikerült csillagfoltokkal megmagyarázni. Kron négy kettős és két magányos csillag fénygörbéjét magyarázza sötét és fényes foltokkal, sőt, az AD Leonison megfigyelt fleket a Nap aktivitásához kapcsolja. Több mint egy évtizedes szünet után Hoffmeister (1965) és Chugainov (1966) azok, akik ismét felfedezik a csillagfoltok elméletét. Hoffmeister (1965) T Tauri csillagok kváziperiodikus változásait magyarázta ily módon, s bár kerülte a „csillagfolt” kifejezést, egyértelműen párhuzamot vont a megfigyelt jelenség és a napfoltok között. Chugainov (1966) a BY Draconisról készített fotometriai méréseket, és miután kizárja a fedést és a pulzációt mint lehetséges magyarázatokat, az észleléseit a foltos csillagfelszín rotációjával magyarázza. Egy évvel később Dickens és mtsai (1967) hasonló eredményre jutottak a BY Dra észlelésekor.

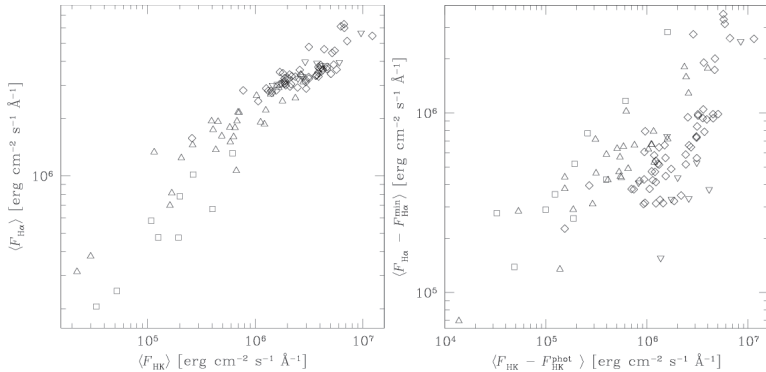
1971-ben aztán ez a csillag lett a prototípusa a *General Catalogue of Variable Stars* (GCVS) új változócsillag-típusának, melynek leírásában ez szerepel: „a fényváltozások oka feltehetőleg az anizotrop fényességű csillagfelszín tengely körüli forgása”. Chugainov (1971) cikkével kapcsolatban pedig a Naphoz hasonló aktivitási ciklusok létezése is felmerült: a szerkesztő – Detre László – a cikkhez a következő megjegyzést fűzi: „Chugainov csillagainak folyamatos észlelése rendkívül fontos volna, mivel az előző oldalon láthatóhoz hasonló ábrák a Napéhoz hasonló ciklusok létre adhatnak bizonyítékot”. Egy évvel később Hall (1972) kiterjeszti a szoláris analógiát, és az RS Canum Venaticorum fedésen kívüli fényváltozásait már a régi-új elmélettel magyarázza: differenciális rotációról és aktivitási ciklusokról ír a fénygörbe amplitúdójának változásával kapcsolatban; az észlelt pályaperiodus-változások hátterében pedig a flek során kidobódott anyag által okozott tömegváltozást tételezi fel. Ez a rendszer aztán az aktív kettőscsillagok egyik csoportjának prototípusa lesz egy Budapesten 1975 őszén rendezett IAU konferencia összefoglaló előadása nyomán (Hall, 1976).

1.2. Aktivitási jelenségek

A Nap – és más csillagok – aktivitásának legrégebb óta ismert jelensége a csillagfolt, azonban a csillagaktivitás jelenségei nem korlátozódnak a fotoszféra foltjaira: a Napon – és más csillagokon is – a légkör felsőbb részeiben ehhez kapcsolódó egyéb jelenségek is megfigyelhetők. Az 1.3. ábrán a Napról különböző hullámhosszterományokban készült felvételein a Nap fotoszférája, kromoszférája, illetve a korona alsó része látható. Érdemes megfigyelni, hogy az aktivitási jegek a légkörben különböző magasságokban ugyanott jelennek meg, ami a légkör rétegei, valamint az aktivitási indikátorok kapcsolatára utal.



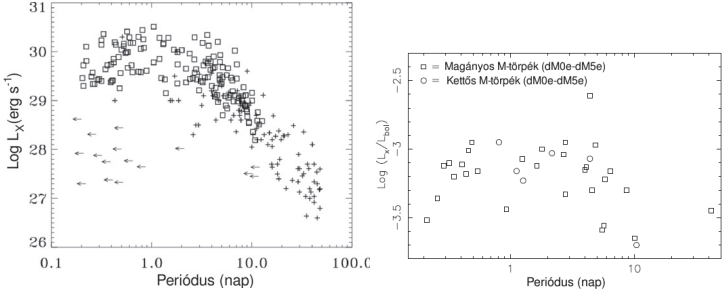
1.3. ábra. Balról jobbra: A Nap látható fényben, magnetogramon, EUV tartományban (Fe XII vonal, a korona alsó határa), és a $H\alpha$, illetve a Ca K vonalakban, 2001. április 23-án. (Forrás: sohowww.nascom.nasa.gov, www.bbso.njit.edu/)



1.4. ábra. Összefüggés a Ca II H&K és a $H\alpha$ átlagolt vonalfluxusok között a teljes vonalakot (*balra*), illetve csak a kromoszféra járulékát figyelembe véve (*jobbra*). Cincunegui és mtsai (2007) nyomán.

1.2.1. Aktivitási indikátorok

A csillagok aktivitásának egyik leggyakrabban használt nyomjelzője a Ca II H&K vonal, amelynek emissziója a kromoszféra nem termális fűtésére, így közvetve felszíni mágneses terekre utal. Ezt a vonalat jellemzi az S-index, amely a Ca II H&K vonalak és a kontinuum arányát mutatja (Vaughan és mtsai, 1978). Az S-indexet a Mount Wilson Observatóriumban definiálták, ahol az 1960-es évekkel kezdődően átfogó felmérést készítettek a csillagaktivitásról. Az S-index a fotoszféra és a kromoszféra sugárzásától is függ, míg a vizsgálandó kalciumvonal csak a kromoszfériból származik. További problémát jelentett, hogy a különböző spektráltípusú csillagoknál a kontinuum járuléka különböző a Ca II H&K vonalánál. Ezek kiküszöbölésére vezették be az $R_{\text{HK}}^{\text{HK}}$ indexet, amely a kromoszfériból származó Ca II H&K emisszió (a fotoszféra járuléka nélkül) és



1.5. ábra. A röntgenluminozitás és a bolometrikus luminozitás a rotációs sebesség függvényében törpe (*balra*, Pizzolato és mtsai, 2003) és csak M típusú csillagoknál (*jobbra*, James és mtsai, 2000).

a bolometrikus emisszió aránya:

$$R'_{\text{HK}} = \frac{F_{\text{HK}} - F_{\text{phot}}}{F_{\text{bol}}}.$$

Itt F_{HK} a H és K vonalakban mért fluxus, F_{phot} a fotoszféra járuléka a spektrumvonalak területére integrálva, a bolometrikus fluxus pedig $F_{\text{bol}} = \sigma T^4$.

A Mg II h&k a Ca II H&K vonalokhoz hasonló módon keletkezik, így ezek a vonalak is jó indikátorai a kromoszféra fűtésének. Ezek a vonalak különösen alkalmasak a gyenge kromoszferikus aktivitás kimutatására, mivel a közeli ultraibolya tartományban, ahol a vonal keletkezik (3968 és 3934 Å-nél) a csillag kontinuumának járuléka gyenge.

Ezek a vonalak azonban csak az F–K csillagtípusoknál használhatóak elsősorban indikátorként, a későbbi M csillagoknál nem előnyösek – egyrészt ezek a csillagok halványabbak, másrészt hűvösebbek, így a Ca II H&K vonalak tartományában gyengébben sugároznak. Egy másik, csillagaktivitást jelző indikátor a hidrogén Balmer-sorozata, különösen a H α és H β spektrumvonal, amelyek a Ca II H&K vonalakkal erős korrelációt mutatnak (Strassmeier és mtsai, 1990; Montes és mtsai, 1995). Ezek a vonalak csak a legaktívabb csillagoknál jelennek meg emissziós vonalként, általában telítettebb abszorpciót figyelhetünk meg. Cincunegui és mtsai (2007) szerint azonban ez a korreláció nem feltétlenül vezethető vissza fizikai okokra, lehetséges, hogy csak a vonalfluxusok spektráltípustól való függésének köszönhető (1.4. ábra).

A csillagok koronájában megfigyelhető aktivitásról tanúskodnak a röntgen-, illetve rádiómérések is, amelyek szoros kapcsolatban állnak egymással. Az 1.5. ábrán késői csillagok rotáció–röntgenluminozitás kapcsolata látható. Fontos tanulsága az ábrának, hogy a röntgenluminozitás – így a csillag aktivitásának szintje – a rotációs periódus csökkenésével nem nő folytonosan, hanem egy adott értéknél telítődik.

1.2.2. Aktivitási ciklusok

Schwabe (1844) úgy találta, hogy a Napon megfigyelhető foltok száma nem állandó, hanem egy nagyjából 11 éves ciklus szerint változik. A napfoltok számának maximuma átlagosan 11,1 évre van egymástól, de ez a távolság – és a napfoltszám maximuma is – változó. A 11 éves ciklus mellett a Napnak több ciklusa is ismert: a kb. 100 éves Gleissberg-ciklus (Gleissberg, 1945), a kb. 200 éves Suess-ciklus (Suess, 1980), a 2300 éves Hallstatt-ciklus (Damon & Sonett, 1991), de találtak napciklusokat ennél hosszabb periódussal is.

Aktív csillagokon ehhez hasonló ciklusokat 1966-tól a Mt. Wilson obszervatóriumban kezdtek el keresni egy nagyszabású felmérés során a Ca II H&K vonal vizsgálata segítségével (Wilson, 1968). A több mint száz, Naphoz hasonló csillag hosszú távú megfigyelése alapján sikerült kimutatni, hogy ezek a csillagok életük különböző fázisában más és más jellegű ciklusokkal bírnak (Baliunas és mtsai, 1995). Az öregedő csillagok életük során egyre gyengülő aktivitási jegyeket és rendszeresebb ciklusokat mutatnak. Egy másik fontos eredmény, hogy a fiatal csillagokra a Ca II H&K és a fényesség antikorrrelációja jellemző – vagyis az aktívabb fázisukban halványabbak – addig az öregebb csillagok a ciklusuk aktívabb szakaszában fényesebbek (Radick és mtsai, 1998). Ez arra utal, hogy a fiatal csillagok esetében az aktivitás inkább folt-, míg az idősebbeknél fáklyadomináns¹.

Soon és mtsai (1993) a csillagok dinamojának jellemzésére a következő összefüggést javasolták:

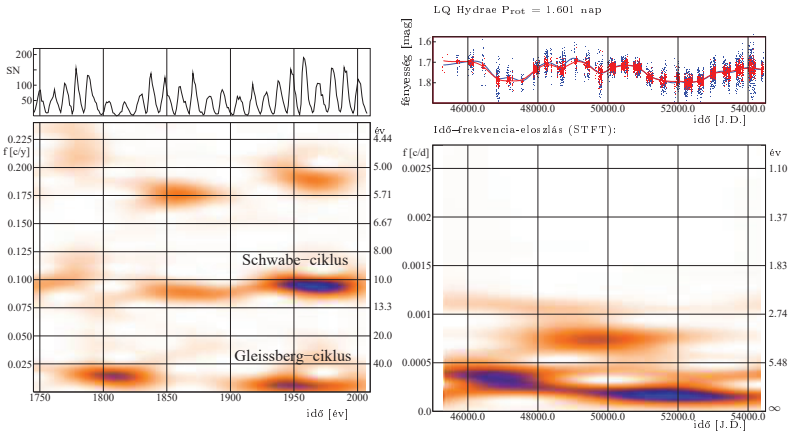
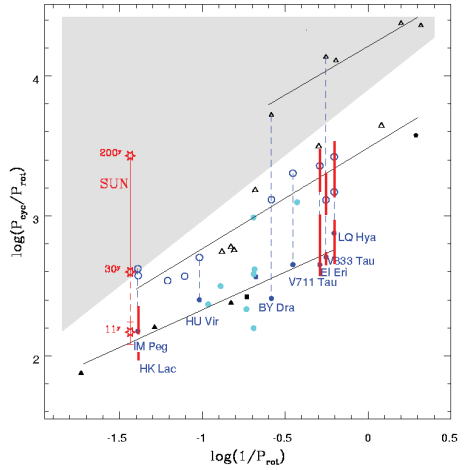
$$\frac{P_{\text{cyc}}}{P_{\text{rot}}} \sim D^{\iota},$$

ahol P_{cyc} és P_{rot} a ciklushossz, illetve a rotációs periódus, D a dinamószám, ι pedig egy 1 nagyságrendű pozitív konstans. Ennek a legnagyobb előnye, hogy egy mérhető mennyiség biztosít közvetlen kapcsolatot az észlelések és a dinamoelmélet között, feleslegessé téve a keveredéshossz-elmélet paramétereinek bizonytalan becslését. Baliunas és mtsai (1996) határozták meg ι értékét és vezette le a fenti összefüggést a dinamoelmélet segítségével. Oláh & Strassmeier (2002) a rotációs periódus és a ciklushosszak közötti kapcsolatot vizsgálta. A szerzők azt találták, hogy ugyanez az összefüggés az összes, különböző hosszúságú aktivitási ciklusra igaz (l. 1.6. ábra).

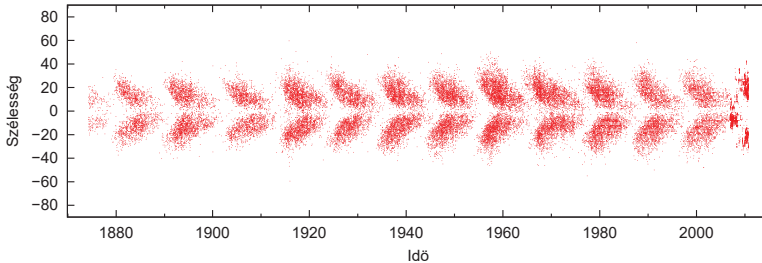
Kolláth & Oláh (2009) és Oláh és mtsai (2009) húsz aktív csillag több évtizedet átfogó fotometriai és spektroszkópiai méréseinek idősoros Fourier-analízisét tanulmányozták, beleértve a Napot is. Az 1.7. ábrán két példa látható az eredményekből: a Nap és az LQ Hydræ idősorának ablakolt Fourier-transzformáltja (STFT, *short-time Fourier-transform*). A Napon a ~ 11 éves Schwabe-ciklus és a ~ 100 éves Gleissberg-ciklus jól kivehető, és az is látható, hogy egyik ciklus periódusa sem állandó. A Schwabe-ciklus hossza például a XX. század közepére lecsökken 10 évre, és az 1950-es évek után a ciklus két periódusra válik szét. A Gleissberg-ciklus hossza 1750-től fogva folyamatosan csökken, az akkori 50 éves periódusról a jelenlegi 140 évig, 1950 után a periódus kettőződése itt is megfigyelhető. A többi vizsgált aktív csillag is hasonló viselkedést mutat: a legtöbb csillagon több aktivitási ciklust találtak, és azok hossza időben változott.

¹A fáklyák a környezetüknél fényesebb területek a csillag fotoszférájában.

1.6. ábra. Összefüggés a rotációs periódus és az aktivitási ciklusok hossza között (Oláh & Strassmeier 2002 ábrája). A szürke területen az adatsorok rövidegsége miatt (átlagosan kb. 25 év a Napot kivéve) nem lehet megbízhatóan meghatározni a ciklus-hosszakat. A szaggatott függőleges vonalak többszörös ciklusokat jeleznek.



1.7. ábra. Változó ciklushosszak a Napon (*balra*) és az LQ Hydræn (*jobbra*).



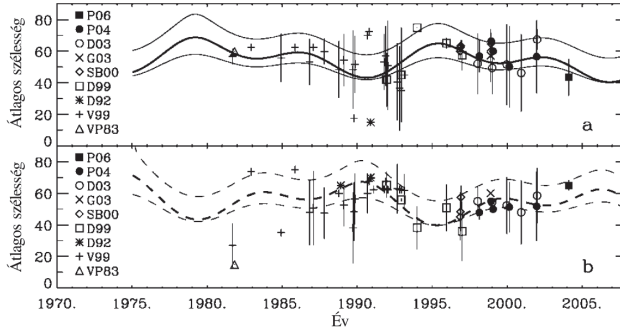
1.8. ábra. Pillangódiagram a Napon.

1.2.3. Folt szélességek

A Napon jól ismert jelenség, hogy a napfoltok a 11 éves ciklus elején magasabb, a végén pedig alacsonyabb szélességeken jelennek meg. Ha a folt szélességeket az idő függvényében ábrázoljuk, egy jellegzetes ábrát, az ún. pillangódiagramot kapjuk (1.8. ábra). Ezen a diagramon jól látszik, hogy a napfoltok az egyenlítő körül mindig egy viszonylag szűk, $\pm 30^\circ$ -os tartományon belül maradnak. A napfoltmaximum a „pillangók” közepénél található, amikor a foltok átlagos szélessége $\approx 15^\circ$. A „pillangók” szárnyai átfednek, vagyis a ciklus végén, amikor a régi ciklushoz tartozó foltok alacsony szélességen jelennek meg, magasabb szélességen is jelennek meg foltok, ám ezek már az új ciklushoz tartoznak. Forgács-Dajka és mtsai (2004) azt találták, hogy ennek az átfedésnek a mértéke a Gleissberg-ciklus szerint változik.

Más csillagoknál nehezebb a dolgunk, hiszen a foltok paramétereit csak valamilyen rekonstrukciós módszerrel határozhatjuk meg. Tovább nehezíti a dolgot, hogy a fotometriai adatokból gyakorlatilag nem lehet meghatározni a foltok szélességét, így csak a Doppler-térképekre hagyatkozhatunk. Strassmeier (2002) munkájában, amelyben a hűvös csillagokról készült Doppler-leképezések eredményeiről írt összefoglalást, 65 vizsgált csillagból 36-nál találtak poláris foltokat, amelyek a Napnál nem láthatók. Choudhuri & Gilman (1987) szerint a folt felbukkanásának szélességében fontos szerepet játszik a Coriolis-erő, így a csillag rotációs sebessége. A felemelkedő fluxuscsőben – amely a felszínre bukkanva az aktivitási jelenségeket okozza – ugyanis a Coriolis-erő hatására egy retrográd irányú mozgás indul meg, amely a csillag rotációs tengelye felé mutató erőt ébreszt. A létrejövő folt szélességét végeredményben a felhajtóerő és a Coriolis-erő viszonya határozza meg: a Coriolis-erő dominanciája esetén magas, míg a felhajtóerő dominanciája esetén alacsony szélességű foltokat kapunk. A Doppler-térképek tanulsága alapján aktív csillagoknál valamennyi szélességen előfordulhatnak foltok (Donati és mtsai, 1999; Strassmeier és mtsai, 1999).

Berdyugina & Henry (2007) egy érdekes módszert dolgozott ki a folt szélességek meghatározására a V711 Tauri (=HR 1099) hosszú távú fotometriai adatsorának vizsgálatakor. Ezekből az adatokból ugyanis kimutatható, hogy a foltok hosszúsága periodikusan vál-



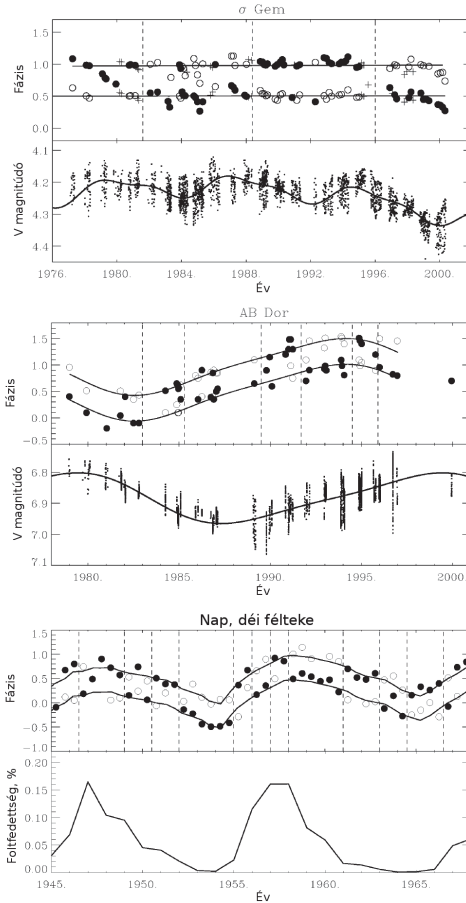
1.9. ábra. „Pillangódiagram”, azaz az átlagos folt szélességek változása a V711 Taurin, két aktív hosszúságon (*a* és *b* panel, Berdyugina & Henry 2007 ábrája).

tozik. Hasonló változás a Napon is megfigyelhető: ott a különböző szélességeken levő napfoltokat a differenciális rotáció a szélességtől függően különböző mértékben mozdítja el. Feltételezve, hogy a hosszúságváltozás oka a V711 Taurin is ugyanaz, mint a Napon, a differenciális rotáció mértékét Doppler-képekből meghatározva a foltok átlagos szélessége megadható. Az eredmények jó egyezésben vannak a Doppler-térképekből meghatározott átlagos folt szélességekkel (1.9. ábra). A módszert sikeresen alkalmazta Katsova és mtsai (2010) is spektroszkópiai adatokra a HD 115404 és a HD 149661 csillag esetében.

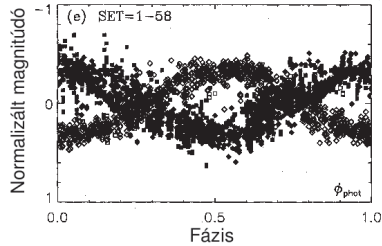
1.2.4. Folt hosszúságok: aktív hosszúságok, flip-flop jelenség

Aktív kettős rendszerek hosszú távú mérései azt mutatták, hogy ezeken a csillagokon a foltok hosszúsága nem véletlenszerűen oszlik el, hanem azok ún. aktív hosszúságok mentén jelennek meg. Oláh (2006) alapján ezek az aktív hosszúságok a csillagok típusától függően más és más helyen találhatóak. A vizsgált főszorozati csillagok főkomponensei esetében a kvadratúrák környékén (0,25 és 0,75 fázisnál), a szubóriásoknál mindkét komponensnél a másik csillag felé eső oldalon, de egyéb hosszúságokon is voltak aktív hosszúságok. Az óriáscsillagok esetén pedig a másodkomponens felé eső oldalon, illetve a csillag átellenes oldalán figyeltek meg aktív hosszúságokat. Ezt a jelenséget nemcsak szoros kettőscsillagokon sikerült megfigyelni, hanem FK Com típusú csillagokon (Jetsu és mtsai, 1991; Korhonen és mtsai, 2002), Naphoz igen hasonló csillagon: pl. az AB Doraduson (Järvinen és mtsai, 2005), sőt magán a Napon is (Berdyugina & Usoskin, 2003). Az aktív hosszúságok helyzete nem minden esetben állandó, egyes esetekben több éves időskálán vándorolnak (l. 1.10. ábra).

Egy másik érdekes, folt hosszúságokhoz kötődő jelenség az ún. flip-flop mechanizmus, amelyet először Jetsu és mtsai (1991, 1993) figyeltek meg az FK Com-en (1.11. ábra). Ez a jelenség azt mutatja, hogy a csillagon két aktív régió található, egymástól kb. 180°-ra,



1.10. ábra. Aktív hosszúságok, flip-flop effektus és aktivitási ciklusok három csillagon: a σ Geminorumon, az AB Doraduson, illetve a Napon (Berdyugina, 2005). A felső panelek az aktív régiók hosszúságát mutatják fázisban kifejezve – a Nap esetében féléves átlagolt értékeket –, a telt és üres pontok az erősebb és gyengébb foltokat jelölik (magányos csillagok esetében a fázist – kitüntetett időpont hiányában – tetszőleges időponttól számítják). A foltcsoportok vándorlását folyamatos vonal, a flip-flop effektus időpontját pedig függőleges szaggatott vonal mutatja. Az alsó panelek a csillagok fényességének hosszú távú változását (a Naponál a foltal fedett területek százalékos arányát) mutatják.



1.11. ábra. Flip-flop effektus az FK Comae (Jetsu és mtsai, 1993 ábrája).

és a két foltcsoport felváltva erősödik és gyengül. A jelenség hátterének magyarázata még nem teljesen tisztázott – maga a jelenség létezése is erősen vitatott –, az eddig elért eredményeket az 1.2.6. fejezetben ismertetjük.

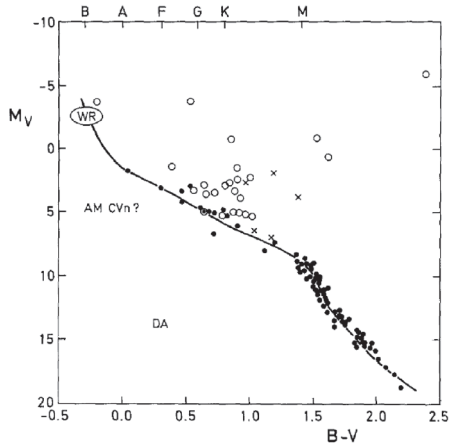
1.2.5. Fterek

A fterek az elektromágneses spektrum gyakorlatilag valamennyi tartományában megfigyelhető gyors felfényesedések, amelyeket lassú elhalványodások követnek, és igen gyakoriak az aktív csillagok között (l. 1.12. ábra). E jelenségek fontosságát az adja, hogy a kitörések idején a plazma nemegyensúlyi kölcsönhatásai dominálnak, és a korona jelenleg ismeretlen eredetű fűtéséhez is hozzájárulhatnak.

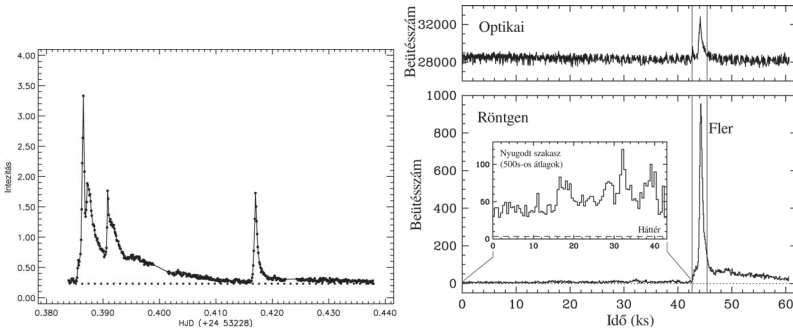
A ftereknek általában két csoportját különböztetjük meg. A rövidebb, impulzív ftereket, amelyek jellemzően 10^3 s-ig tartanak, és 10^{30} erg nagyságrendű energiát bocsátanak ki, illetve a hosszú ftereket, amelyek 10^4 s hosszúak, és az előzőnél jóval nagyobb, 10^{32} erg nagyságrendű energia szabadul fel. Az impulzív ftereket általában a Napon megfigyelhető kompakt fterekhez szokták hasonlítani: ezek a Napon a semleges vonalak környékén jelennek meg, és nagyon gyorsan – kb. ~ 30 s alatt – eléri a fényességük maximumát. A hosszú ftereket pedig az ún. kétszalagos fterekkel hozzák kapcsolatba: ezek a Napon a koronahurkorknál figyelhetők meg, és lassabb, akár több maximumot is mutató felfényesedés jellemzi őket, a teljes esemény több óra hosszú is lehet.

A fterek az optikától a röntgentartományig megfigyelhetők, ami arra utal, hogy a csillagok légkörének igen széles tartományában történnek a változások: a fotoszférától egészen a koronáig. Fotometria segítségével leginkább az U szűrő alkalmas a jelenség tanulmányozására, mivel ez a légkör magasabb rétegeiből származik, így fénygörbék ebben a színben mutatják a legnagyobb változást (l. 1.13. ábra).

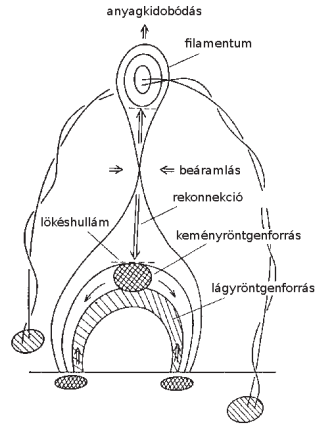
A Ca II H&K, valamint a H α és H β vonalakban szintén megfigyelhető a felső kromoszféra megemelkedett aktivitása, a hidrogén vonalai azonban csak a legaktívabb csillagok esetében mennek át emisszióba, általában csak telítettebb abszorpciót figyelhetünk meg. További hasznos indikátorok még a kalcium infravörös triplettje, a Mg I b, a Na I D₁ és D₂, valamint a He I D₃ vonalai is. A kalcium triplettje a csillaglégkörben, a Na I D vonalak és a Mg I b az alsó kromoszférában jönnek létre, így a csillaglégkör egyes tar-



1.12. ábra. Flercsillagok elhelyezkedése a HRD-n (Pettersen, 1989). A pontok a főszorzi csillagokat, a keresztek a fiatal csillagokat, a körök szubóriásokat és óriásokat jelölnek.



1.13. ábra. Balra: az EV Lacertae U fénygörbéje egy fler idején (Dal & Evren, 2010). Az első csúcs után több utókifényesedés is látható. Jobbra: A Ross 154 fénygörbéje optikai és röntgentartományban (Wargelin és mtsai, 2008). Az esemény röntgentartományban jóval intenzívebb, és hosszabb ideig is tartott.



1.14. ábra. A ferek kialakulásának klasszikus modellje (Shibata és mtsai, 1995).

tományait külön-külön is tanulmányozhatjuk. A He I D₃ vonalának fontosságát az adja, hogy gyakran csak feler idején figyelhető meg emissziós vonalként.

A ferek létrejöttének pontos mechanizmusa jelenleg nem ismert, így például az előrejelzésük a Napon is meglehetősen bizonytalan. Az eddigi kutatások alapján azt mondhatjuk, hogy a kitörések kiváltó oka a mágneses fluxuscsovek átkötődése (rekonekciója) a fotoszférában, amely egy alacsonyabb energiaszintű állapothoz vezet. Maga az átkötődés egy lokális jelenség, és viszonylag kis energia felszabadulásával jár, azonban ezt a koronában levő mágneses tér átrendeződése követi (ezt a jelenséget egyelőre nem sikerült megfigyelni), a felszabaduló energia nagy része innen származik. A rekonekció során a plazma részecskéi távoznak a légkörből (az energia kb. 50%-a a részecskék gyorsítására fordítódik), és számottevő energia szabadul fel. A ferek klasszikus modelljét bemutató rajz az 1.14. ábrán látható.

1.2.6. A mágneses tér az észlelések tükrében

Foglaljuk össze, milyen törvényszerűségek jellemzik a Nap aktivitását! Régóta ismert, hogy a Nap rotációs sebessége a szélességtől függően változik: az egyenlítői részek gyorsabban forognak a sarkoknál. Az ún. differenciális rotáció mértékét Carrington (1860) határozta meg elsőként a napfoltok rotációs sebességének megfigyelésével. Azóta rengeteg tanulmány foglalkozott a Nap differenciális rotációjával (l. pl. Beck, 2000). Ennek nagyságát két módszerrel szokták meghatározni: különböző mágneses elemek – foltok, fáklyák, koronalyukak – nyomon követésével (*tracer eljárás*), vagy spektroszkópia se-

gységével. Ez utóbbi esetben a fotoszféra vonalainak Doppler-eltolódásából határozzák meg az adott szélesség rotációs sebességét. A differenciális rotáció jól leírható a következő függvénnyel:

$$\Omega(\phi) = \Omega_{\text{egy}} + \beta \sin^2 \phi + \gamma \sin^4 \phi,$$

ahol ϕ a szélességet, Ω_{egy} az egyenlítői rotációs szögsebességet jelenti, β és γ pedig a differenciális rotáció mértékét jellemző konstansok. A Napon ez az egyenlet a következőképpen néz ki:

$$\Omega(\phi) = 14,38^\circ/\text{nap} - 1,95^\circ/\text{nap} \times \sin^2 \phi - 2,17^\circ/\text{nap} \times \sin^4 \phi.$$

Csillagok esetén a \sin^4 -es tagot általában elhagyják, és a

$$\Omega(\phi) = \Omega_{\text{egy}} + (\Omega_{\text{egy}} - \Omega_{\text{pol}}) \sin^2 \phi$$

összefüggést használják, ahol Ω_{pol} a pólus szögsebességét jelzi. Gyakran használt mennyiség még a differenciális rotáció mértékét jellemző α paraméter:

$$\alpha = \frac{\Omega_{\text{egy}} - \Omega_{\text{pol}}}{\Omega_{\text{egy}}}.$$

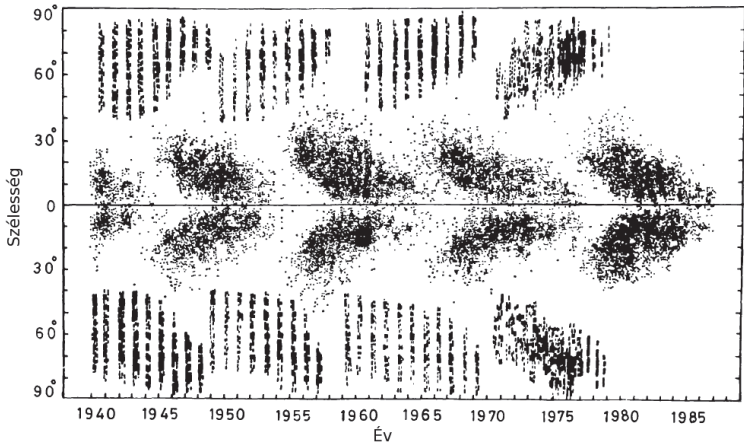
A Nap felszínéről készített mágneses mérések kimutatták, hogy a napfoltcsoportokban a vezető és a követő folt (a rotáció irányát alapul véve) ellentétes polaritású, és a vezető folt polaritása a két féltéken ellentétes. A vezető foltok polaritása minden Schwabe-ciklus után megfordul, így a teljes mágneses ciklus nagyjából 22 évig tart (*Hale-törvény*).

A napfoltcsoportok nem párhuzamosak az egyenlítővel, hanem azzal szöget zárnak be oly módon, hogy a vezető folt az egyenlítőhöz közelebb esik, és ez a (≈ 5 – 10° -os) szög a heliografikus szélességgel nő (*Joy-szabály*). A Joy-szabály magyarázata igen egyszerű: a Nap belsejében felszálló és kitáguló fluxuscsőre a Coriolis-erő hat, amely az északi féltéken az óramutató járásával megegyező irányban csavarja el a hurkot (a déli féltéken fordítva).

További fontos szabályszerűség a *Spörer-szabály*, vagyis a pillangódiagram, amelyről az 1.2.3. fejezetben már szó esett. Fontos megjegyezni, hogy a foltcsoportok néhány százaléka nem engedelmeskedik a Hale-szabálynak (többnyire a kis csoportok) – ennek az lehet a magyarázata, hogy ezek a csoportok az előző/következő aktivitási ciklushoz tartoznak, vagy felszállásuk során a konvektív zónában nagyléptékű örvények és/vagy a fluxuscső csavarodottsága megváltoztatták eredeti alakját.

Babcock (1959) megfigyelte, hogy a pólusokhoz közel ($|\theta| > 60^\circ$) az adott féltékére jellemző domináns mágneses polaritású fáklyamezők találhatóak (l. 1.15. ábra). Ezeknek a fáklyamezőknek a polaritása az aktivitási maximum után 1–3 évvel fordul meg, és a legnagyobb fluxust és területet az aktivitási minimum előtt érik el.

A fentiek fényében minden hozzávalónk megvan a mágneses dinamó leírásához. Az ún. $\alpha\Omega$ -modellben a differenciális rotáció során mágneses tér a befagyási tétel miatt „felcsavarodik”, így egy közel toroidális tér jön létre (Ω -effektus). Az α -effektus a mágneses tér poloidális komponensének kialakulásáért felelős: a toroidális erővonalkötegekben észak-déli irányú hurkok jönnek létre, amelyek a véges mágneses diffúzió miatt nagyobb



1.15. ábra. A napfoltok és a pólus környéki fátylák eloszlása a Napon 1940 és 1985 között (Makarov & Sivaraman 1989 ábrája).

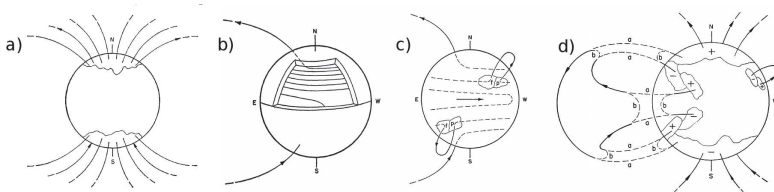
hurkorkká olvadnak össze. Az α -effektus pontos működése a mai napig nem tisztázott. Ennek a dinamómodellnek egy gyakorlati megvalósítását írta le Babcock (1961), amelynek fázisai az 1.16. ábrán láthatók.

Babcock modellje a fluxus pólusirányú vándorlását nem magyarázza meg, az pusztán mint észlelési tény szerepel. Leighton (1969) szerint ez a fluxustranszport a mágneses elemek véletlenszerű mozgásának és a ferdén felbukkanó fluxushurkorkoknak együttesen köszönhető, ezzel a feltevéssel sikerül a napciklusra egy kvantitatív modellt alkotnia, amely jól leírja az észlelt jelenségeket (Babcock–Leighton-féle félempirikus kinematikus modell).

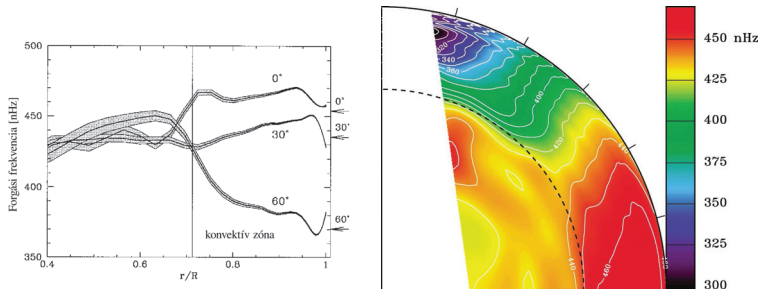
A modell létrehozása óta eltelt időben rengeteget gyarapodtak a Nap szerkezetéről és működéséről összegyűlt ismereteink. Az újabb modellek célja a dinamóegyenlet (a plazma indukciós és mozgásegyenleteiből származtatható egyenlet) dinamikus megoldása. A modellezés legfőbb kihívása a napciklus pontos leírása.

Helioszeizmológiai mérésekből kiderült (Kosovichev és mtsai, 1997), hogy a differenciális rotáció csak a Nap nagyjából felső harmadát elfoglaló konvektív zónára jellemző, a belső részek közel merev testként forognak. A két zóna közötti átmenet egy vékony rétegben, a tachoklínában történik (1.17. ábra). A jelenlegi elméletek szerint a Nap mágneses dinamója főként itt működik (*rétegdinamó*). Itt a mágneses tér nagysága 10 T nagyságrendű lehet.

Egy másik fontos eredmény egy gyenge, a forgástengellyel párhuzamos, pólusirányú áramlás felfedezése, 20 ms^{-1} nagyságrendű sebességgel (a Nap differenciális rotációjának mértéke 100 ms^{-1} nagyságrendű). Feltételezik, hogy ez a felszínen mért áramlás a



1.16. ábra. A Babcock-féle dinamómodell fázisai (Babcock, 1961).

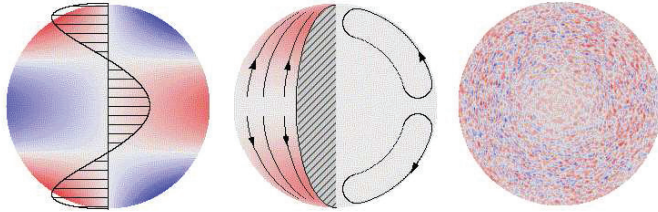


1.17. ábra. A Nap konvektív zónájának differenciális rotációja helioszeizmológiai mérések alapján. *Balra* Kosovichev és mtsai (1997), *jobbra* Thompson és mtsai (2003) ábrája.

konvektív zóna alján ellentétes irányú: egy ún. meridionális cirkuláció része (hasonlóan a Földön található időjárás cellákhoz). Sajnos a meridionális cirkulációt különösen nehéz kimérni az egyéb erősebb sebességmezők miatt (a konvekció pl. 500 ms^{-1} -os jelet okoz, l. 1.18. ábra). A konvekció zóna alján található ellentétes irányú áramlást sajnos nem sikerült detektálni, azonban a tömegmegmaradás törvénye miatt léteznie kell. A pólusirányú fluxustranszport okára ez a meridionális cirkuláció adhatja a választ.

Mi a helyzet más csillagok mágneses terével? Úgy tűnik, hogy egyes észlelt jelenségeket (pl. az aktív hosszúságok vagy a flip-flop mechanizmus) nem lehet megmagyarázni pusztán a Napon működő rétegdinamóval. A nagyon aktív csillagok esetében úgy gondolják, hogy egy disztributív $\alpha^2\Omega$ működhet (Brandenburg és mtsai, 1989; Moss és mtsai, 1995).

Brandenburg és mtsai (1989) feltételezték, hogy az adott mágneses konfigurációk és azok viselkedése a teret létrehozó dinamók módusainak stabilitásával magyarázható. Ezek jellemzésénél S_m és A_m jelölést szoktak használni, ahol S és A az egyenlítői síkra való szimmetriát, illetve antiszimmetriát, m pedig az $e^{im\varphi}$ szerinti hosszúságfüggést jelenti. A Nap aktivitási ciklusát például egy tengelyszimmetrikus dipóluszerű A_0 módus, míg más csillagok aktivitási ciklusait egy kvadrupóluszerű S_1 módus írja le. Az 1.2.4. fejezetben megismert aktív hosszúságok létrehozásához egy nem tengelyszimmetrikus módusra van szükség: egy dipóluszerű S_1 (Moss és mtsai, 1995) vagy egy kvadrupól jellegű



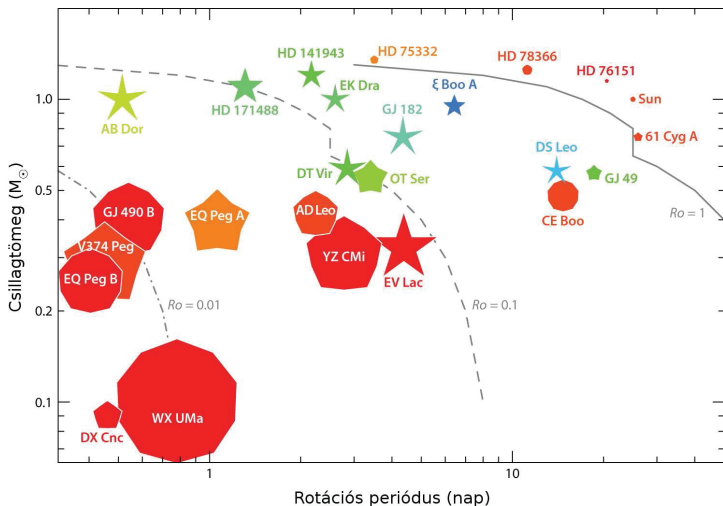
1.18. ábra. Áramlások a Nap felszínén. *Balról jobbra*: differenciális rotáció, meridionális cirkuláció, konvekciós mozgások (forrás: NASA MSFC).

A1 (Tuominen és mtsai, 2002) módusok ilyen megoldásokat adhatnak. Ezek a módusok kisebb differenciális rotáció esetén könnyebben gerjeszthetők a tengelyszimmetrikus módusoknál, így a szoros kettősökön megfigyelt aktív hosszúságokra is magyarázatot lehet adni (Moss & Tuominen, 1997). De nemcsak az egyes módusok szerkezeti fontosak, hanem azok periodikus tulajdonságai is: a tengelyszimmetrikus módusokra például a ciklikus viselkedés és a pólusváltások jellemzőek, míg a nem tengelyszimmetrikus módusok stabilabbak. A flip-flop mechanizmus ebből a szempontból különösen érdekes, hiszen egyszerre mutat tengelyszimmetrikus és nem tengelyszimmetrikus módusokra utaló jeleket. A jelenség elméleti hátterét két gerjesztett módus egyidejű jelenlétével sikerült megmagyarázni (Berdugina és mtsai, 2002; Elstner & Korhonen, 2005).

Láthattuk, hogy a Nap és a hasonló szerkezetű csillagok dinamójának fenntartásában fontos szerepe van a tachoklínának, a differenciális rotációnak és a meridionális áramlásnak is. Azonban nem minden csillagnak van radiatív magja és konvektív zónája: a csillagszerkezeti modellek szerint $\sim 0,35M_{\odot}$ alatt a csillagok teljesen konvektívvá válnak (Chabrier & Baraffe, 1997), és a mérések alapján (Donati és mtsai, 2006; Morin és mtsai, 2008) közel merev testként forognak. Ezek arra utalnak, hogy nem tarthatnak fenn egy, a Napéhoz hasonló dinamót. Mindezek mellett mégis megtalálhatóak rajtuk az aktivitás jegyei.

Az 1.19. ábrán különböző tömegű és rotációs periódusú csillagok Zeeman–Doppler-leképezéssel feltérképezett mágneses tereinek topológiája látható. Az ábra egyik fontos tanulsága, hogy a csillagok nagyléptékű mágneses terének szerkezete valóban megváltozik a teljes konvekció határának környékén, ám nem $0,35M_{\odot}$ -nél, hanem annál valamivel nagyobb tömeg, $0,4\text{--}0,5M_{\odot}$ körül. A mérések alapján ugyanennél a tömegnél csökken le jelentősen a csillagok differenciális rotációja. A másik fontos tény, hogy a mágneses tér szerkezete a Rossby-szám² nagyságától is függ. A $0,5M_{\odot}$ -nál kisebb tömegű csillagokat tengelyszimmetrikus, poloidális tér jellemzi. A $0,5M_{\odot}$ -nál nagyobb tömegű csillagoknál, ha a Rossby-számuk kisebb egyenél, a mágneses tér nem tengelyszimmetrikus, és a toroidális komponens az uralkodó.

²A Rossby-szám $Ro = P_{rot}/\tau_c$ a rotációs periódus és a konvektív átfordulási idő aránya, a kromoszféra aktivitásával jó korrelációt mutató mennyiség (l. pl. Noyes és mtsai 1984).



1.19. ábra. Hűvös csillagok mágneses topológiája a rotációs periódusuk és tömegük függvényében. A szimbólumok mérete a mágneses energiasűrűséget (a legkisebb 3G, a legnagyobb 1,5 kG), a színük a mezők szerkezetét (a kék teljesen toroidális és vörös teljesen poloidális mezőt jelent), az alakjuk pedig a mágneses tér poloidális komponensének szimmetriáját mutatja (a tízszögek tisztán tengelyszimmetrikus, a csillagok teljesen aszimmetrikus mezőt jelölnek). A vonalak az 1, 0,1 és 0,01 Rossby-számokhoz tartozó helyeket jelölik (Donati & Landstreet (2009) ábrája).

A teljesen konvektív csillagok modellezése a mai napig komoly fejtörést okoz a csillagászoknak. Kezdetben úgy gondolták, hogy ezeknél a csillagoknál merevtest-rotációra (Küker & Rüdiger, 1997) és legfeljebb lokális mágneses terekre (Durney és mtsai, 1993), esetleg globális, nem tengelyszimmetrikus terekre lehet számítani (Küker & Rüdiger, 1999; Chabrier & Küker, 2006). Az újabb modellek már tengelyszimmetrikus, poloidális mezőket jósolnak, ha a csillagon erős a differenciális rotáció (Dobler és mtsai, 2006), míg kellően alacsony Rossby-számok és gyenge differenciális rotáció esetén a tér toroidális komponense domináns (Browning, 2008). Ezzel szemben a spektropolarimetriai mérések azt mutatják, hogy ezek a csillagok létrehozhatnak tengelyszimmetrikus, poloidális teret, miközben merev testként forognak (részletesen l. a 2.2. fejezetben). Jelenleg úgy gondolják, hogy ezekben a csillagokban a teljes konvektív zónában működő „klasszikus” vagy disztributív α^2 dinamó tarthatja fenn a mágneses teret: ez esetben a mágneses teret a plazma turbulens mozgása hozza létre.

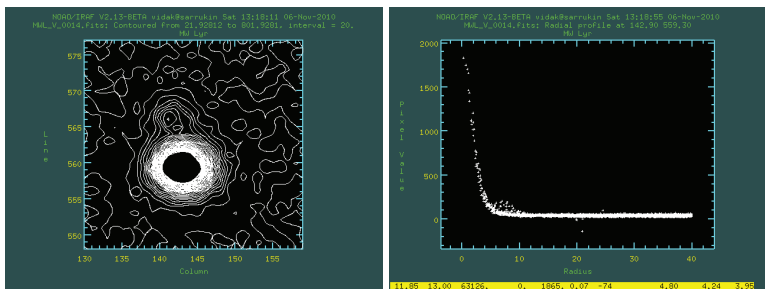
1.3. Alkalmazott módszerek

A csillagaktivitás elméleti háttérének ismertetése után röviden összefoglalom a dolgozatban felhasznált fotometriai és spektroszkópiai módszereket, és az ezeken alapuló foltrekonstrukciós eljárásokat.

1.3.1. A CCD-fotometria alapjai

A fotometria gyakorlati lépéseiről részletes leírás számos kézikönyvben olvasható (pl. Hardie, 1962; Sterken & Manfroid, 1992; Budding, 1993). A fotometria célja, hogy egy objektum fényességét meghatározzuk. A CCD-kamerákkal készült felvételeken erre két módszer használható: az apertúra-, illetve a PSF-fotometria. Az előbbinél a csillagok körül egy adott sugáron (apertúrán) belüli pixelek intenzitásértékét adjuk össze, majd ebből az értékből levonjuk az égi háttér fényességét, amit a csillagok körül adott sugárú és vastagságú gyűrűbe eső pixelek intenzitásátlagából kaphatunk meg. Az apertúra jó megválasztása kulcsfontosságú, hiszen az apertúra méretével lineárisan nő a zaj, azonban túl kicsi apertúrát sem célszerű választanunk, hiszen ekkor a különböző fényességű csillagok profilszárnyai különböző mértékben lógnak túl az apertúrán az egyes képeken. Az eljárás előnye, hogy egyszerű és viszonylag kevés számítókapacitást igényel, így gyorsan elvégezhető. Ha azonban a mezőn a csillagok túlzottan közel esnek egymáshoz – például egy gömbhalmaznál – az apertúra-fotometria nem használható, ekkor a PSF-fotometriával lehet meghatározni a csillagok fényességét.

A PSF (*point-spread function*, pontkiszéledési függvény) a léggör, a távcső és a detektor átviteli függvénye egy pontszerű fényforrásra vonatkoztatva. Ideális esetben ez egy Airy-féle elhajlási kép lenne, amit a különböző hatások torzítanak. A PSF-fotometria során ezt a függvényt kell meghatározni a látómezőben levő csillagok átlagprofilját felhasználva. Az IRAF PSF-rutinja erre az átlagprofilra illeszt egy analitikus függvényt, majd a mért profil és az analitikus függvény közötti különbséget eltárolja, és a fotometriánál figyelembe veszi.



1.20. ábra. Kontúr- és radiálisprofil-ábra a TYC 2627-638-1 mező C2 jelű csillagáról.

1.1. táblázat. A TYC 2627-638-1 mező összehasonlító csillagainak, illetve a TYC 2627-638-1 átlagos magnitúdó- és színindexértékei.

| | V [mag] | $B - V$ [mag] | $V - R_C$ [mag] | $V - I_C$ [mag] |
|------|-------------------------|-----------------------|-----------------------|-----------------------|
| C0 | 11,841 | 0,582 | 0,315 | 0,666 |
| C1 | 12,984 ± ,007 12,986 | 0,677 ± ,011 0,682 | 0,374 ± ,010 0,383 | 0,790 ± ,012 0,788 |
| C2 | 13,908 ± ,011 13,921 | 0,849 ± ,033 0,858 | 0,466 ± ,016 0,480 | 0,959 ± ,024 0,950 |
| PSF* | 13,998 ± ,022 | 0,891 ± ,030 | 0,481 ± ,028 | 0,976 ± ,028 |
| C3 | 14,364 ± ,017 14,363 | 0,597 ± ,047 0,603 | 0,322 ± ,025 0,338 | 0,681 ± ,030 0,671 |
| var | 10,783 ± ,015 | 0,643 ± ,021 | 0,331 ± ,020 | 0,711 ± ,020 |

A dőlt betűkkel szedett értékek A. Henden által mért standard magnitúdók (Jurcsik és mtsai, 2008).

* PSF-fotometriával külön mérve a mellette levő csillagtól

Azt, hogy a két módszer között a gyakorlatban milyen különbség látható, egy a TYC 2627-638-1 vizsgálatából vett példával mutatjuk be (részletesen l. a 2.4. fejezetben). A mezőn több összehasonlító csillagot választottunk ki (C0–3), amelyekről elérhető volt standard magnitúdóérték (az 1.1. táblázatban dőlt betűkkel). A táblázatban látható, hogy a C1 és C3 összehasonlító csillagok magnitúdóértékei jól egyeznek a standard mérésekkel, míg a C2 esetében eltérést tapasztaltunk. Kiderült, hogy az egyik csillag (C2) valójában kettős, és az apertúra-fotometria során mindkét csillag az apertúrán belülré esett. A csillagról egy jó seeingű (nyugodt légkörű) éjszakán készült kontúr- és radiálisprofil-ábra az 1.20. ábrán látható. PSF-fotometriával meghatároztam ennek a csillagnak a fényességét, és látható, hogy az így kapott értékek halványabbak, mint az apertúra-fotometriából származók, így a különbség ténylegesen a másodkomponensnek köszönhető.

Ahhoz, hogy a távcsővel észlelt fénygörbéket más műszerekről származó adatokkal össze lehessen hasonlítani, a nyers, instrumentális fénygörbéket a műszerre jellemző távcsőállandókkal kell korrigálni. Méréseink során a távcsőállandókat a Landolt (1992) által definiált kiválasztott területeken (*Selected Area*) levő elsőrendű standard csillagok alapján határoztuk meg. Standard fotometriáról részletes leírás a Sterken & Manfroid (1992) és a Sterken (2007) kiadványokban olvasható.

Fotometriai foltmodellezés

A csillagok felszínén a foltok hűvösebb, vagyis sötétebb területekként jelennek meg, a napfoltokhoz hasonlóan. Ennek az egyenetlen fényességeloszlásnak köszönhetően a csillag rotációjával a foltok a fénygörbe kváziperiodikus modulációját okozzák. Ez a moduláció megfigyelhető a csillag színindexében is. A fotometriai észleléseknek több előnyük is van. Olcsóbb műszerezettséget igényel, hosszabb távú észlelések is kivitelezhetőek, így a csillagok hosszú távú vizsgálatára is lehetőség van. A lehetséges célpontok száma is jóval nagyobb, hiszen csak arra van szükség, hogy a rotációs modulációt észlelhessük,

vagyis ne a pólus felől lássuk a csillagot (vö. az 1.3.2. fejezetben leírtakkal). A csillag fénygörbéjében a változásokat több hatás okozza. Néhány órás-napos időskálán a fent említett rotációs moduláció észlelhető. Napos-hónapos időskálán a csillagfelszíni struktúrák átalakulását, vagyis aktív régiók születését és felbomlását figyelhetjük meg. Hosszabb fotometriai mérések segítségével pedig akár a Nap 11 éves ciklusához hasonló aktivitási ciklusokat is kimutathatunk (l. a 2.1. fejezetet az EY Draconisról).

Az észlelt fénygörbe alakjából analitikus vagy numerikus inverziós módszerekkel meghatározható a foltok helyzete és mérete a csillag felszínén. A numerikus megközelítés (Messina és mtsai, 1999; Berdyugina és mtsai, 2002) lényege, hogy felszín pixelre bontjuk, és feltételezzük, az alacsony felbontás miatt minden pixel I_i intenzitása tartalmaz foltos (I_s) és foltatlan (I_p) területeket. Így a foltkitöltési faktor (*spot filling factor*) bevezetésével az egyes pixelek intenzitása a következő lesz:

$$I_i = f_i I_s + (1 - f_i) I_p,$$

ahol $0 \leq f_i \leq 1$. A csillag észlelt fényessége az adott rotációs fáziskor ezen felületelemek intenzitásának összege lesz. A fénygörbe inverziójával meghatározható a foltkitöltési faktor a felszínen, vagyis a csillagfelszín térképe előállítható.

Az analitikus módszereknél egy vagy több adott (általában kör) alakú folttal próbálják közelíteni a fényváltozásokat. Ilyen foltmodell dolgozott ki Budding (1977) és Dorren (1987). E modellek lényege a következő: a folt által okozott intenzitáscsökkenés csak a folt γ méretétől, és attól függ, hogy milyen szög alatt látjuk a foltot (vagyis a látóirány és a folt középpontján levő normálvektor által bezárt ϵ szögtől). Ezt a szöget adott Φ rotációs fázisban az alábbi egyenlet segítségével határozhatjuk meg:

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

ahol i a látóirány és a rotációs tengely által bezárt szög, vagyis az inklináció, λ és β pedig a folt hosszúsága, illetve szélessége. Budding (1977) a következő, ún. σ -integrálokat definiálta:

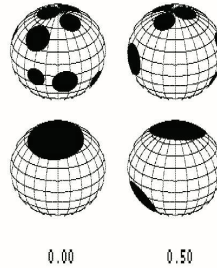
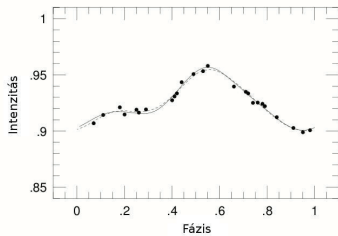
$$\sigma_n^m = \frac{1}{\pi} \iint_{\text{foltfelszín}} x^m z^n dx dy,$$

ahol n és m egész számok, xyz pedig egy Descartes-koordinátarendszert jelöl, amelyben a λ és β gömbi foltkoordináták kifejezhetők. A σ_0^0 és σ_1^0 integráloknak szemléletes jelentésük van: σ_0^0 a folt látszó területét, σ_1^0 pedig a szélsőtétedés hatását fejezi ki. Budding (1977) és Dorren (1987) e két integrál kiszámítására ad leírást. Budding (1977) bevezeti az u szélsőtétedési együtthatót, amellyel a folt által okozott intenzitáscsökkenés a

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

alakban írható le. Ezzel a jelöléssel a foltos csillag intenzitása t időpontban:

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



1.21. ábra. Kővári & Bartus (1997) tesztje a foltmodellezés túlinterpertálásának veszélyéről. A bal oldali ábrán a vonal a próbacsigillag fénygörbéjét, a pontok a mesterséges észlelést, a szaggatott vonal pedig a két folttal készült modellezést mutatja. A jobb oldali ábrán a próbacsigillag (*fent*) és a foltmodellezés eredménye látható (*lent*) 0, illetve 0,5 fázisokban.

ahol U a csillag foltatlan fényessége, κ_w a foltos és foltatlan területek közötti intenzitásarány az adott hullámhosszon. Kettős rendszerben az intenzitáscsökkenés az alábbi egyenlettel írható le:

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

ahol L_1 és U a foltos csillag, illetve a rendszer együttes intenzitása. Ha USI a csillag foltatlan magnitúdója, a folttal borított csillag magnitúdója az alábbi módon írható fel:

$$l_c(t) = USI - 2,5 \log_{10} \left\{ \frac{U - L_1(1 - \kappa_w)\sigma_c(t)}{U} \right\}.$$

A modellezés során az észlelt fénygörbéhez kell illeszteni az elméleti foltmodellt a foltparaméterek változtatásával, valamilyen minimalizálási eljárás (pl. Levenberg–Marquardt-algoritmus) felhasználásával.

Az analitikus foltmodellezésre a Ribárik Gábor által készített SPOTMODEL programot (Ribárik és mtsai, 2003) használtam, amely legfeljebb három, azonos hőmérsékletű folt segítségével tudja illeszteni az észlelt fénygörbét. Természetesen a modellezéskor feltevezett hőmérséklet nem jelenti azt, hogy ezek a foltok ténylegesen adott hőmérsékletű homogén területek lennének. Minden bizonnyal inkább a Napon megfigyelt aktív régiókhoz hasonlóan hűvösebb foltokból és forróbb fáklyákból álló, a környező fotoszféránál alacsonyabb átlaghőmérsékletű területekről van szó.

Kővári & Bartus (1997) tesztjei kimutatták, hogy az elérhető észlelési pontosság mellett két folt segítségével az észlelt fénygörbék megfelelő pontossággal leírhatók (1.21. ábra). Ez azonban azt is jelenti, hogy a fotometriai módszerrel a csillagok felszíne nem térképezhető fel részletesen, csak az aktív terület súlypontja, annak is a hosszúsága az, amit megkaphatunk (1. 1.21. jobb oldali ábra).

A fotometriai fénygörbemodellezés egyik fontos hátránya, hogy míg az aktív régiók hosszúsága viszonylag pontosan meghatározható, a folt szélességek értékei meglehetősen

bizonytalanok. Nagy pontosságú fotometriából a csillagok szélsőtétedése némi támpontot ad a szélességek meghatározásához (a CoRoT és Kepler műholdak millimagnitúdónál pontosabb fénygörbéinél ez már nem tartozik a tudományos fantasztikum kategóriájába), azonban nem szabad elfelejtenünk, hogy a foltmodellezés módszere erősen támaszkodik a foltok feltételezett alakjára (általában kör). Összefoglalva tehát azt mondhatjuk, hogy igazán megbízható foltszélesség-értékeket fotometriai módszerrel nem kaphatunk.

1.3.2. Spektroszkópia

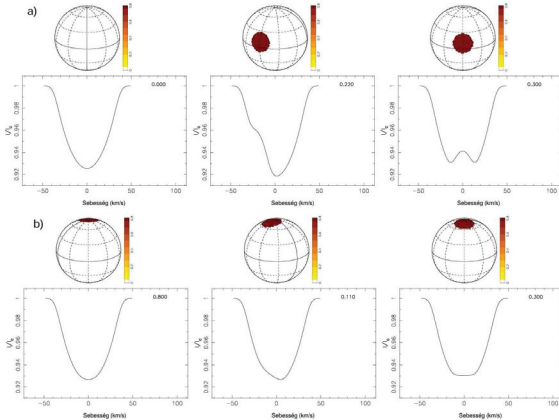
A csillagok vizsgálatakor fontos szerepe van a fény hullámhossz-információjának. Ezt a fotometria során is felhasználjuk, különböző szűrők alkalmazásával. Általában akkor beszélünk spektroszkópiáról, hogyha a műszerünk spektrális felbontása ($R = \lambda/\Delta\lambda$, ahol $\Delta\lambda$ a legkisebb felbontható hullámhosszkülönbséget jelöli λ hullámhosszon) nagyobb 100-nál. Persze ez csak egy önkényes felosztás, és nem is általános érvényű. A Nap $H\alpha$ tartományban történő vizsgálatakor például fotometriáról beszélünk akkor is, ha a spektrális felbontás eléri a 10000-et, míg egy alacsony felbontású ($R \approx 50$) objektívprizmát a spektroszkópiai eszközökhöz sorolunk. Azt mondhatjuk tehát, hogy fotometriáról akkor beszélünk, ha a mérés során csak szűrőt használunk, míg spektroszkópia esetében valamilyen diszperziós elemet (pl. prizma vagy optikai rács) is alkalmazunk.

Az optikai rácsok működési elve a két résen történő elhajlásból megérthető: az elhajlási képből az egyes rendek maximumának helye hullámhosszfüggő. Néhány résnél az interferenciaminta rendjei átfednek, azonban a rések számának növelésével azok egyre jobban szétválnak egymástól. Egy diffrakciós rács felbontása a következő összefüggéssel adható meg:

$$\frac{\lambda}{\Delta\lambda} = R = nN,$$

ahol n az interferencia rendje (egész szám, észleléseknél általában az alacsonyabb rendeket használják), N pedig az apertúrák száma. Ez csillagászati műszerekben jellemzően 10000 és 20000 körüli érték, így azok felbontása $R = 30000$ körüli látható fényben. A fenti egyenletből látható, hogy a spektrum felbontása a renddel együtt változik. A hagyományos rácsok esetében a magasabb rendek már igen nagy szög alatt látszanak, és a rács elemei kitakarják azokat. Az ún. *échelle-rácsoknál* azonban a fény nagy szögben érkezik a rácsra, így a magasabb rendek is használhatóak. Mivel ezek a rendek már nagyon közel esnek egymáshoz és átfednek, így az échelle-rácsoknál egy kereszt-diszperziós elemre is szükség van, amely az egyes rendeket szétválasztja. Egy échelle-ráccsal a 100. rendben 10^5 vagy nagyobb felbontást is el lehet érni.

A prizma a spektroszkópia legrégebbi, klasszikus eszköze. Manapság ritkán használják, mivel egy jó spektrális felbontású prizmának nagyoknak (így nehéznek is) kellene lennie, emellett a vizsgált fény egy részét is elnyelné. Modern műszerekben mint kis felbontású objektívprizma, vagy kereszt-diszperziós elem található csak meg. A tipikus spektrális felbontásuk $R \approx 15000$, kb. fele az optikai rácsokénak. Egy érdekes diszperziós eszköz a prizma és az optikai rács kombinációja, a prizmarács (*grism*), ahol a prizma egyik oldalába egy optikai rácsot karcolnak: ennek az eszköznek az az előnye, hogy a fényt megváltoztatása nélkül ugyanaz a műszer használható spektroszkópiára és képalkotásra.



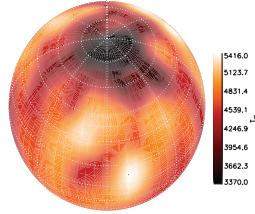
1.22. ábra. A folt helyzete és a spektrumvonalban látható emissziós púp kapcsolata. Az *a*) esetben, alacsony szélességű folt esetén a púp a spektrumvonal teljes keresztmetszetén végigvonul, míg *b*) esetben pólusközeli foltnál a púp csak kissé távolodik el a vonal centrumától, és a teljes rotáció alatt látható. (Jean-François Donati ábrája, Forrás: http://www.ast.obs-mip.fr/article.php?id_article=457)

Doppler-leképezés

A fotometriai rekonstrukciós módszereknek több hátránya is van. Az elérhető mérési pontosság mellett ugyan a foltok hosszúsága és mérete meghatározható, a foltok szélessége azonban nem. További problémát jelent, hogy a folt modellezés többféle jól illeszkedő eredményt is adhat, ha több foltal modellezzük a fénygörbét. A fotometriai vizsgálatoknál pontosabb képet kaphatunk a csillagfelszíni alakzatokról spektroszkópiai méréseket felhasználva, Doppler-leképezés segítségével (Vogt & Penrod, 1983).

Az eljárás alapja, hogy egyes spektrumvonalakban a csillagfolt – mivel a körülötte levő tartománynál hűvösebb – gyengébb abszorpciót eredményez, így az adott spektrumvonalban mint emissziós csúcs látszik. E csúcs helyzetéből és intenzitásából egyértelműen meghatározható a folt helye és mérete, amint az 1.22. ábrán látható.

A módszer hátránya, hogy csak viszonylag fényes csillagokon alkalmazható a megfelelő jel/zaj arány eléréséhez ($S/N \geq 200$), továbbá nagy felbontású ($\lambda/\Delta\lambda \geq 30000$) és jó fázislefedtségű adatok szükségesek. Ahhoz, hogy a foltok helyét pontosan meghatározhassuk, széles spektrumvonalak kelljenek, vagyis gyorsan forgó csillagokat tudunk csak vizsgálni ($v \sin i \geq 15 \text{ km/s}$). Elméletileg a Doppler-leképezés használható lassan forgó csillagok esetében is, ez esetben azonban a foltok szélességét csak kis pontossággal tudjuk megállapítani. Az inklináció értéke is fontos: ha pólus felől látjuk a csillagot, nem látunk rotációs modulációt, ha pedig éppen az egyenlítő felől, az északi és déli féltéke



1.23. ábra. Doppler-kép az UZ Libræről (l. részletesen a 3. fejezetben).

invarianciája jelent problémát. Így a Doppler-leképezéshez leginkább az $i = 30 - 60^\circ$ közötti inklinációjú csillagok alkalmasak.

Hosszabb spektroszkópiai adatsor segítségével a felszíni struktúrák változása is nyomon követhető, illetve a csillag mágneses terének előállításában fontos szerepet játszó differenciális rotáció mértéke is meghatározható, az ún. ACCORD (*Average Cross-CORrelation of consecutive Doppler images*) módszerrel (Kövári és mtsai, 2004). Az eljárás lényege, hogy a rendelkezésünkre álló spektrumokból idősoros Doppler-képeket készítünk: az idősort alkotó egyes Doppler-képeket mindig a soron következő spektrum hozzávételével, illetve az első elhagyásával készítjük el. Az ily módon elkészült térképsozorból az egymást követő független képek felhasználásával keresztkorrelációs térképet készíthetünk. Mivel az egyes Doppler-képek más-más időközökkel készültek, a differenciális rotáció a foltokat különböző mértékben mozgatta el. Ezért, hogy a keresztkorrelációs térképek elmosódását elkerüljük az átlagoláskor, azokat normalizálni kell a szélességi körök mentén történő összenyomással vagy nyújtással. A normalizált keresztkorrelációs térképekre ezután illeszthetjük a differenciális rotáció függvényét:

$$\Omega(\phi) = \Omega_0 - \Delta\Omega \sin^2 \phi$$

ahol θ csillagrajzi szélesség Ω_0 az egyenlítői szögsebesség, és $\Delta\Omega = \Omega_0 - \Omega_p$. A módszer gyakorlati alkalmazása a 3. fejezetben olvasható.

2. Aktív törpecsillagok vizsgálata

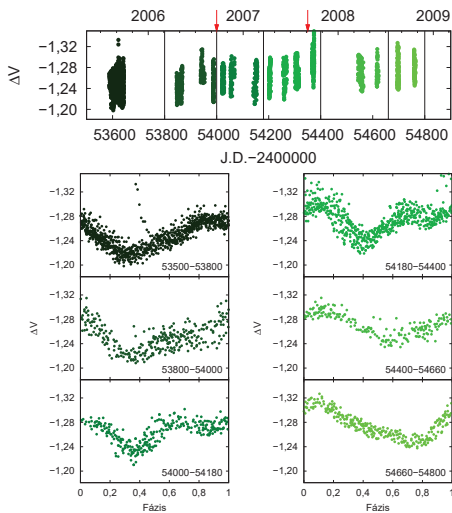
A hidegebb törpecsillagok egyik jelentőségét az adja, hogy bár halványak, rengeteg van belőlük: a Tejútrendszer csillagainak két harmada M törpe. A rövid periódusú M-törpékre igen aktív viselkedés jellemző: a változások viszonylag gyorsan, napos-hetes időskálán is történhetnek, és a Napéhoz hasonló aktivitási jegyeket mutatnak, amelyek tanulmányozásával a Nap viselkedését is jobban megérthetjük. A fontosságuk az exobolygó-keresési programokkal ismét felértékelődött, hiszen egy esetleges bolygótranzitot könnyebb kimutatni egy hűvös csillag esetében a jobb jel/zaj arány miatt. A fejezet első részében három, igen rövid periódusú (kb. fél nap) aktív csillag vizsgálatát mutatom be. Az EY Draconis dM1–2 típusú magányos csillag: $0,49M_{\odot}$ tömegével az 1.2.6. fejezetben leírtak alapján radiatív magját konvektív burok veszi körül. A V374 Pegasi egy M4 típusú törpecsillag, amely $0,28M_{\odot}$ tömegével a teljes konvekció határa alatt van. A V405 Andromedæ pedig egy sűrű fedési kettős: az M0 és M5 típusú csillagok 0,49, illetve $0,21M_{\odot}$ tömegűek, így a főkomponens az EY Draconishoz hasonlóan radiatív maggal és konvektív burokkal bír, míg a másodkomponens a V374 Pegasihoz hasonlóan teljesen konvektív.

2.1. EY Draconis: egy törpecsillag radiatív maggal és konvektív burokkal

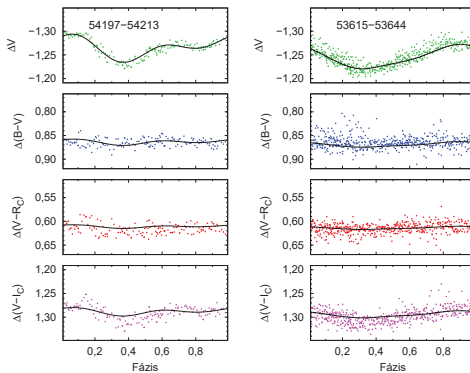
Az EY Draconis aktivitását 1991-ben fedezték fel a ROSAT röntgen- és EUV-műhold mérései nyomán. Jeffries és mtsai (1994) spektroszkópiai mérések alapján megállapították, hogy az objektum egy gyorsan forgó ($v \sin i = 61 \text{ km s}^{-1}$) dM1-2e típusú csillag, amely a korábban már jól ismert HK Aquariire hasonlít. Eibe (1998) nagyfelbontású H α és Ca II vonalakról közölt spektroszkópiát, amely plázszerű területekre utalt a csillag légkörében. A szerző becslést tett az EY Draconis sugarára az irodalomban található periódus- és $v \sin i$ értékek alapján: $R \approx 0,55R_{\odot}$. A csillag tömegét $0,49M_{\odot}$ -re becsülte. Az EY Draconis Doppler-leképezését Barnes & Collier Cameron (2001) végezte el. A képek alapján a csillagfoltok többnyire magas szélességeken találhatók, de nem kizárólag ott, előfordulnak alacsonyabb szélességű területeken is.

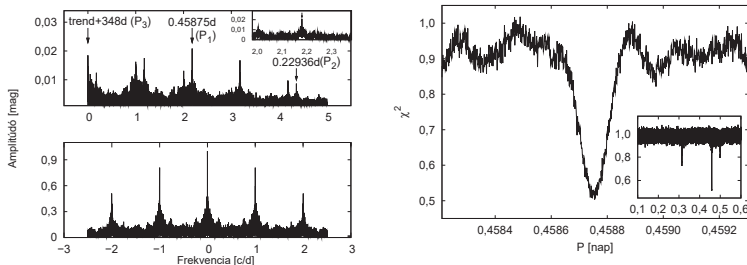
Az objektum fotometriai vizsgálatát először Robb & Cardinal (1995) végezte el, V színben készült észlelésekből. A csillag periódusidejét 0,459 napban állapították meg. A fénygörbe alakja „W” alakú volt, amely két aktív régió jelenlétére utalt. Korhonen és mtsai (2007) spektroszkópiát, valamint egyidejű fotometriát közöltek V és R színekben. Az adatok két aktív területre, protuberanciákra és plázs-területekre utaltak, amelyek feltehetőleg kapcsolatban állnak egymással. Az EY Draconis fizikai paraméterei a 2.1. táblázatban vannak összefoglalva.

2.1. ábra. *Fent:* Az EY Draconis V adatsora. A függőleges vonalak a fázis szerinti ábrázoláshoz, a piros nyílak a periódusváltozás vizsgálatához felhasznált adat-sorok időbeli határait jelölik. *Lent:* Fázis szerint ábrázolt V adatok különböző időszakokban. A fénygörbéből kilógó pontok flek.

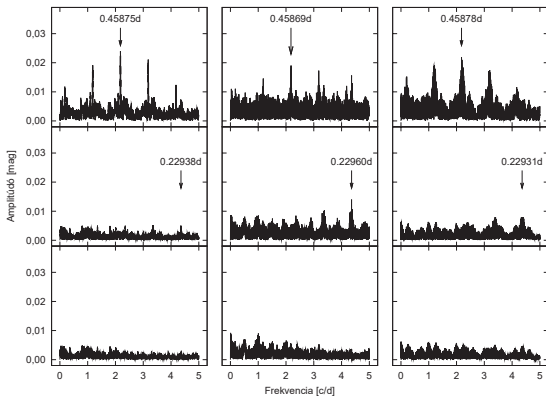


2.2. ábra. Az EY Draconis két tipikus, fázis szerint ábrázolt ΔV fénygörbéje, valamint a színindexgörbék. Folyamatos vonallal a SPOTMODEL foltmodellje látható.

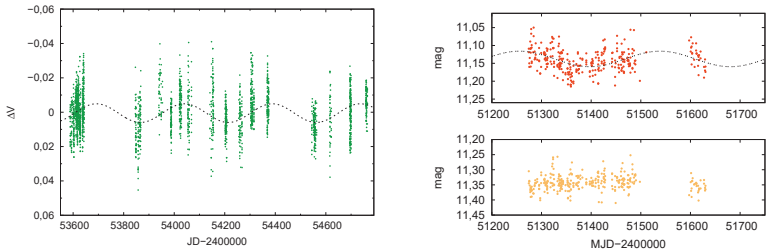




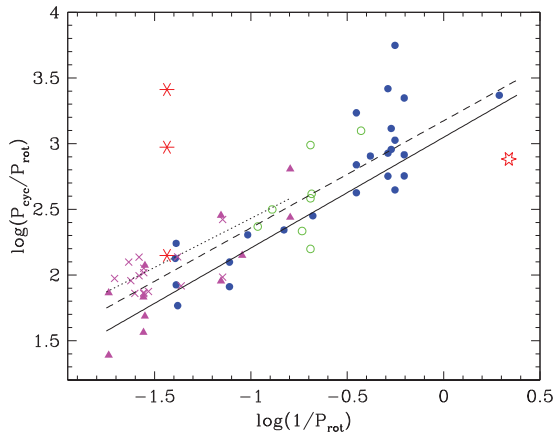
2.3. ábra. Perióduskeresés az EY Draconis adatsorára: a Fourier-spektrum és a hozzá tartozó ablakfüggvény (*balra*), valamint az SLLK-módszerrel kapott periodogram (*jobbra*). A Fourier-spektrum melletti ablakban a rotációs periódus körüli spektrum, a periodogram mellett pedig a perióduskeresés teljes tartománya látható.



2.4. ábra. Fourier-analízis az EY Draconis adatsorának három szakaszára. A kapott rotációs periódusok 3σ -n belül (0,00009 nap) megegyeznek. A csillag két átellenes oldalán levő foltok miatt egy másik jel is látható $\approx P_{\text{rot}}/2$ -nél.



2.5. ábra. *Balra*: Az EY Draconis ΔV fénygörbéje a rotációs periódus és a hosszú távú trend kifehéritése után. A szaggatott vonal a csillag kb. 350 napos aktivitási ciklusát mutatja. *Jobbra*: Az EY Draconis fénygörbéje a ROTSE adatbázisból. A szaggatott vonal az adatsorra illesztett kb. 300 napos periódust mutatja. Az ábra alsó felén az összehasonlító-ellenőrző csillagok fénygörbéje látható.



2.6. ábra. Összefüggés a rotációs periódus és az aktivitási ciklus hossza között (Oláh és mtsai 2009 ábrája). A jobb oldali piros csillag jelöli az EY Draconis helyét. A pontok Oláh és mtsai (2009), a körök Messina & Guinan (2002) a keresztek Frick és mtsai (2004) méréseit, a háromszögek Vaughan és mtsai (1978) Ca II H&K méréseit, a bal oldali csillagok a Nap ciklusait jelölik. A pontozott vonal Baliunas és mtsai (1996) rotáció-ciklushossz összefüggését, a szaggatott és a folytonos vonal pedig teljes adatsorra, illetve a legrövidebb periódusokra készült illesztést mutatja.

2.1. táblázat. Az EY Draconis fizikai paramétereit.

| | | | | |
|----------------------------|--|--------|--------|--------|
| spektráltípus | dM1-2e ^a | | | |
| T_{eff} | 3900 K ^b | | | |
| i | $\approx 70^\circ$ ^b | | | |
| $v \sin i$ | 61 km/s ^a | | | |
| távolság | $45,5 \pm 2,1$ pc ^b | | | |
| M_V | $8,54 \pm 0,12$ ^b | | | |
| $r \sin i$ | $0,549 \pm 0,002 R_\odot$ ^b | | | |
| | B | V | R_C | I_C |
| folttalan Δ mag. | -0,470 | -1,325 | -1,930 | -2,600 |
| szélsötétedés ^c | 0,763 | 0,670 | 0,617 | 0,509 |

^a: Jeffries és mtsai (1994)^b: Barnes & Collier Cameron (2001)^c: van Hamme (1993)

2.1.1. Perióduselemzés

Az EY Draconis vizsgálatát szakdolgozatomban kezdtem el, 2005 augusztusában. A $BV(RI)_C$ fotometria az MTA Konkoly Thege Miklós Csillagászati Kutatóintézetének svábhegyi 60 cm-es távcsövével készült összesen 116 éjszakán, 2008. október 24-ig (2.1. és 2.2. ábra). Szakdolgozatomban a 2005. augusztus–szeptemberi adatsor foltmodellezésével foglalkoztam. A jelenleg rendelkezésemre álló, közel négy éves adatsor lehetővé teszi a rotációs periódus pontos meghatározását. A fénygörbe Fourier-analízisét a MUFTRAN (MULTI FREQUENCY ANALYSIS) programmal végeztem el (Kolláth, 1990). A V adatsor Fourier-spektruma és a hozzá tartozó ablakfüggvény a 2.3. ábrán látható. A legerősebb jelet a spektrumban a rotációs moduláció okozza, $P_1 = P_{\text{rot}} = 0,45875 \pm 0,00003$ napnál.

Hogy a teljes adatsorra végzett Fourier-analízis eredményét ellenőrizzük, egy újabb perióduskeresést is elvégeztünk egy általam írt programmal, az SLLK-módszerrel. (*String/Rope length method using Lafler–Kinman statistic*, Lafler & Kinman, 1965; Clarke, 2002). Ez az eljárás a fénygörbékét különböző periódusokat felhasználva fázis szerint tekeri fel, és a fázisdiagram poligonjának hosszát minimalizáló, legsimább fénygörbét adó periódust választja ki. Az SLLK-módszer különösen jól használható nem szinusz-jellegű fénygörbék perióduskeresésére. Az EY Draconis adatsorára az SLLK-módszer a Fourier-analízissel megegyező ($P_{\text{rot}} = 0,45875$ nap) eredményt adott (a periodogram a 2.3. ábrán látható).

A rotációs periódus felénél ($P_2 = 0,22936 \pm 0,00001$ napnál) szintén erős jel látható a spektrumban (1. 2.3. és 2.4. ábra). Ez a mérések egy részénél megfigyelhető két aktív régióknak köszönhető, amely csillagfelszín két átellenes oldalán található, ami a fénygörbék „W” alakjához vezet (2.1. ábra). A P_{rot} és $P_{\text{rot}}/2$ csúcsai mellett kisebb jelek láthatóak: ezeket okozhatja a differenciális rotáció, hasonlóan az UZ Libræn megfigyelt jelenséghez (Oláh és mtsai, 2003). Sajnos a jelek közötti különbség túl kicsi, így nem vonhatunk le egyértelmű következtetést a differenciális rotációval kapcsolatban. A differenciális rotá-

ció ettől függetlenül jelen lehet: ugyanis ha az aktív régiók szélességei között a különbség kicsi, akkor annak kimutatása nem lehetséges. Más magyarázat is lehet erre a változásra: ha az aktív régión belül egyes kisebb foltok megjelennek, mások pedig eltűnnek, az aktív régió átlagos helyzete, így a fénygörbe alakja is kissé megváltozhat.

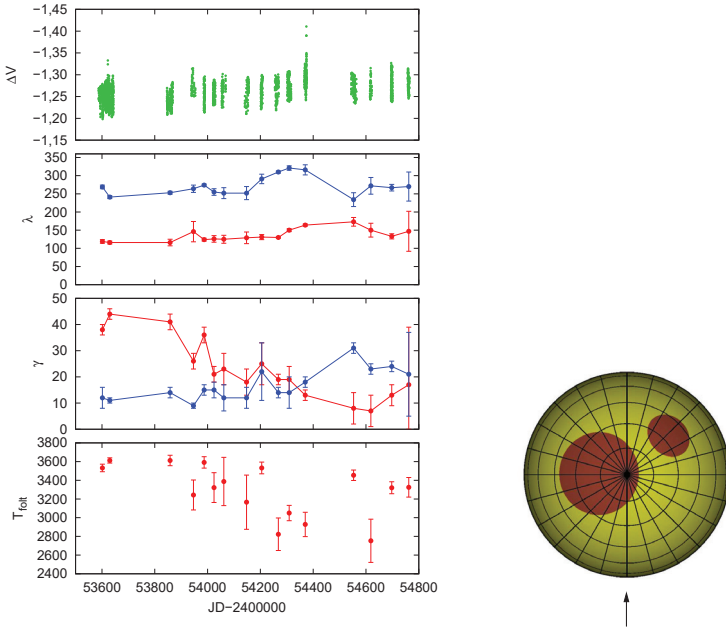
A rotációs periódus esetleges változásának vizsgálatához az adatsort három, nagyjából 400 napos részre bontottam (a 2.1. ábrán a piros nyilakkal jelölt részek). Az így kapott adatsorokra egyenként is elvégeztem a Fourier-analízist (2.4. ábra). Az egyes szakaszokból kapott rotációs periódusok mindössze néhány másodperccel térnek el egymástól, ami jóval a módszer pontossága (0,0003 nap) alatt van. Megállapíthatjuk, hogy a mérések tartama alatt a rotációs periódus stabil.

A rotációs periódus és a fél periódus frekvenciájának, valamint egy hosszú távú trendnek a kifehérítése után egy közel egyéves, $P_3 = 348 \pm 19$ napos periódust találtam. Ez a periódus (2.5. ábra) egy aktivitási ciklus jele lehet, hasonlóan a Nap 11 éves ciklusához. E ciklus jelenlétére a ROTSE adatbázis fénygörbéjének Fourier-analíziséből is következtethetünk (l. Vida, 2007). Ez az eredmény két okból is igen érdekes: egyrészt ez az aktivitási ciklus a legrövidebb, amelyet aktív csillagon felfedeztek, másrészt pedig az M1–2 típusú EY Draconis mellett mindössze egyetlen M spektráltípusú csillagon ismert aktivitási ciklus, a HD 95735-ön (M2), amely az EY Draconisnál 120-szor hosszabb, 55 napos rotációs periódus mellett 3,4–3,9 éves, illetve ≈ 11 éves aktivitási ciklusokat mutat (Oláh és mtsai, 2009).

További érdekes gondolatokat vet fel, ha az EY Draconist felrajzoljuk Oláh és mtsai (2009) ábrájára (2.6. ábra). A cikk szerint a legtöbb vizsgált csillagnak nem csak egy, hanem több aktivitási ciklusa is van, és ezek hossza nem véletlenszerűen változik. Feltelezhetjük, hogy az EY Draconison is léteznek ilyen hosszabb ciklusok, az adatokon mindenesetre egy hosszú időskálájú trend megfigyelhető.

2.1.2. Aktivitási jegyek vizsgálata

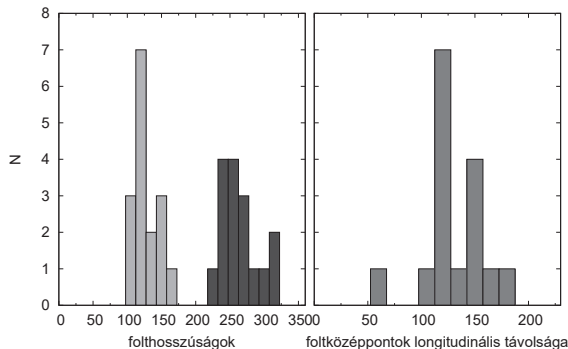
Az adatsor foltmodellezését két, az látóirány felőli féltéken levő folt feltételezésével végeztem el. A folt hőmérséklet modellezését a $V - I_C$ színindex alapján végeztem, mivel ez az adatsor követi legjobban a hőmérséklet esetleges változásait. A kezdeti folt hőmérsékletet Barnes & Collier Cameron (2001) nyomán 3900 K-ben határoztam meg, a folt alán fényességek az egyes szűrőkben a 2.1. táblázatban vannak összefoglalva. A folt alán fényesség helyes megválasztása a különböző színekben rendkívül fontos, hiszen néhány század, sőt néhány ezred nagytudó különbség a színindex értékében komoly eltéréseket okozhat a folt hőmérsékletekben. A folt alán fényesség értékét általában a legfényesebb mért nagytudóértéket néhány ezreddel variálva szokás kiválasztani a mérések hibahatárain belül. Ez egy alsó határ, ennél lehet fényesebb is a folt alán fényesség – az eredményeket is ennek a tükrében kell értelmezni, vagyis a kapott foltterületek egy minimális értéket jelentenek, melyek lehetnek a valóságban nagyobbak is. A modellezés eredménye a 2.7. ábrán látható, a folt szélességeket leszámítva, mivel azt a fotometriai adatsorból gyakorlatilag nem lehet meghatározni. A foltok nagyjából 500 K-nel hűvösebbek a fotoszféránál. A folt hőmérséklet modellezésből kapott változása nem megbízható a kis színindexgörbe-amplitúdók, így a folt hőmérsékletek nagy hibája miatt.



2.7. ábra. *Balra*: Az EY Draconis ΔV fénygörbéje és a fénygörbemodellezés eredménye: a folt hosszúság, a folt méret és a folt hőmérséklet. A foltok szélessége az adott fotometriai pontosság mellett nem határozható meg megbízhatóan. A folt méretek változásában jól látható a flip-flop effektus. *Jobbra*: Egy tipikus foltmodell a 2454692–2454703 Julián-dátumok közötti adatsorról, pólus felől ábrázolva. A nyíl a látóirányt mutatja 0 fázisnál.

A foltmodellezés két nagy kiterjedésű, a fotoszféránál ≈ 500 K-nel hidegebb aktív régió jelenlétét mutatta ki az EY Draconis felszínén (l. 2.7. ábra). Az észlelést felölelő nagyjából 1000 nap alatt egy aktív régió felbomlását (0,4 fázisnál) és egy másik keletkezését (0,8 fázisnál) követhetjük nyomon (l. 2.1. jobb oldali alsó ábra). A foltos területek aránya eközben 15%-ról 10%-ra csökkent. A mérések alatt a két aktív régió helyzete nem változik jelentősen, a folt szélességek egy nagyjából 80° -os tartományon belül maradnak, a foltok egymástól $\approx 130^\circ$ távolságra vannak (2.8. ábra). A 2.7. ábrán látható, hogy a foltok dominanciája 2454400 Julián-dátum (JD) után megváltozik, a 0,8-as fázisnál levő régió lesz a hangsúlyosabb (vö. a fénygörbékkel a 2.1. ábrán). Ez a flip-flop-jelenség (l. 1.2.4. fejezet) a csillag mágneses terének szerkezetére adhat utalást.

A méréseink idején a csillagon két nagyobb folt észleltünk: 2453622, illetve 2454374 Julián-dátumokkor. Mindkét esemény 3,5–3,8 órán át tartott, és valamennyi szűrő esetén



2.8. ábra. Hisztogram a folt hosszúságok eloszlásáról (*balra*), illetve a két folt középpontjának longitudinális távolságáról (*jobbra*).

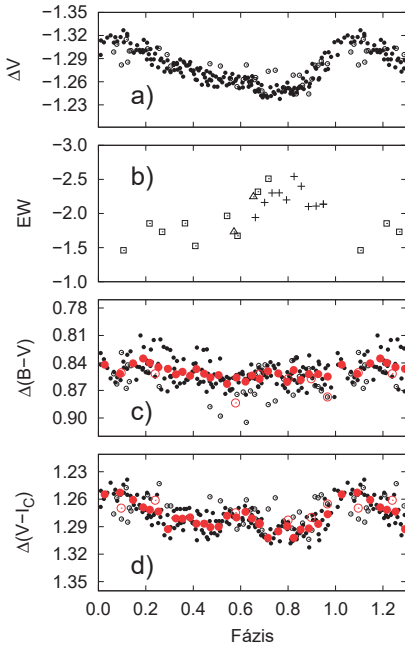
2.2. táblázat. Az EY Draconison észlelt két fler becsült energiái, az ekvivalens fler-időtartamok, illetve a nyugodt fluxusok az egyes szűrőkben.

| Fler | Fler energia [$\times 10^{34}$ erg] | | Ekvivalens időtartam [sec] | | Nyugodt fluxus [$\times 10^{31}$ erg/sec] |
|----------------------|---|------|-------------------------------|------|---|
| | #1 | #2 | #1 | #2 | |
| <i>B</i> | 4,53 | 4,82 | 1232 | 1311 | 3,68 |
| <i>V</i> | 1,77 | 2,13 | 292 | 352 | 6,06 |
| <i>R_C</i> | 2,97 | 3,35 | 206 | 232 | 14,4 |
| <i>I_C</i> | 1,01 | 2,70 | 82 | 219 | 12,3 |

#1: JD2453622, #2: JD2454374

látható volt. A flerek energiájának becsülését a 2.5. fejezetben leírt módszer alapján végeztük el. Az így kapott flerenergiákat és ekvivalens fler-időtartamokat a 2.2. táblázatban foglaltuk össze.

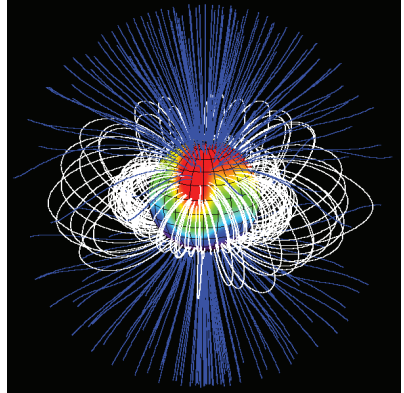
Érdeemes összevetni a fotoszféra aktivitását a kromoszféra jelenségeivel. Ehhez a *NEON Observing School* keretében 2008 nyarán készült $H\alpha$ -spektrumokat használjuk fel. A 2.9. ábrán az EY Draconis $H\alpha$ -vonalának ekvivalens szélessége, valamint fény- és színindexgörbéi láthatók. A $B - V$ görbe a 0,1–0,3 fázist leszámítva teljesen sima. A $V - I_C$ görbe azonban a V fénygörbéhez hasonlóan mutatja a foltok helyzetét 0,4 és 0,8 fázisnál. A színindexgörbék arra utalnak, hogy az aktív régiók inkább foltdomináltak, és kevesebb a pláza-terület. E görbéket összevetve a $H\alpha$ ekvivalens szélességének változásával egyértelműen felismerhető a kettő közötti antikorreláció: vagyis a legnagyobb ekvivalens szélességet a csillag legfoltosabb fázisánál figyelhetjük meg. Ez arra utal, hogy a csil-



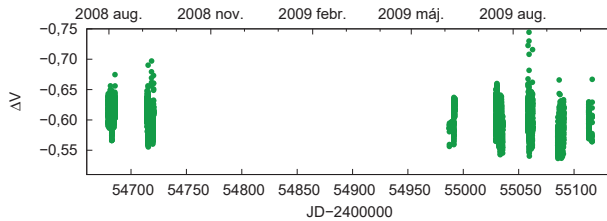
2.9. ábra. A fotoszféra és a kromoszféra aktivitásának összehasonlítása az EY Draconison. *a)* V magnitúdó rotációs fázis szerint ábrázolva. Az üres és teli szimbólumok különböző, a $H\alpha$ mérésekhez közeli adatokat mutatnak (2008 májusáról, illetve augusztusáról). *b)* A $H\alpha$ vonal ekvivalens szélessége rotációs fázis szerint. A különböző szimbólumok más-más éjszakáról származó adatokat jelölnek: a háromszögek és a négyzetek június 24-i, illetve 28-i észleléseket ábrázolnak a NOT-ról, míg a keresztek INT-spektrumok június 26-ról. *c)*, *d)* $B - V$, illetve $V - I_C$ színindexgörbék fázis szerint ábrázolva. A nagyobb szimbólumok átlagosan öt, közeli pont átlagát mutatják. Az üres és teli pontok jelentése ugyanaz, mint az *a)* panelen.

lagfoltok és a kromoszferikus aktivitás között kapcsolat van. Ezt a kapcsolatot – bár a Napon már régóta ismert – aktív csillagokon csak az utóbbi évtizedben sikerült megfigyelni (Catalano és mtsai, 2000). Frasca és mtsai (2008a) két RS CVn típusú kettősön, az λ Andromedæen és az II Pegasin, Frasca és mtsai (2008b) az LQ Hydræen, Skelly és mtsai (2008) a TWA 6 nevű T Tauri-csillagon, Biazzo és mtsai (2009) pedig egy fiatal, késői spektráltípusú csillagon, a SAO 51891-en mutatták ki az összefüggést.

A fent ismertetett eredmények a Vida (2006), Vida (2007), Vida és mtsai (2010) és a Korhonen és mtsai (2010) publikációkban jelentek meg, ismertettük a 26. IAU közgyűlésen (2006, Prága), illetve a „From our star to far stars: variation and variability” című N+N+N Workshopon (2007, Budapest), valamint a fotometria egy része kiegészítette Korhonen és mtsai (2007) méréseit.



2.10. ábra. A V374 Pegasi dipóljellegű mágneses tere (Donati és mtsai, 2006).



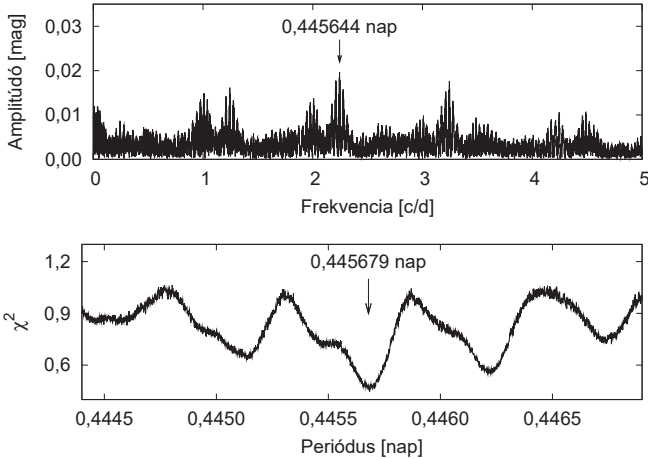
2.11. ábra. A V374 Pegasi fénygörbéje V szűrőben. A kilógó pontok flekek.

2.2. V374 Pegasi: egy teljesen konvektív törpecsillag

A V374 Pegasi egy röntgensugárzó dM4 típusú csillag (Bade és mtsai, 1998; Reid és mtsai, 1995). A csillagról Greimel & Robb (1998) és Batyrshinova & Ibragimov (2001) között fotometriát R , illetve $UBVRI$ szűrőkben – mindkét cikk gyakori és erős flekekről számolt be.

A V374 Pegasi elsősorban a tömege miatt került az érdeklődés középpontjába: $0,28M_{\odot}$ -gel (Delfosse és mtsai, 2000) ugyanis éppen a teljes konvekció határa alá kerül. Az 1.2.6. fejezetben leírtak alapján ezek a csillagok a differenciális rotáció mértékétől függően különböző típusú dinamókat működtethetnek. Amennyiben közel merev testként forognak, α^2 -dinamó segítségével nem tengelyszimmetrikus mágneses teret hozhatnak létre, ha azonban erős a csillagon a differenciális rotáció, tengelyszimmetrikus, poloidális mágneses tér is létrejöhet (Dobler és mtsai, 2006).

A V374 Pegasi Donati és mtsai (2006) és Morin és mtsai (2008) mérései alapján nagyon gyenge differenciális rotációt mutat, ugyanakkor hosszú távon is stabil, szimmetrikus, poloidális mágneses tere van (l. 2.10. ábra).



2.12. ábra. Perióduskeresés a V374 Pegasin Fourier-analízissel (*fent*) és SLLK-módszerrel (*lent*) a teljes adatsorra.

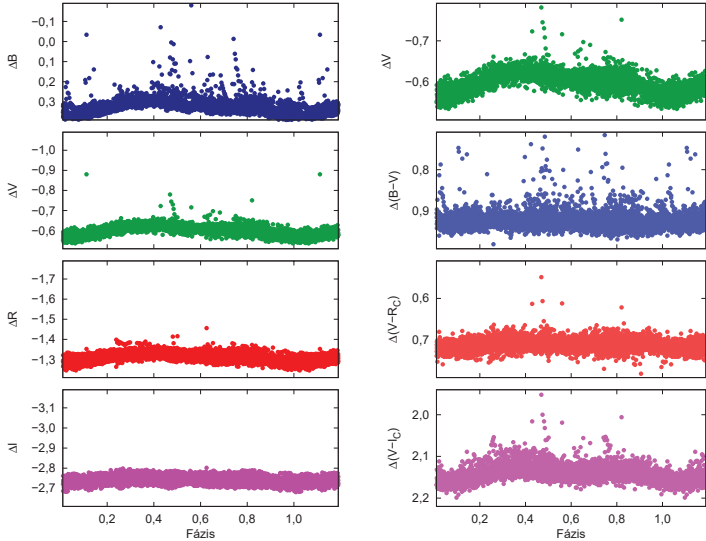
A csillagról fotometriai méréseket az MTA KTM CSKI piszkéztetői 1m-es RCC távcsövével készítettem 2008 júliusa és 2009 novembere között (l. 2.11. ábra). A fotometriai adatok mellett 2008-ban a *NEON Observing School* keretében két éjszakán készítettünk közepes felbontású spektroszkópiai méréseket a csillag $H\alpha$ vonaláról az Isaac Newton Telescope (INT), illetve a Nordic Optical Telescope (NOT) segítségével.

Mivel a fotometriai mérések több mint egy éven át tartottak, lehetséges volt megkeresni a fénygörbét legjobban leíró periódust, pontosítva a korábbi, rövidebb mérésekből származtatott értékeket. Ehhez Fourier-analízist, illetve a 2.1. fejezetben már ismertetett SLLK-módszert használtam. A perióduskeresést elvégeztem a teljes adatsorra, illetve a 2008-as és a 2009-es mérésekre külön-külön is. A Fourier-spektrum és az SLLK-eljárás periodogramja a 2.12. ábrán látható. A két évre külön elvégzett analízis esetében a két módszer között látszik némi eltérés, de a teljes adatsorra már megnyugtató az egyezés. A továbbiakban az SLLK-módszer által adott periódust fogadtam el helyesként, mivel ez nem szinuszos fénygörbékre megbízhatóbb eredményt ad. A további elemzéshez így a

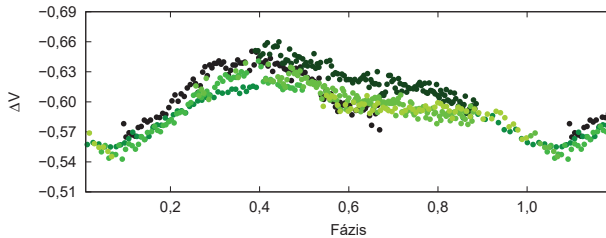
$$\text{HJD} = 2453601,786130 + 0,445679 \times E$$

efemeriszt használtam, ahol HJD a nulla fázis heliocentrikus Julián-dátumát jelöli, E pedig egy egész szám (ciklusszám), amely a kezdőidőponttól eltelt rotációk számát adja meg.

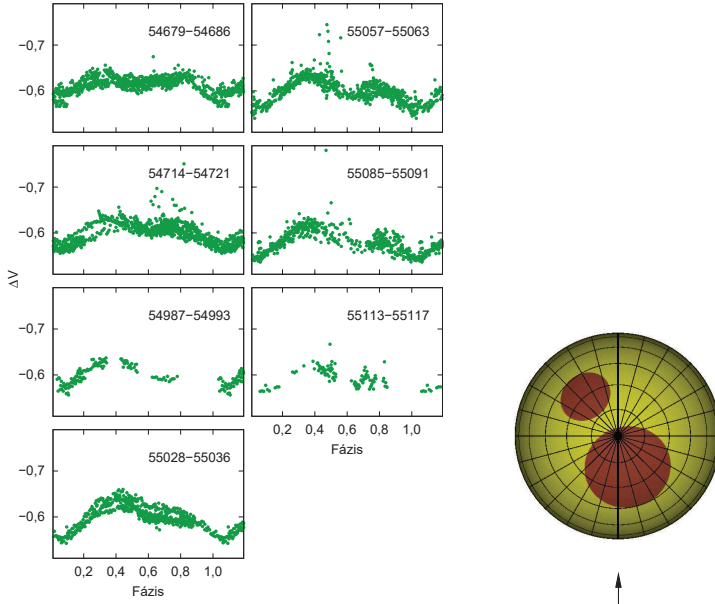
A csillag V fénygörbéjére ránézve (2.11. ábra) látszik, hogy a fénygörbe – a flereket leszámítva – nem mutat nagy léptékű változásokat, tehát a csillag átlagfényessége a



2.13. ábra. *Balra*: A V374Pegasi $BV(RI)_C$ fénygörbéje fázis szerint ábrázolva. A flek nagy része a csillag kevésbé foltos területén koncentrálódik. *Jobbra*: a csillag V fénygörbéje, valamint $B - V$, $V - I_C$, $V - I_c$ színindexgörbéi. A jobb oldali ábra skálája különbözik a bal oldalitól, a flek egy része is le van vágva.



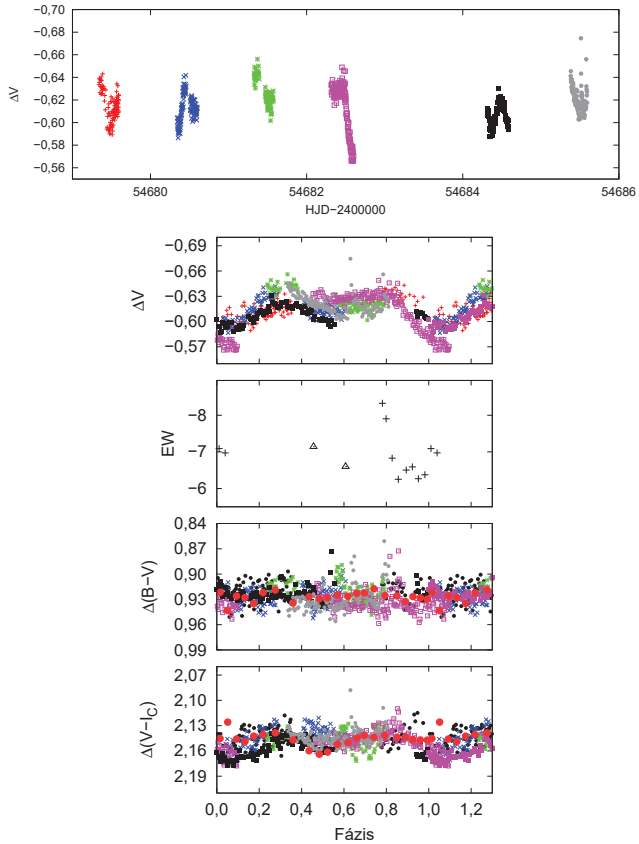
2.14. ábra. A V374Pegasi fázis szerint felrajzolt V -fénygörbéi 2455028–36 Julián-dátumok között. Minden éjszaka más-más színnel van ábrázolva (az idő múlásával világosabbak a pontok). A fénygörbe éjszakáról éjszakára kissé változik, különösen a fénygörbe kevésbé foltos részén (0,6 fázis környékén).



2.15. ábra. *Balra*: A V374 Pegasi fázis szerint felrajzolt V -fénygörbéi különböző időpontokban. A fénygörbék alakja az észlelések idején nagyon hasonló – egy nagy folt található 0 fázisnál, illetve egy kisebb 0,6-nál. A flek nagy része a 0,4–0,8 fázisok között történik. *Jobbra*: a csillag foltmodellje pólus felőli nézetben. A nyíl a látóirányt jelöli 0 fázisnál.

mérések tartama alatt nagyjából állandó. Ez arra utal, hogy a csillag felszínén a foltokkal borított területek aránya nem változik számottevően. A fázis szerint ábrázolt fénygörbe (2.13. bal oldali ábra) alapján azt mondhatjuk, hogy a csillag felszínén két folt található: egy 0 fázisnál, és egy 0,6 körül. A színindexgörbék (2.13. jobb oldali, illetve 2.16. alsó ábrák) közül a $B - V$ és a $V - R_C$ csak minimális változást mutat, a $V - I_C$ színindex azonban jól követi a fénygörbe változását. Az átláthatóság kedvéért készítettem egy egyszerű foltmodellt az SPOTMODEL segítségével, amely a teljes fénygörbét leírja (2.15. jobb oldali ábra). A két foltos modellhez Morin és mtsai (2008) nyomán 3000 K-es felszíni hőmérsékletet és 2800 K-es folt hőmérsékletet tétéleztünk fel.

Meglepő dolgot figyelhetünk meg, ha megvizsgáljuk, hogyan viselkedik a csillag egymás utáni napokon (2.14. ábra). A csillag a hosszú távon stabil fénygörbe mellett folyamatos, apró változásokat mutat, amelyek elsősorban a kisebb $-0,6$ fázisnál levő – folt környékére koncentrálnak. Lehetséges, hogy ez a viselkedés ugyanazon aktív régióban keletkező,



2.16. ábra. Egymáshoz közeli fotometriai és spektroszkópai mérések. A fenti ábra a fotometriát mutatja Julián-dátum szerint (július 31. és augusztus 7. között), a lenti pedig fázis szerint felrajzolva a V fénygörbét, a $H\alpha$ ekvivalens szélességeket, illetve a $B - V$ és $V - I_C$ színindexgörbéket. A spektrumoknál a háromszögek és a keresztek június 24-i, illetve június 26-i méréseket mutatnak a NOT, illetve az INT távcsövekről. A színindexgörbéknél a nagyobb pontok tipikusan öt pont átlagát mutatják.

illetve felbomló kisebb foltokra utal, a Nap aktív fészkeiben felbukkanó fluxushurkoknál megfigyelt jelenséghez hasonló módon.

Érdekes, hogy a fénygörbe alakja nem változik számottevően a mérések alatt: a két folt helyzete és mérete nagyjából azonos marad, ha az a havonta, egy-egy hét alatt végzett méréseket külön-külön rajzoljuk fel (2.15. ábra). Ez azt mutatja, hogy az aktív régiók mérete és helyzete az észlelések kb. egy éve folyamán állandó, jó egyezésben Donati és mtsai (2006) és Morin és mtsai (2008) eredményeivel, akik a csillag igen stabil mágneses teréről számoltak be.

A 2.15. ábrán még egy érdekes dolgot detektáltunk: a V374 Pegasin rengeteg flet láthatunk, ám ezek egyes fénygörbékről (pl. a harmadik és negyedik fénygörbe) teljesen hiányoznak. Úgy tűnik, hogy a csillagon aktív és kevésbé aktív fázisok váltják egymást. A jelenlegi mérések alapján még sajnos nem tudjuk megállapítani, hogy ez a változás periodikus jellegű-e.

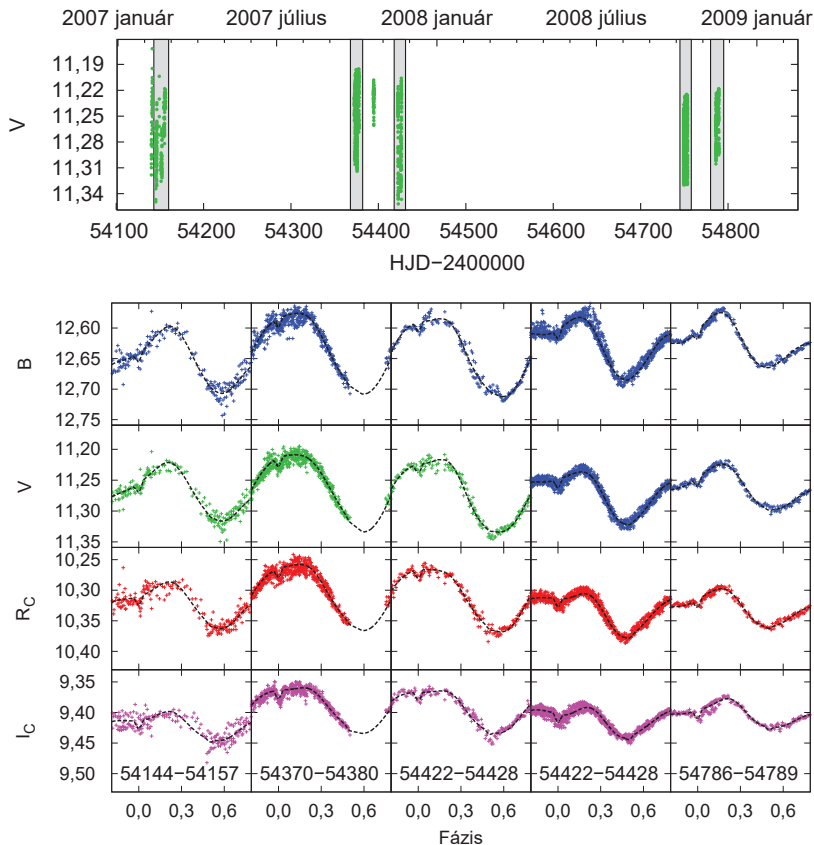
A rengeteg megfigyelt flet (ez főleg B szűrővel látszik jól, l. 2.13. bal felső ábra) nagy része a foltokkal kevésbé fedett fázisnál, 0,6 körül látszik. Ez azt sugallja, hogy ferek és e között az aktív régió között kapcsolat van. Lehetséges, hogy ezek a gyakori ferek az ebben az aktív régióban megfigyelt gyors foltkeletkezés és -felbomlás során lejátszódó rekonnektió eredményei. A spektroszkópai méréseket összevetve a fotometriával szintén erre láthatunk egy bizonytalan utalást (2.16. ábra): a $H\alpha$ vonal ekvivalens szélességének változása egy újabb flet mutat, ugyanennél a fázisnál. Sajnos a spektroszkópai méréseink fázis- és időbeli lefedettsége egyaránt gyenge.

Az eredményeket a Korhonen és mtsai (2010) és a Vida és mtsai (2011) cikkekben publikáltuk, illetve a „Physics of Sun and Star Spots” című IAU szimpóziumon mutattuk be (2010, Ventura).

2.3. V405 Andromedæ: egy kettős a konvekciós határ két oldaláról

A V405 Andromedæ egy speciális, méltatlanul keveset vizsgált kettősrendszer. Az objektum a ROSAT katalógusában RX J0222.4+4729 néven szerepel (Voges és mtsai, 1996). Az egyetlen részletes tanulmányt Chevalier & Ilovaisky (1997) végezték – B, V fotometriát, radiálissebesség-mérést és $H\alpha$ spektroszkópiát felhasználva – és megállapították, hogy a rendszer rotációs periódusa $P = 0,465$ nap, valamint hogy a fénygörbe egy kis, majdnem sűrű fedést is mutat. A rendszer M0V, illetve M5V típusú komponense egyaránt erős $H\alpha$ emissziót mutatott. A szerzők a két csillag tömegét 0,2 és $0,5M_{\odot}$ -ben, a sugarakat 0,78 és $0,25\text{--}0,30R_{\odot}$ -ban állapították meg, valamint közölték a pályaelemeket is.

Az 1.2.6. fejezetben leírtak szerint a radiatív maggal és konvektív burokkal bíró csillagokban a mágneses teret $\alpha\Omega$ -dinamó állíthatja elő, amely feltehetőleg a radiatív és konvektív zónákat elválasztó vékony rétegben, a tachoklinában jön létre. Nagyjából $0,35M_{\odot}$ alatt azonban a csillagok teljesen konvektívek, mégis mutatnak mágnességre utaló jeleket. Az elméletek szerint ezekben a csillagokban $\alpha^2\Omega$ -dinamó hozhat létre mágneses



2.17. ábra. *Fent:* A V405 Andromedæ V fénygörbéje. A fénygörbe valódi változásai nagyobbak, a mérések elején észlelt nagyobb fler maximuma nem látszik. *Lent:* A V405 Andromedæ fázis szerint ábrázolt $BV(RI)_C$ fénygörbéi, valamint az illesztett modell-fénygörbe (l. 2.3.1. fejezet). A fénygörbe változásait ennél a rendszernél a főkomponens foltjai és a kettőség hatásai (sűrű fedés és torzultság) együtt okozza. A fázis szerint ábrázolt fénygörbék a felső ábrán jelzett szakaszokat mutatják.

2.3. táblázat. A V405 Andromedæ fizikai paramétereit és a modellezéshez használt foltalan fényességek.

| | | | |
|-----------------------------------|-----------------------------|-----------------------|------------------|
| $P_{\text{orb}} = P_{\text{rot}}$ | $= 0,46543 \text{ nap}^*$ | B_{foltalan} | $= 12,42$ |
| a | $= 2,246 R_{\odot}^{**}$ | V_{foltalan} | $= 11,00$ |
| q | $= 0,42 \pm 0,01$ | R_{foltalan} | $= 10,07$ |
| i | $= 66,5 \pm 1^\circ$ | I_{foltalan} | $= 9,17$ |
| M_1 | $= 0,49 M_{\odot}$ | T_{folt} | $= 3300\text{K}$ |
| M_2 | $= 0,21 M_{\odot}$ | | |
| T_1 | $= 4050 \pm 200\text{K}$ | | |
| T_2 | $= 3000 \pm 300\text{K}$ | | |
| R_1 | $= 0,78 \pm 0,02 R_{\odot}$ | | |
| R_2 | $= 0,24 \pm 0,04 R_{\odot}$ | | |
| $v \sin i$ | $= 85 \text{ km/s}^*$ | | |
| e | $= 0,0^*$ | | |

* Chevalier & Ilovaisky (1997) nyomán

** Chevalier & Ilovaisky (1997) $\sin i$ értéke alapján

teret, amely a vizsgálatok szerint tengelyszimmetrikus és hosszú távon is stabil.

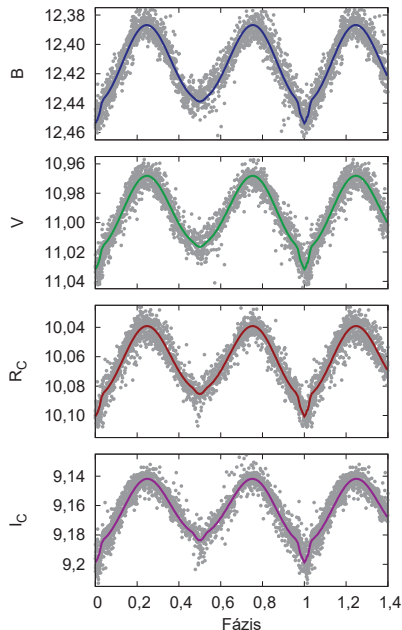
A V405 Andromedæ különlegessége, hogy a rendszer két tagja a konvekció elméleti határának két oldalán található. Jelen ismereteink szerint mindössze két másik, hasonló rendszer ismert: a GSC 2314-0530 (Dimitrov & Kjurkchieva, 2010) és a 2MASS J04463285+1901432 az NGC 1647-ben (Hebb és mtsai, 2006). Ez utóbbi kettősnek a fényessége azonban $V = 19,34$, vagyis túl halvány a részletes vizsgálatokhoz.

A $BV(RI)_C$ fotometria az MTA KTM CSKI budapesti 60 cm-es és piszkéstartó 1 m-es RCC távcsővel készült összesen 28 éjszakán 2007. február és 2008. november között (2.17. ábra). Három éjszakán a két távcsővel szimultán méréseket készítettünk, hogy a távcsőkonstansok – hibán belüli – finomhangolásával a két műszerről származó adatsort megbízhatóan összeillesztessük. A fotometriai mérések mellé az Observatoire de Haute-Provence (OHP) nyilvános ELODIE adatbázisából összesen 97 nagyfelbontású spektrumot töltöttem le. Ezek a spektrumok a 4000–6800 Å tartományt fedik le, $\lambda/\Delta\lambda = 42000$ felbontással.

2.3.1. Modellezés

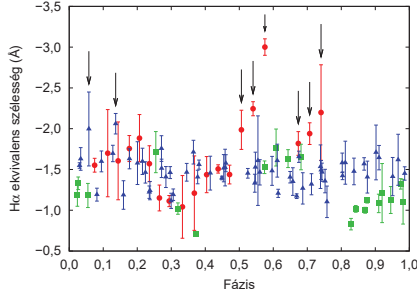
A fénygörbemegoldást a Strassmeier és mtsai (2008) által leírt eljárással kerestem meg. A módszer lényege, hogy a kettősség és a foltok hatását külön-külön, iteratív módon modellezzük. Az észlelt fénygörbére először egy kezdeti kettősmodellrel illesztettem, a PHOEBE szoftverrel (Prša & Zwitter, 2005). Ez a program a négyszín-fotometriát és a Chevalier & Ilovaisky (1997) által publikált radiálissebesség-görbét egyszerre képes kezelni. Az így kapott modellgörbét aztán levontam az észlelt adatokból, amelynek eredményeként egy olyan adatsort kapunk, amely csak a foltosság hatását tartalmazza:

$$F_{\text{foltos}} = F_{\text{obs}} - F_{\text{modell}} + F_{\text{foltalan}}.$$



2.18. ábra. A V405 Andromedæ fázis szerint felrajzolt $BV(RI)_C$ fénygörbéi, a foltmodell levonása után. A folyamatos vonalak az illesztett kettősmodell fénygörbéjét ábrázolják. Ezt az adatsort használtam a rendszer paramétereinek meghatározásához (l. 2.3. táblázat).

Az egyenletben F_{foltos} a foltok által okozott fényességváltozást, F_{obs} az észlelt fénygörbét, F_{modell} a PHOEBE segítségével készített kettősmodell, F_{foltalan} pedig a rendszer foltalan fényességét jelenti (l. 2.3. táblázat). F_{foltos} tehát csak a foltok által okozott változásokat mutatja, és mentes a kettősség hatásaitól (fedés és a csillagok torzult alakja). Az így kapott fénygörbe a főkomponens foltjait mutatja – valószínű, hogy a másodkomponensen is található foltok (l. 1.2.6. és 2.2. fejezet), azonban ezek a két csillag nagy fényességkülönbsége (V -ben több, mint 3 magnitúdó) miatt nem okoznak érzékelhető változásokat. Ezt a fénygörbét a SPOTMODEL programmal modelleztem, két, $T_{\text{folt}} = 3300$ K hőmérsékletű, magas szélességeken elhelyezkedő folt feltételezésével. Ezt a hőmérsékletet egy $V - I_C$ görbe modellezésével választottam, majd a kapott eredményt valamennyi színre elfogadtam. A legjobban illeszkedő foltmodellel így a foltméretek és foltpozíciók variálásával kerestem. A méréseink idején a csillag több mint 0,1 magnitúdóval volt halványabb, mint Chevalier & Ilovaisky (1997) észleléseikor, így a B és V foltalan fényesség értékét azokból a fénygörbékből választottuk, a V és $B - V$ görbék alapján. Az R_C és I_C foltalan fényességeket a színindexek alapján határoztuk meg. A foltmodellezés után a kapott fénygörbét levontam az észlelt adatsorból (egy csak a kettősséget tartalmazó görbét adva), és ezeket a lépéseket ismételtam, míg egy valamennyi – foltos, kettős és észlelt – fénygörbére kellően jól illeszkedő modellgörbét nem kaptam.



2.19. ábra. $H\alpha$ ekvivalens szélességek. A pontok 1994. október 18-án, a négyzetek 1994. október 21/23-án, illetve decemberben, a háromszögek 1998-ban készült spektrumokat jelölnek. A nyílak flegereket jelölnek 1994-ben és 1998-ban.

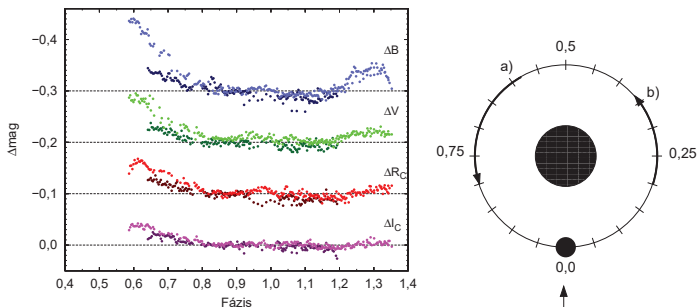
Ezzel a módszerrel a kettős rendszer fizikai paramétereit is meghatározhatjuk – ezek a 2.3. táblázatban vannak összefoglalva. A komponensek felszíni hőmérsékletének kiinduló értékét Flower (1996), illetve VandenBerg & Clem (2003) színindex–hőmérséklet-táblázatai alapján választottam meg. Mivel a fénygörbe alakja csak kissé függ a két komponens hőmérsékletétől (inkább azok aránya fontos), ezért a modellezés eredményeképpen kapott hőmérsékletértékek bizonytalanok. Megnyugtató azonban, hogy a tömegarány értéke elég közel, 1σ -n belül van a Chevalier & Ilovaisky (1997) által spektroszkópia alapján meghatározott értékhez ($q = 0,38 \pm 0,04$).

A foltmodellezés eredménye alapján a foltkonfiguráció az észlelések ideje alatt stabil, a foltméretek és foltpozíciók csak kismértékben változtak. A legjobban illeszkedő modell alapján egy folt az északi, egy pedig a déli féltéken található, a kettő egymástól nagyjából $\Delta\lambda = 150^\circ$ távolságra található (a foltok modellezéséből kapott szélessége természetesen kellő óvatossággal kezelendő). A feltételezett folt hőmérséklettel a főkomponens $\approx 25\%$ -át takarják foltok.

2.3.2. Gyors változások a fotoszférában és a kromoszférában

A 2007. szeptember 29–30. időszakban egy érdekes jelenséget sikerült megfigyelni az objektumon. A rendszer az első éjszakán, a mérés elején kifényesedett, majd elhalványult, és az éjszaka végén (nagyjából egyharmad rotációval később) újból kifényesedett (1. 2.20. ábra). A jelenség valamennyi szűrőn át látható volt. A rákövetkező éjszakán (kb. egy rotációval később) ismét észleltük a felfényesedést, amely ezúttal még erősebb volt, mint korábban. A jelenség érdekessége – a hosszú időtartam mellett – az, hogy a különböző szűrőkben észlelt intenzitásmaximumok aránya más, mint az impulzív flegerek esetén.

Az esemény egyik lehetséges magyarázataként megpróbáltuk leírni a jelenséget két forró folt feltételezésével a SPOTMODEL segítségével. A modellezés két, egymástól kb. $90\text{--}120^\circ$ -ra levő folttal adta a legjobb illesztést. A $B - V$ és $V - I_C$ színindexekből

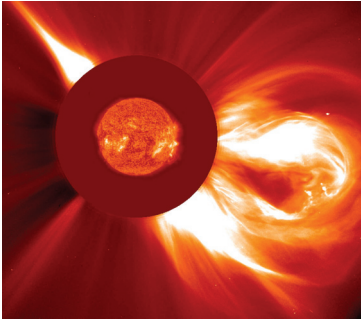


2.20. ábra. *Balra:* A V405 Andromedæ $BV(RI)_C$ fénygörbéi 2007. szeptember 29–30-ról. Az eredeti fénygörbéből levontuk a folt- és kettősmodell, így az ábra csak a felfényesedés hatását mutatja. Szaggatott vonal jelzi a nulla intenzitásszintet az egyes szűrőknél. A sötét és világos pontok a szeptember 29-i és 30-i méréseket mutatják. *Jobbra:* A V405 Andromedæ sematikus, méretarányos ábrája, amely a kitörés időtartamait mutatja. A rajzon *a)* jelöli az esemény kezdetét, *b)* pedig a felfényesedés végét.

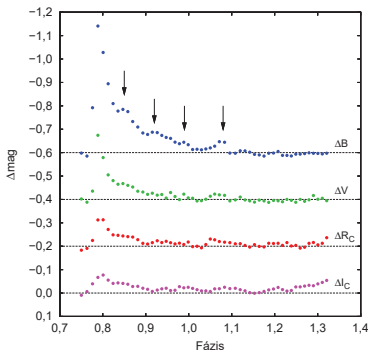
5130 ± 270 K, illetve 5680 ± 300 K hőmérsékletre következtethetünk, vagyis a feltételezett foltok kb. 1000 K-nel melegebbek a környező fotoszféránál. A kifényesedés maximumakor a mért színindex $B - V = 1,31$, amely Flower (1996) alapján 4300 K-re utal, tehát az egész csillag felszíne kb. 150 K-nel lett forróbb. Ezek alapján a csillag kb. 10–12%-át boríthatták forró foltok az esemény idején.

A jelenség másik lehetséges magyarázata egy hosszú (másfél napig, vagyis három rotáción át) tartó fler. Ebben az esetben az észlelés első napján egy hatalmas lassú fler leszállóágát láttuk, amelynek a maximuma valamikor nappal lehetett. A második napon észlelt újabb felfényesedés pedig egy újabb kitörés eredménye. Ehhez hasonló kitörést már sikerült megfigyelni az AU Microscopii csillagon (Katsova és mtsai, 1999). A szerzők a Napon megfigyelt jelenségekkel összevetve arra a következtetésre jutottak, hogy az általuk megfigyelt kitöréseket egy egy-két csillagsugár méretű hurok okozhatja, amely újabb és újabb kitöréseket okoz a hurok talppontjainak távolodásakor történő rekonnektió miatt (egy hasonló esemény a Napon a 2.21. ábrán látható). A fénygörbék így megmagyarázhatja egy-egy aktív régió a csillag északi, illetve déli féltekéjén, egymástól kb. 150° hosszúságra, amelyeket egy plazmahurok köt össze. A csillag rotációjával a hurok eltűnik a szemünk elől, majd később újra megjelenik – ez megmagyarázná, hogy a jelenség miért ugyanannál a fázisnál látható a két napon.

A V405 Andromedæ kromoszferikus aktivitását az ELODIE adatbázisból letöltött $H\alpha$ vonalprofilok segítségével is tanulmányoztuk. A vonal ekvivalens szélességének fázis szerinti változása a 2.19. ábrán látható. Az ekvivalens szélességek jellemzően az 1–2 Å tartományban változnak. A változás (a flereket leszámítva) szabályosnak tűnik, amely a csillag kromoszférajában levő plázs-területekre utal.



2.21. ábra. Hatalmas plazmahurok a Nap koronájában. A V405 Andromedæen észlelt fényváltozás hasonló jelenségre utal. (kép forrása: SOHO –ESA & NASA)

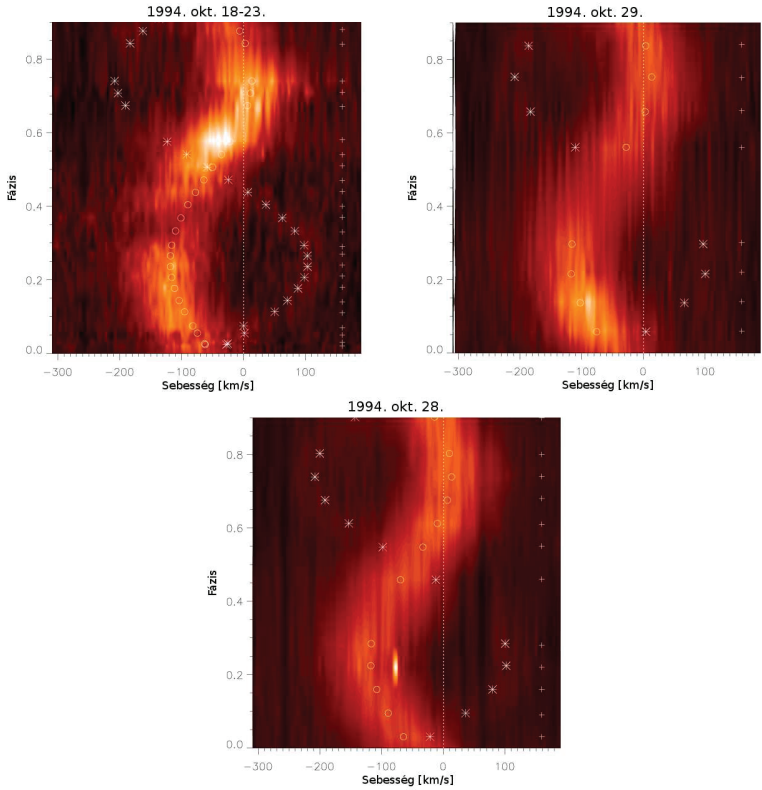


2.22. ábra. A négy szín-fotometria a V405 Andromedæe 2007. február 9-én észlelt felerőről. A kettős- és foltmodellt levontam a mérésekből. A szaggatott vonal a nulla intenzitásszintet jelöli az egyes szűrőknél.

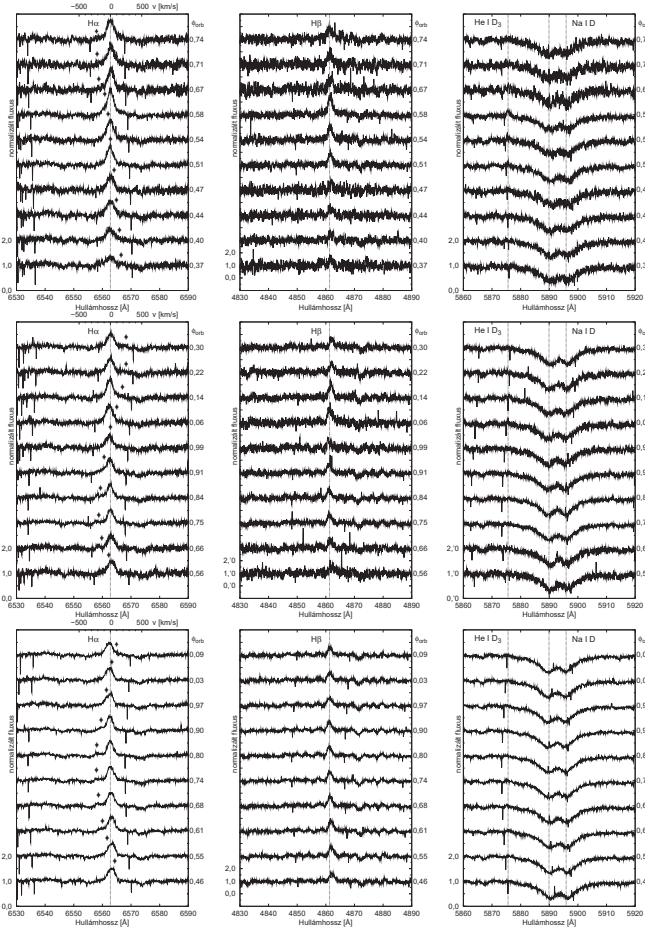
Az észlelések idején összesen három „valódi” flert sikerült megfigyelniünk: kettőt az ELODIE-spektrumokban, egyet pedig a fotometriai adatokban.

Az első ilyen esemény 1994-ben történt, és észlelhető volt a $H\alpha$, $H\beta$ valamint a $He\ I\ D_3$ vonalakban egyaránt (l. 2.23. és 2.24. ábrák). A flerek idején a $H\alpha$ vonalak ekvivalens szélessége megnő, amely a kromoszféra megnövekedett aktivitására utal. A dinamikus spektrumon és az egyes spektrumokon is látható a $H\alpha$ vonal kék szárnyának megerősödése, amely egy kb. 40 km s^{-1} sebességű feláramlásra utal. Ugyanekkor a $H\beta$ vonal is megerősödik, és a $He\ I\ D_3$ vonal is emissziós vonalként jelenik meg. A $H\beta$ vonalnak a vörös szárnya erősödik meg, amely valószínűleg a fluxushurkok mentén lefelé történő áramlást jelez. Az esemény több mint 2,5 órán át tartott, 0,51 fáziskor kezdődött, és 0,58-kor érte el a maximumát. Ehhez hasonló flert figyeltek meg Eibe és mtsai (1999) az LO Pegasin.

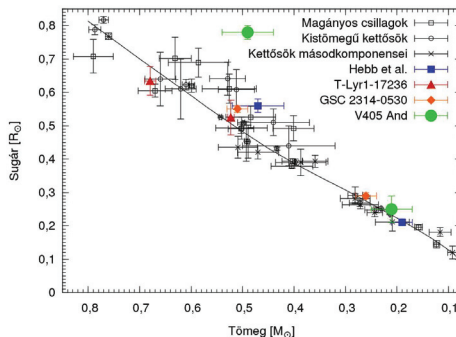
Egy kisebb kitörést is sikerült észlelni a spektroszkópiai adatokban, 1998 októberében – ekkor a $H\alpha$ és $H\beta$ vonal megerősödött emissziója látható, de a $He\ I\ D_3$ vonal nem (l. 2.24. ábra). Ez esetben a $H\alpha$ vonalprofil szimmetrikus, amely arra utal, hogy nincs anyagkidobódás a csillaglégkörben.



2.23. ábra. Dinamikus H α spektrumok 1994. október 18–23-ról (*balra fent*), 1998. október 29-ről (*jobbra fent*), illetve 1998. október 28-ről (*lent*). A keresztek az ábrák jobb oldalán az észlelések időpontját, a körök és csillagok a fő- és mellékkomponens radiálissebesség-görbéjét mutatják. A fenti két ábrán egy-egy fler látható, az alsó a V405 Andromedæ nyugodt állapotát mutatja.



2.24. ábra. *Fent:* $H\alpha$, $H\beta$, $He\ I\ D_3$, valamint $Na\ I\ D$ körüli spektrumok a V405 Andromedáról 1994. október 18-ról, a fler idejéről, 0,37–0,74 fázisok között (balról jobbra). A kitörés 0,5–0,7 fázisok között történt (l. 2.23. bal oldali ábráját). A fler hatása – a megnövekedett $H\alpha$ emisszió – jól látszik mind a hidrogén, mind a hélium vonalaiban. A $H\alpha$ vonal körül a szimbólumok a másodkomponens helyzetét jelölik, a radiális sebesség-görbéből számítva. *Középen:* Ugyanazok a vonalak, 1998. október 29-ről, egy kisebb fler idején, amely 0,05–0,15 fázisok között történt. *Lent:* A V405 Andromedae nyugodt állapotában. A $H\alpha$ vonalakon jól látható a másodkomponens járuléka. Ez arra utal, hogy a másodkomponens is aktív csillag.



2.25. ábra. Tömeg-sugár reláció 5 milliárd éves csillagokra Baraffe és mtsai (1998) nyomán (folytonos vonal). A pontok López-Morales (2007); Blake és mtsai (2008); López-Morales és mtsai (2006) méréseit mutatják. Kiemelve a V405 Andromedæ, a GSC 2314-0530 (Dimitrov & Kjurkchieva, 2010), a T-Lyr1-17236 (Devor és mtsai, 2008), illetve egy kettős az NGC 1647-ből (Hebb és mtsai, 2006) látható.

Érdekes megfigyelni, hogy a 2.24. ábrán a rendszer nyugodt állapotát mutató spektrumokon is látható a H β vörös szárnyának megerősödésére, vagyis nyugodt állapotban is vannak lefelé irányuló áramlások a csillaglégkörben.

A harmadik flet 2007-ben észleltük. A fotometriai adatok szerint a csillag B színben 0,6 magnitúdóval lett fényesebb, de a flet jól látható az összes többi szűrőn át is. Az eseményt 3,7 órán – egyharmad rotáción át – lehetett látni. Lehetséges, hogy a flet ennél is hosszabb volt, azonban a rendszer forgása miatt a flegző terület elfordult és nem volt tovább látható. A flet helyzetére sajnos semmilyen becslést nem mondhatunk, az sem határozható meg, hogy a két komponens közül melyiken történt az esemény, hiszen mindkettő aktív csillag. Ha a teljes flet sikerült megfigyelnünk, becslést tehetünk a flet által kibocsátott energiára. Ez a 2.5. fejezetben leírt módszer alapján $1,43 \times 10^{35}$, $7,58 \times 10^{34}$, $1,34 \times 10^{35}$ illetve $1,31 \times 10^{35}$ ergnek adódik B , V , R_C és I_C szűrőkben, ha a flet a főkomponensen volt. Ha a flet a másodkomponensen volt, a fletenergia meghatározásához először a másodkomponens fényességét kell megbecsülnünk. Chevalier & Ilovaisky (1997) alapján a két komponens között legalább három magnitúdó különbség van. A modellezés által megállapított 0,21 M_{\odot} -et, illetve Napéhoz hasonló fémességet feltételezve Vandenberg & Clem (2003) táblázataiból $B = 16,1$, $V = 14,4$, $R_C = 13,1$, $I_C = 11,5$ adódik a fényesség felső határának. Ezeket az értékeket felhasználva a fletenergiákra hasonló értékeket kapunk, mint a főkomponensen levő flet esetében.

Ezek alapján megállapíthatjuk, hogy a V405 Andromedæ egy igen aktív, RS CVn típusú kettőscsillag. A főkomponens felszínét nagyméretű aktív régiók borítják, amelyek az észlelés kb. 650 napja alatt nem változnak számottevő mértékben: a fénygörbe mini-

muma végig ugyanannál a fázisnál található. Érdekes, hogy közel ugyanennél a fázisnál történt a 2007. szeptemberi, illetve az 1994. októberi fler is. Ez utalhat arra, hogy egy igen hosszú életű – tíz éven át stabil – aktív régió található a csillag felszínén. Ez a fázis a másodminimumhoz közel található, így lehetséges, hogy a kettősség által kellett árapály-erők hatása hozta létre ezt az aktív fészket (Oláh, 2006). Hasonló hosszú életű foltot Kozhevnikova és mtsai (2007) figyeltek meg a WY Cancrin.

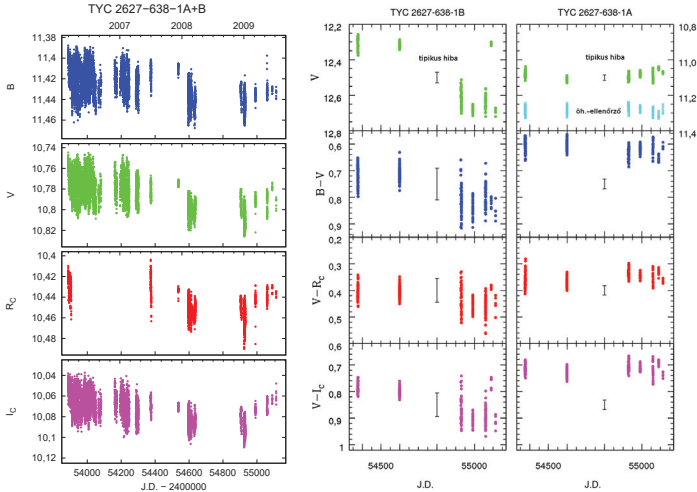
Érdemes összevetnünk a fénygörbemegoldásból kapott tömeg- és sugárértékeket más törpecsillagok méréseivel (2.25. ábra). Az ábrán feltüntetettük a Baraffe és mtsai (1998) által $T_{\text{eff},\odot} = 5780\text{K}$ és $M_{\text{bol},\odot} = 4,72$ értékekkel számolt 5 milliárd éves korra vonatkozó elméleti görbét is. Jól látszik, hogy a teljesen konvektív – $0,35M_{\odot}$ -nál kisebb tömegű – csillagok jól illeszkednek az izokronhoz, nagyobb tömegek esetén azonban már jobban eltérnek a modellektől. Az ábrán négy olyan kettős rendszer is szerepel, amelynek komponensei jelentősen eltérnek egymástól. A T-Lyr1-17236 (Devor és mtsai, 2008), egy kettős az NGC 1647-ből (Hebb és mtsai, 2006), a GSC 2314-0530 (Dimitrov & Kjurchieva, 2010) és a V405 Andromedae. A V405 Andromedae és az NGC 1647 két törpecsillagának konvektív másodkomponense jól illeszkedik az elméleti modellekhez, míg a főkomponenseik különböző mértékben, de az izokron felett helyezkednek el. A T-Lyr1-17236 esetén feltehetőleg mindkét komponens a konvekciós tömeghatár felett található, és mindkettő közel van az izokronhoz. Ennek feltehetőleg az az oka, hogy ez a rendszer viszonylag lassú, 8,4 napos orbitális periódusú, míg a másik két rendszer periódusa ennél jóval rövidebb: az NGC 1647 0,619, míg a V405 Andromedae mindössze 0,465 nap alatt tesz meg egy keringést. Mullan & MacDonald (2001) kimutatták, hogy a kis tömegű M törpék sugara nagyobb az elméleti értékeknél. Ennek az oka feltehetőleg a csillagaktivitás – egyrészt a mágneses tér miatt csökken a konvekció, így a konvektív energiátanszport, ami a meredekebb hőmérsékletgradiens miatt alacsonyabb felszíni hőmérséklethez vezet. A lecsökkenő luminozitás miatt kisebb energiatermelés kell a hőmérsékleti egyensúlyhoz, ami miatt végül a csillag kitágul. A másik lehetséges magyarázat, hogy a nagy, hűvös csillagfoltok miatt a csillag effektív hőmérséklete lecsökken, ezért a csillag sugara megnő, hogy a luminozitása állandó maradjon (Chabrier és mtsai, 2007). Emellett elképzelhető, hogy a teljes konvekció határa is a kisebb tömegek felé tolódik (a V405 Andromedae másodkomponense még erős mágneses tér jelenlétekor is teljesen konvektív kell, hogy legyen). Jelenleg mindössze három olyan rendszert ismerünk, amelynek komponensei e határ két oldalán vannak, de csak a V405 Andromedae és a GSC 2314-0530 elég fényes ahhoz, hogy fotometriailag jól észlelhető legyen. A nemrégiben felfedezett változása miatt a GSC 2314-0530 a jövőbeli vizsgálatok fontos célpontja lehet, hiszen igen rövid rotációs periódussal ($P_{\text{rot}} = 0,193$ nap) bír, valamint a V405 Andromedae-hoz hasonlóan egy teljesen konvektív másodkomponensből és egy radiatív mag körüli konvektív burokkal rendelkező főkomponensből álló rendszer, amely azonban mégis megfelelni látszik a tömeg-sugár relációnak (Dimitrov & Kjurchieva, 2010). A szerzők a rendszer modellezése során azt találták, hogy a $B-V$ és $V-I_C$ színindexekből származtatott hőmérsékletek egymástól kb. 800 K-nel eltérnek egymástól, ami rendszer átlagostól eltérő voltára utal.

A fenti eredményeket a Vida és mtsai (2009a) és a Vida és mtsai (2009b) publikációkban, valamint a 15. Cool Stars konferencián (2008, St. Andrews) ismertettük.

Hasonlítsuk össze a EY Draconis, a V374 Pegasi és a V405 Andromedæ vizsgálatának eredményeit! Mindhárom csillag aktív M-törpe, azonban az EY Draconis radiatív maggal és konvektív burokkal rendelkezik, a V374 Pegasi pedig feltehetőleg teljesen konvektív csillag. A V405 Andromedæ egy olyan kettős rendszer, amelyben a főkomponens radiatív magját konvektív burok veszi körül, míg a mellékomponens teljesen konvektív csillag, ám mindkettőn aktivitási jegyek figyelhetők meg. Mindhárom csillagon egyaránt megfigyelhetünk nagy kiterjedésű aktív régiókat. Azonban az aktív régiók élettartama különböző: az EY Draconison az észlelés ideje alatt számottevő foltfejlődés látható, addig a V374 Pegasi foltkonfigurációja gyakorlatilag változatlan, a V405 Andromedæ aktív régiói pedig lassú, kis változást mutatnak. A V374 Pegasin stabil foltkonfiguráció mellett éjszakáról éjszakára kisebb változások láthatók, amelyek feltehetőleg az aktív fészkeken belüli foltketkezésnek, illetve felbomlásnak köszönhetők. Intenzív flereket is megfigyelhetünk mindhárom csillagon, azonban úgy tűnik, a három csillag közül a V374 Pegasin a leggyakoribbak. A spektroszkópai vizsgálatok alapján az EY Draconison a kromoszféra és a fotoszféra aktivitási jelenségei között kapcsolat van – ez a V374 Pegasi esetében is sejthető, azonban erről a csillagról sajnos nem sikerült teljes fázisfedettségű méréseket készítenünk, így ezt a kapcsolatot nem tudtuk megerősíteni. Az EY Draconison sikerült kimutatnunk egy kb. egy éves aktivitási ciklus, és flip-flop effektus jelenlétét, ez egyik másik objektumon sem látható (persze lehet, hogy ez csak az idősor rövidegének köszönhető). A V405 Andromedæ fedési kettős vizsgálata során lehetőségünk volt arra, hogy meghatározzuk a rendszert alkotó komponensek fizikai paramétereit. Azt találtuk, hogy a csillag sugara számottevően nagyobb az elméletileg jószolt értéknel – ezt a jelenséget eddig csak néhány kettős rendszer esetében sikerült megfigyelni, ez az eredmény a csillagaktivitás és a csillagszerkezet közötti elméletek által megjósolt kapcsolat egyik fontos bizonyítéka.

2.4. A TYC 2627-638-1 változásainak fotometriai és spektroszkópai analízise

A TYC 2627-638-1 változásaira véletlenül, az MW Lyr Blazhko típusú RR Lyræ csillag (egy hosszabb periódussal modulált pulzáló változócsillag) észlelése folyamán (Jurcsik és mtsai, 2008) derült fény. Mivel egy hosszú távú felmérés „mellékterméke” volt az új változócsillag, a fényességváltozás felismerésekor a svábhegyi 60 cm-es távcső segítségével már tekintélyes mennyiségű – több mint egy évnyi – fotometria állt rendelkezésre, így a változás periódusát egyszerű volt megállapítani. A rendelkezésünkre álló információk azonban kevésnek bizonyultak ahhoz, hogy eldönthessük, hogy milyen fizikai jelenség áll a fényváltozás hátterében. A 2,5 m-es Nordic Optical Telescope-nál (NOT) kértünk – és kaptunk – távcsőidőt spektroszkópai mérésekhez. Az észlelés elején, a mezőre álláskor kiderült hogy nem egy, hanem két csillag van a megadott koordinátán, később pedig az is, hogy mindkettőnek jelentős Ca II emissziója van, vagyis aktív csillagok. Ezek után a piszkéstetői 1 m-es távcsővel is észlelési kampányt indítottunk, amely aztán kiegészült infravörös és optikai fotometriával a NOT-ról, és további spektroszkópai mérésekkel is.



2.26. ábra. *Balra*: A TYC 2627-638-1 $BV(RI)_C$ fotometriája (a két komponens egybe van mérve) az RCC távcsőről. *Jobbra*: az A és B komponens V fénygörbéi, illetve színindexgörbéi 2007–2009 között arról a 11 éjszakáról, amikor PSF-fotometriával külön tudtuk választani a két komponenst. A B komponens hosszú távú változást mutat. Az összehasonlító–ellenőrző csillag fénygörbéje (eltolva) világoskékkel látható.

A svábhegyi 60 cm-es és a piszkésetetői 1 m-es távcsővel 2006–2009 között összesen 205 éjszakán készült fotometria, a 60 cm-es távcsővel többnyire BVI_C , Piszkésetetőn pedig $BV(RI)_C$ szűrőkkel. Az 1 m-es távcsőnél 11 éjszakán az időjárási viszonyok kellően jók voltak ahhoz, hogy a két komponens fényességét PSF-fotometriával külön-külön is megállapíthassuk (a két komponens a többi esetben összemosódva látszott csak). Ezek a fénygörbék a 2.26. ábrán láthatók. Az optikai tartomány mellett a két komponens infravörös JHK_s magnitúdóit is sikerült meghatározni, a NOT-ra szerelt NOTcam segítségével (l. 2.5. táblázat).

A fénygörbék Fourier-analízisét a mindkét komponens fényességét tartalmazó fénygörbék alapján végeztük el. A kapott Fourier-spektrum a 2.27. ábrán látható. A fénygörbéből először egy hosszú távú trendet vontunk le. Ezután a Fourier-spektrumban két közeli periódus által okozott jel látható 3,5 és 3,7 napnál, valamint egy nagyon gyenge csúcs 63 nap körül. Mivel a differenciális rotáció okozhat ilyen kettős csúcsot a Fourier-spektrumban, a periódusanalízist elvégeztük a három részre (2006, 2007, valamint 2008–2009) bontott fénygörbén is, ezúttal az SLLK-módszert használva. 2006-ban a 3,5 napos periódus sokkal erősebb a 3,7 naposnál. 2007-ben a két periódus nagyjából azonos erősségű jelet ad – ennek oka feltehetőleg a foltparaméterek megváltozása. Ezek

2.4. táblázat. A TYC 2627-638-1-ről készült mérések összefoglalása.

| Dátum | Műszer | Feladat |
|-------------------|-------------------------------|--|
| 2006–2007. | Budapest, 60 cm | $BV(RI)_C$ fotometria |
| 2007–2009. | Piszkéstető, RCC | $BV(RI)_C$ fotometria |
| 2006. nov. 26. | NOT (ALFOSC) | kisfelbontású spektroszkópia |
| 2007. ápr. 13. | Onďřejov (2 m) | kisfelbontású spektroszkópia (H α) |
| 2007. júl. 17. | NOT (FIES) | nagyfelbontású spektroszkópia |
| 2008. máj. 12. | NOT (FIES) | nagyfelbontású spektroszkópia |
| 2009. aug. 26. | NOT (SOFIN) | nagyfelbontású spektroszkópia |
| 2009. szept. 6. | NOT (SOFIN) | nagyfelbontású spektroszkópia |
| 2009. nov. 26. | NOT (NOTCam) | JHK_s fotometria |
| 2010. ápr.–szept. | NOT (ALFOSC, StanCam, NOTCam) | $BVRIJHK_s$ fotometria |

2.5. táblázat. A TYC 2627-638-1 két látható komponensének átlagos magnitúdói az RCC és a NOTCam mérései alapján.

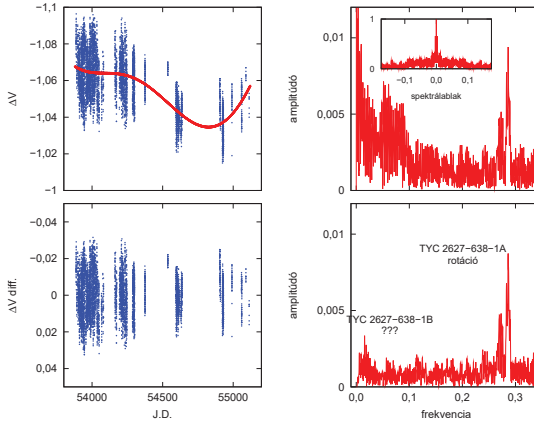
| Szín | TYC 2627-638-1A | | TYC 2627-638-1B | |
|------------|-------------------|---------|-----------------|---------|
| | mag. | fluxus* | mag. | fluxus* |
| B | 11,707 \pm ,018 | 13,9 | 13,21 \pm ,21 | 3,49 |
| V | 11,098 \pm ,020 | 13,6 | 12,45 \pm ,16 | 3,93 |
| R_C | 10,738 \pm ,020 | 11,4 | 12,03 \pm ,14 | 3,49 |
| I_C | 10,378 \pm ,014 | 8,65 | 11,62 \pm ,12 | 2,76 |
| J^{**} | 9,75 | 3,98 | 10,71 | 1,63 |
| H^{**} | 9,55 | 1,68 | 10,49 | 0,71 |
| K_s^{**} | 9,45 | 0,71 | 10,39 | 0,30 |

* 10^{-14} erg/s/cm $^{-2}$ /Å-ben

** a becslült hiba kb. $\pm 0,15$ magnitúdó

2.6. táblázat. A TYC 2627-638-1A és B fizikai paramétereit a FIES spektrumok alapján.

| Paraméter | TYC 2627-638-1A | TYC 2627-638-1B |
|-------------------------------------|------------------------------|------------------------------|
| T_{eff} | 5900 \pm 100 K | 5800 \pm 80 K |
| $\log g$ | 4,0 \pm 0,3 | 4,6 \pm 0,13 |
| [Fe/H] | 0,0 \pm 0,2 | 0,02 \pm 0,12 |
| Li EW | 182 mÅ | 192 mÅ |
| $v \sin i$ | 18 \pm 2 km s $^{-1}$ | 4 \pm 1 km s $^{-1}$ |
| heliocentrikus radiális sebesség | -23,0 \pm 4,6 km s $^{-1}$ | -20,1 \pm 4,4 km s $^{-1}$ |

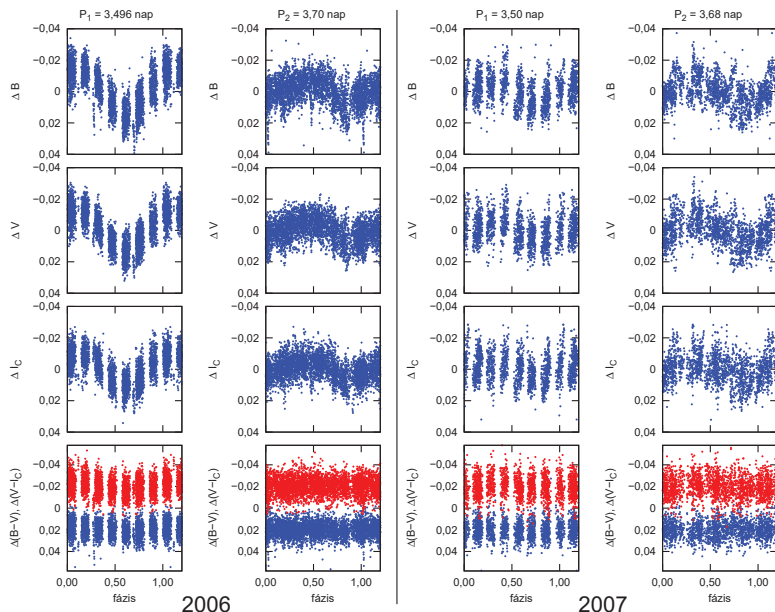


2.27. ábra. A V adatsor Fourier-analízisének eredménye. A felső két panelben az adatsor és a Fourier-spektrum, illetve az ablakfüggvény látható, az alsó két panelben a hosszú távú trendtel kihévírtett fénygörbe és a Fourier-spektruma látható, két periódus csúcsával.

a periódusok megtalálhatók mindhárom színben, és hibahatáron (0,01 – 0,02 nap) belül megegyeznek. A 2.28. ábrán ezekkel a periódusokkal rajzoltuk fel a fénygörbéket. A B , V és I_C görbék amplitúdója nagyjából azonos a két évben. A színindexgörbék közül (alsó panelek) csak a 2006-os és 2007-es, 3,5 napos periódussal ábrázolt görbékben lehet látni a rotációs modulációt. A 2008–2009-es adatsorra – mivel itt jóval kevesebb a mérés – a periódus meghatározása jóval bizonytalanabb, nem találtunk rotációs modulációra utaló jelet. A 2006-os vagy 2007-es adatsor periódusával felrajzolva ezt az adatsort szintén nem látható a moduláció.

Érdekes eredményt kapunk, ha azokról az éjszakákról származó adatokat, amelyekben a két csillagot külön sikerült fotometrálni (2.26. ábra), felrajzoljuk a $P_1 = 3,496$ napos periódussal. Azt találjuk ugyanis, hogy ez teljesen jól illik a fénygörbére, sőt, fehérités után a másik, $P_2 = 3,70$ napos periódus is jól illeszkedik (2.29. ábra). A V fénygörbével a $V - I_C$ színindexgörbe is együtt változik. Így ezt a két közeli periódust az A komponensen különböző szélességeken elhelyezkedő foltoknak köszönhetjük: a differenciális rotáció miatt a két folt kicsit különböző periódusának eredménye a két csúcs a Fourier-spektrumban.

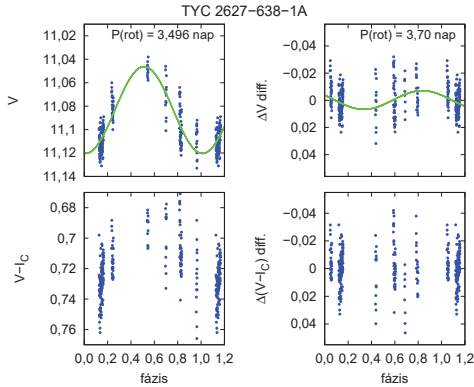
A B komponens fénygörbéje ugyanezekről az éjszakákról csak hónapos időskálán mutat változást (59,5 napos periódussal), néhány nap alatt nem. A teljes adatsor Fourier-analízisében egy gyenge jelet találtunk 63 nap körül. Ez arra utalhat, hogy a B komponensnek ez a periódusa az észlelések teljes ideje alatt jelen van. A jel gyengeségének az (is) az oka, hogy a teljes adatsornál a két csillag egybe volt mérve. A 2.30. ábrán a



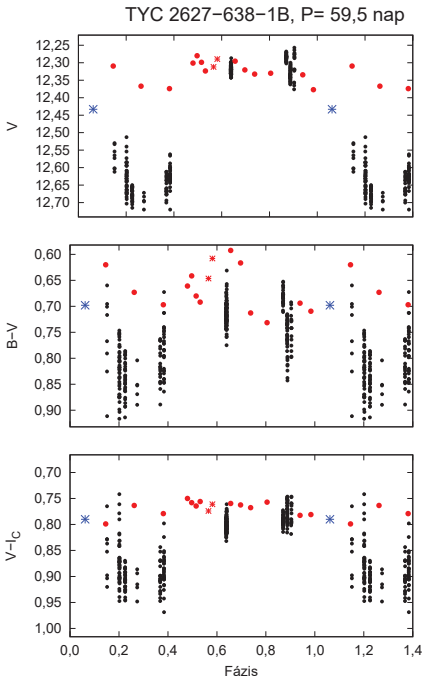
2.28. ábra. A TYC 2627-638-1 BVI_C és színindexgörbéi P_1 és P_2 periódus szerint ábrázolva, és a másik periódussal kifehéřítve. Balra a 2006-os, jobbra a 2007-es adatok láthatók.

B komponens PSF-fotometriával különválasztott fénygörbéje látható az RCC és a NOT távcsövekről 2007 októbere és 2010 novembere között, az RCC-ről származó adatsorból meghatározott 59,5 napos periódussal felrajzolva. A NOT-on készült mérések idején nem látható fényváltozás. Ennek a változásnak az eredete jelenleg nem tisztázott.

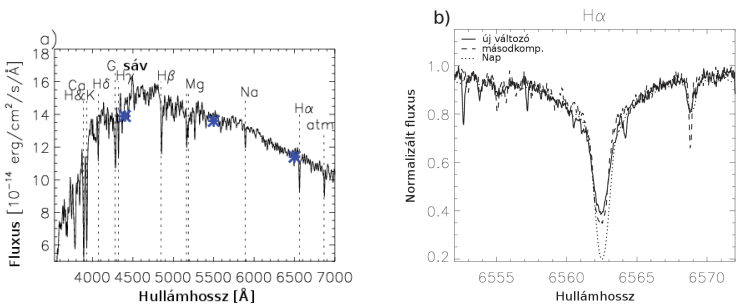
A rendszerről a Nordic Optical Telescope ALFOSC műszerével készítettünk alacsony felbontású spektrumot (l. 2.31. ábra). A NOT-on a fényesebbik komponensről (TYC 2627-638-1A) készült spektrum a 3550–9100 Å tartományban, $\lambda/\Delta\lambda \approx 350$ felbontással (a vörös tartományban megjelenő interferencia miatt a spektrum használhatatlan 7000 Å felett). A TYC 2627-638-1A spektrumában (2.31 ábra) a hidrogén Balmer-sorozata, valamint a nátrium, kalcium és magnézium vonalai láthatók. Emellett a CH molekula, illetve a semleges vas abszorpciós vonalai, az ún. G-sáv is megfigyelhető 4300 Å környékén. Ezek alapján a csillag spektráltípusa F5, vagy későbbi. A G-sáv valamivel erősebb a H γ -vonalnál, ami arra utal, hogy a csillag korai G típusú. Ez jó egyezést mutat a piszkétesetől PSF-fotometria színindexeiből meghatározott, kb. 5850–6000 K-es hőmérséklettel. A 2.31. ábrán feltüntettük a TYC 2627-638-1A PSF-fotometriából 2007 és 2009



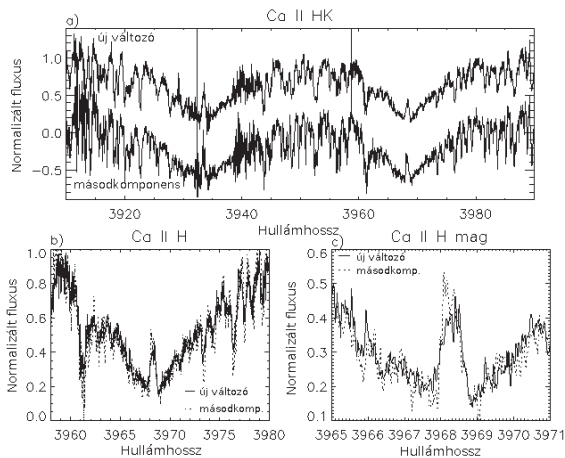
2.29. ábra. A TYC 2627-638-1A V fénygörbéje (*fent*) és $V - I_C$ színindexe (*lent*) azokon az éjszakákon, amikor a két komponenst sikerült különválasztanunk. A bal oldalon az adatok $P_1 = 3,496$ napos, míg a jobb oldalon $P_2 = 3,70$ napos periódussal vannak ábrázolva.



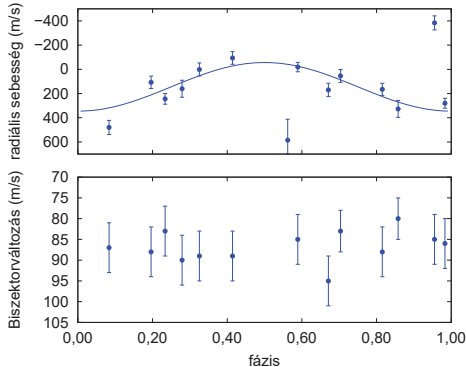
2.30. ábra. A TYC 2627-638-1B V fénygörbéje, illetve $B - V$ és $V - I_C$ színindexe azokon az éjszakákon, amikor a két komponenst sikerült különválasztanunk. Az adatok 59,5 napos periódussal vannak felrajzolva. A fekete pontok az RCC-vel készült méréseket jelölik 2007. október–2009. október között, a piros pontok és csillagok a NOT ALFOSC, illetve StanCam műszerével készült mérések 2010. április–2010. szeptember között, a kék csillag pedig egy 2010. novemberi éjszakát mutat az RCC távcsövel.



2.31. ábra. Kis felbontású spektrumok a TYC 2627-638-1A-ról a Nordic Optical Telescope-ról (a). A spektrumon kék csillaggal a piszkéstartói fotometria B , V és R_C magnitúdóiból számolt átlagos fluxusértékek vannak feltüntetve. A (b) ábrán a TYC 2627-638-1 két komponensének $H\alpha$ vonalai láthatók. Összehasonlításképpen ábráztuk a Nap spektrumát is, vsin $i=18$ km s $^{-1}$ sebességre kiszélesítve. A Nap és a TYC 2627-638-1B spektrumai el vannak tolvá, hogy fedjék a TYC 2627-638-1A spektrumot.



2.32. ábra. a) A TYC 2627-638-1A és B Ca II H&K spektruma; b) a Ca II H vonal közelről; c) a Ca II H vonal magja. A b) és c) ábrán az A és B komponens spektruma folytonos és pontozott vonallal van ábrázolva. A B komponens spektrumát az A komponenséhez toltuk.



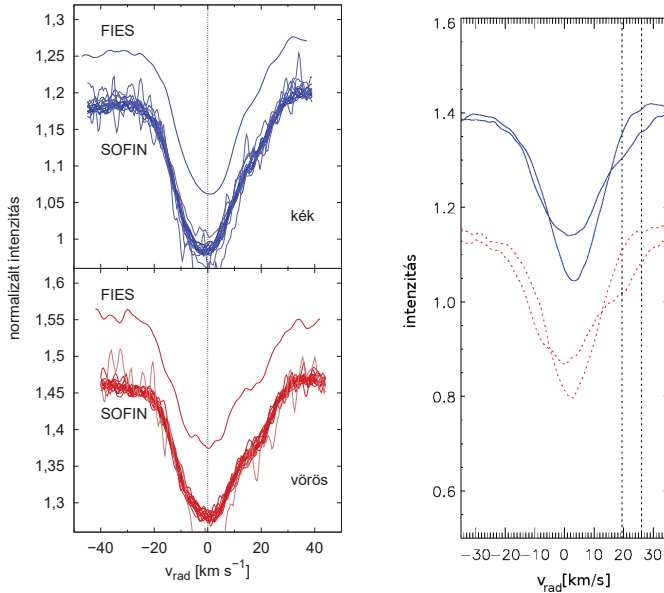
2.33. ábra. A TYC 2627-638-1A radiális sebesség-görbéje 1,59 napos periódus szerint ábrázolva (*fent*), illetve a biszektorváltozás (*lent*).

között mért B , V , R_C sávbeli átlagos fluxusértékeit is, amely szintén jó egyezést mutat a spektroszkópiai mérésekkel.

A két komponensről külön-külön a Nordic Optical Telescope FIES műszerével készítettünk nagy felbontású spektrumokat. Ezek felbontása $\lambda/\Delta\lambda \approx 45000$, és a 3100–7300 Å tartományt fedik le. A FIES-spektrumok alapján lehetővé vált a két komponens fizikai paramétereinek meghatározása a Kurucz-féle csillagfélgörmODELLEK segítségével (részletesebb leírás az Oláh és mtsai 2010 cikkben található). A kapott értékeket a 2.6. táblázatban foglaltuk össze. Ezek alapján az A és B komponens G0–1, illetve G2 spektráltípusú. A radiális sebesség, illetve a $v \sin i$ értékeit (1. 2.6. táblázat) a spektrum 6347–6454 Å közötti tartománya alapján határoztuk meg, mivel itt viszonylag sok, jó jel/zaj viszonyú fémvonalat – főként a vas és a kalcium vonalait – találunk.

A rendszer aktivitását a Ca II H&K, illetve H α vonalak segítségével vizsgáltuk. A kalcium vonalainál (2.32. ábra) a mag mindkét csillagnál emissziót mutat. A két csillag spektruma nagyon hasonló, a B komponensnél a vonalak kissé szűkebbek a kisebb $v \sin i$ miatt. A H α vonalban (2.31. ábra) egyik csillagnál sem találunk emissziót, azonban a Nap spektrumával összehasonlítva azokat, látható, hogy a vonalak telítettebbek a kromoszféra aktivitása miatt. Ezek alapján megállapíthatjuk, hogy mindkét komponens aktív csillag.

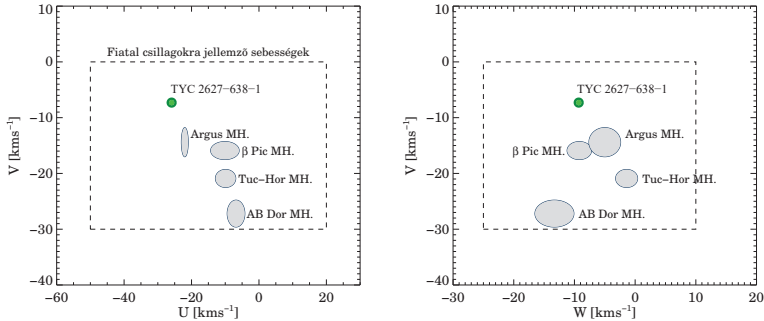
További nagy felbontású spektrumok ($\lambda/\Delta\lambda \approx 65000$) a fényesebb komponensről a SOFIN-nal készültek. Az észlelések célja a főkomponens radiális sebesség-görbéjének meghatározása, amelyből következtetni lehet egy esetleges újabb komponens jelenlétére. A radiális sebesség-görbe egy $1,59 \pm 0,02$ napos periódust mutatott $402 \pm 43 \text{ m s}^{-1}$ amplitúdóval (2.33. ábra). A fázis szerint feltekert radiális sebesség-görbe és a biszektorváltozás (a vonalprofil középvonalának változása) közt nincs korreláció, ami arra utal, hogy a radiális sebesség változása a pályamozgástól ered, amit megerősít, hogy ez a pe-



2.34. ábra. Balra: A TYC 2627-638-1A vörös és kék LSD-profiljai a SOFIN (14 spektrum) és a FIES spektrumok (az előzőek fölött) alapján. A profilok jobb oldalán, $+20 \text{ km s}^{-1}$ értéknél egy kiugrás látható, amely a vörös részen hangsúlyosabb. Jobbra: 2010. márciusi vonalprofilok. A kiugrás más pozícióban látszik.

riódus független a foltok által okozott periódusoktól (3,5 és 3,7 nap). A néhány száz m/s -os amplitúdó egy kis tömegű kísérő (TYC 2627-638-1Aa) jelenlétére utal. Mivel az A komponensen látunk foltok által okozott rotációs modulációt, azt kizárhatjuk, hogy a csillagot pólus felől látnánk, bár az inklinációt nem ismerjük. Ha feltesszük, hogy az A komponens forgási tengelye merőleges a TYC 2627-638-1Aa pályasíkjára, és hogy a pálya inklinációja nagyobb 15° -nál, a kísérő tömegére $\leq 50 M_{\text{Jupiter}}$ érték adódik.

Ha a 14 SOFIN és a FIES spektrum LSD-módszerrel (*least-squares deconvolution*, l. Semel 1989; Donati és mtsai 1997) készült profilját felrajzoljuk (2.34. ábra), azt látjuk, hogy a vonalprofilok alakja igen hasonló, így a biszektorváltozás is kicsi. Látható viszont egy kis kiugrás a vonalszárnyon $+20 \text{ km s}^{-1}$ -nál, amely mind a FIES, mind a SOFIN-spektrumoknál megfigyelhető. Ennek az okozója valószínűleg egy újabb objektum a rendszerben (TYC 2627-638-1C), feltehetőleg késői spektráltípussal, hiszen a kiugrás a vörös profilokban hangsúlyosabb. Mivel ennek a kiugrásnak a pozíciója a mérések időtartama – két év – alatt nem változik, előfordulhat, hogy egy előtér- vagy háttérszillagról van



2.35. ábra. Fiatal halmazokra jellemző sebességek és a TYC 2627-638-1 mért sebességértékei (zöld ponttal jelölve).

szó, ekkor a csillagok sajátmozgása miatt várható, hogy évtizedek alatt elmozdulnak a fedésből. A POSS és a HST képein azonban, amelyek hatvan, illetve tíz évvel a mi észleléseink előtt készültek, a TYC 2627-638-1 profilja szférikus, nem látható különbség a képek között.

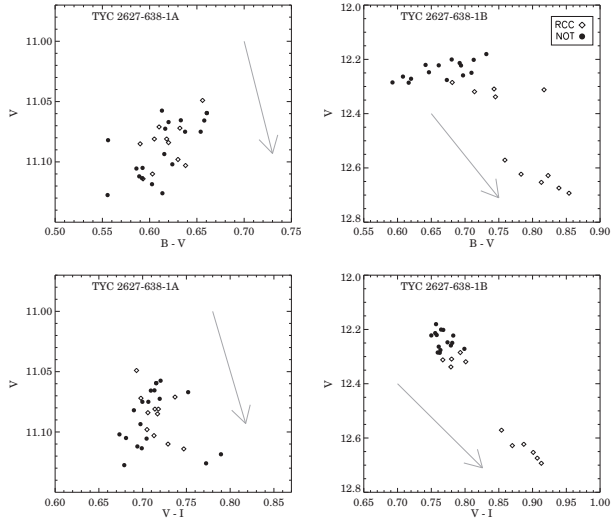
Másik lehetőség, hogy maga a TYC 2627-638-1A spektroszkópiai kettős, amelyet véletlenül ugyanabban a fázisban észleltünk 2007-ben és 2009-ben – ez 2010-ben beigazodott, hiszen az újabb spektrumokon a kiugrás már más pozícióban található (l. 2.34. jobb oldali ábra).

A komponensek korát a Li 6708-as vonal és a Ca H vonal alapján becsültük meg. A lítiumvonal ekvivalens szélessége az A és B komponensnél 182 mÅ, illetve 192 mÅ. Ez arra utal, hogy mindkét csillag fiatalabb a Fiastyúk-halmaz tagjainál. Mentuch és mtsai (2008) a Tucana–Hologium csillagasszociációban található β Pic csoport tagjainál figyeltek meg hasonló ekvivalens szélességeket. Ez alapján a rendszer korát 25 millió év körülire becsülhetjük. A kalcium H vonala alapján az A és B komponens S-indexe $S(A) = 0,54 \pm 0,06$ -nak, illetve $S(B) = 0,61 \pm 0,09$ -nek adódott. Ezeket átalakítva $R'_{HK}(A) = -4,13^{+0,05}_{-0,06}$, illetve $R'_{HK}(B) = -4,10^{+0,03}_{-0,08}$ értékeket ² kapunk a két komponensre, amely alapján a rendszer kora 10 és 100 millió év közötti lehet (l. Mamajek & Hillenbrand, 2008). Szintén a fiatal korra utal a fiatal korongpopulációnak megfelelő térbeli sebesség (l. 2.35. ábra).

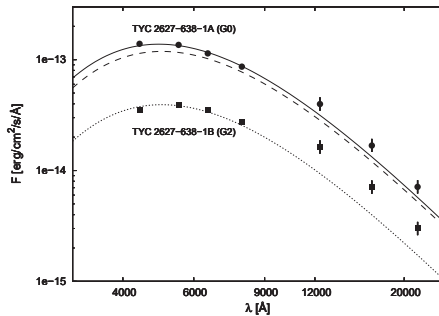
A rendszer A komponense tehát egy G0 spektráltípusú aktív csillag, amely két periódust mutat (3,5 és 3,7 nap), valószínűleg csillagfoltok miatt. Az aktivitásra utal még a Ca II H&K emisszió és a H α vonal telítettsége is. A kb. 25 millió éves csillag sugara hozzávetőleg $1,25 R_{\odot}$ (Siess és mtsai, 2000).

¹Az S-index a Ca II H&K és a kontinuum arányának mérőszáma (l. 1.2.1. fejezet).

²Az R'_{HK} index a kromoszféra Ca II H&K emissziójának és a bolometrikus emisszió arányának mérőszáma (l. 1.2.1. fejezet).



2.36. ábra. A TYC 2627-638-1A és B szín-fényesség diagramjai az RCC-ről (rombuszokkal jelölve) és a NOT-ről (pontokkal jelölve), éjszakánként átlagolt fényességértékek alapján. A nyilak az $E(B - V) = 0,1$ -nek megfelelő vörösödési vonalat jelölik.



2.37. ábra. A TYC 2627-638-1A (pontokkal jelölve) és B (négyzetekkel jelölve) $BV(RI)_C$ és JHK_s fluxusai, valamint azok becsült hibái. Folytonos és szaggatott vonallal az A és B komponens hőmérsékletének megfelelő feketetest-sugárzás energiaeloszlás-görbéjét ábrázoltuk, 230 pc távolságot feltételezve. A pontozott vonal a TYC 2627-638-1B feketetest-görbéje 400 pc távolságot feltételezve.

A B komponens szintén aktív csillag, és kb. 60 napos időskálán mutat nagy amplitúdójú változást. A csillag fiatal kora és a mért $v \sin i$ érték azonban nem egyeztethető össze egy 60 nap körüli rotációs periódussal (l. Mamajek & Hillenbrand, 2008). A csillag színfénység diagramja (2.36. ábra) arra utal, hogy ezt a fényváltozást egy circumstelláris porkorong okozza.

A 20°-os galaktikus szélességen annak az esélye, hogy a két csillag egymáshoz 1,84''-re legyen, kisebb, mint 0,01%. A hasonló radiális sebesség, spektráltípus, lítiumgyakorosság, és S-index szintén ugyanerre utal, így szinte biztos, hogy az A és B csillag gravitációsan kötött rendszert alkot. Schlegel és mtsai (1998) extinkciós térképei alapján 230 pc-es távolságot és az 1,84''-es szeparációt alapul véve a két csillag egymástól kb. 450 AU távolságra van, vagyis egy tipikus tág kettős rendszert alkotnak. Ezzel a pályamérettel a rendszer orbitális periódusa kb. 6000 év, a keringési sebesség pedig 3 km s^{-1} nagyságrendű. Így a radiális sebesség váltózását gyakorlatilag nem lehet kimutatni. A POSS-archívum felvételei alapján azonban a rendszer konfigurációja az eltelt idő alatt nem változott.

A 2.37. ábrán felrajzoltuk a két csillag mért $(BVRI)_C$, illetve $JHKs$ fluxusát, valamint különböző a feketetest-sugárzásnak megfelelő energiaeloszlást. A $(BVRI)_C$ színben a mért fluxusok viszonylag jól illeszkednek a feketetest-sugárzás eloszlásához, azonban infravörös excesszus figyelhető meg mindkét komponensnél. Az ábrán folytonos vonallal az A komponensnek megfelelő $T_{\text{eff}} = 5900 \text{ K}$ -es, szaggatott vonallal pedig a B komponens 5800 K-es görbét ábrázoltuk 230 pc-nek megfelelő távolságot feltételezve. A B komponensre nem illik a feketetest-sugárzás függvénye, ha azonban nagyobb, 400 pc-es távolságot feltételezünk, sokkal jobban illeszkedő görbét kapunk. Mivel azt feltételezhetjük, hogy a két csillag kötött rendszert alkot, és azonos távolságra vannak tőlünk, az a kézenfekvő magyarázat, hogy a B komponens körül egy porkorong van, amely elnyeli a csillag fényét. Mivel a csillag több mint egy magnitúdóval halványabb, mint amennyire a spektráltípusa alapján várható volna, ez a porkorong elég sűrű, feltehetőleg az éléről látjuk.

A TYC 2627-638-1 tehát egy fiatal, több komponensből álló rendszer. Az egymáshoz igen hasonló A és B komponens keringési ideje mintegy 6000 év. Az A csillag körül egy vörös objektum, valamint egy szubsztelláris kísérő található. A B komponens körül egy sűrű protoplanetáris porkorong található. A TYC 2627-638-1 jelentőségét az adja, hogy az A és B komponens szétválásával a B komponens egy korai Naprendszerhez lesz hasonló, így előfordulhat, hogy a TYC 2627-638-1 megfigyelésével egy korai, eddig nem megfigyelt fázisát láthatjuk a bolygók keletkezésének.

A fenti eredmények többségét (kivéve a 2010-ben, a NOT-tal és az RCC-vel készült újabb fotometriát, valamint egy FIES spektrumot) az Oláh és mtsai (2010) cikkben publikáltuk.

A jövőben a VLT-vel (Very Large Telescope) nagy felbontású spektroszkópiai méréseket, illetve infravörös méréseket tervezünk végezni, amellyel megerősíthetjük az A komponens körüli szubsztelláris komponens létét, feltérképezhetjük a csillagfoltok helyzetét, és a csillag inklinációjának meghatározásával a szubsztelláris komponens tömegére is pontosabb becslést adhatunk. Igazolhatjuk a B komponens körüli porkorong létét, illetve felfedezhetjük a csillag egy esetleges másodkomponensét.

2.5. Óriásfler a 2MASS J00453912+4140395 csillagon

A 2MASS J00453912+4140395-ről a Vilardell és mtsai (2006) felmérésében készült fotometria, amely során az Androméda-galaxis (M31) északkeleti negyedében kerestek fedési kettősöket 1999 és 2003 között. A felméréshez Johnson B és V szűrőben készültek felvételek. A 2MASS J00453912+4140395 gyors és intenzív kifényesedést mutatott, a fénygörbék alakja egy flerre utalt (l. 2.38. és 2.39. ábra). Első lépésként azt vizsgáltuk meg, található-e a fénygörbében a csillag forgásának köszönhető moduláció. A Fourier-analízis nem mutatott ki erre utaló egyértelmű jelet. Ez arra utalhat, hogy a csillagon vagy túl kicsi a folttal borított terület, vagy túl nagy, és így nem észlelhető a fényességváltozás, esetleg a felszínen a foltok egyenletesen oszlanak el. Egy másik lehetséges magyarázat, hogy a csillag inklinációja nagyon alacsony – pólus felől látunk rá –, így nem láthatunk rotációs eredetű változásokat. Ez utóbbi esetben valószínű, hogy a csillag fényessége mégis változik, az aktivitási ciklusnak köszönhetően, ez azonban a mérések öt éve alatt nem volt kimutatható.

A flereknek általában az 1.2.5. fejezetben leírtak alapján két csoportját különböztetik meg: a viszonylag rövid (kb. 10^3 s hosszú) ún. impulzív flereket, illetve a nagyobb energiát (legalább 10^{32} erg) kibocsátó, hosszabb ($\approx 10^4$ s) flereket. Ez utóbbiakat a Napon megfigyelhető kétszalagos flerekhez (*two-ribbon flare*) szokták kötni (a kétszalagos fler a nevét a Napon, a mágneses fluxushurok talppontjainál megfigyelhető szalag formájú felfényesedésről kapta). A 2MASS J00453912+4140395 csillagon 2000. szeptember 25-én megfigyelt fler $\Delta t_B \approx 3 \times 10^4$ s-ig tartott – ez, és a számottevő felfényesedés ($\Delta B = 2,69$ mag, $\Delta V = 1,23$ mag) egyértelműen a második csoportba sorolja az eseményt.

A szeptember 25-i (A-val jelzett) fler által kibocsátott energia megbecsléséhez az észlelt magnitúdókat a Pogson-képlet segítségével először intenzitássá alakítottuk:

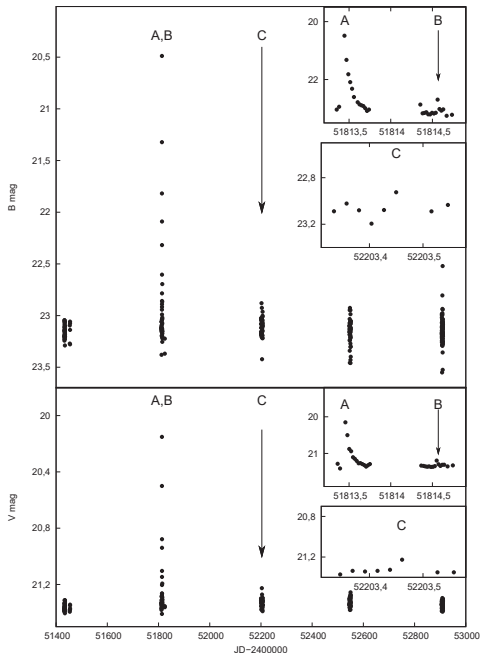
$$\frac{I_{0+f}}{I_0} = 10^{\frac{\Delta m_{B,V}}{2,5}},$$

ahol I_{0+f} és I_0 a csillag által adott sávban kibocsátott intenzitást jelöli a fler ideje alatt, illetve nyugodt állapotban, $\Delta m_{B,V}$ pedig a B , illetve V sávokban mért magnitúdóváltozás. Ebből a relatív energiát integrálással határozhatjuk meg:

$$\mathcal{E}_f = \int_{t_1}^{t_2} \left(\frac{I_{0+f}(t)}{I_0} - 1 \right) dt.$$

A csillag nyugodt állapotbeli fluxusát feketetest-sugárzásból számítottuk, egy dm4 típusú csillagnak megfelelő $T_{\text{eff}} = 3100$ K és $R = 0,2R_{\odot}$ értékeket feltételezve:

$$F_* = \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} 4\pi R^2 \mathcal{F}(\lambda) S_{B,V}(\lambda) d\lambda.$$



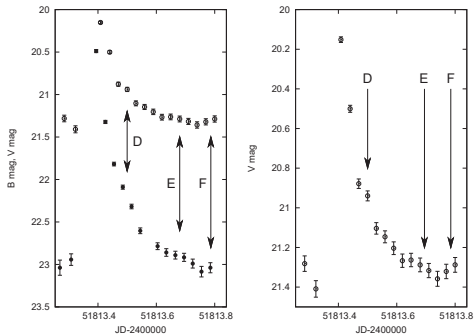
2.38. ábra. Három nagy fler a 2MASS J00453912+4140395-ön B és V színben (A, B, C-vel jelölve).

Itt $\mathcal{F}(\lambda)$ a sugárzási függvényt, $S_{B,V}(\lambda)$ az adott szűrőnek megfelelő áteresztési függvényt, λ pedig a hullámhosszt jelöli. A fler teljes integrált energiáját innen a relatív flerenergia és a nyugalmi fluxus szorzataként kaphatjuk meg:

$$E_f = \mathcal{E}_f F_*$$

A fotometria sajnos nem fedi le jól a fler maximumát, annak valódi csúcsa a mért értéknél B szűrőn át 1,5–2, V -ben pedig kb. 1,3 magnitúddal fényesebb lehetett. Ez a becslés kb. 15000 K hőmérsékletnek feleltethető meg a kitörés maximumakor (Ishida, 1990; Ishida és mtsai, 1991). A maximumkor mért $B - V = 0,29$ színindexértéket így felső határnak használhatjuk, a realisabbnak becsült $B - V \approx -0,16$ magnitúdó helyett. A mért és becsült értékekkel a fent leírt módon számított nyugalmi fluxusértékeket, flerenergiákat, és az úgynevezett ekvivalens fler-időtartamot a 2.7. táblázatban foglaljuk össze. Ez utóbbi a fler által kibocsátott energiának és a nyugodt luminozitásnak a hányadosa, vagyis azt mutatja, hogy nyugalmi állapotban mennyi idő alatt sugározna ki a csillag annyi energiát, mint a fler tartama alatt. A B és V sávban a kibocsátott energia aránya $E_B/E_V = 2,01$ (1,83 a becsült maximumokból számolva), ami jó egyezést mutat a Lacy és mtsai (1976) által leírt $1,60_{-0,32}^{+0,13}$ statisztikai értékkel. A szerzők a következő

2.39. ábra. A 2000. szeptember 25-i fler (a 2.38. ábrán A-val jelölve) B és V színben együtt (*balra*), illetve a V színben külön (*jobbra*). A fénygörbén három utókitörés látható (D, E, F-fel jelölve).



2.7. táblázat. A csillag nyugodt fluxusa és a becsült flerenergiák az egyes sávokban. A minimális energiákat a mért értékekből, a zárójelben szereplő realisabb becsléseket pedig az extrapolált fénygörbékből kaptuk (l. a szövegben).

| szűrő | nyugodt fluxus 10^{29} [erg/s] | flerenergia 10^{34} [erg] | ekvivalens fler-időtartam [h] |
|-------|-------------------------------------|--------------------------------|----------------------------------|
| B | 5,09 | 3,56 (6,34) | 19,4 (34,6) |
| V | 12,76 | 1,77 (3,47) | 3,9 (7,6) |

összefüggést határozták meg az U és B sávokban kibocsátott energia mértékére:

$$E_U = 1,2 \pm 0,08 E_B,$$

amely alapján $4,27(7,61) \times 10^{34}$ ergre becsülhetjük E_U értékét. Az optikai tartományban kisugárzott energiát így 10^{35} erg, a bolometrikus (valamennyi hullámhosszban kisugárzott) energiát pedig 10^{36} erg nagyságrendűre becsülhetjük (l. Pettersen, 1989). E becslések alapján azt mondhatjuk, hogy a 2000 szeptemberében látott fler egyike a kategóriájában legerősebb kitöréseknek, amelyet valaha megfigyeltek.

A csillagon a fő kitörés után két kisebb, későbbi flert is megfigyeltünk (B és C jelzéssel a 2.38. ábrán). A fenti eljárás alapján ezeket energiáját 10^{32} – 10^{33} erg nagyságrendűre becsülhetjük B sávban, így ezek valószínűleg a rövidebb impulzív flerek családjába tartoznak. Közelebről megvizsgálva a szeptember 25-i flert, annak leszallogán három kisebb kitörést találunk (a 2.39. ábrán D, E, F-fel jelölve), amely mindkét szűrővel megfigyelhető. Ezek nagyjából 8×10^3 másodpercig tartottak, a kibocsátott energiát pedig $2\text{--}6 \times 10^{31}$ ergre becsülhetjük a B sávban, V -ben pedig a kapott érték nagyjából ennek a fele. Ezek a kitörések hasonlóak lehetnek a Napon nagy koronakitörések (CME, *Coronal Mass Ejection*) alatt megfigyelt jelenséghez (l. Attrill és mtsai, 2007): a kitáguló fluxushurok talpójánál a mágneses szőnyeg erővonaljaival átkötődnek, így kisebb (mikro)flereket okoznak.

A fenti eredményeket a Kővári és mtsai (2007c) publikációban mutattuk be.

3. Csillagfelszíni áramlások vizsgálata óriáscsillagokon

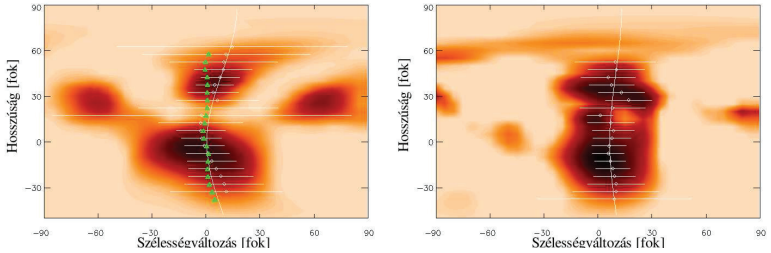
A csillagfelszíni áramlások, a differenciális rotáció és a meridionális áramlások mértékének ismerete kulcsfontosságú a csillagokban működő dinamómechanizmusok megismeréséhez (l. 1.2.6. fejezet). Ezek a paraméterek azonban jelenleg csak a Napon mérhetők meg közvetlenül, más csillagoknál indirekt eljárásokat kell használnunk. Ezért, ahogy egy évszázaddal ezelőtt a Napon tették, csillagfoltok követésével tudjuk követni a felszíni áramlásokat a csillagok felszínéről készült Doppler-képek (l. 1.3.2. fejezet) segítségével. Ebben a fejezetben két óriáscsillag – az UZ Libræ és a σ Geminorum – vizsgálatát mutatom be.

3.1. UZ Libræ

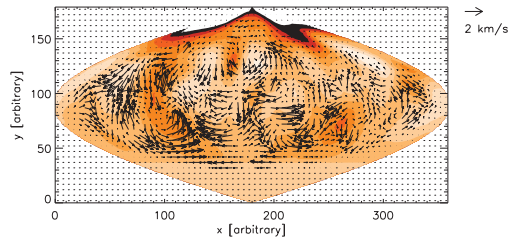
Az UZ Libræ egy RS CVn típusú¹ kettős rendszer, amelynek főkomponense egy igen gyorsan forgó óriáscsillag: a rotációs (és pálya-) periódusa 4,76 nap. Evans & Bopp (1974) feltételezte, hogy a csillag fényességváltozásait foltok okozzák. Bopp és mtsai (1984) H α spektrumok és fotometriai mérések alapján megerősítették ezt a feltételezést, és megjegyezte, hogy a H α vonal viselkedése nagyon hasonlít az FK Comæ-ére. UV spektroszkópiai mérésekből Grewing és mtsai (1989) azonosították az UZ Libræ kísérőjét, amelyet $T_{\text{eff}} \approx 8000$ K hőmérsékletűnek és $R \approx 1R_{\odot}$ sugarúnak határozott meg. Strassmeier (1996) és Oláh és mtsai (2002) Doppler-képeket készítettek a csillagról, amelyeken a csillagon pólushoz közeli és egyenlítőhöz közeli foltok is láthatók, melyek több éven át stabilnak mutatkoztak. Oláh és mtsai (2002) csak Doppler-képeket felhasználva nagyon bizonytalan, antiszoláris differenciális rotációra utaló jelet találtak. Szintén a differenciális rotációt vizsgálták Oláh és mtsai (2003) kilenc évre összesített Doppler-kép és azokkal egyidejű fotometriai mérések segítségével. A szerzők az egyenlítőn két, hosszú életű aktív régiót találtak, egvet pedig magas szélességi körön. A két egyenlítői folt által létrehozott jelet azonosítani lehetett a Fourier-spektrumban a félperiódusnál – ez és a magas szélességhez tartozó jel $\alpha = \Delta\Omega/\Omega = -0,0026$ -os differenciális rotációra utalt.

A csillag differenciális rotációját két módszerrel vizsgáltuk. Egyrészt az 1.3.2. fejezetben ismertetett ACCORD eljárással, másrészt az LCT-módszerrel (*local correlation tracking*) is követni próbáltuk a csillagfelszíni áramlásokat. Ez utóbbit eredetileg a Napról készített felvételek seing okozta torzulásainak korrekciójára fejlesztették ki. A módszer lényege, hogy az egyes pixelekhez a következő képen a hozzájuk legjobban illeszkedő te-

¹Az RS CVn típusú csillagok szétválasztott aktív kettősök késői típusú komponensekkel (Hall, 1976).



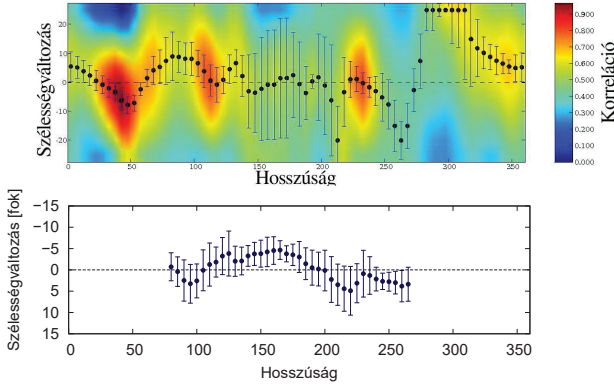
3.1. ábra. Keresztkorrelációs képek 1998-as (*balra*) és 2000-es (*jobbra*) Doppler-képek felhasználásával. Az erősebb korreláció sötétebb színnel van jelölve. A bal oldali térképhez 11, a jobb oldaléhoz két Doppler-képet használtunk fel. Az így kapott térképekre a Doppler-képek valamennyi szélességén Gauss-görbékét (körök jelzik a Gauss-görbék maximumát, a hibák az illetett görbék félértékszélességét mutatják), azokra pedig a differenciális rotáció függvényét illesztettük (folytonos vonal). Az 1998-as adatokra az LCT-módszerrel kapott hosszúságváltozásokat háromszögek jelzik.



3.2. ábra. Csillagfelszíni áramlások az UZ Libræ-n az LCT-módszer alapján.

ületet keresik meg egy korrelációs ablakban. Így egy elmozdulásvektort kapunk, amely megfeleltethető a csillag felszínén levő áramlásoknak (Švanda és mtsai, 2006, 2007).

Az UZ Libræ-ről három spektrumvonal – a Ca I-6439 Å, a Fe I-6393 Å és a Fe I-6411 Å – felhasználásával készítettünk Doppler-képeket. Mivel az egyes vonalaktól származó képek jó egyezést mutattak egymással, a képeket kiátlagoltuk, így két Doppler-idősort kaptunk: egyet 1998-ból (11 kép), egyet pedig 2000-ből (2 kép). Az ACCORD-dal ezekből kapott keresztkorrelációs térképek és a rájuk illesztett differenciális rotációfüggvény a 3.1. ábrán láthatók. Az illesztésből a differenciális rotáció nyírási paramétere $\alpha = -0,027 \pm 0,003$ -nak, illetve $-0,004 \pm 0,001$ -nek adódik az 1998-as és a 2000-es adatokra. Ezek – bár számértékben eltérnek – irányukban megegyeznek, és antiszoláris differenciális rotációra utalnak, hasonlóan Oláh és mtsai (2003) eredményéhez. Érdeemes megfigyelnünk, hogy az illesztés szerint az egyenlítői régió rotációs periódusa egyezik meg a pályaperiódussal, vagyis az szélességváltozás értéke az egyenlítőnél nulla.

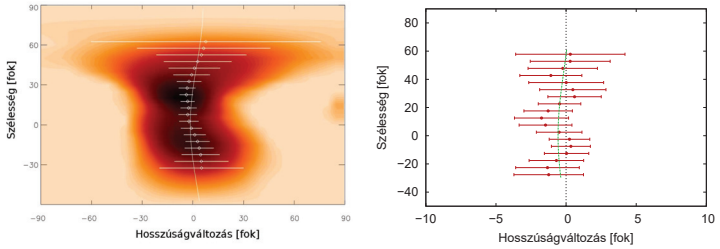


3.3. ábra. Meridionális áramlások az UZ Libræen az ACCORD (*fent*) és az LCT (*lent*) módszerek alapján.

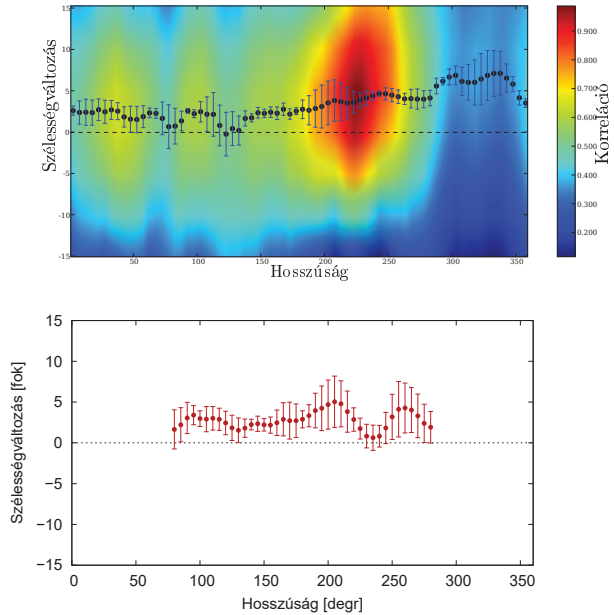
Az 1998-as adatokra az LCT módszer eredményeképpen kapott áramlásterkép a 3.2. ábrán látható. A kép meglehetősen összetett, szabad szemmel nagyléptékű trendek nem ismerhetők fel, esetleg a 100° -os hosszúságnál levő folt körül sejtethető egy örvényszerű jelenség. E térkép áramlásait azonban szélesség- és hosszúságirányban átlagolva szintén megkaphatjuk a differenciális rotáció (3.1. ábra), illetve a meridionális irányú áramlások (3.3. ábra) mértékét. A differenciális rotáció paramétere $\alpha = -0,001 \pm 0,003$ -nak adódik, amely – a hibát is figyelembe véve – nem meggyőző, ám irányában és nagyságrendjében is megegyezik az ACCORD-dal kapott értékkel. Ugyanezt a módszert felhasználhatjuk a differenciális rotáció feltérképezése mellett a meridionális irányú áramlások vizsgálatára is. Ez esetben csak a csillag mindig látható féltékéjének adatait használtuk fel, mivel a Doppler-leképezés ezen a részen a legmegbízhatóbb. Ennek az eredménye a 3.3. ábrán látható. Sajnos a kapott hibák túl nagyok ahhoz, hogy megbízható következtést vonhassunk le ezen áramlások nagyságára és irányára vonatkozóan. A meridionális irányú áramlásokat megvizsgálva egy nagyon bizonytalan, legfeljebb néhány száz m s^{-1} sebességű áramlás jelenlétére találhatunk utalást.

3.2. σ Geminorum

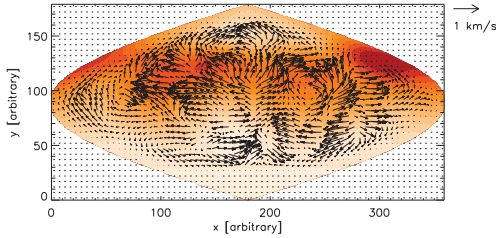
A σ Geminorum egy hosszabb periódusú ($P_{\text{rot}} = 19,6$ nap) RS CVn típusú spektroszkópiai kettős K1 típusú óriás főkomponenssel. A rendszer radiálissebesség-változását Reese (1903) fedezte fel. Hall és mtsai (1977) a csillag fotometriai változásait figyelték meg, Fried és mtsai (1983) szintén fotometriai mérések alapján a csillag rotációs periódusát határozták meg, $P_{\text{rot}} = 19,423$ napban. Strassmeier és mtsai (1988) tíz éves fotometriai



3.4. ábra. Differenciális rotáció a σ Geminorumon az ACCORD (*balra*) és az LCT (*jobbra*) módszerek alapján.



3.5. ábra. Meridionális áramlások a σ Geminorumon: az ACCORD (*fent*) és az LCT módszer (*lent*) segítségével. Mindkét eljárás egy kb. 4° /napos áramlásra utal.



3.6. ábra. Felszíni áramlások a σ Geminorumon.

adatsor alapján a foltokkal borított terület periodikus változását állapították meg. A csillagról Hatzes (1993) majd Kővári és mtsai (2001) készítettek Doppler-képeket, 45–55 fokos szélességeken találtak foltokat, míg poláris foltok egyik esetben sem voltak a csillagon.

A σ Geminorum esetében összesen hat, 3,6 rotációt lefedő Doppler-képet használtunk fel 1996/97-ből, amelyek a Ca 1-6439 Å és a Fe 1-6430 Å vonalakból kapott képek átlagaként jöttek létre. Az ACCORD keresztkorrelációs térképe a 3.4. ábrán látható. A kapott nyírási paraméter $\alpha = -0,026 \pm 0,006$, vagyis ennél a csillagnál is antiszoláris differenciális rotációt találtunk. A meridionális áramlások létre ezúttal megbízhatóbb bizonyítékot sikerült kimutatni: a 3.5. ábrán látható korrelációs térkép egy kb. 4° /napos, pólus felé irányuló áramlásra utal. Ez, a csillag $12,3R_\odot$ -os sugarát (Kővári és mtsai, 2001) és 19,6 napos rotációs periódusát figyelembe véve egy kb. 350m s^{-1} nagyságrendű áramlásnak feleltethető meg.

Az LCT módszerrel készített áramlásterkép a 3.6. ábrán látható. A csillag felszínén néhány száz m s^{-1} nagyságrendű áramlásokat találtunk. Ehhez hasonló nagyságrendű áramlásokat figyeltek meg a Nap felszínén is. Ez az eredmény jó egyezést mutat Kitchatinov & Rüdiger (2004) hidrodinamikai modelljének jóslatával, miszerint antiszoláris differenciális rotáció akkor jöhet létre óriáscsillagon, ha azon erős meridionális áramlás található. A szerzők szerint az áramlás sebessége legalább

$$u_{\min} \approx 30 \frac{l^2}{\tau R}$$

kell, hogy legyen, ahol l a keveredési hossz, τ a keveredési idő, R pedig a csillag sugara. Paternò és mtsai (2002) és Kővári és mtsai (2007a) alapján a keveredési hosszt és időt $l = 5,6 \times 10^8$ m-nek és $\tau = 6,7 \times 10^5$ s-nak, a csillag sugarát pedig $R = 8,6 \times 10^9$ m-nek véve ez az érték $u_{\min} = 1,6 \text{ km s}^{-1}$ -nak adódik, ami egy nagyságrenddel nagyobb az általunk talátnál. Ha azonban a keveredési idő és hossz valamivel nagyobb, $\tau = 5,5 \times 10^6$ s, illetve $l = 7 \times 10^8$ (l. Gunn és mtsai, 1998), az antiszoláris differenciális rotációhoz szükséges meridionális áramlás mértéke $u_{\min} = 0,3 \text{ km s}^{-1}$, amely közelebb esik az általunk mért értékhez.

Összefoglalva a két, hasonló típusú csillag vizsgálatának eredményét:

- Mindkét csillagon gyenge, antiszoláris differenciális rotációt találtunk, amely ki-

mutatható mind az ACCORD, mind az LCT módszerrel.

- Meridionális áramlásra utaló egyértelmű jelet az UZ Libræn nem találtunk, a σ Geminorum esetében egy 350 m s^{-1} sebességű, pólusirányú mozgás volt megfigyelhető mindkét módszerrel, amely nagyságrendileg megegyezik az antiszoláris differenciális rotáció fenntartásához szükséges elméletileg jósolt értékkel.
- Mindkét csillagon néhány száz m s^{-1} nagyságrendű áramlások találhatók.

A fenti eredményeket a Vida és mtsai (2007), Kővári és mtsai (2007b), illetve a Kővári és mtsai (2007a) cikkekben publikáltuk, illetve a „Meridional flow, differential rotation, solar and stellar activity” című Potsdam Thinkshop-on mutattuk be 2007-ben.

4. Zárzó

Dolgozatomban aktív csillagok fotometriai és spektroszkópiai vizsgálatával foglalkoztam. E csillagok aktivitási jegyeinek vizsgálata utalásokat adhat a csillagok szerkezetére, illetve a mágneses dinamók jellegére, elősegítve azok alaposabb megértését. Ezek a mérések segíthetnek ellenőrizni, és pontosítani az elméleti jóslatokat. A jelenlegi ismereteink közel sem magyaráznak meg minden észlelést, és igen messze vagyunk attól, hogy pontos és átfogó magyarázat szülessen a csillagaktivitás valamennyi jelenségéről. Ennek egyik oka az észlelések pontatlansága: a fotometriai fénygörbemodellezés, de még a Doppler-képzéskészítés sem képes arra, hogy a csillagfoltokról részletes képeket alkossunk. Nem tudjuk például, hogy az általunk megfigyelt aktív régiók egy, hatalmas foltból állnak, vagy több kis foltcsoportból állnak össze – kénytelenek vagyunk feltételezni, hogy azok a Naphoz hasonlóan viselkednek. Egy másik példa a a V374 Pegasi: a csillagról készült észleléseket (merevtest jellegű rotáció mellett hosszútávon stabil tengelyszimmetrikus, poloidális mágneses tér) egyetlen, jelenleg ismert elmélet sem tudja megmagyarázni.

Az interferometriai módszerek segítségével a jövőben talán szélesebb körben lehetséges lesz a direkt képzéskészítés a csillagok felszínéről, így kiküszöbölhető lennének a jelenleg elérhető technikák bizonytalanságai. Másrészt a jelenlegi ismereteink csupán a csillagok felszíni jelenségeinek, és a korona változásainak tanulmányozásán nyugszanak. Az aszteroseizmológia fejlődésével pontosabb képet kaphatunk majd a csillagok belső szerkezetéről, és – akárcsak a Nap esetében történt – ezek az új ismeretek bizonyára rengeteg új, érdekes felfedezéshez vezetnek.

Köszönetnyilvánítás

A dolgozat elkészítésében nyújtott segítségért és a közös munkáért köszönettel tartozom Oláh Katalinnak, Kővári Zsoltnak, Heidi Korhonennek és Forgácsné Dajka Emesének. Köszönöm Kiss Lászlónak, Szabados Lászlónak, van Driel-Gesztelyi Lídiának és Pál Andrásnak, hogy értékes észrevételeikkel segítségemre voltak a dolgozat hibáinak kijavításában. Köszönöm Jurcsik Johannának a szakmai segítséget, és minden „Antipinnek” a svábhegyi 60 cm-es távcsővel végzett munkát, amely nélkül az EY Draconis mérései nem készülhettek volna el. Köszönöm az OTKA és a Magyar Ösztöndíj Bizottság támogatását. Végül, de nem utolsósorban köszönet illeti családomat, barátaimat, és legfőképp barátnőmet, Losonczi Ritát a folyamatos és kitartó támogatásért.

Irodalomjegyzék

- Attrill, G. D. R., Harra, L. K., van Driel-Gesztelyi, L., & Démoulin, P. 2007, *ApJ*, 656, L101
- Babcock, H. D. 1959, *ApJ*, 130, 364
- Babcock, H. W. 1961, *ApJ*, 133, 572
- Bade, N., Engels, D., Voges, W. és mtsai. 1998, *A&AS*, 127, 145
- Baldwin, J. M. 1908, *MNRAS*, 69, 78
- Baliunas, S., Donahue, R., Soon, W. és mtsai. 1995, *ApJ*, 438, 269
- Baliunas, S. L., Nesme-Ribes, E., Sokoloff, D., & Soon, W. H. 1996, *ApJ*, 460, 848
- Baraffe, I., Chabrier, G., Allard, F., & Hauschildt, P. H. 1998, *A&A*, 337, 403
- Barnes, J. R. & Collier Cameron, A. 2001, *MNRAS*, 326, 950
- Batyrshinova, V. M. & Ibragimov, M. A. 2001, *Astronomy Letters*, 27, 29
- Beck, J. G. 2000, *Sol. Phys.*, 191, 47
- Berdyugina, S., Pelt, J., & Tuominen, I. 2002, *A&A*, 394, 505
- Berdyugina, S. & Usoskin, I. 2003, *A&A*, 405, 1121
- Berdyugina, S. V. 2005, *Living Reviews in Solar Physics*, 2, 8
- Berdyugina, S. V. & Henry, G. W. 2007, *ApJ*, 659, L157
- Biazzo, K., Frasca, A., Marilli, E. és mtsai. 2009, *A&A*, 499, 579
- Blake, C. H., Torres, G., Bloom, J. S., & Gaudi, B. S. 2008, *ApJ*, 684, 635
- Bopp, B. W., Goodrich, B. D., Africano, J. L. és mtsai. 1984, *ApJ*, 285, 202
- Brandenburg, A., Krause, F., Meinel, R., Moss, D., & Tuominen, I. 1989, *A&A*, 213, 411
- Browning, M. K. 2008, *ApJ*, 676, 1262
- Budding, E. 1977, *Astrophys. Space Sci.*, 48, 207

- Budding, E. 1993, *An Introduction to Astronomical Photometry*, ed. Budding, E. (Cambridge University Press)
- Carrington, R. C. 1860, *MNRAS*, 20, 254
- Catalano, S., Rodonò, M., Cutispoto, G. és mtsai. 2000, in *NATO ASIC Proc. 544: Variable Stars as Essential Astrophysical Tools*, 687
- Chabrier, G. & Baraffe, I. 1997, *A&A*, 327, 1039
- Chabrier, G., Gallardo, J., & Baraffe, I. 2007, *A&A*, 472, L17
- Chabrier, G. & Küker, M. 2006, *A&A*, 446, 1027
- Chevalier, C. & Ilovaisky, S. A. 1997, *A&A*, 326, 228
- Choudhuri, A. R. & Gilman, P. A. 1987, *ApJ*, 316, 788
- Chugainov, P. F. 1966, *Information Bulletin on Variable Stars*, 122, 1
- Chugainov, P. F. 1971, *Information Bulletin on Variable Stars*, 520, 1
- Cincunegui, C., Díaz, R. F., & Mauas, P. J. D. 2007, *A&A*, 469, 309
- Clarke, D. 2002, *A&A*, 386, 763
- Dal, H. A. & Evren, S. 2010, *AJ*, 140, 483
- Damon, P. E. & Sonett, C. P. 1991, in *The Sun in Time*, ed. C. P. Sonett, M. S. Giampapa, & M. S. Matthews, 360–388
- Delfosse, X., Forveille, T., Ségransan, D. és mtsai. 2000, *A&A*, 364, 217
- Devor, J., Charbonneau, D., Torres, G. és mtsai. 2008, *ApJ*, 687, 1253
- Dickens, R. J., Krzeminski, W., & Kraft, R. P. 1967, *AJ*, 72, 793
- Dimitrov, D. P. & Kjurkchieva, D. P. 2010, *MNRAS*, 406, 2559
- Dobler, W., Stix, M., & Brandenburg, A. 2006, *ApJ*, 638, 336
- Donati, J., Forveille, T., Cameron, A. C. és mtsai. 2006, *Science*, 311, 633
- Donati, J. & Landstreet, J. D. 2009, *ARA&A*, 47, 333
- Donati, J., Semel, M., Carter, B. D., Rees, D. E., & Collier Cameron, A. 1997, *MNRAS*, 291, 658
- Donati, J.-F., Collier Cameron, A., Hussain, G., & Semel, M. 1999, *MNRAS*, 302, 437
- Dorren, J. 1987, *ApJ*, 320, 756

- Durney, B. R., De Young, D. S., & Roxburgh, I. W. 1993, *Sol. Phys.*, 145, 207
- Eibe, M. T. 1998, *A&A*, 337, 757
- Eibe, M. T., Byrne, P. B., Jeffries, R. D., & Gunn, A. G. 1999, *A&A*, 341, 527
- Elstner, D. & Korhonen, H. 2005, *Astron. Nachr.*, 326, 278
- Enebo, S. 1910, *Astron. Nachr.*, 184, 393
- Evans, D. S. & Bopp, B. W. 1974, *The Observatory*, 94, 80
- Flower, P. J. 1996, *ApJ*, 469, 355
- Forgács-Dajka, E., Major, B., & Borkovits, T. 2004, *A&A*, 424, 311
- Frasca, A., Biazzo, K., Taş, G., Evren, S., & Lanzafame, A. C. 2008a, *A&A*, 479, 557
- Frasca, A., Kóvári, Zs., Strassmeier, K. G., & Biazzo, K. 2008b, *A&A*, 481, 229
- Frick, P., Soon, W., Popova, E., & Baliunas, S. 2004, *New Astronomy*, 9, 599
- Fried, R. E., Vaucher, C. A., Hopkins, J. L. és mtsai. 1983, *Astrophys. Space. Sci.*, 93, 305
- Gleissberg, W. 1945, *The Observatory*, 66, 123
- Greimel, R. & Robb, R. M. 1998, *Information Bulletin on Variable Stars*, 4652, 1
- Grewing, M., Bianchi, L., & Garrido, R. 1989, *A&A*, 223, 172
- Gunn, A. G., Mitrou, C. K., & Doyle, J. G. 1998, *MNRAS*, 296, 150
- Hall, D. S. 1972, *PASP*, 84, 323
- Hall, D. S. 1976, in *Astrophysics and Space Science Library*, Vol. 60, IAU Colloq. 29: Multiple Periodic Variable Stars, ed. W. S. Fitch, 287
- Hall, D. S. 1994, *International Amateur-Professional Photoelectric Photometry Communications*, 54, 1
- Hall, D. S., Henry, G. W., & Landis, H. W. 1977, *Information Bulletin on Variable Stars*, 1328, 1
- Hardie, R. H. 1962, *Stars and Stellar Systems*, vol. II: *Astronomical Techniques* (Univ. of Chicago Press, Chicago, USA)
- Hatzes, A. P. 1993, *ApJ*, 410, 777
- Hebb, L., Wyse, R. F. G., Gilmore, G., & Holtzman, J. 2006, *AJ*, 131, 555

- Hoffmeister, C. 1965, Veröffentlichungen der Sternwarte Sonneberg, 6, 97
- Ishida, K. 1990, in IAU Symposium, Vol. 137, Flare Stars in Star Clusters, Associations and the Solar Vicinity, ed. L. V. Mirzozian, B. R. Pettersen, & M. K. Tsvetkov, 43–47
- Ishida, K., Ichimura, K., Shimizu, Y., & Mahasnaputra. 1991, *Astrophys. Space. Sci.*, 182, 227
- James, D. J., Jardine, M. M., Jeffries, R. D. és mtsai. 2000, *MNRAS*, 318, 1217
- Järvinen, S., Berdyugina, S., Tuominen, I., Cutispoto, G., & Bos, M. 2005, *A&A*, 432, 657
- Jeffries, R. D., James, D. J., & Bromage, G. E. 1994, *MNRAS*, 271, 476
- Jetsu, L., Pelt, J., & Tuominen, I. 1993, *A&A*, 278, 449
- Jetsu, L., Pelt, J., Tuominen, I., & Nations, H. 1991, in *Lecture Notes in Physics*, Berlin Springer Verlag, Vol. 380, IAU Colloq. 130: The Sun and Cool Stars. Activity, Magnetism, Dynamics, ed. I. Tuominen, D. Moss, & G. Rüdiger, 381
- Jursik, J., Sódor, Á., Hurta, Zs. és mtsai. 2008, *MNRAS*, 391, 164
- Katsova, M. M., Drake, J. J., & Livshits, M. A. 1999, *ApJ*, 510, 986
- Katsova, M. M., Livshits, M. A., Soon, W., Baliunas, S. L., & Sokoloff, D. D. 2010, *New Astronomy*, 15, 274
- Kővári, Zs. & Bartus, J. 1997, *A&A*, 323, 801
- Kővári, Zs., Bartus, J., Strassmeier, K. G. és mtsai. 2007a, *A&A*, 474, 165
- Kővári, Zs., Bartus, J., Švanda, M. és mtsai. 2007b, *Astron. Nachr.*, 328, 1081
- Kővári, Zs., Strassmeier, K. G., Bartus, J. és mtsai. 2001, *A&A*, 373, 199
- Kővári, Zs., Strassmeier, K. G., Granzer, T. és mtsai. 2004, *A&A*, 417, 1047
- Kővári, Zs., Vilardell, F., Ribas, I. és mtsai. 2007c, *Astron. Nachr.*, 328, 904
- Kitchatinov, L. L. & Rüdiger, G. 2004, *Astron. Nachr.*, 325, 496
- Kolláth, Z. 1990, *Occasional Technical Notes of Konkoly Observatory*, No. 1
- Kolláth, Z. & Oláh, K. 2009, *A&A*, 501, 695
- Korhonen, H., Berdyugina, S., & Tuominen, I. 2002, *A&A*, 390, 179
- Korhonen, H., Brogaard, K., Holhjem, K. és mtsai. 2007, *Astron. Nachr.*, 328, 897
- Korhonen, H., Vida, K., Husarik, M. és mtsai. 2010, *Astron. Nachr.*, 331, 772

- Kosovichev, A. G., Schou, J., Scherrer, P. H. és mtsai. 1997, *Sol. Phys.*, 170, 43
- Kozhevnikova, A. V., Alekseev, I. Y., Heckert, P. A., & Kozhevnikov, V. P. 2007, *Astronomy Reports*, 51, 932
- Kron, G. E. 1947, *PASP*, 59, 261
- Kron, G. E. 1950, *AJ*, 55, 69
- Kron, G. E. 1952, *ApJ*, 115, 301
- Küker, M. & Rüdiger, G. 1997, *A&A*, 328, 253
- Küker, M. & Rüdiger, G. 1999, *A&A*, 346, 922
- Lacy, C. H., Moffett, T. J., & Evans, D. S. 1976, *ApJS*, 30, 85
- Lafler, J. & Kinman, T. D. 1965, *ApJS*, 11, 216
- Landolt, A. U. 1992, *AJ*, 104, 340
- Leighton, R. B. 1969, *ApJ*, 156, 1
- López-Morales, M. 2007, *ApJ*, 660, 732
- López-Morales, M., Orosz, J. A., Shaw, J. S. és mtsai. 2006, *ArXiv Astrophysics e-prints*, 0610225
- Luizet, M. 1915, *Bulletin Astronomique, Serie I*, 32, 65
- Makarov, V. I. & Sivaraman, K. R. 1989, *Sol. Phys.*, 123, 367
- Mamajek, E. E. & Hillenbrand, L. A. 2008, *ApJ*, 687, 1264
- Mentuch, E., Brandeker, A., van Kerkwijk, M. H., Jayawardhana, R., & Hauschildt, P. H. 2008, *ApJ*, 689, 1127
- Messina, S., Guinan, E., & Lanza, A. 1999, *Astrophys. Space Sci.*, 260, 493
- Messina, S. & Guinan, E. F. 2002, *A&A*, 393, 225
- Montes, D., Fernandez-Figueroa, M. J., de Castro, E., & Cornide, M. 1995, *A&A*, 294, 165
- Morin, J., Donati, J., Petit, P. és mtsai. 2008, *MNRAS*, 390, 567
- Moss, D., Barker, D., Brandenburg, A., & Tuominen, I. 1995, *A&A*, 294, 155
- Moss, D. & Tuominen, I. 1997, *A&A*, 321, 151
- Mullan, D. J. & MacDonald, J. 2001, *ApJ*, 559, 353

- Müller, G. & Kempf, P. 1903, *ApJ*, 17, 201
- Noyes, R. W., Hartmann, L. W., Baliunas, S. L., Duncan, D. K., & Vaughan, A. H. 1984, *ApJ*, 279, 763
- Oláh, K. 2006, *Astrophys. Space. Sci.*, 304, 145
- Oláh, K., Jurcsik, J., & Strassmeier, K. G. 2003, *A&A*, 410, 685
- Oláh, K., Kolláth, Z., Granzer, T. és mtsai. 2009, *A&A*, 501, 703
- Oláh, K., Korhonen, H., Vida, K. és mtsai. 2010, *A&A*, 515, A81+
- Oláh, K. & Strassmeier, K. G. 2002, *Astron. Nachr.*, 323, 361
- Oláh, K., Strassmeier, K. G., & Weber, M. 2002, *A&A*, 389, 202
- Paternò, L., Belvedere, G., Kuzanyan, K. M., & Lanza, A. F. 2002, *MNRAS*, 336, 291
- Petterson, B. R. 1989, *Sol. Phys.*, 121, 299
- Pizzolato, N., Maggio, A., Micela, G., Sciortino, S., & Ventura, P. 2003, *A&A*, 397, 147
- Ponori Thewrewk, A. 2007, *A Nap fiai* (Magyar Csillagászati Egyesület)
- Prša, A. & Zwitter, T. 2005, *ApJ*, 628, 426
- Radick, R., Lockwood, G., Skiff, B., & Baliunas, S. 1998, *ApJS*, 118, 239
- Reese, H. M. 1903, *PASP*, 15, 20
- Reid, I. N., Hawley, S. L., & Gizis, J. E. 1995, *AJ*, 110, 1838
- Ribárik, G., Oláh, K., & Strassmeier, K. G. 2003, *Astron. Nachr.*, 324, 202
- Robb, R. M. & Cardinal, R. D. 1995, *Information Bulletin on Variable Stars*, 4221, 1
- Russell, H. N. 1912, *ApJ*, 36, 133
- Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., & Davis, M. 1998, *ApJ*, 500, 525
- Schwabe, M. 1844, *Astron. Nachr.*, 21, 233
- Semel, M. 1989, *A&A*, 225, 456
- Shibata, K., Masuda, S., Shimojo, M. és mtsai. 1995, *ApJ*, 451, L83
- Siess, L., Dufour, E., & Forestini, M. 2000, *A&A*, 358, 593
- Skelly, M. B., Unruh, Y. C., Cameron, A. C. és mtsai. 2008, *MNRAS*, 385, 708
- Soon, W. H., Baliunas, S. L., & Zhang, Q. 1993, *ApJ*, 414, L33

- Sterken, C., ed. 2007, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 364, *The Future of Photometric, Spectrophotometric and Polarimetric Standardization*
- Sterken, C. & Manfroid, J. 1992, *Astrophysics and Space Science Library*, Vol. 175, *Astronomical Photometry, A Guide* (Springer)
- Strassmeier, K., Lupinek, S., Dempsey, R., & Rice, J. 1999, *A&A*, 347, 212
- Strassmeier, K. G. 1996, *A&A*, 314, 558
- Strassmeier, K. G. 2002, *Astron. Nachr.*, 323, 309
- Strassmeier, K. G., Bartus, J., Fekel, F. C., & Henry, G. W. 2008, *A&A*, 485, 233
- Strassmeier, K. G., Fekel, F. C., Bopp, B. W., Dempsey, R. C., & Henry, G. W. 1990, *ApJS*, 72, 191
- Strassmeier, K. G., Hall, D. S., Eaton, J. A. és mtsai. 1988, *A&A*, 192, 135
- Suess, H. E. 1980, *Radiocarbon*, 22
- Thompson, M. J., Christensen-Dalsgaard, J., Miesch, M. S., & Toomre, J. 2003, *ARA&A*, 41, 599
- Tuominen, I., Berdyugina, S., & Korpi, M. 2002, *Astron. Nachr.*, 323, 367
- Švanda, M., Klvaňa, M., & Sobotka, M. 2006, *A&A*, 458, 301
- Švanda, M., Zhao, J., & Kosovichev, A. G. 2007, *Sol. Phys.*, 241, 27
- van Hamme, W. 1993, *AJ*, 106, 2096
- VandenBerg, D. A. & Clem, J. L. 2003, *AJ*, 126, 778
- Vaughan, A. H., Preston, G. W., & Wilson, O. C. 1978, *PASP*, 90, 267
- Vida, K. 2006, *Publications of the Astronomy Department of the Eötvös University*, 17, 89
- Vida, K. 2007, *Astron. Nachr.*, 328, 817
- Vida, K., Kővári, Zs., Švanda, M. és mtsai. 2007, *Astron. Nachr.*, 328, 1078
- Vida, K., Oláh, K., Kővári, Zs., & Bartus, J. 2009a, in *American Institute of Physics Conference Series*, Vol. 1094, *American Institute of Physics Conference Series*, ed. E. Stempels, 812–815
- Vida, K., Oláh, K., Kővári, Zs. és mtsai. 2009b, *A&A*, 504, 1021
- Vida, K., Oláh, K., Kővári, Zs. és mtsai. 2010, *Astron. Nachr.*, 331, 250

- Vida, K., Oláh, K., & Kővári, Zs. 2011, Proceedings of IAU symposium 273, beküldve
- Vilardell, F., Ribas, I., & Jordi, C. 2006, *A&A*, 459, 321
- Voges, W., Gruber, R., Haberl, F. és mtsai. 1996, *VizieR Online Data Catalog*, 9011, 0
- Vogt, S. S. & Penrod, G. D. 1983, *PASP*, 95, 565
- Wargelin, B. J., Kashyap, V. L., Drake, J. J., García-Alvarez, D., & Ratzlaff, P. W. 2008, *ApJ*, 676, 610
- Wilson, O. C. 1968, *ApJ*, 153, 221

Összefoglalás

Dolgozatom célja aktív csillagok viselkedésének tanulmányozása volt. Ez a munka főként a hazai műszerparkra támaszkodva, hosszabb távú fotometriai vizsgálatokon alapul, kiegészítve spektroszkópiai adatokkal. A dolgozat fő témáját három, ultrarövid – kb. fél nap – periódusú csillag analízise képezi. A konvektív burokkal körülvett radiatív magú EY Draconis csillagon egy, a Napéhoz hasonló, kb. 350 napos aktivitási periódust, és flip-flop mechanizmusra utaló jelenséget sikerült kimutatnunk. A *NEON Observing School* idején készült H α spektrumok és a fotometria alapján úgy találtuk, hogy a kromoszféra és a fotoszféra aktivitási jegyei között a Naphoz hasonló kapcsolat van. A V374 Pegasi kisebb tömegének köszönhetően feltehetően teljesen konvektív, és a korábbi mérések alapján hosszú távon stabil mágneses tere van. A fotometriai méréseink jó egyezést mutatnak ezzel a képpel: a csillag fénygörbéjének alakja az észlelések egy éve alatt nem utal a felszíni struktúrák számottevő átalakulására, azonban a stabil aktív régiókban igen gyors, napos időskálájú változások láthatóak. A V374 Pegasi mindemellett igen aktív – rengeteg fler figyelhető meg, amelyek egy része feltehetőleg kapcsolatban áll az egyik aktív régióval. A V405 Andromedæ egy sűrű fedési kettős rendszer, amely egy radiatív maggal és konvektív burokkal bíró főkomponensből és egy teljesen konvektív másodkomponensből áll: mintha az előző két csillag alkotna egy kettős rendszert. Az ELODIE adatbázis (Haute-Provence, Franciaország) H α spektrumai arról tanúskodnak, hogy mindkét komponens aktív. A rendszer fénygörbéjét egy iteratív eljárással modellezve meghatároztuk a rendszer paramétereit, és azt találtuk, hogy míg a másodkomponens jól illeszkedik az elméleti tömeg-sugár relációra, a főkomponens sugara jóval nagyobb az elméletileg jósolt értéknél: úgy tűnik, hogy a mágneses tér jobban befolyásolja a csillagszerkezetet, mint korábban gondolták. A fénygörbe hosszú távú fejlődését tekintve az EY Draconis és a V405 Andromedæ hasonlóan viselkedik: a felszíni struktúrák lassú átalakulását láthatjuk, a V374 Pegasi foltkonfigurációja ezzel szemben gyakorlatilag nem változik. Erős flereket mindhárom csillagon láthatunk, azonban azok a V374 Pegasi esetén a leggyakoribbak.

Az M-törpék mellett két RS CVn típusú csillagot – az UZ Libræet és a σ Geminorumot – is vizsgáltunk. A csillagokról készült Doppler-képek keresztkorrelációja alapján igyekeztük megállapítani a differenciális rotáció mértékét, és esetleges meridionális irányú áramlások létét. Mindkét csillag igen gyenge antiszoláris differenciális rotációt mutat, a σ Geminorumon egy kb. 350m s^{-1} sebességű, pólusirányú áramlást is találtunk.

A TYC 2627-638-1 csillagról megállapítottuk, hogy az egy több aktív komponensből álló rendszer. Az A komponensen látható két közeli periódus (3,5 és 3,7 nap) feltehetőleg a foltos felszín differenciális rotációjának köszönhető. Az A komponens körül egy $\leq 5M_{\text{Jupiter}}$ tömegű szubsztelláris kísérő található. A B komponensen egy kb. 60 napos periódust találtunk, amelyet feltehetőleg egy cirkumsztelláris porkorong okoz.

Summary

As PhD work, I have studied the behaviour of active stars. This work was mostly based on longer-term photometric observations using the instruments of the Konkoly Observatory, supplemented by spectroscopic measurements from different sources. I have presented the analysis of three ultrafast-rotating active stars, with periods of ~ 0.5 days. EY Draconis is a star with a radiative core and a convective envelope, which shows a solar-like activity cycle of ~ 350 days and signs of flip-flop mechanism. Using photometry and H α measurements obtained during the *Neon Observing School* we have detected a connection between the activity of the chromosphere and the photosphere – similarly as seen on the Sun. V374 Pegasi, having smaller mass, is probably fully convective, and has a stable magnetic field according to previous measurements. Our photometry agrees with this picture: the shape of the light curves during the year of the observations do not suggest significant evolution of the stellar surface, but these stable active regions show small, fast changes on nightly (rotational) time scale. This star is a very active one – many flares are observed, and some of these are probably connected with one of the active regions. V405 Andromedæ is a grazing eclipsing binary consisting of a primary with radiative core and convective envelope and a fully convective secondary component: as if the single program stars EY Draconis and V374 Pegasi would form a binary system. According to the H α spectra from the ELODIE (Haute-Provence, France) database, both components of V405 Andromedæ are active. We have determined the parameters of the system using an iterative method, and we have found that while the secondary component fits well the theoretical mass–radius relation, the radius of the primary is much larger than the corresponding theoretical value: it seems that magnetic fields affect stellar structures more severely as previously thought. The long-term behaviour of EY Draconis and V405 Andromedæ is similar: both show slow evolution, while the light curve of V374 Pegasi does not change during the observations. Strong flares were detected on all three objects, but most frequently on V374 Pegasi.

Besides M dwarfs, we have also studied two RS CVn-type giant stars: UZ Libræ and σ Geminorum. Using cross-correlation of Doppler-images, we tried to determine the rate of the differential rotation, and flows in meridional direction. Both stars show weak, anti-solar differential rotation, on σ Geminorum a poleward flow with an average velocity of $\sim 350 \text{ m s}^{-1}$ was found.

Studying TYC 2627-638-1 we found that it is a multiple system of active stars. Component A shows two close periods (3.5 and 3.7 days), which are probably caused by the differential rotation of the spotted surface. This component has a substellar companion of $\leq 5 M_{\text{Jupiter}}$. Component B shows a longer period of 60 days, probably due to a circumstellar dust disk.