

SZEGEDI TUDOMÁNYEGYETEM
TERMÉSZETTUDOMÁNYI KAR
OPTIKAI ÉS KVANTUMELEKTRONIKAI TANSZÉK

Csillagok luminozitási osztályának meghatározása a CaII triplett vonalak segítségével

DIPLOMAMUNKA

Készítette: Ékesné Balogh Renáta, V. éves csillagász szakos hallgató
Témavezető: Dr. Vinkó József egyetemi docens,
SZTE Optikai és Kvantumelektronikai Tanszék

SZEGED, 2006

Tartalmi összefoglaló

A diplomamunka készítése során infravörös spektrumok segítségével csillagok luminozitási osztályának és spektráltípusának meghatározását végeztem.

A dolgozat első fejezetében összefoglalom az osztályozás fizikai alapjait, bemutatom a spektrumvonalak kialakulását a csillaglégkörben, valamint meghatározom az ekvivalens szélesség definícióját.

A második fejezetben bemutatom az észlelt spektrumok IRAF programcsomaggal történő feldolgozását, a csillagok fizikai paramétereinek különböző internetes csillagászati adatbázisból történő kigyűjtését, majd a feldolgozott spektrumokban az ionizált kalcium (CaII) triplett vonalak ekvivalens szélességének megmérését.

A diplomamunka harmadik fejezetében ismertetem a Kurucz-féle ATLAS9 spektrummodell készítő program fizikai alapjait, a választható bemenő paramétereket, majd a modellezéshez használt paraméterek beállítását.

A negyedik fejezetben mutatom be – a szükséges további korrekciók elvégzése után – az észlelt és a modellspektrumok összehasonlításából kapott eredményeket, és ebből az összehasonlításból, valamint az ekvivalens szélességek vizsgálatából becslést adok a csillagok luminozitási osztályára és spektráltípusára.

Kulcsszavak:

csillagászat; spektroszkópia; csillagfejlődés; ekvivalens szélesség; CaII triplett vonalak

Tartalomjegyzék

Bevezetés	3
1. Elméleti összefoglaló	4
1.1. A spektráltípus és a luminozitási osztály meghatározása	4
1.2. A spektrális osztályozás fizikai alapjai	5
1.3. A spektrumvonalak kiszélesedése	7
1.4. A színekpvonalak keletkezése a csillaglégkörben	8
1.5. Az ekvivalens szélesség	11
2. A mérési adatok kiértékelés	13
2.1. A Cassegrain spektrumok feldolgozása	13
2.2. Adatgyűjtés	16
2.3. A spektrumvonalak ekvivalens szélességének megállapítása	19
3. A Kurucz-féle ATLAS9 spektrummodellek	22
3.1. Az ATLAS9 modellspektrumok ekvivalens szélessége	23
4. Eredmények	24
4.1. A mért és a modellezett spektrumok összehasonlítása	24
4.2. Az ekvivalens szélességek vizsgálata	26
4.3. A kalibrálási módszer tesztelése	28
5. Összefoglalás	30
Köszönetnyilvánítás	30
Irodalomjegyzék	31
Melléklet: Az észlelt és a modell spektrumok összehasonlítása	33

Bevezetés

A spektroszkópok és az első színeképek elkészítése óta a csillagászat egy új iránya indult fejlődésnek. A csillagászati műszertechnika fejlődésével a színeképekből egyre több információt nyerhetünk, melyek segítségével pontosíthatjuk, bővíthetjük a csillagfejlődésről, csillaglégkörökről, csillagok fizikai jellemzőiről eddig meglévő tudásunkat. A színeképek vizsgálatából információt nyerhetünk nemcsak a csillaglégkör kémiai összetételéről, hanem például a vonalak Doppler-eltolódásából, színképsorozatok felvétele segítségével a csillag radiális sebességéről, majd ebből közvetve kettős, vagy többes rendszer esetén például a rendszer tagjainak tömegére, egyéb fizikai jellemzőire is tudunk következtetni.

A spektráltípusokba és luminozitási osztályokba való sorolás egy további lehetőséget adott a vizsgálatokra. A csillagfejlődés egyes szakaszai most már „közvetlenül” is vizsgálhatók, modellek állíthatók fel. Az osztályozás és modellek összevetésével lehetőségünk van a csillagok fizikai elméletének gyakorlattal való összehasonlítására, például olyan fizikai jellemzők, mint a hőmérséklet, felszíni gravitáció, fémtartalom modell alapján való becslésére, valamint új modellek készítésére is.

A dolgozat elkészítése során a fő szempontom az volt, hogy olyan módszert találjak/találjak, amivel egyszerűen, kevés adat segítségével végezhetjük el egy csillag luminozitási osztályba sorolását. A fő célkitűzésem az volt, hogy az objektumról készített infravörös spektrum - amely lefedi a 8450–8720 Å hullámhossztartományt -, és egy más fizikai jellemző, jelen esetben a $B - V$ színindex alapján elkészítsem a csillag osztályba sorolását a még nem osztályozott csillagok esetén, illetve pontosítsam az eddigi besorolásokat. Igaz, hogy a módszer nem új, viszont a vizsgálatához nagy felbontású, nagy jel/zaj arányú spektrumok álltak rendelkezésemre.

Spektrál típus	Csillagok jellemző színe	Jellemző vonalak
O	kék-fehér	erős He I, He II abszorpciós vonalak
B	kék-fehér	H I (Balmer), He I abszorpciós vonalak
A	fehér	Balmer és Ca II abszorpciós vonalak
F	sárga-fehér	Balmer és Ca II abszorpciós, semleges fém (Fe I, Cr I) abszorpciós vonalak
G	sárga (Nap-típusú)	Ca II, Fe I és más semleges fémvonalak
K	narancssárga	Ca II H és K vonala, dominálnak a fém abszorpciós vonalak
M	vörös	dominálnak az abszorpciós molekulavonalak (főleg TiO), semleges fémvonalak

1. táblázat. A csillagok spektrális jellemzői a különböző spektráltípusoknál

1. Elméleti összefoglaló

1.1. A spektráltípus és a luminozitási osztály meghatározása

Színképekről (spektrum), színképelemzésről (spektroszkópia) már Joseph Fraunhofer óta beszélhetünk, aki az 1800-as években megfigyelte, hogy a különböző csillagoknak különböző a színképük.

A legelső, színképek alapján való osztályozás Annie Jump Cannon nevéhez fűződik, aki a Harvard Egyetemen dolgozó E. C. Pickering egyik asszisztense – Pickering „háremének” tagja – volt. A tőle eredő osztályozást ma Harvard osztályozási rendszernek nevezzük. A rendszer alapja az volt, hogy a színképek alapján a csillagokat 7 csoportba sorolta, mely csoportok között a csillagok hőmérséklete szerint tett különbséget. Ez a hét csoport az *O B A F G K M* elnevezést kapta. Az O spektráltípusú csillagok a forró, kék csillagok, az M spektráltípusúak pedig a hideg, vörös csillagok lettek.

Az osztályozás „forróbb” része felé eső csillagokat korai típusúaknak, a „hidegebb” oldala felőlieket pedig kései típusúaknak nevezik.

Cannon közel 200.000 spektrumot vizsgált 1911–1914 között és eredményeit a Henry Draper (HD) Katalógusban tették közzé. A spektrumok vizsgálata során észre-vette, hogy a fenti csoportosítás még további alosztályokra bontható. Így a csoportokon belül számozott csoportokat is kialakítottak, 0-tól 9-ig. Az alosztályokon belül is lehet korai és kései típusról beszélni, így pl.: a K0 típusú csillagokat nevezik „korai K csillagoknak”, a B9 csillagokat pedig „kései B csillagoknak” is.

A különböző spektráltípusú csillagok színképében különböző kémiai elemek vonalai jelennek meg, különböző erősséggel. A főbb színképi jellemzőket az 1. táblázat tartalmazza.

A spektrálklasszifikáció megalkotását követően E. Hertzsprung és mellette füg-

getlenül H. N. Russel egy további azonosságot talált. Megfigyelték, hogy az azonos spektráltípusú csillagoknak azonos hőmérséklet mellett is lehet különböző a spektrumuk. Ezt a problémát már nem tudták az alosztályokba való sorolással megoldani, így elkészítettek egy újabb osztályozást, melynek a csillagok luminozitása lett az alapja. Megvizsgálva a csillagok spektráltípusát és fényességét rájöttek (egymástól függetlenül), hogy a luminozitás alapján is osztályokba sorolhatók a csillagok. Ezt a diagramot nevezzük azóta is Hertzsprung–Russel diagramnak (HRD). A diagram függőleges tengelyén szerepelhet az abszolút fényesség, vagy a luminozitás (Nap-luminozitás egységben), vízszintes tengelyén pedig a színképtípus, vagy a hőmérséklet (csökkenő hőmérséklet szerint) egyaránt.

Morgan és Keenan 1943-ban megjelentetett „An Atlas of Stellar Spectra” (Morgan & Keenan, 1943) c. kiadványában 55 spektrum található, melyek vizsgálatával a hőmérséklet és a luminozitás összefüggését elemezték. Így a luminozitási osztályokba való sorolást Morgan-Keenan luminozitási osztályoknak nevezzük. Az osztályozás a 2. táblázatban található módon történik.

Osztály	Csillagok típusa
Ia – O	extrém fényes szuperóriások
Ia	fényes szuperóriások
Ib	kevésbé fényes szuperóriások
II	fényes óriások
III	normál óriások
IV	szubóriások
V	fősorozati (törpe) csillagok
VI, sd	szubtörpe csillagok
D	fehér törpék

2. táblázat. A Morgan–Keenan féle luminozitási osztályok

1.2. A spektrális osztályozás fizikai alapjai

A színképvonalak kialakulása a kvantummechanikára vezethető vissza. A fény kettős természetének felismerése után egyértelművé vált, hogy az egyes elektronok a különböző elektronpályákra való átmenet folyamán energiát (fotont) nyelhetnek el, illetve bocsáthatnak ki. A vonalak kialakulása ezeknek az átmeneteknek köszönhető.

A megfigyelések szerint a különböző hőmérsékletű csillagok légkörében a színképvonalak különböző erősséggel jönnek létre. Ennek fizikai hátterét a Fowler–Milne elmélet alapján érthetjük meg. Ez az elmélet választ ad arra a kérdésre, hogy pl. miért az A-típusú csillagokban legerősebbek a Balmer-sorozat vonalai. Ehhez

azt kell megvizsgálni, hogy az egyes vonalak kialakulásához az elektronoknak milyen gerjesztett állapotban kell lenniük, melyhez a Saha- és a Boltzman-egyenletet kell felhasználni.

Az alapfeltevés szerint a csillaglégkör lokális termodinamika egyensúlyban (LTE) van, azaz egy adott helyen a fizikai folyamatok kiegyenlítik egymást, egyforma az időegységre eső ionizáció és rekombináció száma, és a közegben ugyannyi az energia elnyelés (abszorpció) és kibocsátás (emisszió) mértéke.

A Saha-egyenlet megadja, az ionizált és a semleges atomok számának arányát, amely például H-atomok esetén a következő alakban írható:

$$\frac{N^+}{N^0} = \frac{2 \cdot z^+}{z_0} \cdot \left(\frac{2\pi \cdot m_e \cdot kT}{N_e \cdot h^3} \right)^{3/2} \cdot e^{-\frac{\chi_0}{kT}} \quad (1)$$

ahol N^+ az ionizált H-atomok száma, N^0 a semleges H-atomok száma, N_e az elektron koncentráció, z^+ és z_0 a partíciós függvény, h a Planck állandó, m_e az elektron tömege, χ_0 az ionizációs energia, k a Boltzmann állandó, T pedig a hőmérséklet. Legyen a teljes H-atomszám: $N = N^0 + N^+$, ekkor

$$N^0 = N \cdot \left(1 + \frac{C(T)}{N_e} \cdot e^{-\frac{\chi_0}{kT}} \right)^{-1} \quad (2)$$

ahol $C(T)$ az atomfizikai konstansokat tartalmazó függvény.

A Boltzmann-formula az egyes gerjesztett állapotok populációját írja le, miszerint például az 1. gerjesztett állapot populációja:

$$N_1 = N^0 \cdot \frac{g_1}{z_0} \cdot e^{-\frac{\mathcal{E}_1}{kT}} \quad (3)$$

ahol g_1 az első gerjesztett állapot statisztikus súlya, \mathcal{E}_1 a gerjesztési energia, $\mathcal{E}_1 = E_1 - E_0$, a két energiaszint közötti energiakülönbség.

A semleges H-atomok koncentrációját kifejezve a Saha-egyenletből és behelyettesítve a Boltzmann-formulába, az 1. gerjesztett állapot populációjára kapjuk:

$$N_1 = N \cdot \frac{\frac{g_1}{z_0} \cdot e^{-\frac{\mathcal{E}_1}{kT}}}{1 + \frac{C(T)}{N_e} \cdot e^{-\frac{\chi_0}{kT}}} = N \cdot f(T) \quad (4)$$

ahol $f(T)$ pedig egy lokális csúccsal rendelkező, csak a hőmérséklettől függő függvény.

Ha a hőmérséklet alacsony, akkor az N_1 számlálója kicsi lesz, ha hőmérséklet nagy, akkor a nevező lesz nagy, tehát a tört értéke mindkét határesetben 0-hoz tart. Ezért az $f(T)$ függvénynek valahol maximuma lesz, amelyet egy T_0 hőmérsékletnél ér el. Ez a hidrogén esetében körülbelül 10.000 Kelvin, ami pont az A0 színeképtípus

jellemző hőmérséklete. Az előzőek szerint tehát a megfigyelt színképvonalak erőssége nemcsak az átmenet atomfizikai jellemzőitől, hanem az atomok számától és a közeg állapotától is függ.

1.3. A spektrumvonalak kiszélesedése

A spektrumvonalak a megfigyelés szerint nem egy végtelen keskeny vonalból állnak, hanem van bizonyos hullámhosszfüggő kiterjedésük. Ennek a kiszélesedésnek a legfőbb oka a természetes vonalkiszélesedés, melyet a Heisenberg-féle határozatlansági relációval magyarázhatunk. A reláció szerint a nem felcserélhető fizikai mennyiségek értéke nem határozható meg egyidejűleg egyforma pontosan. Például egy kvantumállapot energiájára és élettartamára érvényes, hogy

$$\delta E \cdot \tau = h \quad (5)$$

ahol τ a gerjesztett állapot élettartama; h a Planck-állandó, δE pedig a kvantumállapot energiájának energiabizonytalansága.

Innen megkaphatjuk a gerjesztett állapot energia-bizonytalanságát, illetve hullámhossz-bizonytalanságát, mely megadja a természetes vonalkiszélesedés nagyságát. Mivel $\delta E = h \cdot \Delta\nu = h \cdot (c/\lambda^2) \cdot \Delta\lambda$, ezért

$$\Delta\lambda = \frac{\lambda^2}{c} \cdot \Delta\nu \approx 10^{-4} \text{ nm} \quad (6)$$

Tehát a vonalak természetes kiszélesedése az energiaszintek bizonytalansága miatt következik be, mely minden vonalra egyformán érvényes.

A vonalkiszélesedés másik oka lehet az ún. ütközési csillapodás, vagy nyomási vonalkiszélesedés, melynek az az oka, hogy az atomok ütköznek egymással, melynek hatására lerövidül egy-egy gerjesztett állapot élettartama, így hamarabb visszatérnek az alapállapotba. Ennek a jelenségnek a hatására a vonalak Lorentz – profilt vesz fel. A vonalprofil félértékszélessége:

$$\Delta\lambda = \frac{\lambda^2}{c} \cdot \frac{1}{\tau_c} \sim N \cdot T^{1/2} \quad (7)$$

ahol τ_c a 2 ütközés között eltelt idő, N a koncentráció, T a hőmérséklet. Az ütközési vonalkiszélesedés általában 1-2 nagyságrenddel nagyobb mértékű, mint a természetes vonalkiszélesedés.

A vonalkiszélesedés harmadik fő oka a Doppler, vagy termikus kiszélesedés lehet, mely az atomok hőmozgása miatt jön létre. Ha feltételezzük, hogy az atomok véletlenszerű mozgása Maxwell-eloszlást követ, akkor levezethető, hogy a Doppler-

kiszélesedés miatti vonalalak Gauss–profil fog követni. A vonalprofil félértékszélessége ebben az esetben:

$$\Delta\lambda = \lambda \cdot \frac{v_D}{c}, \quad (8)$$

ahol v_D az atomok közepes sebessége, és Maxwell-eloszlás esetén: $v_D = \sqrt{2kT/m}$.

Összegezve a fő vonalkiszélesedési mechanizmusokat, azt kapjuk, hogy az eredő vonalprofil az ún. Voigt–profil lesz, mely a Gauss– és a Lorentz–profil konvolúciójaként áll elő.

A fenti mikroszkopikus folyamatokon túl további kiszélesedést okozhat még a csillagok rotációja és/vagy pulzációja is.

1.4. A színeképvonalak keletkezése a csillaglégkörben

A csillaglégkört fizikai tulajdonsága alapján három részre oszthatjuk. A fotoszféra az atmoszféra legalsó részén helyezkedik el, ebben a hőmérséklet kifelé csökken. A kromoszféra a fotoszféra felett helyezkedik el, innentől kezd el a hőmérséklet kifelé emelkedni. A kromoszféra felett található a korona, melynek vastagsága nagyobb, mint 10^6 km, a hőmérséklet itt már hirtelen megnő, akár a millió Kelvines értéket is elérheti. A légkör belsejéből kifelé haladva a sűrűség radikálisan csökken. A csillaglégkörben, izotermikus atmoszférában a sűrűség és a nyomás a magasság növekedésével exponenciálisan csökken, melyet a jól ismert barometrikus magasságformula ír le. A sűrűség:

$$\rho(r) = \rho_0 \cdot \exp\left(-\frac{\mu g}{\Re T} \cdot r\right) \quad (9)$$

míg a nyomás:

$$P(r) = P_0 \cdot \exp\left(-\frac{\mu g}{\Re T} \cdot r\right) \quad (10)$$

ahol ρ_0 és P_0 a a fotoszféra alján lévő sűrűség és nyomás, μ az átlagos molekulásúly, \Re az egyetemes gázállandó.

A csillagok légkörében a színeképvonalak keletkezésének megértéséhez először a sugárzás terjedését kell vizsgálni. Ehhez a vizsgálathoz az úgynevezett sugárzási transzferegyenletet kell megoldani, amely megadja, hogy anyag és sugárzás kölcsönhatásában a sugárzás hogyan terjed tovább. A sugárzást a közegben háromféle hatás érheti: a fotonok elnyelődhetnek, szóródhatnak, vagy kibocsátódhatnak. Egységnyi távolságon a specifikus intenzitás (más néven fajlagos spektrális intenzitás) megváltozása eszerint:

$$\frac{dI_\nu}{ds} = \left(\frac{dI_\nu}{ds}\right)_a + \left(\frac{dI_\nu}{ds}\right)_s + \left(\frac{dI_\nu}{ds}\right)_e \quad (11)$$

Az egyenletbe behelyettesítve az abszorpció, emisszió, szórás kifejezését, és feltevézve, hogy a szórás izotróp, átrendezés után az intenzitásváltozásra a következő kifejezést kapjuk:

$$\frac{dI_\nu}{ds} = -(\kappa_\nu + \chi_\nu)\rho I_\nu + (\chi_\nu J_\nu + j_\nu)\rho \quad (12)$$

ahol κ_ν az abszorpciókoefficiens, χ_ν a szórás koefficiens, j_ν a spontán emisszió koefficiens, ρ pedig a közeg sűrűsége. (A csillaglégkörben a magas hőmérséklet miatt az indukált emisszió elhanyagolható a spontán emisszió mellett.) Az extinkciós koefficiens bevezetése után (mely az abszorpciókoefficiens és a szórás koefficiens összege) a sugárzási transzfer egyenlet általános alakját kapjuk izotróp esetben:

$$\frac{1}{\rho \cdot (\kappa_\nu + \chi_\nu)} \frac{dI_\nu}{ds} = -I_\nu + \frac{\chi_\nu J_\nu + j_\nu}{\kappa_\nu + \chi_\nu} = -I_\nu + S_\nu \quad (13)$$

ahol S_ν az ún. forrásfüggvény, mely fordítottan arányos az elnyelés és szórás összegével és egyenesen arányos a megjelenő új sugárzás nagyságával, J_ν pedig az intenzitás térszögre vonatkozó átlaga, a közepes intenzitás ($J_\nu = \frac{1}{4\pi} \int I_\nu d\Omega$).

Az egyenlet egy egyszerűsített megoldását az ún. plánparallel atmoszféra közelítéssel kaphatjuk meg. A közelítés alapfeltevése az, hogy eltekintünk az atmoszféra görbültségétől, mivel ha elég kis részét vizsgáljuk, akkor tekinthetjük plánparallelnek. A csillag belsejéből jövő sugárzás a merőlegessel zárjon be Θ szöget, ekkor az atmoszféra egy dr vastagságú részén áthaladva a megtett utat így írhatjuk $ds = \frac{dr}{\cos \Theta}$. Legyen $\cos \Theta = \mu$ és vezessük be az optikai mélység fogalmát a következő módon: $d\tau_\nu = -(\kappa_\nu + \chi_\nu) \rho \mu ds$. Ezt behelyettesítve a sugárzási transzfer egyenletbe, megkapjuk az egyenlet plánparallel atmoszférára vonatkozó egyszerűsített alakját:

$$\mu \cdot \frac{dI_\nu}{d\tau_\nu} = I_\nu - S_\nu \quad (14)$$

Az egyenlet formális megoldását a következő alakban adhatjuk meg:

$$I_\nu(\tau(b)) = I_\nu(\tau(a)) \cdot e^{\frac{-\tau(a)-\tau(b)}{\mu}} + e^{\frac{\tau(b)}{\mu}} \cdot \int_{\tau(b)}^{\tau(a)} S_\nu \cdot e^{-\frac{\tau_\nu}{\mu}} \frac{d\tau_\nu}{\mu} \quad (15)$$

ahol $\tau(a)$ és $\tau(b)$ a vizsgált optikai mélység tartomány határai. A csillaglégkör tetején $\tau(b) = 0$ az $I_\nu(0)$ intenzitást a következő alakban írhatjuk:

$$I_\nu(0) = I_\nu(\tau(a)) \cdot e^{\frac{-\tau(a)}{\mu}} + \int_0^{\tau(a)} S_\nu \cdot e^{-\frac{\tau_\nu}{\mu}} \frac{d\tau_\nu}{\mu} \quad (16)$$

Ez az egyenlet akkor integrálható, ha ismerjük a forrásfüggvényt.

A forrásfüggvényt felírhatjuk az emissziós és abszorpciós koefficiens hányadosaként is, melyeket kifejezhetünk az Einstein-féle átmeneti valószínűségekkel. A szórást elhanyagolva adódik:

$$S_\nu = \frac{j_\nu}{\kappa_\nu} = \frac{N_j \cdot A_{ji}}{B_{ij}N_i - B_{ji}N_j} = \frac{A_{ji}/B_{ji}}{\frac{B_{ij}}{B_{ji}} \cdot \frac{N_i}{N_j} - 1} \quad (17)$$

ahol A_{ji} a spontán emisszió valószínűsége, B_{ji} az indukált emisszió valószínűsége, B_{ij} az abszorpció valószínűsége, N_i és N_j az i -dik és j -dik állapotban lévő atomok koncentrációja. Tudjuk, hogy az egyes átmeneti valószínűségek hányadosai bizonyos fizikai állandókkal is felírhatók. Ezeket behelyettesítve a forrásfüggvény egyenletébe, megkapjuk annak a teljesen általános alakját, amely Nem Lokális Termodynamikai Egyensúlyban (NLTE) teljesül.

$$S_\nu = \frac{2h\nu^3}{c^2} \cdot \frac{1}{\frac{g_j}{g_i} \cdot \frac{N_i}{N_j} - 1} \quad (18)$$

LTE esetén $\frac{N_j}{N_i} = \frac{g_j}{g_i} \cdot e^{-\frac{h\nu}{kT}}$, amit behelyettesítve, azt kapjuk, hogy

$$S_\nu = \frac{2h\nu^3}{c^2} \cdot \frac{1}{\exp\left[\frac{h\nu}{kT}\right] - 1} = B_\nu(T) \quad (19)$$

, ahol $B_\nu(T)$ a Planck-függvény.

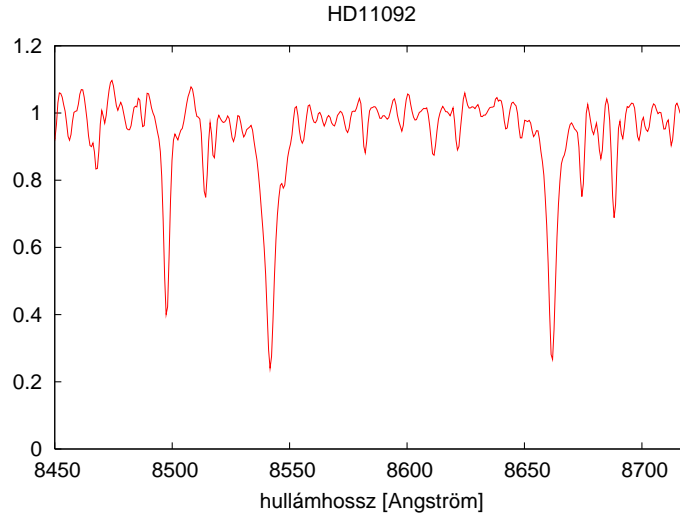
A vonalak kialakulásánál fontos szerepe van a forrásfüggvény hőmérséklettől való függésének.

Kimutatható, hogy a forrásfüggvény egyenesen arányos a kontinuum optikai mélységével ($S_\nu \sim \tau_c$). A transzferegyenlet megoldásából ismert, hogy a sugárzás a $\tau = \frac{2}{3}$ optikai mélységből érkezik a megfigyelőhöz. Tehát a kontinuum hullámhosszán a kilépő intenzitás $I_\nu \approx S_\nu(\tau_c = 2/3)$. A színkép vonalak megjelenése esetén az eredő abszorpciós tényezőre igaz, hogy $\kappa = \kappa_c + \kappa_l \gg \kappa_c$ (ahol κ_l a vonal abszorpciós tényezője), vagyis az eredő abszorpció jóval nagyobb, mint a kontinuum abszorpciója. Ebben az esetben a $\tau_c = 2/3$ helyen a teljes optikai mélység $\tau = \tau_c + \tau_l \gg \tau_c$, vagyis a vonal hullámhosszán az ugyanazon geometriai mélységhez (ds) tartozó optikai mélység sokkal nagyobb, mint a kontinuum hullámhosszán. Mivel az optikai mélységet a légkör tetejétől befelé mérjük, így a vonalak a légkör magasabb rétegében keletkeznek, mint a kontinuum sugárzás. A vonal hullámhosszán $\tau \approx \tau_l = 2/3$, tehát ekkor $\tau_c \ll 2/3$, azaz a forrásfüggvény értéke más lesz, mint abban az esetben, mikor $\tau = \tau_c = 2/3$.

Mivel LTE esetben a forrásfüggvény egyenesen arányos a hőmérséklettel, így, ha a hőmérséklet a csillaglégkörben befelé nő, akkor abszorpciós vonalat, ha a hőmérséklet kifelé nő, akkor pedig emissziós vonalat fogunk tapasztalni. Például a Nap

λ (Å)	$\log gf$	\mathcal{E} (eV)
8498,023	-1,312	1,69
8542,091	-0,362	1,70
8662,141	-0,623	1,69

3. táblázat. A CaII triplett vonalak adatai: λ : hullámhossz Å-ben, $\log gf$: oszcillátorerősség, \mathcal{E} : gerjesztési energia eV-ban



1. ábra. A HD 11092 programcsillag spektruma

fotoszférájában a hőmérséklet kifelé csökken, tehát az onnan érkező sugárzásban abszorpciós vonalakat, míg a kromoszférajában a hőmérséklet kifelé nő, így onnan emissziós vonalakat fogunk megfigyelni.

Az 1. ábrán egy az általam is vizsgált csillag, a HD11092 (BD +64 243) abszorpciós spektrumát láthatjuk. A három erős abszorpciós vonal az ionizált Ca (CaII) jellegzetes átmenetei, az ún. Ca-triplett vonalak. Ezek jellemző adatait a 3. táblázat tartalmazza.

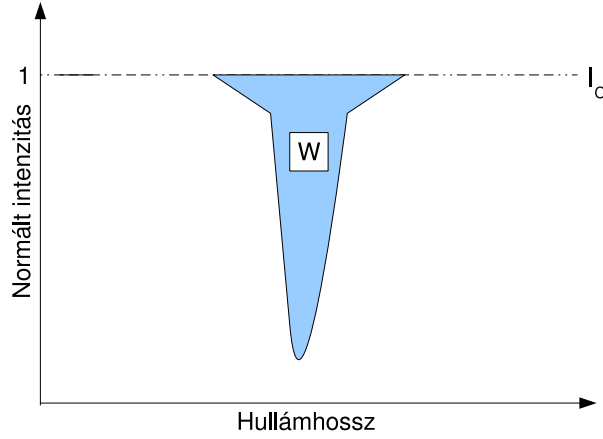
1.5. Az ekvivalens szélesség

A spektrumvonalak jellemzésére használatos mennyiség az ekvivalens szélesség, mely a vonalprofil és a kontinuum által határolt terület nagysága. Mértékegysége: Å, definíciója:

$$W = \int_{\Delta\lambda} \frac{I_C - I_\lambda}{I_C} d\lambda \quad (20)$$

ahol $\Delta\lambda$ a kérdéses vonal teljes hullámhossztartománya, I_C a kontinuum intenzitása, I_λ a hullámhosszfüggő intenzitás a $\Delta\lambda$ tartományon.

Az egyes vonalak ekvivalens szélességének fizikai paramétereiktől való függését első közelítésben a Schuster–Schwarzshild féle modellel magyarázhatjuk. A modell



2. ábra. Az ekvivalens szélesség definíciója

szerint a spektrumvonalak a fotoszféra sugárzásának egy h vastagságú légköri rétegen való átjutásakor keletkeznek. A modell feltevése szerint ez a h vastagságú közeg hideg gáz, és a fotoszféra sugárzása feketetest-spektrumú. A megfigyelt intenzitás ilyenkor két részből tevődik össze, a kontinuum és a vonal intenzitásából:

$$I_\lambda = I_{0\lambda} \cdot e^{-\kappa_c \rho h} \cdot e^{-\kappa_l \rho h} \quad (21)$$

Az ekvivalens szélesség definíciójába behelyettesítve a kontinuum és a megfigyelhető intenzitás abszorpcióval kifejezett értékét, a következő kifejezést kapjuk:

$$W = \int_{\Delta\lambda} 1 - \frac{I_\lambda}{I_C} d\lambda = \int_{\Delta\lambda} 1 - e^{-\kappa_l \rho h} d\lambda = \int_{\Delta\lambda} 1 - e^{-\tau_l} d\lambda \quad (22)$$

Ha a $\tau_l \ll 1$, a vonalat optikailag vékonynak, ($W < 0,1 \text{ \AA}$), ha a $\tau_l \gg 1$, a vonalat optikailag vastagnak nevezzük ($W > 1 \text{ \AA}$).

Optikailag vékony vonal esetén az ekvivalens szélesség definíciójába behelyettesítve az abszorpció tényező atomfizikai paraméterekkel kifejezett alakját, azt kapjuk, hogy az ekvivalens szélesség arányos $N \cdot h$ -val, vagyis a közeg oszlopsűrűségével.

$$\ln \frac{W}{\lambda} \simeq \ln(\lambda \cdot g_i \cdot f_{ij}) - \frac{\mathcal{E}_i}{kT} + \ln(N \cdot h) + konst. \quad (23)$$

ahol f_{ij} az átmenet oszcillátorerőssége, (mely arányos az átmenet dipólmomentumának abszolútérték-négyzetével), N az adott kémiai elem atomjainak koncentrációja, g_i az alsó szint statisztikus súlya, \mathcal{E}_i pedig a gerjesztési potenciál (lásd. 1.2 fejezet).

Amennyiben a vonal optikailag vastag, akkor ugyanezzel a behelyettesítéssel azt

kapjuk, hogy az ekvivalens szélesség elsősorban a spektrumvonal kiszélesedésétől fog függeni.

Az ekvivalens szélesség (W) oszlopsűrűségtől való függését a növekedési görbe vizsgálatával elemezhetjük. A görbe első szakaszán, amikor a vonal optikailag vékony, W egyenesen arányos az oszlopsűrűséggel. $0,1 \text{ \AA} < W < 1 \text{ \AA}$ között a görbe ellaposodik, majd amikor a vonal optikailag vastaggá válik, W már főleg a vonal kiszélesedésétől függ.

2. A mérési adatok kiértékelés

A fő szempont a vizsgált csillagok kiválasztásánál az volt, hogy főleg kései típusú (F, G, K), fényes csillagok legyenek az égbolt minden részéről. A vizsgált CaII tripllett vonalak ezeknek a csillagoknak a színképében erősek.

Az észlelt csillagok azonosítóját, luminozitási osztályát és spektráltípusát valamint egyéb fizikai jellemzőit a 4. táblázat tartalmazza.

A vizsgált Cassegrain spektrumokat témavezetőm Dr. Vinkó József és Fűrész Gábor 2001. szeptemberében készítette, Kanadában, Torontóban, a David Dunlap Observatóriumn (DDO) ¹ 1,88 m-es teleszkópjával. Az észleléshez használt spektrográf adatait az 5. táblázat tartalmazza.

Első lépésként ezeknek a spektrumoknak a feldolgozását végeztem el.

2.1. A Cassegrain spektrumok feldolgozása

A redukálást az IRAF ² programcsomaggal végeztem, melyhez a következő típusú képek álltak rendelkezésre: bias, flat, objektum és FeNe spektrállámpa képek.

A feldolgozás első lépéseként a fotometriai redukáláshoz hasonlóan a bias-korrekciót végeztem el. Ehhez a nulla másodperces expozíciós idővel készült bias képeket használtam, melyek kombinációjából kapott képet minden spektrumképből levontam. A bias-korrekcióval kiküszöböljük a CCD chip pixeleinek eltérő nullszintjéből származó hibáit.

Ezután a flat-korrekció következett, melyhez a flat képeket kombináltam össze. A kombinációból kapott egy darab flat képpel leosztottam az objektum képeket. A flat képek felvétele úgy készül, hogy a spektrográf részét egyenletesen világítjuk ki. A flat-korrekcióra azért van szükség, mert az egyenletesen kivilágított rész képe a CCD-kamerán nem egyenletes erősségű jelet eredményez, az eltérő érzékenysé-
gű

¹ <http://www.astro.utoronto.ca/DDO>

² <http://iraf.noao.edu>

Megnev.	Spekt. típus	Lumin. oszt.	T_{eff} [K]	$\log g$	$B - V$	π [mas]	m_V [mag]
BD +00 4064	M0	-	-	-	+2,57	-	8,88
BD +17 4572	F8	-	-	-	0,71	1,44	9,1
BD +22 4409	K8	-	-	-	+1,05	$39,91 \pm 1,18$	9,24
BD +29 3820	K1	V	5341	-	+0,80	$39,24 \pm 0,97$	7,9
BD +38 2803	F2	Ib	-	-	0,53	0,15	9,1
BD +39 4379	F5	Ib	-	-	1,43	0,88	9,5
BD +64 243	K4-K5	Iab	-	-	+2,04	0,02	6,5
BD +67 209	K0	-	-	-	+0,78	-	9,1
GU Cep	M2-M3	Iab	-	-	+2,2	-	9,8
HD 1405	K2	V	8670	-	+1,0	-	8,6
HD 14142	M2	Iab	-	-	+2,287	$1,92 \pm 1,27$	9,2
HD 14242	M2	Iab	-	-	+2,614	$2,36 \pm 1,36$	8,3
HD 14404	M2	Iab	-	-	+2,26	0,06	8,0
HD 14469	M3	Iab	-	-	+2,17	-	8,2
HD 150680	G2 (G0)	IV	5740	3,70	+0,65	$92,63 \pm 0,60$	2,8
HD 160964	K4	V	-	-	+1,10	$52,57 \pm 0,73$	8,6
HD 161198	G8 (K0)	V	7499	-	+0,77	$42,45 \pm 0,98$	7,5
HD 161848	K1	V	8900	-	+0,46	$26,16 \pm 1,16$	8,9
HD 163506	F2	Ia	6400	1,20	+0,35	$1,02 \pm 0,59$	5,4
HD 166	K0	V	5260	5,00	+0,755	$72,98 \pm 0,75$	6,1
HD 16682	M5	II	-	-	+1,509	2,83	7,9
HD 175309	M5	-	-	-	+1,570	$0,95 \pm 0,98$	8,6
HD 183255	K3	V	8010	-	+0,92	$39,73 \pm 1,03$	8,0
HD 18391	G0	Ia	-	-	+1,92	0,91	6,9
HD 192078	G5	II-III	-	-	+1,530	0,09	7,4
HD 197572	G8,G9,F7	Ib	5478	0,4	+0,85	$1,47 \pm 0,72$	6,9
HD 211388	K3	II-III	4350	1,75	+1,43	$5,20 \pm 0,61$	4,1
HD 213338	G8	V	5620	4,54	+0,716	$23,23 \pm 0,85$	8,7
HD 217813	G5	V	6660	4,41	+0,62	$41,19 \pm 0,87$	6,6
HD 218942	M6	II	-	-	+1,568	$2,87 \pm 1,16$	9,1
HD 22135	K5	II	-	-	+1,86	$4,27 \pm 0,96$	7,3
HD 225212	K3	Ib	4235	0,8	+1,62	$2,03 \pm 0,93$	5,0
HD 228715	K2	V	-	-	1,13	-	8,3
HD 229114	G8	II	-	-	+1,0	-	8,8
HD 229590	K7	-	-	-	+1,26	$58,60 \pm 1,6$	9,1
HD 235870	G8	II-III	-	-	+1,29	-	8,9
HD 239978	M0-M3	Ib	-	-	+2,28	-	7,84
HD 31398	K3	II	-	-	+1,61	$6,37 \pm 0,96$	2,6
HD 333385	G7	Ia	-	-	+2,14	-	8,7
HD 33877	M4	II	-	-	+1,569	$2,31 \pm 1,14$	8,6
HD 340667	G8	Iab	-	-	+1,06	-	8,5
HD 35601	M1.5	Iab	4000	0,7	+2,20	$1,06 \pm 1,01$	7,3
HD 36535	K5	-	-	-	+1,871	$-1,04 \pm 0,86$	6,9
HD 37536	M2	Iab	3789	0,7	+2,06	$2,38 \pm 0,97$	6,1
HD 4075	G5	-	-	4,19	+0,77	$26,87 \pm 0,63$	7,1
MZ Cas	M2	Iab	-	-	+2,49	-	9,1
V 356 Cep	M2	Iab	-	-	+2,7	-	9,92

4. táblázat. A vizsgált csillagok kigyűjtött adatai

Paraméter	Érték
Felbontás	15.000 (8500 Å -nél)
Résszélesség	306 mikron
Rácsállandó	1800 vonal/mm

5. táblázat. A használt spektrográf adatai

pixelek, leképezési hibák, stb. miatt. Ezzel a korrekcióval az ilyen típusú hibákat tudjuk kiküszöbölni.

A flat-korrekcióval egyidejűleg végeztem el az objektumképek és a spektrállámpa képek trimmelését is, ami tulajdonképpen a spektrumok ún. hasznos területének kiválasztását jelenti. Ehhez az átlagolt flat-képet használtam, melyből megállapítottam a spektrumok azon tartományát, ahol a vonalak megjelennek.

A fenti korrekciókat a IRAF pogramcsomag *noao/imred/ccdred* és *noao/imred/ccdproc* nevű taszkjával végeztem. A feldolgozás további részei már eltérnek a fotometriában megismert folyamattól. A következő feladat a vonalak pontos helyének megkeresése volt. A spektrumok feldolgozásának fő feladata a különböző hullámhosszhoz tartozó fluxusok megállapítása. Ha a spektrumot a diszperziós tengelyre merőlegesen elmetszük, és a metszetre egy egyváltozós függvényt illesztünk, az intenzitásokat a diszperziós tengelyre merőlegesen összeintegrálva megkapjuk az adott hullámhosszhoz tartozó fluxusokat. Mivel a diszperziós tengely a leképezési hibák miatt nem egyenes, ezért először ennek a helyét kell pontosan meghatározni. Ezt a műveletet a *noao/twodspec/apextract/apall* taszk segítségével végeztem el. Miután ezt az objektumspektrumokon megállapítottam, a spektrállámpa képekre is elvégeztem a fluxusok kiintegrálását minden hullámhosszra. Mivel a spektrállámpa képeken nincs kontinuum, ezért ezeken az objektum spektrumokon meghatározott irányokat használtam.

A redukálás következő feladata a hullámhossz kalibráció. Erre azért van szükség, mert a CCD képek, ugyanúgy, mint fotometria esetén is, csak pixelek szerint tartalmaznak információt. Ahhoz, hogy hullámhossz szerinti információnk, vagyis valódi spektrumunk legyen, meg kell határozni, hogy az egyes pixelekhez milyen hullámhosszértékek tartoznak. Ehhez a művelethez fontos, hogy legyen a használt spektállámpához tartozó spektrálatlaszunk. A vonalak azonosítását ilyen vonalista segítségével végeztem, először egy spektrumra. Amikor ezen az egy képen sikerült a legtöbb vonalat beazonosítanom, akkor ez alapján a többi spektrumon is elvégeztem a hullámhossz kalibrációt. Az első azonosításhoz használt IRAF taszk a *noao/onedspec/identify* volt, míg a további azonosítást a *noao/onedspec/reidentify* taszkkal végeztem.

A fenti redukálások után a spektrállámpa képek hullámhossz szerint beazonosíthatók. A következő feladat a megfelelő objektum és a hozzájuk tartozó spektrállámpa képek "öszepárosítása" volt. Az észlelés során minden objektumról, a spektrum elkészítése előtt és után készült egy-egy spektrállámpa kép. Az objektumokról készült spektrumok hullámhossz kalibrációja ezek alapján a spektrállámpa képek alapján készült a *noao/onedspec/refspectra* és *dispcor* nevű taszkokkal. A kapott objektum képek hullámhossz szerinti kalibrációja után a spektrumok kontinuum normálását végeztem el. Az így kapott spektrumok további vizsgálatait a

noao/onedspec/plot taszk segítségével végeztem.

2.2. Adatgyűjtés

Kigyűjtöttem a vizsgált csillagok különböző, interneten is elérhető katalógusokban (Simbad ³, Vizier ⁴) megtalálható adatait. Az összegyűjtött adatokat a 4. táblázat tartalmazza.

A távolság meghatározásához a trigonometrikus parallaxist használtam, mely a 4. táblázatban ezred-ívmásodperc egységben szerepel, így a

$$d = \frac{1}{\pi} \quad (24)$$

képletből a távolság *kpc*-ben adható meg. A kapott távolság adatokat behelyettesítve a távolságmodulus egyenletébe, a látszó fényesség felhasználásával megkaptam az abszolút fényesség értékeit:

$$M = m + 5 - 5 \cdot \log d \quad (25)$$

, ahol *m* a látszó fényesség, *d* a távolság (parszekben).

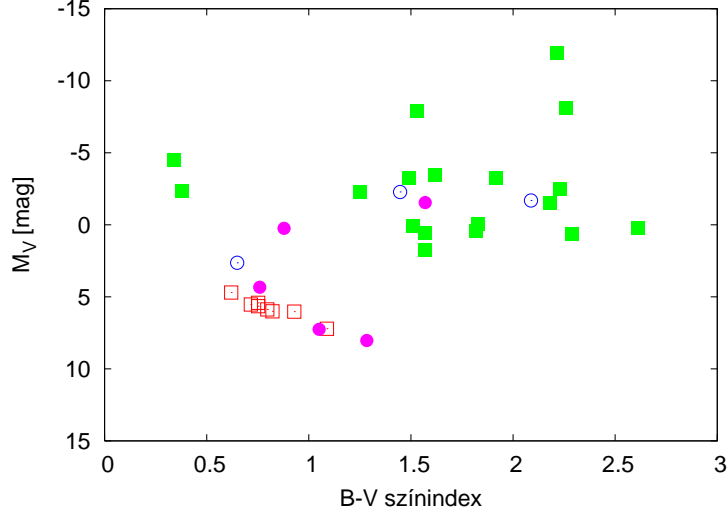
A kapott abszolút fényesség és a kigyűjtött B-V színindex értékekből ezek után elkészítettem egy szín-fényesség diagramot, mely megmutatta, hogy a vizsgált objektumok milyen csillagfejlődési állapotban találhatók. Erre azért volt szükség, hogy legyen egy plusz ellenőrzési pont a csillagok luminozitási osztályának kezdeti vizsgálatához, mivel voltak olyan objektumok is, amelyekre a különböző katalógusok nem adtak luminozitási osztály meghatározást.

Mivel a mért *B - V* színindex értékeket az intersztelláris por vörösíti, ezért ezeket az értékeket korrigálni kell az intersztelláris vörösödésre és extinkcióra is. Ehhez 2 módszert használtam. Annak érdekében, hogy megvizsgáljam, a csillagok közül melyek azok, amiket a leginkább érint a korrekció, a Schlegel et al. (1998) -féle infravörös vörösödési térképet használtam, melyben az objektumok galaktikus koordinátáihoz egy maximális vörösödés tartozik. Ebből az $E(B - V)$ színexcesszusra egy felső korlátot kapunk, melyből az abszorpciós törvény segítségével $A_V = R_V \cdot E(B - V)$, és az $R_V = 3.1$ érték figyelembe vételével kiszámítottam az egyes objektumok extinkciójának maximális értékét. A kapott értékek azt mutatták, hogy a vizsgált csillagok több mint felét érinti ez a korrekció, így egy pontosabb vörösödési érték megállapításához más módszert választottam.

A pontosabb vörösödés megállapításához azt használtam ki, hogy a színexcesszust

³ <http://simbad.harvard.edu>, simbad.u-strasbg.fr

⁴ <http://vizier.hia.nrca.ca/vizier>



3. ábra. A vizsgált objektumok HRD-n való elhelyezkedése. Az alkalmazott jelölés: üres négyzet - törpe csillagok, üres kör - óriás csillagok, teli négyzet - szuperóriás csillagok, teli kör - ismeretlen luminozitási osztály

felírhatjuk a megfigyelt és a vörösödésre korrigált $[(B - V)_0]$ színindex különbségeként is.

$$E(B - V) = (B - V)_{megfigy.} - (B - V)_0 \quad (26)$$

Ebben az esetben vörösödésre korrigált színindexnek Schmidt-Kaler (1982) táblázatából választottam ki a színeképtípusnak megfelelő $(B - V)_0$ értéket. A megfigyelt és a táblázatból kiválasztott színindexek alapján meghatároztam az $E(B - V)$ színexcesszus értékét.

A 6. táblázat mutatja a kigyűjtött és modellből kapott B-V adatokat, valamint az azokból számolt $E(B-V)$ értékeket.

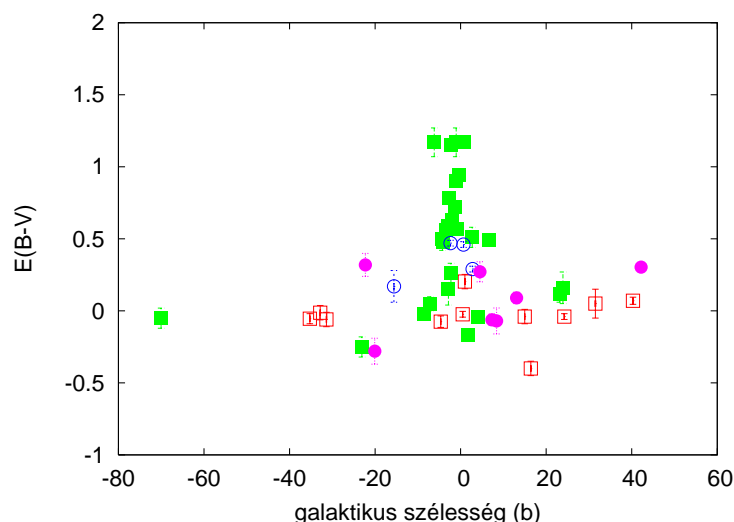
A 4. ábrán ábrázoltam az objektumok kigyűjtött $B - V$ színindex alapján meghatározott $E(B - V)$ értékeit a galaktikus szélességük függvényében, amelyből megtudhatjuk, hogy a különböző objektumok közül melyek azok, amelyeknél nagyobb mértékben befolyásol a vörösödés (a galaxis központjának irányában levők), és melyek azok, amelyeknél a vörösödés nem okozhat nagy eltérést a színindex meghatározásánál.

Az első színeképtípus korrigálásra ezután került sor, mivel kiderült, hogy néhány objektumnak a számolt $E(B - V)$ értéke negatív lett. Mivel a vörösödés miatt a megfigyelt színindex mindig nagyobb, mint a korrigált, így a színexcesszus értékének mindig pozitívnak kell lennie. A korrigálást ezért úgy végeztem, hogy azoknál a csillagoknál, melyeknél az $E(B - V)$ negatív lett, úgy választottam meg a korrigált, modellekben szereplő értéket, hogy a színexcesszus értéke minimum nulla legyen. Így amikor változott egy-egy $(B - V)_0$ érték, az megváltoztatta a spektráltípust is.

Az így módon megváltoztatott spektráltípusú csillagok $E(B - V)$ értékeit a ga-

Megnevezés	$B - V$ megfigyelt	$(B - V)_0$ (Schmidt-Kaler)	$E(B - V)$ számolt
BD +00 4064	2,57	1,67	0,9
BD +17 4572	0,879	0,54	0,319
BD +22 4409	1,05	1,33	-0,28
BD +29 3820	0,80	0,86	-0,06
BD +38 2803	0,534	0,23	0,304
BD +39 4379	1,43	0,32	1,11
BD +64 243	2,04	1,53	0,51
BD +67 209	0,748	0,81	-0,062
GU Cep	2,88	1,71	1,17
HD 1405	0,897	0,91	-0,013
HD 14142	2,34	1,71	0,63
HD 14242	2,43	1,71	0,72
HD 14404	2,30	1,71	0,59
HD 14469	2,17	1,69	0,48
HD 150680	0,65	0,58	0,07
HD 160964	1,1	1,05	0,05
HD 161198	0,77	0,81	-0,04
HD 161848	0,85	0,86	-0,01
HD 163506	0,35	0,23	0,12
HD 166	0,755	0,81	-0,055
HD 16682	1,509	1,76	-0,251
HD 175309	1,76	1,80	-0,04
HD 183255	0,92	0,96	-0,04
HD 18391	1,93	0,76	1,17
HD 192078	1,53	1,24	0,29
HD 197572	0,85	0,35	0,5
HD 211388	1,44	1,27	0,17
HD 213338	0,716	0,74	-0,024
HD 217813	0,605	0,68	-0,075
HD 218942	1,568	1,52	0,048
HD 22135	1,86	1,60	0,26
HD 225212	1,62	1,46	0,16
HD 228715	1,113	0,91	0,203
HD 229114	0,98	1,15	-0,17
HD 229590	1,26	1,33	-0,07
HD 235870	1,47	1,00	0,47
HD 239978	2,28	1,71	0,57
HD 31398	1,61	1,46	0,15
HD 333385	2,29	1,35	0,94
HD 33877	1,569	1,62	-0,051
HD 340667	1,13	1,15	-0,02
HD 35601	2,20	1,71	0,49
HD 36535	1,871	1,60	0,271
HD 37536	2,06	1,60	0,46
HD 4075	0,77	0,68	0,09
MZ Cas	2,49	1,71	0,78

6. táblázat. A megfigyelt, kigyűjtött és számolt $B - V$ színindexek



4. ábra. A vizsgált objektumok színexcesszus értékei a galaktikus szélesség függvényében. Az alkalmazott jelölés ugyanaz, mint a 3. ábrán.

laktikus szélesség függvényében az 5. ábra mutatja, míg az eredeti és a módosítás után kapott spektráltípus adatokat a 7. táblázat tartalmazza.

A módosítás során végeztem egy hibaszámítást, ami azt az esetet mutatja meg, hogy milyen hibahatárokkal számolhatunk, ha a spektráltípus meghatározásánál egy alosztályt eltévesztünk. A módosított spektráltípus értékeket és a hozzájuk tartozó $B - V$ értékeket Schmidt-Kaler (1982) modell táblázata segítségével határoztam meg. Mivel ebben a táblázatban nem található meg minden egyes alosztályhoz megfelelő $B - V$ érték, ezért a hiányzó alosztályokhoz interpolációval számítottam ki a szükséges értékeket.

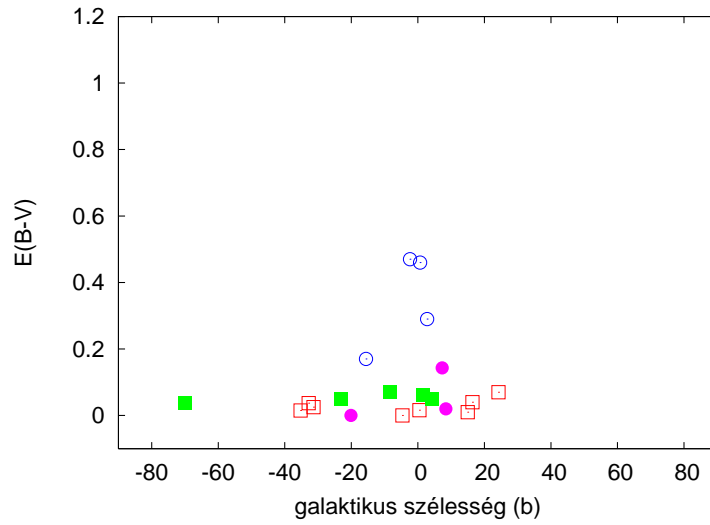
A vizsgált objektumok közül megjelöltem az ismert változó csillagokat is (6. ábra), mivel ezek osztályozását a változó fényességértékek miatt nem lehet pontosan elvégezni.

A 7. ábrán feltüntettem a változócsillagok megjelölése mellett a különböző luminozitási osztályú csillagok modellekből kigyűjtött szín-fényesség értékeit. Azokat a csillagokat, amelyekre eddig nem történt luminozitási osztály meghatározás a szín-fényesség diagramon való elhelyezkedésük alapján „ideiglenesen” osztályokba soroltam. A végleges besorolásra a színekpek vizsgálata után került sor.

2.3. A spektrumvonalak ekvivalens szélességének megállapítása

A spektrumok feldolgozása után a CaII triplétt vonalak ekvivalens szélességét határoztam meg.

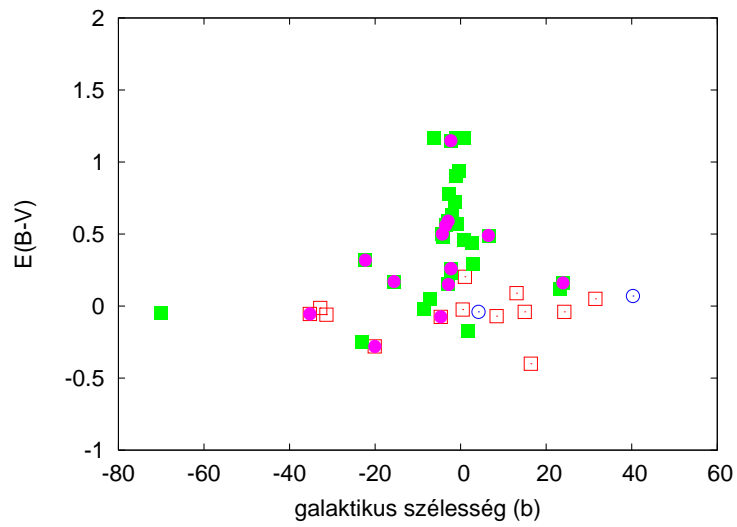
Ehhez a művelethez szintén az IRAF programcsomagot, azon belül pedig az *splot* taszkot használtam. Ebben a taszkban, mely a kiredukált spektrumok megjelenítését végzi el, lehetőség van különböző vonalprofilok illesztésére, (Gauss-, Lorentz-,



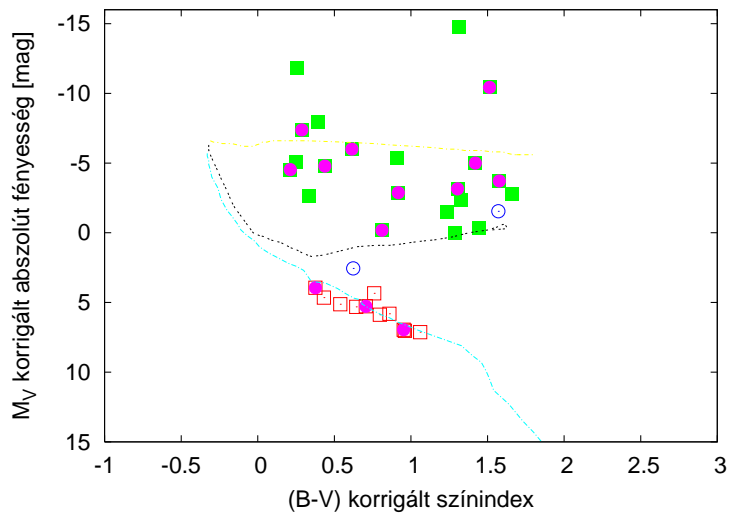
5. ábra. A vizsgált objektumok korrigált színexcesszus értékei a galaktikus szélesség függvényében

Megnevezés	Spekt.típ. eredeti	$(B - V)_0$ eredeti	Spekt.típ. módosított	$(B - V)_0$ módosított
BD +22 4409	K7	1.36	K4	1.05
BD +67 209	G5	0.68	G1	0.605
HD 175309	M5	1.80	M2	1.71
HD 229114	K0	1.24	G3	0.92
HD 340667	K0	1.24	G6	1.06
HD 16682	M4	1.76	K3	1.46
HD 33877	M4	1.76	M2	1.72
HD 161198	G8	0.74	G6	0.70
HD 161848	K1	0.86	K0	0.81
HD 183255	K3	0.96	K2	0.91
HD 213338	G8	0.74	G7	0.70
HD 217813	G5	0.68	G1	0.605
HD 166	K0	0.81	G8	0.74
HD 1405	K2	0.91	K1	0.86
HD 189087	K1	0.86	G9	0.775
HD 229590	K7	1.33	K6	1.24

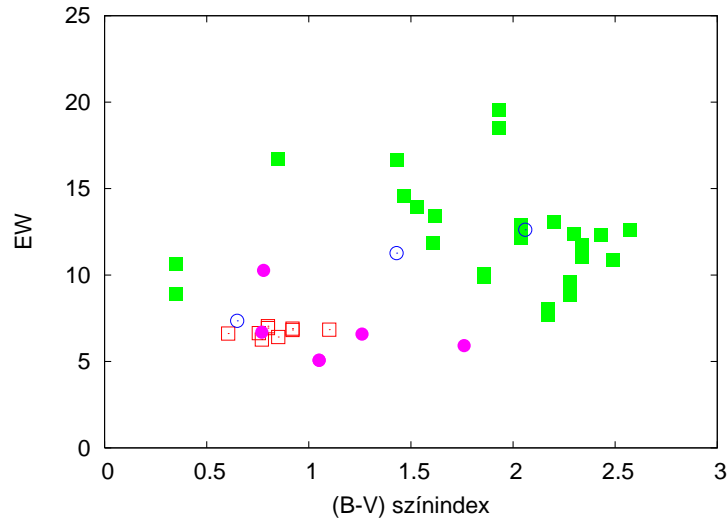
7. táblázat. Az eredeti, ill. a módosított spektráltípusok és színindexek



6. ábra. Változó csillagok a vizsgált mintában



7. ábra. Változó csillagok, a ZAMS és az I., III. luminozitási osztály helye a vizsgált mintában. A használt jelölés: üres négyzet - törpe csillagok, üres kör - óriás csillagok, teli négyzet - szuperóriás csillagok, teli kör - változó csillagok



8. ábra. A CaII triplett vonalak EW értéke a B-V színindex függvényében. Az alkalmazott jelölés ugyanaz, mint a 4. ábrán.

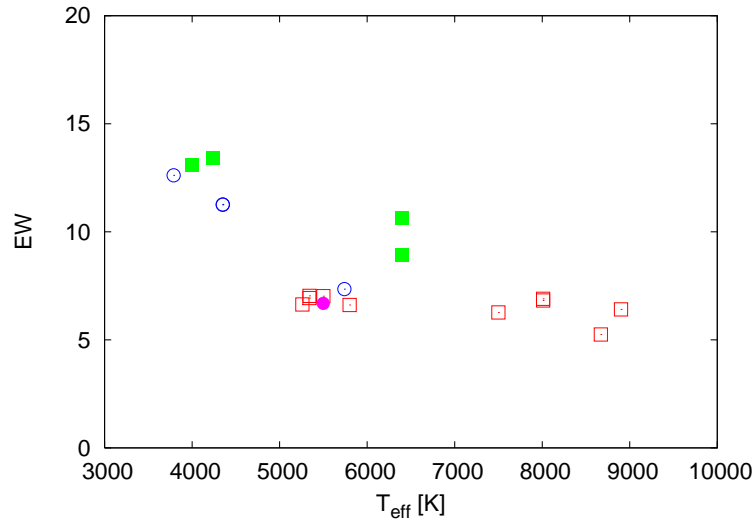
Voigt-profil), melyek közül a Voigt-profilt választottam. A taszk az illesztett profil integrálásával megadja az adott vonal ekvivalens szélességének értéket. A további vizsgálatokhoz a három kalcium vonal ekvivalens szélességének összegét (EW) használtam.

A 8. és a 9. ábra mutatja az egyes csillagok EW adatait az effektív hőmérséklet, valamint a B-V színindex függvényében.

3. A Kurucz-féle ATLAS9 spektrummodellek

Az észlelt spektrumok modellezését az ATLAS9 (Kurucz, 1993) programmal készítettem el. A program a sugárzási transzferegyenletet oldja meg LTE közelítésben, plánparallel atmoszféra feltevést használva. A program keretein belül lehetőség van különböző bemenő fizikai paraméterek beállítására. Ezek közül a főbb mennyiségek a hullámhossztartomány, a felszíni gravitáció és az effektív hőmérséklet, mivel a vonalak kialakulásánál ezek a főbb fizikai paraméterek. Beállítható továbbá, hogy a program milyen fémvonalakat használjon a modellezéshez, a felbontás nagysága, a mikro- és makroturbulencia nagysága, valamint a pulzáció és a rotáció sebességének nagysága.

A modellezésnél használt határokat úgy választottam ki, hogy illeszkedjenek a vizsgált objektumok fizikai paramétereire. Így a felszíni gravitáció értékei $\log g = 1.0, 2.5,$ és 4.0 értéket vettek fel, mivel megközelítőleg ezek az értékek felelnek meg a szuperóriás, óriás és törpe csillagok $\log g$ értékeinek (Diaz et al., 1989), az effektív hőmérséklet értékeket $3000 - 8000$ Kelvin érték között változtattam, a modellezett hullámhossztartományt pedig $8450 - 8720 \text{ \AA}$ közöttinek állítottam be. A



9. ábra. A CaII triplett vonalak EW értéke az effektív hőmérséklet függvényében. Az alkalmazott jelölés ugyanaz, mint a 4. ábrán.

modellezéshez a felbontást 50.000-nek, a mikroturbulencia sebességét 2 km/s-nak választottam.

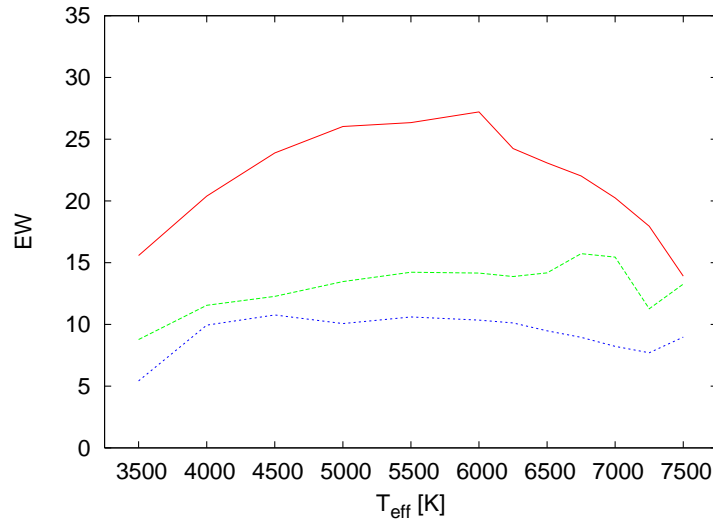
3.1. Az ATLAS9 modellspektrumok ekvivalens szélessége

Az észlelt spektrumok esetén a vonalak alakját befolyásolja a spektrográf átviteli függvénye is, ezért szükséges volt a modellspektrumok konvolálására az észleléshez használt műszer átviteli függvényével. A műszer átviteli függvényét Gauss függvénnyel közelítettem, mely adatait a mért spektrállampa felvételekből állapítottam meg. A kapott függvényt konvoláltam a modellspektrumokkal. A konvolúció hatására bizonyos vonalak lerövidülnek, gyengülnek, a megmaradó főbb vonalak pedig kissé kiszélesednek, a vonalak ekvivalens szélessége viszont nem változik. A Gauss függvény alakját a következő módon adtam meg:

$$G(x) = \frac{1}{\sigma\sqrt{2\pi}} e^{-\frac{x^2}{\sigma^2}} \quad (27)$$

Az ATLAS9 program által számolt spektrumokat az IRAF *spectext* taszkja segítségével először FITS-formátumba konvertáltam, majd a konvertálás után az EW-eket ugyanúgy állapítottam meg mint az észlelt spektrumok esetén.

A modellspektrumok vizsgálatából kapott ekvivalens szélesség adatokat és a Scmidt-Kaler (1982) táblázat alapján a spektráltípusukhoz tartozó hőmérséklet értékeket a 10. ábra mutatja.



10. ábra. A modellek EW értékei az effektív hőmérséklet függvényében. Az egyes luminozitási osztályok jelölése: I. lum. osztály: piros vonal, III. lum. osztály: zöld vonal V. lum. osztály: kék vonal

4. Eredmények

4.1. A mért és a modellezett spektrumok összehasonlítása

Ahhoz, hogy az észlelt és a modellspektrumok összehasonlíthatóak legyenek, az észlelt spektrumokon még egy korrigálást végeztem. A vizsgált objektumoknál jelentős lehet a Doppler-eltolódás, mivel a csillagok mozognak a Földhöz képest. A modellspektrumok viszont laboratóriumi körülmények között készültek, ezért az észlelt spektrumokat vissza kell tolni a laboratóriumi hullámhosszokra. Ehhez először az egyes csillagok radiális sebességeit állapítottam meg, az *fxcor* taszk segítségével.

Ez a taszk keresztkorrelációs módszerrel, két spektrum összehasonlításával számolja ki a radiális sebességet. Tehát szükség volt egy összehasonlító spektrumra, amelynek nincs Doppler eltolódása. Ehhez az egyik modellspektrumot használtam. Az egyes objektumok mért radiális sebesség értékeit a 8. táblázat tartalmazza. A radiális sebességek mérési pontossága az általam használt spektrumok esetében kb. ± 1 km/s.

Miután az észlelt spektrumokra egyenként ily módon kimértem a radiális sebesség értékeket, a spektrumok eltolását a *dopcor* nevű taszk segítségével végeztem. Ennél a taszknál csak az eredeti spektrumra és a radiális sebességértékekre van szükség.

A Doppler-korrigált FITS-formátumú spektrumokat ASCII fájlkká alakítottam át, a *wspectext* taszk segítségével.

Csillag	Radiális sebesség km/s	Csillag	Radiális sebesség km/s
BD +00 4064	54,1	BD +17 4572	42,5
BD +22 4409	-10,1	BD +29 3820	-20,7
BD +38 2803	-114,5	BD +39 4379	-39,8
BD +64 243	-43,4	BD +67 209	-55,1
GU Cep	-60,3	HD 1405	-22,8
HD 14142	-66,4	HD 14242	-57,1
HD 14404	-63,3	HD 14469	-64,3
HD 150680	-47,9	HD 160964	-26,3
HD 161198	57,9	HD 161848	-65,4
HD 163506	-16,7	HD 166	-15,3
HD 16682	-12,3	HD 175309	42,6
HD 183255	-63,1	HD 18391	-45,1
HD 192078	14,6	HD 197572	21,3
HD 211388	-8,8	HD 213338	-20,8
HD 217813	2,1	HD 218942	-35,7
HD 22135	-32,3	HD 225212	-44,1
HD 228715	-27,2	HD 229114	-1,7
HD 229590	-0,8	HD 235870	-42,1
HD 239978	-71,0	HD 31398	-1,4
HD 333385	16,6	HD 33877	-6,7
HD 340667	31,2	HD 35601	-30,4
HD 36535	-18,5	HD 37536	-19,8
HD 4075	-28,3	MZ Cas	-73,8
V 356 Cep	-94,6		

8. táblázat. Az fxcor-ral megállapított radiális sebesség értékek

Először az észlelt spektrumokat a különböző csillagászati katalógusokban található besorolásuk szerinti modellekkel hasonlítottam össze. Például, ha a csillag luminositási osztálya V és spektráltípusa K1 volt, akkor a Schmidt-Kaler táblázat szerint ehhez az értékhez 5000 Kelvin effektív hőmérséklet, és $\log g = 4.0$ tartozik (Diaz et al., 1989). A két spektrumot a GnuPlot programmal megjelenítettem, majd megvizsgáltam a különböző vonalak egyezését. A fő szempont a három CaII vonal egyezősége volt, de figyelni kellett az összes többi vonal illeszkedésére, valamint erősségére is. Ha az egyezés megfelelő volt, akkor az objektumhoz az eredeti besorolásokat én is megtartottam. A vizsgált objektumok 90 százalékában ez az egyezés jelentkezett kisebb eltérésekkel, amelyek főleg a spektráltípus meghatározásakor mutattak 1-1 alosztály tévedést. Ezek a különbségek betudhatóak annak is, hogy a modellek, amiket használtam, $\Delta T = 250$ K hőmérséklet felbontással készültek, így volt olyan hőmérséklet érték, ami nem szerepelt pontosan a modellhőmérsékletek között. Ez az eltérés maximum ± 50 K volt.

Néhány esetben az eredetileg kigyűjtött adatoktól nagyon eltérőt kaptam a spektrumok összehasonlítása után. Ennek egy oka az irodalmi spektráltípusok és a fizikai paraméterek pontatlansága lehet. A korábbi spektrálklasszifikációs mérések általában kis felbontású, fotografikus műszerekkel történtek, így ezek az adatok gyakran pontatlanok. A másik ok, ami még valószínűsíthető, hogy a nagyon eltérő ered-

ményt mutató csillagok változócsillagok.

A modellekkel való összevetéssel új eredményként megadtam olyan objektumok luminozitási osztály besorolását, melyekre eddig ez még nem történt meg.

Az összehasonlítás után kapott eredményeket a 9. táblázat, a csillagok egyes észlelt spektrumait és a hozzájuk tartozó modelleket a Melléklet tartalmazza.

4.2. Az ekvivalens szélességek vizsgálata

Mint már korábban az 1.5 fejezetben ismertettem, a Ca-triplett vonalak ekvivalens szélessége szoros kapcsolatban van a csillag fizikai jellemzőivel, az effektív hőmérséklettel, a felszíni gravitációval, a $B - V$ színindexszel és a $[Fe/H]$ fémtartalommal egyaránt (Diaz et al., 1989). A luminozitási osztály szerinti csoportosítás az ekvivalens szélességek nagyságán is megmutatkozik. A vizsgálat során az egyik célom az volt, hogy ezt az összefüggést pontosítsam a rendelkezésre álló nagyobb felbontású spektrumok alapján.

A kapott EW adatok feldolgozása során az volt a célom, hogy a spektrumok vizsgálatával adjak becslést a különböző luminozitási osztályokba való csoportosításra is. Az ötlet alapját az adta, hogy ha ismerjük a csillag valamilyen színindexét, – mely jelen esetben a $B - V$ színindex, – akkor egy spektrum segítségével, a CaII triplett vonalak ekvivalens szélességének megméréseivel becslést adhatunk a csillag luminozitási osztályára. Azért választottam a $B - V$ színindexet, mert ez egy olyan jellemzője a csillagoknak amit viszonylag egyszerű megmérni és a különböző katalógusokban sok objektum esetén megtalálható.

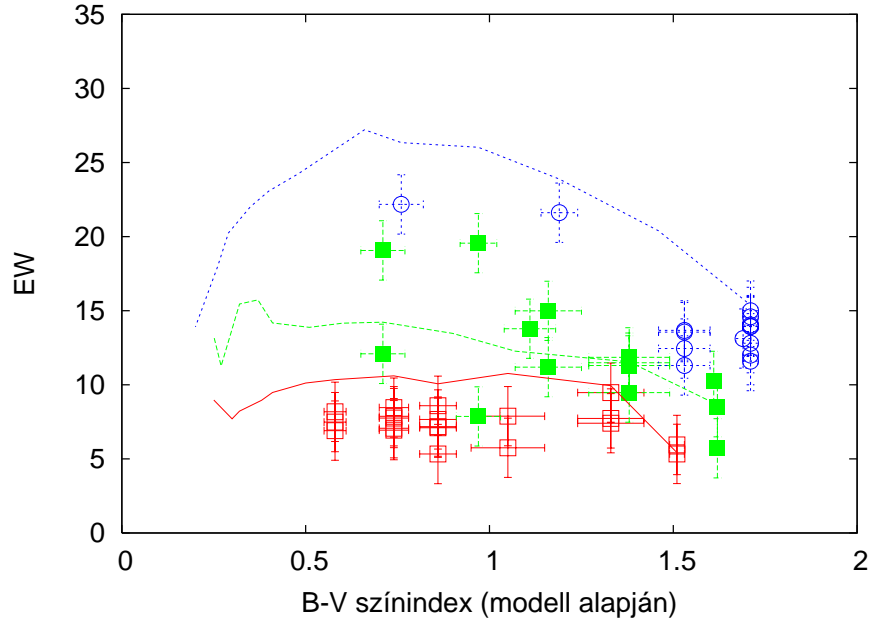
Végeztem egy hibaszámítást arra az esetre, ha az ekvivalens szélesség mérésénél kb. $\pm 2 \text{ \AA}$ nagyságot tévedünk, a $B - V$ színindex megállapításához pedig a spektráltípus meghatározásnál 1-1 alosztályt vétünk. Az EW mérésnél a 2 \AA hiba abból adódott, hogy az észlelt spektrumok feldolgozását, majd EW mérését kétszer is elvégeztem, és a végső adatok közelítőleg ilyen eltérést mutattak.

A Ca-triplett vonalak ekvivalens szélességének $B - V$ színindextől való függését a 11. ábra tartalmazza, ahol a szimbólumok a mért spektrumokból, a vonalak az ATLAS9 modellspektrumokból származó adatokat jelölik.

Az ábráról kiderül, hogy ha csak a fenti két adatunk van, akkor is jól elkülönülnek az egyes osztályok. Ami ehhez szükséges: egy „megbízható”, vagyis nem túl régi $B - V$ adat és egy olyan spektrum, amely tartalmazza a CaII triplett vonalakat, vagyis lefedi legalább a 8450 és 8720 \AA közötti hullámhossztartományt. Miután megtörtént a luminozitási osztály meghatározás, a Schmidt-Kaler táblázat, és a meglévő $B - V$ színindex segítségével a csillag spektráltípusát is megállapíthatjuk.

Csillag	Eredeti sp.típ.	Eredeti lum.o.	Forrás	Módos. sp.típ.	Módos. lum.o.
BD +00 4064	M0	-	Simbad kat.	K1-K2	III
BD +17 4572	F8	-	Simbad. kat.	G1	III
BD +22 4409	K8	-	Simbad kat.	K4	V
BD +29 3820	K1	V	Fehrenbach et al. (1962)	K1	V
BD +38 2803	F2	Ib	GCVS 2. (1958)	K1	V
BD +39 4379	F5	Ib	Simbad kat.	F9	III
BD +64 243	K4-K5	Iab	Morgan et al. (1973)	K3-K4	I-II.
BD +67 209	K0	-	Simbad kat.	G0	V
GU Cep	M2-M3	Iab	Humphreys (1970)	M1-M2	I-II
HD 1405	K2	V	Simbad kat.	K1	V
HD 14142	M2	Iab	Humphreys (1970)	M1-M2	I-II
HD 14242	M2	Iab	Humphreys (1970)	M1-M2	I-II
HD 14404	M2	Iab	Humphreys (1970)	M1-M2	I-II
HD 14469	M3	Iab	Humphreys (1970)	M3	III
HD 150680	G2 (G0)	IV	Gray et al. (2001)	G0	V
HD 160964	K4	V	Simbad kat.	K4-K5	V
HD 161198	G8 (K0)	V	Wilson (1962)	G8-G9	V
HD 161848	K1	V	Eggen (1956)	G8-G9	V
HD 163506	F2	Ia	Harlan (1969)	F9	III
HD 166	K0	V	Simbad kat.	G8-G9	V
HD 16682	M5	II	GCVS 2. (1958)	M2-M3	V
HD 175309	M5	-	Simbad kat.	M3-M4	III
HD 183255	K3	V	Simbad kat.	K1	V
HD 18391	G0	Ia	Griffin et al. (1960)	G0-G1	I-II
HD 192078	G5	II-III	Barbier (1963)	K1-K2	III
HD 197572	G8,G9,F7	Ib	Kraft (1960)	G1	III
HD 211388	K3	II-III	Griffin et al. (1960)	K4	III
HD 213338	G8	V	McCuskey (1955)	G8-G9	V
HD 217813	G5	V	Harlan et al. (1970)	G0	V
HD 218942	M6	II	Keenan (1942)	M3-M4	III
HD 22135	K5	II	Simbad kat.	K3-K4	I-II
HD 225212	K3	Ib	Bonsack (1959)	K3-K4	I-II
HD 228715	K2	V	Barbier (1963)	K1	V
HD 229114	G8	II	Barbier (1962)	K7-K8	V
HD 229590	K7	-	Simbad kat.	K7-K8	V
HD 235870	G8	II-III	McCuskey (1955)	K1-K2	III
HD 239978	M0-M3	Ib	GCVS 2. (1958)	M1-M2	I-II
HD 31398	K3	II	Morgan et al. (1973)	K4	III
HD 333385	G7	Ia	Simbad kat.	G9	I-II
HD 33877	M4	II	GCVS 2. (1958)	M2-M3	V
HD 340667	G8	Iab	Rosino (1951)	K7-K8	V
HD 35601	M1.5	Iab	Diaz et al. (1989)	M1-M2	I-II
HD 36535	K5	-	Simbad kat.	K3-K4	I-II
HD 37536	M2	Iab	Simbad kat.	M1-M2	I-II
HD 4075	G5	-	Simbad kat.	G8-G9	V
MZ Cas	M2	Iab	Humphreys (1970)	M1-M2	I-II
V 356 Cep	M2	Iab	Humphreys (1970)	M1-M2	I-II

9. táblázat. A vizsgált csillagok irodalmi, ill. általam meghatározott színképtípusa és luminozitási osztálya



11. ábra. A vizsgált minta és a modellek EW értékei a B-V színindex függvényében. A lum. osztályok jelölése: I. lum. oszt.: kék, III. lum. oszt.: zöld, V. lum. oszt.: piros

Megnevezés	CaII EW Forrás	B-V Forrás	Spekt.típ. és Lum.oszt. Forrás
HD 1461	8.09 <i>Diaz et al. (1989)</i>	0.68 <i>Evans (1966)</i>	G0 V <i>Malaroda (1975)</i>
HD 173780	9.07 <i>Diaz et al. (1989)</i>	1.19 <i>Mermilliod (1986)</i>	K3 III <i>Buscombe (1962)</i>
HD 210745	13.37 <i>Diaz et al. (1989)</i>	1.57 <i>Mermilliod (1986)</i>	K1.5 Ib <i>Morgan et al. (1973)</i>

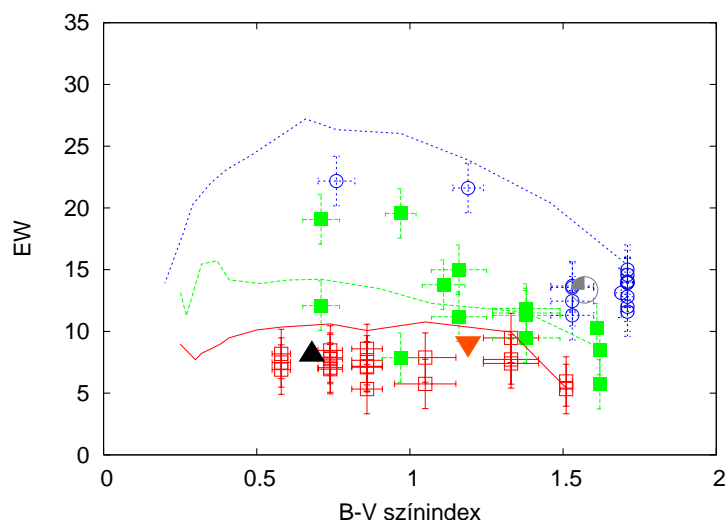
10. táblázat. A módszer teszteléséhez használt objektumok adatai

4.3. A kalibrálási módszer tesztelése

A módszer teszteléséhez megnéztem olyan csillagok EW adatait, melyeknek a spektrumát és a spektrumok feldolgozását mások készítették, valamint a csillagászati szakirodalomban található róluk megfelelő $B - V$ színindex adat. A vizsgált objektumokat véletlenszerűen választottam ki Diaz et al (1989) cikkéből, a legfőbb szempont az volt, hogy legyen róluk olyan spektrum, vagy már megmért ekvivalens szélesség adat, amely a CaII triplétt vonalakat tartalmazza. Igyekeztem úgy kiválasztani a három minta csillagot, hogy lehetőség szerint 3 különböző luminozitási osztályba tartozzanak. Ezután különböző forrásokból megkerestem a hozzájuk tartozó $B - V$ színindex értékeket. A források felsorolását a 10. táblázat tartalmazza.

A vizsgált objektumok EW értékeit a $B - V$ színindexek függvényében a 12. ábra mutatja.

Az ábráról leolvasható, hogy luminozitási osztály szerint ebben az esetben is jól



12. ábra. A modellek és az új vizsgált csillagok EW értékei a B-V színindex függvényében. A minta csillagok jelölése: HD 1461: álló háromszög, HD 173780: fordított háromszög, HD 210745: mintázott kör

elkülöníthetők a vizsgált csillagok. A spektráltípus meghatározást a Schmidt-Kaler (1982) táblázat alapján állapítottam meg. A HD 1461 jelű csillag az eredeti besorolás szerint egy G0 spektráltípusú törpecsillag. A csillag ebben a vizsgálatban is a törpe csillagokra jellemző helyen található. Az általam megállapított osztály G3 V.

A HD 173780 jelű csillag eredetileg egy K3 spektráltípusú óriás csillag. Az ábrán, a modellek elhelyezkedése azt mutatja, hogy sajnos a nagy $B - V$ értékű csillagok esetén a törpék és óriások fedésbe kerülhetnek. Ez körülbelül $B - V > 1,2$ mag esetén fordul elő. Mivel a másodikkal tesztelt csillag $B - V$ értéke nagyon közel van ehhez a határhoz, így nem könnyű a besorolás, de valószínűsíthető, hogy ezzel a módszerrel is óriás csillagnak lenne osztályozva. A pontos besoroláshoz az észlelt spektrum alakját is meg kellene vizsgálni és modellspektrumokkal összehasonlítani. A csillag spektráltípusát az EW alapján K2-K3 -nak becsültem, luminozitási osztálya III-V közötti.

A harmadik tesztelt csillag a HD 210745 jelű, mely eredetileg a K1,5 spektráltípusú szuperóriás csillagok osztályába tartozik. Esetében az ábrán is jól látszik az elkülönülés, bár igaz, hogy a szuperóriásoknál is megfigyelhető az EW csökkenése a nagyobb $B - V$ értékek ($B - V > 1,2$ mag) tartományában. Ennek a csillagnak a típusát K4-K5 I-II -nek becsültem. Összehasonlítva a cikkben megadott besorolással, látható az egy-két alosztálynyi eltérés.

5. Összefoglalás

A színeképelemzés, csillagspektrumok vizsgálata a modern csillagászat egyik fontos ága. A dolgozatom elkészítése során 2001-ben felvett csillagspektrumokat és ATLAS9 spektrummodelleket hasonlítottam össze abból a célból, hogy segítségükkel meghatározzam a vizsgált objektumok luminozitási osztályát és spektráltípusát.

Vizsgálataim során elsőként a felvett spektrumok redukálását végeztem el az IRAF programcsomaggal, majd az ATLAS9 spektrummodellező programmal modelleket készítettem a vizsgált mintához illeszkedő hőmérséklet és felszíni gravitáció tartományokon belül. Megvizsgáltam, hogy a különböző luminozitási osztályokba és spektráltípusokba tartozó csillagok színeképét hogyan befolyásolja a hőmérséklet és a felszíni gravitáció értékeinek megváltozása, valamint azt, hogy hogyan változik a vizsgált színeképeken található CaII triplett vonalak ekvivalens szélessége.

A modellek illesztése után azt kaptam, hogy a CaII vonalak ekvivalens szélessége főleg a luminozitási osztálytól függ, viszont az ekvivalens szélesség és a $B - V$ színindex segítségével a spektráltípusra is tudunk becslést adni.

A vizsgált színeképekből a fenti módszer segítségével megállapítottam a csillagok luminozitási osztályát, illetve ahol már történt osztályozás, visszakaptam a mások által elkészített luminozitási osztály besorolást.

A mért objektumok vizsgálata esetén a módszer 80 százalékban visszaadta a már eddigi besorolásokat, viszont találtam olyan csillagokat, ahol az eddigi osztályozást meg kellett változtatni.

Néhány esetben csak 1-1 osztályt változott a luminozitási osztály, amely azzal magyarázható, hogy a modellezés nem fedte le a teljes luminozitási osztály tartományt.

Végezetül a módszer vizsgálatához új objektumok esetén is elvégeztem a luminozitási osztály, illetve spektráltípus meghatározást. Ezekben az esetekben is megerősítettem a már eddigi osztályozásokat.

Köszönetnyilvánítás

Köszönetet szeretnék mondani elsősorban témavezetőmnek, dr. Vinkó Józsefnek, türelméért és teljeskörű segítségéért melyet az adatfeldolgozási folyamat és az egész dolgozat elkészítése során nyújtott. Sziládi Katalin tudományos ügyintézőnek, aki a spektrumok ekvivalens szélességének megállapításánál nyújtott segítséget és bevezetett az ATLAS9 modellező program rejtjelmeibe. Csoporttársaimnak, Gáspár Andrásnak és Makai Zoltánnak a sok-sok gyakorlati, technikai segítségért, amit a Linux és Latex használata során kaptam tőlük.

Végezetül, férjemnek Szabolcsnak, türelméért és azért, mert a dolgozat megírása során megpróbálta vállaimról a mindenféle családi tennivalók gondját levenni.

Irodalomjegyzék

- Barbier, M. 1962, *Publ. Obs. Haute-Provence*, **6**, 8
- Barbier, M. 1963, *Publ. Obs. Haute-Provence*, **6**, 36
- Bonsack, W.K. 1959, *Astrophys. J.*, **130**, 843-871
- Buscomb, W. 1962, *Mont Stromlo Obs. Mimeo.*, **4**, 1
- Carroll, B.W, Ostlie, D.A. 1996, *An Introduction to modern Astrophysics*, Weber State University
- Diaz, A. I., Terlevich, E., Terlevich, R. 1989, *Mon. Not. R. Ast. Soc.*, **239**, 325-345
- Eggen, O.J. 1956, *Astron. J.*, **61**, 462-468
- Evans, D.S. 1966, *R. Obs. Bull.*, **110**, 185
- Fehrenbach, C., Rebeiro, E. 1962, *Publ. Obs. Haute-Provence*, **6**, 16
- GCVS 2. 1958
- Gray, R.O., Napier, M.G., Winkler, L.I. 2001, *Astron. J.*, **121**, 2148-2158
- Griffin, R.F., Redman, R.O., 1960, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, **120**, 287-316
- Harlan, E.A. 1969, *Astron. J.*, **74**, 916
- Harlan, E.A., Taylor, D.C. 1970, *Astron. J.*, **75**, 165-166
- Humphreys, R.M. 1970 *Astronomical. Journal.*, **75**, 602-623
- Keenan, P.C. 1942, *Astrophys. J.*, **95**, 461-467
- Kraft, R.P. 1960, *Astrophys. J.*, **131**, 330-350
- Kurucz, R. 1993, *ATLAS9 stellar atmosphere model grids and programs*, CDROM No.13.
- Malaroda, S. 1975, *Astron. J.*, **80**, 637-641
- McCuskey, S. W. 1955, *Astrophys. J., Suppl. Ser.*, **2**, 75-122
- Mermilliod, J.C. 1986, *Catalogue of Eggen's UBV data*
- Morgan W.W., Keenan, P.C. 1943, *An atlas of stellar spectra, with an outline of spectral classification* Chicago Ill., The Univ. of Chicago press
- Morgan, W.W., Keenan, P.C. 1973, *Annual Rev. Astron. Astrophys.*, **11**, 29
- Rosino, L. 1951, *Astrophys. J.*, **113**, 60-71
- Schlegel, D.J., Finkbeiner, D.P., Davis, M. 1998, *Astrophysical Journal*, **500**, 525-553
- zWilson, O.C. 1962, *Astrophys. J.*, **136**, 793-799

NYILATKOZAT

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

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

Szeged, 2006. május 11.

.....
Ékesné Balogh Renáta

Melléklet: Az észlelt és a modell spektrumok összehasonlítása

