

SZEGEDI TUDOMÁNYEGYETEM
OPTIKAI ÉS KVANTUMELEKTRONIKAI TANSZÉK

Kontakt kettőscsillagok felszíni hőmérsékletének mérése

diplomamunka

Készítette: Heiner Zsuzsanna, V. fizika-csillagász szakos hallgató
Témavezető: Dr. Vinkó József, docens

SZEGED, 2002

Tartalomjegyzék

Bevezetés	2
1. Elméleti áttekintés	4
1.1. Feketetest sugárzás	4
1.2. Fotometria, fotometriai rendszerek	6
1.3. Kettőscsillagok	12
1.3.1. Osztályozásuk	12
1.3.2. W UMa típusú csillagok	14
2. A megfigyelési program ismertetése	16
2.1. Célkitűzés	16
2.2. A csillagok kiválasztása	16
2.3. Távcsövek és detektorok	19
3. A mérések feldolgozása, kiértékelése	22
3.1. Fotoelektromos fotometria	22
3.2. CCD fotometria	24
3.2.1. Bajai megfigyelések	24
3.2.2. Szegedi észlelések	29
4. Hőmérséklet-kalibráció kontakt rendszereknél	33
4.1. Hőmérsékletekről - általában (avagy: távcsőből hőmérő?)	33
4.2. A megfigyelt változócsillagok hőmérsékletének mérése	35
5. Eredményeim	37
6. Melléklet	38
6.1. Ábrák	38
6.2. Programok	42
Hivatkozások	51

Bevezetés

*„Les gens ont des étoiles qui ne sont pas les mêmes.
Pour les uns, qui voyagent, les étoiles sont des guides.
Pour d'autres elles ne sont rien que de petites lumières.
Pour d'autres qui sont savants elles sont des problèmes...
Mais toutes ces étoiles-là elles se taisent.”¹*

*„...Et j'aime la nuit écouter les étoiles.
C'est comme cinq cent millions de grelots...”²
(Antoine de Saint-Exupéry)*

Ha egy derült, holdtalan éjszakán föltekintünk, bizonyára mély benyomást gyakorol ránk az égbolt egészének nyugodt változatlansága... Arisztotelész (i.e. 384-322), a görög filozófus az égboltnak ezt a változatlanságát természettörvénynek tartotta. Úgy vélte, a Földön minden megváltozik és felbomlik, létrejön és elpusztul; az égen viszont minden változatlan, tökéletes és végleges. Ezt azonban az idő múlásával sokan megcáfolták. Köztük D. Fabricius (1564-1617) amatőr csillagász, aki 1596-ban felfigyelt egy fényes csillagra a Cet csillagképben, aminek a fénye néhány hét alatt fokozatosan gyengült, míg végül teljesen eltűnt szem elől. 1638-ban J. Holwarda megfigyeléseket végzett ugyanazon csillagról, és azt tapasztalta, hogy a csillag változtatja a fényességét. E különös csillag Mira (csodálatos) néven vált ismertté. Majdnem 150 éves csönd után E. Pigott és J. Goodricke 5-6 változó fényű csillagot fedezett fel. 1865-ben már 113 változóig jutott el a számuk. A századforduló előtt a fotografikus keresés felgyorsította az eseményeket, majd az 1980-as évtől a különböző programok, műholdak megsokszorozták a változócsillagok számát. Ma már több százezerre gyarapodott a számuk.

Jelen dolgozat a változócsillagok népes csoportjából egy kis csoport - néhány ismert fedési kettőscsillag – mérését és annak feldolgozását mutatja be. A mérések célja a rendszerek hőmérsékletének meghatározása volt.

A méréseket 2001 áprilisa és novembere között végeztem. Áprilisban, júliusban és novemberben az MTA CSKI Pizskéstetői Observatóriumában kaptam egy-egy hét távcsőidőt; júliusban és októberben a Szegedi Csillagvizsgálóban, augusztusban pedig Baján végeztem megfigyeléseket. Mivel a „hőmérséklet” méréséhez nagyon „tisztá” ég kell, sajnos, a rendelkezésemre bocsátott távcsőidőből mindössze 8 éjszaka volt észlelésre alkalmas. Pizskéstetőn és Szegeden

¹„Az embereknek nem ugyanazt jelentik a csillagaik.
A kik úton járnak, azoknak vezetőül szolgálnak a csillagok.
Másoknak nem egyebek csöppnyi kis fényeknél.
Ismét mások, a tudósok számára problémák...
A csillagok viszont mind-mind hallgatnak.”

²„...szeretem a csillagokat hallgatni éjszakánként.
Mintha ötszázmillió csengettyű volna...”
(Rónay György fordítása nyomán)

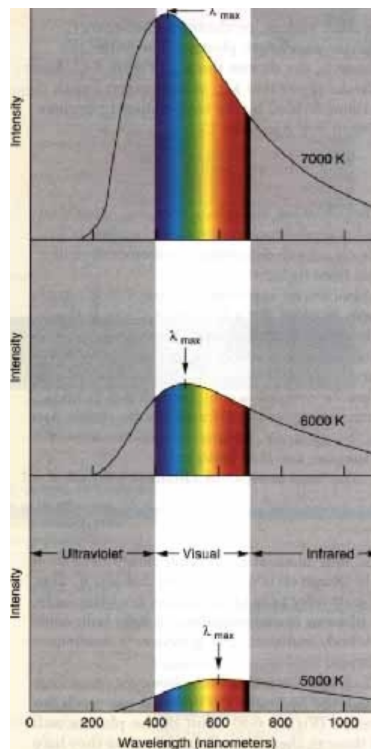
BVRI szűrőkkel, Baján pedig BVR színben végeztem megfigyeléseket. A felvételek kiértékelését követően meghatároztam a programcsillagok standard V fényességét, valamint – a használt szűrőktől függően – a standard színindexeit. A kapott eredmények ismeretében ezen színindexekből felszíni hőmérsékletet határoztam meg az irodalomban található elméleti csillagfejlődési modellek segítségével.

Dolgozatomban először röviden áttekintem a témához kapcsolódó fizikai, csillagászati ismereteket, majd ismertetem a megfigyeléseim során használt mérőrendszert. Bemutatom a konkrét méréseket, az adatok feldolgozását és a hőmérséklet-kalibrációt. Végül összegzem eredményeim.

1. Elméleti áttekintés

1.1. Feketetest sugárzás

A magas hőmérsékletű testek a hőmérsékletüktől függően különböző színű fényt bocsátanak ki, amire 1792-ben az angol Thomas Wedgwood jött rá tapasztalati úton. Porcelánokat készített, és észrevette, hogy kemencéi bizonyos hőmérsékleten izzani kezdenek. Sok fizikus foglalkozott a problémával, és a kutatások során kiderült, hogy az abszolút nulla fokos hőmérséklet felett minden test sugárzást bocsát ki az összes hullámhosszon. Ezt a problémát, hogy egy test emisszióképessége (1 s alatt 1 cm^2 felület által egységnyi térszögbe kibocsátott energia) hogyan függ a hullámhossztól és a hőmérséklettől – röviden $E(\lambda, T)$ – kísérletileg igen gondosan megvizsgálták. A mérések eredményét az 1. ábra tünteti fel.



1. ábra. A Wien-féle eltolódási törvény.

A sugárzásra vonatkozó első törvényszerűséget még az előzőekben látható görbék ismerete előtt Stefan (1878) ill. Boltzmann (1884) találták empirikus, ill. elméleti úton. Ez Stefan-Boltzmann-féle törvényként ismeretes: a fekete test teljes sugárzása a test abszolút hőmérsékletének negyedik hatványával arányos:

$$E_{teljes} = \sigma T^4 \quad (1)$$

Az egyes hullámhosszakon mérhető sugárzások intenzitása eltérő, és mindegyikhez tartozik egy maximális érték (1. ábra). Ezt a fontos törvényszerűséget 1893-ban W. Wien állapította meg elméleti úton: a fekete test maximális emisszióképességéhez tartozó hullámhossz (λ) az abszolút hőmérséklettel fordítottan arányos, azaz:

$$\lambda_{max}T = 0,290 \text{ cmK} \quad (2)$$

A sugárzás maximuma tehát növekvő hőmérséklettel a rövid hullámok (kék) felé tolódik el. Ez az ún. Wien-féle eltolódási törvény (l. 1. ábra).

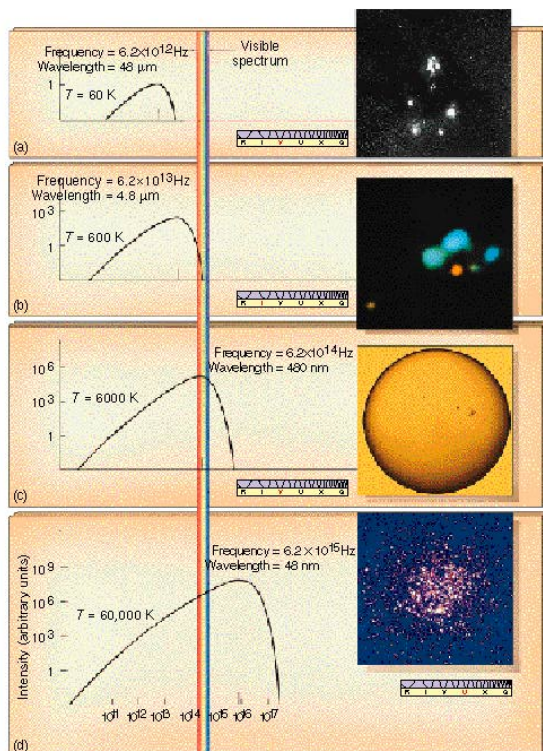
A fenti két részlettörvény felfedezése után magának az alaptörvénynek a felismerése – vagyis az $E(\lambda, T)$ függvény analitikai alakjának megállapítása – és elméleti értelmezése sok kiváló fizikus fáradozása ellenére csak 1900-ban, Plancknak sikerült:

$$B_\lambda(T) = \frac{2hc^2\lambda^{-5}}{e^{hc/(\lambda kT)} - 1} \quad (3)$$

ahol h az ún. Planck-állandó, c a fénysebesség, T a test hőmérséklete, B_λ a λ hullámhosszon mérhető intenzitás. A (3) egyenlet segítségével egyértelműen meghatározható egy – a test által kisugárzott energiát a hullámhossz függvényében feltüntető – később Planckról elnevezett görbe (1. és 2. ábra).

Azonban az előzőekben említett törvények egy idealizált, abszolút fekete testre vonatkoznak. Az abszolút fekete test a felületére érkező sugárzásokból semmit nem ver vissza, hanem elnyeli, s kibocsátja azt úgy, hogy a maximális intenzitás a rá jellemző hullámhosszon történik. Azaz az ilyen testet ideális emitternek is nevezhetnénk.

A csillagokat – bár valamelyest eltérnek ettől – sok esetben tekinthetjük abszolút fekete testnek, így az arra vonatkozó törvényeket is használhatjuk a csillagok tulajdonságainak meghatározására is (l. 2. ábra).



2. ábra. A Planck-görbe csillagokra.

1.2. Fotometria, fotometriai rendszerek

Az első, feljegyzett csillagkatalógust az i. e. II. században élt görög Hipparkhosz készítette. Katalógusában a csillagok fényességéhez számszerű értéket rendelt. Rendszere szerint a 12 legfényesebb csillag 1. rendű, azaz 1 magnitúdós, a leghalványabb, még éppen látható csillagok pedig 6 magnitúdósak. A köztes fényességű csillagokat pedig az 1 és 6 magnitúdó közé eső osztályokba sorolta.

A magnitúdóskálát az 1850-es évek végén helyezték fizikai alapokra. Jelenleg is a Norman Pogson által javasolt rendszer érvényes, amely szerint

$$m_1 - m_2 = -2,5 \log \frac{F_1}{F_2} \quad (4)$$

ahol m_1 és m_2 a két csillag látszó fényessége magnitúdóban, F_1 és F_2 pedig a detektált fluxusuk. A logaritmikus jelleget a látás fiziológiai sajátosságai indokolják.

Az abszolút magnitúdó (M) számértéke azt mutatja meg, hogy hány magnitúdósnak észlelnénk a csillagot, ha az tőlünk 10 parszek (kb. 32,6 fényév) távolságban lenne. Az összefüggés

a csillag látszólagos m és abszolút M magnitúdója között a következő:

$$m - M = -5 + 5 \log d \quad (5)$$

ahol d a csillag távolsága parszekben.

További összefüggések a magnitúdóskálán alapuló fotometriára (részletesen l. Henden & Kaitchuk, 1990; vagy Budding, 1993):

- (5) természetesen hullámhosszfüggő mennyiség. A referenciacsillagot 0 magnitúdónak véve (5)-ből a következőt kapjuk:

$$m_\lambda = q_\lambda - 2,5 \log F_\lambda \quad (6)$$

ahol q_λ egy állandó. Felmerülő probléma: a (6) egyenletben a Földön megfigyelt fluxus szerepel, ami azonban különbözik a valódi fluxustól a légkör elnyelése, a fényszóródás és a műszer torzító hatásaitól függően. A mért fluxus, F_λ az alábbi egyenlet szerint függ a valóditól (F'_λ):

$$F_\lambda = \int_0^\infty \Phi_A(\lambda') \Phi_T(\lambda') \Phi_F(\lambda') \Phi_D(\lambda') F'_\lambda d\lambda' \quad (7)$$

ahol $\Phi_A(\lambda')$: a földi légkör áteresztési függvénye

$\Phi_T(\lambda')$: a távcső áteresztése

$\Phi_F(\lambda')$: a szűrő áteresztése

$\Phi_D(\lambda')$: a detektor hatásfoka (< 1);

- a gyakorlatban nem a fluxust mérjük, hanem valamilyen fluxussal arányos mennyiséget, esetünkben az impulzuszámláló fotométerrel a beütésszámot (N_λ).

Feltételezzük, hogy

$$F_\lambda = K N_\lambda \quad (8)$$

ami felhasználásával (5) átírható

$$m_\lambda = q_\lambda - 2,5 \log K - 2,5 \log N_\lambda \quad (9)$$

alakba, tehát

$$m_\lambda = q'_\lambda - 2,5 \log N_\lambda \quad (10)$$

Ezzel bevezettük az instrumentális magnitúdó (m_λ) fogalmát, ahol q'_λ az instrumentális zéruspont.

- A csillag színindexe két különböző hullámhossztartományban mért fényességérték különbsége:

$$m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2} = q_{\lambda_{12}} - 2,5 \log \frac{N_{\lambda_1}}{N_{\lambda_2}} \quad (11)$$

- A légköri hatásokat egy egyszerű korrekcióval vesszük figyelembe:

$$m_{\lambda_0} = m_\lambda - (k'_\lambda + k''_\lambda c) X_k \quad (12)$$

ahol k'_λ és k''_λ az első- ill. másodrendű extinkciós együttható, c a mért színindex, X_k pedig egy levegőtömegnek nevezett mennyiség. Jó közelítéssel

$$X_k = \sec z \quad (13)$$

ahol z a csillag zenittávolsága ($= 90^\circ -$ horizont feletti szögmagasság). 0,1 %-os pontossággal:

$$X = X_k + X_c = \sec z - 0,00182(\sec z - 1) - 0,00288(\sec z - 1)^2 - 0,00081(\sec z - 1)^3 \quad (14)$$

- A fentieket figyelembe véve egy tetszőleges színindex extinkcióra korrigált értéke:

$$c_0 = c - k' X_k - k'' X_c \quad (15)$$

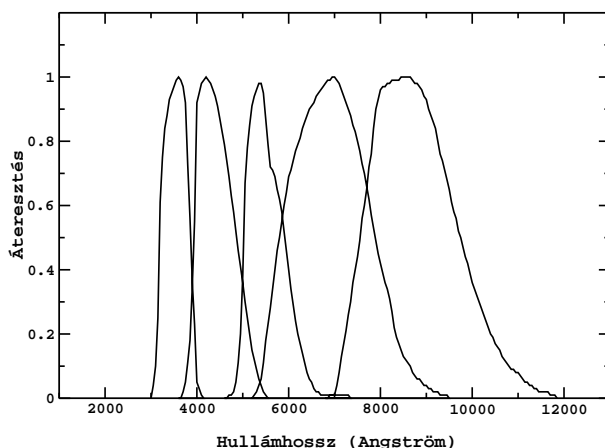
Az extinkciós együtthatók meghatározott csillagok megfigyelésével kiszámíthatók.

Az ismertett összefüggések változtatás nélkül átvihetők a változócsillag és az összehasonlító közötti fényességkülönbségre is. Ekkor az egyenletekben nem a változócsillag fényessége, hanem egy másik csillaghoz viszonyított magnitúdókülönbsége szerepel. Ez természetesen érvényes a színindexekre is. A másodrendű extinkciós korrekciót általában elhagyjuk, mert a változó és az összehasonlító csillag elég közel van egymáshoz, hogy a magasabb rendű X_c kifejezést elhanyagolhassuk; k'' pedig az elsőrendű együtthatóhoz képest kicsi. A tapasztalat azt mutatja, hogy 1° -on belül lévő összehasonlító esetén az extinkciós korrekció kb. 0,001 – 0,006 magnitúdó, ami jóval kisebb, mint a műszerek és a légköri szcintilláció által bevitt szórás. Századmagnitúdónál nagyobb pontosságú mérésre csak a városoktól (vagyis zavaró fényektől)

távoli, nagy tengerszint feletti magasságon található obszervatóriumokban nyílik lehetőség.

Nemzetközi fotometriai rendszerek. Az 1950-es években, a fotoelektromos fotometria terjedésével felmerült az igény egy egységes fotometriai rendszerre, hogy segítségével a különböző asztroklímájú helyeken, különböző detektorokkal, eltérő méretű távcsövekkel észlelő csillagászok mérési eredményei összevethetővé váljanak. A detektor típusa, a szűrősorozat, a használt távcső és a korrekciós eljárás alkotja együttesen a természetes fotometriai rendszert. Tehát minden megfigyelő saját természetes rendszerrel rendelkezik. A standard rendszereket az egyes szerzők úgy definiálják, hogy a saját természetes rendszerükkel megméri, és rögzítik egy sor típuscsillag standard fényességét és színindexét. Ezen csillagok a standardcsillagok. Más észlelők ezen standard csillagok mérésével, a standard fényességek ismeretében meg tudják határozni, hogy méréseiket milyen módon lehet áttranszformálni a standard rendszerbe. Ez konkrétan úgy történik, hogy az észlelő megméri a standard csillagokat, és a kapott instrumentális magnitúdókból transzformációs egyenleteket old meg. Az alábbiakban a legjobban elterjedt, általam is használt standard rendszert ismertetem.

A legszélesebb körben elterjedt rendszer a Johnson-féle UB_V. Ezt később kiterjesztették az infravörös tartományra is az R, I, J, K, L, M szűrőkkel. A rendszert öt szélessávú szűrő valósítja meg (U = ultraviolet; B = blue; V = visual; R = red; I = infrared), áteresztési függvényeik a 3. ábrán (GCPD, 1997) láthatók, részletes adataikat az 1. táblázat tartalmazza (Budding, 1993).



3. ábra. Az UBVR rendszer szűrőfüggvényei.

Szűrő	Központi hullámhossz (nm)	sávszélesség (nm)
U	365	70
B	440	100
V	550	90
R	700	220
I	900	240

1. táblázat. Az UVB rendszer szűrőfüggvényeinek adatai.

A rendszer transzformációs egyenletei a következőképpen állnak elő (Henden & Kaitchuk, 1982):

– Legyen N_B , N_V , N_R , N_I a csillagról a négy szűrőn keresztül mért beütésszám. Ekkor az instrumentális magnitúdók:

$$B_i = -2,5 \log N_B, V_i = -2,5 \log N_V, R_i = -2,5 \log N_R, I_i = -2,5 \log N_I \quad (16)$$

a színindexek:

$$(B_i - V_i) = -2,5 \log \frac{N_B}{N_V}, (V_i - R_i) = -2,5 \log \frac{N_V}{N_R}, (V_i - I_i) = -2,5 \log \frac{N_V}{N_I} \quad (17)$$

– az extinkciós korrekció (15)-nek megfelelően:

$$V_{obs} = V_i - k'_V X \quad (18)$$

$$(B - V)_{obs} = (B_i - V_i) - k'_{BV} X \quad (19)$$

$$(V - R)_{obs} = (V_i - R_i) - k'_{VR} X \quad (20)$$

$$(V - I)_{obs} = (V_i - I_i) - k'_{VI} X \quad (21)$$

– Végezetül a standard rendszerbe való átszámítást egy lineáris transzformációval végezzük el:

$$V = V_{obs} + \epsilon(B - V) + \zeta_V \quad (22)$$

$$B - V = \mu(B - V)_{obs} + \zeta_{BV} \quad (23)$$

$$V - R = \psi(V - R)_{obs} + \zeta_{VR} \quad (24)$$

$$V - I = \eta(V - I)_{obs} + \zeta_{VI} \quad (25)$$

ahol ϵ , μ , ψ η transzformációs együtthatók, míg ζ_V , ζ_{BV} , ζ_{VR} , ζ_{VI} zérusponthi állandók. Ez a hat állandó szintén standard csillagok megfigyelésével határozható meg. Differenciális fotometriánál annyi a változás, hogy az instrumentális magnitúdókülönbségekben a beütésszámok hányadosa szerepel, míg az extinkciós korrekciónál X helyébe az $X_{var} - X_{comp}$ levegőtömeg-különbséget írjuk. Ez utóbbi egymáshoz közel lévő csillagok esetében igen kicsi érték, ami az extinkciós korrekció fontosságát erősen csökkenti. A transzformációs egyenletek differenciális fotometria esetén:

$$\Delta V = (\Delta V)_{obs} + \epsilon(B - V) \quad (26)$$

$$\Delta(B - V) = \mu\Delta(B - V)_{obs} \quad (27)$$

$$\Delta(V - R) = \psi\Delta(V - R)_{obs} \quad (28)$$

$$\Delta(V - I) = \eta\Delta(V - I)_{obs} \quad (29)$$

A differenciális fotometria legnagyobb előnye egyértelműen látszik, mert a transzformációs egyenletekből kieső zérusponthi állandók éjszakáról-éjszakára jelentősen változhatnak, míg a szín-tagok együtthatói csak hónapok alatt változnak meg kimutathatóan. Így nem kell minden éjszaka újra és újra standard csillagokat is mérni. A Johnson-rendszer egyik legnagyobb problémája, hogy az U szűrő átviteli függvényének rövidebb hullámhosszú oldalát nem az átviteli függvény, hanem a légkör e tartománybeli elnyelése határozza meg. Ez pedig jelentősen eltér a Föld különböző pontjain, és szezonális változást is mutat. Ennek eredményeképpen az U méréseket (illetve az $U - B$ színindexet) terheli a legnagyobb hiba. A rendszer felállítása után többféle kalibrációt végeztek el a színindexekre. Ezek közül az egyik legfontosabb a $B - V$ index hőmérséklettel való arányossága. Az asztrofizikában használt színhőmérsékletet éppen ez az index szolgáltatja. Például egy változócsillag $B - V$ indexének változása első közelítésben a csillag fotoszférájának hőmérséklet-változását adja meg.

1.3. Kettőscsillagok

1.3.1. Osztályozásuk

A hosszú-hosszú évek során végzett felfedezések alapján úgy gondoljuk, hogy a csillagok több mint felének van kísérője, és a rendszert alkotó csillagok a gravitációs vonzás miatt egymás körül keringenek. A kettőscsillagok legkézenfekvőbb csoportosítása a detektálhatóság alapján történő osztályozás. Ezen rendszerezés alapján az általam megfigyelt változócsillagok a **fedési kettősök** közé sorolhatóak. Azaz olyan kettőscsillagok, melyeknél a komponensek a keringés során a Földről nézve időről-időre elfedik egymást, így a rendszer jellegzetes fényváltozást mutat. A fedéseket vizsgálva az inklináció (a pályaelhajlás szöge) nagyságától függően elkülöníthetünk részleges fedést, ekkor $r_1 - r_2 > \cos i$ (a kis csillag egy része mindig látszódik), teljes fedést, ekkor $r_1 - r_2 = \cos i$, illetve gyűrűs fedést, ekkor $r_1 - r_2 < \cos i$. Itt r_1 és r_2 a komponensek sugarai, i pedig az inklináció – azaz a rendszer pályasíkja és a megfigyelő által bezárt szög.

A kettőscsillagok **fizikai alapon történő csoportosítását** 1960-ban Z. Kopal javasolta, ami az ún. Roche-térfogat kitöltöttségén alapul. Jelenlegi ismereteink szerint a Roche-modell a szoros kettőscsillagok fotoszférájának alakját kielégítően képes megadni. Feltesszük, hogy a kettőscsillag gravitációs terét két tömegpont terével lehet közelíteni, és a kettős rendszer komponensei hidrosztatikai egyensúlyban vannak, azaz a sűrűség és a nyomás az ekvipotenciális felületek mentén állandó. E feltevés alapján a csillagok egyensúlyi alakjának kiszámítása egyenértékű egy ekvipotenciális felület geometriájának meghatározásával. E felületek egy kritikus potenciálértéknél, a belső Lagrange-pontban összeérnek, mindkét csillag számára egy kritikus térfogatot (Roche-térfogatot) definiálva. A tömegpontokkal való közelítést az indokolja, hogy a csillagokat alkotó anyag túlnyomó része a centrumhoz közeli, gömbszimmetrikus tartományba sűrűsödik (centrális kondenzáció).

Ezek alapján a Roche-térfogaton alapuló osztályozás a következő:

1. Szétválasztott rendszer (detached): mindkét csillag a Roche-térfogatán belül helyezkedik el.
2. Félig érintkező rendszer (semi detached): csak az egyik komponens tölti ki a Roche-üregét (általában a kisebb tömegű).
3. Érintkező rendszer (contact): mindkét csillag kitölti a Roche-térfogatát.

E modell alapján osztályozott rendszerek fontosabb jellemzői:

1. A csillagok viszonylag távol helyezkednek el egymástól, az árapály-erők gyengék, így a komponensek alakja kicsit tér el a gömbtől. A pályaperiódus többnyire konstans vagy oszcilláló. Ez utóbbit például apszismozgás, vagy a rendszernek egy harmadik test körüli keringése okozhatja. A pálya gyakran excentrikus, emiatt az ismert apszismozgást mutató rendszerek többsége ebbe az osztályba sorolható (Hegedüs, 1988). Általában főszorozati vagy főszorozat előtti állapotban lévő csillagokat tartalmaz, így a nagyobb méretű komponens nagyobb tömegű és fényesebb.
2. A kisebb tömegű komponens szubóriás- vagy óriáscsillag, s kitölti a Roche-üregét. Ezzel ellentétben a nagyobb tömegű főkomponens korábbi színképtípusú, főszorozati csillag, s jóval a kritikus térfogaton belül helyezkedik el. Általában a főkomponens luminozitása a nagyobb. A pályaperiódus növekedése, csökkenése, esetleg fluktuációja figyelhető meg. A kisebb tömegű csillag előbbre jár a fejlődésben, ez azonban ellentétben áll a magányos csillagokra érvényes csillagfejlődési elmélettel (Algol-paradoxon). Ez a komponensek közti tömegátadással magyarázható.
3. Mindkét csillag kitölti kritikus térfogatát – sőt, néha túl is nőnek rajta. A komponensek a belső Lagrange-ponton keresztül érintkeznek, így a hőmérsékletük közel azonos. Struktúrájuk és fejlődési állapotuk jelenleg nem tisztázott. A következőkben leírt W UMa csillagok mind ebbe a csoportba tartoznak.

A megfigyelések szempontjából a fedési kettősök legkézenfekvőbb osztályozása **a felvett fénygörbe alakja szerint** történik. A Változócsillagok Általános Katalógusában (GCVS-ben) is használt klasszifikációs osztályozás a következő:

- Algol-típus (EA): Mély főminimum, sekély mellékminimum jellemzi, valamint fontos, hogy a fedésen kívüli szakasz fényváltozása közel konstansnak tekinthető. A fedések kezdete ugrásszerű. A színindex változik a fedés alatt (fedések közben a főminimum környékén vörösödik, a mellékminimumnál kékül, közöttük pedig konstans). Tipikus képviselő: β Persei (Algol).
- β Lyrae-típus (EB): A minimumok mélysége különböző, a fényváltozás folyamatos a fedésen kívüli szakaszban is. A fedések kezdete nem állapítható meg egyértelműen. A színindex a fedésen kívül is változik.

- W UMa-típus (EW): A minimumok mélysége hasonló, a fényváltozás a fedésen kívüli szakaszon is folyamatos. A fedések kezdete nem állapítható meg. A színindex nem, vagy csak nagyon kicsit változik.

A fénygörbe alakja szerinti osztályozás azonban nem egyértelmű, ha az EA ill. EB típus közti átmenetet vizsgáljuk. Több típusba is tartozhat a rendszer, mert a fénygörbe optikai tartományban más lehet, mint infravörösben. Így a fizikai alapon történő osztályozással több információt kaphatunk a megfigyelt rendszerről, azonban - mint olvasható volt - a kétféle osztályozás szorosan összefügg.

Dolgozatom fő részét képviseli a W UMa-csillagok vizsgálata, így a következőkben ezen rendszereket mutatom be részletesebben.

1.3.2. W UMa típusú csillagok

A Nap környezetében végzett statisztikai vizsgálatok szerint a W UMa típusú csillagok a kettőscsillagok leggyakrabban előforduló formái a Galaxisban (Kopal, 1978). Az ilyen típusba sorolt csillagok megfigyeléséből adódó tulajdonságai:

- A keringési periódus gyakran erős változást mutat, értéke általában 1 napnál kevesebb.
- A komponensek tömegaránya (definíció szerint $q = M_2/M_1$) 1-től különböző értéket vesz fel. A jelenleg ismert szélsőértékek: $q = 0,08$ (AW UMa), $q = 0,88$ (SW Lac).
- Színképtípusuk A-típusnál későbbi, többnyire G–K közötti.
- Luminozitási osztályuk V, tehát kis tömegű, fősorozathoz közeli objektumok.
- A csillagok tömegét és luminozitását összevetve a mellékkomponens többlet-luminozitást mutat, míg a főkomponens (azaz a nagyobb tömegű csillag) kisebb luminozitású, mint egy hozzá hasonló tömegű fősorozati objektum.
- A fénygörbe a fedésen kívüli szakaszon is erőteljes változást mutat. A fedési és fedésen kívüli szakaszok nem különíthetők el. A másodminimum mélysége több, mint 70 %-a a főminimum mélységének. Ez arra utal, hogy a komponensek felületi fényessége közel megegyezik. Ez azt az előzőekben feltett állítást is megmagyarázza, hogy a színindex nem, vagy nagyon kicsit változik.
- A fénygörbék és radiális sebesség görbék egyidejű tanulmányozásából három alcsoport különíthető el (Binnendijk, 1970): A-típus: a főminimum tranzit; W-típus: a főminimum

okkultáció; E-típus: korai típusú rendszerek. A W alosztályú kettősök fénygörbéi kevésbé stabilak. (Ismeretes, hogy több olyan rendszer van, melyek oszcillálnak a két típus között, pl. TZ Boo, CV Cyg).

- A spektrumvonalak erős kiszélesedést mutatnak, bizonyos fázisokban kettőződés is előfordul. Az ultrabolya tartományban mért kromoszférikus emisszió intenzitása alapján a W UMa rendszerek a legaktívabb késői típusú csillagok közé tartoznak (Duprère, 1983).
- Az UBV- és uvby-fotometriai mérések alapján a keringési periódus és színindex között korreláció mutatkozik: a hosszabb periódusú kettősök kékebbek (periódus-szín reláció).
- A megfigyelések szerint, ezen rendszerek színindexei nem változnak a fedések alatt sem. A kontaktusra a színindex állandóságából tudunk következtetni. Ugyanis a luminozítás-efektív hőmérséklet reláció, valamint az egyedi fősorozati csillagokra fennálló luminozítás-tömeg reláció alapján különböző tömegű csillagok nem lehetnek azonos hőmérsékletűek. Azonban ezen objektumoknál az érintkezés miatt kiegyenlítődik felszíni hőmérséklet.

Nem konvektív, fősorozati csillagokból álló kontakt rendszerek esetén fontos megemlíteni, hogy $q \neq 1$ esetén nem alakíthatnak kontakt rendszert (Kuiper, 1941). Ez a fősorozati csillagok tömeg-sugár, és a Roche-geometria elméleti tömeg-sugár összefüggése közötti ellentmondás következménye: $R_2/R_1 = q^a$, ahol $a \approx 0,46$ érintkező rendszerekre, fősorozati (egyedi) csillagokra azonban $a > 0,6$. Kuiper „jóslata” azonban ellentétben áll a megfigyelésekkel, ugyanis a legtöbb kontakt rendszerre $q \approx 0,3$, míg $q = 1$ tömegarányú W UMa típusú csillagot még nem találtak. E paradoxon feloldását jelenti, hogy a kontakt kettős rendszert egy konvektív burok veszi körül, ami a belső Lagrange-felületen túlnő (Lucy, 1968). Ebben az esetben nem érvényes a fenti tömeg-sugár összefüggés. A nem túl vastag réteg az energiátanszportot teszi lehetővé a komponensek között. Ez magyarázatot ad a mellékkomponens többletluminozítására és a szinte azonos felszíni hőmérsékletre.

Problémák merülnek fel a W UMa-típusú kettősök keletkezésével kapcsolatban is. Valószínű, hogy a nullkorú, fősorozathoz közeli csillagok (W-típusú rendszerek) kontakt rendszerként keletkeztek. Az idősebb, fősorozati komponensekből álló rendszerek (A-típusúak) azonban jelentős impulzuszórányvesztést szenvedve, pl. mágneses fékezéssel fejlődtek kontakt objektumokká. Az is elképzelhető Webbink elmélete szerint, hogy a nagyobb tömegű csillag lassan bekebelezi mellékkomponensét, s így a W UMa rendszer gyorsan forgó, G–K színképosztályú óriássá alakul (FK Comae csillagok).

2. A megfigyelési program ismertetése

2.1. Célkitűzés

A munkán során megfigyelt kontakt kettőscsillagok olyan szoros rendszerek, melyekben a komponensek a belső Lagrange-pontban érintkeznek egymással. Ilyen objektumok gyakran figyelhetők meg W UMa típusú fedési kettősként. A megfigyelések azt mutatják, hogy ezen rendszereknek a színindexei nem változnak a fedések alatt, azaz jó közelítéssel állandóak. A csillagok színindexei és a felszíni hőmérsékletük között reláció áll fenn, így többszínfotometriai mérésekből a kontakt kettőscsillagok felszíni hőmérséklete meghatározható (elméleti modellek segítségével). Céлом az volt, hogy saját megfigyelések alapján minél több kontakt rendszer felszíni hőmérsékletét határozzam meg, ami a változócsillagok kutatásának igen elhanyagolt területe.

2.2. A csillagok kiválasztása

A mérési programomban szereplő csillagokat – egy kivétellel – a GCVS-ből (General Catalogue of Variable Stars) választottam ki. Az FU Draconisról pedig korábban már végeztem megfigyeléseket (bővebben Heiner, 2000), azonban abszolút fotometria céljából 3 színben ismét észleltem. A szelekció legfontosabb szempontja az volt, hogy az adott rendszer fényessége ideális legyen mind CCD-vel, mind pedig fotométerrel történő megfigyelés esetén. Így a határ kb. 6-10 magnitúdó közé esik. Ez alapján 39 csillagot választottam ki. A távcsőidő, a kedvezőtlen időjárási feltételek illetve a láthatóság miatt azonban 19 rendszerről sikerült méréseket végezni, melyek közül csak 13 fedési változóról kaptam értékelhető adatokat. A programcsillagok, és azok fontosabb adatai a 2. táblázatban találhatóak.

A mérés előkészítésének következő fő lépése az volt, hogy ezen fedési kettősökhöz megfelelő összehasonlító-csillagokat kerestem, az adott változó fényességváltozásának hitelesítésére (l. 3. ábra). Az összehasonlítókat a <http://simbad.u-strasbg.fr/sim-fid.pl> internetcímű adatbázis (l. 4. ábra) segítségével kerestem, mégpedig oly módon, hogy lekértem az adott változócsillagról megjelent publikációkat, és az ezekben mások által legtöbbször használt referenciacsillagot választottam. Abban az esetben, amikor nem találtam az elérhető publikációk közt az adott rendszerhez összehasonlító-csillagot, a *Guide 7.0* program segítségével kerestem konstans fényességű, a változóhoz kedvezően közel eső objektumot. Majd mindegyik esetben több helyen utánanéztem ezen referenciacsillagoknak, hogy eddig biztosan nem tapasztaltak-e fényességváltozást.

Csillag	V_{max} (mag)	V_{min} (mag)	periódus (nap)	epocha (HJD)	RA	DEC
CK Boo	8,99	9,26	0,3551501	2442896,8759	14 32 37	+09 20,0
I Boo	5,80	6,40	0,2678159	2439852,4903	15 02 08	+47 50,9
BO CVn	9,48	10,10				
FU Dra	10,55	11,10	0,3067180		15 34 45	+62 16,75
BV Dra	7,88	8,48	0,3500671	2444474,327	15 10 51	+62 02,5
BW Dra	8,61	9,08	0,2921671	2442572,538	15 10 50	+62 02,8
AK Her	8,29	8,77	0,42152201	2442186,460	17 11 43	+16 24,5
V829 Her	10,10					
XY Leo	9,45	9,93	0,2840969	2445074,4906	09 58 56	+17 39,1
W UMa	7,75	8,48	0,33363749	2445765,7385	09 40 15	+56 10,9
AW UMa	6,83	7,13	0,4387299	2444664,7993	11 27 26	+30 14,6
AH Vir	8,89		0,407521	2445814,385	12 11 48	+12 05,9
HT Vir	7,06	7,48				

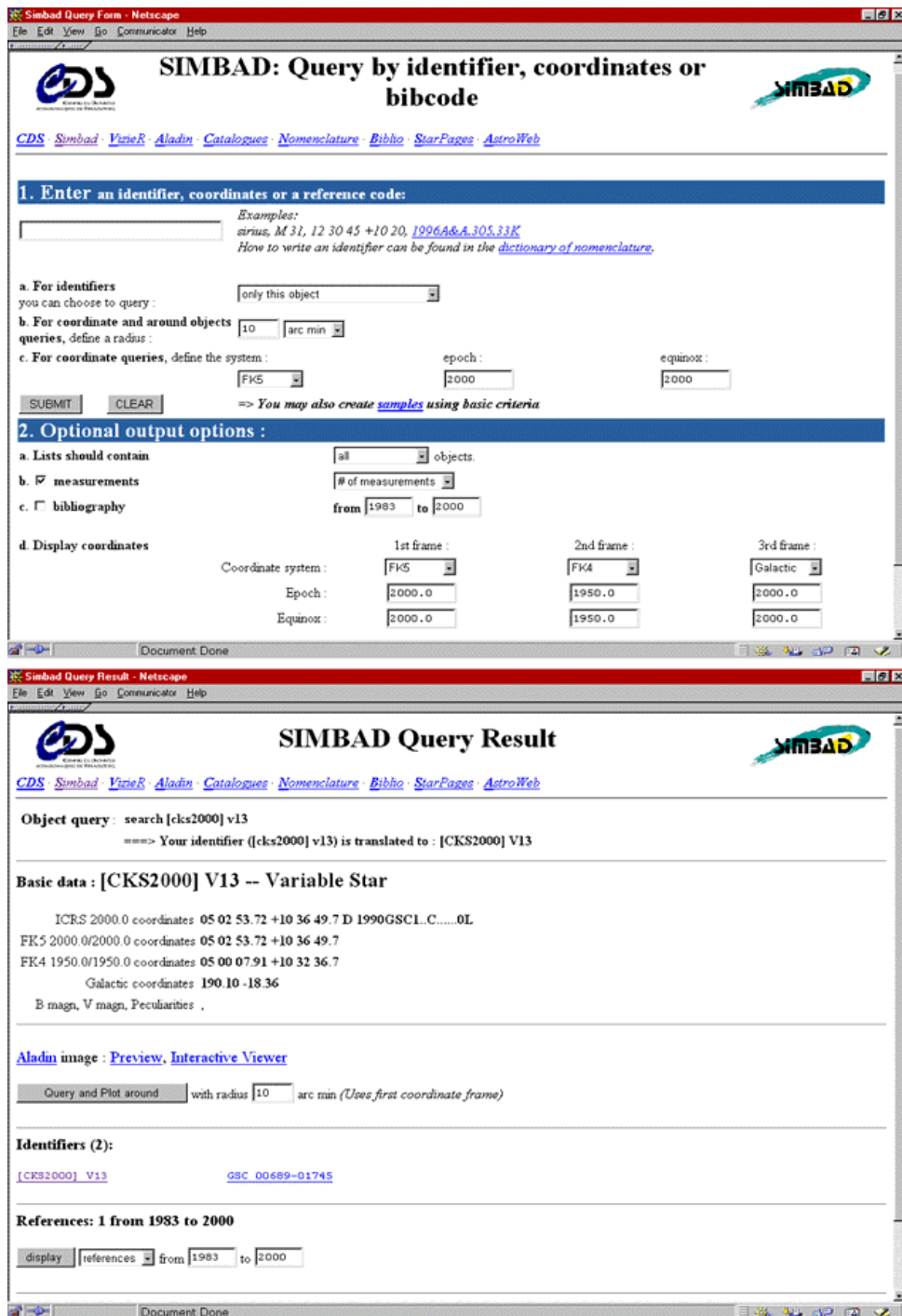
2. táblázat. A mérési programban szereplő csillagok adatai

Csillag	Összehasonlító	RA_{ref}	DEC_{ref}
CK Boo	HD128128	14 34 55,26	+09 53 11,5
I Boo	HD133962	15 05 25,83	+48 09 03,5
BO CVv	HD122384	14 00 35,75	+40 33 03,6
FU Dra	GSC 4181 1726 ³	15 34 38,10	+62 13 48,7
	GSC 4181 274 ⁴	15 34 59,87	+62 20 17,1
BV Dra	HD134417	15 06 44,36	+61 49 17,8
BW Dra	HD134417	15 06 44,36	+61 49 17,8
AK Her	HD155676	17 12 28,85	+16 30 30,4
V829 Her	HD152814	16 54 17,98	+35 07 41,3
XY Leo	BD+182306	10 01 23,9	+17 36 18,3
W UMa	HD83564	09 41 16,73	+55 51 59,4
AW UMa	HD99832	11 29 18,83	+30 25 28,3
AH Vir	HD106349	12 14 04,1	+12 08 50,7
HT Vir	HD120066	13 46 57,4	+06 21 02,3

³ referenciacsillag

⁴ ellenőrzőcsillag

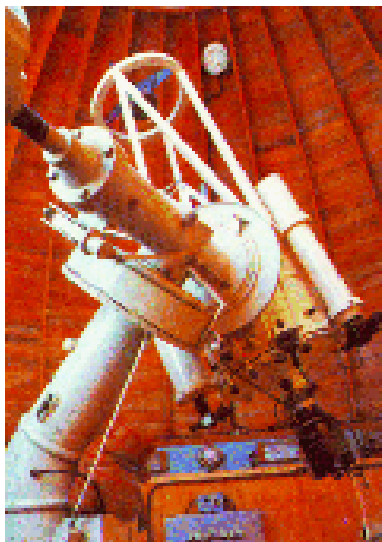
3. táblázat. A megfigyelt fedési kettősök összehasonlító és azok koordinátái.



4. ábra. A SIMBAD internetes adatbázis keresőfelülete.

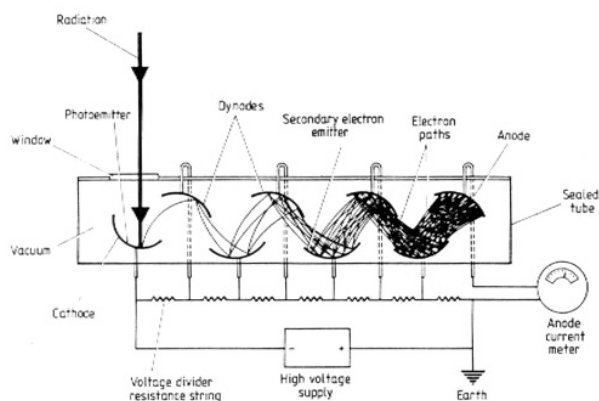
2.3. Távcsövek és detektorok

Piszkéstetői méréseimet az **50 cm-es Cassegrain**-teleszkóppal (törtoszlopos szerelésű) végeztem (l. 5. ábra), melynek fókusza 7,5 m. A megfigyelésekhez használt detektor egy egy-



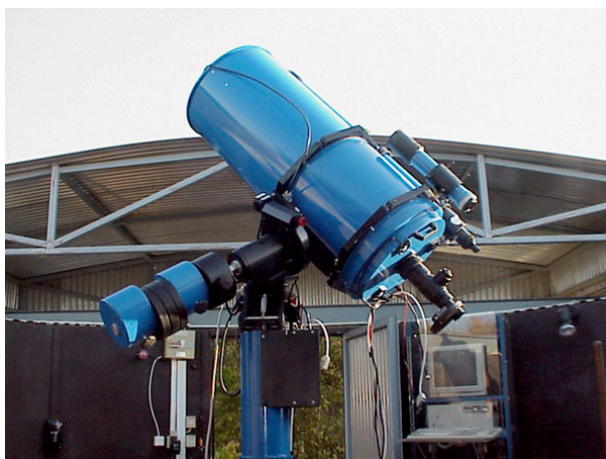
5. ábra. A piszkéstetői 50 cm-es Cassegrain-távcső.

csatornás **UBVRI fotoelektromos fotométer** volt. Sokáig ezen érzékelők voltak az ideális csillagászati detektorok. Érzékenységük 20-1200 nm közötti - a fotokatód anyagától függően. Az alábbi ábrán (l. 6. ábra) látható módon a beérkező foton vagy közvetlen a fotokatódra, vagy egy, a beérkező fotont elektronná konvertáló fotoemitterre esve a katódból elektront vált ki, mely anódok sorába csapódik be. Mivel az anódok egyre csökkenő potenciálon vannak, ezért a kilépési munka is kisebb, vagyis az egymást követő anódokra érve egy elektron mindig két (vagy több) elektront lök ki. Így az anódsor végére akár milliószeres erősítés is elérhető pl. 10 anód segítségével. Az egyes anódokból nem csak a beérkező elektronok, de a hőmozgások is képesek elektronokat kilökní, ami ha az első anódok valamelyikén történik ugyanúgy felerősödik, mint a beérkezett jel. Ezt a sötétzajt hűtéssel jelentősen csökkenteni lehet. A spektrális érzékenységet a katód határozza meg, illetve maga a detektor érzékenysége is függ a katód élettartamától - bizonyos kor után már nem használható egy PM (fotomultiplier) cső. Az időbeli feloldás növelhető, ha közel helyezkednek el egymáshoz az anódok és a katód.



6. ábra. Egy fotoelektronsokszorozó cső sematikus ábrázolása.

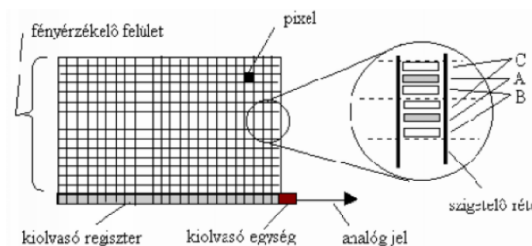
Szegeden a **40 cm** tükörátmérőjű, 1,22 m fókusztávolságú, német ekvatoriális szerelésű **Cassegrain**-típusú távcsővel (7. ábra) végeztem megfigyeléseket, **SBIG ST-9E** CCD kamerát használva.



7. ábra. A szegedi 40 cm-es Cassegrain-távcső.

Bajai méréseim pedig az **50 cm** tükörátmérőjű, f/8-as fényerejű, 4,2 m fókusztávolságú, villás szerelésű **Ritchey–Chrétien**-teleszkóppal végeztem (9. ábra). A megfigyeléseimhez **APOGEE AP7** típusú CCD-t használtam.

Az optikai CCD detektorok (ld. 8. ábra) olyan eszközök, melyek apró, μm nagyságrendbe tartozó, mátrixos elrendezésű cellái (pixelei) a fényre érzékenyek, mégpedig oly módon, hogy minden egyes cella a ráeső fény mennyiségével arányos mennyiségű elektront halmoz fel fotoeffektus útján. A megvilágítás után ezen elektronokat egy kiolvasó rendszer segítségével a kimenethez „visszük”, és itt mérjük meg az egyes pontokhoz tartozó töltésmennyiséget. Így ábrázolható az egyes pixelekhez tartozó, töltéssel arányos fényesség – azaz maga a kép.

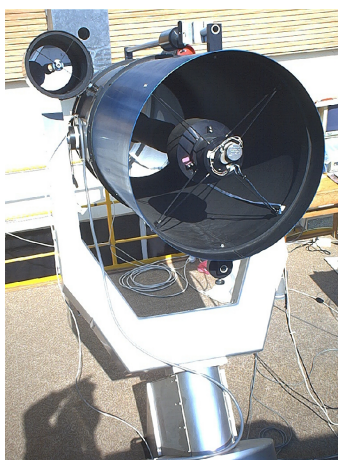


8. ábra. Egy CCD chip fényérzékelő felületének vázlata.

A CCD kamerák főbb jellemzői:

- Nagy kvantumhatásfok (hátsó megvilágítású CCD esetén elérheti a 80-90%-ot is).
- A vörös és infravörös tartományban jóval érzékenyebb, mint a kékben.
- A töltésmennyiség a beeső intenzitásnak több nagyságrenden keresztül lineáris függvénye (azaz nagy a dinamikai tartománya).
- Térbeli felbontása rosszabb, mint a fotolemezé, de CCD-vel rövidebb idő alatt halványabb objektumokat jeleníthetünk meg.
- Mint mindegyik mérőeszköz, a CCD is rendelkezhet véletlenszerű és szisztematikus hibával. Fontos megemlíteni a sötétzaj (elektronok foton nélkül is lesznek), illetve a kiolvasási zaj szerepét (bővebben Fűrész, 1998).

A CCD felvételeket jellemző tényezők kiszűrése és explicit figyelembe vétele nem hanyagolható el. Ezen kalibrálásokról bővebben a 3.2. fejezetben esik majd szó.



9. ábra. A bajai 50 cm-es Ritchey–Chrétien-távcső.

3. A mérések feldolgozása, kiértékelése

A különböző detektorokkal eltérő módon végeztem megfigyeléseimet, majd a kapott adatok kiértékeléseit. A következőkben külön-külön mutatom be a munkám folyamatát.

3.1. Fotoelektromos fotometria

Fotométerrel történő megfigyeléseimet a 2.3. fejezetben leírt rendszerrel végeztem Pizskéste-tőn. Áprilisban, júliusban és novemberben kaptam egy-egy hét távcsőidőt, azonban fotometri-ára alkalmas ég csupán 5 éjszaka volt. A kiértékelések után arra az álláspontra jutottam, hogy a továbbiakban mindössze két éjszaka eredményei használhatóak (kisebb felhőátvonulások miatt ugyanis nagy szórás mutatkozott). A méréseim során először mindig az összehasonlítocsillag, majd a változó, s végül pedig a háttér intenzitását detektáltam. Az alábbiakban a kapott *dat* kiterjesztésű fájlból bemutatok néhány sort (ld. 4.táblázat).

Időpont	Objektum-kód	Szűrő-kód	I_1	I_2	I_3
2452027,354107	20	2	1743	1748	1820
2452027,354669	20	3	2721	2843	2861
2452027,355230	20	4	5512	4923	4820
2452027,355791	20	5	2001	2062	1866
2452027,364114	30	2	161356	140711	162122
2452027,364675	30	3	244259	261187	279588
2452027,365236	30	4	321787	360966	369969
2452027,365798	30	5	62658	59722	59920
2452027,366369	30	2	174146	175712	181748
2452027,366930	30	3	254000	266274	271786
2452027,367492	30	4	386669	421179	407222
2452027,368053	30	5	69261	74280	78875
2452027,370149	11	2	813852	823501	819653
2452027,370710	11	3	1241496	1239300	1248223
2452027,371278	11	4	1640977	1646787	1646683
2452027,371839	11	5	270435	268596	269007
2452027,372826	20	2	2243	2862	2234

4. táblázat. A mérés során kapott adatok táblázatba rendezve

A 4. táblázatban az első oszlop a mérés időpontját rejt, a következő kettő az alábbi kódokat:

2	B szűrő	11	összehasonlító-csillag
3	V szűrő	20	háttér
4	R szűrő	30	változócsillag
5	I szűrő		

Az utolsó 3 oszlop pedig az adott objektumról beérkező intenzitásokat tartalmazza. A 4. táblázatban bemutatott fájlokat a 6.2.1. alfejezetben látható programom segítségével értékeltem ki. Az adatfeldolgozás során mindvégig az egyes objektumok intenzitásának átlagértékével számoltam. Interpoláció alkalmazásával vettem figyelembe a háttér értékét. Végül a (4) egyenlet segítségével differenciális fotometriát végeztem a Pizskéstetőn megfigyelt rendszerekre. A kapott eredményeimet a 5. táblázat, valamint a 6.1. fejezet tartalmazza.

Csillag	$(B - V)_1$ (mag)	$(V - R)_1$ (mag)	$(V - I)_1$ (mag)
HT Vir	$-0,045 \pm 0,02$	$-0,014 \pm 0,01$	$-0,028 \pm 0,01$
AH Vir	$-0,238 \pm 0,067$	$-0,069 \pm 0,04$	$-0,252 \pm 0,03$
AW UMa	$-0,108 \pm 0,016$	$-0,058 \pm 0,022$	$-0,131 \pm 0,016$
W UMa	$-0,443 \pm 0,001$	$-0,158 \pm 0,007$	$-0,305 \pm 0,010$
CK Boo	$-0,097 \pm 0,018$	$-0,048 \pm 0,030$	$-0,095 \pm 0,014$
AK Her	$-0,019 \pm 0,020$	$+0,008 \pm 0,004$	$+0,014 \pm 0,007$
Csillag	$(B - V)_2$ (mag)	$(V - R)_2$ (mag)	$(V - I)_2$ (mag)
HT Vir	$-0,078 \pm 0,028$	$-0,001 \pm 0,010$	$-0,019 \pm 0,010$
AH Vir	$-0,348 \pm 0,001$	$-0,141 \pm 0,002$	$-0,254 \pm 0,032$
AW UMa	$-0,011 \pm 0,014$	$-0,096 \pm 0,005$	$-0,033 \pm 0,003$
W UMa	$-0,391 \pm 0,063$	$-0,123 \pm 0,075$	$-0,237 \pm 0,091$
CK Boo	$-0,021 \pm 0,009$	$+0,014 \pm 0,009$	$+0,028 \pm 0,036$
AK Her	$+0,062 \pm 0,012$	$+0,010 \pm 0,010$	$+0,008 \pm 0,023$
XY Leo	$+0,301 \pm 0,020$	$+0,198 \pm 0,010$	$+0,422 \pm 0,025$
44i Boo	$+0,611 \pm 0,014$	$+0,285 \pm 0,018$	$+0,706 \pm 0,013$

5. táblázat. A Pizskéstetőn mért csillagok differenciális színindexei

Az 5. táblázatban szereplő 1 és 2 indexek az észlelés időpontjára vonatkoznak: sorrendben 2001.április 26-át valamint 2001.április 27-ét jeleznek. A változócsillagokhoz használt referenciacsillagokat a 3. táblázatban mutattam be. A többi objektumról az adatok meglehetősen nagy szórása miatt nem sikerült érdemi információt szerezni. Mivel a körülmények miatt nem tudtam megfigyeléseket végezni standard csillagokról, így a kitűzött cél elérése érdekében a továbbiakban standard transzformációval abszolút fotometriát szeretnék végezni.

3.2. CCD fotometria

3.2.1. Bajai megfigyelések

Bajai méréseimet az FU Draconis kettőscsillagról 2001. augusztus 11. és 16. között végeztem a 2.3. fejezetben bemutatott rendszerrel. Összehasonlítócsillagnak a GSC 4181 1726, ellenőrzőcsillagnak pedig a GSC 4181 274 számú csillagokat használtam (a 3 objektum egy frémén van). A felvételeket Johnson BVR rendszerben készítettem. Három éjszaka volt észlelésre alkalmas; az első éjszaka (13/14-én) 129 képet vettem fel a három szűrővel, a következő éjjel 140 V, 15/16-án pedig 132 V felvételt készítettem.

A változó mérése után első éjszaka Landolt standardokat (SA 112-223, SA 112-250, SA 112-275) mértem (a 3 csillag egy képen van), mindhárom szűrővel 6-6 képet készítettem róluk. A Baján megfigyelt fedési kettőst a *Hipparcos* műhold fedezte fel a 90'-es évek elején. Fényváltozását már az ezt megelőző évben is nyomon követtem, valamint meghatároztam fontosabb fizikai paramétereit (Heiner, 2000). Így méréseim célja az volt, hogy a rendszer felszíni hőmérsékletét meghatározzam, valamint ezen túlmenően az imént említett dolgozatomban kapott hőmérsékletadatokkal összevegyem eredményeimet.

Felvételeimet az *IRAF* csillagászati képfeldolgozó rendszer segítségével értékeltem ki. A CCD képek készítésével egyidőben sötétképeket is vettem fel, így dark-korrekciónak kellett végeznem utólag. Ezt a következőképpen valósítottam meg:

A sötétzaj korrelált – bizonyos pixelek mindig több elektront vesznek magukba – amit ún. sötétkép készítésével vehetünk figyelembe. A sötétképet digitálisan levonjuk az elkészített képből:

$$I(x, y) = I(x, y) - D(x, y) \quad (30)$$

Az eredménynek is lesz hibája, s hogy ezt csökkentjük, átlagolnunk kell a sötétképeket:

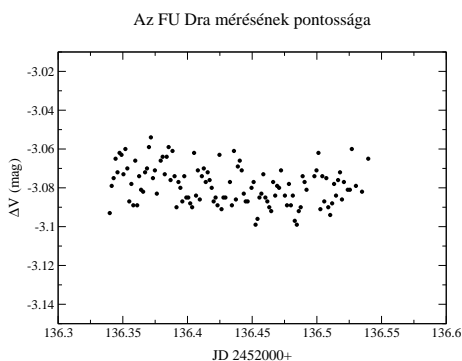
$$D = \frac{1}{N} \sum_i^n D_i(x, y) \quad (31)$$

Az *IRAF/imcomb* taszk használatával medián átlagolással készítettem minden egyes napra egy-egy átlagolt sötétképet, listafájlokba írtam az adott éjszaka képeit, majd az *imarith* segítségével a (30) egyenletet alkalmazva kivontam minden képből az átlagolt dark képet. A képek 20-as sorozatokban készültek, minden egyes sorozat elején egy-egy újabb sötétkép készült.

Flat-korrekciónak elvégzéséhez a hajnali szürkületben készítettem különböző átlagintenzitású (10 és 45 ezer *ADU* közötti átlagok) képeket. Ez a korrekció az egyes pixelek eltérő érzékenységét veszi figyelembe. Azonos fényességhez ugyanis nem ugyanolyan intenzitás tartozik,

melynek okai lehetnek pl. porszemek (diffrakciós gyűrűk), illetve a beállítási hibák. Először az egyenletesen megvilágított látómezőről ún. flatfield képeket készítünk, átlagoljuk őket, majd korrigáljuk a bias-szintre⁵ és egyre normáljuk. Végül ezzel leosztva a korrigálni kívánt képet, visszaállíthatjuk a helyes intenzitás-eloszlást. E korrekciót az *IRAF/flatcombine* taszkjának segítségével, szintén medián átlagolással készítettem minden egyes éjszakára egy-egy flatfield képet.

A csillagok fényességmérését az *IRAF/noao/digiphot/apphot* taszkkal végeztem, egyszerű apertúrafotometriát használva. Az apertúra sugarait az egyes képeken az *imexam*-mal adtam meg – figyelembe véve a csillagprofilok félértékszélességét –, majd a háttér szórását is meghatároztam. Az *apphot* taszkot nem interaktív módban futtattam, a képeket 10-es sorozatokban értékeltem ki. Bemelő koordinátáifájlnak mindig az előző sorozat utolsó képének koordinátáit adtam meg a *txdump* segítségével. A kimenő adatfájl első oszlopában mindig a változó, második és harmadik oszlopában az összehasonlító (GSC 4181 1726) és ellenőrző (GSC 4181 274) csillagok fényességértéki szerepeltek. Az egyes képek elkészítésének időpontjait a használt taszk segítségével automatikusan kiírtam. Fényességmérésem pontosságát az összehasonlítócsillag és az ellenőrzőcsillag különbsége mutatja (l. 10. ábra).

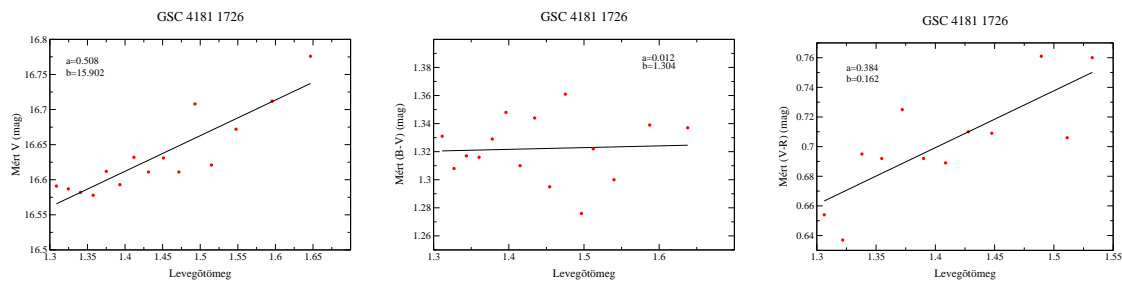


10. ábra. A bajai mérés pontossága.

A grafikonról leolvasható, hogy az égbolt minősége csekély mértékben változott: a szórás értéke 0,025 magnitúdó körüli. A változó fénygörbéjének elkészítéséhez az időpontokat átszámítottam egy egyszerű *awk* program segítségével Julián-dátummá, valamint a változócsillag – kiértékelés során kapott – fényességéből kivontam az összehasonlítóét (azaz differenciális fotometriát végeztem). A következő lépés a standard transzformáció elvégzése volt.

⁵Ez azt mondja meg, hogy 0 expozíciós időnél adott pixelhez hány elektron tartozik. Szintén átlagolni kell; előnyös, hogy gyárilag beépítik a bias-kép készítést a kamerákba. A sötétzaj-korrekcióval egyben a bias-korrekciót is elvégezhetjük.

Standard transzformáció. Az FU Dra-t illetve az összehasonlító csillagját egész éjszaka figyeltem, így különböző horizont feletti magasságokban (pontosabban zenittávolságban) vannak mérési pontjaim. Az előzőekben leírtak alapján (ld. (13), (14), (15) egyenletek) a 2-es számú melléklet tartalmazza a programomat, amely segítségével az adott időpontokhoz és koordinátákhoz tartozó levegőtömegeket kiszámítottam, majd felrajzoltam a megfigyelt fényességet a levegőtömeg függvényében, amelyet a 11. ábra mutat (sorban: v , $b - v$, $v - r$ színekben).



11. ábra. Az extinkciós koefficiens meghatározása.

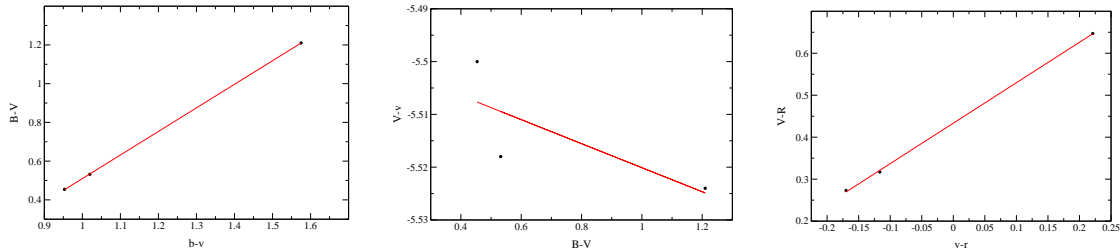
Az extinkciós koefficiens értékét, valamint az extinkcióra korrigált fényességeket az összehasonlítóra a 15. egyenlet alapján határoztam meg.

ext. együttható	értéke	szórása
k_V	0,508	0,073
k_{B-V}	0,012	0,064
k_{V-R}	0,384	0,093

6. táblázat. Az extinkciós koefficiens értékei

A továbbiakban a változócsillag megfigyelése után mért standard csillagokra szintén meghatároztam a levegőtömegeket, majd az 6. táblázatban közölt adatokat felhasználva, a (18), (19), (20) egyenletekbe való behelyettesítéssel kiszámítottam az extinkcióra korrigált fényességeket. Az összehasonlító által meghatározott extinkciós tagok alkalmazását egyrészt az teszi indokolttá, hogy a Landolt standardokat csak az éjszaka második felében, a változó mérése után észleltem nagyon rövid ideig (kb. 1 óra), így ezen idő alatt csekély mértékben változott a csillagok levegőtömege; másrészt pedig ugyanolyan zenittávolságnál kezdtem el az észlelésüket, mint ahol a referenciacsillag mérését befejeztem. Így az extinkciós korrekció elvégzése után meghatároztam a (22), (23), (24) függvények alkalmazásával mindig két-két Landolttal az ϵ , μ , ψ transzformációs együtthatókat, valamint a ζ_V , ζ_{BV} , ζ_{VR} , zérusponti állandókat a rendszerre, majd a kapott érték segítségével kiszámítottam a kimaradt 3. csillag standard fényességét, és összevettem az irodalmi értékkel. Mindezt 3 sorozatban elvégeztem, ezzel ellenőrizve számításaimat. Eredményeim 0,01 magnitúdós pontosságon belül maradtak mindvégig. Így ezek után

kiszámítottam a távcsőkonstansok átlagértékét, valamint felrajzoltam a transzformációs egyenletek által meghatározott egyeneseket, melyek a 12. ábrán láthatóak (sorban: $b - v$, v , $v - r$; a kisbetűk az általam mért – extinkcióra korrigált –, a nagybetűk a standard értékeket jelölik). A transzformáció elvégzéséhez a szükséges standard értékeket a 7. táblázatban foglaltam össze.



12. ábra. A bajai távcsőkonstansok meghatározása.

Csillag	RA	DEC	V (mag)	$B - V$ (mag)	$V - R$ (mag)
SA 112-223	20 42 15	+00 08 44	11,4	0,454	0,273
SA 112-250	20 42 27	+00 07 25	12,1	0,532	0,317
SA 112-275	20 42 36	+00 07 03	9,9	1,210	0,647

7. táblázat. A standard csillagok fontosabb adatai

ϵ	σ_ϵ	μ	σ_μ	ψ	σ_ψ
-0,0066	0,0048	1,2021	0,0228	0,9165	0,0724
ζ_V	σ_{ζ_V}	ζ_{BV}	$\sigma_{\zeta_{BV}}$	ζ_{VR}	$\sigma_{\zeta_{VR}}$
-5,508	0,006	-0,6924	0,0232	0,4260	0,0104

8. táblázat. A transzformációs együtthatók és zérusponyi állandók

Az így előállt távcsőállandók és zérusponyi tagok (ld. 8. táblázat) ismeretében kiszámítottam az összehasonlító, majd a változó standard V fényességét és színindexeit, melyet a 9. táblázat valamint a 13. és 14. ábra mutat.

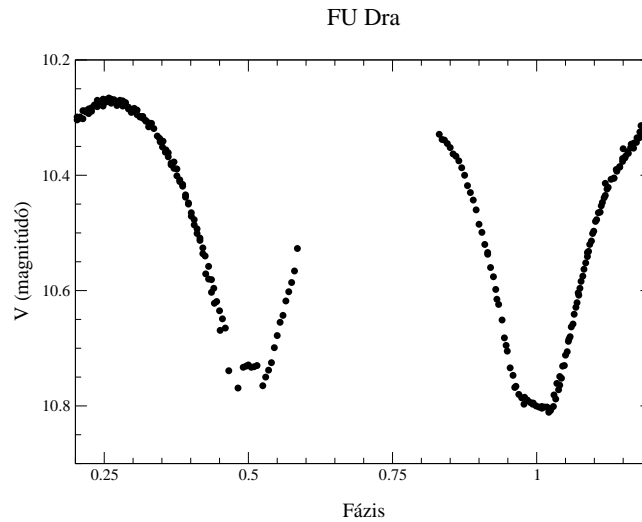
Magnitúdó	FU Dra	GSC 4181 1726
V_{min}	10,80	-
V_{max}	10,27	10,39
σ_V	0,02	0,02
$B - V$	0,395	0,875
σ_{BV}	0,029	0,019
$V - R$	0,358	0,574
σ_{VR}	0,035	0,030

9. táblázat. A megfigyelt csillagok standard adatai

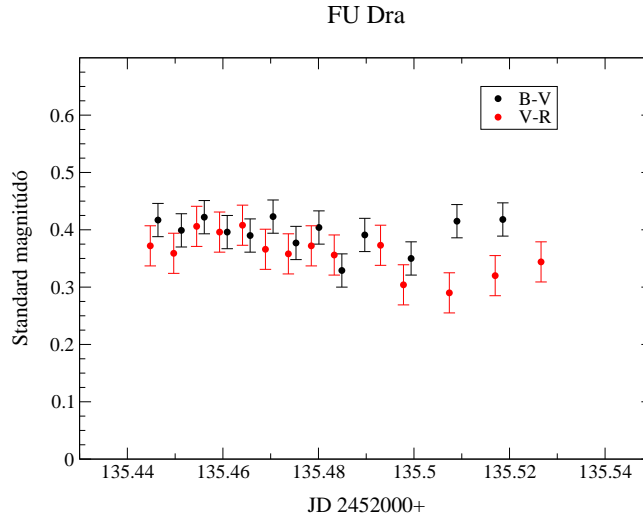
A 13. ábrán a megfigyelt kettős fázisdiagramja, a 14. ábrán pedig a színindexe látható. A fázisdiagram elkészítéséhez szükség volt a periódus pontos értékére, amit korábbi munkám során (Heiner, 2000) határoztam meg. A fázist a következőképpen számolhatjuk ki:

$$\varphi = \frac{t - t_0}{P} - \text{int} \left(\frac{t - t_0}{P} \right) \quad (32)$$

ahol t : időpont (JD), t_0 : epocha, P : periódus. A rendszer színindexét tüzetesebben megnézve azt láthatjuk, hogy értékük jó közelítéssel állandónak mondható, ez azzal magyarázható, hogy mindkét komponens **közel** azonos felszíni hőmérsékletű.



13. ábra. Az FU Dra standard V fázisdiagramja



14. ábra. Az FU Dra standard színindexei

3.2.2. Szegedi észlelések

Észleléseimet Szegeden 2001. július 5-6. között végeztem az alábbi W UMa-csillagokra: *CK Boo*, *AK Her*, *BO CVn*, *BV Dra*, *BW Dra*, *V829 Her*. A megfigyeléseim során használt összehasonlítócsillagok a 3. táblázatban találhatóak. A felvételeket *Johnson-Cousins BVRI* rendszerben készítettem. Az első éjszaka összesen 200, a második éjszaka pedig 260 felvételt vettem fel az objektumokról a négy szűrővel. Mivel a rendszer látómezeje kicsi (7.7 ívperc), így a megfigyelés során először mindig a változóról, utána pedig a referenciacsillagáról csináltam „képet”, mindegyik szűrővel 5 – 5 felvételt készítettem az egyes objektumokról mindkét éjszaka. Ezt egyrészt az indokolja, hogy az éjszaka során így minél több rendszert tudtam megfigyelni; másrészt, mivel a megfigyelt fedési változók színindexe jó közelítéssel állandó, így elegendő rövid ideig mérni. A második éjszaka Landolt standardokat is mértem (Landolt, 1992), melyek a 10. táblázatban találhatóak. A képeket szintén az *IRAF* csillagászati képfeldolgozó

Field: PG 1633 +099 RA 16:35:24 DEC +09:47:50				
Csillag	V (mag)	B – V (mag)	V – R (mag)	V – I (mag)
A	15,256	0,873	0,505	1,016
B	12,969	1,081	0,590	1,092
C	13,229	1,134	0,618	1,141
D	13,691	0,535	0,324	0,651

10. táblázat. A standard csillagok fontosabb adatai

programcsomag segítségével értékeltem ki. Az adatok feldolgozása során sötétkép-korrekciót nem kellett végezni, mert a kamera minden egyes felvétel előtt készített egy darkképet, amit

automatikusan levont minden képből. Flatkorrekció elvégzéséhez az esti szürkületben készítettem különböző átlagintenzitású felvételeket. Az egyes szűrőkkel készített fletekből az *imcomb* taszkot használva medián átlagolással készítettem egy-egy átlagolt flatfield képet, amit az *imstat* és az *imarith* taszk segítségével egyre normáltam. Majd a kapott képekkel szűrőnként – listafájlokat használva – leosztottam a felvételeket.

A flatkorrekció elvégzése után az *imexamine* segítségével megnéztem a csillagok radiális profilját, valamint a háttér szórását. A kiértékeléshez szükséges volt meghatároznom az objektumok félértékszélességét, az apertúra sugarát, a háttér szórását, valamint az *annulus*⁶ és a *dannulus*⁷ értékét, oly módon, hogy minden egyes felvétel kiértékelése során ugyanazokat az „adatokat” tudjam felhasználni a differenciális fotometria és a standard transzformáció alkalmazása miatt.

A csillagok fényességmérését az *IRAF/noao/digiphot/daophot* taszkkal végeztem. A *phot* taszkot interaktív módban futtattam, az egyes képek készítésének időpontjait automatikusan kiírtam. A kiértékelés során kapott eredményfájlból a *txdump*-ot használva fájlokba írtam az egyes objektumok megfigyelésének időpontjait és a kapott instrumentális magnitúdóértékeket, majd kiszámítottam az egyes időpontokhoz tartozó Julián-dátumokat. Végül differenciális fotometriát végeztem.

Standard transzformáció. A standard csillagokat is az imént leírtak alapján értékeltem ki. Extinkciós korrekciót nem végeztem, mert az egyes objektumokat viszonylag rövid ideig figyeltem meg. Differenciális fotometriánál az extinkciós korrekció fontossága erősen csökken, mert a levegőtömeg meghatározásához a változó és összehasonlító levegőtömegének különbségét írjuk, ami ilyenkor a csillagok „közelsége” miatt igen kicsi érték.

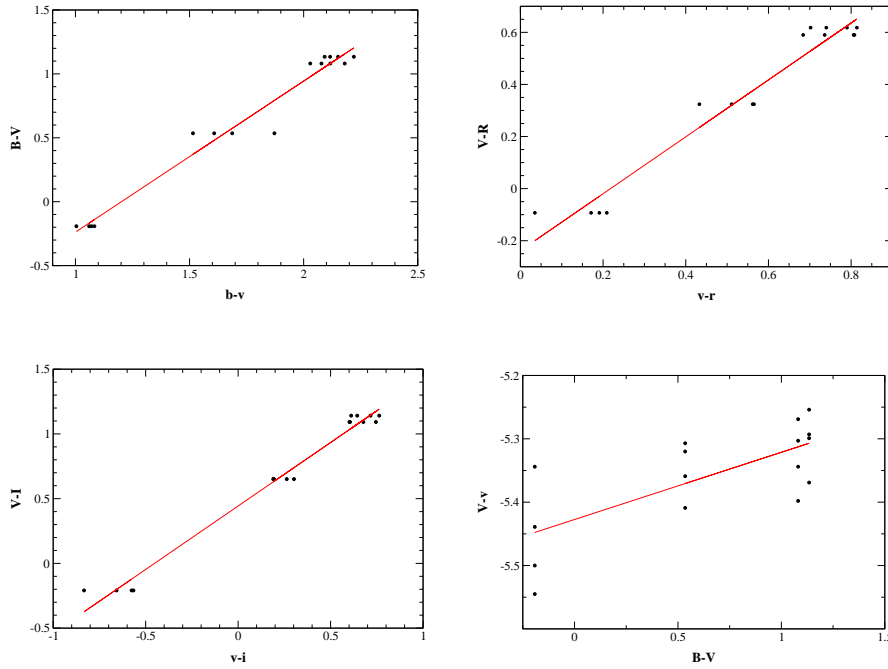
A (22) – (25)-ös egyenletek felhasználásával felrajzoltam a Landoltok mért színindexeit a standard értékek függvényében, majd a kapott pontokra egyenest illesztettem, és meghatároztam az ϵ , μ , ψ η transzformációs együtthatókat, valamint a ζ_V , ζ_{BV} , ζ_{VR} , ζ_{VI} zérusponthi állandókat, melyeket a 15. ábra mutat. Az illesztés során kapott adatokat a 11. táblázatban foglalom össze.

A további számításaimnál a $(B - V)$ értékeket nem mutatom be, mert a standard csillagok B színben halványak lettek a felvételeken, és 0,15 magnitúdós szórása lett pusztán a fényességmérésemnek e színben.

Ezt követően szintén a (22) – (25)-ös egyenletekbe behelyettesítettem a transzformációs

⁶Annak a körgyűrűnek az átmérője, ahonnan a háttér figyelembe vesszük (pixelben adjuk meg) a kiértékelés során.

⁷A körgyűrű vastagsága; 5 pixel az ideális.



15. ábra. A szegedi távcsőkonstansok meghatározása.

ϵ	σ_ϵ	μ	σ_μ	ψ	σ_ψ	η	σ_η
0,106	0,028	1,182	0,056	1,092	0,065	0,981	0,036
ζ_V	σ_{ζ_V}	ζ_{BV}	$\sigma_{\zeta_{BV}}$	ζ_{VR}	$\sigma_{\zeta_{VR}}$	ζ_{VI}	$\sigma_{\zeta_{VI}}$
-5,427	0,023	-1,420	0,100	-0,238	0,039	0,442	0,021

11. táblázat. A transzformációs együtthatók és zérusponti állandók értékei

együtthatókat, a zérusponti állandókat és a megfigyelt referenciacsillagok instrumentális magnitúdóit, és kiszámítottam ezen objektumok standard V fényességét, valamint színindexeit. A kapott eredményeim a következő táblázat mutatja (12. táblázat):

Csillag	V (mag)	V - R (mag)	V - I (mag)
HD 155676	8,870±0,051	0,321±0,065	0,639±0,057
HD 122384	8,841±0,015	0,286±0,018	0,568±0,010
HD 134417	8,704±0,007	0,165±0,012	0,365±0,012
HD 128128	7,885±0,075	0,329±0,081	0,651±0,071
HD 152814	7,870±0,020	0,166±0,026	0,395±0,065

12. táblázat. A referenciacsillagok standard V fényessége és színindexei

Az így kapott standard értékeket ellenőriztem a *Simbad* adatbázison keresztül. V fényességben az adatok 0,02 magnitúdós pontosságon belül megegyeztek az irodalmi értékekkel. A színindexekre – sajnos – nem találtam referenciát. A továbbiakban elvégeztem a standard

transzformációt a (27) – (29)-es egyenletekkel a változócsillagokra is (ld. 13. táblázat, valamint a 6.1. fejezet).

Csillag	$V_{pill.}$ (mag)	$V - R$ (mag)	$V - I$ (mag)
AK Her	$8,883 \pm 0,071$	$0,451 \pm 0,092$	$0,735 \pm 0,075$
BO CVn	$9,339 \pm 0,055$	$0,162 \pm 0,012$	$0,417 \pm 0,012$
BV Dra	$7,831 \pm 0,008$	$0,294 \pm 0,015$	$0,619 \pm 0,019$
BW Dra	$8,782 \pm 0,011$	$0,312 \pm 0,013$	$0,675 \pm 0,019$
CK Boo	$8,933 \pm 0,014$	$0,288 \pm 0,022$	$0,603 \pm 0,025$
V829 Her	$10,163 \pm 0,022$	$0,349 \pm 0,019$	$0,662 \pm 0,095$

13. táblázat. A kontakt rendszerek standard V fényessége és színindexei

Mivel a kontakt rendszerek színindexeinek mérésére az irodalomban nem találtam referenciát, így a kapott eredményeimet nem tudtam összevetni eddigi megfigyelésekkel.

4. Hőmérséklet-kalibráció kontakt rendszereknél

4.1. Hőmérsékletekről - általában (avagy: távcsőből hőmérő?)

Az 1.1. fejezetben említett sugárzási törvények egyik fontos alkalmazása a magas hőmérsékletek mérése, kb. 600°C -tól felfelé. Ha a kérdéses test fekete testnek tekinthető, akkor valódi T hőmérsékletét akár a teljes sugárzás méréséből a Stefan-Boltzmann-törvény alapján, akár a λ_{max} kísérleti meghatározásából a Wien-törvény alapján, akár pedig valamely $E_\lambda d\lambda$ méréséből a Planck-törvényből kiszámíthatjuk. Ha a csillag abszolút fekete testként sugározna, akkor kiválasztva a csillag színeképeinek megfelelő *Planck-görbét*, meghatározható lenne a csillag hőmérséklete. A csillagok sugárzási áramának a hullámhossztól való $I(\lambda)$ függése kismértékben ugyan, de eltér a Plack-féle függvénytől. Ezért attól függően, hogy milyen módszerrel hasonlítjuk össze a csillag $I(\lambda)$ mért sugárzási áramát a *Planck-függvénnyel*, különböző hőmérsékletértékeket kapunk. Ezek közül a legfontosabbak:

Effektív hőmérséklet: A leggyakrabban használt hőmérséklet. Egy csillag effektív hőmérséklete megegyezik annak az abszolút fekete testnek a hőmérsékletével, amely felületegységként és másodpercenként ugyanannyi F energiát sugároz ki, mint a csillag. Így a Stefan-Boltzmann-törvény (ld. (1) egyenlet) felhasználásával F meghatározható. Azonban ismernünk kell a csillag R sugarát és tőlünk mért r távolságát, mert:

$$F = \frac{L}{4\pi R^2} = \sigma T_{eff}^4, M_{bol} - 4,72 = -2,5 \log \frac{L}{L_\odot} \quad (33)$$

ahol L_\odot a Nap luminozitása, L a csillag luminozitása, T_{eff} az effektív hőmérséklete, M_{bol} a bolometrikus magnitúdó, mely a távolság ismeretében a 5. egyenletből kiszámítható. Így T_{eff} közvetlen meghatározása minden nehézség nélkül csak a Nap esetében mérhető meg ($T_{\odot eff} = 5785 \pm 5K$). Az M_{bol} abszolút bolometrikus magnitúdó és az effektív hőmérséklet között a következő összefüggés áll fenn:

$$M_{bol} = M_{\odot bol} - 5 \log \frac{R}{R_\odot} - 10 \log \frac{T_{eff}}{T_{\odot eff}} \quad (34)$$

ahol R és R_\odot a csillag és a Nap sugara, T_{eff} és $T_{\odot eff}$ pedig az effektív hőmérsékletük. Lényeges kihangsúlyozni, hogy $T_{eff} \neq T$ ($r = R$), ugyanis pl. a fotoszféra tetején a hőmérséklet alacsonyabb lehet. Meg kell említenem az $T_{eff} \sim$ spektráltípus szerinti osztályozást:

Spektráltípus	T_{eff} (K)	Elemek vonalai
O	≥ 30000	HeII
B	30000-10000	HeI, H
A	10000-7500	H, Ca
F	7500-6000	Ca, Mg, FeII, FeI
G	6000-5000	Ca, Mg, FeII, FeI
K	4900-3500	Ca, Mg, FeII, FeI
M	≤ 3500	Ca, Mg, FeII, FeI, TiO, CN

14. táblázat. A különböző spektráltípusokra jellemző paraméterek

Wien-féle hőmérséklet: A *Wien-féle eltolódási törvény* alapján (ld. (2) egyenlet) definiálhatunk egy Wien-hőmérsékletet oly módon, hogy behelyettesítünk a (2) egyenletbe, ahol λ_{max} a maximális intenzitáshoz tartozó hullámhossz.

Színhőmérséklet: A színhőmérséklet olyan abszolút fekete test hőmérséklete, amelynek sugárzási árama a megfigyelési színek tartományban ugyanolyan eloszlást mutat, mint a csillag sugárzási árama. A színhőmérséklet mérésének az elve röviden a következő. Mérjük meg a csillag sugárzási áramát két különböző (λ_1 és λ_2) hullámhossznál. Fektessünk az így kapott két pontra egy Planck-görbét. Az így kapott Planck-görbéhez tartozó hőmérsékletet nevezzük színhőmérsékletnek. Matematikai formulával:

$$m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2} = \frac{A_{\lambda_{12}}}{T_{sz}} + C_{\lambda_{12}} \quad (35)$$

ahol m_{λ_1} és m_{λ_2} adott hullámhosszakhoz tartozó magnitúdó, $A_{\lambda_{12}}$ és $C_{\lambda_{12}}$ csak λ_1 -től és λ_2 -től függő állandók, T_{sz} pedig a csillag színhőmérséklete. Mivel $m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2}$ szoros összefüggést mutat a csillag színhőmérsékletével, így e kifejezést ($\lambda_1 < \lambda_2$) színindexnek nevezzük. Ha $\lambda_1(B) = 440$ nm és $\lambda_2(V) = 550$ nm értékeket használjuk, akkor a (35) egyenletbe írva a következő közelítő formulához jutunk:

$$B - V = \frac{7200}{T_{sz}} - 0,53 \quad (36)$$

Fontos kihangsúlyozni azonban, hogy a mérést meghatározott hullámhosszak helyett hullámhossztartományokban végezzük, valamint a csillagok nem pontosan úgy sugároznak, mint egy abszolút fekete test, így T_{sz} értéke csak közelítő jellegű értéket szolgáltat (bővebben Marik, 1989).

4.2. A megfigyelt változócsillagok hőmérsékletének mérése

A megfigyelt kettősök színképtípusa A-típusnál későbbi, többnyire G–K közötti. Luminozitási osztályuk V, tehát kis tömegű, fősorozathoz közeli objektumok (törpék). Mivel a rendszerek színindexe állandó, azaz a komponensek hőmérséklete közel azonos, így mind a két komponensre jellemző, átlagos effektív hőmérsékletet határoztam meg a kiértékelések során kapott színindexekből. Ezek figyelembevételével az alábbiakban bemutatott módon végeztem a színindex-hőmérséklet kalibrációját (Houdashelt, M. L. et al, 2000).

Szín	Csillagok	a	σ_a	b	σ_b	c	σ_c
$B - V$	törpék	8330,06	114,50	-4924,18	318,54	1410,47	200,66
$V - R$	törpék	8757,63	235,10	-10410,8	1081,3	6078,04	1101,99
$V - I$	törpék	9058,78	166,92	-6152,43	403,46	1987,84	217,38

15. táblázat. Empirikus szín-hőmérséklet reláció Johnson ill. Cousins rendszerre

A 15. táblázatban található **a**, **b**, **c** konstansok, és valamely standard **sz** színindex ismeretében a csillagok effektív hőmérséklete meghatározható egy másodfokú egyenlettel:

$$T_{eff} = a + b(sz) + c(sz)^2 \quad (37)$$

Így ezen formulába behelyettesítve az általam kiszámított standard színindexekből meghatároztam a megfigyelt kontakt rendszerek felszíni hőmérsékletét, amelyet a 16. táblázatban foglaltam össze. Számításaim során figyelembe vettem az **a**, **b**, **c** konstansok szórását oly módon, hogy az egyes színindexekből minimális és maximális hőmérsékleteket számoltam, majd majd ezek átlagértékeit és szórását felhasználva az alábbi módon határoztam meg a változók effektív hőmérsékletének ún. súlyozott átlagát és szórását (ld. (38) egyenletek):

$$\bar{T}_{eff} = \frac{\frac{T_1}{\sigma_1} + \frac{T_2}{\sigma_2}}{\frac{1}{\sigma_1} + \frac{1}{\sigma_2}} \quad \sigma = \left(\frac{\sigma_1^2 + \sigma_2^2}{2} \right)^{0.5} \quad (38)$$

Csillag	T_{B-V}	T_{V-R}	T_{V-I}	\bar{T}_{eff}
FU Dra	6600 ± 300	5800 ± 750		6360 ± 570
AK Her		5300 ± 800	5600 ± 500	5490 ± 760
BO CVn		7200 ± 400	6800 ± 400	7020 ± 400
BV Dra		6200 ± 600	6000 ± 500	6100 ± 570
BW Dra		6100 ± 600	5800 ± 540	5940 ± 610
CK Boo		6300 ± 600	6100 ± 500	6160 ± 560
V829 Her		5900 ± 700	5900 ± 500	5860 ± 640

16. táblázat. A megfigyelt objektumok effektív hőmérséklete (Kelvinben)

A számításaim eredményeként kapott hőmérsékletértékek jó egyezést mutatnak az irodalmi értékekkel (Maceroni et al. , 1996; Eggen, 1967; Mochnacki, 1981), amint ezt a következőkben bemutatásra kerülő 17. táblázat is mutatja.

5. Eredményeim

A kontakt kettőscsillagok standard színindexeinek illetve hőmérsékletének mérése a változócsillagászat eléggé elhanyagolt területe. Megfigyeléseket 13 rendszerről végeztem. A kiértékelések során 7 fedési kettős standard színindexeit határoztam meg, melyek közül egy változónak összeállítottam a fázisdiagramját (13. ábra). Egy elméleti modellezésből kapott színindex-hőmérséklet-reláció felhasználásával meghatároztam a megfigyelt objektumok egyes színindexeihez tartozó effektív hőmérsékletek átlagértékeit, majd kiszámítottam ezen átlagértékekből a 7 változóra a felszíni hőmérsékletük ún. súlyozott átlagát. Eredményeimet a 17. táblázatban foglaltam össze; a spektráltípus megnevezését a *Simbad* és a *Hipparcos* adatbázisokból gyűjtöttem össze, és e spektráltípusokhoz tartozó hőmérsékletértékeket a [3] könyv alapján ellenőriztem.

Csillag	Sp. típus	$B - V$ (mag)	$V - R$ (mag)	$V - I$ (mag)	T_{eff} (K)	irod. T_{eff} (K)
CK Boo	F8		$0,288 \pm 0,022$	$0,603 \pm 0,025$	6160 ± 560	
BO CVn	A5? F5?		$0,162 \pm 0,012$	$0,417 \pm 0,012$	7020 ± 400	
FU Dra	F8	$0,395 \pm 0,029$	$0,359 \pm 0,035$		6360 ± 570	6200
BV Dra	F7		$0,294 \pm 0,015$	$0,619 \pm 0,019$	6100 ± 570	6245
BW Dra	B0???		$0,312 \pm 0,013$	$0,675 \pm 0,019$	5940 ± 610	5980
AK Her	F6-F8		$0,451 \pm 0,092$	$0,735 \pm 0,075$	5490 ± 760	6000
V829 Her	G2		$0,349 \pm 0,019$	$0,662 \pm 0,095$	5860 ± 640	

17. táblázat. A megfigyelt kontakt rendszerek színindexei és effektív hőmérsékletük

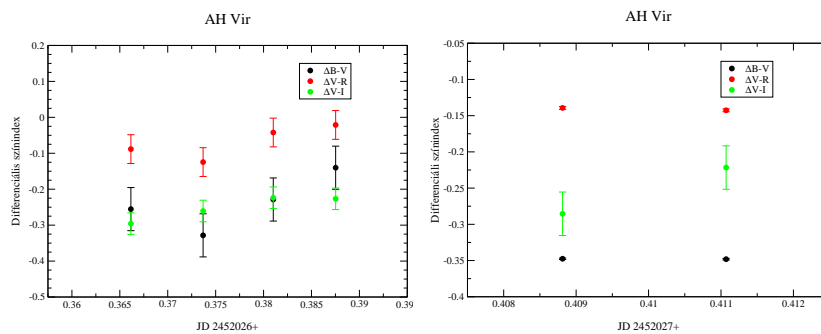
A vizsgált kettőscsillagok hőmérsékletének meghatározása közvetlenül felhasználható eredményeket szolgáltat ezen rendszerek fejlődésének tanulmányozásához.

Munkám folytatásaként publikálom eredményeimet, valamint további fedési kettősökről szeretnék többszínfotometriai és spektroszkópiai megfigyeléseket végezni.

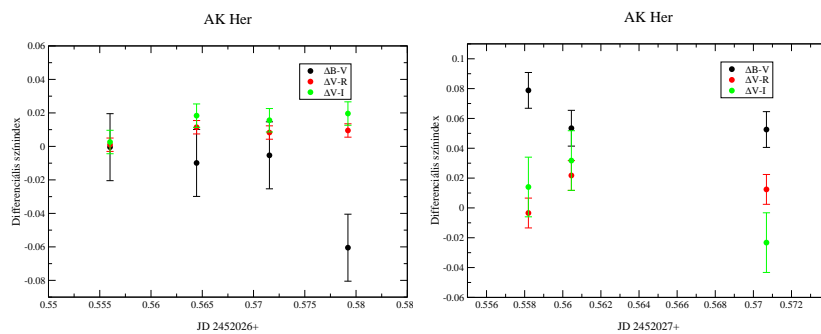
6. Melléklet

6.1. Ábrák

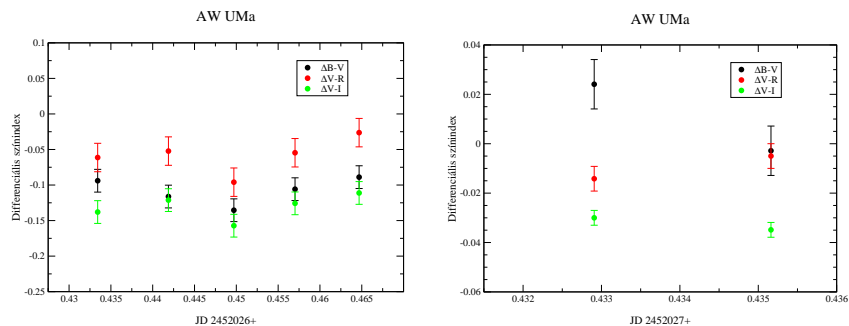
A Pizskétetőn végzett megfigyeléseim eredményei



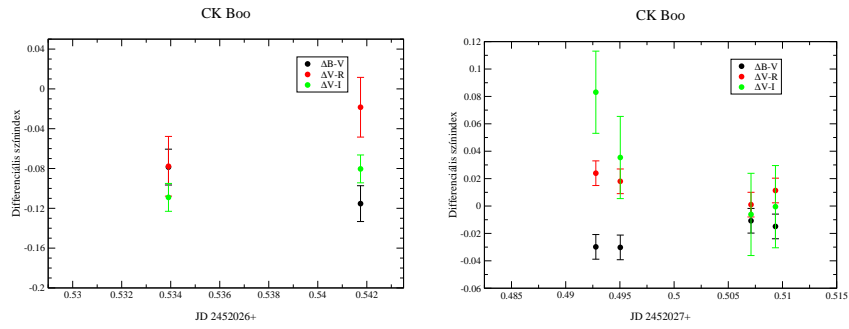
16. ábra. Az AH Virginis differenciális színindexei.



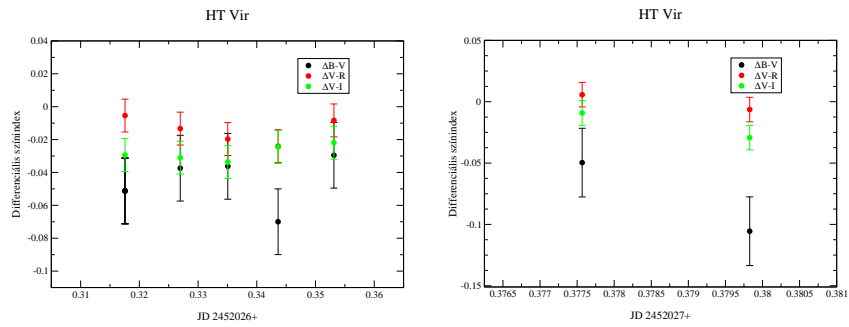
17. ábra. Az AK Herculis differenciális színindexei.



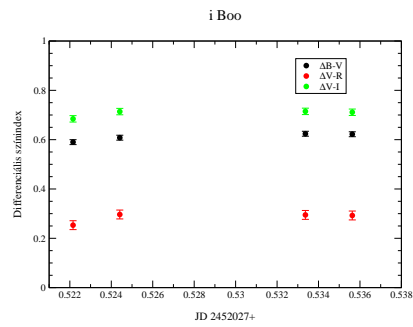
18. ábra. Az AW Ursae Majoris differenciális színindexei.



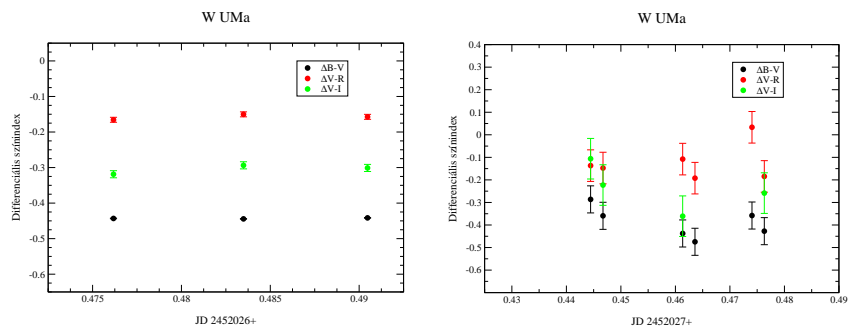
19. ábra. Az CK Bootis differenciális színindexei.



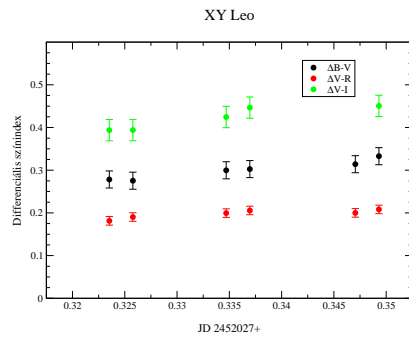
20. ábra. Az HT Virginis differenciális színindexei.



21. ábra. A 44i Bootis differenciális színindexei.

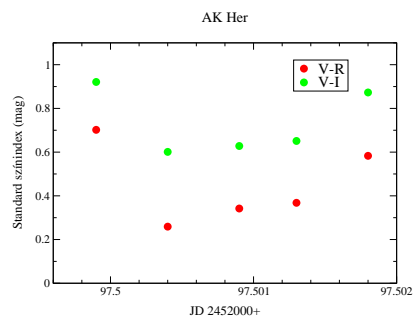


22. ábra. Az W Ursae Majoris differenciális színindexei.

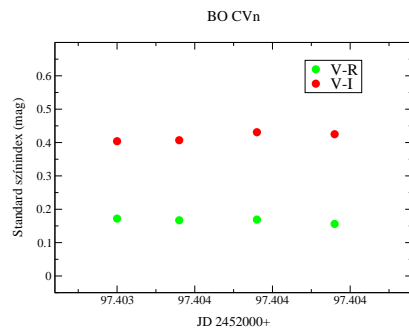


23. ábra. Az XY Leonis differenciális színindexei.

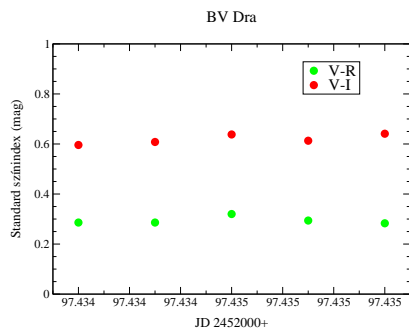
A Szegeden végzett megfigyeléseim eredményei



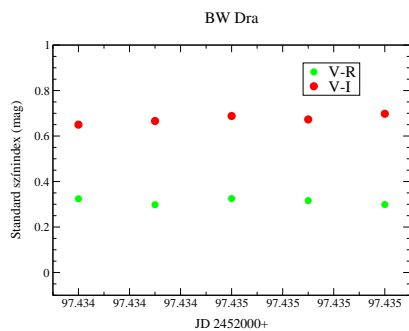
24. ábra. Az AK Herrculis színindexei.



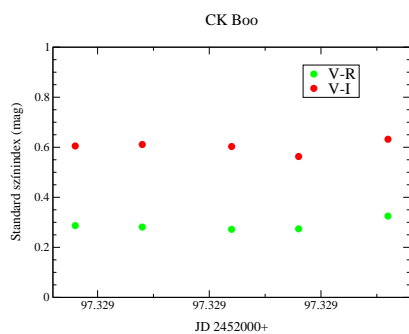
25. ábra. A BO Cannes Venatii színindexei.



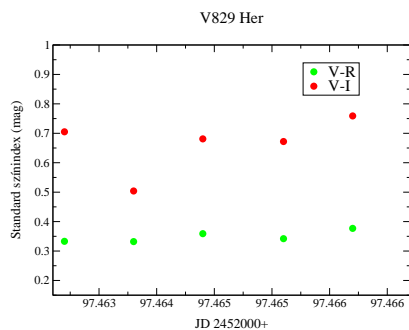
26. ábra. A BV Draconis színindexei.



27. ábra. A BW Draconis színindexei.



28. ábra. A CK Bootis színindexei.



29. ábra. A V829 Herculis színindexei.

6.2. Programok

1. A fotelektromos adatok kiértékeléséhez használt C program.

```
#include <stdio.h>
#include <stdlib.h>
#include <math.h>
#define N 100
#define M 4

double hatter[N],hatterjd[N],comp[N],compjd[N],var[N],varjd[N],diffmag[N];
int i,j,k;
int okod,szkod;
int nhatter,ncomp,nvar;

int adatbe(char *fnev, int szuro)
{
    FILE *f;
    double jd;
    int int1,int2,int3,jj;

    f=fopen(fnev,"rt");
    i=1;
    j=1;
    k=1;
    do {
        jj=fscanf(f,"%lf %d %d %d %d",&jd,&okod,&szkod,&int1,&int2,&int3);
        if(szkod==szuro)
        {
            if(okod==11)
            {
                compjd[i]=jd;
                comp[i]=(int1+int2+int3)/3.0;
                /* printf("%lf %lf\n",compjd[i],comp[i]); */
            }
        }
    } while(jj>0);
}
```

```

        i++;
    }
    if(okod==20)
    {
        hatterjd[j]=jd;
        hatter[j]=(int1+int2+int3)/3.0;
        /* printf("%lf %lf \n",hatterjd[j],hatter[j]); */
        j++;
    }
    if(okod==30)
    {
        varjd[k]=jd;
        var[k]=(int1+int2+int3)/3.0;
        /* printf("%lf %lf \n",varjd[k],var[k]); */
        k++;
    }
}
} while(jj!=EOF);
fclose(f);
return 0;
}

```

```

double interpol(double x1, double x2, double y1, double y2, double x)
{
    double y;

    y=y1+(y2-y1)/(x2-x1)*(x-x1);
    return y;
}

```

```

int hatterlevon()
{
    double a,b,c,d;

```

```

comp[0]=comp[1];
hatter[0]=hatter[1];
compjd[0]=compjd[1]-0.1;
hatterjd[0]=hatterjd[1]-0.1;

for(i=1;i<=ncomp;i++)
{

    a = interpol(hatterjd[i-1], hatterjd[i], hatter[i-1], hatter[i],
                compjd[i]);

    b = comp[i]-a;
    /* printf("%lf %lf %lf %lf \n",compjd[i],comp[i], a,b); */
    comp[i]=b;
}
i=2;
while(i<=nvar)
{
    j=i/2;
    a = interpol(hatterjd[j-1], hatterjd[j], hatter[j-1], hatter[j],
                varjd[i]);

    b = var[i] - a;
    c = interpol(hatterjd[j-1], hatterjd[j], hatter[j-1], hatter[j],
                varjd[i-1]);

    d = var[i-1] - c;
    /* printf("%lf %lf %lf %lf \n",varjd[i-1],var[i-1],c,d);
    printf("%lf %lf %lf %lf \n",varjd[i],var[i],a,b); */
    var[i]=b;
    var[i-1]=d;
    i=i+2;
}
}

int magszam()
{ int i,j;

```

```

i=2;
while(i<=nvar)
{ j=i/2;
  diffmag[i]=-2.5*log10(var[i]/comp[j]);
  diffmag[i-1]=-2.5*log10(var[i-1]/comp[j]);
  i=i+2;
}
for(i=1;i<=nvar;i++)
{ printf("%1f %1f \n", varjd[i],diffmag[i]);
}
}

```

```

int main()
{
  adatbe("27.dat",4);
  ncomp=i-1;
  nhatter=j-1;
  nvar=k-1;
  /* printf("%d %d %d \n",ncomp,nhatter,nvar); */

  hatterlevon();
  magszam();
}

```

2. A levegőtömeg meghatározása.

```

#include <stdio.h>
#include <stdlib.h>
#include <math.h>
#include <string.h>

```

```

/*#define M_PI 3.14159265358979*/
#define Lon +0.2 /*foldrajzi hosszusag, orakban*/
#define Fi 46.18*M_PI/180 /*foldrajzi szelesseg -Baja */
#define Epsz 23.45*M_PI/180 /*ekliptika hajlasszoge*/

double egesz(double sz)
{
    double b;

    return sz-modf(sz,&b);
}

double jd(double IY, int IM, double ID, double UTH, double UTM, double UTS)
{
    double MONTH[12]={0,31,59,90,120,151,181,212,243,273,304,334};
    double JD0,UT;

    UT=UTH+UTM/60+UTS/3600;
    JD0=2415020+(IY-1900)*365+egesz((IY-1900)/4)+MONTH[IM-1]+ID;
    return JD0+UT/24-0.5;
}

double hjd(double IY, int IM, double ID, double UTH, double UTM, double UTS,
double rah, double ram, double ras, double df, double dm, double ds)
{
    double MONTH[12]={0,31,59,90,120,151,181,212,243,273,304,334};
    double JD0,JD,UT;

    double alfa,delta,t,p,l,g,x,y,dt;

    UT=UTH+UTM/60+UTS/3600;
    JD0=2415020+(IY-1900)*365+egesz((IY-1900)/4)+MONTH[IM-1]+ID;
    JD=JD0+UT/24-0.5;
}

```

```

    alfa=(rah+ram/60+ras/3600)*15*M_PI/180;
    delta=(df+dm/60+ds/3600)*M_PI/180;

    t=(JD-2415020)/36525;
    p=(1.396041+0.000308*(t+0.5))*(t-0.499998);
    l=279.696678+36000.76892*t+0.000303*t*t-p;
    g=358.475833+35999.04975*t-0.00015*t*t;
    l=l*M_PI/180;
    g=g*M_PI/180;
    x=0.99986*cos(l)-0.025127*cos(g-l)+0.008374*cos(g+l)+0.000105*cos(2*g+l);
    x=x+0.000063*t*cos(g-l)+0.000035*cos(2*g-l);
    y=0.917308*sin(l)+0.023053*sin(g-l)+0.007683*sin(g+l)+0.000097*sin(2*g+l);
    y=y-0.000057*t*sin(g-l)-0.000032*sin(2*g-l);
    dt=cos(delta)*cos(alfa)*x+(sin(delta)*sin(Epsz)/cos(Epsz)+cos(delta)*sin(alfa))*y;
    dt=-0.0057755*dt;
    return JD+dt;
}

```

```

double cs_ido(double jd,double ut)
{
    double D;

    D=6.6460556+2400.0512617*(egesz(jd)+0.5-2415020.0)/36525.0+1.0027379*ut-Lon;
    return D-24.0*(egesz(D/24.0));
}

```

```

double X(double csido,double alfa,double delta)
{
    double DD;

    DD=1/(sin(Fi)*sin(delta)+cos(Fi)*cos(delta)*cos((csido-alfa)*15*M_PI/180));
}

```



```

    return DD-0.0018167*(DD-1);
}

double ut,mag,RAH,RAM,RAS,DF,DS,DM;
double yyyy,mm,DD,dd,xx;
double csido,oraszog;
double H,M,S,alfa,delta;

FILE *dat;

main(int argc, char *argv[ ])
{
    dat=fopen(argv[1],"rt");
    fscanf(dat,"%lf %lf %lf",&yyyy,&mm,&DD);
    fscanf(dat,"%lf %lf %lf %lf %lf %lf",&RAH,&RAM,&RAS,&DF,&DM,&DS);
    alfa=RAH+RAM/60+RAS/3600;
    delta=(DF+DM/60+DS/3600)*M_PI/180;

    while(1)
    {
        fscanf(dat,"%lf %lf %lf %lf",&H,&M,&S,&mag);
        if(!feof(dat)){break;}

        ut=H+M/60+S/3600;
        if(H<12){dd=DD+1;}
        else {dd=DD;}

        csido=cs_ido(jd(yyyy,mm,dd,H,M,S),ut);
        /* oraszog=csido-alfa;*/

        xx=X(csido,alfa,delta);

        printf("%lf %lf\n",xx,mag);
    }
}

```

```
fclose(dat);
```

```
}
```

Köszönetnyilvánítás

Ezúton szeretném köszönetemet kifejezni Dr. Vinkó Józsefnek, aki tudományos vezetőként segítette munkámat. Valamint köszönet illeti a Konkoly Obszervatóriumot, A Bács-Kiskun Megyei Önkormányzat Csillagvizsgáló Intézetét és a Szegedi Csillagvizsgálót a rendelkezésemre bocsátott távcsőidőért. És végül, de nem utolsó sorban köszönetemet fejezem ki Dr. Hegedüs Tibornak a folyamatos szakmai támogatásáért, és Csák Balázsnak, a számítástechnikai segítségéért.

Hivatkozások

- [1] Binnendijk, L. 1970, *Vistas in Astronomy*, **12**, 217
- [2] Budding, E., 1993, *An introduction to astronomical photometry*, Cambridge Univ. Press, Cambridge
- [3] Carroll, B.W., Ostlie, D.A., 1996, *An introduction to modern astrophysics*, Addison-Wesley
- [4] Duprère, A. K. 1983, *Activity in red Dwarf Stars* (ed. P. B. Byrne, M. Rodono) p. 441
- [5] Eggen, O. 1967, *Mem. R. A. S.* **70**, 111
- [6] Fűrész, G. 1998, *Rövid periódusú változócsillagok keresése galaktikus nyílthalmazokban*, TDK-dolgozat, József Attila Tudományegyetem
- [7] The General Catalogue of Photometric Data, <http://obswww.unige.ch/gcpd/gcpd.html>
- [8] Hegedüs, T. 1988, *Bull. Int. CDS No.* **35**
- [9] Heiner, Zs. 2000, *Kontakt kettőscsillagok fizikai paramétereinek meghatározása*, TDK-dolgozat, Szegedi Tudományegyetem
- [10] Henden, A.A., Kaitchuk, R.H., 1982, *Astronomical Photometry*
- [11] Henden, A.A., Kaitchuk, R.H., 1990, *Astronomical photometry*, Willmann-Bell, Inc., Richmond
- [12] The Hipparcos and Tycho Catalogues Search facility (ESA 1997), <http://astro.estec.esa.nl/Hipparcos/HIPcatalogueSearch.html>
- [13] Houdashelt, M. L., Bell, R. A., Sweigart, A. V. 2000, *AJ* **119**, 1448
- [14] Kopal, Z. 1978, *Dynamics of Close Binary Systems* (D. Reidel)
- [15] Kuiper, A. 1941, *ApJ* **93**, 133
- [16] Lucy, L. B. 1968, *ApJ* **151**, 1123
- [17] Lucy, L. B. 1973, *Astroph. & Sp. Sci.* **22**, 381
- [18] Maceroni, C., Veer, F. 1996, *A&Ap* **311**, 523
- [19] Marik M. (szerk.), 1989, *Csillagászat*, Akadémiai Kiadó, Budapest

[20] Mochnacki, S.W. 1981, *ApJ* **245**, 650