

# Szegedi Tudományegyetem

Természettudományi Kar

Kísérleti Fizikai Tanszék

Csillagász Szak

## Diplomamunka

### **Fősorozat előtti csillagok spektroszkópai vizsgálata**

Major Csaba Ferenc

Témavezető: Dr. Kun Mária  
MTA-Konkoly Thege Miklós Csillagászati Kutatóintézet

Konzulens: Dr. Szatmáry Károly  
Szegedi Tudományegyetem Kísérleti Fizikai Tanszék

2005

# **Tartalmi összefoglaló**

## **Célkitűzések**

Diplomamunkám célja néhány, az északi égbolton fellelhető fősorozat előtti csillag spektrumának vizsgálata. A vizsgálat elsősorban a csillagok spektráلكlasszifikációjának elkészítésére irányul. Az objektumok színképtípusba való besorolása után céлом még a szülőfelhő távolságának meghatározása, illetve a csillagok felhelyezése a Hertzsprung-Russell diagramra.

## **Tematika**

Az adott égterületen felméréseket kell végezni, meg kell állapítani, hogy hány csillag található az ott lévő felhőkben, és ezekből ki kell választani a fősorozat előttiakat. Az utóbbi vizsgálatához fiatal csillagokra utaló nyomokat kell keresni, úgymint a LiI 6707 angströmnél lévő vonalát, és  $H\alpha$  emissziót. Ezt követően a fiatal csillagok spektráلكlasszifikációját, azaz színképtípusba való besorolását kell elvégezni. A szülőfelhő távolságának pontosítására az új spektráltípus, és a szakirodalomban publikált fotometriai adatok segítségével tesztek kísérletet. Végül az objektumokat el kell helyezni a Hertzsprung-Russell diagramon. E cél érdekében meg kell határozni az effektív hőmérsékletet, amit a spektrál típusból kaphatunk meg, valamint szükség lesz az objektumok bolometrikus fényességére, amit közeli infravörösben végzett mérésekből származó adatbázisokban találunk. A Hertzsprung-Russell diagramra felhelyezve objektumokat, leolvasható azok aktuális fejlődési állapota.

## **Műszerhasználat**

Sajnos ma Magyarországon nem áll rendelkezésre megfelelő teljesítőképességű távcső-spektrográf műszer együttes, ezért a szükséges vizsgálatokat az Egyesült Államokbeli Harvard – Smithsonian Center for Astrophysics intézet arizonai 1,5 méteres távcsövére szerelt megfelelő felbontású FAST spektrográffal végezte el Fűrész Gábor, aki a Center for Astrophysics intézet predoktori ösztöndíjas kutatója. A felvételeket 2004 novemberében és decemberében készítettük el, mert ilyenkor látszik legjobban a kiszemelt égterület.

# Tartalomjegyzék

Tartalmi összefoglaló .....	2
Történeti bevezetés .....	4
A csillagok keletkezése .....	7
Az akkréciós korong alapfizikája .....	12
Célkitűzések .....	18
Objektumlista .....	19
Spektrálasszifikáció .....	20
Hőmérsékleti sugárzás .....	20
Csillagok színe .....	22
Színtípus meghatározás az abszorpciós csillagoknál .....	24
Távolsághatározás .....	35
Emissziós csillagok .....	38
Hertzsprung-Russell-diagram .....	45
Összefoglalás .....	52
Köszönetnyilvánítás .....	54
Irodalomjegyzék .....	55

## Történeti bevezetés

Az 1940-es évek során A. H. Joy észlelte a Taurus Auriga és az Orion sötét felhők legfényesebb csillagát és úgy találta, hogy egészen hasonló tulajdonságaik vannak, úgymint fényességváltozás, és emissziós vonalak jelenléte az optikai spektrumban. Ezért javasolta, hogy sorolják őket egy osztályba és elnevezte őket T Tauri csillagoknak (Joy, 1945). Maga a T Tauri a legfényesebb tagja az osztálynak. Ezt az objektumot több éven át tanulmányozták, nem a csillag fényváltozásai miatt, hanem a Burnham köd fényességváltozásai miatt. A Burnham köd egy fényes reflexiós ködszerű folt a T Tau-tól 30"-ra keletre. Ez volt az első változó fényességű köd, amit megfigyeltek.

A T Tauri csillagok spektroszkópai tanulmányozásával G. H. Herbig foglalkozott, és főleg spektroszkópai diagnosztikára alapozta a klasszifikációs kritériumokat (Herbig, 1962). Ezen objektumok spektroszkópai észlelése a Lick obszervatórium hagyománya lett, és a szisztematikus munka több T Tauri csillagkatalógus publikációjához vezetett.

Joy és Herbig, valamint mostanában (Finkenzeller & Basri, 1987) hangsúlyozzák a hasonlóságot az aktív T Tauri csillagok fém-emissziós spektruma és a Nap „flash” spektruma között. az emissziós vonalak a kromoszféra alján keletkeznek, hőmérsékleti minimum és a Napnál nagyobb optikai mélység mellett. Mostanában tisztázódott, hogy a modellek ezen osztálya csak mágneses energiával képes magyarázni ezt. (Bouvier et al., 1986).

A T Tauri csillagok tulajdonságainak megértése igazán kihívó feladat. Sok éven keresztül a modelleket főleg a spektroszkópai adatokra alapozták, részben a vonalalakra. Nevezetesen a  $H\alpha$ -ra, melynek szélessége főleg a gyorsan mozgó, nem sztelláris régióból ered. Érdekes jelenség a vonalprofil időbeli változása. A vonalalakok első vizsgálatát (Kuhi, 1978), végezte. Fontos eredménye az előbbi vizsgálatoknak, hogy alapvetően három vonalalak figyelhető meg.

- A leggyakoribb, egy széles emissziós vonal, majdnem szimmetrikus hosszú szárnyakkal, kb. 200-400 km/s között. Jellemzője még ennek a vonalnak egy kékeltolódott (100 km/s) abszorpciós elem, aminek intenzitása általában nem megy a kontínium alá.
- Kevésbé gyakori egy többé-kevésbé sík tetejű emissziós vonal jelenléte. Ez valószínűleg központi abszorpciót jelent, ami eltolódhat mindkét oldalra.
- A harmadik jellegzetes vonalalak, egy majdnem szimmetrikus háromszög, gyakran abszorpció nélkül.

Ezek az alakok láthatóak más Balmer vonalakban is, habár azokban az esetekben az abszorpciós vonal gyakran a kontínium alá megy, vagy sokkal erősebb.

A széles emissziós vonalak változása rejtélyes. Néhány vonal meglehetősen stabilnak tűnik egyes objektumokban, míg másokban nagy intenzitásváltozásokon megy át, a vonalalak változása nélkül. De a vonalalak drámai megváltozását is megfigyelték már. A T Tauri csillagok spektroszkópiai tulajdonságait először a csillagra hulló anyagnak tulajdonították, (amint az keresztülment a sötét felhőn). Az anyagbefogás az egyik gyakran visszatérő elmélet a T Taurik kutatásában. Ambarcumjan felismerte, hogy a T Tauri csillagok, születőfélben lévő, molekulafelhőhöz társult objektumok. A T Tauri-k tulajdonságainak magyarázatához az akkréciót hívták segítségül. Így magyarázható lett a spektrumban megjelenő inverz P Cygni profil. Az alapkép e mögött az úgynevezett bezuhanó modell volt, amit például Larson is számolt. Ez a modell megjósolta, hogy egy születőben lévő kistömegű csillag láthatóvá válhat az optikai tartományban, miközben körülveszi egy kiterjedt bezuhanó burok. Az YY Orionis csillagokat ezért olyan protocsillagoknak képzelték, amelyek a végső akkréciós fázisban vannak. Nagy előnye ennek a modellnek, hogy a behulló anyag gravitációs energiája külső energiaforrásként szerepelt, és magyarázta a fiatal csillagok aktivitását.

Paradox módon egy másik elmélet a T Tauri csillagok vonalprofiljának magyarázatára az anyagkidobás. Néhány T Tauri csillag P Cygni profilt mutatott, ami egyértelműen a csillagszélnek tulajdonítottak kb.  $10^{-8}$  –  $10^{-7}$  naptömeg/év tömegvesztési rátával (Kuhi, 1964).

Problémák mutatkoztak, mikor lehetővé vált relatíve halvány YY Orionis csillagok nagyfelbontású spektroszkópiai vizsgálata. Ugyanis egyidejűleg figyeltek meg P Cygni és inverz P Cygni profilokat néhány vonalban. Próbálták magyarázni a jelenséget egy egyszerű bezuhanó modellel, de gyakran nagyon nehéz volt különbséget tenni az abszorpció, és az emisszió hiánya között. Később nagy jel/zaj viszonyú spektrumok

vizsgálatával sikerült kimutatni, hogy valójában a behullás és a kifújás egyidejűleg is előfordulhat YY Orionis csillagoknál. Ez a szférikus bezuhanó modell elutasításához vezetett.

Párhuzamosan ezekkel a fejleményekkel más elektromágneses tartományokban is végeztek vizsgálatokat. Mendoza (Mendoza, 1966) először jelentette be a T Tauri csillagok infravörös excesszusát. Több modellt is kigondoltak az infravörös energiaeloszlás magyarázatára. Néhány modell a porhéj jelenlétével, míg más modellek a kötött – szabad, és szabad – szabad ütközésekkel magyarázta az észlelt infravörös többletet.

A szabad – szabad, és kötött – szabad ütközések jellegzetes jegyekkel rendelkeznek az ultraibolya, és a rádió tartományban. Az IUE műhold fellövése után lehetőség nyílt a vonalas és folytonos spektrum tanulmányozására 130 – 280 nm között. Ezek a kutatások azt mutatták, hogy a T Tauri csillagok UV kontínuumát elsődlegesen a Balmer kontínuum sugárzás okozza. A T Tauri csillagok rádió kontínuumának vizsgálata a sebességmezőről szolgál információval, és ennek segítségével különbséget tehetünk a hosszú skálájú behullás, és az ionizált anyag kifújása között (Bertout & Thum, 1982). Ám mint az kiderült a T Tauri viselkedése a rádió-tartományban nem olyan látványos. Van néhány kivétel, mint például a V410 Tau WTTS, melyet észleltek egy erős rádiókitörés során (Cohen & Bieging, 1986). A T Tau maga meglehetősen erős rádióforrás kb. 10 mJy 15 GHz környékén. Ám a VLA térképek felfedték, hogy a fő rádióforrás nem az optikai csillag, hanem annak infravörös társa, egy rejtélyes, valószínűleg protosztelláris objektum, melyet először fedeztek fel speckle technikával. A T Tauri-k számos, egzotikus tulajdonsága magyarázható a csillag körüli cirkumsztelláris diszkkel, ami természetes eredménye egy sűrű molekulafelhő gravitációs kollapszusának, feltéve, hogy nem zéró a kezdeti impulzusmomentum. Mind a CTTS, mind WTTS rendelkezik a mágnesesen aktív központi csillag jellegzetes tulajdonságaival. A CTTS specifikus tulajdonságai pedig a diszk és a csillag közti kölcsönhatásból származnak. Másfelől a WTTS vagy elveszítette a diszket, vagy nem hat vele kölcsön.

## A csillagok keletkezése

A csillagok a galaxisokban, az ott található csillagközi anyag összesűrűsödésével keletkeznek - ezt a folyamatot a Tejútrendszerben is megfigyelhetjük. Az inter-sztelláris anyag nem egyenletesen tölti ki a teret a galaxisokban, hanem sűrűbb felhőket és azokat elválasztó ritkább régiókat alkot. Egy ilyen felhő állapotát elsősorban két tényező határozza meg. Saját tömegéből adódó gravitációs tere, amely összehúzni, összenyomni próbálja, és a belsejében lévő gázanyag hőmozgása révén kifejtett gáznyomás, ami pedig megpróbálja szétnyomni. Amennyiben a két erő kiegyenlíti egymást, a felhő stabil egyensúlyi állapotban van.

Ahhoz, hogy a felhőből csillag keletkezzen, el kell kezdenie az összehúzódást - azaz a gravitációs erőnek le kell győznie a gáznyomást. Minél magasabb a gáz hőmérséklete, részecskéinek hőmozgása, annál jobban ellen tud állni a gravitáció összehúzó erejének. Éppen ezért minden adott hőmérséklethez tartozik egy kritikus tömeg illetve sűrűségérték, amelyet ha a felhő meghalad, megkezdődik az összehúzódás. Az előbbiekből következik, hogy a magasabb hőmérsékletű felhők összehúzódásához nagyobb tömeg kell, ezért a nagytömegű (O, B) csillagok melegebb anyagból keletkeznek. A hidegebb felhők összehúzódásához és kisebb csillagok kialakításához viszont kisebb tömeg is elegendő. A csillagközi felhők úgynevezett "maguktól" ritkán érik el ezt a kritikus tömeget, illetve sűrűséget, így valamilyen külső folyamatnak össze kell nyomnia őket addig a határig, ahonnan kezdve már önállóan is folytathatják a zsugorodást. Ilyen hatást többféle jelenség is kiválthat, pl. szupernóvarobbanások lökéshullámai, nagytömegű csillagok sugárzása, egymással ütköző és az ütközés hatására összenyomódó felhők. Jelenlegi megfigyeléseink szerint két fontos tényező kapcsán válik intenzívvé a csillagkeletkezés: ezek egyike a galaxisok spirálkarjai. Tejútrendszerünkben a spirálkarok olyan sűrűség-hullámoknak, gravitációs potenciálgödröknek tekinthetők, melyekben az áthaladó csillagközi anyag sűrűsége mintegy 10%-kal megnő. Amint egy felhő belép egy spirálkarba, kissé lefékeződik, lökéshullámok keletkeznek benne, anyaga összepréselődik. Megfigyeléseink szerint a fiatal csillagok nem egyenletesen töltik ki a teret, hanem csoportokat alkotnak. Ez a csoportosulás a csillagközi anyag jellegéből adódik. Az intersztelláris anyag háromféle állapotban lehet: ionizált (ezek a HII területek), atomos (HI területek), és molekuláris (molekulafelhők). A HII és HI területek hőmérséklete túlságosan magas ahhoz, hogy könnyen össze lehessen nyomni őket. Így a csillagkeletkezés színhelyeként elsősorban a molekulafelhők maradnak, amit megfigyeléseink meg is

erősítenek. Ezek nagy tömegű, nagy sűrűségű és hideg felhők. Az óriás molekulafelhők tömege több százezer naptömeg is lehet, sűrűségük 100-300 molekula/cm<sup>3</sup>, hőmérsékletük 10-90 K körüli; bonyolult belső szerkezetük van. Ezek a molekulafelhők válhatnak a csillagkeletkezés intenzív helyszínévé, mint például a Taurus-felhő.

Az óriás molekulafelhők külső peremén általában nagytömegű csillagokból álló fiatal asszociációk találhatók, belsejükben pedig sok olyan hősugárzó anyagcsomó, amelyek kialakulóban lévő vagy már kialakult kisebb tömegű csillagok lehetnek. Más-más folyamat hozhat létre a felhők szélén nagytömegű, és a felhők belsejében pedig kistömegű csillagokat. A molekulafelhők külső részén valamilyen külső hatásra indulhat meg a csillagkeletkezés, például szupernóva robbanás. Az itt kialakult nagytömegű csillagok ionizálják a környezetükben lévő anyagot, a kifelé haladó ionizációs frontok pedig összenyomják a molekulafelhőnek a csillagokkal szomszédos régióját. Itt ennek következtében ismét születik egy asszociáció, ami hasonló módon újabb csillagkeletkezést vált ki - így a csillagkeletkezés "futótűzként" terjed tovább. A molekulafelhők belsejében lévő csillagok más úton, valószínűleg kisebb felhők ütközésével keletkeznek.

A felhő saját gravitációs tere hatására akkor kezd összehúzódni, amikor a gravitációs erő felülkerekedik a gáznyomáson. A gravitációs összehúzódás megkezdéséhez a különböző hőmérsékletű felhőknek különböző tömeg kell, ez a tömeg azonban minden esetben nagyobb 100 naptömegnél. Egy ilyen nagytömegű anyagcsomó az összehúzódás során több kisebb felhőre esik szét, amelyek a további zsugorodás során szintén aprózódhatnak. Ez a folyamat ad magyarázatot a csillagok egy helyen és egy időben történő keletkezésére, azaz a nyílthalmazok és asszociációk kialakulására. Valószínűleg ilyen darabolódás során, illetve ionizációs frontok összenyomása révén keletkeznek a kis molekulafelhők, a globulák, melyek szintén a csillagkeletkezés színhelyei. Ezek átlagosan 1-4 fényév átmérőjű, sűrű, hideg (10-20 K hőmérsékletű), zsugorodásban lévő felhők. Tömegük 20-200 naptömeg közötti, néhány százezer év alatt protocsillaggá alakulnak. Az összehúzódó felhő anyagának csak közel 1%-a épül be a későbbi csillagba, a többi a protocsillag erős sugárzása révén eltávozik. (A Nap, pl. közel 20 naptömegű felhőből keletkezett).

Mivel a mágneses tér az alacsony ionizáltsági fok mellett is képes a semleges gáz erővonalakra merőleges mozgását akadályozni, lassítani, ezért a magok összehúzódása elég lassú. Összehúzódás közben a sűrűség folyamatosan nő, míg az ionizációs fok csökken. Az ionizáltság csökkenésével a mágneses tér hatása is gyengül és szerepét a



termikus nyomás veszi át. Ebben az állapotban, a magban hidrosztatikai egyensúly van, és a kialakuló sűrűségprofil - nem túl kicsi  $r$  értékekre:

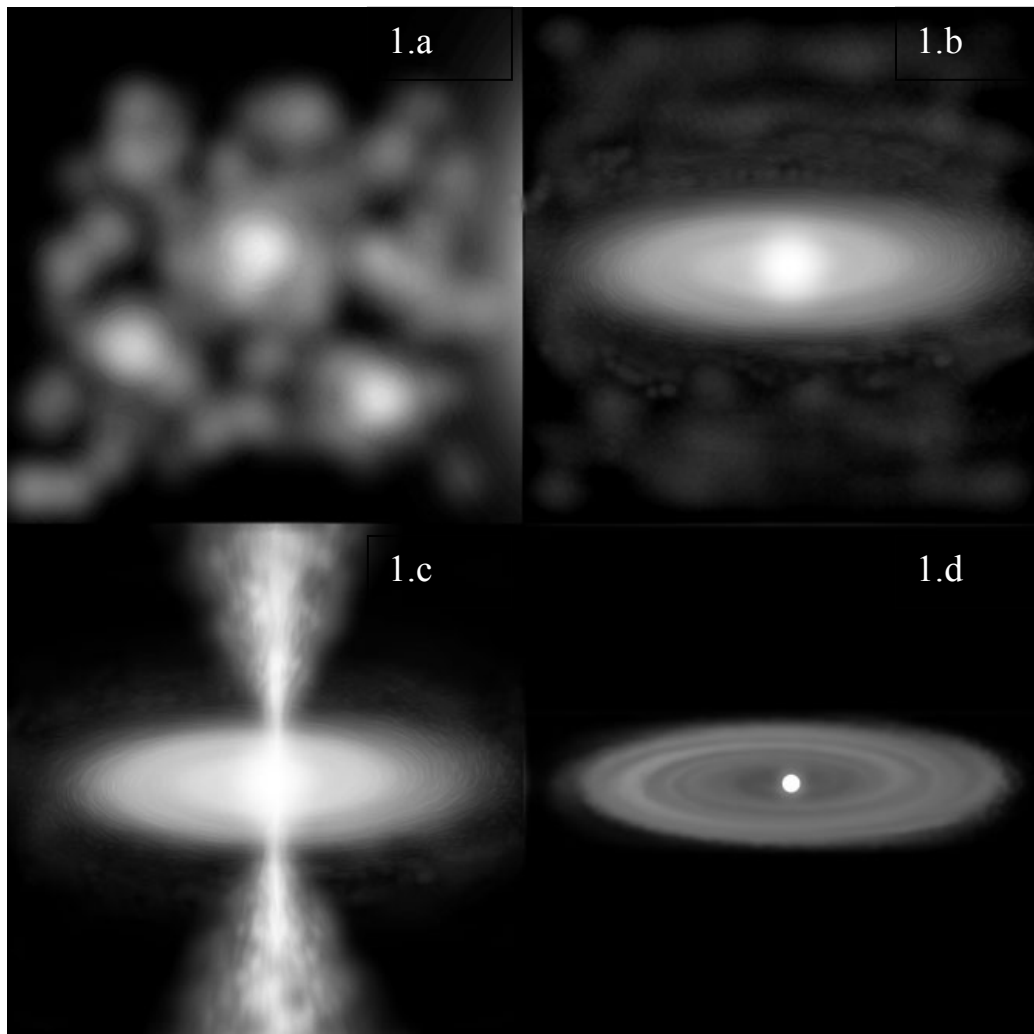
$$\rho(r) = (k T) / (2 \pi \mu m_H G r^2)$$

egyenlettel írhatjuk le, ahol  $k$  a Boltzmann-állandó,  $T$  a hőmérséklet,  $\mu$  az átlagos molekulatömeg,  $m_H$  a hidrogénatom tömege,  $G$  a gravitációs állandó,  $r$  a középponttól mért sugár. Amikor a zsugorodás során a mag legbelső régiója eléri a kritikus sűrűséget, hangsebességgel belülről kifelé haladó összeomlás indul meg. Ennek eredményeként a középponttól egyre távolabbi rétegek kezdenek el befelé zuhanni. Ez a fogantatás pillanata. Ha a mágneses tér nem tudja lassítani a gravitációs összehúzódást, az események máshogyan zajlanak le. Ekkor a felhő, mint egész húzódik össze, így egyszerre több ponton érheti el a kritikus sűrűséget. Ez fragmentációhoz, feldarabolódáshoz vezet és egyszerre több csillag is születik. Az utóbbi eset a nagy tömegű csillagok, az előbbi pedig a kis tömegű csillagok keletkezésének felel meg.

A kollapszus első szakasza izotermális, mivel a ritka gáz saját sugárzására átlátszó, és így képes kisugározni az összehúzódás során keletkezett hőt (1.a ábra). A folyamatosan sűrűsödő anyagot a sugárzás egyre kevésbé képes elhagyni, és az így felmelegedő rendszer termikus nyomása fékezi az összeomlást. Egy hidrosztatikai egyensúlyban levő protocsillag „csillagtojás” alakul ki.

A behulló anyag a rendszer forgása miatt nem tud közvetlenül a központi objektumra jutni, hanem Kepler-pályán keringve akkréciós (anyagbefogási) korongot alakít ki (1.b ábra). Az akkréciós korong súrlódásos kölcsönhatás segítségével az anyagot befelé, impulzusmomentumát kifelé szállítja. A súrlódás felhevíti a korong anyagát, amely így maga is erősen sugároz. A központi objektumra befelé spiráló anyag egy része nem zuhan be a formálódó protocsillagra, hanem az akkréciós korongra merőleges bipoláris kifúvásokat hoz létre. Az így kirepülő nagy sebességű gáz hatásait az intersztelláris közegben még sok-sok parsekes távolságban is nyomon lehet követni. Kezdetben a kifúvás nyílásszöge kicsi. Ebben a fázisban a rendszert még sűrű por- és gázburok övezi (1.c ábra). Miközben a protocsillag folyamatosan gyarapodik, annak központi vidékén a növekvő hőmérséklet végül eléri a deutérium-fúzióhoz szükséges értéket. A fúzió hatására a két naptömegnél kisebb tömegű csillagok teljesen konvektív válnak, a termelt hőt a csillag magjából a forró anyag felfelé áramlása szállítja ki. Az anyagáramlás és a forgás együttes hatására mágneses tér jön létre és ennek eredményeként a csillagtojás felsőléggöre felfűtődik. A kifúvás nyílásszöge folyamatosan nő és végül a protocsillag teljes környezetéből kisöpri a gázt és port. A végeredmény egy T Tauri csillag, amely körüli

korongban megtalálható a korábbi burok maradványa (1.d ábra). Ezen folyamat során az objektum jelentős tömegvesztésen megy keresztül, mely elérheti az évi  $10^{-9} - 10^{-8}$  naptömeget.



1. ábra; a csillagkeletkezés fő fázisai (az ábra forrása a [www.konkoly.hu/evkonyv/barnard/barnard.html](http://www.konkoly.hu/evkonyv/barnard/barnard.html) honlapon található)

- a) a molekulafelhő gravitációs csomósodása
- b) a protocsillag és az anyagbefogási korong kialakulása
- c) a kifúvás megjelenése
- d) a T Tauri állapot

A kialakuló csillagnak rendkívül gyorsan kellene pörögnie, amennyiben megőrizte volna ősi felhőjének teljes impulzusmomentumát. Ennek azonban jelentős részét elveszítette az alábbi két folyamat révén. Összehúzódása korai szakaszában erővonalak segítségével a környezetébe, pontosabban a korongba vezette el impulzusa egy részét.

Később erős csillagszél segítségével szabadult meg tőle. Ugyancsak impulzust veszíthet egy túlságosan gyorsan pörgő csillag, ha két vagy több részre válik szét, ekkor ugyanis forgási energiájának egy része keringési energiává alakul. Ez magyarázatot ad kettős és többszörös rendszerek keletkezésére.

## Az akkréciós korong alapfizikája

Egy T Tauri rendszer ideális modellje egy központi csillagból, és az azt körülvevő, geometriailag vékony, poros korongból áll. A csillag és a korong kölcsönhat egymással egy úgynevezett határrétegen keresztül. Az impulzusmomentumot szállító mechanizmust a kinematikai viszkozitásra alapozzák. A diszkben, ahol a gáz differenciálisan rotál, minden kaotikus mozgás viszkózus erőket ébreszt. A gázcseccskék két, szomszédos körív mentén mozognak  $R$  és  $R+dR$  sugáron, ennek megfelelően  $\Omega(R)$ , és  $\Omega(R+dR)$  szögsebességgel. Ezen különböző pályákhoz különböző impulzusmomentum tartozik, és a kaotikus mozgások vezetnek az impulzusmomentum transzportjához úgy, hogy a belső réteg viszkózus nyomatékot fejt ki a külső rétegre. A nettó nyomaték teljesítménye az  $R$  és  $R+dR$  közötti gyűrűben:

$$F \cdot v = \Omega [N(R+dR) - N(R)] = \Omega \frac{dN}{dR} dR = \left[ \frac{d(N\Omega)}{dR} - N \frac{d\Omega}{dR} \right] \cdot dR \quad (1)$$

ahol  $F$  a részecskére ható viszkózus erő,  $v$  a részecske sebessége,  $\Omega$  a keringés szögsebessége,  $N(R)$  a viszkózus nyomaték. A mechanikai energia átalakul hőenergiává, ami kisugárzódik a diszk „alsó” és „felső” felületén, ha feltesszük (a vékony diszk miatt jogosan), hogy a radiális irányú sugárzási fluxus zéró. Az energia disszipáció rátája felületegységre vonatkoztatva:

$$D(R) = \frac{N(R)}{4\pi R} \cdot \frac{d\Omega}{dR} \quad (2)$$

Az impulzusmomentum megmaradás törvényének értelmében:

$$\frac{dN}{dR} = \frac{d\dot{L}}{dR} = \dot{M} \frac{d(R^2\Omega)}{dR} \quad (3)$$

ahol  $\dot{L}$  az impulzusmomentum időderiváltja, és  $\dot{M}$  pedig a konstans tömeg-akkréciós ráta. Így:

$$N(R) = \dot{M} R^2 \Omega + C \quad (4)$$

ahol  $C$  konstans a belső határfeltételből lehet meghatározni. Nagy  $R$ -eknél a  $C$  elhanyagolhatóvá válik. Ha feltesszük, hogy a diszk nem öngravitáló, akkor a rotáció kvázi kepleri, azaz  $\Omega = \sqrt{GM_*/R^3}$ . Itt  $M_*$  a központi tömeg. A kvázi kepleri mozgás elméletébe beletartozik az is, hogy a diszknek geometriailag vékonynak kell lennie. Emiatt a következő kifejezés adódik az energia disszipációs rátára:

$$D(R) = \frac{3GM_* \dot{M}}{8\pi R^3} \quad (5)$$

Meg kell jegyezni, hogy ha másik rotációs törvény volna érvényes, vagy a viszkózus nyomaték inkább mágneses eredetű volna mintsem kinematikus, akkor a  $D(R)$  nem feltétlenül volna arányos  $R^{-3}$  – al

Ahhoz, hogy meghatározzuk a diszk sűrűségét, valamit fel kell tételezni a viszkozitásról, mivel ennek a nagysága határozza meg az impulzusmomentum áramlását. Többféle feltevés létezik. Egyik szerint a viszkozitás állandó a diszkben. Másik szerint arányos a helyi hangsebesség skálamagasságával. Mindkét formalizmus „ad-hoc” recept a viszkozitás természetének egyszerű parametrizálására.

A diszk hőmérsékleti struktúrája, amely meghatározza az emittált spektrumot, számolható az energia disszipációs rátából feltéve, hogy az energiatranszfer radiatív. Az energia tehát szabadon bocsátódik ki a diszk két felületén, és a radiális fluxus zéró. Ez a jól ismert  $\lambda F_\lambda \propto \lambda^{-4/3}$  arányossághoz vezet. Ez egy optikailag vastag, geometriailag vékony diszkben indokolt.

Szintén fontos a diszk sztelláris fotonok általi fűtése. Kétféle módon befolyásolhatja a központi csillag a diszk tulajdonságait. A tömege és sugara meghatározza a potenciált - amit a diszken meg is figyelhetünk – amiből következik a viszkózus energia disszipációs rátája, és a diszk hőmérséklete. De a diszk lokális hőmérséklete függhet a csillag effektív hőmérsékletétől is, mely meghatározza a csillag fűtésének helyi rátáját. A központi csillagtól nagy  $R$  távolságra (feltéve, hogy a diszk végtelenül vékony) a következő kifejezést találjuk diszk központi csillagtól származó fotonok miatti lokális fűtési rátájára:

$$F(R) = \frac{2\sigma T_{eff}^4 R_*^3}{3\pi R^3} \quad (6)$$

A csillagtól nagy távolságra, a fenti közelítéssel a diszk effektív hőmérsékletére a következő kifejezés adódik:

$$\sigma T_D^4(r) = D(R) + F(R) = \frac{3GM_* \dot{M}}{8\pi R^3} + \frac{2\sigma T_{eff}^4 R_*^3}{3\pi R^3} \quad (7)$$

Az LBP (Lynden-Bell és Pringle) modell hozzáveszi azt a feltevést, hogy a csillag nem fejt ki nyomatékot a diszk belső élére, és egyúttal felteszi egy határréteg létezését a lassan forgó T Tauri csillag (tipikusan 20 km/s az egyenlítőnél), és a Kepler-diszk belső éle között, ahol az anyag a csillag körül kb. 250 km/s sebességgel kering. Az  $r_b$  a határréteg sugara csillagsugár egységben, ami  $R_*$ ,  $r_m$  az a sugár, ahol az  $\Omega$  deriváltja előjelet vált, azaz

$\Omega$  itt éri el a maximumát.  $\Omega_*$  a csillag egyenlítői szögsebessége,  $\Omega_{K*}$  pedig a Kepler-sebesség a csillag sugaránál.

Az LBP belső határfeltétel feltételezi, hogy a határréteg  $r_b$  mérete végtelenül kicsiny, és a belső él szögsebessége összehasonlítható a Kepler-sebességgel a csillagnál, azaz  $\Omega_b = \Omega_m = \Omega_{K*}$ . A C konstans a 4-es egyenletben az  $N(R_*)=0$  feltételből számolható. A viszkózus nyomaték általános kifejezése a következő:

$$N(R) = \dot{M} \sqrt{GM_* R_*} \left[ 1 - \sqrt{\frac{R_*}{R}} \right] \quad (8)$$

és ez az energiadisszipációs ráta következő kifejezéséhez vezet:

$$D(R) = \frac{3GM_* \dot{M}}{8\pi R^3} \left[ 1 - \sqrt{\frac{R_*}{R}} \right] \quad (9)$$

A diszk/határréteg rendszer energetikai tulajdonságai azonnal következnek a „standard” belső határfeltételből. Ha  $R_*$ -tól végtelenig integráljuk a 9-es egyenletet, akkor diszk luminozitására kapjuk:

$$L_D = \frac{GM_* \dot{M}}{2R_*} = \frac{L_{acc}}{2} \quad (10)$$

Miután az akkréciós luminozitásnak csak a fele nyelődik el a diszkben, azt a következtetést kell levonnunk, hogy a másik felét a határréteg nyeli el. Ez egyezik a kepleri kinetikus energia rátájával a belső diszknél. Az energiának a csillag egyenlítőjénél kis helyen kellene elnyelődni, de az e helyett kiterjed a diszktól sok CsE távolságra. Ha az elnyelés radiatív (ezt általában föltesszük), akkor a sugárzó régióknak sokkal melegebbnek kell lennie. Amíg a csillagtól messze a hőmérséklet 10K, a csillag közelében 3000K, a határréteg hőmérséklete 7000K és 12000K közé esik. Emiatt a határréteg ultraibolyában és láthatóban is sugároz az alábbi luminozitással:

$$L_{bl} = \frac{L_{acc}}{2} \quad (11)$$

Valószínűleg ez az oka annak az UV többletnek és az optikai „fátyolnak” amit sok CTTS-nél észlelhetünk.

Meg kell említeni, hogy az LBP belső határfeltétel maximalizálja a határréteg luminozitását. Az  $L_{bl}$  azonban kisebb lehet néhány ok miatt. Első, ha a csillag forog  $\Omega_*$  szögsebességgel, akkor a határréteg luminozitása lecsökken a következőképpen:

$$L_{bl} = \frac{GM_* \dot{M}}{2R_*} - \frac{\dot{M} R_*^2 \Omega_*^2}{2} = \frac{L_{acc}}{2} (1 - \Omega_*^2) \quad (12)$$

Második, ha az akkréciós energia egy része a csillag felpörgetésére fordítódik (nyírással a csillag felszínén keresztül ott, ahol az  $\Omega$  deriváltja nem nulla (Regev, 1991)), akkor a 12-es egyenlet a következő alakot ölti:

$$L_{bl} = \frac{L_{acc}}{2} (1 - \Omega_*^2)^2 \quad (13)$$

Harmadik, a határréteg mérete nem feltétlenül végtelenül kicsiny. A legáltalánosabb esetét egy véges méretű határrétegnek mostanában (Duschl & Tscharnuter, 1990) vizsgálták. Megmutatták, hogy az akkréciós luminozítás azon hányada, amelyik elnyelődik a határrétegben, valóban nagymértékben függ a határréteg feltételezett méretétől. Végül az akkréciós energia egy része felszabadulhat nem radiatív formában is. Azonban az idáig végzett mért és számított spektrális energia eloszlások, melyeket összehasonlítottak, azt mutatják, hogy az akkréciós luminozítás fele kisugárzódik a határrétegen keresztül.

Az LBP belső határfeltétel egy furcsa, izotermális határréteghez vezet. Ha feltesszük, hogy ez optikailag vastag, akkor a spektruma egy egyszerű feketetest spektruma lesz, ahol a hőmérséklet a következőből adódik:

$$T_{bl}^4 = \frac{L_{bl}}{4\pi\sigma R_* r_b} \quad (14)$$

A határréteg néhány spektrális régió esetében lehet optikailag vékony is. Ebben az esetben a hőmérséklet a következő:

$$\int_0^\infty \pi B_\lambda(T_{bl}) \cdot (1 - e^{-\tau_\lambda}) d\lambda = \frac{L_{bl}}{4\pi\sigma R_* r_b} \quad (15)$$

Ez az érték magasabb, mint a 14-es egyenletben számolt, de ehhez explicite ki kell számolni a  $\tau_\lambda$  optikai mélységet. A  $T_{bl}$  számolásához gyakran használt modellek az LTE csillagatmoszféra modellek (Basri & Bertout, 1989).

Mostanában a határréteg létezését elvetik, és inkább erős mágneses teret rendelnek a fiatal csillaghoz. Ez az erős mágneses tér az akkréciós korongot szétrombolja, ha a mágneses energiasűrűség egyenlő a keringő anyag, mozgási energiasűrűségével, azaz:

$$\frac{B^2}{8\pi} = \frac{1}{2} \rho v^2 \quad (16)$$

ahol  $B$  a mágneses térerősség a kritikus sugárnál ( $r_c$ ),  $\rho$  a keringő anyag sűrűsége, és  $v$  a Kepler-sebesség. Mágneses dipóltér esetén a mágneses térerősség a kritikus sugárnál (ha a felszíni indukció  $B_s$ ):

$$B = B_s \left( \frac{R_*}{r} \right)^3 \quad (17)$$

Itt  $R_*$  a csillagkezdemény sugara, és  $r$  a központjától mért távolság. Beírva a Kepler-sebességet, a következő összefüggést kapjuk, ami a kritikus sugárnál ( $r_c$ ) érvényes:

$$\frac{\rho}{2} \frac{GM_*}{r_c} \approx \frac{B^2}{8\pi} \quad (18)$$

Behelyettesítve a 17. egyenletet a 18. egyenletbe, kifejezhetjük a kritikus sugarat:

$$r_c = \left( \frac{B_s^2 R_*^6}{4\pi G \rho M_*} \right)^{\frac{1}{5}} \quad (19)$$

Ha nem korong, hanem szabadesési akkréció van, akkor a Kepler-sebesség helyett a szabadesési sebességet kell behelyettesíteni, azaz:

$$\frac{B_s^2 R_*^6}{4\pi \cdot r^6} = \rho \frac{2GM_*}{r} \quad (20)$$

A tömeg-akkréciós rátával a sűrűség:

$$\rho = \frac{\dot{m}}{4\pi \cdot r^2 \cdot v} \quad (21)$$

ahol  $\dot{m}$  a tömeg-akkréciós ráta. Behelyettesítve a sűrűséget, és a szabadesési sebességet megkapjuk az ún. Alfvén-sugarat.

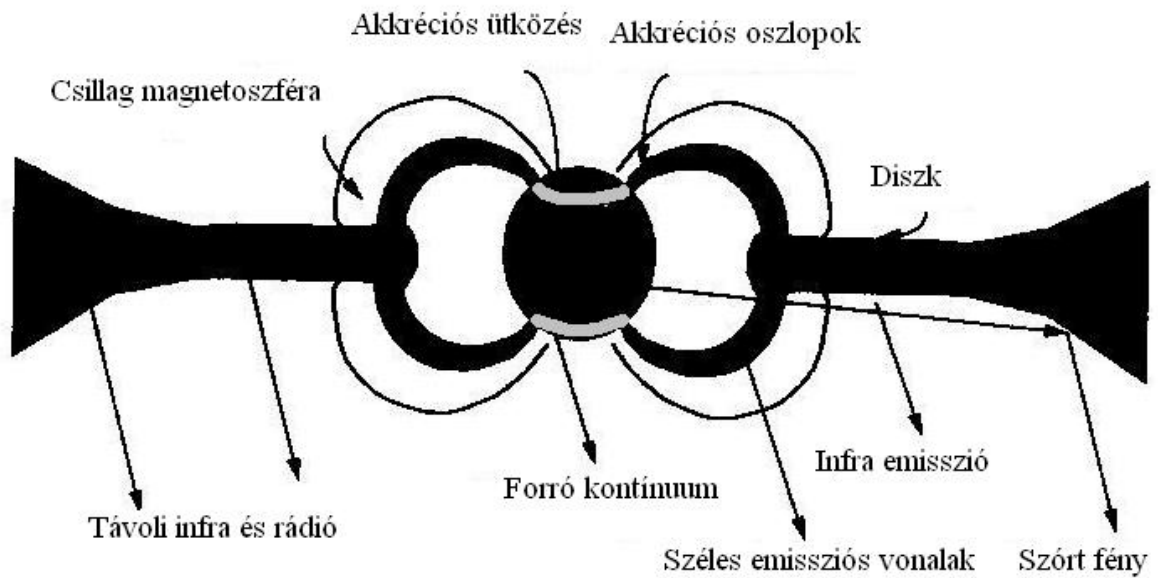
$$r_a = \left( \frac{B_s^4 R_*^{12}}{2GM_* \dot{m}^2} \right)^{\frac{1}{7}} \quad (22)$$

Diszk akkréciónál a kritikus ( $r_c$ ), és az Alfvén-sugár ( $r_a$ ) egyenlő. Ezen a sugáron belül a mágneses tér eltereli a beáramló anyagot, amit főleg elektronok és protonok tesznek ki.

A 2. ábrán egy T Tauri rendszer akkréciójának sematikus rajzát láthatjuk. A fősorozat előtti csillag körül anyagkorong van, ami infravörös, szubmilliméteres, és milliméteres tartományban emittál. A diszk belső részét a csillag mágneses mezeje szétszakítja, és az anyag a mágneses erővonalak mentén mozog tovább a központi objektum felé, az úgynevezett akkréciós oszlopokon keresztül. A magnetoszférában lévő anyag széles



emissziós vonalakon sugároz az oszlopokon való behullás folyamán, a felszínbe csapódó anyag pedig forró kontínuumsugárzást hoz létre.

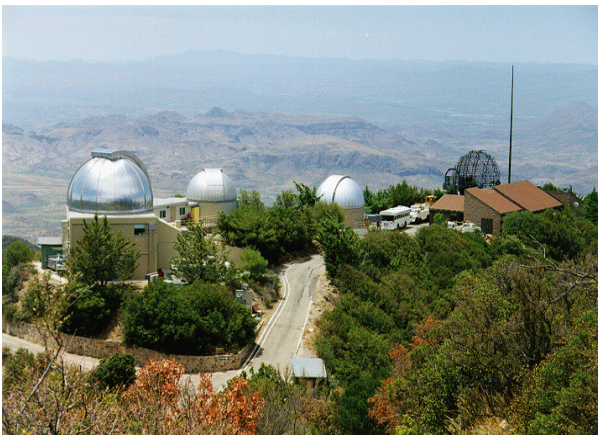


2. ábra; az akkréciós korongot a mágneses erők a kritikus sugárnál beljebb szétszakítják.

(forrás: Lee Hartmann, *Accretion Processes in Star Formation*, Cambridge University Press, 1998)

## Célkitűzések

Diplomamunkám célja néhány, az északi égbolton, egy csillagkeletkezési régióban fellelhető, fősorozat előtti csillagok spektrumainak vizsgálata. Az adott égterületen, a kiszemelt objektumokról spektrumokat készítettünk az arizonai Fred Lawrence Whipple Observatory (3. ábra) 1,5 méteres távcsövére (4. ábra) szerelt FAST spektrográffal. A csillagok spektrumainak vizsgálatából először el kell dönteneni, hogy az adott objektum fősorozat előtti állapotban van, vagy pedig már túljutott a T Tauri állapoton, és a fősorozatra került. Ehhez a fiatal, még T Tauri állapotban lévő csillagokra utaló jellegzetes „nyomokat” kell keresni a színeképekben. Ilyen jellemző spektrális elem például a LiI 6707 angströmnél lévő vonala, vagy a H $\alpha$  emisszió. Ezt követően a fiatal csillagok spektrálklasszifikációját, azaz színképtípusba való besorolását kell elvégezni. A korábban mások által végzett fotometriai adatok segítségével pontosíthatjuk a felhő távolságát. Az objektumokat elméleti modellekkel összehasonlítva, és a Hertzsprung-Russell diagramra felhelyezve, leolvasható azok aktuális fejlődési állapota.



3. ábra; Az arizonai  
FLWO három kupolája



4. ábra; a méréshez használt távcső

## Objektumlista

Az alábbi, 1. táblázatban a célobjektumok listáját adom meg. A táblázat oszlopai rendre a következők: 2MASS azonosító, rektaszценzió, deklináció, J-H-K magnitúdók.

<b>2MASS azonosító</b>	<b>Rec</b>	<b>Dec</b>	<b>Mag J</b>	<b>Mag H</b>	<b>Mag K</b>
2MASS 022810331+73021974	02:28:10.331	+73:02:19.74	9.565	9.534	9.496
2MASS 022806753+73022593	02:28:06.753	+73:02:25.93	12.692	12.316	12.200
2MASS 022831347+72573789	02:28:31.347	+72:57:37.89	9.399	9.176	9.092
2MASS 022916846+73051976	02:29:16.846	+73:05:19.76	9.810	9.820	9.828
2MASS 022903196+72593665	02:29:03.196	+72:59:36.65	10.629	10.470	10.386
2MASS 022920004+73045457	02:29:20.004	+73:04:54.57	11.334	11.155	11.081
2MASS 022822913+72375398	02:28:22.913	+72:37:53.98	11.698	11.547	11.496
2MASS 022816613+72373288	02:28:16.613	+72:37:32.88	11.715	10.406	9.247
2MASS 022809424+72371627	02:28:09.424	+72:37:16.27	12.235	11.997	11.926
2MASS 023051761+72594811	02:30:51.761	+72:59:48.11	10.188	9.765	9.698
2MASS 023052532+72593536	02:30:52.532	+72:59:35.36	12.857	12.519	12.420
2MASS 022921099+72581206	02:29:21.099	+72:58:12.06	12.160	11.428	11.003
2MASS 023238947+72390388	02:32:38.974	+72:39:03.88	12.291	11.081	10.209
2MASS 023507998+72510348	02:35:07.998	+72:51:03.48	12.936	11.950	11.218
2MASS 02314031+7241419	02:31:40.31	+72:41:41.9	11.499	10.582	9.831
2MASS 02332445+7245540	02:33:24.45	+72 42 54.0	11.506	11.273	11.237

1. táblázat

# Spektrálklasszifikáció

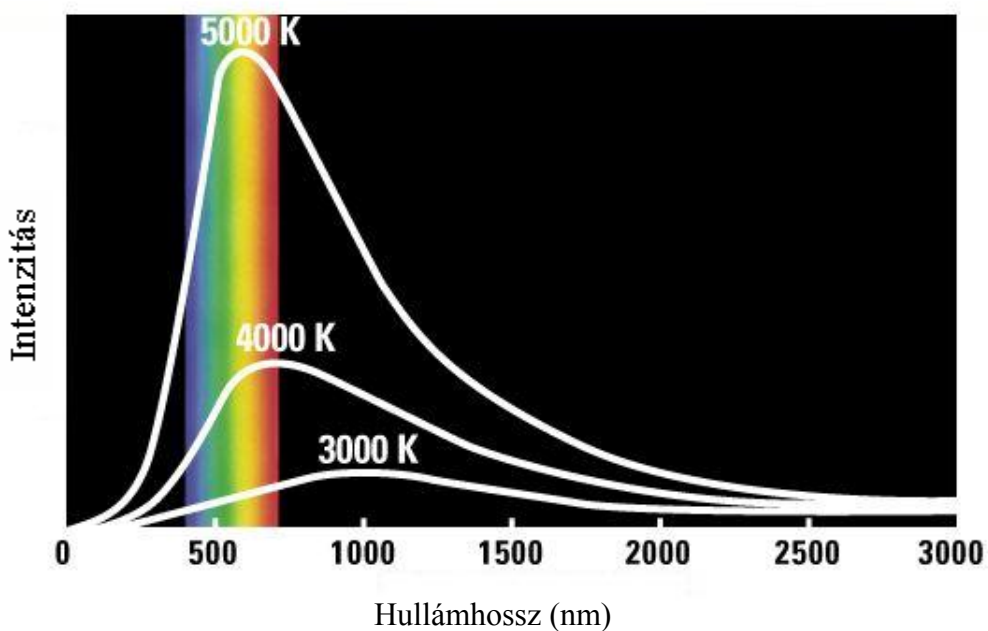
## Hőmérsékleti sugárzás

Ebben a fejezetben a hőmérsékleti sugárzás főbb tulajdonságait írjuk le, természetesen a dolgozat terjedelmének limitáltsága, és fő témája miatt, a teljesség igénye nélkül.

Minden  $T > 0$  hőmérsékletű testben statisztikusan megoszló amplitúdókkal, fázisokkal, és irányokkal rezegnek a test atomjai, illetve elektromosan töltött alkotórészei. Ennek következménye az elektromágneses hullámok kisugárzása, a hőmérsékleti sugárzás. Adott hőmérsékletű sugárzás intenzitásának hullámhosszfüggését a Planck-féle sugárzási törvény írja le. E törvény szerint valamely fekete sugárzó test felület egységéről, időegység alatt, a  $d\lambda$  hullámhossz-intervallumban polarizálatlanul a  $2\pi$  féltérbe emittált energia a következő:

$$M_{\lambda} d\lambda = \pi \frac{2hc_0^2}{\lambda^5} \cdot \frac{d\lambda}{\exp\left(\frac{hc_0}{\lambda kT}\right) - 1} \quad (23)$$

Az 5. ábra szemlélteti, hogy a fekete sugárzó test sugárzásának maximuma a hőmérséklet növekedésével eltolódik a rövidebb hullámhosszak felé.



5. ábra

Az ábrán jól látszik, hogy mely hőmérsékletű fekete testek sugárzási maximuma esik az emberi szem által jól érzékelhető tartományba. A sugárzási maximum hullámhosszát a Wien-törvény adja meg:

$$\lambda_{\max} \cdot T = \sigma \quad (24)$$

ahol  $\sigma = 2897,790 \mu\text{mK}$ , a Wien-féle állandó. A Planck törvény hullámhossz szerinti integrálásával megkapjuk a Stefan-Boltzmann törvényt, mely az összes hullámhosszon, a teljes térbe kisugárzott energiát írja le:

$$E = \kappa T^4 4\pi R^2 \quad (25)$$

Itt  $\kappa = 5.670 \cdot 10^{-8} \frac{\text{J}}{\text{K}^4 \text{m}^2 \text{s}}$ , a Stefan-Boltzmann törvényben szereplő állandó.

## Csillagok színe

A csillagok színe rendszerint egy erős kontínumból és a rátevődő abszorpciós vonalakkal áll, hiszen normális körülmények között a hőmérséklet a csillagban befelé haladva nő, azaz a vonalak keletkezési mélységében a hőmérséklet kisebb, mint a kontínuuméban. Ellenkező esetben emissziós vonalat látunk (pl. csillagközi felhők, diffúz ködök). Ilyenkor a kontínumban optikailag vékony ( $\tau \ll 1$ ), így a keletkezési mélység a végtelenben van. Ezért pl. diffúz ködök színe egy igen gyenge kontínuumra rakódó erős emissziós vonalakkal áll. Ha egy csillagot kiterjedt gázburok övez, az észlelt spektrum voltaképpen egy csillagspektrum, és egy ködspektrum összege, és így emissziós is lehet. Emissziós vonalakat észlelhetünk egy csillag spektrumában akkor is, ha a csillag légkörében erős hőmérséklet inverzió van, azaz a hőmérséklet kifelé nő. Mindkét eset szokatlan és gyakran a csillag mágneses aktivitására utal.

Az alábbi néhány ábrán a különböző spektráltípusú főszorozati csillag spektrumát ábrázoltam. Az ábrák természetesen csak tájékoztató jellegűek, azonban jól látható rajtuk, hogy a későbbi típusok felé haladva egyre inkább az infravörös felé tolódik a sugárzási maximum..



O típus;



B típus;



A típus;



F típus;



G típus;



K típus;



M típus;

(A képek az Eötvös Lóránt Tudományegyetem Csillagászati Tanszékének honlapján elérhetőek a [www.astro.elte.hu](http://www.astro.elte.hu) címen)

## Színképtípus meghatározás az abszorpciós csillagoknál

Az általam vizsgált csillagok spektrumai között sok, abszorpciós színképű van. Az ilyen csillagok színképtípusát meghatározhatjuk az úgynevezett vizuális spektráltípus meghatározás módszerével. Ilyenkor a vizsgált objektumok spektrumát összehasonlítjuk már ismert színképű csillagok spektrumaival (spektrális standardok), és ha a két görbe lejtése, meredeksége azonos, akkor a két spektráltípus szükségszerűen megegyezik, az előző fejezetben tárgyaltaknak megfelelően. A mi esetünkben azonban mégis kicsit más a helyzet, ugyanis a vizsgált objektumok egy viszonylag sűrű felhőben vannak. A felhőt alkotó gáz és por részecskék miatt a csillagok fényéből a kékebb hullámhosszak erősebben szóródnak, mint a vörösebbek. Emiatt a csillag spektruma torzul, vörösödik. A csillagot körülvevő por pedig infravörös sugárzása miatt okoz szintén vörös többletet a spektrumban. Ezért esetünkben a vizuális spektráltípus meghatározás módszere csak egy alsó becslésre alkalmas, a csillagok minden bizonnyal korábbi típusúak. A pontos azonosításra spektrumvonalak indexeit használják elterjedten. Ilyenkor a kontinuum és egy adott vonal intenzitásának arányát hasonlítják össze standard csillag ugyanezen indexével. Fontos megjegyezni, hogy a standard spektrumok ugyanazzal a műszerrel készültek, mint a vizsgálni kívánt csillagok spektrumai. Ugyanis a különböző műszerrel készült színképeknél figyelembe kell venni, hogy a két műszer áteresztése más, ráadásul hullámhosszfüggő. Ezt szintén standardok segítségével lehet korrigálni.

Az 2. táblázatban a vizuális meghatározás eredményeit tüntettem fel. Az összehasonlító képeket a dolgozat terjedelmének limitáltsága miatt nem mutatom be. A táblázat oszlopai rendre 2MASS azonosítót, az általam meghatározott színképtípust, a J-H és H-K színindexeket, illetve az effektív hőmérsékleteket tartalmazzák. A színindexekhez szükséges J, H, K magnitúdók a 2MASS katalógusból származnak, pontosságuk legalább 0,01 magnitúdó. Szeretném kihangsúlyozni, hogy e színképtípusok csak alsó becslések.



2MASS azonosító	Színképtípus	J - H	H - K	T <sub>eff</sub> [K]
2MASS 022810331+73021974	A3	0,031	0,038	8720
2MASS 022806753+73022593	G0	0,376	0,116	6030
2MASS 022831347+72573789	F8	0,223	0,084	6200
2MASS 022916846+73051976	A2	-0,01	-0,008	8970
2MASS 022903196+72593665	A7	0,159	0,084	7850
2MASS 022920004+73045457	A7	0,179	0,074	7850
2MASS 022822913+72375398	F3	0,151	0,051	6740
2MASS 022809424+72371627	G0	0,238	0,071	6030
2MASS 023051761+72594811	G8	0,423	0,067	5520
2MASS 023052532+72593536	F0	0,338	0,099	7200
2MASS 02332445+7245540	G0	0,233	0,036	6030

2. táblázat

Ezekkel az eredményeket össze lehet hasonlítani a későbbiekben más módszerekkel, pontosabban meghatározott spektráltípusokkal, minek folyamán képet kaphatunk a felhő torzító hatásáról.

Pontosabb spektráltípus meghatározáshoz szükségünk van különböző vonalak spektrálindekére. Ilyen vonal lehet például a Na dublett (5890 és 5895,9 angström), vagy a Ca II-es vonala (3968 angström), illetve a Balmer-vonalak. Ennél a módszernél a vonal intenzitásának és a fölötte lévő kontínuumértéknek a hányadosát, azaz a vonalerősséget használjuk az azonosításhoz. A alábbi táblázatokban a standard csillagok általam használt spektrálindekeit tüntetem fel.

<b>Spektráltípus</b>	<b>Na (589nm)</b>	<b>Na (589,59nm)</b>	<b>Ba (649,4nm)</b>	<b>Ca II (396,8nm)</b>
<b>M4</b>	0,4574	0,4574	0,8406	0,3393
<b>M3</b>	0,5311	0,5504	0,8125	0,2522
<b>M2 Iab-Ib</b>	0,5349	0,5496	0,7301	0,1548
<b>M2 V</b>	0,3263	0,2309	0,8071	-
<b>M1 I A</b>	0,5617	0,5526	0,6887	-
<b>M1 V</b>	0,3072	0,3261	0,8195	-
<b>M0 V</b>	0,3588	0,3928	0,8094	-
<b>M0 III</b>	0,5654	0,5856	0,7992	-
<b>K7</b>	0,3913	0,3913	0,8303	0,3750
<b>K6</b>	0,3413	0,3413	0,8211	0,3868
<b>K5</b>	0,6288	0,6288	0,8171	0,2450
<b>K4</b>	0,5956	0,6455	0,7992	-
<b>K3 V</b>	0,5838	0,6222	0,8685	0,3480
<b>K3 III</b>	0,6222	0,6448	-	-
<b>K1</b>	0,7749	0,8396	0,8329	-
<b>K0 V</b>	0,7804	0,7966	0,8727	0,1771
<b>K0 III</b>	0,7713	0,8055	-	-
<b>G9</b>	0,7707	0,8110	0,8451	0,2008
<b>G8</b>	0,8296	0,8215	0,8922	0,2222
<b>G2</b>	0,8572	0,7959	0,8925	0,2847
<b>G1</b>	0,9057	0,8577	0,8785	0,3574
<b>G0</b>	0,8754	0,8984	0,9154	0,3590
<b>F9</b>	0,8815	0,8880	0,9208	0,3326
<b>F8</b>	0,8690	0,8295	0,8923	0,3043
<b>F7</b>	0,9290	0,9210	0,9292	0,3289
<b>F5</b>	0,9222	0,9129	-	0,3352
<b>F3</b>	0,9026	0,9426	0,9108	0,3601
<b>F0</b>	0,9429	0,9295	0,9414	0,3143
<b>A7</b>	0,9375	0,9403	0,9607	0,2914
<b>A5</b>	0,9562	0,9163	0,9291	0,2776
<b>A3</b>	0,9630	0,9406	0,9490	0,2767
<b>A2</b>	0,9494	0,9235	0,9316	0,2494
<b>A1</b>	0,9679	0,9555	0,9083	0,2973
<b>A0</b>	0,9912	0,9558	0,9633	0,2876
<b>B9</b>	0,8741	0,89920	0,9229	0,3045
<b>B7</b>	0,9165	0,9319	-	0,4493
<b>B5</b>	0,8929	0,8771	-	0,4204

3. táblázat; standard csillagok spektrálindeksi

Az általam vizsgált objektumokra ugyanígy meghatároztam e vonalak indexeit. Az eredményeket a 4. táblázatban tüntettem fel.

<b>2MASS azonosító</b>	<b>Na (589nm)</b>	<b>Na (589.9nm)</b>	<b>Ca II (396,8nm)</b>	<b>Ba (649,4nm)</b>
<b>022810331+73021974</b>	<i>0,8813</i>	<i>0,9042</i>	<i>0,4728</i>	-
<b>022806753+73022593</b>	<i>0,8549</i>	<i>0,9161</i>	<i>0,2647</i>	-
<b>022831347+72573789</b>	<i>0,8379</i>	<i>0,8896</i>	<i>0,3570</i>	-
<b>022916846+73051976</b>	<i>0,9135</i>	<i>0,9049</i>	<i>0,5288</i>	-
<b>022903196+72593665</b>	<i>0,9178</i>	<i>0,8938</i>	<i>0,3779</i>	-
<b>022920004+73045457</b>	<i>0,8875</i>	<i>0,8947</i>	<i>0,3104</i>	-
<b>022822913+72375398</b>	<i>0,8574</i>	<i>0,8835</i>	<i>0,3438</i>	-
<b>022809424+72371627</b>	<i>0,8874</i>	<i>0,9119</i>	<i>0,3298</i>	-
<b>023051761+72594811</b>	<i>0,7060</i>	<i>0,7616</i>	<i>0,2884</i>	-
<b>023052532+72593536</b>	<i>0,8831</i>	<i>0,8926</i>	<i>0,4132</i>	-
<b>02332445+7245540</b>	<i>0,6040</i>	<i>0,8499</i>	<i>0,34795</i>	-

4. táblázat; vizsgált objektumok spektrálindexei

A standard csillagok hidrogén Balmer vonalainak indexeit az alábbi táblázatban foglaltam össze.

<b>Típus</b>	<b><math>\alpha</math> 656,4nm</b>	<b><math>\beta</math> 486,3nm</b>	<b><math>\gamma</math> 434,2nm</b>	<b><math>\delta</math> 410,3nm</b>	<b><math>\epsilon</math> 397,1nm</b>
<b>B0</b>	0,7120	0,6797	0,6669	0,6605	0,6534
<b>B1</b>	0,6987	0,6596	0,6524	0,6231	0,6262
<b>B2</b>	0,6697	0,5855	0,5463	0,4786	0,5425
<b>B3</b>	0,6889	0,5942	0,5493	0,5307	0,5172
<b>B5 V</b>	0,6794	0,5734	0,5248	0,4937	0,4932
<b>B7 V</b>	0,6406	0,5300	0,4839	0,4700	0,4632
<b>B9 V</b>	0,5399	0,3901	0,3351	0,3136	0,2998
<b>A0</b>	0,5182	0,3862	0,3349	0,2755	0,2812
<b>A1</b>	0,5538	0,3980	0,3410	0,3110	0,3051
<b>A2</b>	0,5385	0,3899	0,3100	0,3240	0,2625
<b>A3</b>	0,5589	0,3906	0,3414	0,3243	0,2769
<b>A5</b>	0,5350	0,4006	0,3220	0,3316	0,2847
<b>A7</b>	0,5447	0,4321	0,3641	0,3597	0,2910
<b>F0</b>	0,5731	0,4790	0,4545	0,4147	0,3151
<b>F3</b>	0,5406	0,5275	0,4841	0,5268	0,3544
<b>F5</b>	0,6124	0,5632	0,5579	0,5094	0,2464
<b>F7</b>	0,6661	0,6373	0,6327	0,6413	0,3162
<b>F8</b>	0,6390	0,5955	0,5872	0,6336	0,2960
<b>F9</b>	0,6292	0,6201	0,5917	0,6534	0,3138
<b>G0</b>	0,6671	0,6756	0,6746	0,6711	0,3057
<b>G2</b>	0,6747	0,6521	0,7030	0,6993	--
<b>G8 V</b>	0,7073	0,7194	0,7869	0,7315	0,2804
<b>G8 III</b>	0,8029	0,7775	0,7676	0,8322	0,2325
<b>G9 III</b>	0,7562	0,7461	0,7654	0,7588	0,1623
<b>K0 III</b>	0,7586	0,7338	0,7200	0,7716	0,1915
<b>K0 V</b>	0,7841	0,7859	0,7905	0,7305	0,2512
<b>K1 III</b>	0,7873	0,7550	0,6939	0,6418	--
<b>K3 III</b>	0,7690	0,7935	0,7354	--	--
<b>K3 V</b>	0,8273	0,7770	0,7801	0,6800	--
<b>K4 III</b>	0,7906	0,7917	0,6712	0,6044	--
<b>K5 III</b>	0,8272	0,8407	0,7157	0,6386	--
<b>K6 V</b>	0,8808	0,9286	0,8059	0,6150	--
<b>K7 V</b>	0,8988	0,8799	0,7011	--	--
<b>M0 III</b>	0,7946	0,8744	0,7010	0,6034	--
<b>M0 V</b>	0,8648	0,8300	0,7099	--	--
<b>M1 V</b>	0,8485	0,8449	--	--	--
<b>M2 V</b>	0,8307	--	--	--	--
<b>M3 III</b>	0,7778	0,6689	0,7176	0,6048	--
<b>M4 III</b>	0,7730	0,5948	0,7147	0,6675	--

5. táblázat; a Balmer sorozat spektrálindeksi

A következő táblázatban a vizsgált objektumok Balmer-indexei szerepelnek.

<b>2MASS azonosító</b>	<b><math>\alpha</math> 656,4nm</b>	<b><math>\beta</math> 486,3nm</b>	<b><math>\gamma</math> 434,2nm</b>	<b><math>\delta</math> 410,3nm</b>	<b><math>\epsilon</math> 397,1nm</b>
<b>022810331+73021974</b>	<i>0,6400</i>	<i>0,5455</i>	<i>0,4976</i>	<i>0,4843</i>	<i>0,4701</i>
<b>022806753+73022593</b>	<i>0,7290</i>	<i>0,7320</i>	<i>0,7376</i>	<i>0,6315</i>	<i>0,2533</i>
<b>022831347+72573789</b>	<i>0,6416</i>	<i>0,5991</i>	<i>0,8038</i>	<i>0,5988</i>	<i>0,3173</i>
<b>022916846+73051976</b>	<i>0,7534</i>	<i>0,6325</i>	<i>0,6026</i>	<i>0,5745</i>	<i>0,5312</i>
<b>022903196+72593665</b>	<i>0,5875</i>	<i>0,4624</i>	<i>0,4217</i>	<i>0,3850</i>	<i>0,3892</i>
<b>022920004+73045457</b>	<i>0,5730</i>	<i>0,4336</i>	<i>0,3852</i>	<i>0,3479</i>	<i>0,3146</i>
<b>022822913+72375398</b>	<i>0,5398</i>	<i>0,4175</i>	<i>0,4319</i>	<i>0,4178</i>	<i>0,3520</i>
<b>022809424+72371627</b>	<i>0,6525</i>	<i>0,6524</i>	<i>0,6480</i>	<i>0,6663</i>	<i>0,3409</i>
<b>023051761+72594811</b>	<i>0,7941</i>	<i>0,7469</i>	<i>0,8183</i>	<i>0,8074</i>	<i>0,3205</i>
<b>023052532+72593536</b>	<i>0,6420</i>	<i>0,5187</i>	<i>0,4680</i>	<i>0,4267</i>	<i>0,4129</i>
<b>02332445+7245540</b>	<i>0,5723</i>	<i>0,5558</i>	<i>0,5366</i>	<i>0,5656</i>	<i>0,3412</i>

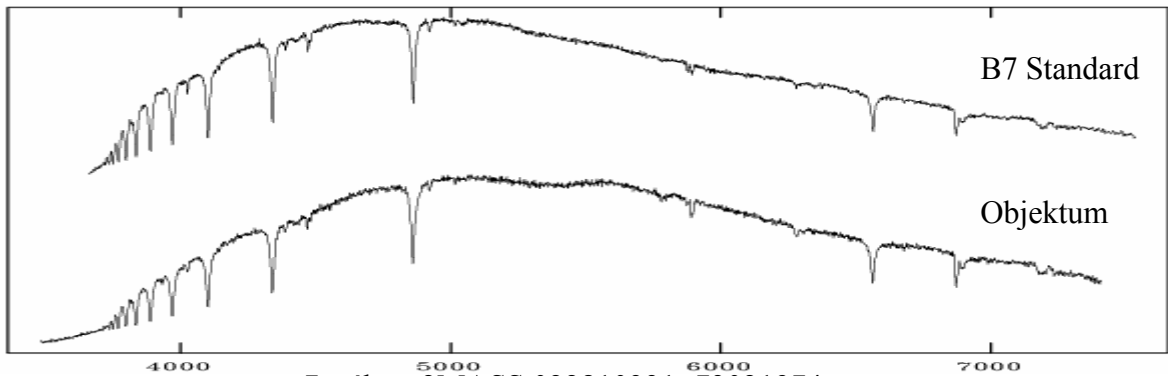
6. táblázat; a vizsgált objektumok spektrálindexei Balmer-vonalakra

A spektrálindek összehasonlításával kapott eredményeket 7. táblázatban foglaltam össze. A táblázat első sora egyenes betűvel a vizsgált objektum 2MASS azonosítóját, a rákövetkező sorban a hozzá legközelebb eső standard csillag spektráltípusát mutatja.

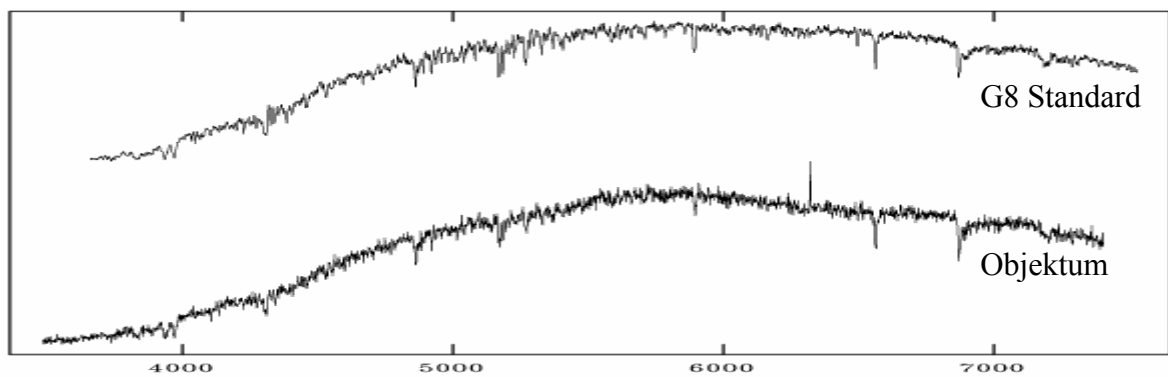
2MASS azonosító	Hidrogén Balmer sorozatának vonalai							
<i>Standard típus</i>								
	1. Na	2. Na	Ca II.	$\alpha$	$\beta$	$\gamma$	$\delta$	$\epsilon$
022810331+73021974	0,9088	0,9242	0,4528	0,6400	0,5355	0,4906	0,4743	0,4701
<b>B7</b>	<b>0,9165</b>	<b>0,9319</b>	<b>0,4493</b>	<b>0,6406</b>	<b>0,5300</b>	<b>0,4839</b>	<b>0,4700</b>	<b>0,4632</b>
022806753+73022593	0,8329	0,9261	0,2347	0,7132	0,7220	0,7776	0,7216	0,2733
<b>G8</b>	<b>0,8296</b>	<b>0,9348</b>	<b>0,2222</b>	<b>0,7073</b>	<b>0,7194</b>	<b>0,7869</b>	<b>0,7315</b>	<b>0,2804</b>
022831347+72573789	0,9125	0,9114	0,3247	0,6616	0,6291	0,6288	0,6338	0,3173
<b>F7</b>	<b>0,9290</b>	<b>0,9210</b>	<b>0,3289</b>	<b>0,6661</b>	<b>0,6373</b>	<b>0,6327</b>	<b>0,6413</b>	<b>0,3162</b>
022916846+73051976	0,9035	0,8849	0,4288	0,6534	0,6025	0,5526	0,5245	0,5113
<b>B5</b>	<b>0,8929</b>	<b>0,8771</b>	<b>0,4204</b>	<b>0,6794</b>	<b>0,5734</b>	<b>0,5248</b>	<b>0,4937</b>	<b>0,4932</b>
022903196+72593665	0,9578	0,9138	0,2879	0,5725	0,4124	0,3617	0,3450	0,28
<b>A3</b>	<b>0,9630</b>	<b>0,9406</b>	<b>0,2767</b>	<b>0,5589</b>	<b>0,3906</b>	<b>0,3414</b>	<b>0,3243</b>	<b>0,2769</b>
022920004+73045457	0,8875	0,8947	0,3104	0,5430	0,4136	0,3552	0,3179	0,3106
<b>B9</b>	<b>0,8741</b>	<b>0,8990</b>	<b>0,3045</b>	<b>0,5399</b>	<b>0,3901</b>	<b>0,3351</b>	<b>0,3136</b>	<b>0,2998</b>
022822913+72375398	0,9574	0,9135	0,3408	0,5498	0,4575	0,4319	0,41787	0,3420
<b>F0</b>	<b>0,9429</b>	<b>0,9295</b>	<b>0,3143</b>	<b>0,5731</b>	<b>0,4790</b>	<b>0,4545</b>	<b>0,4147</b>	<b>0,3151</b>
022809424+72371627	0,8974	0,9119	0,3298	0,6525	0,6524	0,6480	0,6663	0,3309
<b>F7</b>	<b>0,9290</b>	<b>0,9210</b>	<b>0,3289</b>	<b>0,6661</b>	<b>0,6373</b>	<b>0,6327</b>	<b>0,6413</b>	<b>0,3162</b>
023051761+72594811	0,8060	0,7616	0,2884	0,6941	0,6469	0,7183	0,7074	---
<b>G2</b>	<b>0,8572</b>	<b>0,7959</b>	<b>0,2847</b>	<b>0,6747</b>	<b>0,6521</b>	<b>0,7030</b>	<b>0,6993</b>	---
023052532+72593536	0,8931	0,9126	0,4232	0,6420	0,5187	0,4680	0,4567	0,4529
<b>B7</b>	<b>0,9165</b>	<b>0,9319</b>	<b>0,4493</b>	<b>0,6406</b>	<b>0,5300</b>	<b>0,4839</b>	<b>0,4700</b>	<b>0,4632</b>
02332445+7245540	0,8808	0,8999	0,3485	0,5623	0,5458	0,5066	0,5456	0,3482
<b>F3</b>	<b>0,9026</b>	<b>0,9426</b>	<b>0,3601</b>	<b>0,5406</b>	<b>0,5275</b>	<b>0,4841</b>	<b>0,5268</b>	<b>0,3544</b>

7. táblázat; az objektumok spektrálindexeinek összehasonlítása a standard csillagok spektrálindexeivel

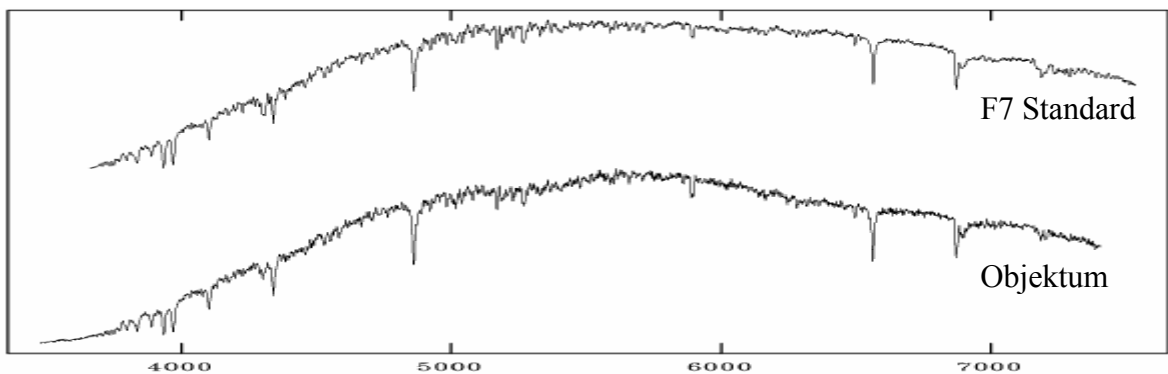
A következő ábrákon a fenti objektumok és a hozzájuk tartozó standard csillagok spektrumát páronként ábrázoltam.



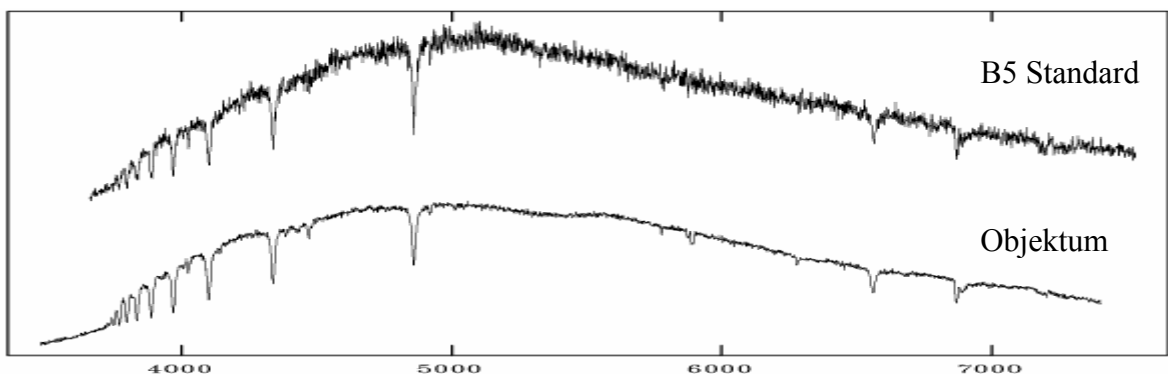
7.a ábra; 2MASS 022810331+73021974



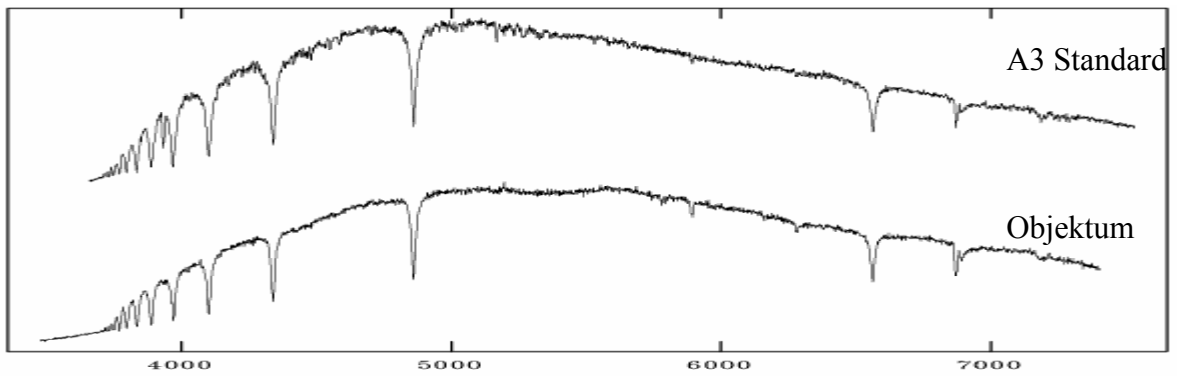
7.b ábra; 2MASS 022806753+73022593



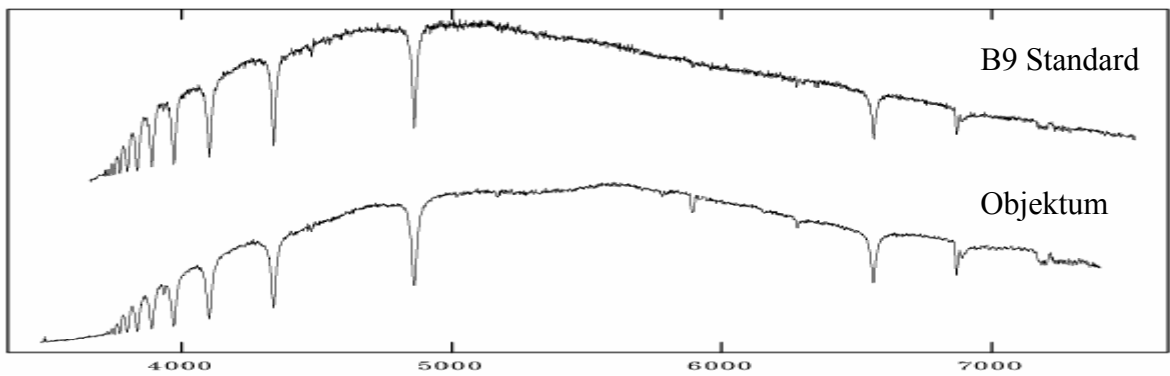
7.c ábra; 2MASS 022831347+72573789



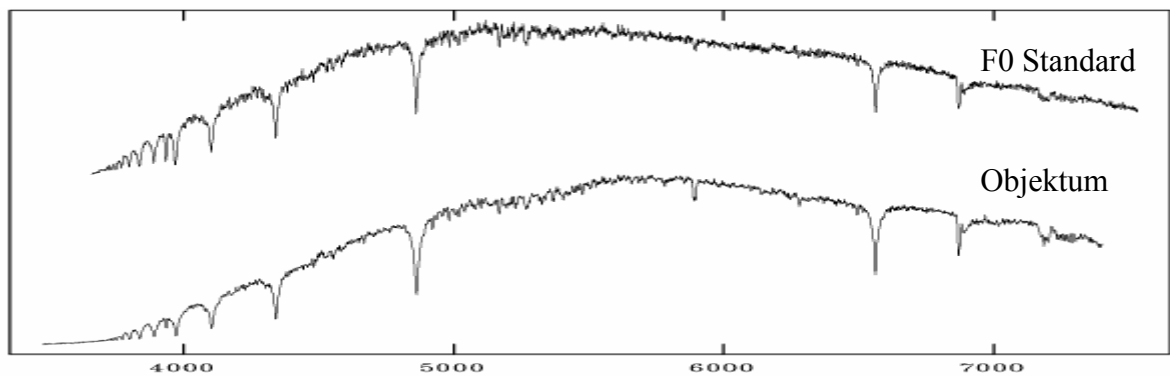
7.d ábra; 2MASS 022916846+73051976



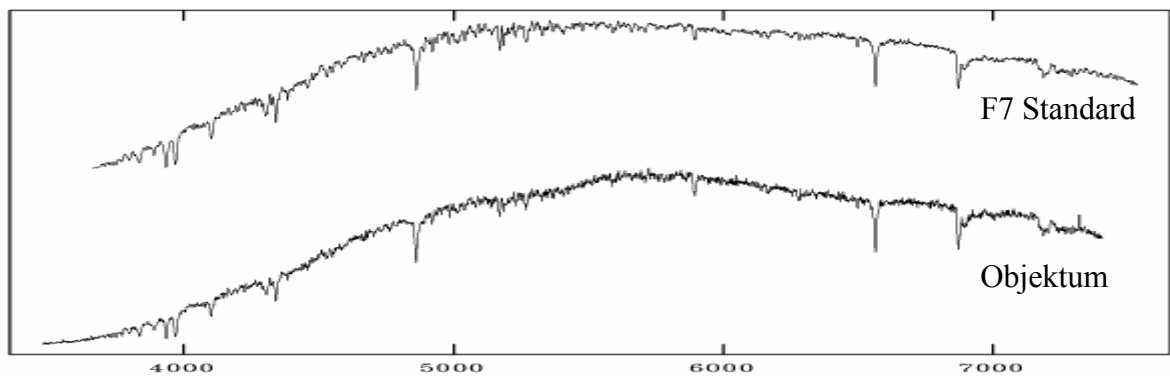
7.e ábra; 2MASS 022903196+72593665



7.f ábra; 2MASS 022920004+73045457

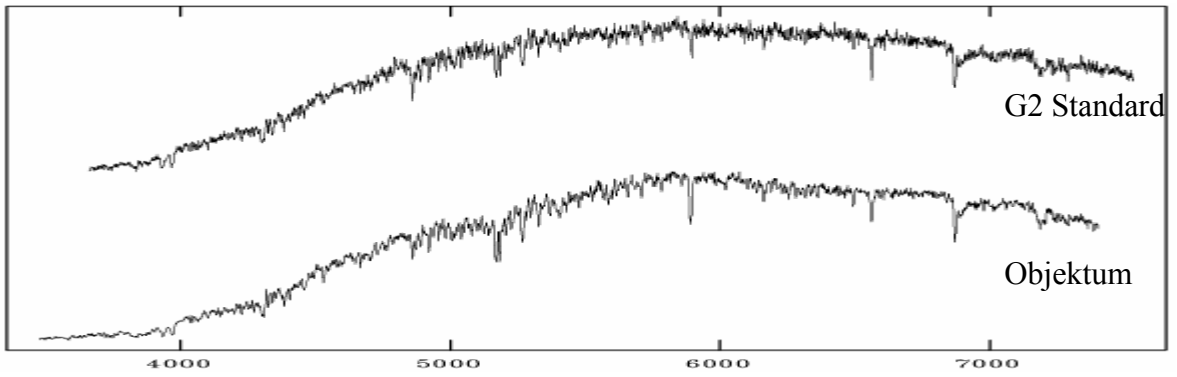


7.g ábra; 2MASS 022822913+72375398

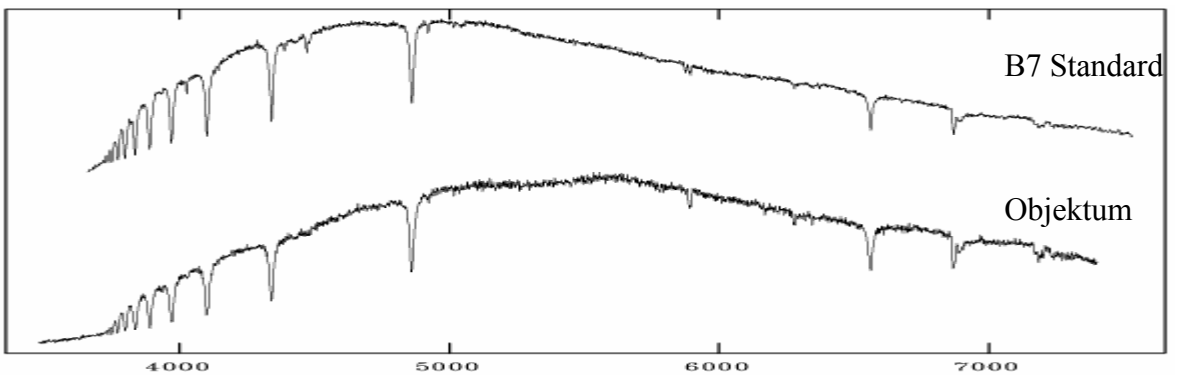


7.h ábra; 2MASS 022809424+72371627

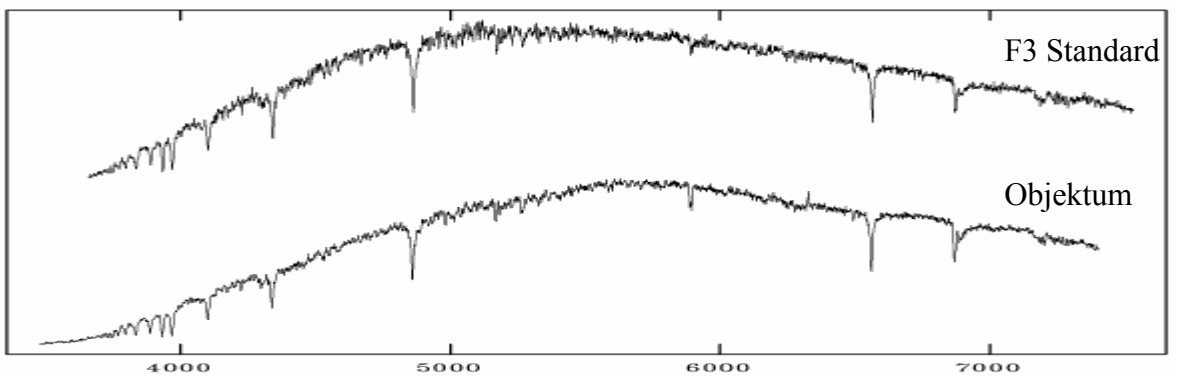




7.i ábra; 2MASS 023051761+72594811



7.j ábra; 2MASS 023052532+72593536



7.k ábra; 2MASS 02332445+7245540

A 7. táblázat adataiból, illetve a fenti ábrákból látszik, hogy várakozásomnak megfelelően a csillagok korábbi típusúnak mutatkoznak, mint azt a spektrum lejtéséből megállapítottam. Ezt az okozza, hogy csillagokat körülölelő felhő egyrészt az optikai tartományban jelentősebb mértékben szórja ki a fényt, míg az infravörös fénynek nagyobb része hatol át a felhőn. Másik oka az infravörös többletnek, a csillagok által felmelegített, a csillagot körülvevő por termikus sugárzása, mely szintén az infravörös tartományba esik. Az alábbi táblázatban összehasonlítom a vizuálisan, és a spektrálindek segítségével kapott spektráltípusokat.

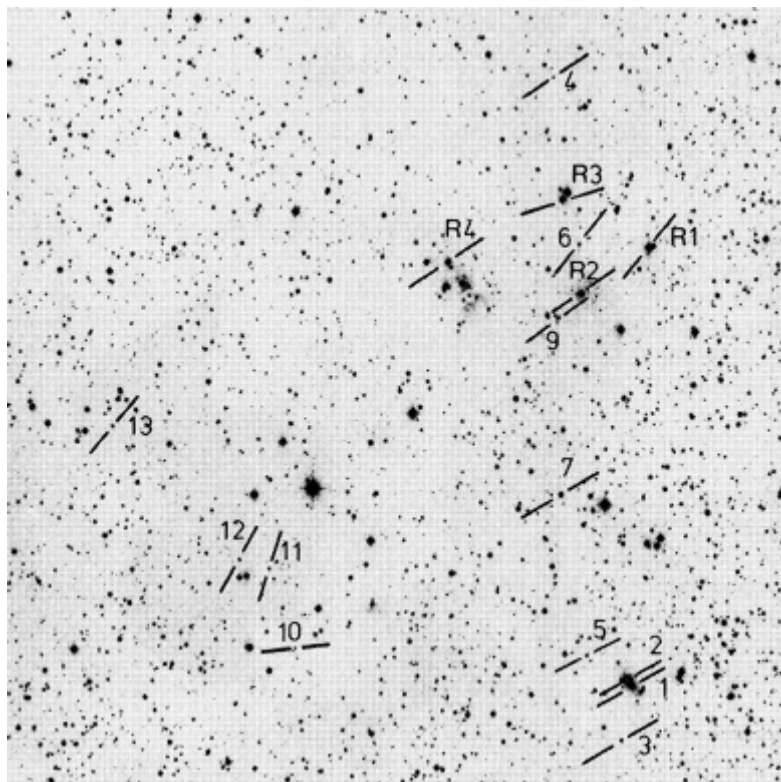
<b>2MASS azonosító</b>	<b>Vizuális összehasonlítással kapott eredmény</b>	<b>Spektrálindek segítségével kapott eredmény</b>
<b>022810331+73021974</b>	<i>A3</i>	<i>B7</i>
<b>022806753+73022593</b>	<i>G0</i>	<i>G8</i>
<b>022831347+72573789</b>	<i>F8</i>	<i>F7</i>
<b>022916846+73051976</b>	<i>A2</i>	<i>B5</i>
<b>022903196+72593665</b>	<i>A7</i>	<i>A3</i>
<b>022920004+73045457</b>	<i>A7</i>	<i>B9</i>
<b>022822913+72375398</b>	<i>F3</i>	<i>F0</i>
<b>022809424+72371627</b>	<i>G0</i>	<i>F7</i>
<b>023051761+72594811</b>	<i>G8</i>	<i>G2</i>
<b>023052532+72593536</b>	<i>F0</i>	<i>B7</i>
<b>02332445+7245540</b>	<i>G0</i>	<i>F3</i>

8. táblázat

A vizuális tartományban végzett fotometriai adatok, valamint a csillagok megállapított spektráltípusának segítségével, megbecsülhető a szülőfelhő távolsága. Ezt a következő fejezetben tárgyalom.

## Távolságmeghatározás

Ebben a fejezetben a szülőfelhő távolságának meghatározását, pontosítását tűztem ki célul. A felhőben lévő csillagok némelyikét már tanulmányozták korábban, és született is eredmény néhány csillag spektráltípusát, illetve a felhő távolságát illetően. A említett cikkben (Kun at al., 1994) a vizsgált objektumok közül kettő (R1 és R2, 12. ábra) megegyezik az általam vizsgált csillagokkal. A cikkben közölt fotometriai adatok, és az általam meghatározott spektráltípusok segítségével határozom meg a távolságát a felhőnek.



12. ábra (forrás: Kun at al., 1994)

A szóban forgó két objektum korábban, objektívprizmával meghatározott, és az általam meghatározott spektráltípusai a következők.

2MASS azonosító	Korábbi spektráltípus	Általam meghatározott típus
022810331+73021974	<i>B6</i>	<i>B7</i>
022903196+72593665	<i>A2</i>	<i>A3</i>

12. táblázat

Látható, hogy a 12. táblázatban feltüntetett két objektum korábban meghatározott típusától az általam meghatározott típusok eltérnek, de nem jelentős mértékben. Emiatt a korábban az L1340 felhő távolságára kapott 600pc változni fog, ha csekély mértékben is. A távolság meghatározásához fölteszem, hogy a csillagok a fősorozaton vannak. Az újonnan kapott spektráltípushoz az irodalomból kikerestem az abszolút magnitúdókat, és a B-V színindexeket (Kun at al., 1994) (13. táblázat).

<b>2MASS azonosító</b>	<b>Általam meghatározott típus</b>	<b>Abszolút magnitúdó [mag]</b>	<b>(B-V) irodalmi</b>	<b>(B-V) mért</b>
<b>022810331+73021974</b>	<i>B7</i>	<i>0,032</i>	<i>-0,121</i>	<i>0,18</i>
<b>022903196+72593665</b>	<i>A3</i>	<i>1,766</i>	<i>0,084</i>	<i>0,25</i>

13. táblázat

Ezek után a cikkben (Kun at al., 1994) publikált B-V-ből meghatározzuk a színexcesszust, ami a megfigyelt és a tiszta színindexek különbsége:

$$E(B-V) = (B-V) - (B-V)_0 \quad (26)$$

ahol  $E(B-V)$  a színexcesszus,  $(B-V)$  a publikált (mért) érték, és  $(B-V)_0$  az irodalomból vett érték. Az fenti egyenletbe behelyettesítve, a színexcesszusra a következő értékeket kapjuk:

<b>2MASS azonosító</b>	<b>E(B-V)</b>
<b>022810331+73021974</b>	<i>0,301</i>
<b>022903196+72593665</b>	<i>0,166</i>

14. táblázat

Ezek után föltesszük, hogy a V sávban az extinkció:

$$A_V = 3,1 \cdot E(B-V) \quad (27)$$

Ezzel az extinkcióra a következő értékeket kapjuk:

<b>2MASS azonosító</b>	<b><math>A_V</math></b>
<b>022810331+73021974</b>	<i>0,9331</i>
<b>022903196+72593665</b>	<i>0,5146</i>

15. táblázat

A vizuális extinkció ismeretében kiszámolhatjuk, hogy milyen fényes lenne a csillag, ha nem lenne előtte por. Ezt a következő képlet segítségével tehetjük meg:

$$V_0 = V - A_v \quad (28)$$

$V_0$  értékére a következőket kaptam:

<b>2MASS azonosító</b>	<b>V [mag]</b>	<b><math>V_0</math> [mag]</b>
<b>022810331+73021974</b>	<i>9,91</i>	<i>8,977</i>
<b>022903196+72593665</b>	<i>11,53</i>	<i>11,015</i>

16. táblázat

Ezek után a felhő távolságának meghatározásához már csak be kell helyettesíteni a jól ismert távolságmodulusba, a kapott értékeket (Marik, Csillagászat 1989):

$$V_0 - M_V = 5 \cdot \log(d) - 5 \quad (29)$$

és ebből kifejezve a  $d$  távolságot kapjuk a:

$$10^{\left(\frac{V_0 - M_V + 5}{5}\right)} = d \quad (30)$$

összefüggést. Ebből a két csillag távolságára az alábbi két értéket kaptam:

<b>2MASS azonosító</b>	<b>d [pc]</b>
<b>022810331+73021974</b>	<i>615</i>
<b>022903196+72593665</b>	<i>708</i>

17. táblázat

Mindkét csillag reflexiós ködben van (M. S. Nanda Kumar et al., 2002), tehát kb. ugyanolyan messze, mint a felhő. A két érték átlagát véve a felhő távolságára 661pc-et kapunk, ami közelítőleg 2155 fényév. Ez a korábbi 660pc – el igen jó egyezést mutat, elmondhatom tehát, hogy vizsgálataimmal megerősítettem, hogy az L1340 felhő távolsága 660pc.

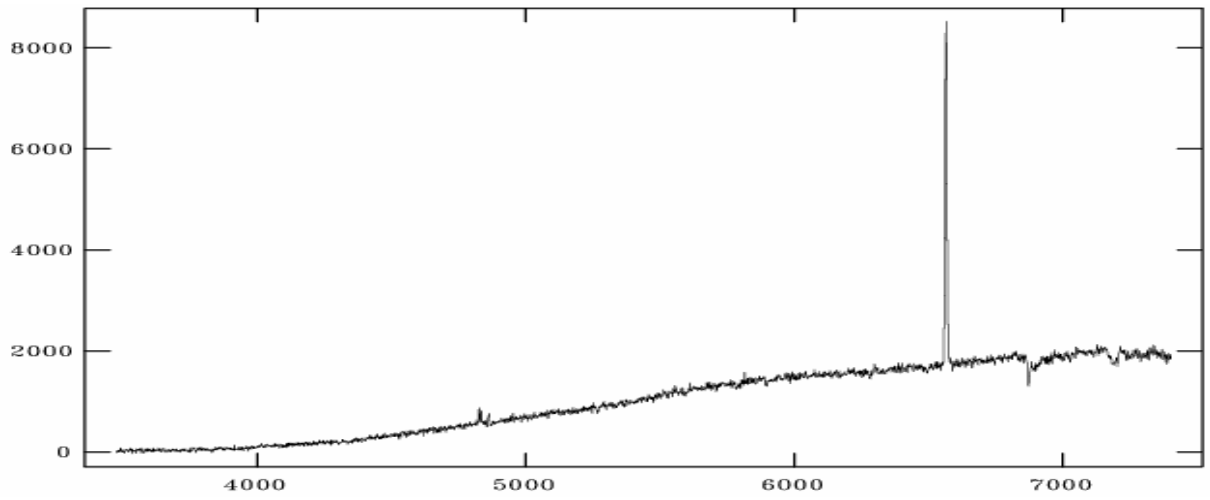
## Emissziós csillagok

Ebben a fejezetben a vizsgált spektrumok közül azokkal foglalkozom, melyek emissziósak. Mivel a felvételek egy aktív csillagkeletkezési régióról készültek, ezért remélhetőleg sikerül azonosítani egy vagy több fősorozat előtti klasszikus vagy ún. weak line T Tauri csillagot.

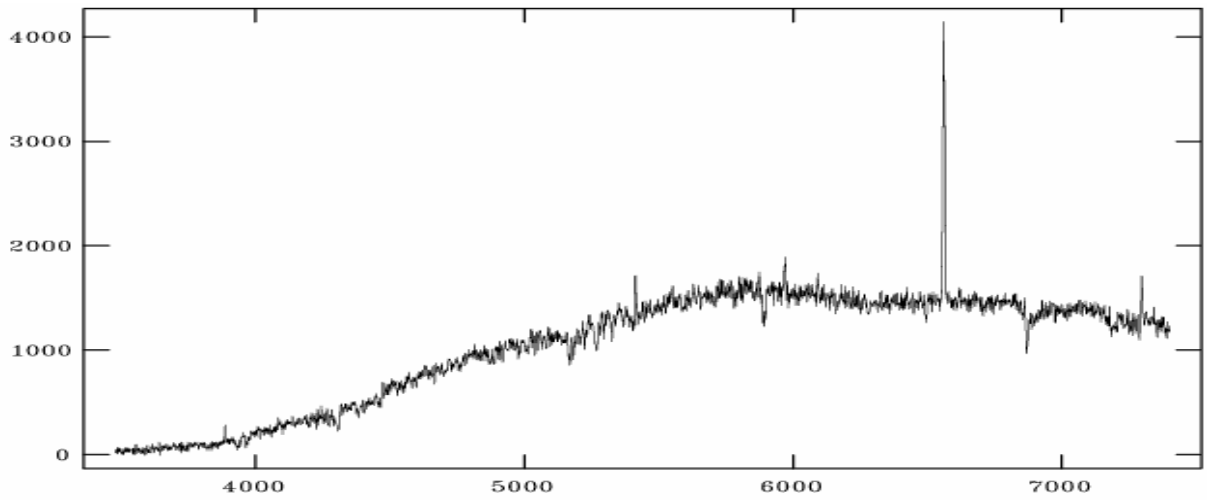
A kis tömegű PMS csillagok két csoportba oszthatók a fotometriai és spektroszkópiai tulajdonságaik alapján. A klasszikus T Tauri csillagok (CTTS) erős  $H\alpha$  emissziót mutatnak, melynek ekvivalens szélessége  $EW(H\alpha) > 1\text{nm}$ . A legtöbb klasszikus T Tauri csillagnak erős H I, Ca I és néha He I emissziós vonalai vannak. Sok T Tauri spektrumában megtalálható a [NII], [SII] és [OI] emisszió, mely erős csillagszélből, kollimált jet-től, vagy az akkréciós oszlopokban beáramló anyagtól származik. A klasszikus T Tauri csillagoknak erős infravörös színtöbblete is van, mely a csillag körüli anyagkorongból származik. Szintén jellemző rájuk az optikai „veiling” (az abszorpciós vonalak magjának kitöltöttsége, illetve esetenként a vonalak teljes hiánya), mely a határréteg extra emissziójára, illetve akkréciós forró foltra utal.

Másik csoport a gyengevonalú T Tauri csillagok (WTTS), melyek spektrumában gyakran találhatunk Ca II és más kromoszférikus emissziós vonalakat. Ezeknek a csillagoknak a spektruma közelítőleg feketetest, és nagyon ritkán mutatnak jet-re vagy csillagszélre utaló jeleket.

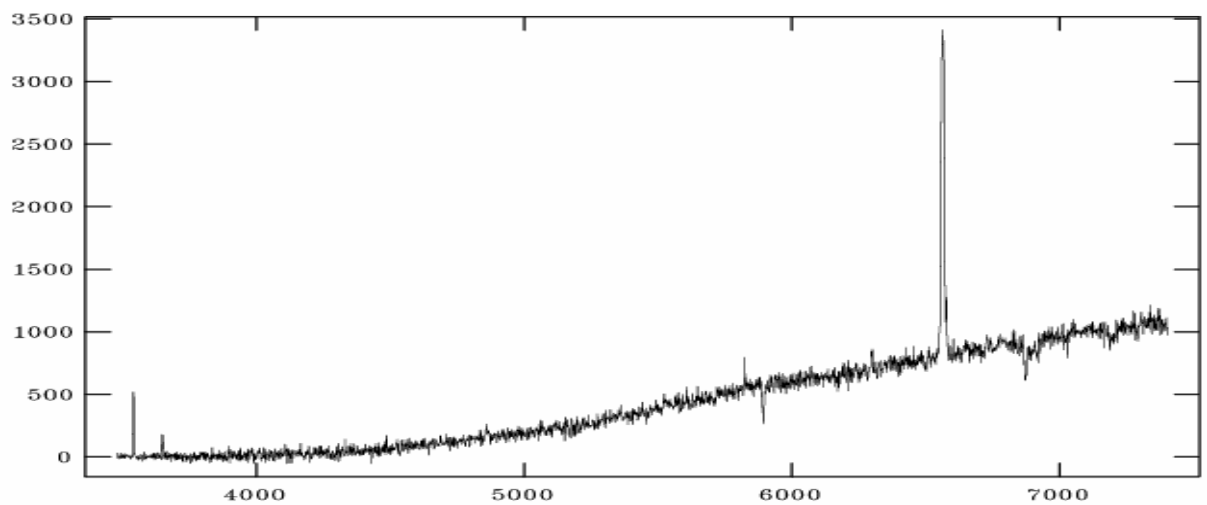
Az általam vizsgált objektumok közül 5 csillag spektrumában vannak emissziós vonalak. Az összes spektrumon szembevetendő az erős  $H\alpha$  emisszió jelenléte széles ekvivalens szélességgel mely, mint említettem a klasszikus T Tauri csillagokra jellemző. Ez az erős  $H\alpha$  emisszió az egyik legszembevetőbb elem a fiatal naptípusú fősorozat előtti csillagoknál. Maga a vonal a kiterjedt csillagszélben keletkezik, és feltételezik, hogy az energiáját az akkréciós diszkból nyeri (M. Kun at al., 1994). A legtöbb T Tauri csillagot a jól ismert csillagkeletkezési régiókban  $H\alpha$  felmérésekkel fedezték fel. Két objektumnál megfigyelhető a He I két vonalának gyenge emissziója. Egyetlen objektumnál vannak jelen a Ca II emissziós vonalai, és egy objektum kivételével mindegyik spektrumban jelen van az [OI] 557,7nm-es tiltott vonala, mely oka erős csillagszél lehet. A spektrumokat a 8-as ábrákon mutatom be, és a 9. táblázatban összefoglalom a vonalazonosítás eredményeit.



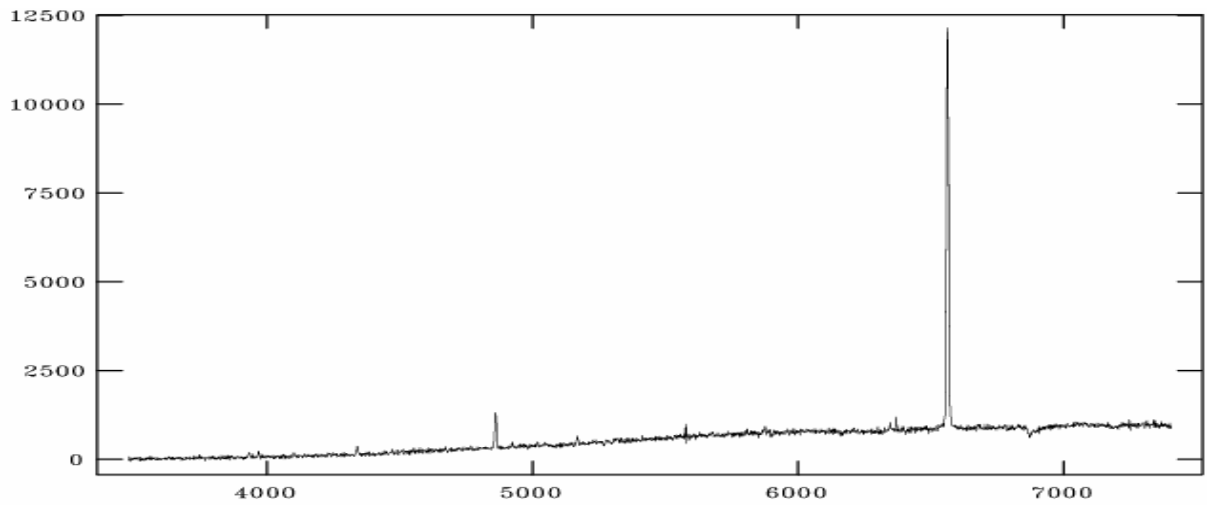
8.a ábra; 2MASS 022816613+72373288



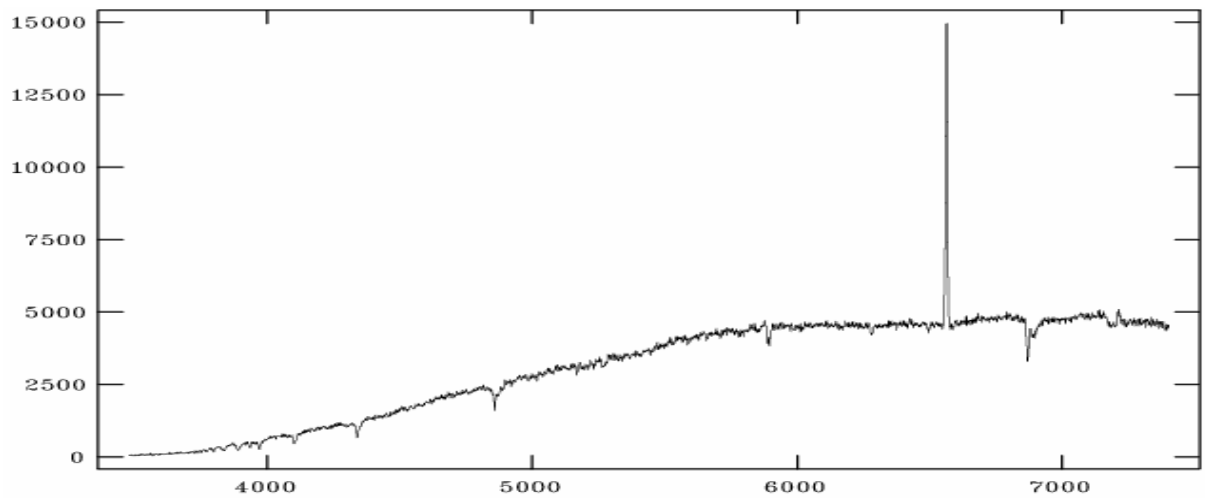
8.b ábra; 2MASS 022921099+72581206



8.c ábra; 2MASS 023238947+72390388



8.d ábra; 2MASS 023507998+72510348



8.e ábra; 2MASS 02314031+7241419



<b>2MASS azonosító</b>	<b>02314031 +7241419</b>	<b>022921099 +72581206</b>	<b>023238947 +72390388</b>	<b>023507998 +72510348</b>	<b>02314031 +7241419</b>
<b>Na 1. index (589nm)</b>	<i>0,8945</i>	<i>0,7994</i>	---	<i>0,9948</i>	<i>0,8738</i>
<b>Na 2. index (589,8nm)</b>	<i>0,8755</i>	<i>0,7790</i>	---	<i>0,8222</i>	<i>0,8533</i>
<b>Li index (670,7nm)</b>	---	<i>0,8948</i>	---	---	---
<b>Ba index (649,4nm)</b>	<i>0,9333</i>	<i>0,8711</i>	---	<i>0,8482</i>	<i>0,9289</i>
<b>Ca II index (393,3nm)</b>	<i>1,7045</i>	<i>0,4803</i>	---	<i>2,6600</i>	<i>0,4239</i>
<b>Ca II index (396,8nm)</b>	<i>0,0772</i>	<i>0,3939</i>	---	<i>3,5441</i>	<i>0,5949</i>
<b>Ca I index (422,7nm)</b>	<i>0,6256</i>	<i>1,2300</i>	---	<i>1,5423</i>	---
<b>Ca I index (445,5nm)</b>	<i>0,7402</i>	<i>1,1000</i>	---	<i>1,3352</i>	<i>1,0703</i>
<b>H<math>\alpha</math> index (656,4nm)</b>	<i>4,8814</i>	<i>2,7697</i>	---	<i>13,3073</i>	<i>3,2791</i>
<b>H<math>\alpha</math> EW [nm]</b>	<i>3,1nm</i>	<i>1,32nm</i>	---	<i>10nm</i>	<i>1,86nm</i>
<b>H<math>\beta</math> index (486,3nm)</b>	<i>1,2991</i>	---	---	<i>4,102</i>	<i>0,6370</i>
<b>H<math>\gamma</math> index (434,2nm)</b>	<i>0,6382</i>	---	---	<i>2,5915</i>	<i>0,5332</i>
<b>H<math>\delta</math> index (410,3nm)</b>	<i>0,5986</i>	<i>0,6300</i>	---	---	<i>0,5487</i>
<b>He index (397,1nm)</b>	---	---	---	<i>2,6483</i>	<i>0,4690</i>
<b>He I index (414,4nm)</b>	<i>0,8076</i>	<i>1,18</i>	---	---	---
<b>He I index (447,1nm)</b>	<i>0,9279</i>	<i>1,154</i>	---	<i>1,5070</i>	---
<b>He I index (492,2nm)</b>	<i>0,8717</i>	---	---	<i>1,5180</i>	---
<b>N [III] index (463nm)</b>	<i>1,1000</i>	---	---	---	---
<b>S [II] index (672nm)</b>	---	---	---	---	---
<b>O [I] index (557,7nm)</b>	<i>1,073</i>	<i>1,1000</i>	---	<i>1,5500</i>	<i>1,0340</i>

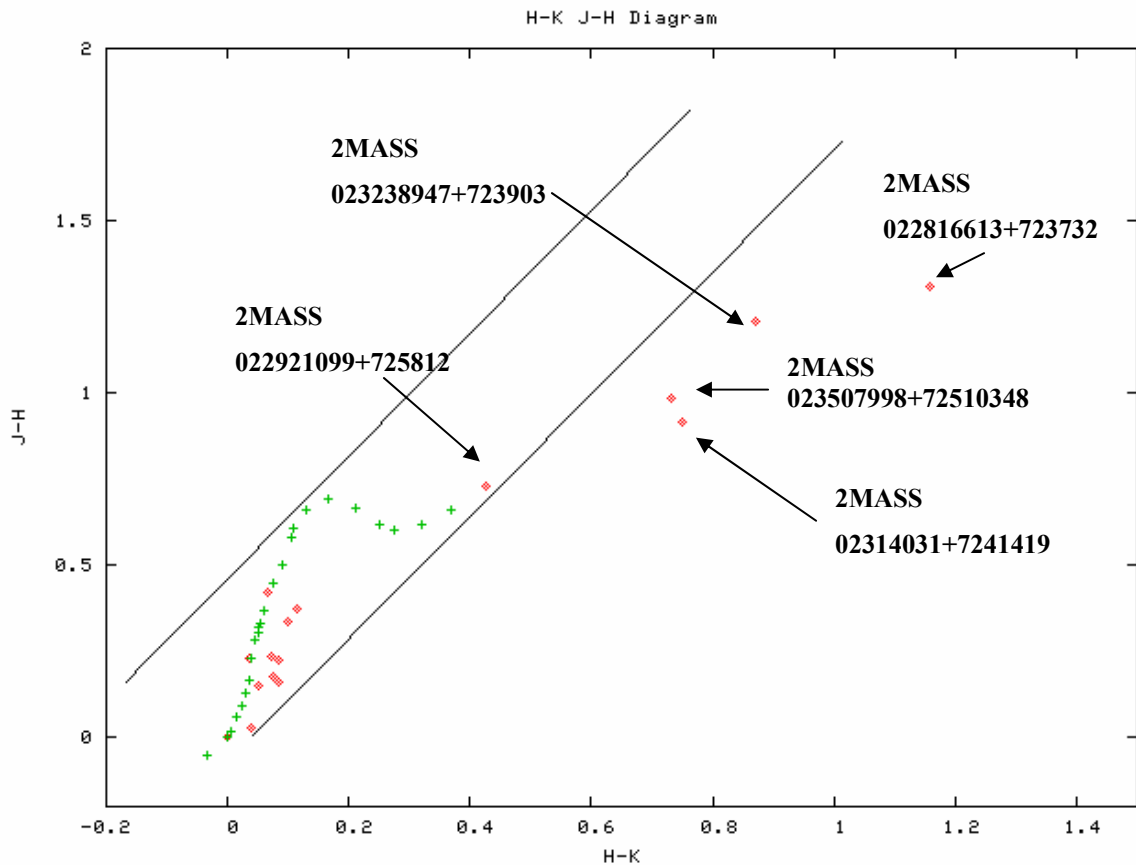
9. táblázat

Az abszorpciós vonalak segítségével megbecsülhetjük ezen csillagoknak a spektráltípusát. Egy objektumnál (2MASS 023238947+72390388) semmilyen abszorpciós vonalat nem lehetett azonosítani, mindössze az erőteljes H $\alpha$  emisszió látszik. Ebben az esetben nem lehet semmit mondani a csillagról. A többi csillag esetében a következő, 10. táblázatban feltüntetett abszorpciós vonalat találtam.

<b>2MASS azonosító</b>	<b>022816613 +72373288</b>	<b>022921099 +72581206</b>	<b>023507998 +72510348</b>	<b>02314031 +7241419</b>
<b>Na 1. index (589nm)</b>	<i>0,8945</i>	<i>0,7994</i>	<i>0,9948</i>	<i>0,8738</i>
<b>Na 2. index (589,8nm)</b>	<i>0,8755</i>	<i>0,7790</i>	<i>0,8222</i>	<i>0,8533</i>
<b>Li index (670,7nm)</b>	---	<i>0,8948</i>	---	---
<b>Ba index (649,4nm)</b>	<i>0,9333</i>	<i>0,8711</i>	<i>0,8482</i>	<i>0,9289</i>
<b>Ca II index (393,3nm)</b>	---	<i>0,4803</i>	---	<i>0,4239</i>
<b>Ca II index (396,8nm)</b>	<i>0,0772</i>	<i>0,3939</i>	---	<i>0,5949</i>
<b>Ca I index (422,7nm)</b>	<i>0,6256</i>	---	---	---
<b>Ca I index (445,5nm)</b>	<i>0,7402</i>	---	---	---
<b>H<math>\beta</math> index (486,3nm)</b>	---	<i>0,6300</i>	---	<i>0,6370</i>
<b>H<math>\gamma</math> index (434,2nm)</b>	<i>0,6382</i>	---	---	<i>0,5332</i>
<b>H<math>\delta</math> index (410,3nm)</b>	<i>0,5986</i>	---	---	<i>0,5487</i>
<b>H<math>\epsilon</math> index (397,1nm)</b>	---	---	---	<i>0,4690</i>

10. táblázat; az emissziós csillagoknál azonosított abszorpciós vonalak

Fősorozat előtti csillagokra jellemző a már említett infravörös többlet. Az objektumokat a 2MASS katalógus J-H-K magnitúdói alapján elhelyezve a szín-szín diagramon, az infravörös többlettel rendelkező objektumok a fekete sávval jelölt fősorozattól jobbra helyezkednek el. A magnitúdók értékeinek pontossága miatt a hiba nagysága nem ábrázolható. A fősorozati vörösödési útvonalának meredekségére a Bessel és Brett által meghatározott,  $m=1,94$ -es értéket fogadtam el (Bessel & Brett 1988). Ezt mutatom be az alábbi, 11. ábrán.



11. ábra; szín-szín diagram

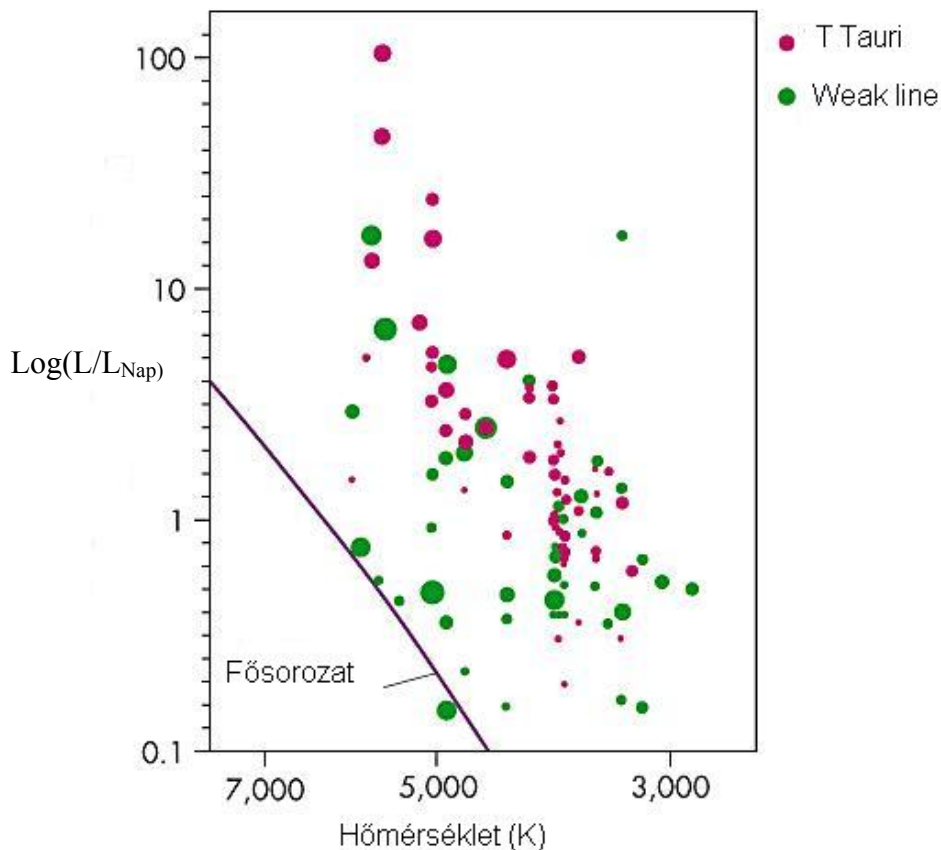
A zöld pontok standard színekű főszorozati csillagok elhelyezkedését mutatják, a pirosak az általam vizsgált objektumokat, melyek közül az emissziósoknak feltüntettem a 2MASS azonosítóját. Az ábrán látszik, hogy mindegyik emissziós csillag rendelkezik infravörös többlettel, és a főszorozat vörösödési útvonalától jobbra helyezkednek el. Ez is a főszorozat előtti állapotukra utal. A következőkben, a spektrumokban jelenlévő abszorpciós vonalak segítségével a csillagok spektráltípusára teszek becslést. A 11. táblázatban csak az azonosítható vonalakat tüntettem fel, több esetben még e vonalak között is volt azonosíthatatlan. A táblázatban rendre először az objektum 2MASS azonosítója, majd az általam megbecsült típus következik.

<b>Vonalak</b>	<b>Obj.</b>	<b>Stand.</b>	<b>Obj.</b>	<b>Stand.</b>	<b>Obj.</b>	<b>Stand.</b>	<b>Obj.</b>	<b>Stand.</b>
<b>2MASS</b>	<b>022816613 +72373288</b>	<b>F8</b>	<b>022921099 +72581206</b>	<b>K0</b>	<b>023507998 +72510348</b>	<b>G9</b>	<b>02314031 +7241419</b>	<b>F8</b>
<b>Na 1. index</b>	<i>0,8945</i>	<i>0,8696</i>	<i>0,7994</i>	<i>0,7804</i>	<i>0,8217</i>	<i>0,7707</i>	<i>0,8738</i>	<i>0,8690</i>
<b>Na 2. index</b>	<i>0,8755</i>	<i>0,8295</i>	<i>0,779</i>	<i>0,7966</i>	<i>0,8481</i>	<i>0,8110</i>	<i>0,8533</i>	<i>0,8295</i>
<b>Ba index</b>	<i>0,9333</i>	<i>0,8923</i>	<i>0,8711</i>	<i>0,8727</i>	<i>0,8482</i>	<i>0,8451</i>	<i>0,9289</i>	<i>0,8923</i>
<b>H<math>\beta</math> index</b>	---	---	<i>0,63</i>	<i>0,7338</i>	---	---	<i>0,637</i>	<i>0,5955</i>
<b>H<math>\gamma</math> index</b>	<i>0,6382</i>	<i>0,6327</i>	---	---	---	---	<i>0,5332</i>	<i>0,5872</i>
<b>H<math>\delta</math> index</b>	<i>0,5986</i>	<i>0,6413</i>	---	---	---	---	<i>0,5487</i>	<i>0,6336</i>

11. táblázat; az emissziós csillagok becsült típusai

## Hertzsprung-Russell-diagram

A Hertzsprung-Russell diagram a csillagok fizikai tulajdonságai közötti kapcsolatot szemléltető ábra, az asztrofizika alapvető állapotdiagramja, amelyen az egész csillagfejlődés végigkövethető. A csillag abszolút fényességét a felszíni hőmérséklet (vagy az annak megfelelő színképtípus) függvényében ábrázoló HR-diagramon jól elkülönülő tartományokban találhatók a csillagok. A 13. ábrán néhány CTTS, és néhány WTTS elhelyezkedését mutatom



13. ábra T Tauri csillagok a H-R-diagramon (forrás:  
[www.mhhe.com/physsci/astronomy/fix/student/images](http://www.mhhe.com/physsci/astronomy/fix/student/images))

Ahhoz, hogy a vizsgált csillagokat el tudjam helyezni a H-R diagramon, meg kell határozni az effektív hőmérsékletüket, és a Naphoz viszonyított luminozitásukat. A csillagok effektív hőmérsékletét az irodalomban (Kenyon & Hartmann, 1995) kerestem meg. Ezek után a csillagok bolometrikus luminozitását kell kiszámolni. Az abszorpciós színképű csillagok a 11. ábrán mind a főszorozat vörösödési útvonalaán helyezkednek el, és spektráltípusuk

meghatározott. Ezeket a csillagokat fősorozatnak feltételezem, minthogy korábban már kettőről feltételeztem a távolság meghatározásnál is. Ismert színekű fősorozati csillagokra jellemző a bolometrikus luminozitásuk. Az irodalomból (forrás: Galactic Astronomy, Mihálas & Binney; Ed. Freeman & Company) kikerestem az adott színekű abszorpciós csillagokra jellemző bolometrikus luminozitást és a 12. táblázatban tüntettem fel őket, a 2MASS azonosítóval és színeképtípussal együtt.

<b>2MASS azonosító</b>	<b>Színeképtípus</b>	<b>Bolometrikus luminozitás [mag]</b>
<b>022810331+73021974</b>	<i>B7</i>	-1,7
<b>022806753+73022593</b>	<i>G8</i>	5,32
<b>022831347+72573789</b>	<i>F7</i>	3,66
<b>022916846+73051976</b>	<i>B5</i>	-2,9
<b>022903196+72593665</b>	<i>A3</i>	1,07
<b>022920004+73045457</b>	<i>B9</i>	-0,4
<b>022822913+72375398</b>	<i>F0</i>	2,6
<b>022809424+72371627</b>	<i>F7</i>	3,66
<b>023051761+72594811</b>	<i>G2</i>	4,7
<b>023052532+72593536</b>	<i>B7</i>	-1,7
<b>02332445+7245540</b>	<i>F3</i>	3,02

12. táblázat

A bolometrikus luminozitásból egyszerűen megkaphatjuk a Napra vett luminozitás logaritmusát a következő összefüggéssel:

$$\log\left(\frac{L}{L_{\odot}}\right) = 0,4 \cdot (4,75 - M_{Bol}) \quad (31)$$

A 13. táblázatban a Napra vonatkozott luminozitásokat, azok logaritmusát, és az irodalomból vett (Kenyon & Hartmann, 1995) effektív hőmérsékleteket, azok logaritmusát, és a színeképtípusokat foglaltam össze.

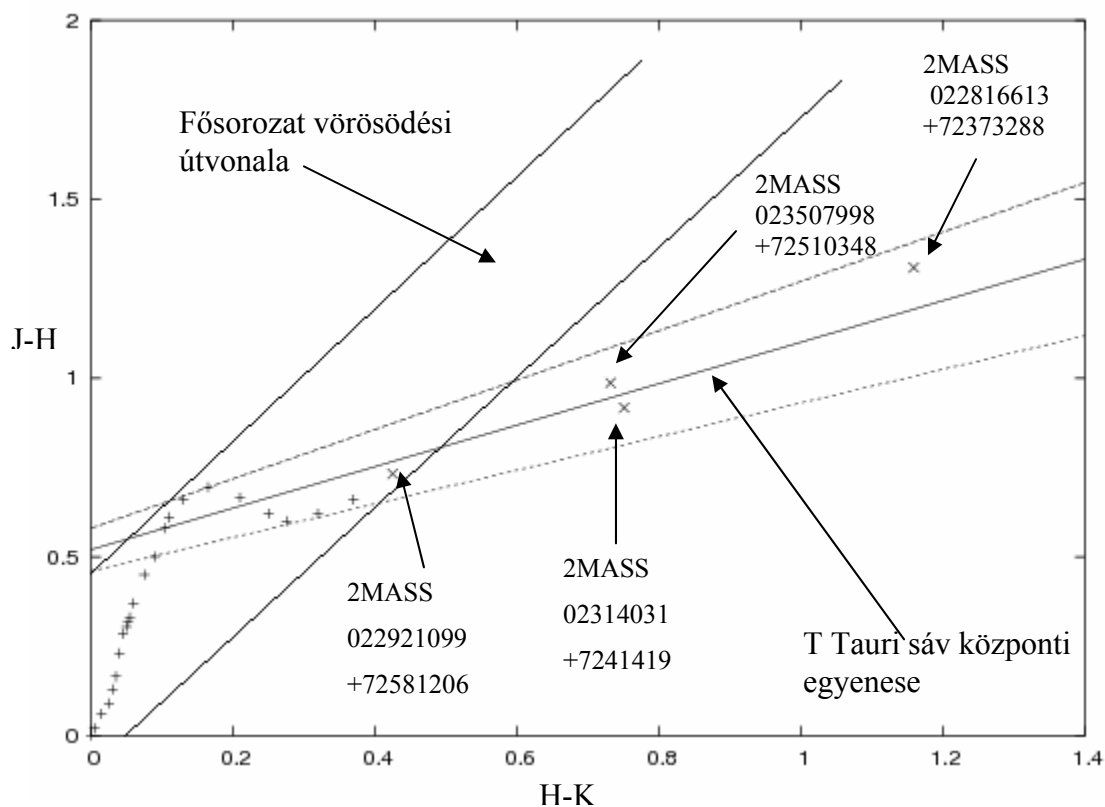
2MASS azonosító	Színképtípus	Luminozitás [L/L <sub>Nap</sub> ]	Log(L/L <sub>Nap</sub> )	T <sub>eff</sub> [K]	log(T <sub>eff</sub> )
022810331+73021974	B7	16,6	2,58	13000	4,11
022806753+73022593	G8	0,5	-0,29	5520	3,74
022831347+72573789	F7	2,7	0,44	6280	3,79
022916846+73051976	B5	1148,2	3,06	15400	4,19
022903196+72593665	A3	29,8	1,47	8720	3,94
022920004+73045457	B9	114,8	2,06	10500	4,02
022822913+72375398	F0	7,2	0,86	7200	3,86
022809424+72371627	F7	2,7	0,44	6280	3,79
023051761+72594811	G2	1,0	0,02	5860	3,77
023052532+72593536	B7	16,6	1,22	13000	4,11
02332445+7245540	F3	4,9	0,69	6740	3,83

13. táblázat

Ezzel az abszorpciós csillagok felhelyezhetőek a Hertzsprung-Russell-diagramra, előtte még érdemes meghatározni, az emissziós csillagok luminozitását és effektív hőmérsékletét. Az emissziós csillagokról korábban már megállapítottam, hogy valószínűleg T Tauri, vagy ahhoz közeli állapotban vannak. Mint korábban már említettem, a T Tauri csillagok a kétszín diagramon egy bizonyos helyet foglalnak el, és ezt mutatja is a 11. ábra. A vörös többlet származhat a csillagokat körülölelő cirkumsztelláris anyagtól, és az intersztelláris anyagtól is. A CTTS csillagoknak az előbbi miatt egy sáv mentén kell elhelyezkedni (Meyer et al., 1997) a szín-szín diagramon, ha a csillagközi anyag okozta vörösödést levonjuk. A sávot a következő egyenlet határozza meg:

$$J - H = 0,58 \pm 0,11 \cdot (H - K) + 0,52 \pm 0,06 \quad (32)$$

Ha az emissziós csillagok ebbe a sávba esnek, akkor úgy vehetjük, hogy nincs intersztelláris vörösödésük, és a J magnitúdóból meghatározhatjuk az abszolút fényességet. A 14. ábrán a szín-szín diagram látható a vizsgált objektumokkal. A „plusz” jelek standard fősorozati csillagokat jelölnek, melyek ugyanott helyezkednek el, mint a 11. ábrán, ahol jól látszik az, hogy az általam vizsgált abszorpciós színképű csillagok is ugyanitt foglalnak helyet. A „keresztel”-ek jelölik az emissziós csillagokat. Láthatóan az fent említett sávba esnek, ezért eltekinthetünk az intersztelláris vörösödéstől.



14. ábra

Az ábrán csak négy emissziós csillag látszik, mert a 2MASS 023238947+72390388 csillag spektráltípusának meghatározása lehetetlen az abszorpciós vonalak hiánya miatt.

Ha a csillagok a T Tauri sáv fölött lennének, akkor lenne interstelláris vörösödésük. Ez esetben le kellene vetíteni a pozíciójukat a főszorozati útvonal meredekségével párhuzamosan, a T Tauri sáv központi egyenesére, és a J-H, illetve a H-K tengelyen az elmozdulás megadná, mennyivel vörösíti az interstelláris anyag a csillagok fényét. Miután a fentebb említettek miatt a csillagközi vörösödéstől eltekinthetünk, a J mért magnitúdóból számolhatunk abszolút magnitúdót a jól ismert távolságmodulus segítségével mely a következő:

$$M_J = 5 - 5 \log(d) + J \quad (33)$$

ahol  $M_J$  az abszolút fényesség,  $d$  a korábban meghatározott 660pc-es távolság, és  $J$  a mért fényesség. Az abszolút  $J$  fényességből bolometrikus korrekció (BC) segítségével kiszámolhatjuk a bolometrikus fényességet az alábbi képlet segítségével:

$$M_{Bol} = M_J + BC \quad (34)$$

A 14. táblázatban az objektumok fényességeit, és a BC értékeit mutatom.



2MASS azonosító	Típus	MJ [mag]	BC értéke	Mbol [mag]
022816613+72373288	F8	2,61	0,91	3,51
022921099+72581206	K0	3,06	1,24	4,3
023507998+72510348	G9	3,83	1,19	3,83
02314031+7241419	F8	2,4	0,91	3,31

14. táblázat

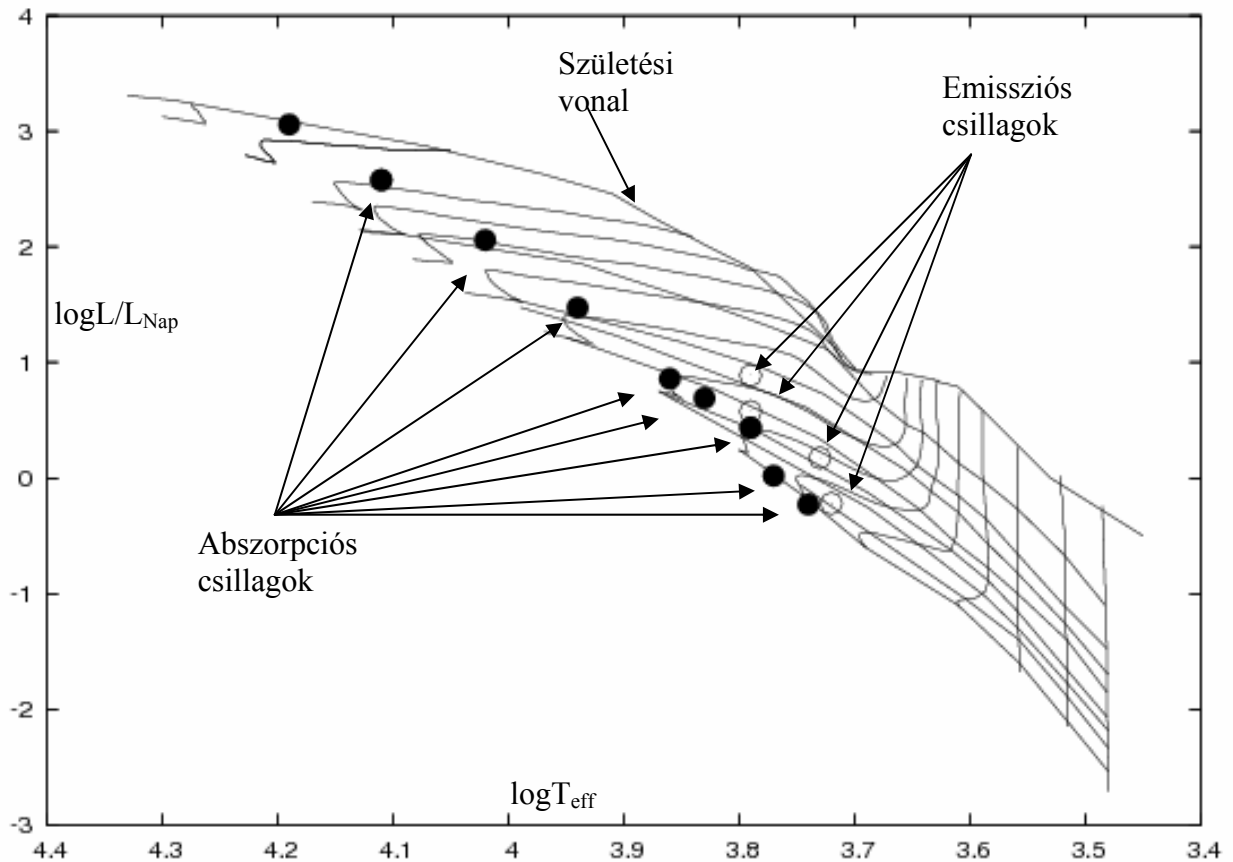
Az alábbi 15. táblázatban a 31-es egyenlet segítségével kapott eredményeket foglalom össze.

2MASS azonosító	Színképtípus	Luminozitás [L/L <sub>Nap</sub> ]	Log(L/L <sub>Nap</sub> )	T <sub>eff</sub> [K]	log(T <sub>eff</sub> )
<b>Abszorpció</b>					
022810331+73021974	B7	16,6	2,58	13000	4,11
022806753+73022593	G8	0,5	-0,29	5520	3,74
022831347+72573789	F7	2,7	0,44	6280	3,79
022916846+73051976	B5	1148,2	3,06	15400	4,19
022903196+72593665	A3	29,8	1,47	8720	3,94
022920004+73045457	B9	114,8	2,06	10500	4,02
022822913+72375398	F0	7,2	0,86	7200	3,86
022809424+72371627	F7	2,7	0,44	6280	3,79
023051761+72594811	G2	1	0,02	5860	3,77
023052532+72593536	B7	16,6	1,22	13000	4,11
02332445+7245540	F3	4,9	0,69	6740	3,83
<b>Emisszió</b>					
022816613+72373288	F8	3	0,49	6200	3,79
022921099+72581206	K0	1,5	0,18	5250	3,72
023507998+72510348	G9	0,8	-0,11	5410	3,73
02314031+7241419	F8	3,7	0,57	6200	3,79

14. táblázat

Ezen értékek segítségével elhelyezhetjük a csillagokat a H-R diagramon úgy, hogy közben egy fejlődési modellt is ábrázolunk, így leolvashatóvá válik a csillagok aktuális fejlődési állapota. A 15. ábrán a 14. táblázatban feltüntetett csillagok helyzete látszik a H-R-diagramon. A feketével kitöltött körök az abszorpció színekű csillagokat jelölik, míg a

körök az emissziósokat. A fejlődési modellt (Palla & Stahler, 1999) szakirodalomból kerestem.



15. ábra

Az ábra jobb alsó sarkából induló függőleges vonalak a különböző tömegekhez tartozó fejlődési utakat mutatják. A balra fölfelé emelkedő ún. izokrónok pedig a különböző korokat. Az alábbi 15. táblázatban az evolúciós útvonalakhoz tartozó tömegeket (az ábrán jobbról balra), és az izokrónokhoz tartozó korokat tüntettem fel (az ábrán föntről lefelé). A fejlődési utak legfelső burkolója a születési vonal. Az abszorpciós csillagok szépen kirajzolják a fősort, bár kissé még belelőgnak a T Tauri sáv aljába. Az emissziósok pedig határozottan benne vannak a T Tauri sávban.

<b>Izokrónokhoz tartozó idő [év]</b>	<b>Fejlődési utakhoz tartozó [M/M<sub>Nap</sub>]</b>
$10^6$	0,1
$3 \cdot 10^6$	0,2
$5 \cdot 10^6$	0,4
$10^7$	0,6
$2 \cdot 10^7$	0,8
$3 \cdot 10^7$	1,0
$5 \cdot 10^7$	1,2
$10^8$	1,5
	2,0
	2,5
	3,0
	3,5
	4,0
	5,0
	6,0

15. táblázat

A 15 ábra, a 14 táblázat és a 15 táblázat segítségével a következő eredményeket kaptam.

<b>2MASS azonosító</b>	<b>Típus</b>	<b>M/M<sub>Nap</sub></b>	<b>Kor [év]</b>
<b>022816613+72373288</b>	<i>F8</i>	1,6	4 106
<b>022921099+72581206</b>	<i>K0</i>	1,2	1,5 107
<b>023507998+72510348</b>	<i>G9</i>	0,9	5 107
<b>02314031+7241419</b>	<i>F8</i>	1,35	107

16. táblázat

A 2MASS 022816613+72373288 K0 színképtípusú csillag spektrálasszifikációja valószínűleg nagyobb hibával sikerült, mert egy K0 színképtípusú csillag nem lehetne 1,2 Naptömegű.

## Összefoglalás

Összegezve dolgozatomat elmondhatom, hogy a kitűzött célt sikerült elérni. A L1340 felhőben található csillagok közül tizenhétről készültek spektrumok. A spektrumokban található abszorpciós vonalak segítségével sikerült 15 csillag spektráltípusát megállapítani, megbecsülni, melyek közül tizenegy abszorpciós, négy pedig emissziós színekkel rendelkezik. Egy emissziós csillagot az abszorpciós vonalak teljes hiánya, egy abszorpciós színekű csillagot, pedig a spektrálasszifikáció nagy bizonytalansága miatt nem sikerült használni. A vizsgáltak közül kettő csillagot korábban is vizsgáltak objektívprizmás spektrumok segítségével, és a két különböző módszerrel kapott eredmény jó egyezést mutat. Ebből kiindulva valószínűsíthető a többi klasszifikációs eredmény helyessége. Ezt követően kísérletet tettem a szülőfelhő távolságának meghatározására is. Erre a célra a szakirodalomban fellelhető fotometriai, és az általam meghatározott spektráltípusokat használtam fel. A távolság meghatározásra kettő csillag távolságának átlagát használtam, ami szintén elég pontos egyezést mutat a korábbi eredményekkel. Ezek alapján elmondhatom, hogy a felhő távolsága 661pc (korábban 660pc). A csillagok jelenlegi állapotának megállapítása céljából meghatároztam a bolometrikus fényességüket, valamint az effektív hőmérsékletüket, és felhelyeztem őket a Hertzsprung-Russell-diagramra. Csillagfejlődési modell segítségével megállapítottam tömegüket, és korukat. Ezt a vizsgálatot szintén 15 csillagra végeztem el. A H-R-diagramból kiderült, a négy emissziós csillag még fősorozat előtti állapotban van. Az abszorpciós színekűek már fősorozatiak vagy nagyon közel vannak hozzá.

## Nyilatkozat

Alulírott Major Csaba Ferenc, csillagász szakos hallgató, kijelentem, hogy a diplomadolgozatomban 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.

.....

aláírás

Dátum: 2005.05.02.

## **Köszönetnyilvánítás**

Szeretném megköszönni témavezetőmnek Dr. Kun Máriának, és konzulensemnek Dr. Szatmáry Károlynak, a diplomamunka megírásában nyújtott segítséget, és kiutazásom támogatását a Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics intézetbe, ahol a felvételek készültek. Köszönet illeti Fűrész Gábort, aki mindig segítségemre volt, szakmailag és barátilag is.

Köszönöm édesanyámnak, hogy végig mindenben támogatott, segített, és végül, de nem utolsósorban köszönöm a barátaimnak belém vetett hitüket, ők olyanok, mint a csillagok, nem mindig látszanak, de mindig ott vannak.

## Irodalomjegyzék

1. M. Kun, A Obayshi, F. Sato, Y. Yonekura, Y Fukui, L. G. Balázs, P. Ábrahám, L. Szabados, and J. Kelemen, Study of L1340: a star-forming cloud in Cassiopeia 1994, *Astronomy and Astrophysics*, 292, 249
2. M. S. Nanda Kumar, B. G. Anandarao, Ka Chun Yu, Ongoing star formation activity in the L1340 dark cloud 2002, *The Astronomical Journal*, 123, 2583
3. Marik Miklós, *Csillagászat* 1989, Akadémiai Kiadó
4. Joy A. H., T Tauri Variable Stars 1945, *Ap. J.* 102, 168
5. Herbig G. H., The properties and problems of T Tauri stars and related objects 1962, *Adv. Astr. Astrophys.*, 1, 47
6. Finkenzeller, U. Basri G., The atmospheres of T Tauri stars. I - High-resolution calibrated observations of moderately active stars 1987, *Ap. J.* 318, 823
7. Bouvier J., Bertout C., Benz W., Mayor M., Rotation in T Tauri stars. I - Observations and immediate analysis 1986, *Astronomy and Astrophysics*, 165, 110
8. Kuhl L. V., *Protostars and planets* 1978, Ed. T. Gehrels, Tucson, University of Arizona Press, p. 708
9. Kuhl L. V., Mass Loss from T Tauri Stars 1964, *Ap. J.*, 140, 1409
10. Mendoza, V. Eugenio. E., *Infrared Photometry of T Tauri Stars and Related Objects* 1966, *Ap. J.* 143, 1010
11. Bertout C., Thum C., Radio observations of pre-main-sequence stars - Results and interpretation 1982, *Astronomy and Astrophysics*, 107, 368
12. Cohen M., Bieging J. H., Radio variability and structure of T Tauri stars 1986, *ApJ.*, 92, 1396
13. Regev O., *Modelling Accretion Disk Boundary Layers* 1991, *sepa.conf..311R*
14. Duschl, Tscharnuter, *Protostellar core instabilities* 1990, *ppfs.work..293T*
15. Basri, Bertout, *Modelling T Tauri systems* 1989, *mse. proc.* 189B
16. Bessel, Brett, *JHKLM photometry - Standard systems, passbands, and intrinsic colors* 1988, *PASP.* 100. 1134B
17. Meyer, Calvet, Lebofsky, *Intrinsic Near-Infrared Excesses of T Tauri Stars: Understanding the Classical T Tauri Star Locus* 1997, *A. J.*, 114, 288

18. Hartigan, Strom K. M., Strom S. E., Are wide pre-main-sequence binaries coeval?  
1994, ApJ., 427, 961
19. Palla, Stahler, Star Formation in the Orion Nebula Cluster 1999, ApJ., 525, 772
20. Kenyon, Hartmann, Pre-Main-Sequence Evolution in the Taurus-Auriga Molecular  
Cloud 1995, ApJS., 101, 117
21. Mihalas, Binney; Freeman, Galactic Astronomy 1998, Princeton University Press