

Kun Mária

**Közeli csillagkeletkezési régiók  
optikai, infravörös és rádiócsillagászati  
vizsgálata**

Értekezés az MTA doktora cím megszerzéséért

Budapest, 2004



## Tartalomjegyzék

Bevezetés .....	1
1. Csillagkeletkezési régiók .....	3
1.1 A Nap típusú csillagok keletkezése dióhéjban .....	3
1.1.1 A csillagkeletkezés alapanyaga .....	3
1.1.2 A protocsillag kialakulása és fejlődése .....	3
1.1.3 A dinamikus csillagkeletkezés elmélete .....	5
1.2. Megfigyelhető jelenségek és mennyiségek .....	6
1.2.1 A csillagkeletkezési régiók fő alkotóelemei .....	6
1.2.2 Közeli csillagkeletkezési régiók .....	8
1.2.3 Miért vizsgáljunk újabb közeli csillagkeletkezési régiókat? .....	9
1.3. A vizsgálandó csillagkeletkezési régiók .....	10
1.3.1 A Cepheus flare óriás molekulafelhő-együttes .....	10
1.3.2 A Lynds 1340 .....	11
1.3.3 A Lynds 1333 .....	11
1.3.4 Az IC2118 .....	11
1.3.5 Molekulafelhők magas galaktikus szélességeken .....	12
1.3.6 A L 688/L 694/L 700 sötétfelhő-csoport .....	13
2. Csillagkeletkezési régiók alapvető adatainak és jellemzőinek meghatározása .....	15
2.1 A csillagképző felhők távolsága .....	15
2.1.1 A színexcesszusok távolságmodulus-függésének vizsgálata .....	15
2.1.2 A Wolf-diagram .....	16
2.2 Fiatal csillagok keresése kiterjedt területeken .....	18
2.2.1 $H\alpha$ emissziós csillagok keresése objektívprizmás felvételeken .....	18
2.2.2 Infravörös pontforrások .....	20
2.2.3 A felhők és a csillagok kapcsolatának vizsgálata .....	22
2.3 A $H\alpha$ emissziós csillagok spektroszkópiai vizsgálata .....	23
2.4 Csillagképző felhők fizikai tulajdonságainak meghatározása .....	25
2.4.1 A felhők vizsgálata a por termikus sugárzása alapján .....	25
2.4.2 A vizuális extinkció mint a felhők nyomjelzője .....	26
2.4.3 Molekulafelhők fizikai tulajdonságainak meghatározása rádiócsillagászati megfigyelésekkel .....	26
2.4.4 A csillagkeletkezési régiók nagyléptékű környezetének vizsgálata .....	29
3. A Cepheus flare óriás molekulafelhő-együttes .....	31
3.1 A Cepheus flare távolsága .....	31
3.1.1 Felhőtávolságok meghatározása Wolf-diagramok segítségével .....	31
3.1.2 A színexcesszusok távolságmodulus-függése a L 1251 területén .....	37
3.1.3 A csillagközi porral kölcsönható csillagok mint távolságindikátorok .....	37
3.2 Csillagkeletkezés a Cepheus flare molekulafelhők területén .....	46
3.2.1 Sűrű felhőmagok az IRAS képeken .....	46
3.2.2 Fiatal csillagok az IRAS pontforrások között .....	53
3.2.3 $H\alpha$ emissziós csillagok .....	61

3.2.4	Összefoglalás .....	65
3.3	A Cepheus flare néhány érdekes tartománya .....	69
3.3.1	A L 1251 fősorozat előtti csillagai .....	69
3.3.2	A L 1241: az északi égbolt Szeneszsákja? .....	70
3.3.3	Csillagkeletkezés a Lynds 1219-ben .....	71
4.	Kisebb csillagkeletkezési régiók .....	73
4.1	A Lynds 1340 szerkezete és csillagképző tulajdonságai .....	73
4.1.1	Sűrű ammóniamagok a L 1340-ben .....	74
4.1.2	Az ammóniamagok kapcsolata a csillagkeletkezéssel .....	79
4.1.3	Az NH <sub>3</sub> , C <sup>18</sup> O, <sup>13</sup> CO, HI és A <sub>V</sub> összehasonlítása .....	81
4.1.4	A L 1340 összehasonlítása más felhőkkel .....	84
4.1.5	Fiatal csillagok a L1340-ben .....	85
4.2	Kis tömegű csillagok a L1333-ben .....	89
4.3	IC 2118: Csillagkeletkezés az Orion–Eridanus-buborék szélén .....	93
4.4	A magas galaktikus szélességű felhők csillagképző tulajdonságainak vizsgálata .....	101
4.5	A L688/L694/L700 sötét felhők .....	103
5.	Összegzés és távlatok .....	105
	Köszönetnyilvánítás .....	107
	Irodalomjegyzék .....	109

# Bevezetés

A csillagkeletkezés során a galaxisok diffúz, hideg por- és gázanyaga magfúzióval energiát termelő égitestekké alakul. Az átalakulás feltétele a gravitációs instabilitás, azaz a csillagképző anyag mennyiségének el kell érnie egy kritikus értéket, amely a környezettől, a gravitációval szemben ható erők (termikus nyomásgradiens, mágneses erőtér, turbulencia) természetétől és nagyságától függ. Ha a gázfelhő egyensúlyát csak saját gravitációs tere és a termikus nyomásgradiens tartják fenn, az instabilitás feltételének a jó közelítése (Larson 2003) a *Jeans-féle kritérium*: a felhő gravitációsan instabil, ha adott hőmérséklet és sűrűség mellett tömege nagyobb, mint

$$M_J = [(\pi k T) / (G \mu m_H)]^{3/2} \rho^{1/2}.$$

A csillagkeletkezés küszöbén ez jó közelítés: a folyamat a galaktikus csillagközi anyag olyan tartományaiban kezdődik el, amelyekben már sem a mágneses tér (semleges a gáz), sem a turbulencia (szubszonikusak a sebességek) hatása nem jelentős.

A galaxisok diffúz gázanyagában  $M_J \approx 10^5 M_\odot$ . A csillagok tömegskálája ezzel szemben a magfúzióhoz szükséges alsó határ, kb. 0,08 naptömeg és az Eddington-határ (kb. 120 naptömeg) között van. Ahhoz, hogy  $M_J$  csillagtömegnyi legyen,  $T \approx 10 K$  hőmérsékletre és  $n \approx 10^4 \text{ cm}^{-3}$  részecskesűrűsége van szükség. Ilyen körülmények az intersztelláris sugárzási tér jelenlétében nem alakulnak ki. A megfigyelések azt bizonyítják, hogy a csillagok létrejöttéhez a tipikus csillagtömegnél legalább két-három nagyságrenddel nagyobb tömegű gáz-por elegynek kell összegyűlnie. Az intersztelláris anyagnak a csillagkeletkezési folyamatban részt vevő tartománya a *csillagkeletkezési régió*. Anyagának legfeljebb néhány százaléka épül be a keletkező csillagokba, a nagy mennyiségű anyagra dinamikai és árnyékoló hatása miatt van szükség.

A csillagkeletkezési régió mint galaktikus objektum nagyjából  $10^2$ – $10^6 M_\odot$  tömegű molekuláris gázból, porból és a benne keletkezett fiatal csillagokból–csillagcsoportokból áll. A fiatal csillagkeletkezési régió térfogatának jelentős részét sűrű gáz tölti ki, és a hozzá tartozó csillagok mélyen a felhőkbe ágyazott infravörös objektumok. Fejlődése során a legsűrűbb tartományokban csillagok keletkeznek, a ritkább gáz szétszóródik, és a fiatal csillagok az optikai hullámhosszakon is megjelennek: a csillagkeletkezési régió *csillagtársulássá* (asszociáció) alakul át. A csillagkeletkezési régiók kialakulását, szerkezetét, fejlődését kormányzó nagyléptékű intersztelláris folyamatok vizsgálata nagy égi területekre kiterjedő megfigyeléseket igényel. A csillagkeletkezés fizikájáról információink zöme mindössze néhány közeli csillagkeletkezési régió megfigyelt tulajdonságaiból származik. Ezért nincs jól megalapozott megfigyelési/elméleti kép arról, hogy milyen kapcsolat van a molekulafelhők szerkezete és a bennük keletkező csillagok mennyisége, tömegeloszlása, csoportosulási tulajdonságai között.

Galaktikus környezetünkben a két legjobban ismert csillagkeletkezési régió a *Taurus* és az *Orion*. A Taurusban Nap típusú csillagok keletkeznek egyesével-kettesével, laza csoportokban. Az átlagosan 1 parszek kiterjedésű csoportok néhány tucat csillagból állnak. Az Orion molekulafelhőkben egy-egy fiatal csillagcsoport több ezer csillagból áll, köztük kék óriások is vannak, és a csoportok kiterjedése ugyancsak 1 pc körül van. Egyik csillagkeletkezési régió sem nevezhető „tipikusnak”. A bennük keletkező csillagok mennyisége, térbeli eloszlása, tipikus tömege erősen eltér egymástól. E két csillagkeletkezési régió megfigyelései nyomán alakult ki a *kétmódusú csillagkeletkezés* fogalma. Felmerül a kérdés, hogy milyen környezeti tényezők alakítják ki a csil-

lagkeletkezés ezen két megfigyelhető módját, és van-e közbenső mód. A válaszhoz nélkülözhetetlen több csillagkeletkezési régió sokoldalú megfigyelése és összehasonlítása.

Az e dolgozatban leírt kutatások célja közeli csillagkeletkezési régiók alapvető tulajdonságainak meghatározása. Alapvető tulajdonságok alatt értem a régiók Naptól való távolságát, kiterjedését, a fiatal csillagok mennyiségét, felületi, valamint tömeg és kor szerinti eloszlását. Néhány esetben a régióhoz tartozó molekulafelhők tömegének, hőmérsékletének, kinetikus energiájának meghatározására is lehetőség volt. A vizsgált régiókban nem keletkeznek nagy tömegű csillagok: csak olyan folyamatokkal és jelenségekkel találkozunk, amelyek a kis és közepes tömegű csillagok keletkezési körülményeinek nyomjelzői.

Az eredmények nagy része az MTA Konkoly Thege Miklós Csillagászati Kutatóintézetének Schmidt-távcsövével, objektívprizmával végzett megfigyeléseken alapul. A piszkás-tetői Schmidt-távcsövel az 1990-es évek végéig, a CCD-technika bevezetéséig fotografikus megfigyelések folytak. A  $16 \times 16$  cm-es fotólemezen az égbolt  $5^\circ$ -os átmérőjű, kör alakú területéről kaptunk homogén, statisztikai célokra jól használható adatokat. Az  $5^\circ$ -os törőszögű objektívprizmával az ultraibolya-kék (kb.  $3700\text{--}4500 \text{ \AA}$ ) színképtartományon nagyjából  $V \approx 12 - 13$  magnitúdó határfényességig kaptunk kis felbontású, egydimenziós színképosztályozásra alkalmas spektrumokat, míg vörösérzékeny lemezen 16 magnitúdós csillagokban is detektálható a  $H\alpha$  emissziós vonal. A fotólemezek tudományos feldolgozásának lehetőségei nem fejlődtek a fotografikus észlelések évtizedei során, és a tudományos célú fotólemezek elérhetősége is egyre nehezebbé vált, ami szükségszerűen a fotografikus technika kihalásához vezetett. A fotografikus módszerek minden hátránya és a feldolgozási nehézségek ellenére a nagy látómező olyan feladatok kitűzését tette lehetővé, amelyeket más módszerekkel nehezebben, még több megfigyelési idő ráfordításával és egyáltalán nem megbízhatóbban lehetne megoldani.

A több négyzetfok szögkiterjedésű csillagkeletkezési régiók átfogó vizsgálatában többféle módon is jól hasznosítható a távcső nagy látómezeje. A csillagok objektívprizmás színképeiből megbecsülhető abszolút magnitúdójuk; ezt a mért vagy publikált látszó magnitúdókkal összevetve a csillagok távolságmodulusait kapjuk, amelynek eloszlásából meghatározható a látóirányba eső sötét csillagközi felhők távolsága. A kis diszperziójú színképek az alaposabb vizsgálatra érdemes, különleges vagy változó objektumok, esetünkben a fősorozat előtti csillagok kiválogatására is alkalmasak. Ezért helytálló az a kijelentés, hogy a Schmidt-távcső legfontosabb segédberendezése egy jó spektrográffal felszerelt nagy távcső. Csillagkeletkezési régiók vizsgálatánál hasonlóan fontos a milliméteres hullámhosszakra érzékeny rádióteleszkóp is. A Schmidt-távcsövel feltérképezett területekhez tartozó molekulafelhőkön az effelsbergi 100 m-es és a nagoyai 4 m-es rádióteleszkóppal végeztem méréseket, a fiatal csillagok spektroszkópiái vizsgálatára pedig a Calar Alto Observatórium 2,2 m-es távcsöve és a 2,5 m-es Nordic Optical Telescope segítségével volt alkalmam. A csillagkeletkezés vizsgálatában a legfontosabb hullámhossztartomány az infravörös. Infravörös adatok két nagy égfelmérés nyilvános adatbázisaiban érhetők el: közeli infravörösben a 2003-ra elkészült *2MASS All Sky Catalog* (IPAC 2003), közepes és távoli infravörösben pedig a groningeni *IRAS Software Telescope* (Assendorp et al. 1995) által elérhető IRAS adatbázist használtam.

# 1. Csillagkeletkezési régiók

## 1.1 A Nap típusú csillagok keletkezése dióhéjban

### 1.1.1 A csillagkeletkezés alapanyaga

A csillagkeletkezés alapanyaga, a csillagközi molekuláris gáz *felhőket* alkot, a felhők pedig a köztük levő ritkább *felhőközi gázzal* együtt *felhőkomplexumok* részei. A molekulafelhő-komplexumok tömege  $10^3$ – $10^6 M_\odot$ . Finomabb szögfelbontással vizsgálva maguk a felhők is kisebb-nagyobb sűrű *csomókra* esnek szét. Még nagyobb szögfelbontással nézve felhőcsomók sem homogén sűrűségeloszlásúak, hanem sűrű *magokat* tartalmaznak. A csillagközi molekuláris anyag a komplexumok 100 pc nagyságrendű és a magok 0,1 pc-es méretei között *önhasonló* szerkezetű. Larson 1981-ben felismerte, hogy a 0,1–100 pc mérettartományon a felhők mérete és sebességdiszperziója között a

$$\sigma_v(\text{km s}^{-1}) = 1,10 L(\text{pc})^{0,38}$$

összefüggés áll fenn. Arra következtetett, hogy a felhőkomplexumok és részeik összefüggő struktúra elemei: a komplexumok, felhők, csomók és magok térbeli és kinematikai tulajdonságai ugyanannak a fizikai folyamatnak, a csillagközi anyag szuperszonikus turbulenciájának különböző méretszinteken megfigyelhető megnyilvánulásai. A *vonalszélesség–méret*-reláció univerzális törvényszerűségnek látszik, amely érvényes akkor is, ha a felhők egyes részeit hasonlítjuk össze, és akkor is, ha különböző felhőket egymással (Goodman et al. 1998).

A szuperszonikus mozgás a gázban lökeshullámokat kelt. A lökésfrontok mögött nagy sűrűségek alakulnak ki. A megfigyelt önhasonló sűrűségstruktúra a lökeshullámok bonyolult rendszerének megnyilvánulása. Ez a jelenség a *turbulens fragmentáció*. A turbulens gáz kinetikus energiája kisebb térfogatok felé csökken, és ahol a sebesség szubsonikusá válik, ott a felhő további fragmentációja megszakad. Ez a sűrű felhőmagok 0,1 pc körüli mérettartományában következik be. Nagy szögfelbontású molekuláris mérések valóban azt mutatják, hogy a magok mérettartományában érvényét veszti a vonalszélesség–méret-reláció (Goodman et al. 1998). A magok kinetikus energiája csak kicsivel nagyobb a termikus értéknél. Ha a meglökött és ezáltal felmelegített gáz elég gyorsan lehűl, akkor gravitációsan instabillá válhat. A csillagkeletkezés feltételei tehát ott valósulnak meg, ahol az önhasonló struktúra véget ér.

### 1.1.2 A protocsillag kialakulása és fejlődése

A csillagközi molekulafelhők legsűrűbb tartományai, a *felhőmagok* tipikus mérete 0,01–0,1 pc, kinetikus hőmérséklete 10–20 K, tömege néhány naptömeg. A felhőmagok gravitációs instabilitása következtében a felhőkben előcsillagok, *protocsillagok* keletkeznek. Definíció szerint a protocsillag a *csillagközi anyag gravitációs kollapsezus állapotában levő tartománya*. Valójában a kollapsezusra nagyon kevés közvetlen megfigyelési bizonyíték van, ezért általában protocsillagnak tekintik a molekulafelhők azon objektumait, amely által kisugárzott energia spektrális eloszlását kollapsezus-modellel lehet értelmezni (Adams, Lada & Shu 1987).

A Nap típusú csillagok keletkezésének elméletet F. H. Shu és munkatársai dolgozták ki (az elmélet jó összefoglalását ld. pl.: Shu et al. 1999). Az elmélet kezdőfeltétele az, hogy a felhőmagok fejlődése kvázisztatikus, amelyet a gravitáció és

a galaktikus mágneses tér kölcsönhatása kormányoz. Eszerint a (turbulens felhőbe ágyazott) felhőmag kezdeti egyensúlyát a gravitáció és a mágneses tér egyensúlya tartja fenn: a felhőmagok *mágnesesen szubkritikusak*. Ebben a kiinduló helyzetben sűrűségük  $\sim 10^3 \text{ cm}^{-3}$ . A csillagközi ultraibolya sugárzási tértől leárnyékolt, csak a kozmikus sugárzás által ionizált felhőtartományok ionizációs foka lassan csökken, mivel az ionokat a gravitációs és a mágneses erők eredője, a semleges gázt pedig csak a gravitációs erő mozgatja. A két összetevő térben szétválik (*ambipoláris diffúzió*; Mestel & Spitzer 1956) a felhőkben semleges, a galaktikus mágneses térről független, *mágnesesen szuperkritikus sűrű magok* alakulnak ki. A magok kialakulásának, így végső soron a csillagkeletkezésnek az időskáláját az ambipoláris diffúzió karakterisztikus ideje határozza meg:

$$t_{AD} = \frac{3}{4\pi G \rho \tau_{ni}} \approx 7.3 \times 10^{13} x_i \text{ év}$$

ahol  $x_i \approx 10^{-7}$  az ionizációs fok, és  $\tau_{ni}$  az ionok és semleges atomok ütközései közötti átlagos idő. A szuperkritikus felhőmag létrejöttének  $t_{AD}$  időskálája a csillagközi tér átlagos körülményei között nagyjából  $10^7$  év. Az így kialakuló felhőmag radiális sűrűségeloszlása  $\rho \propto R^{-2}$  (*szinguláris izoterm gömb*). Ilyen sűrűségstruktúra mellett a kollapszus a felhőmag közepén kezdődik, miközben a külső, ritkább rétegek még nyugalomban vannak. Az ilyen feltételekkel induló kollapszus legfontosabb tulajdonsága az, hogy a tömegnövekedés, az akkréciós ráta időben állandó:

$\dot{M} \propto a^2/G^3$ , ahol  $a = (kT/\mu m_H)^{0.5}$ , az izoterm hangsebesség a molekulafelhőben, és  $G$  a gravitációs állandó.

Kezdetben a kollapszus izoterm, a felszabaduló gravitációs energiát a por és a molekulák hatékonyan sugározzák ki. A sűrűség növekedésével a kollapszus centrális tartománya optikailag vastaggá válik, hőmérséklete addig emelkedik, míg végül hidrosztatikus egyensúlyt ér el. A hidrosztatikus mag tömege kialakulásakor mintegy  $0,01M_\odot$ . A csillagkeletkezésben részt vevő anyag tehát időben monoton növekvő tömegű és sugarú hidrosztatikus magból, bezuhanó burokból és az egészet beágyazó, (még?) nyugalomban levő felhőmagból áll. Az elmélet ezen a szinten nem mondja meg, mikor, miért ér véget a tömegfelvétel, mitől függ a születő csillag tömege. A megfigyelések azt mutatják, hogy a felhők anyagának csak kis hányada ( $\sim 1\%$  körül) épül be a születő csillagba – nem az alapanyag mennyiségétől függ tehát. Az akkréció leálításában valószínűleg kulcsszerepe van a protosztelláris szélnek. Az erős kétirányú szél, és az általa hajtott molekuláris kifújás minden ismert protocsillagnál megfigyelhető. A szél létrejöttének magyarázatához figyelembe kell venni a mágneses teret, az össze-roskadó felhőmag impulzusnyomatékát és a közepén növekvő tömegű csillagkezdemény belső szerkezetének fejlődését is. A kollapszus kezdetén a mágnesesen szuperkritikus felhőmag lehet még kissé mágnesezett. Ebben az esetben a felhőmag kissé lapult lesz, a mágneses tér irányában jobban összehúzódik: *szinguláris izoterm gömb* helyett *szinguláris izoterm toroid* kezdi a kollapszust, és a felhőbe fagyott maradék csillagközi mágneses tér csökkenti az akkréció ütemét:

A felhő kezdeti  $\Omega$  szögsebességű forgása felgyorsul a kollapszus közben, ezért a beeső részecskék radiális mozgása a kollapszus centrumától az

$$R_c \approx \frac{\Omega^2 G^3 M_*^3}{a^8}$$



*centrifugális rádiusznak* megfelelő távolságban tangenciálissá változik. A csillagkezdemény körül *akkréciós korong* alakul ki. A kollapszus a korongot táplálja, a csillag tömege pedig a korongról növekszik. *Protocsillagnak* az egész *hidrosztatikus csillagkezdemény–akkréciós korong–bezuhanó burok* rendszert tekintjük.

A centrumban növekszik a nagy sűrűségű csillagkezdemény, amelyet a zuhanó anyag táplál és a kollapszusban felszabaduló gravitációs energia fűt. Az eredetileg molekuláris anyag disszociációja, majd ionizációja után hőmérséklete emelkedni kezd.  $10^6$  K centrális hőmérsékletnél elkezdődik a deutérium fúziója héliummá. Ekkor, mivel a csillag sugara még jóval nagyobb a hasonló tömegű fősorozati csillagokénál, és a nagy felületen gyorsan hűl, konvektív válik. A konvekció és a forgás mágneses dipólteret hoznak létre, és ettől kezdve a csillag mágneses terének a befelé tartó anyaggal való kölcsönhatását is figyelembe kell venni. Az akkréciós korongról befelé áramló ionizált gáz impulzusnyomatékától függően a csillag mágneses erővonalai mentén vagy a csillag felszínére jut, vagy kirepül a rendszerből. A magnetoszférikus akkréció elmélete (Hartmann és Kenyon 1996; Shu et al. 1999) megmagyarázza a protosztelláris *magnetocentrifugális szél* kialakulását, és szerepét a felhő fölösleges impulzusnyomatékának eltávolításában. A szél és a csillag sugárzása következtében a felhőmag optikai vastagsága csökken, és az újszülött csillag látható fényben is megjelenik. A HRD *születési vonalán* megjelenő csillag magjában deutériumfúzió termel energiát, és amíg a deutérium el nem fogy, addig a csillag sugara nem változik. Az akkréció végén elfogy a deutérium utánpótlása, a csillag hűlni és zsugorodni kezd: protocsillagból *főszorozat előtti csillaggá* változik.

Összefoglalva, a Nap típusú csillagok keletkezése négy fő szakaszból áll:

- gravitációsan instabil felhőmag kialakulása;
- a felhőmag közepén kezdődő és kifelé terjedő dinamikus kollapszus;
- centrifugális korong kialakulása a protocsillag körül. Ezzel egyidőben a deutérium fúziója és konvekció protocsillagban. Magneto-centrifugális szél indul a protocsillag forgástengelyének irányába.
- a szél térszögének kiszélesedése, a tömegbefogás vége, a csillag leválása a felhőről és megjelenése a Hertzsprung–Russell-diagram *születési vonalán*. A csillag tömege ezután már nem nő jelentősen. Lassú, néhány millió évig tartó kvázisztatikus kontrakció során emelkedik centrális hőmérséklete a hidrogénfúzióhoz szükséges 15 millió kelvinre.

A molekulafelhők megfigyelt hőmérsékletén az elmélet által jósolt akkréciós ráta  $\sim 10^{-5} M_{\odot}/\text{év}$ , tehát a csillagnyi tömeg felépülése  $\sim 10^5$  évig tart. Ezt követi a főszorozat előtti fejlődés nagyjából  $10^7$  évig tartó időszaka. A főszorozat előtti csillagok is a csillagkeletkezési régiók részei. Mivel fejlődési idejük sokkal hosszabb, mint a tömegbefogási idő, a felhők ritkább tartományaiban és rajtuk kívül is előfordulhatnak.

### 1.1.3 A dinamikus csillagkeletkezés elmélete

A Nap típusú csillagok keletkezésének itt felvázolt *standard elméletének* újabban számos megfigyelés ellentmondani látszik.

- a) A felhők mágneses térerősségének mérései azt sugallják, hogy a felhőmagok általában nem szubkritikusak.
- b) A csillagkeletkezési régiókban a csillagkeletkezés karakterisztikus időtartama jelentősen rövidebb, mint az ambipoláris diffúzió időskálája.
- c) A sűrű presztelláris felhőmagok megfigyelt radiális sűrűségstruktúrája nem mindig követi a szinguláris izoterm gömb profilját.

Ezek a megfigyelések nyitottak utat a *dinamikus csillagkeletkezés elméletének*, amely szerint a sűrű felhőmagok és a gravitációs kollapszus tulajdonságait a csillagkeletkezési régió nagyléptékű szerkezete határozza meg. A szuperszonikus turbulencia, amely a felhőkomplexumok mérettartományában meggátolja a felhők kollapszusát, a kis méretek szintjén lökéshullámok által sűrű magokat hoz létre. A magok és környezetük sűrűségaránya a turbulencia Mach-számának négyzetével arányos. A gravitációsan instabillá váló felhőmagok tulajdonságai tehát nagyléptékű intersztelláris környezetüktől függenek.

Alapvető megfigyelési tény, hogy nagy tömegű csillagok mindig halmazokban, kisebb tömegű csillagok százaival-ezreivel együtt keletkeznek, míg Nap típusú csillagok keletkezhetnek egyesével is, vagy laza, néhány tagú kis csoportban. A turbulens fragmentáció modelljei a *kétmódusú csillagkeletkezésre* is magyarázatot adnak, mivel a felhőkomplexumokban kialakuló sűrűségfluktuációk tulajdonságai a turbulencia energiaspektrumától függenek (Klessen et al. 2000). A turbulens molekulafelhők rövid életű képződmények. Átlagos élettartamukat az *áthaladási idő*,  $t_{cr} \sim L/\sigma_v$  méri, amely óriás felhőkomplexumokra  $\sim 10^7$  év, egyes molekulafelhőkre  $\sim 10^6$  év. A dinamikus csillagkeletkezés elmélete szerint a csillagközi tér nagy gázsűrűségű tartományait, a molekulafelhő-komplexumokat és bennük a csillagokat ugyanaz a folyamat hozza létre. A gravitáció a sűrű magok kialakulásában még nem jut szerephez. Jelenleg nincs a turbulens fragmentáció következtében kialakuló protocsillagok tulajdonságait és fejlődését leíró konzisztens elmélet. A standard elmélet eredményével szemben az akkréciós ráta nem lesz időben állandó, mivel a kollapszus nem a  $\rho \propto R^{-2}$  sűrűségeloszlású magban kezdődik. A csillagkeletkezési kutatásoknak ez az egyik legdinamikusabban fejlődő területe.

A vonalszélesség–méret-relációhoz hasonló univerzális törvényszerűség a felhőkben születő csillagok tömeg szerinti eloszlása, a *kezdeti tömegfüggvény*. Az egyes csillagkeletkezési régiókban a születő csillagok tömegfüggvénye közelítőleg ugyanazt az  $N(M) \propto M^{-2,35}$  szabályt követi, amelyet Salpeter (1955) a Galaxis mezőcsillagainak luminozitásfüggvényéből vezetett le. A csillagközi gáz hidrodinamikai modellezései azt sugallják, hogy az összenyomható, mágneses közeg szuperszonikus turbulens mozgása mindkét törvényszerűséget megmagyarázza. A hidrodinamikai modellek felfedték a molekulafelhők megfigyelhető morfológiai és kinematikai tulajdonságait létrehozó fizikai folyamatok természetét, és egyúttal az egyes felhők közti különbségek okait (pl. Padoan 1995, Padoan & Nordlund 2002).

## 1.2. Megfigyelhető jelenségek és mennyiségek

### 1.2.1 A csillagkeletkezési régiók fő alkotóelemei

A csillagkeletkezési területek gáztartalmát molekuláris rádiócsillagászati mérésekkel ismerhetjük meg. A molekuláris hidrogén legfontosabb nyomjelzői a szénmonoxid-

izotópok alsó rotációs energiaszintjei közötti átmenetek, amelyek a milliméteres tartományba esnek. Nagyléptékű térképezésre a  $^{13}\text{CO}$ , a sűrűbb tartományok ( $n > 10^3 \text{ cm}^{-3}$ ) felmérésére a  $\text{C}^{18}\text{O}$  a megfelelő nyomjelző. Az optikailag vastag  $^{12}\text{CO}$  a kinetikus hőmérséklet meghatározására alkalmas. A molekuláris mérésekből származó legfontosabb adatok a molekuláris gáz oszlopsűrűsége, nemtermikus vonalszélessége, a felhőstruktúrák alakja, mérete. A csillagkeletkezéssel szoros kapcsolatban levő, legsűrűbb tartományok vizsgálatában kiemelkedő szerepe van az ammónia-molekula inverziós átmenetének, amely 1,3 cm-es vonalat eredményez. Az átmenet gerjesztéséhez  $10^4 \text{ cm}^{-3}$  körüli térfogati sűrűsége van szükség. A (2,2) és (1,1) rotációs energiaszinteken levő molekulák inverziós vonalainak integráltintenzitás-arányából meghatározható az ammóniagáz rotációs hőmérséklete, amely szoros kapcsolatban van a felhő kinetikus hőmérsékletével. A sűrű tartományok szerkezetét az ammónia-oszlopsűrűség rajzolja ki. A felhők és a bennük keletkezett csillagok kölcsönhatását tükrözik a szén-monoxid-vonalak *molekuláris kifújásoktól* származó nagy sebességű szárnyai, valamint a protosztelláris szél és a felhő ütközése által gerjesztett *Herbig-Haro-objektumok*.

A fiatal csillagokat spektrális tulajdonságaik különböztetik meg a felhőre vetülő mezőcsillagoktól és infravörös galaxisoktól. A kis tömegű protocsillagok optikailag láthatatlan infravörösforrások. Spektrális energiaeloszlásukat jól leírja a központi égitest hőmérsékleti sugárzását elnyelő és visszasugárzó, különböző sűrűségű és hőmérsékletű rétegekből álló, porban dús burok modellje. A protocsillagokat megfigyelési szempontból, infravörös spektrumuk energiaeloszlása alapján két osztályba sorolják: a fő akkréciós fejlődési fázis elején tartanak a *0. osztályú protocsillagok*, amelyek tömegének nagy része még a burokban található, és a tömegbefogás végénél az *I. osztályú protocsillagok*, amelyeknek cirkumsztelláris burka már a csillag tömegénél sokkal kevesebb anyagot tartalmaz (Lada 1991, André et al. 1993).

A Nap típusú fősorozat előtti csillagok egyik csoportját a G, K és M típusú, színképükben emissziós vonalakat mutató *klasszikus T Tauri csillagok* alkotják. A klasszikus T Tauri csillagok egyik legfeltűnőbb spektrális tulajdonsága a színképükben észlelhető erős  $\text{H}\alpha$  emisszió, a másik pedig az infravörös többletsugárzás. Utóbbi a csillag körüli akkréciós korongban található por termikus sugárzása, előbbi pedig a korongról a csillagra áramló, tehát a fotoszféra fölött elhelyezkedő gáztól származik. Az akkréciós korong infravörös sugárzását jellegzetes színhőmérséklete különbözteti meg a csillagfotoszférák, extragalaxisok, és különféle más objektumok infravörös sugárzásától. A klasszikus T Tauri csillagok fontos színképi sajátosságai még a tiltott emissziós vonalak, pl. az [OI] 6300 és 6363 Å-nél, a [NII] 6547 és 6583 Å-nél, és az [SII] 6717 és 6731 Å hullámhosszú vonalai. Ezek a vonalak az akkréciós korong és a csillag kölcsönhatása következtében fellépő csillagszélből erednek.

A Nap típusú fősorozat előtti csillagok másik csoportját a *gyenge vonalú T Tauri csillagok* alkotják. Ezeknél az ugyancsak G, K és M színképtípusú csillagoknál nem figyelhetők meg az akkréciós korong és a csillag kölcsönhatását tükröző jelenségek. Ezekre a csillagokra csillagkeletkezési régiókhöz való közelségük és erős *röntgensugárzásuk* hívta fel a figyelmet. A röntgensugárzás erős kromoszférikus aktivitást tükröz, ami fiatal korra utal. A Napnál nem nagyobb tömegű csillagok fiatal korának legfontosabb indikátora a lítium rezonanciavonalának jelenléte a spektrumban 6707,6 Å-nél. A lítium a fősorozat előtti fejlődés során a kis tömegű, konvektív csillagokban elfogy, mivel már 3 millió kelvinen fúzionál.

### 1.1 táblázat:

Közeli csillagkeletkezési régiók alapvető adatai ( $D < 500$  pc)

Név	D (pc)	$M(^{13}\text{CO})$ ( $M_{\odot}$ )	$M_{18}/M_{13}$	Sp.
Corona Australis	130	7000	...	A5
Taurus	140	6750	0.14	B9
Chamaeleon	140–180	4780	0.17	B9
Ophiuchus	160	6900	0.17	B9
Lupus	150–200	4500	0.08	B9
Perseus	300	7400	...	B5
Serpens	310	1500	...	?
MBM 12	325	750	...	K3
Orion	460	$1.5 \times 10^5$	...	OB

A fősorozat előtti csillagok nagyobb, kb.  $2,5 M_{\odot} < M < 8 M_{\odot}$  tömegű képviselői a *Herbig-féle Ae/Be csillagok*. Ezek B, A és F típusú, csillagkörüli portól származó infravörös többletsugárzást mutató, emissziós színképű csillagok, és legtöbbjük reflexiós ködöt is megvilágít.

#### 1.2.2 Közeli csillagkeletkezési régiók

Az 1.1 táblázat az 500 pc-en belüli csillagkeletkezési területek néhány alapvető tulajdonságát – a régiók távolságait, a molekuláris gáz  $^{13}\text{CO}$  molekula 2,6mm-es vonalából meghatározott tömegét, a tömeg sűrű magokban található részét ( $M_{18}/M_{13}$  a  $\text{C}^{18}\text{O}$  és  $^{13}\text{CO}$  molekulákkal kimutatható tömegek aránya), és a régióban keletkezett legfényesebb csillag spektráltípusát – foglalja össze. Ez utóbbi a csillagkeletkezés izolált vagy csoportos módjának nagyon durva, közelítő jelzése.

A csillagkeletkezési régiók többnyire sok, különböző méretű és struktúrájú molekulafelhőből állnak. Egyes felhők csillagkeletkezési aktivitása nagyon eltérő lehet. Az 1.2 táblázat néhány jellegzetes molekulafelhő fontosabb adatait tartalmazza. A felhők az 1.1 táblázat felhőkomplexumainak részei. A vastag betűkkel szedett nevek olyan felhőket jelölnek, amelyekben kisebb-nagyobb csillagcsoportok keletkeznek. Látható, hogy a 3. oszlopban felsorolt felhőtömegek több nagyságrendet fognak át. A 4. oszlopban a felhő legnagyobb  $\text{C}^{18}\text{O}$  magjának tömege látható.  $M_{18}(\text{max})$  általában nagyobb a halmazképző felhőkben, hasonlóan a  $\Delta v$  nemtermikus sebességszórásához. A  $\text{C}^{18}\text{O}$  magok átlagos mérete nagyon hasonlít egymáshoz a kis tömegű csillagok különböző keletkezési helyein. Nagyobb méretű magok csak a legnagyobb tömegű csillagokat is tartalmazó felhőkben vannak. Általában  $M_{18}/M_{13}$  is nagyobb a halmazképző felhőkben. Az utolsó két oszlop a felhőkben született csillagokról szól: úgy látszik, hogy a felhőben keletkezett legnagyobb luminozitású csillag spektráltípusa és a felhőben eddig megtalált fiatal csillagok száma nem független egymástól.

## 1.2 táblázat:

Néhány közeli csillagképző felhő alapvető tulajdonságai ( $D < 500$  pc)

Felhő	Régió	$M(^{13}\text{CO})$ ( $M_{\odot}$ )	$M_{18}(\text{max})$ ( $M_{\odot}$ )	$\langle R_{18} \rangle$ (pc)	$N(\text{H}_2)$ ( $10^{21}\text{cm}^{-2}$ )	$\Delta v$ ( $\text{km s}^{-1}$ )	$M_{18}/M_{13}$	Sp.	$N(*)$
<b>L1495</b>	Taurus	1100	56	0.22	8.6	0.55	0.58	B9V	35
L1521	Taurus	350	81	0.26	5.7	0.58	0.33	T Tau	4
<b>Cha I</b>	Cham	1730	82	0.22	11.3	0.81	0.24	B9	14
Cha II	Cham	860	64	0.20	5.4	0.70	0.11	B9	23
$\rho$ <b>Oph</b>	Oph	2500	540	0.20	17.6	0.90	0.32	B9	216
Oph North	4400	Oph	33	0.22	5.1	0.78	0.08	T Tau	...
<b>NGC 1333</b>	Perseus	1450	401	0.40	...	1.99	...	B0p	$\sim 150$
<b>IC 348</b>	Perseus	216	38	0.24	...	0.78	...	B5	$\sim 4000$
<b>Lupus 3</b>	Lupus	300	26	0.22	7.8	1.21	0.35	B9	32
<b>L1630</b>	Orion	80000	990	0.50	15.0	1.50	...	OB	$>1000$

### 1.2.3 Miért vizsgáljunk újabb közeli csillagkeletkezési régiókat?

A közeli csillagkeletkezési régió kifejezés legtöbb csillagász számára a *Taurus*, *Ophiuchus*, *Chamaeleon*, *Lupus* és *Orion* molekulafelhőket jelenti. 500 parszekon belül van még a *Corona Australis*, a *Serpens* és a *Perseus* óriás molekulafelhő-együttes, és újabban sok megfigyelési adat gyűlt össze egy magas galaktikus szélességű kis csillagképző felhőről, az MBM 12-ről és a benne keletkezett kis tömegű csillagokról. Ezekben a molekulafelhőkben elég sok, különböző fejlettségi állapotú és tömegű fiatal csillag van ahhoz, hogy az egyre érzékenyebb és jobb szögfelbontású, és egyre nagyobb spektrális tartományt átfogó műszerekkel egyre részletesebb képet kaphassunk a Nap típusú csillagok keletkezéséről és korai fejlődéséről.

További csillagkeletkezési területeket akkor kell keresnünk, ha maguknak a molekulafelhőknek a keletkezését és fejlődését akarjuk megérteni. Mi az oka, hogy egyes felhőkben Nap típusú csillagok keletkeznek, másutt OB csillagok is? Mennyi ideig tart a csillagkeletkezés adott felhőegyüttesben? Milyen mértékben univerzális a kezdeti tömegfüggvény és milyen csillagközi folyamatoktól függ a pontos alakja? Lassú, kvázisztatikus folyamat-e a csillagkeletkezés, amelyet a sztatikus galaktikus mágneses tér és a gravitáció tart kontroll alatt, vagy pedig gyors és dinamikus, amelyet a szuperszonikus turbulencia kormányoz? Ezeket a kérdéseket megválaszolandó, minél több csillagkeletkezési területen kell részletesen megvizsgálnunk mind a csillagkeletkezés alapanyagát, mind a végterméket, és a kettő kölcsönhatásait a csillagkeletkezés folyamán. A csillagkeletkezési régiók megfigyelési adatai alapján egyelőre nem adhatók egyértelmű válaszok a fenti kérdésekre. Még a legjobban ismert közeli csillagkeletkezési régióról, a Taurusról felhalmozott megfigyelési anyag is egymásnak ellentmondó értelmezéseket tesz lehetővé (Hartmann 2002a, 2002b, Palla & Stahler 2002). Ezen a területen fontos az összehasonlítás: minden egyes csillagkeletkezési régió olyan új adatokat nyújt, amelyeket nem lehet egy tartomány vagy fiatal csillag részletesebb vizsgálatával megszerezni.

## 1.3. A vizsgálandó csillagkeletkezési régiók

### 1.3.1 A *Cepheus flare* óriás molekulafelhő-együttes

A *Cepheus* csillagkép Tejúttól távolabbi, azaz  $+10^\circ$ -nál nagyobb galaktikus szélességű tartományait nevezte el így Hubble, mivel ebben a térségben az extragalaxisok száma sokkal kevesebb a várhatónál. A galaktikus sík fényelnyelő sávja látszólag kiszélesedik a *Cepheus*ban. A következő 50 évben nem foglalkoztatta a csillagászokat ennek a megfigyelésnek a magyarázata. A neutrális hidrogén eloszlását vizsgálva Heiles (1967) két, egymástól mintegy  $15 \text{ km s}^{-1}$ -mal eltérő radiális sebességű felhőreget fedezett fel a *Cepheus flare* területén, amelyeket egy táguló vagy összeütköző struktúra részeként értelmezett. 1986-ban közölte Lebrun kis ( $0^\circ 5'$ -os) szögfelbontású szénmonoxid-térképezésének eredményét, egy összefüggő, mintegy 200 négyzetfok kiterjedésű, és 500 pc távolságot feltételezve  $10^4 M_\odot$  tömegű molekulafelhő felfedezését a *Cepheus flare* területén. Ez az óriás felhőkomplexum a lokális intersztelláris anyag egyik legfeltűnőbb összetevője. A CO mérések azt mutatják, hogy a molekuláris gáz radiális sebessége is nagyon tág határok közt, a  $-10$ – $+5 \text{ km s}^{-1}$  intervallumon változik. Heileshez hasonlóan Lebrun is úgy vélte, hogy ezt a nagy sebességtartományt belső mozgások, nem pedig a látóirány mentén különböző távolságokban található független felhők eredményezik. Ezzel szemben Grenier és munkatársai (1989) úgy értelmezték a felhők sebességeloszlását, hogy a negatív sebességű felhők a 800 pc távolságú *Cepheus OB2* és *OB3* asszociációk magasabb galaktikus szélességű nyúlványai, míg a pozitívabb sebességű felhők távolságát 300 pc-re tették.

A régióban egy ismert csillagkeletkezési terület volt 1986-ban, az NGC 7023, 440 pc távolságban (Viotti 1969). A néhány reflexiós ködbe ágyazott csillagból álló *Cepheus R2* asszociáció (Racine 1968) átlagos távolsága  $400 \pm 80$  pc.

Az IRAS-térképekre és katalógusokra alapozott csillagkeletkezési kutatások is az 1980-as évek második felében hozták az első, alapvető eredményeket (pl. Emerson 1986, 1987; Beichman et al. 1986, Myers et al. 1987). A beágyazott fiatal csillagokra jellemző színindexű IRAS pontforrások kijelölték az éppen folyamatban levő csillagkeletkezés helyeit. A *Cepheus flare* molekulafelhőiben is számos protocsillagot és molekuláris kifújást fedeztek fel (L1228: Bally et al. (1995); L1251: Sato & Fukui (1989); L1177, L1262: Yun (1996)). A beágyazott IRAS pontforrások körül sűrű felhőmagokat mutatnak meg az ammónia 1,3 cm-es inverziós vonalában készült térképek (Benson & Myers 1989; Tóth & Walmsley 1996). 1997-ben jelent meg a *Cepheus–Cassiopeia* régiók nagy léptékű  $^{13}\text{CO}$  felmérése (Yonekura et al. 1997). Ez a felmérés 2.7 felbontással és 8'-es rácson készült a nagoyai 4m-es rádióteleszkóppal.

Lebrun cikke megmutatta, hogy a korábban általam már vizsgált Lynds 1251 sötét felhő (Kun 1982) is a *Cepheus flare* óriás molekulafelhő része. Miután Sato és Fukui (1989) molekuláris kifújást fedezett fel a felhő két IRAS-pontforrása körül, az 1990-es években a felhő szerkezete és csillagképző aktivitása nagy figyelmet kapott (pl. Balázs, Eisloffel, Holl, Kelemen & Kun 1992). Mostanára ez a felhő a *Cepheus flare* legalaposabban vizsgált része, de még mindig nincs publikált spektroszkópia és fotometria a fősorozat előtti csillagairól.

Az óriás molekulafelhők potenciális csillagkeletkezési régiók, és ebben az óriás

molekulafelhőben még nem kerestek szisztematikusan csillagkeletkezést. Még Lebrun cikkének megjelenése évében elkezdtem objektívprizmás színeképeket gyűjteni azzal a céllal, hogy fősorozat előtti csillagokat keressek a felhőkomplexum egész, mintegy 200 négyzetfokos területén.

Mivel a felhők távolságára is csak szórványos adatok voltak – néhány reflexiós köd 200–500 pc között (Racine 1968), a legközelebbi extinkciós réteg 200 pc-re (Snell 1981) – később célul tűztem ki a távolságok meghatározását is.

### 1.3.2 A Lynds 1340

A L1340 egy kis kiterjedésű sötét felhő a Cassiopeia csillagképben, látszólag minden nagyobb csillagkeletkezési területtől és óriás molekulafelhőtől távol. Néhány reflexiós ködbe ágyazott csillag (DG 9, Dorschner és Gürtler 1968) mutatja, hogy az  $(l,b)=(130^\circ,+11^\circ)$  galaktikus koordinátáknál van egy sötét felhő. Néhány halvány, nagyon vörös, ködös objektum (RNO 7,8, 9, Cohen 1980) a sötét felhő területén arra utal, hogy fiatal csillagok is vannak a L1340-ben. A nagoyai nagy léptékű  $^{13}\text{CO}$  térképezés során fedezték fel a sötét felhőhöz tartozó molekuláris gázt  $v_{\text{LSR}}=-14\text{ km s}^{-1}$  radiális sebességnél. Ezzel a felhővel mint potenciális csillagkeletkezési területtel az 1990-es évek közepéig nem foglalkozott senki. A felhő kb. egy négyzetfoknyi területén a ködös objektumokon kívül 12, fiatal csillagokra jellemző színű IRAS pontforrás található. Legtöbbjük halvány, publikált fluxusminőségük gyenge. Ez a felhő azért látszik a csillagkeletkezési vizsgálatok jó célpontjának, mert kis területen sok érdekes objektum található benne, láthatóan nem része semmi nagyobb intersztelláris struktúrának, első ránézésre nem hasonlít más ismert csillagszülő felhőkre.

### 1.3.3 A Lynds 1333

A L1340-től néhány fok távolságban  $(l,b) \approx (133^\circ,+15^\circ)$  körül, de nagyon eltérő,  $v_{\text{LSR}} = 0\text{ km s}^{-1}$  körüli radiális sebességnél található a L1333. Lynds katalógusa szerint opacitási osztálya 6, azaz a legsötétebb felhők osztályába tartozik. Korábban e felhő területén találtam néhány  $\text{H}\alpha$  emissziós csillagot objektívprizmás Schmidt-lemezekken (Kun 1982). A nagoyai  $^{13}\text{CO}$  felmérés során fedezték fel, hogy a sötét felhő két különböző sebességű filamentáris molekulafelhő közös részénél található. Néhány halvány IRAS pontforrás is található a felhő térségében, amelyek természetét azonban nem vizsgálta senki. A L1333 azért tűnt jó célpontnak csillagkeletkezés vizsgálatára, mert a molekulafelhők struktúrája azt sugallja, hogy a L1333-ban két felhő ütközése indította el a csillagkeletkezést.

### 1.3.4 Az IC 2118

Az Orion csillagkeletkezési terület nyugati szélén, a Rigeltől  $2^\circ$  távolságban északnyugatra található ez a reflexiós köd. Noha az Orion az egyik legalaposabban vizsgált csillagkeletkezési régió, az IC2118 a legtöbb Orionra irányuló vizsgálat hatáskörén kívül esett. Első szénmonoxid-térképe 1991-ben jelent meg (Bally et al. 1991), de egyes részeit Magnani, Blitz és Mundy (1984) magas galaktikus szélességű molekulafelhőket tartalmazó katalógusa is említi (MBM 21, 22). A reflexiós ködhez tartozó molekulafelhők feltűnően aszimmetrikusak, üstökös alakúak. Alakjuk azt sugallja, hogy dinamikai kölcsönhatásban vannak a közeli *Orion OB1* asszociációval.

Csillagkeletkezésre utal a felhők területén található két, fiatal csillagokra jellemző színindexű IRAS pontforrás. A felhők alakja indukált csillagkeletkezést sugall. Mivel az Orion OB1 asszociációt a forró csillagok szele és szupernóva-robbanásai által létrehozott Orion–Eridanus szuperbuborék veszi körül, a molekulafelhők valószínűleg a buborék belsejében vannak, ritka, forró gázzal körülvéve (Bally et al. 1991). Távolságukra ez a feltevés sajnos nem ad támpontot, mivel az Orion–Eridanus-buborék sugara legalább 140 pc. Ezért a felhőkkel fogalkozó cikkek szerzői általában azt feltételezik, hogy az Orion A és B óriás molekulafelhőkhöz tartoznak, tehát mint azok, 460 pc távolságban vannak a Naptól (pl. Ogura & Sugitani 1998, Yonekura et al. 1999). Ennek ellentmond Penprase (1993) eredménye, aki a háttércsillagok spektrumaiban fellelhető intersztelláris vonalak vizsgálatából  $d \leq 210$  pc távolságot kapott az MBM 21 és 22 felhőkre. Ugyancsak ellentmond a 460 pc távolságnak az a tény, hogy az IC2118 reflexiós ködöt a Rigel világítja meg, amelynek távolságát a Hipparcos 236 pc-nek mérte (ESA 1997). A csillagközi por fényszórási tulajdonságai azt a feltételt szabják a galaktikus síktól távoli diffúz reflexiós ködök és megvilágító csillagaik viszonyára, hogy azoktól kis szögtávolságban, és hozzánk közelebb kell lenniük (Zagury 2000). Ez esetben az IC2118 legfeljebb 236 pc-re lehet tőlünk.

Az IC2118 különösen érdekes célpont csillagkeletkezési vizsgálatok számára. Először is, galaktikus szélessége  $-26^\circ$  és  $-29^\circ$  között van. Nagyon kevés csillagkeletkezési terület ismert ilyen távol a galaktikus síktól. Feltűnő a külső hatás jelenléte. A csillagkeletkezés és korai csillagfejlődés időskálái nagyon eltérők lehetnek spontán és indukált csillagkeletkezés esetén. Számos magas galaktikus szélességű molekulafelhőnek van filamentáris szerkezete (pl. MBM 54, 55), némelyik az IC2118 öregebb megfelelőjének látszik. Az IC2118 vizsgálata rávilágíthat a magas galaktikus szélességeken található molekulafelhők fejlődésének és esetleges csillagképző tulajdonságainak néhány pontjára is.

### 1.3.5 Molekulafelhők magas galaktikus szélességeken

A Tejútrendszer molekulafelhői a galaktikus síkban tömörülnek. Az optikai csillagászat kozmáiban *sötét felhőkként* megismert objektumok a molekuláris rádiócsillagászat *molekulafelhői*. Az 1970–1980-as években milliméteres hullámhosszakon a Tejút egyre szélesebb sávjára kiterjedő szénmonoxid-felmérések kezdődtek. 1985-ben jelent meg a magas galaktikus szélességű ( $|b| \geq 25^\circ$ ) molekulafelhők első katalógusa (Magnani, Blitz & Mundy 1985, MBM). A magas galaktikus szélességű felhők kis, lokális objektumok, valószínűleg több millió-tízmillió éves szuperbuborékok maradványai. Vizuális extinkciójuk kicsi,  $A_V \sim 1 - 2$  magnitúdó (*transzlucens felhők*). Felfedezésükkel egyidőben merült fel a kérdés: keletkeznek-e bennük csillagok. Nagy szögfelbontású, érzékeny molekuláris megfigyelésekkel találtak a magas galaktikus szélességű molekulafelhőkben csillagok létrehozására képes sűrű magokat (pl. Stacy et al. 1989). Fiatal csillagok keresése azonban a transzlucens felhőkben nem vezetett eredményre (Magnani, Caillault & Armus 1990, Magnani et al. 1995). Magas galaktikus szélességen csak a már korábban sötét felhőként is ismert MBM 12-ben (L 1457) és az MBM 16-ban (L 1642) találtak fiatal csillagokat.



### 1.3.6 A L 688/L694/L700 sötétfelhő-csoport

A Lynds 694 kis sötét felhő az Aquila csillagképben, közel a Tejút síkjához ( $l=48,22^\circ$  és  $b=-5,50^\circ$ ). Optikai képeken jellegzetes, nyitott oldalával a galaktikus sík felé mutató 'U' alakja hívja fel rá a figyelmet. A Lynds katalógus legsötétebb, 6-os opacitási osztályába tartozik. A Lynds-katalógus néhány szomszédos, kevésbé sötét felhőjével (L688, L700) valószínűleg összefüggő felhőcsoportot alkotnak. A L688-ban egy kettős T Tauri-csillag, a V536 Aql keletkezett. A L694 különös jelentőségét az adja, hogy Lee, Myers & Tafalla (1999) a csillagkeletkezés rövid ideig tartó és ezért nehezen megfigyelhető szakaszát, a protosztelláris kollapszust azonosították a L694 egyik legsötétebb tartományában, a L694-2 nevű, optikai képen azonosított sűrű magban (Lee & Myers 1999). A protocsillag fizikai dimenzióinak meghatározásához fontos a felhő távolságának ismeretére. Az irodalomban azonban nincs közvetlen távolságmérés a L694-re. A tőle mintegy  $4^\circ$  szögtávolságban található Barnard 335 távolságát 130 és 250 pc közöttinek mérte Tomita, Saito & Ohtani (1979). A L694 távolságának meghatározását és komplex vizsgálatát különös megjelenése miatt kezdtük el japán munkatársaimmal, még mielőtt a bezuhanó felhőmagot megtalálták benne.



## 2. Csillagkeletkezési régiók alapvető adatainak és jellemzőinek meghatározása

### 2.1 A csillagképző felhők távolsága

A csillagkeletkezési régió vizsgálatának első, legfontosabb lépése a molekulafelhők távolságának megbízható meghatározása. A csillagokkal ellentétben a felhőknek nincs távolságra kalibrált mérhető tulajdonsága. Távolságukat a bennük vagy mögöttük levő csillagok segítségével lehet megmérni. A bennük levő csillagok közül azonban a fősorozat előtti, vagy még annál is fiatalabb csillagok nem jöhetnek számításba, mivel luminozitásuk koruktól is függ, nemcsak színképtípusuktól.

Kutatásaim során a piszkés-tetői Schmidt-távcsővel felvett objektívprizmás színeképeket, valamint publikált és saját fotografikus fotometriai méréseket használtam a felhők irányában látszó előtér- és háttércsillagok szétválasztására. Ezeket az egyszerű módszereket a múlt század első felében fejlesztették ki, amikor világszerte elterjedtebbek voltak a nagy látómezők észlelésére alkalmas, fotografikus távcsövek. Galaktikus környezetünkről alkotott képünkhöz nagymértékben hozzájárultak a nagy látómezőkön végzett felmérések.

#### 2.1.1 A színexcesszusok távolságmodulus-függésének vizsgálata

A felhőtávolság meghatározásának legegyszerűbb módszere a felhő látóirányába eső csillagok színexcesszusának (pl.  $B - V$ ) vizsgálata a távolságmodulus ( $V - M_V$ ) függvényében.

Ezzel a módszerrel határoztam meg a Lynds 1251 sötét felhő távolságát (Kun & Prusti 1993). A csillagok abszolút magnitúdóit a Schmidt-távcsővel fotografikusan felvett objektívprizmás színeképekből határoztam meg. Az  $5^\circ$ -os törőszögű objektívprizma diszperziója  $580 \text{ \AA}/\text{mm}$  a  $H\gamma$ -nál. A távcső látómezeje  $5^\circ$  átmérőjű kör. A színeképfelvételek Kodak IIaO lemezekre készültek. A színképosztályozás pontosságának növelése céljából két felvételpárt készítettem, az egyiket 30 perces, a másik párt 8 perces expozíciós időkkel a különböző látszó fényességű csillagok vizsgálatára. A színeképeket vizuálisan osztályoztam Seitter (1975) kritériumai szerint. A színképosztályozás határmagnitúdója  $V \approx 12,5$ , pontossága  $\pm 1$  alosztály. A színképtípusoknak megfelelő abszolút magnitúdókat Schmidt-Kaler (1982) táblázataiból vettem. A csillagközi vörösödés mértékének meghatározásához a csillagok látszó  $B$  és  $V$  magnitúdóit ugyancsak a Schmidt-távcsővel felvett lemezekon mértem meg. A fotometria kalibrálásához a *Guide Star Photometric Catalog* (Lasker et al. 1988) fotoelektromos  $B$  és  $V$  magnitúdóit használtam. A felhő külső tartományain 50 csillag színképtípusait és fotografikus  $B$ ,  $V$  magnitúdóit használtam a felhő távolságának meghatározására.

Az  $y = V - M_V$  távolságmodulus függvényében ábrázoltam az  $E_{B-V} = (B - V) - (B - V)_0$  színexcesszust. Az  $M_V$  abszolút magnitúdót és a  $(B - V)_0$  vörösödetlen színindexet az objektívprizmás színképtípusból kaptam. A felhő előtti csillagok színexcesszusa 0 körül szór, míg a felhő távolságának megfelelő  $y$ -nál az  $E_{B-V}$  értékek megnönek.

### 2.1.2 A Wolf-diagram

A mezőcsillagok távolságmodulusainak kumulatív eloszlásából meghatározható a sötét felhők teljes fényelnyelése és távolsága, ha ismerjük ezt az eloszlást a felhőn kívül egy olyan területen, ahol nincs extinkció. Ebben az esetben a távolságmodulus  $y = 5 \log r - 5$ , ahol  $r$  a felhő távolsága. Ha a látóirány mentén  $a(r)$  függvény szerinti extinkció van, akkor  $y = 5 \log r - 5 + a(r)$ , ahol  $a(r)$  az extinkció  $r$  távolságban magnitúdóban mérve. Ha az extinkció a látóirány mentén egyetlen felhőtől származik, akkor  $a(r) = 0$ , ha  $r$  kisebb, mint a felhő közelebbi szélének a távolsága, monoton nő a felhőn belül, és a felhő távolabbi szélénél a felhő teljes extinkciójával egyenlő.

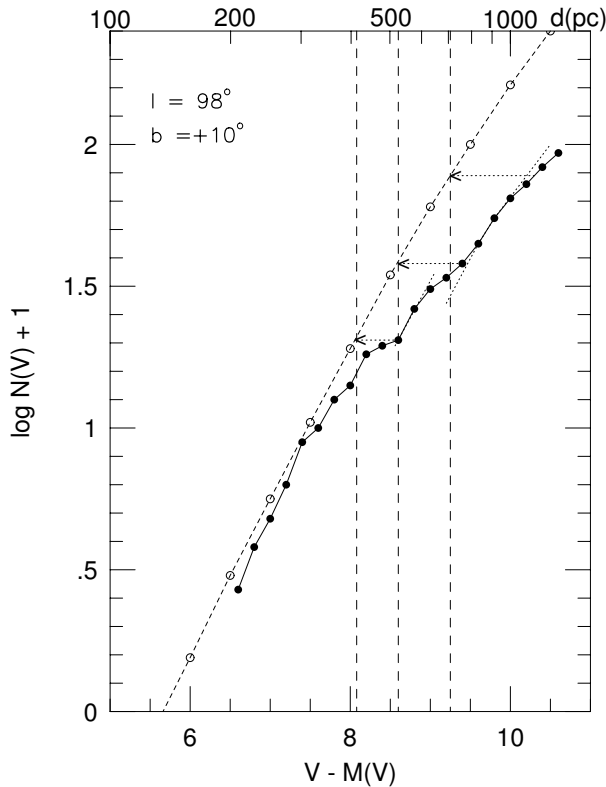
Legyen  $N_c(y_c)$  és  $N_d(y_d)$  azon csillagok száma egy adott területen, amelyek távolságmodulusa  $y_c$  és  $y_d$  távolságmodulusoknál kisebb. Ha  $y_c$  ugyanakkora távolságnak felel meg a felhőn kívüli látóirányban, mint  $y_d$  a felhőn belül, akkor  $N_c(y_c) = N_d(y_d)$ . A  $\log N_c(y_c)$  és  $\log N_d(y_d)$  görbéket vízszintes vonallal elmozdítva ilyen pontpárokhoz jutunk. A felhő  $a_d$  extinkcióját a  $\log N_c(y_c)$  és  $\log N_d(y_d)$  görbék egymástól való távolsága adja meg (2.1 ábra). A  $\log N$  görbét *Wolf-diagram*nak nevezik Max Wolf tiszteletére, aki a sötét felhők vizsgálatának ezt a módszerét bevezette (Wolf 1923). A módszer az évtizedek során feledésbe merült, majd az 1980-as években, a magas galaktikus szélességű molekulafelhők felfedezése idejében éledt újra (de Vries et al. 1987).

Ezt a módszert alkalmaztam a Cepheus flare óriás molekulafelhő-együttest alkotó sötét felhők, valamint a Lynds 694 és Lynds 1333 távolságainak meghatározására. A színeképfelvételek Kodak 103aO, IIIaO és ORWO ZU lemezekre készültek 1986 és 1996 között. Minden területről legalább két felvételt készítettem, egy hosszabb és egy rövidebb expozíciós idővel a különböző látszó fényességű csillagok vizsgálatára.

A csillagok  $y = V - M_V$  távolságmodulusait a *HST Guide Star Catalog*-ban (Lasker et al. 1990) publikált  $V$  magnitúdókból és az objektívprizmás spektrálklasszifikációból származtatott abszolút magnitúdókból határoztam meg.

A távolságmeghatározáshoz az F8 típusúnál korábbi csillagokat használtam, amelyeknek abszolút magnitúdója  $M_V \leq 4$  mag. A színeképtípusoknak megfelelő abszolút magnitúdókat Wainscoat et al. (1992) forrástáblázatából vettem. A távolsághatár különböző abszolút magnitúdókra más és más, és ez tág abszolút magnitúdó-tartományok egy görbén való ábrázolása esetén olyan torzulásokat okoz, amelyekhez nem tartozik extinkció. Hogy minimálisra csökkentsem a távolsághatár abszolút magnitúdótól való függése által okozott torzulásokat, a vizsgált csillagokat a következő csoportokba osztottam:  $-1,0 \leq M_V \leq +2,0$  (B5–A5 típusok), és  $+2,0 < M_V \leq 3,5$  (A7–F5 színeképtípus). A két csoportra külön rajzoltam fel a  $\log N_d(y_d)$  görbéket. A spektrálklasszifikáció kb. 12 magnitúdóig teljes, tehát a távolságmodulus-határ a két csoportra  $y \approx 10$ , illetve  $y \approx 8,5$ . Összehasonlító területek helyett modelleztem az extinkció nélküli görbét, azzal a feltevéssel, hogy a módszerrel elérhető távolsághatárig csak a galaktikus korong csillagait kell figyelembe venni, amely a különböző színeképtípusú csillagok exponenciális eloszlású alrendszerének összege. A modell-görbe paramétereit, az egyes színeképtípusokhoz tartozó  $\rho_0(S)$  sűrűségeket és  $h(S)$  skálamagasságokat Wainscoat et al. (1992) forrástáblázatából vettem.

A sötét felhők távolságának általában azt a távolságmodulust fogadják el, ahol



**2.1 ábra:** Wolf-diagram. A vízszintes tengelyen az  $y = V - M_V$  távolságmodulus, a függőlegesen az 1 négyzetfokra jutó,  $y$ -nál kisebb távolságmodulusú csillagok számának logaritmus, eggyel megnövelve. A folytonos vonallal összekötött fekete körök a felhő látóirányában mért csillagszámokat, a szaggatott vonallal összekötött üres körök pedig az extinkciómentes terület csillagszámait mutatják. A felhők okozta torzulásokat visszavetítve a referenciagörbére a felső tengelyen leolvashatók a távolságok.

a  $\log N_c(y_c)$  és  $\log N_d(y_d)$  görbék szétváltnak. Ez a pont azonban nem pontos távolságindikátor. A csillagok abszolút magnitúdóinak szórása miatt a felhők Wolf-diagramból meghatározható látóirány menti kiterjedése nagyobb a valódinál. Annál pontosabb eredményt kapunk, minél szűkebb tartományba esnek a vizsgált csillagok abszolút magnitúdói. Malmquist (1941) kimutatta, hogy amennyiben az abszolút magnitúdók szórása kisebb 0,5 mag-nál, hatását ellensúlyozni lehet, ha a kapott felhőkiterjedést mindkét oldalon 10%-kal csökkentjük. Az  $N(V)$  csillagszámok  $N(V)^{0,5}$  statisztikus hibája különösen a görbe kis távolságú szakaszánál jelentős, ahol a csillagszámok kicsik. Ezért pontosabban határozhatjuk meg azt a helyet, ahol a  $\log N(V)$  görbe visszahajlik a referenciagörbével párhuzamos irányba. Feltéve, hogy a felhő vastagsága kicsi a távolságához képest, ez a pont adja a legjobb becslést a felhő átlagos távolságára. A módszer pontosságának becsléséhez figyelembe kell venni a színképosztályozás és a fotometria hibáit, valamint a csillagszámok statisztikus hibáit. A GSC fotografikus magnitúdóinak átlagos hibája  $\pm 0,3$  mag (Russell et al. 1990). Mivel  $N(V)$  a  $V$ -nél fényesebb csillagok számát jelenti, a fotometria hibája nem érinti a görbe alakját. A spektrálklasszifikáció hibája pontatlan abszolút magnitúdókat eredményez. Az általam meghatározott színképtípusok összehasonlítása a publikált adatokkal azt mutatja, hogy nincs szisztematikus hiba az objektívprizmás spektrálklasszifikációban. A spektrálklasszifikáció szórása növeli az abszolút magnitúdók szórását, amelynek hatása a felhő látóirány menti kiterjedésének látszólagos növekedése. A felhők távolságául a teljes extinkció 90%-ához tartozó pontot fogadtam el, és hibáját az e ponthoz tartozó csillagszámok statisztikus szórásából becsültem meg.

## 2.2 Fiatal csillagok keresése kiterjedt területeken

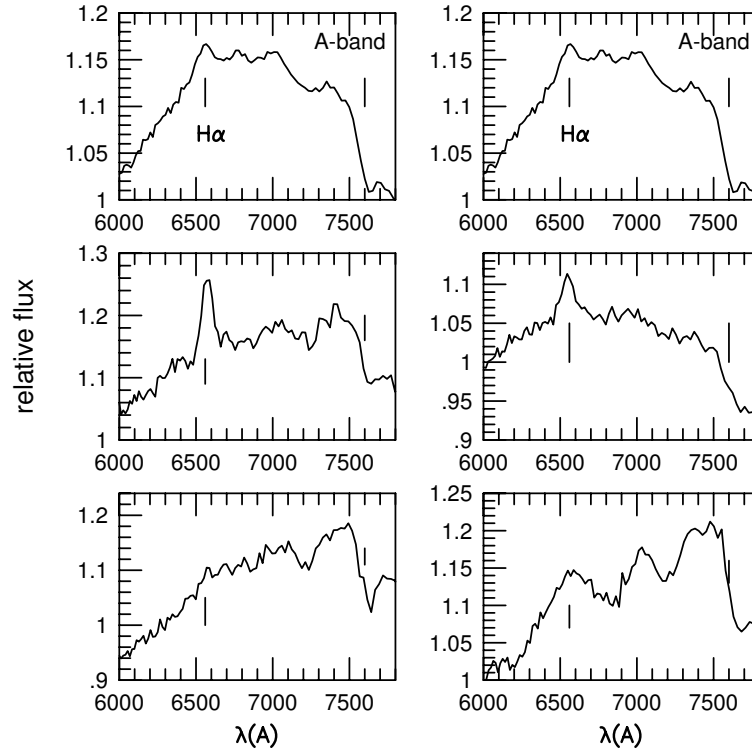
A csillagkeletkezési területek általában több felhőt tartalmaznak, és az egyes felhők csillagképző tulajdonságai eltérőek, sőt, a felhőkön kívül is lehetnek fiatal csillagok. Ezért ahhoz, hogy egy csillagkeletkezési régió globális fejlődéséről képet kapjunk, több négyzetfok nagyságrendű égterületen kell azonosítanunk a felhőben keletkezett csillagokat. Ennek a munkának első lépése a *jelöltek* azonosítása, azaz a mezőcsillagok közül ki kell válogatni azokat az objektumokat, amelyek a Nap típusú fiatal csillagokra jellemző tulajdonságokat mutatnak. A *klasszikus T Tauri csillagok* színekében észlelhető erős  $H\alpha$  emisszió a kis diszperziójú objektívprizmás színeképekben is felismerhető. E csillagok akkréciós korongjának infravörös sugárzását pedig jellegzetes színhőmérséklete különbözteti meg a csillagfotoszférák, extragalaxisok, és különféle más objektumok infravörös sugárzásától.

### 2.2.1 $H\alpha$ emissziós csillagok keresése objektívprizmás felvételeken

Az 5°-os prizmával felszerelt Schmidt-távcsővel vörös (RG1) szűrőn át 103aF típusú emulzió rögzített felvételek a színeképek 6100–6800 Å közötti részét tartalmazzák. A 6562 Å hullámhosszú  $H\alpha$  vonal vizuálisan azonosítható a kivetített lemezekben. A kis felbontású színeképek a publikált tapasztalatok szerint (Reipurth et al. 2004) a nagyjából 10 Å-nál nagyobb ekvivalens szélességű emissziós vonal észlelését teszik lehetővé. Saját tapasztalataim azt mutatják, hogy ezek a színeképek nagyon zajosak. A fotólemezen egymásra lógó spektrumok, a halvány, késői típusú csillagok folytonos színeképének a  $H\alpha$  vonal közelébe eső intenzitásmaximuma és a prizma kis diszperziója ebben a színeképtartományban (2000 Å/mm a  $H\alpha$ -nál), a hosszú expozíciós idők miatt erős égi háttér együttesen nagyon bizonytalanná teszik az eredményeket. Hogy ne hulljanak ki értékes objektumok, saját kutatásaim során a bizonytalan eseteket is felvettem a  $H\alpha$  emissziós klasszifikált csillagok listájára. A spektroszkópiai követés során sok csillagról kiderült, hogy valójában nincs  $H\alpha$  emisszió a színeképükben. Elsősorban a magas galaktikus szélességű molekulafelhők vizsgálata vezetett erre az eredményre. Ezen az áron viszont nagyon gyenge, 1,0–2,0 Å ekvivalens szélességű emissziós vonalakat is sikerült azonosítani. Eddigi spektroszkópiai tapasztalataim szerint az objektívprizmás lemezekben  $H\alpha$  emissziós talált csillagok 20–80%-a (alsó határ: magas galaktikus szélességű molekulafelhők, felső: L 1251, L 1340) bizonyult fősorozat előtti csillagnak. A módszer tehát, bár rossz hatékonysággal, ilyen gyenge vonalak detektálását is lehetővé teszi. Az elérhető határmagnitúdó  $V \approx 15 - 16$ , az emisszió erősségétől függően.

A  $H\alpha$  emissziós vonal azonosítása az objektívprizmás színeképekben sokkal egyértelműbb, mióta a fotólemezek helyett CCD-kamerával észlelünk. A prizma és a távcső geometriai optikai tulajdonságai, valamint a minden színeképben megtalálható légköri abszorpciós sáv – az  $O_2$  molekula  $A$  sávja 7600 Å-nél – mint referencia-hullámhossz lehetővé teszik a színeképek hullámhosszra kalibrálását és a vonal egyértelmű azonosítását. A 2.2 ábrán a L1228 sötét felhő néhány  $H\alpha$  emissziós csillagának objektívprizmás színeképe látható. Az egydimenziós színeképeket a Schmidt-távcső 1024×1536 pixeles, 24' × 36' látómezejű CCD-kamerájával készült képből az IRAF programcsomag 'apextract' feladatsorával emeltem ki.

A  $H\alpha$  emisszió léte szükséges, de nem elegendő feltétel annak eldöntéséhez, hogy egy



**2.2 ábra:** Néhány  $H\alpha$  emissziós klasszifikált csillag objektívprizmás színeképe. A  $H\alpha$  vonal és a légköri oxigén A-sávjának helye jelölve van.

csillag fősorozat előtti objektum-e.  $H\alpha$  emisszió lehet kettőscsillagok, planetáris ködök, nóvák, és számos egyéb típusú objektum színeképeiben. Az objektívprizmás felvételeken azonosított *jelöltekről* jó minőségű közepes diszperziójú ( $\lambda/\Delta\lambda \geq 1000$ ) spektrumokat kell felvenni, amelyeken a fiatal kor és a fősorozat előtti aktivitás egyéb kritériumai is mérhetők. A Napnál nem nagyobb tömegű csillagok fiatal korának legfontosabb indikátora a  $6707,6 \text{ \AA}$  hullámhosszú lítiumvonal jelenléte a spektrumban. Kisebb felbontású színeképeken ez a vonal nem észlelhető, mivel egyrészt ekvivalens szélessége kicsi, néhány tized angström, másrészt összeolvad a közelében található és késői típusú csillagokban hasonló erősségű vas- és kalciumvonalakkal. A Napnál nagyobb tömegű csillagokban viszont, amelyekben fősorozat előtti fejlődésük során radiatív belső tartomány alakul ki, a konvekcióval nem kerül elég magas hőmérsékletű tartományokba a légköri lítium, ezért hosszabb ideig megmarad. Ezeknél a csillagoknál nem elég a lítium pusztta jelenlétét észlelni, a kor indikátora a mennyiséget jelző ekvivalens szélesség.

A fősorozat előtti állapot többi spektrális jellegzetessége az akkréciós korong létét és a csillaggal való kölcsönhatásait tükrözi. A már említett  $H\alpha$  emisszió mellett ilyen az infravörös többlet, a tiltott emissziós vonalak ([OI], [NII], [SII]) az optikai spektrumban, valamint az a magas hőmérsékletű, a csillag színét a színeképtípusnak megfelelőnél kékebbre módosító folytonos sugárzási többlet, amely a csillag felszínén az akkréciós oszlopok talppontjainál létrejövő forró foltoktól származik. A csillag forgása és az akkréció időbeli ingadozásai miatt mindezek a tulajdonságok időben változnak.

A koronggal való kölcsönhatás a *klasszikus T Tauri-csillagok* sajátossága. A *gyenge vonalú T Tauri-csillagok*nál ilyen kölcsönhatások nem figyelhetők meg, sőt a legtöbb

esetben a korong infravörös sugárzása is nagyon gyenge. Ezeknél a csillagoknál a lítium 6707,6 Å vonala a fiatal kor egyetlen megbízható jele.

### 2.2.2 Infravörös pontforrások

A legfontosabb adatbázis a fiatal csillagok azonosítására infravörös sugárzásuk alapján az *IRAS Point Source catalog, PSC* (Beichman et al. 1985). A fiatal csillagok cirkumsztelláris környezetében nagy mennyiségű, nagyjából 30–1500 K közötti hőmérsékletű por van. Az IRAS 12, 25, 60 és 100  $\mu\text{m}$ -en mért adatai a hidegebb por kimutatására alkalmasak. A legközelebbi csillagkeletkezési területek vizsgálata azt mutatta, hogy a fiatal csillagoknak alig több mint felét észlelte az IRAS (Prusti et al. 1992). Azért nem az összeset, mert egyrészt a por fokozatosan fogy a csillag közelében a fejlődése során, és így az infravörös fluxus az IRAS érzékenységi küszöbe alá csökkenhet a T Tauri-fejlődés ideje alatt, másrészt az IRAS-detektorok nagy mérete miatt az egymáshoz vagy valamely fényes forráshoz közeli objektumok fluxusa nem volt mérhető. Mindez fokozottan érvényes a távolabbi régiókra.

A fiatal csillagokat az IRAS Pontforráskatalógus objektumai közül *távoli infravörös színindexeik* alapján válogathatjuk ki. A színindex definíciója:

$$[\lambda_1 - \lambda_2] = \log \left( \frac{F_1}{F_2} \right).$$

A közeli csillagkeletkezési régiók T Tauri-csillagainak vizsgálata azt mutatja, hogy ezek az objektumok a [60–25] és [25–12] színindeket ábrázoló kétszínindagramon meghatározott téglalap alakú területet foglalnak el (2.3 ábra), amelyet a  $+0,03 < [25 - 12] < +0,58$  és  $-0,26 < [60 - 25] < +0,41$  feltételek definiálnak. A normál csillagok ettől a területtől balra lefelé, a *Rayleigh–Jeans-pont* körül csoportosulnak, míg a *PSC* jelentős részét kitevő extragalaxisok nagyobb [60–25] értékeknél, a téglalap fölött. A kétszínindagramon elfoglalt tartomány megmutatja a csillagkörüli anyag hőmérséklet-skáláját: nagyjából 100–1000 kelvin.

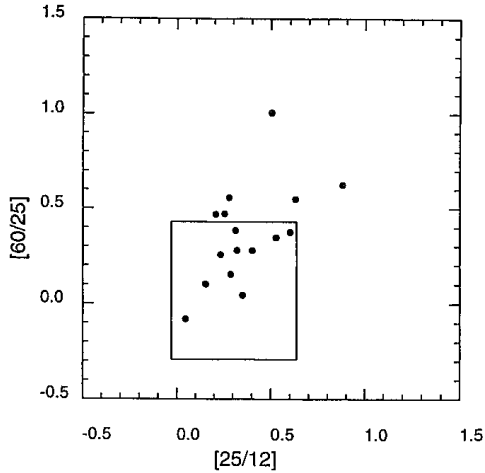
A Nap típusú fiatal csillagok másik jelentős csoportját alkotják az optikailag többnyire láthatatlan beágyazott objektumok, a *protocsillagok*. Míg a fősorozat előtti csillagok tömege már nem nő jelentősen, a beágyazott objektumokat még vastag, sűrű burok veszi körül, amelyből tömegük felépül. A 2.3 ábra IRAS kétszínindagramján a jobb felső szöglet környékén vannak. 100  $\mu\text{m}$ -es sugárzásuk is jelentős. IRAS fluxusaik 12 és 100 mikrométer közt egyenletesen nőnek. Ezek az objektumok más hullámhosszakon is ismertek mint *kétirányú molekuláris kifújások* és *Herbig–Haro-objektumok* centrális objektumai.

A fentiek alapján az IRAS Pontforráskatalógusból a következő kritériumok alapján válogathatjuk ki a lehetséges fiatal csillagokat:

- jó minőségű fluxus 25  $\mu\text{m}$ -en, vagy 60 és 100  $\mu\text{m}$ -en (fluxusminőség 2 vagy 3),
- ha az IRAS 12  $\mu\text{m}$ -en is detektálta a forrást, akkor legyen  $F(12) < F(25)$ .

Az IRAS-detektorok sáv szélességének ismeretében meghatározható az infravörös forrás luminozitása a teljes lefedett hullámhossztartományon (Emerson 1988):





**2.3 ábra:** A fiatal csillagok elhelyezkedése az IRAS [25 – 12]–[60 – 25] kétszíndiagramon (Lynds 1340). A téglalap alakú belső tartomány a T Tauri típusú csillagok tartózkodási helye (Weintraub 1990).

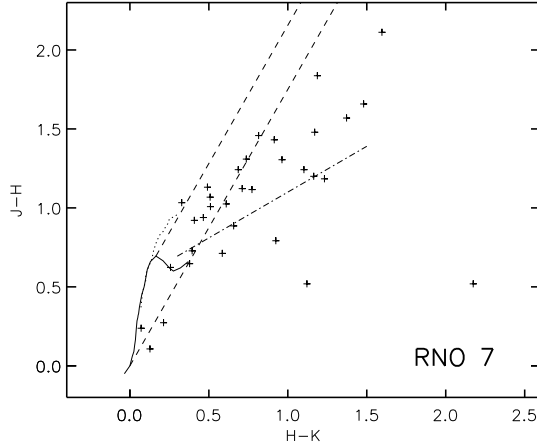
$$L(IRAS) = 4\pi D^2 F(IRAS)$$

$$= 4\pi D^2 \times ((20,653F_{12} + 7,538F_{25} + 4,578F_{60} + 1,762F_{100})10^{-14} \text{Wm}^{-2}).$$

A *hideg* IRAS pontforrások másik osztályozási lehetősége – egyedül az IRAS-adatok alapján – a Djamaluddin és Saito (1996) által bevezetett távoli infravörös HR-diagram (*FIRHRD*). Ez a diagram a [100–60] színindex függvényében ábrázolja a  $\log L_{60}$ -t, a  $60\mu\text{m}$ -en mért luminozitás logaritmusát. A diagram felfedte, hogy egy csillagkeletkezési terület leghidegebb infravörösforrásai egy keskeny sávot foglalnak el a [100–60]– $\log L_{60}$  síkban, amelyet a sugárzó tartomány (optikailag vékony csillagkörüli burok) tömegének konstans értéke jellemez. A szerzők megvizsgálták a Taurus, a Perseus és az Orion csillagkeletkezési régiók IRAS-forrásainak eloszlását ebben a síkban, és két, a régióra jellemző jellegzetes mennyiséget definiáltak: a) azt a tömegintervallumot, amelyben a felhőkomplexum legfiatalabb protocsillagainak infravörös burka benne van, és b) egy *tipikus legnagyobb tömeget*. Ezek a mennyiségek alkalmasak csillagkeletkezési régiók legfiatalabb csillagainak összehasonlítására.

A másik fontos infravörös adatbázis a 2003-ban közzétett *2MASS All Sky Catalog* (IPAC 2003). A 2MASS  $J$ ,  $H$ , és  $K_s$  magnitúdói és a belőlük képzett színindexek a cirkumsztelláris por melegebb tartományait szondázzák. A  $(J - H)$ – $(H - K_s)$  kétszíndiagramon megkülönböztethetők a fősorozati csillagoktól azok a fiatal csillagok, amelyek körül meleg (néhány 100–1000 K) por található. Meyer et al. (1997) modellezték a G–M színképtípusú csillagok körüli optikailag vastag, geometriailag vékony, a csillag sugárzását elnyelő és visszasugárzó korong járulékát a csillag–korong rendszer infravörös fluxusához, és ilyen módon meghatározták a koronggal övezett csillagok (*klasszikus T Tauri-csillagok*) helyét a  $(J - H)$ – $(H - K)$  kétszíndiagramon. A modell eredményei jól reprodukálták az ismert T Tauri-csillagok megfigyelt eloszlását. A 2.4 ábra mutatja a  $(J - H)$ – $(H - K)$  diagramon a különböző típusú csillagok elhelyezkedését.

A 2MASS és az IRAS adatokat kombinálva  $1,2$  és  $100\mu\text{m}$  között vizsgálhatjuk az égitestek  $\log \nu F_\nu = \log \lambda F_\lambda$  *spektrális energiaeloszlását* (az angol nyelvű irodalomban SED: spectral energy distribution):



**2.4 ábra:**  $(J - H)$ – $(H - K)$  diagram. A folytonos görbe a főszorozat, a pontozott vonal az óriáság helyét mutatja. A párhuzamos szaggatott vonalak között van az a tartomány, ahová a csillagközi vörösödés következtében kerülhetnek a főszorozati csillagok. A vörösödetlen klasszikus T Tauri-csillagok helyét jelzi a pontvonallal jelölt egyenes. A +-jelek az *RNO 7* fiatal nyílthalmaz területén található csillagokat – halmaztagokat és előtércsillagokat – mutatják (Kun et al. 2004).

A SED alakja lehetővé teszi a fiatal csillagok osztályozását kizárólag az infravörös adataik alapján. A SED  $1,0$ – $12 \mu\text{m}$  közötti változása,

$$\alpha = \frac{d \log(\lambda F(\lambda))}{d \log \lambda}$$

alapján három osztályba sorolták a kis tömegű fiatal objektumokat:

- I. osztály:  $\alpha > 0$  (beágyazott protocsillagok)
- II. osztály:  $-2 < \alpha < 0$  (klasszikus T Tauri-csillagok)
- III. osztály:  $\alpha < -2$  (egyéb főszorozat előtti csillagok).

Az I. osztályú protocsillagok behatóbb vizsgálata azt mutatja, hogy ezek az égitestek a fő akkréciós fázis végénél tartanak a fejlődésben: a központi csillag nagyobb tömegű, mint a cirkumsztelláris burok. Korábbi fejlődési szakaszok azonosítása alacsonyabb hőmérsékleteik következtében  $100 \mu\text{m}$  fölötti hullámhosszakon lehetséges. A kilencvenes években szubmilliméteres kontínuum-sugárzásuk alapján felfedezett *0. osztályú protocsillagok* (André et al. 1993) képviselik a csillagelőtti fejlődés fő akkréciós szakaszát.

### 2.2.3 A felhők és a csillagok kapcsolatának vizsgálata

Hogyan állapíthatjuk meg, hogy valamely T Tauri-csillag vagy infravörösforrás a körülötte látható felhőhöz tartozik? Általában feltételezzük, hogy csak egy csillagkeletkezési terület van egy adott irányban, és ha fiatal csillagot látunk azon a területen, akkor az az ott található felhőben született. Parallaxis- és sajátmozgásméréseket csak a legközelebbi csillagkeletkezési régiókban végeztek (Hartmann et al. 1991). A fiatal csillagok nem jó távolságindikátorok. Luminozitásukat azzal a feltetéssel határozzuk meg a mért fluxusokból, hogy az ilyen égitestek az irányukban látható felhő más módon meghatározott távolságában vannak. A főszorozat előtti csillagok luminozitásának és effektív hőmérsékletének változását a tömeg és a kor függvényében jó elméleti modellek írják le (pl. D’Antona & Mazzitelli 1994, Palla & Stahler 1999, Baraffe et al. 1998). E csillagok tömegét és korát a modellekkel összevetve az effektív hőmérséklet–bolometrikus luminozitás-diagramon (HRD-n) elfoglalt helyükből határozhatjuk meg. Mivel azonban a modellek konstans tömegű

objektumokkal számolnak, nem veszik figyelembe az akkréció hatását a fejlődési útvonalra, ami pedig a fősorozat előtti fejlődés elején fontos lehet. Minél fiatalabb csillagokról van szó, annál bizonytalanabbak a fejlődési modellekből kapott korok és tömegek (Baraffe et al. 2002). Kormeghatározásra alkalmas még a lítiumgyakorosság (Martín 1997) ilyen mérésre azonban nem volt lehetőségem.

A beágyazott protocsillagok tömegének meghatározására nincs megbízható módszer. A 0–I. osztályú objektumokat beágyazó burok optikailag vékony rétegeinek tömegét meg lehet mérni a távoli infravörös–szubmilliméteres emissziójukból. Az I. osztályú objektumok centrális csillagairól általában feltételezik, hogy a Hertzsprung–Russell-diagramon a *születési vonalon* vannak, ezért a tömegük és luminozitásuk közötti reláció ismert. Ilyen módon, feltéve, hogy a burok a centrális csillag elnyelt energiáját sugározza ki, a burok megfigyelhető luminozitásából becsülhető az újszülött csillag tömege. Korukat statisztikus vizsgálatok alapján lehet becsülni. Az 0. és I. osztályú protocsillagok élettartama rövid, mindössze néhányszor  $10^4$ , illetve  $10^5$  év. Ezek az objektumok képviselik a csillagkeletkezés korai fázisait.

### 2.3 A $H\alpha$ emissziós csillagok spektroszkópai vizsgálata

A molekulafelhők irányában látható T Tauri-jelöltek valódi természetének megállapítására optikai spektroszkópai megfigyelésekre van szükség, amelyekből egyértelműen meghatározható a csillagok színképtípusa, megállapítható a lítiumvonal jelenléte, és azonosíthatók a fősorozat előtti csillagokra jellemző fontosabb emissziós vonalak (pl. HeI, [OI], [SII]).

Eddig a L1251, L1333, L1219, L1340 és IC2118 csillagkeletkezési területek fiatal-csillag-jelöltjeiről sikerült közepes felbontású színképeket készítenem. A magas galaktikus szélességű molekulafelhők csillagainak spektroszkópai vizsgálatához a megfigyeléseket Eduardo Martín végezte 1993–1994-ben La Palma-n a 2,5 m-e Isaac Newton telescope-pal.

1993-ban a United Kingdom Schmidt Telescope *FLAIR* (Fiber Linked Array Image Reformatter) spektrográfjára kaptunk megfigyelési időt Timo Prustival az IC 2118 Pizskéstetőn megfigyelt  $H\alpha$  emissziós csillagainak spektroszkópiájára. Ezzel a műszerrel a Schmidt-távcső teljes  $6^\circ \times 6^\circ$  látómezején belül egyszerre 92 csillag színképét lehetett észlelni. A spektroszkópai észlelésekhez egy fotografikus felvétel alapján készült maszkra volt szükség, amelyen a csillagok helyén levő lyukaktól optikai szálak vezettek a spektrográfhoz. A felvételeket 1993. decemberében a szolgálatban levő rezidens csillagász végezte el.

A *FLAIR* spektrográffal két különböző diszperziójú felvétel készült. A 300 B rács a 3800–6600 Å hullámhosszak között 4,8 Å/pixel felbontással, míg az 1200 R rács 6200–6800 között 0,35 Å/pixel felbontással képezte le a csillagok spektrumát. A CCD érzékenysége 5000 Å alatt nagyon alacsony volt, ezért a színképek kék oldalát (nagyjából a  $H\beta$ -nál rövidebb hullámhosszakot) nem lehetett használni. A hullámhosszalibráláshoz héliumlámpa-spektrumok, standard képredukáláshoz pedig a szükséges segédképek (flatfield, bias) készültek. Az égi háttér színképét a látómező hét pontján vették fel, az ezekből átlagolt színképet vontam le minden csillag egydimenziós spektrumából. Ez az eljárás bizonytalaná teszi azoknak a vonalaknak a kiértékelését, amelyek a háttérben is ott vannak (NaI,  $H\alpha$  [OI]). Ez az optikai szállal vezetett spekt-

roszkópia hátránya a rés-spektroszkópiához képest, ahol minden csillag színekéből a közvetlenül a csillag melletti égi háttérrel vonjuk le, Az egydimenziós, hullámhosszra kalibrált színeképeket az IRAF 'dofibers' programcsomagjával állítottam elő. Mivel a megfigyelések rossz időjárási körülmények között készültek, a legtöbb nagy felbontású színekép jel/zaj-viszonya alacsony volt.

1999 augusztusában a Calar Alto Observatory 2,2m-es teleszkópjával észleltem a L1251, L1219 és L1340 csillagait. A CAFOS (Calar Alto Faint Object Spectrograph) G-100 diszperziós eleme az optikai színekép 4800–8100 Å közötti szakaszát képezi le a CCD-kamera 2048 pixelére. A diszperzió 2,12 Å/pixel. A pixelekhez tartozó hullámhosszak megállapításához hélium- és neonlámpa spektrumát észleltem minden felvétel előtt és után. A 14–15 magnitúdós csillagok színeképeire az expozíciós idő 20–30 perc volt. Ismert, G–M színeképtípusú csillagokat észleltem minden éjjel a spektrálklasszifikáció kalibrálása céljából.

2000 januárjában pedig La Palman a 2,5 m-es Nordic Optical Telescope ALFOSC (Andalucia Faint Object Spectrograph and Camera) spektrográfjával készítettem színeképfelvételeket az IC2118 és a L1333 csillagairól. A *grism 8* diszperziós elem 5825–8350 Å hullámhossztartományt 1,5 Å/pixel diszperzióval képezte le. A 13–15 magnitúdós csillagokról 15–20 perces expozíciós idővel készítettem felvételeket. A hullámhossz kalibrálásához hélium–neon lámpaszíneképeket vettem fel minden felvétel előtt és után, és spektrálklasszifikációs célokra ismert színeképtípusú csillagok spektrumait is észleltem.

A képeket az IRAF programcsomag segítségével dolgoztam fel. A bias és flatfield-korrektúrák és a kozmikusugárzás-beütések eltávolítása után az 'apextract' feladatsorral egydimenziós színeképeket emeltem ki, amelyekből kivontam az égi háttér spektrumát, majd a 'onedspec' feladatsor programjaival hullámhosszra kalibráltam és a kontínuumra normalizáltam a spektrumokat és mind az ismert színeképtípusú standardok, mind a T Tauri-jelöltek normált spektrumain megmértem a színeképosztályozáshoz használandó struktúrákat.

A *színeképtípusok* rendszere azokban az időkben alakult ki, amikor a fotografikus technika a spektrum kék hullámhossztartományának észlelését tette lehetővé. A Morgan–Keenan-féle osztályozás, a színeképtípusok definíciója a fotólemezek hagyományos érzékenységi tartományába eső vonalakra és sávokra épül. Mivel a CCD-detektorok a kékben általában kevésbé érzékenyek, az 1990-es években ki kellett terjeszteni a színeképosztályozást az új detektorok vörös és közeli infravörös (6000–9000 Å) érzékenységi tartományára.

A késői típusú csillagok színeképosztályozásának rendszerét a 6300–9000 Å hullámhossztartomány alapján Kirkpatrick és munkatársai (1991) dolgozták ki. Ezt további kritériumokkal egészítették ki Martín és Kun (1996), valamint Preibisch et al. (2001) munkái. A klasszifikációs kritériumokat a mért standard csillagokkal kalibrálva meghatároztam a H $\alpha$  emissziós csillagok színeképtípusait. A klasszikus T Tauri-csillagok emissziós vonalai miatt néhány kritérium használhatatlan (részletesebben ld. Kun et al. 2004a).

## 2.4 Csillagképző felhők fizikai tulajdonságainak meghatározása

### 2.4.1 A felhők vizsgálata a por termikus sugárzása alapján

A csillagok a molekulafelhők legsűrűbb tartományaiban keletkeznek. Ezek a tartományok általában kis kiterjedésűek (0,01–0,1 pc), hidegek ( $T_{\text{kin}} \sim 10$  K), és térfogati sűrűségük  $n > 10^4$  molekula/cm<sup>3</sup>. Mivel a por/gáz arányt nagyjából állandónak tekintik a Galaxis különböző régióiban, a sűrű felhőmagok a por termikus sugárzását feltérképező IRAS képeken is feltűnőek. A Cepheus flare óriás molekulafelhő területén az IRAS adatok felhasználásával azonosítottam a por legsűrűbb tartományait. Az égbolt kiterjedt távoli infravörös sugárzását a  $12,5^\circ \times 12,5^\circ$ -os területeket tartalmazó *ISSA (IRAS Sky Survey Atlas)* képeken publikálták (Wheelock et al.). A 60 és a 100 mikrométeres adatokból a képek minden pontján meghatározható a por hőmérséklete, ha feltételezzük, hogy:

- a) a 60 és 100  $\mu\text{m}$ -es sugárzást ugyanazok a porszemcsék bocsátják ki;
- b) a por nem tökéletes feketetestként sugároz, hanem emisszióképessége a frekvencia hatványfüggvénye,  $Q(\nu) \propto \nu^\beta$ . A  $\lambda < 200 \mu\text{m}$  hullámhosszakra a kitevő empirikus értéke  $\beta = 1$  (Hildebrand 1983).

A porhőmérséklet tehát:

$$T_d = \frac{h(\nu_2 - \nu_1)/k}{\ln\left(\frac{F(\nu_1)}{F(\nu_2)}\right) - (\beta + 3) \ln\left(\frac{\nu_1}{\nu_2}\right)}.$$

Ezután a hőmérséklet ismeretében elvégzendő a fluxusértékek színkorrekciója, majd feltéve, hogy a por hőmérséklete a látóirány mentén állandó, a sugárzási energiatranszport egyenletéből:

$$F_\nu = B_\nu(T)(1 - e^{-\tau_\nu})$$

a színkorrekcióval módosított  $F_{100}$  fluxusból meghatározható a por optikai mélysége 100  $\mu\text{m}$ -en. Mivel a por 100  $\mu\text{m}$ -en optikailag vékony ( $\tau_d(100) < 10^{-4}$ ), az optikai mélység:

$$\tau_d(100) = F_{100}/B_{100}(T_d),$$

ahol  $B_{100}(T_d)$  a  $T_d$  hőmérsékletű Planck-függvény értéke 100  $\mu\text{m}$ -nél. Mivel  $\tau_d \propto N_d$ , ahol  $N_d$  a por oszlopsűrűsége, a fenti módszerrel létrehozott  $\tau_d(100)$  képek a por eloszlását mutatják, kivéve azokat a pixeleket, amelyeknél a látóirány mentén változó a porhőmérséklet (beágyazott csillagok pozíciói).

$\tau_d(100)$  maximumai kijelölik a felhők azon sűrű magjait, amelyekben nincs beágyazott csillag. Mivel  $\tau_\nu = 4\pi a^2 N_d Q_{\text{abs}}(\nu)$ , ahol  $N_d$  a porszemcsék száma a látóirányban,  $a$  a szemcsék sugara, és  $Q_{\text{abs}}$  az abszorpciós hatáskeresztmetszetük,  $\tau_d(100)$  méréséből meghatározható az  $N_d$  oszlopsűrűség, ha ismerjük az  $a$  és  $Q_{\text{abs}}$  értékeket. E mennyiség meghatározására az irodalomban több példa is található (pl. Hildebrand 1983, Emerson 1988). Az  $N_d$  értékeket a felhő területére összegezve meghatározható a felhőben található por tömege is, ebből pedig a por/gáz-arány ismeretében a felhő teljes tömege. Ennél a lépésnél figyelembe kell venni, hogy 100  $\mu\text{m}$ -en a 20 K-nél alacsonyabb hőmérsékletű pornak csak kis része észlelhető. Efféle

vizsgálatokra a  $100\mu\text{m}$ -nél hosszabb hullámhosszak alkalmasabbak (pl. az *ISOPHOT* mérései), de ilyenekből sajnos kevés van. A  $100\mu\text{m}$ -es optikaimélység-képek általában nagyon hasonlítanak a felhők szénmonoxid-térképeihez. A  $^{13}\text{CO}$  integrált intenzitás és  $\tau_d(100)$  között fennálló arányosságot több csillagkeletkezési területen megvizsgálták már (pl. Langer et al. 1989, Snell et al. 1989). A két mennyiség mindenütt egyenesen arányos egymással, de az arányossági tényező a felhők hőmérsékletétől függ.

A módszer használhatóságát az az egyre több megfigyeléssel alátámasztott tény korlátozza, hogy a por fizikai tulajdonságai, összetétele, emisszióképessége nem egyforma a csillagközi sugárzási térnek különböző mértékben kitett tartományokban (pl. Laureijs et al. 1991, del Burgo et al. 2003). Fontos (de főleg nagy területeken bizonytalanul megoldható) a képekről a háttér megfelelő levonása, mivel a felhők külső, melegebb rétegei más összetételűek, mint a hidegebb és sűrűbb belső tartományok, emisszivitásuk tehát eltérő lehet. A molekuláris rádiótérképekhez hasonlóan a  $\tau_d$  térképek is csak korlátozott sűrűség-intervallumban használhatók.

### 2.4.2 A vizuális extinkció mint a felhők nyomjelzője

A csillagok száma az ég adott méretű területén adott magnitúdóhatárig a csillagközi extinkció, azaz a látóirányban található por oszlopsűrűségének nyomjelzője. A csillagközi felhők feltérképezésének módszerét a csillagszámok vizsgálata alapján Dickman (1978) írta le először. Az  $(x,y)$  pont  $dx, dy$  méretű környezetében a  $V$  színben mért  $N_V(x, y)$  csillagszám és az  $A_V(x, y)$  extinkció közötti összefüggés:

$$A_V(x, y) = \frac{1}{c_V} \log \left[ \frac{N_{V,ref}}{N_V(x, y)} \right],$$

ahol  $N_{V,ref}$  a csillagok száma egy extinciómentes, a vizsgálandó területhez közeli helyen, és  $c_V$  az  $N_{V,ref}$  egyenes iránytangense.

A *Palomar Observatory Sky Survey* fotografikus anyagának digitalizálása, majd a *2MASS All Sky Survey* megjelenése új távlatokat nyitott e módszer előtt (pl. Cambrésy 1999; Lombardi & Alves 2001). A Lynds 1340 molekulafelhő szerkezetének vizsgálata céljából a *Digitized Sky Survey* alapján készített, nagyjából 20 magnitúdóig teljes *US Naval Observatory (USNO) Catalog R* magnitúdói alapján készítettem extinkciós térképet. A csillagokat  $3'$  átmérőjű kör alakú 'pixeleken' számoltam meg, és a köröket  $0,5'$ -es rácson helyeztem el. Ez a módszer nagyjából 6 magnitúdós extinkcióig használható. A kapott extinkciós térkép szerkezete hasonló a  $^{13}\text{CO}$  térképéhez, azaz a különbséggel, hogy az  $A_V$  a por teljes oszlopsűrűségét mutatja az adott pixel irányában, míg a  $^{13}\text{CO}$  vonal csak egy küszöbsűrűség fölött gerjesztődik. A két kép közötti különbség azokat a látóirányokat hangsúlyozza ki, amelyek mentén sok anyag van, de kisebb térbeli sűrűséggel.

### 2.4.3 Molekulafelhők fizikai tulajdonságainak meghatározása rádiócsillagászati megfigyelésekkel

A sötét felhő és a molekulafelhő ugyanannak az objektumnak kétféle megjelenési formája. A csillagközi felhők tömegének csak mintegy 1%-a por, a többi molekuláris gáz, elsősorban hidrogén. A molekuláris gáz legjobb nyomjelzői a szénmonoxid-molekula különböző izotópjai ( $^{12}\text{C}^{16}\text{O}$  vagy egyszerűen  $\text{CO}$ ,  $^{13}\text{C}^{16}\text{O}$  vagy  $^{13}\text{CO}$ , és

$^{12}\text{C}^{18}\text{O}$  azaz  $\text{C}^{18}\text{O}$  a leggyakoribbak). Az általam vizsgált csillagkeletkezési területek egy részénél publikált szénmonoxid-térképek teszik lehetővé a felhők és a fiatal csillagok viszonyának vizsgálatát (pl. Cepheus flare; Yonekura et al. 1997). Több esetben egy cikkben publikáltuk japán munkatársaimmal a felhők szénmonoxid-térképeit és a bennük született csillagok adatait (L 694, IC 2118, L 1333, L 1340). Ezekben az esetekben a szénmonoxid-vizsgálatokat többnyire a japán szerzők végezték. Saját rádiócsillagászati méréseimen és adatfeldolgozásaimon alapul a L 1340 sűrű magjainak vizsgálata.

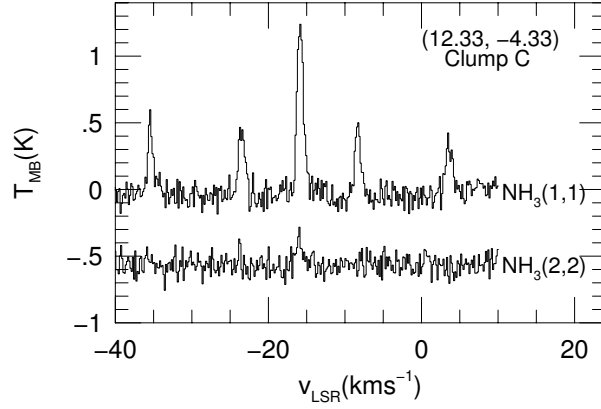
A molekuláris rádiócsillagászati adatok feldolgozásához és értelmezéséhez első lépésként az optikai csillagászatétól nagyon különböző terminológiával kellett megismerkedni. Érdemes röviden sorra venni a leggyakrabban előforduló fogalmakat.

A rádiócsillagászati spektrum a megfigyelt molekuláris energiaszint-változás során keletkező emissziós vonal, amelynek alakja, szélessége, centrális frekvenciája a kibocsátó molekulák radiális sebesség-eloszlásától függ. Mivel a vonal nyugalmi frekvenciája ismert, a spektrum ábrázolásánál frekvencia helyett a radiális sebesség van a vízszintes tengelyen. A sugárzás intenzitását a  $T_B$  fényességi hőmérséklet méri: annak a feketetestnek a hőmérséklete, amely a vonal frekvenciáján a forrásával megegyező intenzitással sugároz. Adott mérési pontban az integrált intenzitás, azaz az egész vonalra integrált fényességi hőmérséklet jellemzi a forrás erősségét. Ha az átmenet optikailag vékony, az integrált intenzitásból meghatározható a látóirányban található molekulák száma, az oszlopsűrűség. A kiterjedt rádiósugárzó objektumok, például a molekulafelhők szögmeretének meghatározására kétféle módszert használnak. Az egyik a mérőrendszer érzékenységétől függő  $3\sigma$ -méret, amely minden szignifikáns mért pontot tartalmaz, a másik a félmaximum-méret, amelynél a legkülső kontúr a maximális intenzitás felénél van. Ez utóbbiból kimarad a felhők területének jelentős része, viszont alkalmas különböző műszerekkel kapott eredmények összehasonlítására. A felhők lineáris méreteit a  $3\sigma$  vagy félmaximum-kontúron belüli területből határozzák meg.

Az optikai csillagászatától eltérően a rádiócsillagászati képek mindig „életlenek”. Adott pontban mért integrált intenzitás a rádióteleszkóp  $\sim \lambda/D$  szélességű nyalábján belüli teljes térrész sugárzását tartalmazza. Ezért a mérésekből meghatározott méreteket korrigálni kell a nyaláb félértékszélességére (HPBW). Tehát ha a forrás félmaximum-kontúrján belüli terület  $A_{1/2}$ , a rádióforrás valódi mérete:  $R_{1/2} = [A_{1/2}/\pi - (\text{HPBW}/2)^2]^{1/2}$ . Amennyiben ismerjük a forrás távolságát, a szögmeretek fizikai méretekké konvertálhatók.

Az ammóniamolekula 1,3 cm-es ( $\nu = 23,7$  GHz frekvenciájú) inverziós átmenete akkor jön létre, ha a nitrogénatom kvantummechanikai alagúteffektussal átmegy a hidrogénatomok síkján. Az átmenet pontos energiája az egyes atomok spinjeinek összegétől függ, ezért a vonal több hiperfinom komponensre hasad fel (2.5 ábra). Az inverziós átmenet frekvenciája függ attól is, hogy a molekula milyen rotációs energiaszinten van. Mivel a hideg csillagközi gázban a legtöbb molekula a legalsó,  $(J,K)=(1,1)$  és  $(2,2)$  rotációs energiaszinteken van, az  $\text{NH}_3(1,1)$  és  $(2,2)$  a legerősebb vonalak.

A  $(2,2)$  és  $(1,1)$  vonal intenzitásarányából meghatározható az ammónia *rotációs hőmérséklete*, amely szoros kapcsolatban van a kinetikus hőmérséklettel (Walmsley & Ungerechts 1983). Azokban a pontokban, ahol az  $(1,1)$  vonal hiperfinom komponenseinek jel/zaj viszonya magas, a  $T_B(1,1)$  fényességi hőmérsékletéből



**2.5 ábra:**  $\text{NH}_3(1,1)$  és  $\text{NH}_3(2,2)$  spektrum a L 1340 C egy pontján.

meghatározható az inverziós átmenet  $T_{\text{ex}}$  gerjesztési hőmérséklete és az (1,1) szinten levő gáz  $N(\text{NH}_3(1,1))$  oszlopsűrűsége, ez utóbbiból pedig kiszámolható a teljes ammónia-oszlopsűrűség. Az  $N(\text{H}_2)$  hidrogén-oszlopsűrűség egyrészt a standard  $\text{NH}_3/\text{H}_2 = n(\text{NH}_3)/n(\text{H}_2) = 3 \times 10^{-8}$  arányból (Bergin & Langer 1997), másrészt, mivel az átmenetet a hidrogénmolekulákkal való ütközések gerjesztik, közvetlenül a  $T_{\text{ex}}$  gerjesztési hőmérsékletből becsülhető azokban a pontokban, ahol  $T_{\text{ex}}$  meghatározható (Ho & Townes 1983).

#### *Az ammóniamagok fizikai tulajdonságainak meghatározása*

Az  $\text{NH}_3(1,1)$  integrált intenzitások eloszlásában megfigyelhető maximumok definiálják a felhő sűrű ammóniamagjainak pozícióit. A magokat a legkisebb szignifikáns ( $3\sigma$ ) integráltintenzitás-kontúrral definiáltam. Ha egy zárt kontúron belül több csúcs van, akkor tekintem őket külön magoknak, ha egymástól a félmaximum szintje alatt különülnek el.

Az ammóniamagok legfontosabb meghatározható tulajdonságai a következők:

*Félmaximum rádiusz:*  $R_{1/2} = [A_{1/2}/\pi - (\text{HPBW}/2)^2]^{1/2}$ , ahol  $A_{1/2}$  a mag területe az integráltintenzitás-térkép félmaximum-kontúráján belül.

*Kinetikus hőmérséklet:* Mivel a (2,2) vonal nagyon gyenge, a kinetikus hőmérséklet meghatározásához a magon belül összeadtam a (2,2) és (1,1) spektrumokat, és az összegből határoztam meg  $T_{\text{k}}$  értékét az adott magra.

*Nemtermikus vonalszélesség:*  $\Delta v_{\text{NT}}^2 = \Delta v_{\text{obs}}^2 - 8 \ln 2kT_{\text{k}}/m_{\text{obs}}$ , ahol  $m_{\text{obs}} = 17 m_{\text{H}}$ , az ammónia-molekula tömege.

*Hidrogén-oszlopsűrűség:*  $N(\text{H}_2)$  értékét azzal a feltevessel határoztam meg, hogy  $\text{NH}_3/\text{H}_2 = n(\text{NH}_3)/n(\text{H}_2) = 3 \times 10^{-8}$ . Ez a feltevés összhangban van mind az elméletekkel, mind a megfigyelésekkel, noha az ammónia/hidrogén arány nagyon változó lehet (Bergin & Langer 1997). A felhő azon pozícióiban, ahol mind  $T_{\text{k}}$ , mind  $T_{\text{ex}}$  ismert,  $n(\text{H}_2)$  értékét az ammónia-gyakoriságtól függetlenül is meghatározhatjuk (Ho & Townes 1986). Ezek a mérési pontok lehetővé teszik az elfogadott  $\text{NH}_3/\text{H}_2$  érték ellenőrzését, adott geometria mellett.

*Tömeg:* A magok tömegét azokhoz a pontokhoz tartozó  $N(\text{H}_2)dxdy$  elemi tömegek összegzésével határoztam meg, amelyekre  $N(\text{NH}_3) \geq 1.2 \times 10^{14} \text{ cm}^{-2}$ . Ez a legtöbb mag



esetében a legalacsonyabb zárt kontúr az oszlopsűrűség-térképen.  $dxdy$  a rácsméretnek megfelelő terület a felhő távolságában. A hélium 20% többletet ad az így meghatározott hidrogéntömeghez.

*Stabilitás:* A felhők dinamikai állapotának becslésénél figyelembe kell venni a gravitációs energiát, a termikus és nemtermikus kinetikus energiát, valamint a magokon kívüli molekulafelhőből a magokra nehezedő külső nyomást. A külső nyomás a publikált szénmonoxid-adatokból határozható meg (Bertoldi & McKee 1992):  $P_{\text{ext}}/k \approx 1.4(M/M_{\odot})^2(R/\text{pc})^{-4}$ . A magok *kritikus Bonnor–Ebert-tömege* (McKee 1999):  $M_{\text{BE}} = 1.18 \sigma^4 / (G^3 P_{\text{ext}})^{1/2}$ , ahol  $\sigma^2 = \Delta v^2 / 8 \ln 2$ , és  $G$  a gravitációs állandó. Az  $M_{\text{BE}}$ -nél nagyobb tömegű felhők az adott külső nyomás jelenlétében nem lehetnek stabilak: csillagokká fognak zuhanni.

#### 2.4.4 A csillagkeletkezési régiók nagyléptékű környezetének vizsgálata

A molekulafelhők csillagképző tulajdonságai jelentős mértékben függenek az óriás molekulafelhők galaktikus környezetétől. A legújabb elméleti modellek szerint a csillagkeletkezést kormányzó csillagközi turbulencia karakterisztikus paraméterei – hullámszám, kinetikusenergia-sűrűség – (pl. Mac Low 1999, Klessen et al. 2000) a turbulencia gerjesztésének módjától függenek. A csillagkeletkezési folyamat megértéséhez hasznos információkat adhat a molekulafelhőket beágyazó ritkább közeg vizsgálata. Lehetséges ez az IRAS képek, a por nagyléptékű szerkezetének vizsgálatával (pl. Kun M., Balázs L.G. & Tóth I. 1987; Kiss Cs., Moór A. & Tóth L. V. 2004), és az 1990-es évek közepétől a semleges hidrogén vizsgálatával a publikus *Leiden–Dwingeloo HI-felmérés* adatai alapján. Mivel a HI-adatok radiális sebességeket is tartalmaznak, segítségükkel megbízhatóbban elkülöníthetők a különböző intersztelláris struktúrák.

A Leiden–Dwingeloo HI-felmérés szögfelbotása  $0,6^\circ$ , sebességfelbontása pedig  $1,03 \text{ km s}^{-1}$ . A HI-oszlopsűrűségeket első közelítésben megbecsülhetjük az integrált intenzitásból, azzal a feltételezéssel, hogy a sugárzás optikailag vékony:

$$N(\text{HI}) = 1.8224 \times 10^{18} \int T_b dv \text{cm}^{-2} (\text{K kms}^{-1})^{-1}$$

(Rohlfs & Wilson 2000). A HI-gáz eloszlásának vizsgálata munkám során különösen a L 1340 és az IC 2118 környezetének megismerésében volt hasznos.





## 3. A Cepheus flare óriás molekulafelhő-együttes

### 3.1. A Cepheus flare távolsága

#### 3.1.1 Felhőtávolságok meghatározása Wolf-diagramok segítségével

A Cepheus flare molekulafelhőinek átlagos távolságát a mezőcsillagok távolságmodulusainak kumulatív eloszlásából határoztam meg (Kun 1998). Erre a célra a felhők mintegy 200 négyzetfok területéről objektívprizmás színeképfelvételeket készítettem spektrálklasszifikáció céljára. Az objektívprizmás színeképosztályokból határoztam meg a csillagok abszolút magnitúdóit.

A megfigyeléseket 1986 és 1996 között végeztem. A terület lefedése a 3.1 ábrán látható. Minden részterületről legalább három felvételt készítettem, egyet rövidebb (8 perc) és kettőt hosszabb (36–45 perc) expozícióval a különböző fényességű csillagok színeképtípusainak meghatározására. A felvételek Kodak IIa-O, 103a-O és ORWO ZU emulziókra készültek. A színeképeket vizuálisan osztályoztam, a kivetített lemezek többszöri átvizsgálásával, Seitter (1975) kritériumai alapján. A spektrálklasszifikáció határmagnitúdója kb.  $V = 12,5$  mag. Több mint 3000, F8-nál nem későbbi típusú csillag színeképtípusát határoztam meg átlagosan  $\pm 1$  alosztály pontossággal. Az egyes színeképosztályoknak megfelelő abszolút magnitúdókat Wainscoat et al. (1992) forrástáblázatából vettem. Az  $y = V - M_V$  távolságmodulusokat a *Guide Star Catalog* (Lasker et al. 1990)  $V$  magnitúdóival határoztam meg.

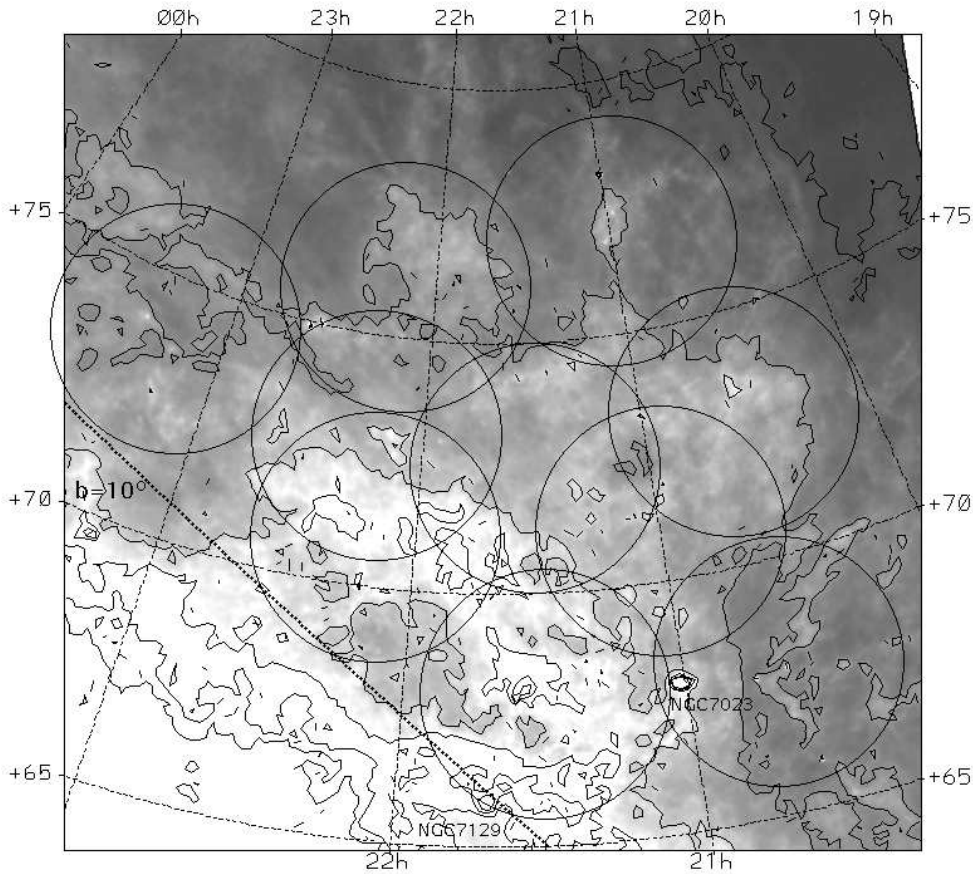
A kapott Wolf-diagramok a 3.2a–d ábrákon láthatók. Az egyes lemezekkel lefedett területek Wolf-diagramjainak vizsgálata azt mutatta, hogy a felhőkomplexum zöme 300 és 500 parszek távolságok közt van, és felfedte azt is, hogy a felhőtávolságok függnek a galaktikus szélességtől. Ezért a 3.2a–d ábrákon a Wolf-diagramokat a következő szélesség-intervallumokra rajzoltam fel:  $+11^\circ \leq b < +13^\circ$ ,  $+13^\circ \leq b < +15^\circ$ ,  $+15^\circ \leq b < +17^\circ$ , és  $+17^\circ \leq b < +19^\circ$ . Külön ábrára került a Lynds 1228, a terület legmagasabb galaktikus szélességű felhője ( $b = 21^\circ$ ), és a L 1259–L 1262, amelyek kívül vannak a felhőkomplexum fő részén.

Az egyes diagramok alakja azt sugallja, hogy minden látóirányban több fényelnyelő réteg van. Az egyes részterületek főbb jellemzői a következők:

- a) A legalacsonyabb szélességeknél ( $+11^\circ$ – $+13^\circ$ ) nincs extinkció 300 pc alatt. A csillagok eloszlása ennél a távolságnál kezd eltérni a referenciagörbétől. Az extinkció 400 pc-nél még mindössze 0,5 mag. 450 pc-nél ér véget az első jelentős felhőréteg, és 600 pc körül kezdődik a következő. A magnitúdóhatár nem teszi lehetővé, hogy ezt a felhőt ezzel a módszerrel teljes kiterjedésében felmérjük. E terület alacsony galaktikus szélességű határánál ( $\approx +10^\circ$ ) nagyobb távolságokban a Cepheus OB2 asszociáció külső tartományai – a Cepheus-buborék (Kun, Balázs & Tóth 1987) – található. A Cepheus OB2 átlagos távolsága a korai csillagok spektroszkópiái parallaxisaiból 800 pc (Simonson 1968). Ezzel szemben a Hipparcos mérései 600 pc távolságot adnak. Valószínű, hogy a Wolf-diagram távolabbi extinkciós rétege a Cep OB2 hozzánk közelebbi szélének felel meg.
- b)  $b \sim +13^\circ$ -nál az A7–F5 típusú csillagok 280 pc-nél térnek el jelentősen a referenciagörbétől. 320 pc-nél mindkét görbe  $\sim 0,6$  mag extinkciót mutat. 320 és 400 pc között nem nő az extinkció. A B5–A7 csillagok eloszlása újabb extinkciós

réteget mutat 400 pc-vel kezdődően. Az előző tartománnyal összehasonlítva új szereplő a 300 pc körül megjelenő felhőréteg, míg a távolabbi komponens az alacsonyabb szélességeken is látható felhőréteg folytatása.

- c) A  $+15^\circ \leq b < +17^\circ$  szélességtartományban megjelenik egy felhőréteg 200 pc körül. Jelen van a 300 pc-es komponens is, és a távolabbi, 400 pc körüli is. Az erős extinkció miatt alacsonyabb a távolsághatár ezen a területen, ezért ennek a felhőnek már nem látszik a túlsó széle. A három különböző felhőrétegtől származó teljes extinkció (az észlelt és a referenciagörbe távolsága a magnitúdóhatárnál) kb. 2 magnitúdó ezen a területen.
- d) A  $+17^\circ \leq b < +19^\circ$  tartományban 200 és 300 pc-nél találunk sötét felhőket. 330 pc-en túl nem látszik további fényelnyelő anyag.



**3.1 ábra:** A Cepheus flare négy ISSA képből összeillesztett  $100\mu\text{m}$ -es IRAS képe, egyenlítői koordináta-rendszerben. A legkülső kontúr  $4 \text{ MJy sr}^{-1}$  intenzitásnak felel meg, és a kontúrok közötti szintkülönbség  $9 \text{ MJy sr}^{-1}$ . A körök az objektívprizmás megfigyelésekkel lefedett területeket jelzik.

A Cepheus flare nagy összefüggő felhőzetén kívül található két ismert csillagképző sötét felhő, a L1259/L1262 és a L1228. Mindkét felhő tartalmaz egy-egy sűrű magot I. osztályú protocsillaggal és molekuláris kifújással (Bally et al. 1995, Parker et al.

1988). E felhők távolságának meghatározására a következő területeken vizsgáltam meg a Wolf-diagramok alakját:

$$\text{L1228} : 109^\circ \leq l \leq 114^\circ, +19^\circ \leq b \leq +22^\circ.$$

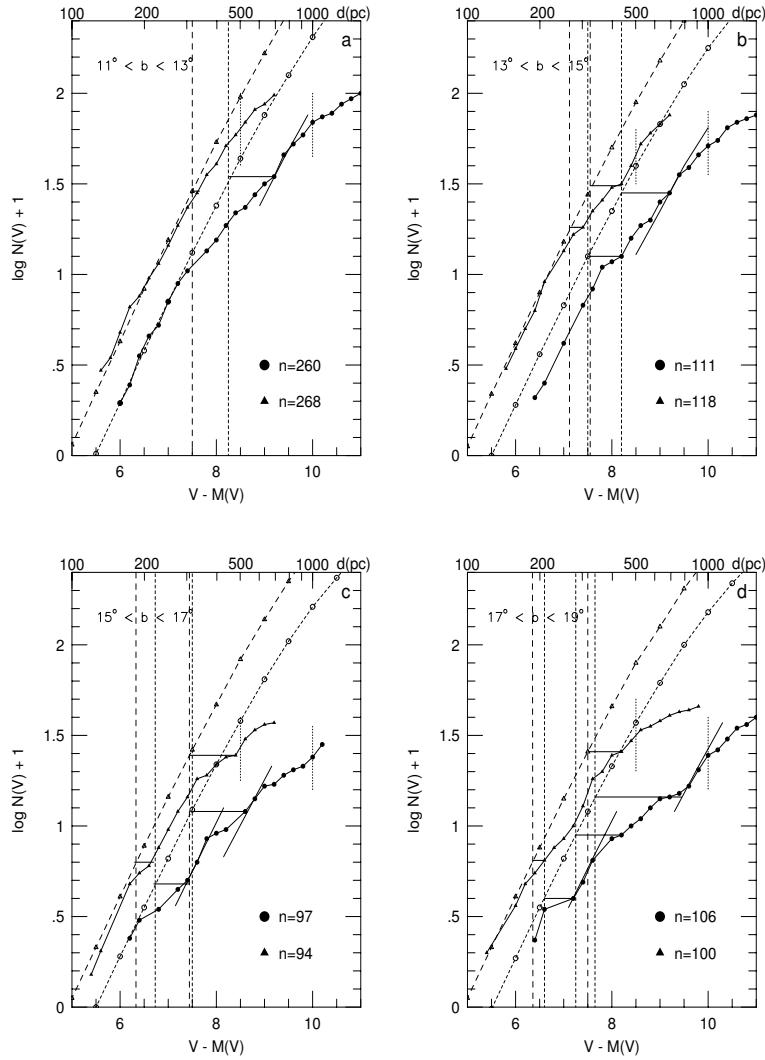
$$\text{L1262} : 115^\circ \leq l \leq 118^\circ, +10^\circ \leq b \leq +14^\circ.$$

Ezek a területek jóval nagyobbak, mint a vizsgálandó sötét felhők. Valójában azonban a kis, sötét felhőknek általában átlátszóbb, ritkább, kiterjedt külső tartományaik vannak. A felhők látható területein kívüli csillagokat is ábrázolva a Wolf-diagramon ezeket a külső tartományokat vizsgáljuk. Az eredmények a 3.3 ábrán láthatók.

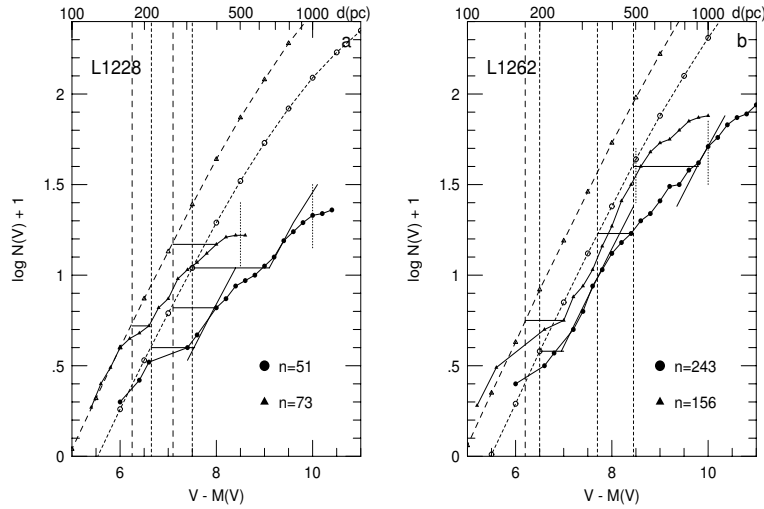
A L1228-at tartalmazó területen az alacsonyabb szélességeken kimutatott felhők közül a 200 pc-re és 300 pc-re levő komponens ismerhető fel. 320 pc-en túl nincs extinkció a távolsághatárig,  $\approx 400$  pc-ig. A magas galaktikus szélesség és a közeli felhők miatt kevés a csillag ezen a területen, ezért a diagramok alakját statisztikus hibák is torzítják. Mindkét színeképcsoport azt mutatja, hogy  $\sim 250$  pc-nél a területre átlagolt extinkció kb. 0,9 mag. Valószínűbb, hogy a L1228 a közelebbi extinkciós réteghez tartozik. Ogura és Sato (1990) nagyszámú  $H\alpha$  emissziós csillagot talált a L1228 sötét felhőt magában foglaló több négyzetfoknyi területen. Ha ezek kis tömegű fősorozat előtti csillagok, sokkal kevesebb várható belőlük, ha nagyobb távolságban és egy előtérfelhő mögött vannak. Mivel másik sötét felhő nincs a  $H\alpha$  emissziós csillagok látóirányában, a csillagok csak a L1228-ban keletkezhetnek. A L1228 legvalószínűbb távolsága 200 pc.

A L1259/L1262 területén mindkét diagram mutat egy közeli felhőréteget 180 pc-nél és egy másikat 370 pc körül. A kisebb távolság mellett szól az AS 507 T Tauri típusú csillag jelenléte a felhőben. Az AS 507 G5 V típusú csillag, és látszó fényessége 9,5 mag (Chugainov et al. 1995). Ha ez a csillag 370 pc-re van tőlünk, akkor abszolút magnitúdója (előtér-extinkció nélkül)  $M_V \approx 1,5$  mag. Ezzel a luminozitással a csillag magasan a HRD születési vonala (Palla & Stahler 1999) fölött lenne, ahol nincsenek fősorozat előtti csillagok. Az AS 507 megfigyelt tulajdonságai csak a kisebb távolsággal egyeztethetők össze.

A Wolf-diagramok tehát azt mutatják, hogy a csillagközi anyag a Cepheus flare térségében három jellegzetes távolságban: 200, 300 és 450 pc-nél sűrűsödik.  $b < 15^\circ$  szélességeknél a diagramok egy még távolabbi, 500–600 pc körüli felhőréteg létét is sugallják. Ennek távolsága azonban nem határozható meg megbízhatóan ebből a megfigyelési anyagból. Ez azt jelenti, hogy a Cepheus csillagkép magas galaktikus szélességű ( $b > +10^\circ$ ) tartományában a molekuláris gáz különböző távolságú, részben egymásra vetülő felhőkből áll. A legtávolabbi felhőkomponenst is tartalmazó  $12^\circ < b < 15^\circ$  tartomány egy feltűnően fényes gerincként jelenik meg az IRAS 100  $\mu\text{m}$ -es képen (3.1 ábra). Ez a felhőkomplexum társul a Cepheus R2 asszociáció reflexiós ködökbe ágyazott B és A típusú csillagaihoz. Simonson és van Someren Greve (1976) hasonló alakzatot talált a HI eloszlásában  $v_{\text{LSR}} = -8,8 \pm 3,9 \text{ km s}^{-1}$  radiális sebességnél. Szerintük ez az alakzat egy galaktikus lökésfront része  $d \approx 400$  pc távolságban tőlünk. A Wolf-diagramok két fényelnyelő réteget mutatnak ebben a szélességtartományban, és a  $^{13}\text{CO}$  felhők két jellegzetes radiális sebességű csoportot alkotnak (Yonekura et al. 1997):  $v_{\text{LSR}} = -9,0$  és  $+5 \text{ km s}^{-1}$  körül. Ezek az eredmények azt sugallják, hogy a két extinkciós réteg valószínűleg a két radiális sebesség-komponensnek felel meg. Ezzel szem-



**3.2 ábra:** A Wolf-diagramok a Cepheus flare különböző galaktikus szélességű tartományaira. A vízszintes tengelyen a  $V - M(V)$  távolságmodulus van, a függőlegesen az 1 négyzetfok területre jutó,  $V - M(V)$ -nél kisebb távolságmodulusú csillagok száma logaritmikus skálán. A pontok a  $-1,0 \leq M_V \leq 2,0$  abszolút magnitúdójú (B5–A5 színképtípusú) csillagokat mutatják, a háromszögek a  $-2,0 \leq M_V \leq 3,5$  abszolút magnitúdójúakat (A6–F8 típusok). A hasonló szimbólumokkal jelölt szaggatott vonalak az extinkciómentes referenciagörbéket mutatják az ugyanolyan abszolút magnitúdójú csillagokra. A felső vízszintes tengelyeken jelölt távolságok az alsón jelölt távolságmodulusoknak felelnek meg ezeken a referenciagörbéken. A pontozott függőleges vonalak a minta teljességének határát mutatják. A felhők megfigyelt távolságmodulusait a referenciagörbére visszavetítve (vízszintes szakaszok a megfelelő görbék között) a felső tengelyről leolvashatók a felhők távolságai. A függőleges szaggatott vonalak a leolvasott távolságértékeknél vannak. A referenciagörbékkel párhuzamos vonalszakaszok a felhők közötti, extinkciómentes távolságintervallumokat hangsúlyozzák.



**3.3 ábra:** A Wolf-diagramok a L1228 és a L1259/L1261/L1262 sötét felhőkre.

ben a nagoyai  $^{13}\text{CO}$  felmérés során az 1 kpc távolságú NGC 7129-hez társították és a távoli komponenshez sorolták a negatív sebességű felhőket. A nagy távolsággal a negatív sebességű felhők mérete és tömege kiugróan nagy a terület többi molekula-felhőjéhez képest. Valószínűleg a hibás távolságok miatt nem mutatnak összefüggést a nagoyai adatok a vonalszélességek és a felhőméretek közt.

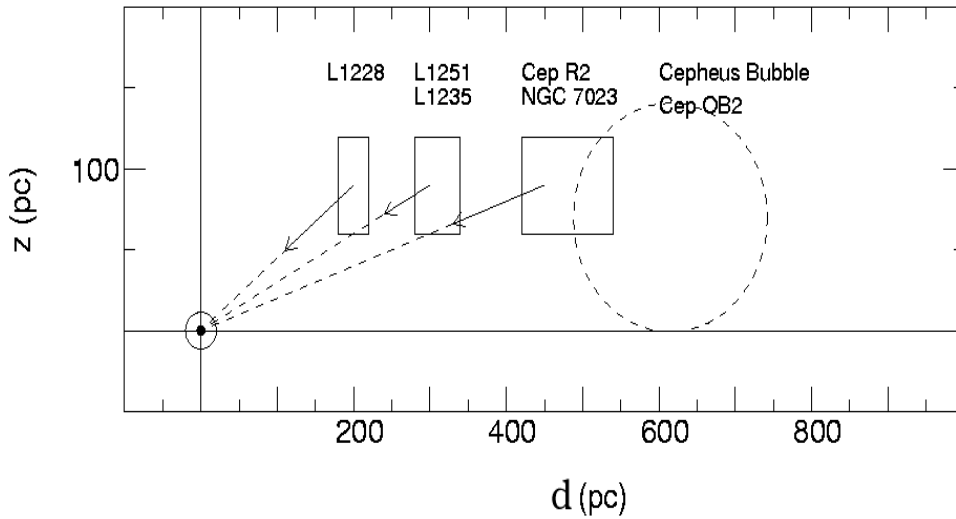
A  $+15^\circ$  fölötti felhőket Slocum & Sitterly vizsgálta először (Slocum & Sitterly 1937). Általános csillagszámlálásokból 500 pc-nek becsülték a felhők távolságát. A  $\log N(m)$  vs.  $m$  diagram alapján becsült távolság azonban kevésbé megbízható a mezőcsillagok luminozitásfüggvényének bizonytalansága miatt.

A 3.2 ábra szerint a 200 pc-es komponens felhőinek különböző szélességeken vannak foszlányai. Két csillagszülő felhő, a L1228 és L1262, valamint a VDB 149 és VDB 157 reflexiós ködök (Racine 1968) bizonyítják a por jelenlétét ebben a távolságban. Ezek a felhők talán a Polaris flare magasabb galaktikus szélességek felé húzódó felhőihez tartoznak (Heithausen & Thaddeus 1990).

A különböző távolságú felhőkomponensek nagyjából ugyanolyan magasan, mintegy 100 pc-re vannak a galaktikus sík fölött. Éppen ilyen gázzréteg létezésére következtetett Balázs Lajos és Tóth L. Viktor (1990) a Cepheus flare  $25\ \mu\text{m}$ -es IRAS képei alapján. Ez a kép azt sugallja, hogy a Cepheus flare különböző távolságú felhőkomponensei egy nagyobb struktúra részei. A felhőgyüttes megfigyelhető tulajdonságai bizonyára számos különböző hatás eredői. A különböző hullámhosszokon megfigyelhető nagyszámú gömbhéjszerű alakzat azt sugallja, hogy nagy tömegű csillagok csillagszelei és szupernóva-robbanásai is nyomot hagytak a környék felhőin (Hu 1981, Bally & Reipurth 2001, Kiss Csaba, Moór Attila és Tóth L. Viktor 2004).

A Wolf-diagramokból kapott felhőtávolságok a 3.1 táblázatban láthatók, a 3.4 ábra pedig a távolság szerinti eloszlásukat szemlélteti.





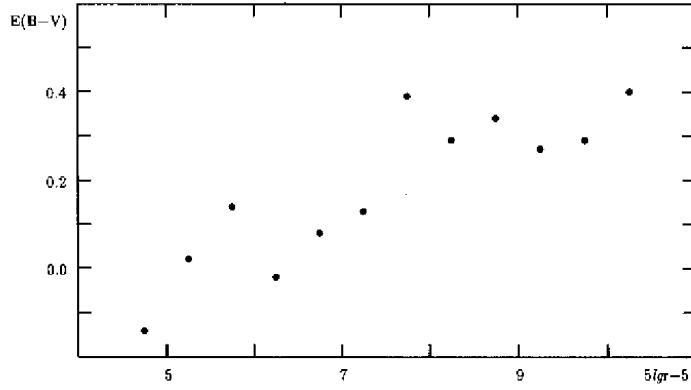
**3.4 ábra** A sötét felhők sematikus eloszlása a Cepheus flare látóirányában. A téglalapok a részben egymásra vetülő óriás molekulafelhőket szimbolizálják. A nyilak hossza a felhők átlagos radiális sebességével arányos (Yonekura et al. 1997). A Cepheus-buborékot a *Hipparcos* által mért távolsággal rajzoltam fel.

### 3.1 táblázat:

A Cepheus flare sötét felhőinek távolságai, alsó és felső határaikkal.

Felhő	l °	b °	d pc	d <sub>min</sub> pc	d <sub>max</sub> pc
L1177	105.14	13.12	300	300	560
L1199	106.50	12.21	500	400	800
TDS400	107.01	16.78	300	290	350
CB 234	108.10	13.15	300	290	500
TDS406	108.50	18.15	300	200	350
L1217	110.34	11.41	400	380	450
L1219	110.60	11.96	400	380	450
TDS420	111.57	14.25	300	290	500
L1228	111.63	20.14	200	180	300
TDS421	111.71	13.80	250	200	300
L1235	112.22	13.86	300	290	500
L1241	113.03	17.51	300	290	350
L1242	113.08	13.14	300	290	500
L1243	113.10	15.64	300	290	350
L1247	113.60	15.20	300	290	350
L1251	114.45	14.68	300	290	350
MBM163–165	116.00	20.25	200	180	300
L1259–1262	117.00	12.40	180	160	220

A felhők nevei a következő katalógusokból származnak: CB–Clemens & Barvainis 1988; L: Lynds 1962; TDS: Taylor, Dickman & Scoville 1987; MBM Magnani, Blitz & Mundy 1985



**3.5 ábra:** Az  $E(B-V)$  színexcesszusok az  $y = V - M_V$  távolságmodulusok függvényében a L 1251 sötét felhő körül.

### 3.1.2 A színexcesszusok távolságmodulus-függése a L 1251 területén

A Cepheus flare egyik legfeltűnőbb csillagképző felhője a Lynds 1251 ( $l = 114.5, b = +14.5$ ). E felhő távolságának meghatározásához a mezőcsillagok  $E_{B-V}$  színexcesszusait vizsgáltam az  $y = V - M_V$  távolságmodulusok függvényében (Kun & Prusti 1993). A felhő közvetlen látszó kerülete mentén 51 csillag spektráltípusát és  $B, V$  magnitúdóit határoztam meg. Az eredmény a 3.5 ábrán látható. A színexcesszusok  $y \approx 7,5$ -nél kezdenek szignifikánsan emelkedni. Ez az eredmény jól egyezik a Wolf-diagramokkal az egész felhőkomplexumra meghatározott értékkel. Mivel az  $M_V$  abszolút magnitúdókat objektívprizmás színeképtípusokból, az  $y$  értékeket pedig fotografikus fotometriából határoztam meg, a kapott távolság szórása nagy: az eredmény  $d = 300 \pm 50$  pc. Ez az első direkt távolságmeghatározás a Cepheus flare területén található felhőre. A Lynds 1251 legújabb távolságmeghatározásának eredménye  $337 \pm 50$  pc (Balázs Lajos és munkatársai 2004).

### 3.1.3 A csillagközi porral kölcsönható csillagok mint távolságindikátorok

#### B-, A- és F-típusú csillagok csillagközi felhőkben

A Wolf-diagramok nem alkalmasak a felhők kisléptékű szerkezetének vizsgálatára. A felhőket megvilágító, reflexiós ködöket létrehozó csillagok kisebb felhők távolságának független meghatározását teszik lehetővé. A L1199, L1217, és L1235 felhőket a Cepheus R2 asszociáció tagjai világítják meg. Racine (1968) MK spektrálklasszifikáció és UBV fotometria segítségével meghatározta a van den Bergh (1966) katalógusában szereplő reflexiós ködök megvilágító csillagainak távolságát, és definiálta térbeli csoportjaikat, az *R-asszociációkat*. A  $107^\circ < l < 114^\circ$  és  $+11^\circ < b < +14^\circ$  tartományban található *Cepheus R2* asszociációt definiáló öt csillag távolsága 250 és 800 pc között van, ami világosan mutatja, hogy több felhőréteg van ebben az irányban. A *Hipparcos* (ESA 1997) három Cep R2-tag parallaxisát mérte meg, de mérései nem szűkítették ezt a tartományt.

A felhőkben tartózkodó A és B-típusú csillagok nemcsak megvilágítják, de kissé fel is melegítik a környezetükben található port. Ezért az IRAS pontforrás-katalógusokban a felhős környezetű A–B csillagok halvány és hideg színhőmérsékletű objektumokként tűnnek fel. A csillagok spektroszkópiai és fotometriai parallaxisa ezekben az esetekben

a felfűtött por távolságának meghatározására használható.

A Cepheus flare területén  $V \approx 13$  mag határfényességig megkerestem az IRAS hullámhossztartományán többletfluxust mutató B-, A- és F-típusú csillagokat. Első lépésként az IRAS-katalógusokból válogattam ki az ilyen típusú SAO-csillagokkal társított pontforrásokat a  $100^\circ \leq l \leq 120^\circ$  and  $10^\circ \leq b \leq 20^\circ$  területen. Az így kapott minta határmagnitúdója kb.  $V=9,5$ . Az ennél halványabb, infravörös excesszust mutató csillagokat a távolságmeghatározásra használt, objektívprizmás észlelésekből meghatározott színképtípusú csillagok között kerestem meg (3.1.2 fejezet). Az egész Cepheus flare-t lefedő Schmidt-lemezekon összesen 1214 B- és A-típusú, és 1760 F-típusú csillag spektráltípusát határoztam meg. E csillagok *Guide Star Catalog*-beli koordinátáit az IRAS PSC és FSC objektumainak koordinátaival összehasonlítva megkaptam az IRAS-pontforrásokkal egybeeső csillagok listáját, amely az infravörös többletet mutató csillagokon kívül azokat a csillagokat is tartalmazta, amelyeknek infravörös sugárzása a fotoszférából ered. E csillagok könnyen azonosíthatók a fotoszféra Planck-görbéjének Rayleigh–Jeans-szakaszára jellemző infravörös színindexeik alapján:

$$F_{12}/F_{25} = \nu_{12}^2/\nu_{25}^2 \approx 4.3,$$

$$F_{25}/F_{60} = \nu_{25}^2/\nu_{60}^2 \approx 5.8.$$

Hasonló IRAS-színindexeik vannak a forró ( $T_d > 1500 K$ ) cirkumsztelláris porral körülvett csillagoknak is. A fotoszféra és a forró csillagkörüli por sugárzását a  $V - [12]$  színindexek vizsgálatával különíthetjük el egymástól. A normális csillagok  $B - V$  és  $V - [12]$  színindexei közötti empirikus összefüggést Waters, Coté és Aumann (1987) határozták meg. Ennek ismeretében a csak  $12\mu\text{m}$ -en észlelt, vagy a Rayleigh–Jeans-ponthoz közeli fluxusarányokat mutató csillagok közül kiválaszthatók azok, amelyeknek  $12\mu\text{m}$ -es többletük van. Mindezeket figyelembe véve végül a *PSC*-ben és az *FSC*-ben összesen 19 olyan IRAS-pontforrást találtam, amelyek infravörös excesszust mutató  $B-A-F$  csillagokkal esnek egybe. E csillagok és a velük azonosított IRAS pontforrások listája a 3.2 táblázatban látható (Kun, Vinkó & Szabados 2000).

E csillagok infravörös többlete egyaránt származhat csillagkörüli és felmelegített csillagközi portól. Csillagkörüli por különféle fejlettségi állapotú  $B-A-F$  csillagok körül található. A *Herbig Ae/Be csillagok* 2–8 naptömegű,  $B-A-F$  színképtípusú, fősorozat előtti csillagok, amelyeket a csillagelőtti felhőből a csillaggal együtt keletkezett akkréciós burok vagy korong vesz körül. A Cepheus flare fősorozat előtti csillagaival részletesebben a 3.2.2 fejezetben foglalkozom. A *Vega* és  $\beta$  *Pictoris* típusú csillagok olyan fősorozati csillagok, amelyek környezetében kevesebb és hidegebb por található, mint a Herbig-csillagok körül. A csillagközi anyag térbeli eloszlásának vizsgálatában azoknak a csillagoknak vehetjük legtöbb hasznát, amelyeknek infravörös többlete a csillagközi cirrusz felmelegítéséből ered. Az infravörös többletfluxusok részletesebb vizsgálata lehetővé teszi a felmelegített csillagközi környezettől és a csillagkörüli portól eredő infravörös sugárzás megkülönböztetését. Csillagközi portól származik az infravörös többlet, ha a csillag körül az IRAS képeken néhány ívperc kiterjedésű felhő látszik.

A 3.2 táblázat csillagai közül nem foglalkozom a továbbiakban a következőkkel: HD 216367, amely hármas rendszer tagja, HD 220636, amelynek színképe összetett, és BG Cephei, amelyet forró R CrB típusú csillagnak klasszifikáltak. A többi csillag

### 3.2 táblázat:

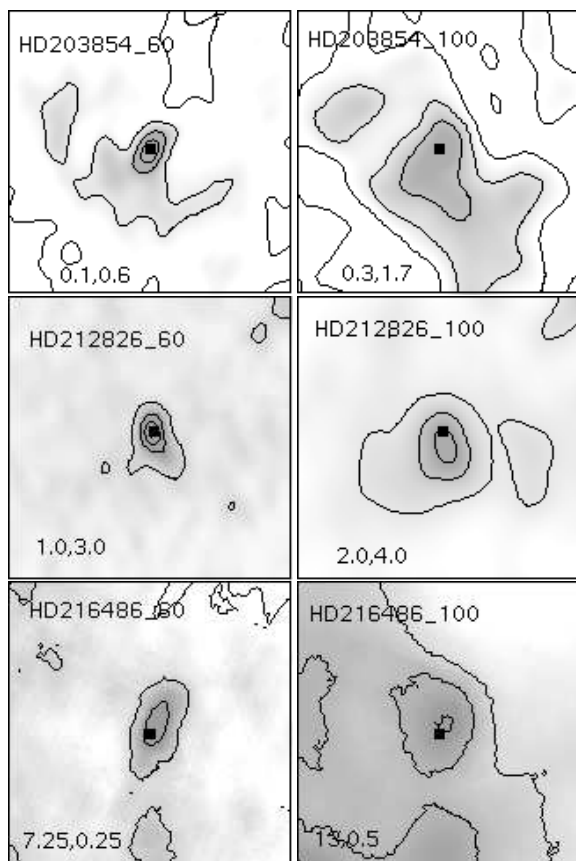
Az IRAS *PSC* és *FSC* azon objektumai, amelyek pozíciói a Cepheus flare területén 13 magnitúdónál fényesebb B8–F5 típusú csillagokkal esnek egybe, valamint a társított csillagok.

<i>IRAS</i>	RA(1950)	Dec(1950)	$F_{12}$ (Jy)	$F_{25}$ (Jy)	$F_{60}$ (Jy)	$F_{100}$ (Jy)
Társított csillag	RA(1950)	Dec(1950)	$V$	$B - V$	Sp. típus	Ref.
21153+6842	21 <sup>h</sup> 15 <sup>m</sup> 22. <sup>s</sup> 8	68°42'18"	3.68 (.15)	10.80 (.54)	4.26 (.30)	2.58 (.26)
HD 203024	21 15 22.9	68 42 16	8.88 (.02)	0.16 (.02)	B8.5V	1,a
21169+6842	21 16 58.2	68 42 30	1.57 (.06)	3.48 (.17)	4.13 (.29)	2.59 (.44)
BD +68°1118	21 16 58.2	68 42 28	9.96 (.04)	0.20 (.05)	A0	1,b
21199+7207	21 19 59.9	72 7 51	0.23 (.03)	0.08 (.01)	0.60 (.03)	2.96 (.44)
HD 203854	21 20 2.6	72 7 49	9.15 (.02)	0.52 (.02)	A2	1,c
21256+6817	21 25 38.1	68 17 43	0.24 (.03)	0.14 (.02)	<0.20	<21.1
BD +67°1314	21 25 38.4	68 17 47	9.92 (.04)	0.3 (.05)	A2	1,b
F21374+7039	21 37 25.0	70 39 58	0.08 (.02)	0.13 (.03)	0.47 (.07)	4.78 (.95)
GSC 4466.0933	21 37 25.4	70 39 58	11.08 (.38)		F5	2,b
21593+6813	21 59 21.3	68 13 54	1.25 (.06)	1.71 (.10)	0.76 (.05)	<2.32
BG Cephei	21 59 21.3	68 13 54	12.87 (.41)		A0	2,d
22006+6930	22 0 38.3	69 30 7	0.52 (.05)	1.20 (.07)	1.39 (.11)	1.20 (.24)
BH Cephei (HBC 734)	22 0 38.5	69 30 7	11.09 (.02)	0.63 (.02)	F5eIV	3,e
22081+7238	22 8 11.8	72 38 13	0.20 (.02)	0.09 (.02)	3.0 (.15)	13.6 (.95)
BD +72°1018(VDB 149)	22 8 15.1	72 38 19	9.78 (.03)	0.47 (.04)	B8V	1,f
22090+7307	22 9 3.1	73 8 0	< 0.04 (.02)	0.05 (.02)	0.61 (.30)	7.38 (.81)
HD 210806(VDB 150)	22 8 49.6	73 8 40	8.35 (.01)	0.07 (.02)	B8IV	1,f
22122+7000	22 12 14.9	70 0 12	2.19 (.09)	3.69 (.18)	28.80 (2.30)	74.9 (9.73)
BD +69°1231(VDB 152)	22 12 14.0	70 0 11	9.29 (.02)	0.13 (.03)	B9.5V	1,f
F22127+6947	22 12 39.4	69 47 7	0.14 (.02)	0.30 (.03)	0.73 (.09)	< 2.0 (.40)
SAO 19953	22 12 36.8	69 47 46	9.11 (.02)	0.26 (.03)	A3V	1,g
22156+6948	22 15 40.0	69 48 49	0.09 (.02)	0.29 (.03)	1.48 (.12)	1.67 (.33)
BO Cephei (HBC 735)	22 15 40.5	69 48 45	11.46 (.02)	0.54 (.02)	F4eIV	3,e
22205+7325	22 20 34.5	73 25 16	4.22 (.63)	5.22 (.31)	2.66 (.21)	1.66 (.15)
SV Cephei (HBC 736)	22 20 34.1	73 25 17	10.42 (.02)	0.36 (.02)	A0eIII	3,e
22233+6925	22 23 21.4	69 25 52	0.23 (.03)	0.53 (.03)	1.90 (.15)	6.40 (.51)
HD 212826	22 23 21.4	69 26 1	9.09 (.02)	0.19 (.02)	A0	1,c
F22486+7454	22 48 36.4	74 54 3	0.12 (.02)	0.10 (.02)	0.19 (.04)	<2.30
HD 216367	22 48 36.7	74 53 50	7.80 (.01)	-0.01 (.02)	A0	1,c
22492+7648	22 49 15.1	76 48 1	0.06 (.02)	0.08 (.02)	0.38 (.03)	1.50 (.29)
HD 216486	22 49 18.4	76 47 50	8.99 (.02)	0.31 (.03)	A3	1,c
F23005+7226	23 0 35.7	72 26 59	0.09 (.02)	0.15 (.02)	2.04 (.14)	8.63 (.78)
HD 217903(VDB 157)	23 0 35.9	72 27 40	8.07 (.01)	0.11 (.01)	B9V	1,f
F23220+7647	23 22 2.3	76 47 41	< 0.05 (.05)	0.22 (.03)	0.36 (.05)	<0.6
PPM11619	23 22 4.1	76 47 46	9.3 (.03)	0.39 (.04)	A2	1,h
PPM11620	23 22 5.1	76 47 40	9.14 (.02)	0.36 (.03)	F2	1,h
F23221+7713	23 22 9.3	77 14 15	0.25 (.03)	0.08 (.02)	0.16 (.03)	1.55 (.29)
HD 220636	23 22 10.4	77 14 13	7.50 (.01)	0.70 (.01)	A2	1,c

*A fotometriai adatok forrásai:* 1–*Tycho* Catalogue (ESA 1997); 2–GSC (Lasker et al. 1990); 3–Herbig & Bell (1988) (HBC).

*A spektroszkópai adatok forrásai* a–Miroshnichenko et al. 1996, H $\alpha$  profil; b–Kun 1998, objektívprizmás színeképtípus; c–*HD*-típus; d–Herbig 1960, objektívprizmás színeképtípus; e–Kovalchuk & Pugach 1997,  $T_{\text{eff}}$  és  $\log g$  Balmer-vonalak profiljaiból; f–Racine 1968, MK-klasszifikáció; g–Aveni & Hunter 1972, MK-klasszifikáció; h–PPM Catalogue.

A dőlt karakterek az IRDS adatbázis alapján általam meghatározott IRAS-fluxusokat jelzik.



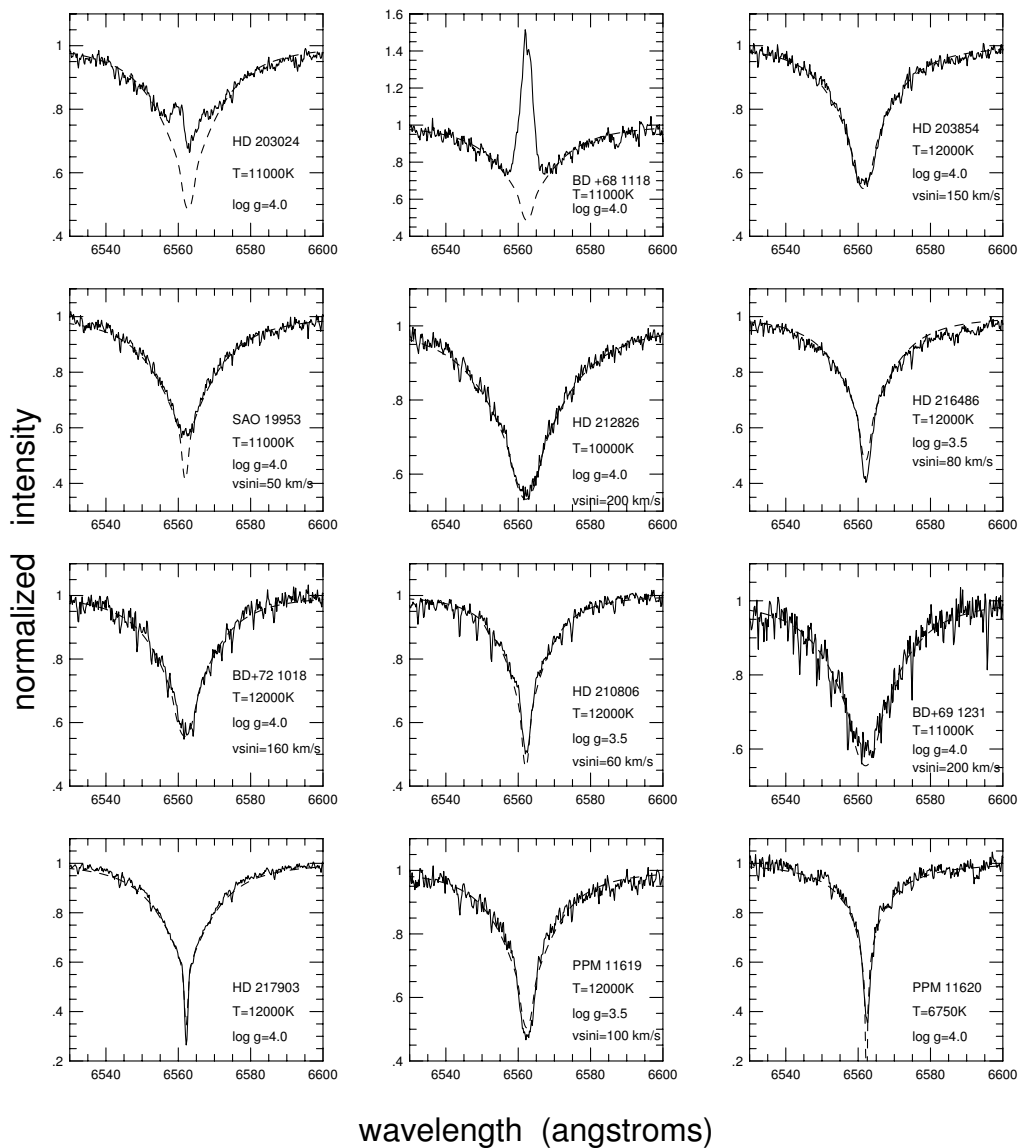
**3.6 ábra:** A HD 203854, a HD 212826 és a HD 216486 60 (bal oldali képek) és 100 (jobb oldali képek) mikrométeres infravörös környezetének nagy szögfelbontású IRAS (*HIRES*) képei. Ezekhez a csillagokhoz nem tartozik látható reflexiós köd, jelentős többletsugárzásuk van a távoli infravörösben. Az ábrázolt térképek mindegyike 20 ívperc méretű. Fent van észak, jobbra kelet. A kis négyzetek a csillag pozícióját jelzik. A külső kontúr és a növekmény értéke (MJy/sr) minden képen jelezve van. Az IPAC-től „igényelhető” *HIRES*-képek szögfelbontását az eredeti IRAS-képekéhez képest *maximális korrelációs* módszer alkalmazásával növelik. A 60  $\mu\text{m}$ -es képek effektív szögfelbontása  $1'$  körül van, míg a 100  $\mu\text{m}$ -eseké  $2'$ . Különösen figyelemre méltó a HD 203854 60  $\mu\text{m}$ -es képén a felfűtött por aszimmetrikus eloszlása, amely azt jelzi, hogy a csillag szuperszonikus sebességgel délnyugat felé mozog a környező interstelláris anyagban.

távoli infravörös környezetét nagy szögfelbontású IRAS (*HIRES*) képeken megvizsgálva a Cep R2 asszociáció tagjain kívül kiterjedt porstruktúrákat találtam a HD 203854, a HD 212826 és a HD 216486 körül. Ezek a struktúrák a 3.6 ábrán láthatók. Különösen érdekes a HD 203854 60  $\mu\text{m}$ -es képén a felfűtött por aszimmetrikus eloszlása, amely azt jelzi, hogy a csillag szuperszonikus sebességgel mozog a környező interstelláris anyagban délnyugat felé (ld. később).

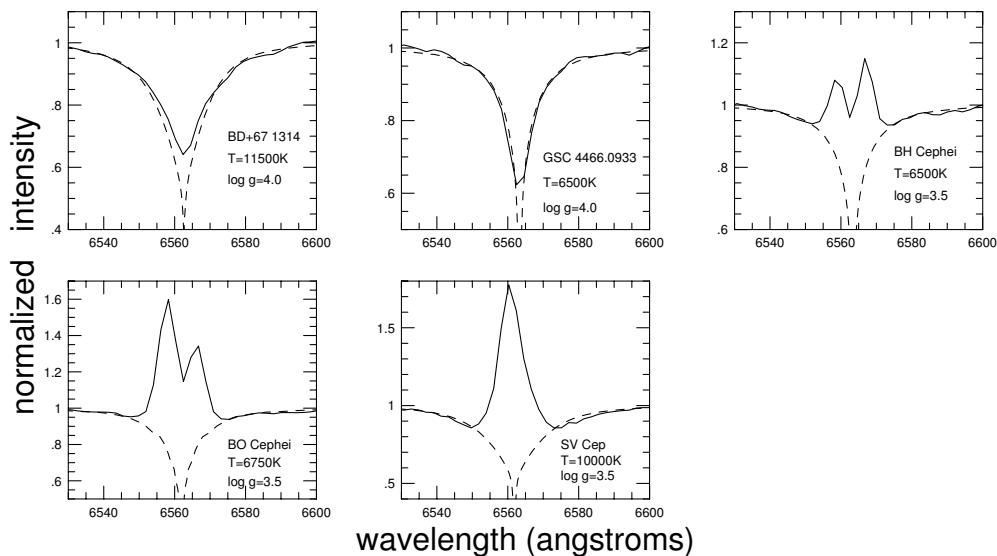
#### A B-, A- és F-típusú csillagok közepes felbontású spektroszkópiai vizsgálata

A csillagok optikai spektruma nélkülözhetetlen az abszolút magnitúdók/távolságok meghatározásához, továbbá útmutatást ad az infravörös többlet természetének megismeréséhez is. A 9,5 magnitúdónál fényesebb csillagok színeképének 6500-6700 Å hullámhossztartományáról Vinkó József 1997/98-ban  $\lambda/\Delta\lambda = 11000$  spektrális felbontású felvételeket készített a David Dunlap Observatory 1,8 m-es teleszkópjára szerelt Cassegrain-spektrográffal. A kiredukált, hullámhosszra kalibrált egydimenziós spektrumokat kaptam meg analízálásra.

A színeképekből meghatároztam a csillagok spektráltípusát. Mivel ebben a hullámhossztartományban nincsenek színeképosztályozásra alkalmas abszorpciós vonalak, a H $\alpha$  vonal szárnyát hasonlítottam össze Kurucz (1979) csillaglégkör-modelljeivel. A színeképtípust az észlelt vonalszárnyhoz legjobban illeszkedő modell  $T_{\text{eff}}$  és  $\log g$  értékeiből Schmidt-Kaler (1982) táblázatainak segítségével határoztam meg. A Cepheus R2 csillagaira ez a módszer Racine (1968) színeképtípusaival jól egyező



**3.7 ábra** A megfigyelt (folytonos vonal) és az illesztett (szaggatott vonal) spektrumrészletek a  $H\alpha$  vonal körül. A vízszintes tengelyen a hullámhossz látható angströmben mérve, a függőlegesen pedig a kontínuumra normált intenzitás. Az illesztett modell  $T_{\text{eff}}$  és  $\log g$  értékei jelölve vannak. Ahol a vonal magját forgó csillag fotoszferikus vonalának profiljával lehetett jól közelíteni, ott a  $v \sin i$  érték is jelölve van.



**3.8 ábra** A  $H\alpha$  vonal a *CAFOS* spektrumokban. A vízszintes tengelyen a hullámhossz látható angströmben mérve, a függőlegesen pedig a kontínuumra normált intenzitás. Az előző ábra csillagaitól eltérően a színképtípusokat itt számos spektrális tulajdonság mérésével és spektroszkópiai standardokkal való összehasonlítással határoztam meg. A szaggatott vonal itt annak a modellnek a  $H\alpha$  profilját mutatja, amelynek  $T_{\text{eff}}$  és  $\log g$  értékei megfelelnek a függetlenül meghatározott spektráltípusnak.

eredményeket adott. A spektrumokból a csillagok radiális sebességét  $\pm 5 \text{ km s}^{-1}$  pontossággal tudtam meghatározni. A radiális sebességek lehetővé tették annak vizsgálatát, hogy a felhőkben keletkezett fiatal csillagokat vagy galaktikus pályájukon véletlenül a felhőkbe tévedt öregebb csillagokat látunk-e. A 3.7 ábrán láthatók a vizsgált színképek  $H\alpha$  vonalai, a hozzájuk illesztett modellekkel együtt. Az illesztett modell  $T_{\text{eff}}$  és  $\log g$  értékei a csillag neve alatt láthatók.  $T_{\text{eff}}$  hibája  $\pm 500 \text{ K}$ , és  $\log g$  hibája kisebb  $\pm 0.5$ -nél. Ahol a vonal magját forgó csillag fotoszferikus vonalának profiljával lehetett jól közelíteni, ott a  $v \sin i$  értéket is megadtam. Bizonytalansága  $\pm 20 \text{ km s}^{-1}$ . A csillagok és az előterükben található csillagközi anyag közötti kapcsolat vizsgálatára alkalmas továbbá a  $6613 \text{ \AA}$  hullámhosszú *diffúz intersztelláris sáv*. Ha a csillag előterében csak normális diffúz csillagközi anyag van, az  $E_{B-V}$  színexcesszus és a diffúz intersztelláris sáv ekvivalens szélessége arányosak egymással.

A 9,5 mag-nál halványabb csillagok színképeinek  $4200\text{--}7800 \text{ \AA}$  tartományát 1999-ben a *Calar Alto Observatory* 2,2 m-es távcsövének *CAFOS* spektrográfiával észleltem  $\lambda/\Delta\lambda = 1000$  spektrális felbontással. A színképeket az IRAF programcsomag segítségével redukáltam, hullámhosszra kalibráltam és analizáltam. A 3.8 ábra mutatja a Calar Alton észlelt *B-A-F* csillagok színképeinek  $H\alpha$  vonal körüli szakaszát. A színképek számos spektrálklasszifikációra alkalmas abszorpciós vonalat tartalmaznak, de a radiális sebesség csak  $\pm 30 \text{ km s}^{-1}$  pontossággal becsülhető. A spektráltípusokból és a publikált fotometriai adatokból meghatároztam a csillagok távolságait is.

Az 3.3 táblázatban láthatók a spektroszkópiai vizsgálatok eredményei: a  $T_{\text{eff}}$  effektív hőmérséklet (2. oszlop),  $\log g$ , a felszíni gravitációs gyorsulás (3), a  $v_{\text{LSR}}$  radiális

sebesség (4), a  $H\alpha$  vonal  $W_{H\alpha}$  ekvivalens szélessége Å-ben (5). A 6. oszlop a 6613 Å-nél látható *diffúz intersztelláris sáv* ekvivalens szélességét mutatja mÅ-ben. Ez az érték ugyanúgy a csillag előterében található anyag mennyiségével arányos, mint a csillag  $E_{B-V}$  színexcesszusa. A 7. és 8. oszlop a spektrumokból meghatározott és az irodalomban talált (3.2 táblázat) színképosztályokat mutatja, a 9. oszlop az új színképtípusokból és az irodalmi fotometriai adatokból származtatott  $E_{B-V}$  színexcesszusokat, a 10. oszlopban pedig a színképtípusoknak megfelelő abszolút magnitúdókkal (Schmidt-Kaler 1982) kiszámolt távolságok láthatók.

Az eredmények megerősítik, hogy a felhők tipikus távolsága a Cepheus flare térségében 300 és 450 pc. A HAe/Be csillagok is felhő-nyomjelzők, mivel rövid életük alatt nem volt idejük nagyon eltávolodni születési helyüktől. A színképtípusból becsült abszolút magnitúdók viszont pontatlanabbak, mint az öregebb csillagokéi.

### 3.3 táblázat:

A Cepheus flare területén található, IRAS-pontforrásokkal egybeeső B-, A- és F-típusú csillagok spektroszkópiai vizsgálatának eredményei

Csillag	H $\alpha$ illesztés			$W_{H\alpha}$ (Å)	$W_{DIB}$ (mÅ)	Színképtípus		$E(B-V)$ (mag)	$D$ (pc)
	$T_{\text{eff}}$ (K)	$\log g$	$v_{\text{LSR}}$ (kms $^{-1}$ )			jelen munka	3.2 tábl.		
HD 203024 <sup>H</sup>	11000	4.0	10 ( 6)	8.29 (0.7)	33 (15)	B8.5V	B8.5V	0.25 (.03)	420 (50)
BD +68°1118 <sup>H</sup>	11000	4.0	16 ( 6)	5.59 (1.0)	0 (14)	B8.5V	A0	0.29 (.05)	646 (75)
HD 203854*	12000	4.0	-36 ( 5)	8.25 (0.7)	86 (16)	B8V	A2	0.63 (.03)	310 (30)
BD +67°1314	12000	4.0	-46 (30)	9.54 (0.5)		B8V	A2	0.47 (.06)	540 (60)
GSC 4466.0933	6500	4.0	-10 (30)	5.8 (0.4)		F5V	F5		
BH Cep <sup>H</sup>			16 (30)	1.2 (0.4)		F5IVe	F5e $\alpha$ IV	0.20 (.12)	410 (50)
BD +72°1018*	12000	4.0	14 ( 5)	7.97 (0.8)	70 (18)	B8V	B8V	0.58 (.04)	430 (50)
HD 210806*	12000	3.5	-2 ( 5)	6.46 (0.8)	36 ( 6)	B8IV	B8IV	0.16 (.03)	510 (60)
SAO 19953	11000	4.0	-10 ( 5)	8.83 (0.8)	62 (18)	B8.5V	A3V	0.37 (.04)	450 (50)
BO Cep <sup>H</sup>			-40 (30)	-3.8 (0.4)		F3IVe	F4e $\alpha$ IV	0.16 (.12)	540 (50)
SV Cep <sup>H</sup>	10000	3.5	-23 (30)	-1.0 (0.8)		A0IIIe	A0e $\alpha$ III	0.36 (.03)	700 (70)
HD 212826*	10000	4.0	-4 ( 5)	11.46 (0.8)	73 (19)	B9.5V	A0	0.19 (.04)	460 (50)
BD +69°1231*	11000	4.0	0 (10)	8.80 (1.4)	85 (27)	B9V	B9.5V	0.22 (.04)	480 (50)
HD 216486*	12000	3.5	-8 ( 5)	9.57 (0.4)	0 (10)	B8IV	A3	0.42 (.04)	480 (50)
HD 217903*	12000	4.0	-4 ( 5)	8.66 (0.4)	95 ( 7)	B8.5V	B9V	0.20 (.02)	310 (30)
PPM 11619	12000	3.5	0 ( 5)	8.44 (1.2)	0 (10)	B8IV	A2	0.47 (.05)	490 (60)
PPM 11620	6750	4.0	3 ( 5)	6.58 (0.8)	0 (14)	F2V	F2	0.01 (.06)	127 (25)

Magyarázat: 1. oszlop: A csillag neve. A név mellett \* jelzi a Cepheus R2 asszociáció tagjait és a poros intersztelláris környezetű csillagokat, és H a Herbig Ae/Be csillagokat. 2–4: A  $H\alpha$  és  $H\beta$  profil-illesztésekből meghatározott  $T_{\text{eff}}$ ,  $\log g$  és  $v_{\text{LSR}}$ . (Nem használtam a BH Cep és BO Cep színképtípusának meghatározására.) 5:  $W_{H\alpha}$ , a  $H\alpha$  vonal ekvivalens szélessége és annak hibája angströmben. 6:  $W_{DIB}$ , a  $\lambda 6613$  diffúz intersztelláris sáv mért ekvivalens szélessége és annak hibája milliångströmben. 7: A színképekből meghatározott spektráltípus és luminozitási osztály. 8: Publikált spektráltípus és luminozitási osztály. 9: A 7. oszlop színképtípusából és publikált  $B-V$  adatokból meghatározott  $E(B-V)$  színexcesszus. A zárójelben megadott hiba a fotometria hibájából és a  $T_{\text{eff}} \pm 500$  K hibájából származik. 10: A csillag távolsága és annak hibája parszekben.

#### A B-, A- és F-típusú csillagok spektrális energiaeloszlása

A színképtípusok, a csillagközi vörösödéssel korrigált  $B$  és  $V$  magnitúdók, valamint



az IRAS-fluxusok ismeretében megvizsgálhatjuk a 3.2 táblázat csillagainak a 2.2.2 fejezetben már említett *spektrális energiaeloszlását*, amely, ismert típusú csillagok hasonló adataival összevetve jól használható az infravörös többlet természetének vizsgálatára. Ezen eredmények publikálása idején (Kun, Vinkó & Szabados 2000) még csak kevés csillagra voltak publikált közeli infravörös ( $J$ ,  $H$ ,  $K$ ) adatok (pl. Gezari et al. 1999), amelyek kulcsfontosságú információt hordoznak a csillaghoz közeli porról. Azóta megjelent a 2MASS All Sky Catalog (IPAC 2003). A 2MASS  $J$ ,  $H$  és  $K_s$  magnitúdóit is beépítve a *SED*-be a bizonytalan természetűnek elkönyvelt csillagról biztosabb állításokat fogalmazhatunk meg.

Az optikai hullámhosszakon a csillag fluxusa a vörösödetlen magnitúdókból határozható meg az adott fotometriai sávban:

$$F(V) = 10^{-0.4V_0} \times F(V = 0),$$

$$F(B) = 10^{-0.4B_0} \times F(B = 0),$$

ahol  $V_0$  és  $B_0$  a csillag vörösödetlen magnitúdói,  $F(V = 0)$  és  $F(B = 0)$  pedig a  $V = 0$  mag és  $B = 0$  mag fényességű csillag fluxusai (Johnson 1966). A 3.9 ábra mutatja az eredményeket. A *SED* alakja szerint három csoportot lehet megkülönböztetni.

a) *Az első csoport* tagjai a Herbig Ae/Be csillagok: HD 203024, BD+68°1118, BH Cep, BO Cep és SV Cep. Spektrális energiaeloszlásuk meredeksége az IRAS hullámhossztartományon  $d \log \lambda F(\lambda) / d \log \lambda \approx 1.33$ , amely közel van a geometriailag vékony, optikailag vastag, az elnyelt csillagfényt kisugárzó cirkumsztelláris korongtól származó értékhez (pl. Lada 1991).

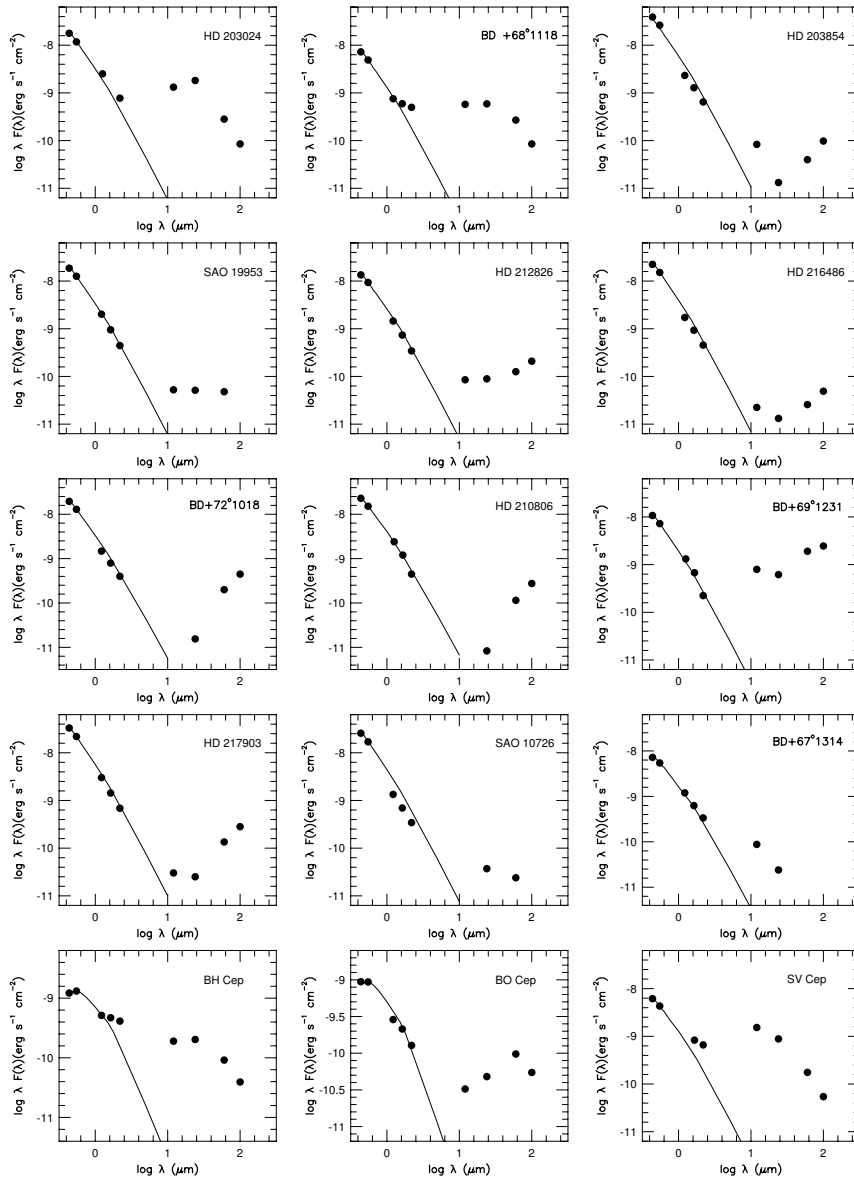
b) *A második csoport* tagjainak spektrális energiaeloszlása hasonlít a  $\beta$  Pictoris típusú csillagokéra (Malfait et al. 1998). Ide tartozik a BD +67°1314, a SAO 19953 és a SAO 10726. [12] – [25] színindexeik 160–330 K körüli porhőmérsékletekre utalnak. Ez a por néhány csillagászati egység távolságban lehet a csillagoktól.

c) *A harmadik csoport* csillagainak spektrális energiaeloszlása emelkedik a növekvő hullámhosszal, a csillagtól távoli, hideg por jelenlétét bizonyítva. Ide tartoznak a Cep R2 tagjai, valamint a HD 212826, a HD 216486, és a HD 203854. Az IRAS fluxusaikból meghatározható porhőmérséklet  $T_{[60]-[100]} \approx 25 \text{ K}$ , a diffúz intersztelláris por IRAS-hőmérséklete.

*A HD 203854: egy sűrű felhőn átszáguldó csillag.*

A 3.6 ábrán látható, hogy a HD 203854 nagyjából 10' méretű, szabálytalan alakú felhőben van. A csillag pontosan a 60  $\mu\text{m}$ -es sugárzás maximumhelyén ül, tehát a képeken az általa felmelegített port látjuk. Pozícióját a nagoyai  $^{13}\text{CO}$  felmérés felhőivel összehasonlítva (Yonekura et al. 1997) látható, hogy a HD 203854 éppen a katalógus 37. számú molekulafelhőjére vetül. A felhő radiális sebessége  $-2,7 \text{ km s}^{-1}$ , megegyezik a csillag színképében észlelt  $\lambda 6613$  diffúz intersztelláris sáv radiális sebességével. Mindezek a megfigyelések azt mutatják, hogy a csillag a molekulafelhőben van.

Az irodalomban található sajátmozgások azt bizonyítják, hogy a HD 203854 nagy sebességű csillag (Stetson 1981). A *PPM Catalog*-ban közölt sajátmozgása:  $\mu_\alpha = -0,0043 \text{ év}^{-1} \pm 4,3 \text{ mas év}^{-1}$  és  $\mu_\delta = -0,045 \text{ év}^{-1} \pm 4,3 \text{ mas év}^{-1}$ , míg a spektrumából meghatározott radiális sebesség  $v_{\text{LSR}} = -36 \text{ km s}^{-1}$ .



**3.9 ábra** A Cepheus flare infravörös többletű B-, A- és F-típusú csillagainak spektrális energiaeloszlása. A pontok a mért fluxusokból, a folytonos vonal a fotoszféra fluxusaiból számolt  $\log \lambda F(\lambda)$  értékeket mutatja.

300 pc távolságban a sajátmozgások  $\approx 72 \text{ km s}^{-1}$  délnyugat felé tartó tangenciális sebességnek felelnek meg. A molekulafelhőkben a hangsebesség néhány tized  $\text{km s}^{-1}$ , tehát a csillag mozgása szuperszonikus. E mozgás által keltett fejhullám lehet a  $60 \mu\text{m}$ -es képen a csillagtól délnyugati irányban (jobbra lefelé) látható gerinc.

Ha a csillag pályáját visszafelé követjük, azt láthatjuk, hogy  $5 \times 10^5$ – $10^6$  évvel ezelőtt a Cepheus flare felhőin kívül és a Naptól kb. 350 pc távolságban tartózkodott, abban a csillagközi anyagtól mentes térfogatban, amelyre Grenier et al. (1989) hívták fel a figyelmet. A térfogatban uralkodó magas hőmérsékletből arra következtettek, hogy ez a csillagközi buborék egy nagyjából 40 000 évvel ezelőtt felrobbant szupernóva maradványa. Mivel a nagy sebességű csillagok olyan kettős rendszerekből származnak, amelyeknek nagyobb tömegű komponense szupernóvává vált, lehetséges, hogy ugyanaz a robbanás hozta létre a buborékot, amely a HD 203854-et felgyorsította. Ekkor azonban a buborék jóval öregebb, mint Grenier és munkatársai becsülték. A  $10^6$  év körüli kor jobb összhangban van egyéb megfigyelésekkel, pl. azzal, hogy a buborék szélén levő aszimmetrikus, külső lökés nyomát tükröző alakú L 1251 molekulafelhőben  $10^5$ – $10^6$  éves beágyazott és fősorozat előtti csillagok figyelhetők meg, és azzal, hogy nem észlelhető a lökés által felmelegített gázra jellemző termikus SiO emisszió (Sato et al. 1994).

Ebben a fejezetben a poros környezetű B-, A- és F-típusú csillagokat a felhőkomplexum távolságának, szerkezetének szondázására használtam. Ugyanezek a csillagok a felhők következő fejezetben tárgyalandó csillagképző aktivitásának vizsgálatában is fontosak lesznek.

## 3.2 Csillagkeletkezés a Cepheus flare molekulafelhők területén

A Nap típusú csillagok korai fejlődésének négy, megfigyelésekkel jól megkülönböztethető szakasza van:

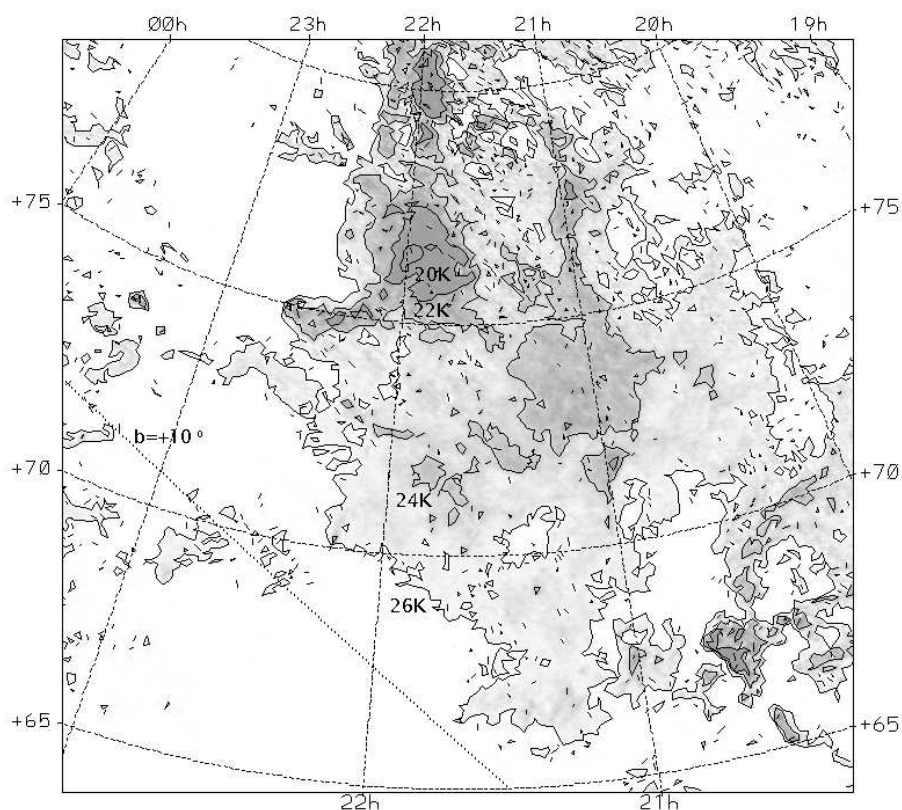
1. Sűrű presztelláris mag kialakulása (–I. osztály); karakterisztikus ideje  $10^7$  év, ha ambipoláris diffúzió hozza létre, és  $10^5$ – $10^6$  év, ha a szuperszonikus turbulencia konvergens lökeshullámai.
2. A gravitációs kollapszus, a fő akkréciós szakasz (0. osztály),  $10^4$ – $10^5$  év.
3. Az akkréciós fázis vége, a csillag megjelenése a Hertzsprung–Russell-diagramon (I. osztály); élettartam:  $10^5$  év.
4. A fősorozat előtti fejlődés (II.–III. osztály), időtartama  $10^6$ – $10^7$  év.

### 3.2.1 Sűrű felhőmagok az IRAS képeken

A négy szakasz más-más megfigyelési eszközöket igényel. A sűrű felhőmagokat elsősorban a nagy sűrűségeken gerjesztődő molekuláris átmenetek, pl. az ammónia (1,1) és (2,2) inverziós átmenete vagy a  $\text{C}^{18}\text{O}$  és a  $\text{H}^{13}\text{CO}^+$  molekulák alsó rotációs szintjei közötti átmenetek megfigyelésével lehet feltérképezni. Az IRAS adatbázis újabb lehetőségeket teremtett a sűrű magok feltérképezésére. Egyik lehetőség a felhők  $100 \mu\text{m}$ -es optikai mélységének vizsgálata. Ezt a módszert alkalmaztam a Cepheus flare szerkezetének vizsgálatára. Mivel a csillagközi por távoli infravörösben optikailag vékony, a  $\tau_{100}$  optikai vastagság egyenesen arányos a por oszlopsűrűségével.  $\tau_{100}$  maximumhelyei tehát kijelölik a legsűrűbb felhőtartományokat, amennyiben feltételezzük, hogy a por hőmérséklete állandó, és csak egy felhő van egy adott pixel látóirányában. Mivel ezek a feltételek nem mindenütt teljesülnek, az optikai mélység maximumhelyei

között egyrészt lehetnek véletlenül egymásra vetülő felhők közös részei is, másrészt hamis értéket kapunk ezzel a módszerrel azoknak a sűrű magoknak az oszlopsűrűségére, amelyeket beágyazott csillag fűt. A kapott minta tehát csak a *lehetséges* sűrű magok listája. Rádiócsillagászati mérésekkel kell megerősíteni, hogy a nagy oszlopsűrűség valóban radiális sebességben koherens anyagtól ered.

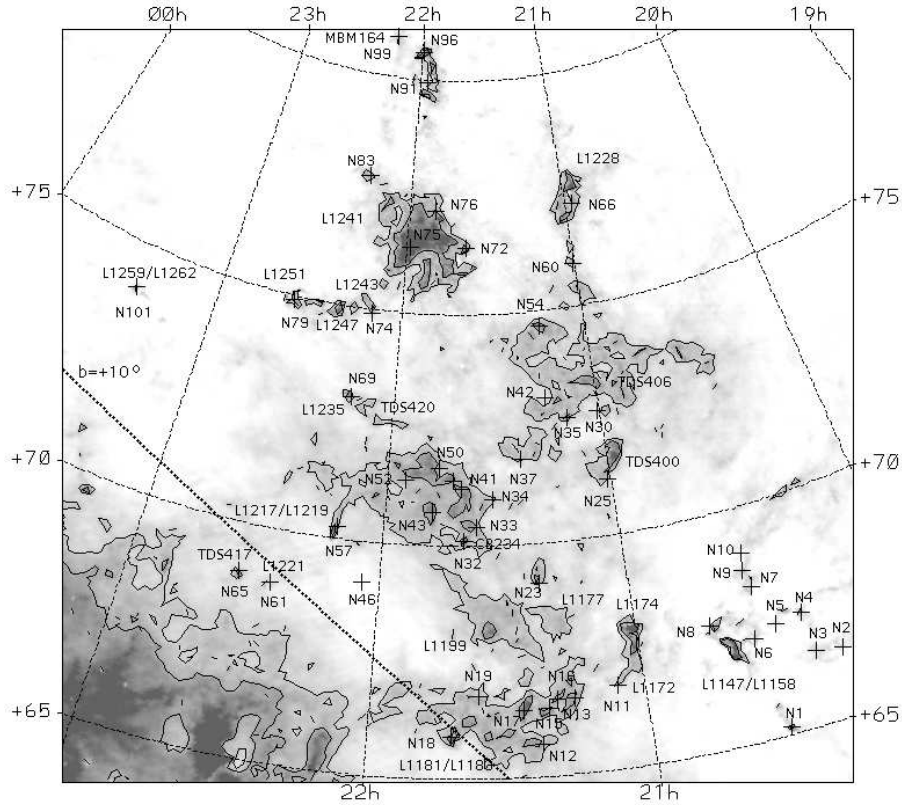
Ezt a módszert Wood, Myers és Daugherty (1994) alkalmazták először közeli molekulafelhők szerkezetének vizsgálatára. Munkájuk nem tartalmazta a Cepheus flare-t. Érdeemes megnézni, hogyan viszonyulnak a Cepheus flare tulajdonságai egyéb, csillagkeletkezési szempontból jobban ismert molekulafelhőkéhez. Ezért négy szomszédos *ISSA 60* és  $100\mu\text{m}$ -es képből összeállítottam a Cepheus flare távoli infravörös képeit (Kun 1998). A  $60$  és  $100\mu\text{m}$ -es képek adataiból a 2. fejezetben leírt módszerrel először elkészítettem a 3.10 ábrán látható porhőmérséklet-térképet. A következő lépésben  $T_{[100-60]}$  ismeretében elvégeztem a  $100\mu\text{m}$ -es fluxusok színkorrekcióját (IRAS Explanatory Supplement, Beichman et al. 1985), majd kiszámoltam a 3.11 ábrán látható  $\tau_{100}$  értékeket. Ehhez a munkához az IPAC *Skyview* programcsomagját használtam. (Ebert et al. 1992)



**3.10 ábra:** A por  $[100 - 60]$  IRAS-színindexéből meghatározott hőmérséklet-eloszlása a Cepheus flare területén. A kontúrok belülről kifelé a 18K, 20K, 22K, 24K és 26K hőmérsékleteket jelölik.

A sűrű magokat a következő kritériumok alapján definiáltam:

- a)  $\tau_{100} > 2 \times 10^{-4}$ . Ez a küszöbérték nagyjából  $A_V = 4,0$  mag vizuális extinkciónak



**3.11 ábra:** A Cepheus flare  $100\mu\text{m}$ -es optikai mélységének térképe. A Lynds, TDS, CB és MBM katalógusok felhői jelölve vannak. N a nagyoi  $^{13}\text{CO}$  felhőkre utal. A keresztet a  $^{13}\text{CO}$  integrált intenzitás maximumhelyeit jelölik. A külső kontúr  $1,4 \times 10^{-4}$ -nek választottam, mert ez az érték bizonyult legalkalmasabbnak a külön felhőknek katalogizált objektumok elkülönítésére egymástól.

(Wood et al. 1994), és a molekuláris hidrogén  $\text{N}(\text{H}_2) > 4 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$  oszlopsűrűségű tartományainak felel meg.

**b)** Sűrű mag az a terület, ahol legalább három szomszédos pixel optikai mélysége a küszöbérték fölött van.

A sűrű magok méretének jellemzésére ellipszist rajzoltam a  $\tau_{100} > 2 \times 10^{-4}$  optikai mélységű területek köré. Az ellipszisen belüli pixelek optikai mélységeit összegezve meghatároztam a magok tömegét, és a legnagyobb mért  $\tau_{100}$  értékből a magra jellemző legnagyobb vizuális extinkciót. A magokra jellemző  $T_{[100-60]}$  porhőmérsékletet ugyancsak a  $\tau_{100}(\text{max})$  helyen határoztam meg.

Ilyen módon 107 sűrű felhőmagot találtam a területen. Az eredmények a 3.4 táblázatban láthatók. Az (1) oszlopban levő sorszámot a  $\tau_{100}(\text{max})$  pozíciók egyenlítői és galaktikus koordinátái, a  $T_{[100-60]}$  porhőmérséklet,  $\tau_{100}(\text{max})$  értéke és a belőle számított  $A_V$  vizuális extinkció követik a (2)–(8) oszlopokban. A (9)–(13) oszlopok a terület körvonalaira illesztett ellipszis adatait tartalmazzák. A (14) oszlop a sűrű mag területe  $\text{pc}^2$ -ben, a (15) a tömege naptömegben, és a (16) a távolsága parszekben. A (17) oszlopban az objektummal egybeeső Lynds-féle (1962) sötét felhők, valamint Taylor, Dickman & Scoville (1987), Clemens & Barvainis (1988) és Yonekura et al.

### 3.5 táblázat:

A Cepheus flare IRAS-felhőinek sűrű magjai jól ismert közeli csillagkeletkezési területek hasonló módszerrel definiált tartományaival összehasonlítva

Komplexum	$T_D$ (K)	$\tau_{100}$ (max) $\times 10^6$	Nagy tengely (a) pc	Kis tengely (b) pc	a/b	Terület pc <sup>2</sup>	Tömeg $M_\odot$	N
Orion	37.0	24000	45.00	9.20	8.21	325	$\leq 43000$	140
	25.0	230	0.81	0.46	1.63	0.3	24	
Perseus OB2	35.0	1200	12.00	6.40	4.44	60.3	6200	14
	26.5	230	0.68	0.34	1.90	0.2	16	
Taurus	24.0	1200	4.60	1.50	9.71	5.4	540	51
	22.0	260	0.39	0.24	1.50	0.07	5.4	
Cepheus flare (teljes)	32.1	932	7.40	4.46	8.00	25.93	1300	107
	22.6	249	1.08	0.61	1.77	0.54	19	
Cepheus-buborék	26.5	932	6.50	3.60	2.60	16.65	606	11
	25.8	234	1.50	1.40	1.30	1.40	48	
Cep R2	32.1	897	5.10	2.70	5.11	7.98	324	38
	24.0	271	1.80	1.00	1.70	1.74	63	
300 pc-es felhők	23.7	705	7.40	4.50	6.00	25.93	1300	47
	22.1	235	0.80	0.40	2.00	0.25	9	
200 pc-es felhők	22.3	417	1.60	0.80	8.00	0.59	26	11
	20.3	274	0.70	0.40	2.00	0.16	6	

(1997) katalógusaiban szereplő molekulafelhők (TDS, CB, N) vannak felsorolva, és végül a (18) oszlop a magok területére vetülő fiatal csillagokat mutatja.

A 3.4 táblázat eredményei lehetővé teszik, hogy a Cepheus flare  $N(\text{H}_2) > 4 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$  oszlopsűrűségű tartományainak fizikai jellemzőit összehasonlítsuk más közeli molekulafelhő-komplexumok hasonló tartományaival. Wood et al. (1994) hasonló módszerrel vizsgálták a legismertebb közeli csillagkeletkezési régiókat, a Taurust, a Perseust és az Oriont. A 3.5 táblázat e négy óriás csillagkeletkezési régió sűrű tartományainak néhány adatát hasonlítja össze egymással, nevezetesen a  $\tau_{100}(\text{max})$ ,  $T_{[100-60]}$ , a sűrű tartomány területét közelítő ellipszisek kis- és nagy tengelyeinek és tengelyarányainak maximális és medián értékeit. Mivel a Cepheus flare területén több molekulafelhő-komplexum található, és ezek galaktikus szélesség szerint részben szétválaszthatók, érdemes összehasonlítani a különböző felhőrétegeket egymással is. A 3.5 táblázat ezt az összehasonlítást is tartalmazza. Az eredmények azt mutatják, hogy a sűrű tartományok tipikus mérete és oszlopsűrűsége nagyobb, hőmérséklete magasabb a nagy tömegű csillagok keletkezési helyein, mint a Taurusban. A Cepheus flare sűrű tartományainak tulajdonságai a két prototípus, az Orion és a Taurus csillagkeletkezési régiókra jellemző értékek között vannak.

A por optikai mélységének és a nagyoi  $^{13}\text{CO}$  felmérésből meghatározott hidrogén-oszlopsűrűségek összehasonlítására 50 pont áll rendelkezésre. Az 3.12 ábrán  $N(\text{H}_2)$  függvényében ábrázoltam  $\tau_{100}$ -at. Minden felhőt a maximális  $N(\text{H}_2)$  érték és az ugyanabban a pontban mért  $\tau_{100}$  reprezentál. Az a) ábrán különböző szimbólumok jelölik a felhőkomplexum különböző alrendszeit. Jól látható, hogy a csillagképző felhőkben alacsonyabb  $\tau_{100}$  érték tartozik adott  $N(\text{H}_2)$  értékhez, mint a csillagatlan felhőkben.

3.4. táblázat

SŰRŰ MAGOK AZ IRAS 100 $\mu$ M OPTIKAIMÉLYSÉG-KÉPEN

100 $\mu$ m maximumhelye															Illesztett ellipszis					Mag		
N	RA(1950)	D(1950)	l	b	T <sub>d</sub>	$\tau_{100}$	A <sub>v</sub>	RA(1950)	D(1950)	Nagy- tengely (pc)	Kis- tengely (pc)	p.sz.	Terület	Tömeg	táv.	felhő <sup>a</sup>	Társított					
	h m s	° ' "	°	°	K	$\times 10^6$	mag	h m s	° ' "	(pc)	(pc)	°	pc <sup>2</sup>	M $\odot$	pc							
1	20 23 16.9	67 29 43	101.509	16.799	20.6	237	4.7	20 23 17.0	67 29 43	0.44	0.44	0	0.15	6	450	N 4						
2	20 26 16.1	73 9 20	106.733	19.531	23.1	232	4.6	20 25 50.4	73 10 18	0.59	0.42	134	0.18	8	300							
3	20 32 15.4	65 9 59	99.991	14.774	20.8	316	5.9	20 32 19.3	65 8 34	0.86	0.86	0	0.58	23	450	N 1, L1122						
4	20 32 27.8	73 23 43	107.197	19.277	23.7	251	4.9	20 32 56.4	73 27 25	1.39	0.42	136	0.41	15	300							
5	20 33 16.6	73 38 43	107.454	19.362	23.3	235	4.6	20 33 16.6	73 38 43	0.97	0.56	158	0.43	15	300							
6	20 39 36.0	66 54 58	101.918	15.163	19.5	505	8.2	20 39 28.0	67 3 57	3.86	1.58	25	4.78	223	450	N 8, L1148	F20404+6712					
7	20 42 19.6	67 35 30	102.646	15.343	20.2	286	5.4	20 42 31.1	67 37 17	1.33	0.66	0	0.69	26	450	N 8						
8	20 46 8.1	73 43 28	108.054	18.655	22.6	241	4.7	20 44 51.4	73 46 49	1.17	0.35	61	0.60	16	300							
9	20 51 22.7	73 25 21	108.025	18.178	22.4	227	4.5	20 51 22.7	73 25 21	0.70	0.42	90	0.20	7	300							
10	20 51 37.1	74 5 16	108.600	18.559	22.2	231	4.6	20 51 41.4	74 3 48	0.56	0.35	41	0.31	8	300							
11	20 51 47.1	73 31 49	108.134	18.219	22.6	224	4.4	20 51 42.9	73 33 17	0.84	0.42	0	0.25	6	300							
12	20 52 24.5	72 55 43	107.656	17.823	22.6	230	4.5	20 52 24.5	72 55 43	0.82	0.56	136	0.37	13	300							
13	20 53 8.6	73 2 28	107.784	17.848	22.5	236	4.6	20 52 44.5	73 3 39	0.70	0.70	90	0.39	14	300							
14	20 54 32.1	72 54 31	107.738	17.687	22.8	222	4.4	20 54 12.1	72 54 14	0.55	0.27	139	0.10	4	300							
15	20 54 46.4	73 13 0	108.006	17.860	22.7	255	4.9	20 54 22.0	73 14 12	0.70	0.56	33	0.68	25	300	TDS 406						
16	20 55 45.7	73 47 18	108.529	18.151	22.4	215	4.3	20 55 45.7	73 47 18	0.42	0.28	90	0.04	1	300							
17	20 56 53.2	77 32 33	111.749	20.354	20.3	417	7.2	20 57 15.5	77 34 17	0.99	0.76	145	0.59	26	200	N 66, L1228	H $\alpha$ 23					
18	20 57 2.5	77 13 1	111.476	20.153	21.8	250	4.9	20 57 19.6	77 16 13	0.72	0.32	10	0.18	7	200	N 66, L1228	20582+7724					
19	20 57 18.1	74 2 11	108.804	18.217	22.4	209	4.2	20 57 18.1	74 2 11	0.56	0.28	90	0.06	2	300							
20	20 57 47.8	72 41 58	107.719	17.368	22.4	221	4.4	20 57 47.8	72 41 58	0.40	0.28	22	0.10	4	300	N 30						
21	20 58 11.5	71 39 56	106.890	16.704	21.2	421	7.3	20 58 48.9	71 40 27	5.13	2.15	169	4.38	182	300	N 25, TDS 400	H $\alpha$ 29,31					
22	20 59 19.2	77 21 55	111.683	20.142	22.1	242	4.7	21 0 8.4	77 23 53	0.61	0.26	90	0.11	4	200	N 66, L1228						
23	21 0 0.7	76 14 24	110.759	19.426	20.8	250	4.9	21 0 0.7	76 14 24	0.28	0.20	17	0.05	2	200	N 60, L1228						
24	21 0 40.4	75 23 23	110.075	18.872	22.2	218	4.3	21 0 17.0	75 23 8	1.12	0.28	90	0.12	4	300							
25	21 1 12.7	67 34 4	103.771	13.909	21.9	354	6.4	21 1 17.7	67 31 8	2.57	1.37	0	2.78	114	450	N 14						
26	21 1 32.1	68 0 0	104.133	14.163	32.1	897	11.1	21 1 37.2	67 57 4	2.88	2.03	89	4.59	229	450	N 14, L1174	HD200775					
27	21 2 39.5	76 50 38	111.365	19.676	21.7	375	6.7	21 0 39.0	76 55 32	1.14	0.44	130	0.36	14	200	N 66, L1228	21022+7651					
28	21 2 56.9	77 13 22	111.692	19.897	22.3	240	4.7	21 3 5.1	77 10 26	1.56	0.13	108	0.16	6	200	N 66, L1228						
29	21 3 12.0	73 22 20	108.528	17.480	21.7	282	5.4	21 1 28.8	73 21 10	3.04	1.27	86	3.02	114	300	N 66, L1228	H $\alpha$ 33,39					
30	21 8 24.5	74 33 30	109.727	17.959	22.3	219	4.4	21 8 49.6	74 32 13	0.56	0.28	157	0.14	5	300							
31	21 9 6.8	73 36 31	109.000	17.309	22.1	221	4.4	21 9 6.8	73 36 31	0.56	0.28	27	0.14	5	300							
32	21 9 22.2	72 40 47	108.274	16.690	21.3	267	5.1	21 9 42.2	72 40 58	1.05	0.66	123	0.55	20	300	N 35						
33	21 11 26.3	73 4 34	108.691	16.835	22.4	232	4.6	21 11 51.6	73 1 46	1.05	0.66	123	0.55	19	300	N 35						
34	21 13 51.4	72 50 42	108.633	16.549	22.6	212	4.2	21 13 31.2	72 50 32	0.42	0.28	90	0.04	1	300							
35	21 15 20.3	74 42 48	110.166	17.713	22.1	290	5.5	21 14 39.9	74 39 31	2.15	0.77	144	1.31	50	300	N 54						
36	21 16 30.2	66 30 21	103.976	12.089	24.3	249	4.9	21 16 43.6	66 31 58	4.57	0.91	144	3.28	120	450	N 13						
37	21 16 39.1	72 47 27	108.735	16.360	22.7	219	4.4	21 16 18.9	72 47 19	0.70	0.28	90	0.08	3	300							
38	21 16 44.6	67 1 51	104.383	12.433	23.6	254	4.9	21 16 30.9	67 0 13	2.16	0.98	12	1.59	58	450	N 16						

3.4. táblázat (folytatás)

Illesztett ellipszis										Mag								
$\tau_{100}$ maximumhelye										Mag								
N	RA(1950)	D(1950)	l	b	$T_d$	$\tau_{100}$	$A_V$	RA(1950)	D(1950)	Nagy- tengely (pc)	Kis- tengely (pc)	p.sz.	Terület	Tömeg	táv.	pc	felhő <sup>a</sup>	Társított csillag
	h m s	° ' "	°	°	K	$\times 10^6$	mag	h m s	° ' "	(pc)	(pc)	°	pc <sup>2</sup>	$M_{\odot}$	pc			
39	21 16 52.0	74 26 53	110.029	17.461	23.1	231	4.6	21 17 32.3	74 30 9	1.25	0.38	26	0.37	13	300	N 54		
40	21 17 31.4	68 5 7	105.221	13.104	24.4	243	4.8	21 16 56.4	68 7 49	1.22	0.67	145	0.54	19	500	L1177	21169+6804	
41	21 17 52.3	72 54 0	108.882	16.367	22.5	212	4.2	21 18 23.8	72 54 0	0.70	0.28	90	0.06	2	300	N 42		
42	21 18 25.6	73 0 14	108.991	16.407	22.5	213	4.3	21 18 23.8	73 1 44	0.56	0.42	0	0.16	5	300	N 42		
43	21 19 40.3	66 36 29	104.275	11.932	23.9	255	4.9	21 19 5.1	66 42 10	3.14	1.18	152	2.67	95	450	N 16		
44	21 20 0.9	71 54 39	108.243	15.575	22.8	236	4.6	21 19 59.2	71 56 8	0.93	0.35	152	0.25	9	300	N 37		
45	21 20 51.0	66 23 38	104.202	11.699	24.4	243	4.8	21 21 4.7	66 25 14	1.18	1.18	90	0.89	32	450	N 15		
46	21 21 42.7	69 11 30	106.313	13.594	23.0	261	5.0	21 21 37.6	69 17 28	2.45	0.98	0	1.89	68	450	N 23		
47	21 22 37.2	66 21 26	104.302	11.547	24.9	285	5.4	21 22 36.1	66 22 55	1.76	1.59	77	2.20	84	450	N 15		
48	21 25 12.7	65 46 46	104.077	10.952	25.7	245	4.8	21 24 59.1	65 45 12	5.80	2.36	100	10.24	376	900	N 12		
49	21 25 42.3	66 36 0	104.700	11.501	23.6	395	6.9	21 26 15.8	66 30 14	5.05	1.62	165	6.44	266	450	N 17		
50	21 27 14.5	67 57 3	105.776	12.361	25.7	238	4.7	21 27 30.4	67 57 3	1.04	0.69	0	0.46	17	520	L1199		H $\alpha$ 57
51	21 27 37.1	65 49 3	104.283	10.807	26.2	220	4.4	21 27 37.1	65 49 3	0.78	0.77	90	0.48	16	900			
52	21 28 17.0	68 30 13	106.243	12.688	24.9	226	4.5	21 27 59.9	68 31 39	1.33	0.67	0	0.58	20	520	L1199		
53	21 29 15.8	68 43 56	106.472	12.790	24.2	222	4.4	21 29 31.6	68 45 30	0.84	0.50	0	0.27	10	520	L1199		
54	21 29 38.0	68 32 3	106.355	12.624	25.5	222	4.4	21 29 38.6	68 30 34	0.87	0.64	41	0.35	12	520	L1199		
55	21 30 13.6	65 58 40	104.592	10.738	25.9	249	4.8	21 30 14.2	65 57 11	5.02	2.26	104	8.84	320	900			
56	21 32 47.3	66 24 26	105.083	10.874	25.3	234	4.6	21 32 47.3	66 24 26	1.38	1.38	0	1.40	48	900			21341+6816
57	21 33 17.4	68 10 20	106.350	12.129	25.3	325	6.0	21 33 33.5	68 10 22	3.19	2.99	0	7.46	288	520	L1199		
58	21 34 17.5	66 21 42	105.164	10.738	25.8	225	4.5	21 34 2.6	66 21 40	1.38	1.38	0	1.40	48	900			
59	21 34 22.7	65 59 26	104.915	10.459	26.2	236	4.6	21 34 23.7	65 54 59	3.55	3.55	0	10.40	368	900	N 18		
60	21 35 7.8	70 49 16	108.331	13.951	23.8	239	4.7	21 34 49.2	70 50 44	1.19	0.40	169	0.35	12	300	N 34		
61	21 35 35.2	66 4 2	105.059	10.433	26.5	216	4.3	21 35 35.2	66 4 2	1.20	1.20	0	1.24	44	900			
62	21 35 43.4	66 41 12	105.495	10.881	25.2	220	4.4	21 35 58.5	66 41 13	1.30	0.90	90	0.93	32	900	N 19		
63	21 36 42.5	75 58 2	112.097	17.607	21.0	226	4.5	21 36 17.1	76 1 0	0.70	0.28	153	0.14	5	300	N 75		
64	21 37 1.2	70 23 56	108.153	13.535	24.3	277	5.3	21 38 12.3	70 28 29	2.97	1.92	58	4.47	161	450	N 33		
65	21 38 1.6	66 13 8	105.349	10.380	26.2	262	5.1	21 38 31.1	66 14 38	6.51	3.26	90	16.65	606	900	N 19, L1181		
66	21 38 18.1	76 24 57	112.494	17.866	20.6	330	6.1	21 38 43.6	76 24 58	0.93	0.67	154	0.49	20	300	N 72, L1241		
67	21 38 29.1	66 45 51	105.754	10.755	25.3	223	4.4	21 38 29.1	66 45 51	1.55	1.16	90	1.40	48	900	N 19		
68	21 38 46.4	75 52 8	112.121	17.449	20.8	265	5.1	21 40 0.0	75 53 38	1.40	0.56	90	0.45	17	300	N 75, L1241		
69	21 39 22.9	71 7 30	108.806	13.939	23.4	315	5.8	21 39 41.5	71 7 30	4.72	2.10	54	7.79	297	450	N 41	21407+7101	
70	21 39 42.4	70 7 32	108.136	13.180	23.1	365	6.5	21 39 41.4	70 9 0	1.45	0.86	29	1.00	39	300	N 32, CB234		
71	21 42 7.2	70 43 28	108.701	13.491	23.6	293	5.5	21 42 7.5	70 46 28	2.54	1.76	145	3.51	138	450	N 41		
72	21 42 26.2	65 55 18	105.490	9.861	25.8	932	11.2	21 41 57.0	65 55 20	4.42	3.46	0	12.04	548	900	N 18, L1181		
73	21 43 27.7	71 28 23	109.296	13.980	23.0	302	5.7	21 43 46.6	71 28 22	2.29	1.52	102	2.74	111	450	N 47		
74	21 46 7.7	75 51 51	112.464	17.142	20.1	316	5.9	21 45 22.0	76 0 53	2.25	1.59	171	2.81	111	300	N 75, L1241		
75	21 46 10.8	71 7 7	109.225	13.570	24.1	243	4.8	21 46 10.3	71 5 37	1.37	0.79	130	0.74	27	450			
76	21 47 35.9	70 47 25	109.096	13.245	23.1	316	5.9	21 48 10.4	70 42 50	4.12	1.57	7	4.96	197	450	N 43		



3.4. táblázat (folytatás)

N	$\tau_{100}$ maximumhelye				Illesztett ellipszis				Mag		Társított csillag					
	RA(1950) h m s	D(1950) ° ' "	l °	b °	$T_d$ K	$\tau_{100}$ $\times 10^6$	Av mag	RA(1950) h m s	D(1950) ° ' "	Nagy- tengely (pc)		Kis- tengely (pc)	p.sz. °	Térfület $pc^2$	Tömeg $M_{\odot}$	táv. pc
77	21 48 6.9	75 45 40	112.488	16.984	20.1	282	5.4	21 48 6.1	75 44 10	0.84	0.42	21	0.24	9	300	N75, L1241
78	21 48 35.0	71 39 47	109.739	13.858	23.2	303	5.7	21 49 16.1	71 45 40	4.32	2.35	21	7.98	324	450	N50
79	21 49 15.3	71 5 9	109.398	13.383	24.8	220	4.4	21 49 15.3	71 5 9	0.98	0.59	124	0.43	15	450	
80	21 51 44.4	79 47 18	115.437	19.889	19.8	247	4.8	21 52 19.6	79 48 42	0.43	0.17	124	0.14	5	200	N91
81	21 51 47.7	71 12 7	109.636	13.341	25.1	225	4.5	21 51 46.8	71 10 37	0.79	0.79	90	0.35	12	450	
82	21 51 50.5	75 51 4	112.731	16.903	19.9	341	6.2	21 52 58.5	75 44 52	2.42	1.08	154	2.05	82	300	N75, L1241
83	21 52 19.6	71 33 1	109.898	13.582	23.6	312	5.8	21 52 58.5	71 34 21	2.33	1.75	90	3.20	132	450	N52
84	21 52 27.6	76 5 53	112.928	17.068	20.1	332	6.1	21 52 28.9	76 7 23	1.14	0.72	52	0.64	27	300	N75, L1241
85	21 52 31.8	79 58 59	115.601	20.012	19.4	296	5.6	21 53 9.7	80 1 50	0.50	0.21	130	0.08	3	200	N91
86	21 55 20.8	80 20 38	115.949	20.207	19.6	298	5.6	21 55 23.0	80 22 6	0.61	0.35	16	0.16	6	200	N96, MBM163
87	21 55 30.0	79 40 49	115.497	19.697	19.6	274	5.2	21 56 38.5	79 42 5	0.87	0.40	109	0.21	21	200	N91
88	21 56 10.0	80 7 14	115.823	20.014	19.6	270	5.2	21 55 5.3	80 10 22	0.61	0.35	152	0.13	5	200	N96
89	21 57 37.7	80 37 53	116.224	20.365	18.8	412	7.1	21 59 53.8	80 33 1	1.10	0.53	118	0.46	19	200	N96, MBM164
90	21 57 53.6	71 44 53	110.376	13.461	24.5	257	5.0	21 57 52.2	71 43 23	1.80	1.44	90	2.04	74	450	N52
91	21 59 45.8	76 16 4	113.393	16.922	18.5	705	11.0	21 55 59.5	76 39 30	7.40	4.46	127	25.93	1300	300	N75, L1241
92	22 0 23.5	70 48 17	109.944	12.594	24.6	213	4.3	22 0 23.5	70 48 17	0.59	0.39	7	0.16	5	450	
93	22 2 5.9	77 13 39	114.127	17.590	21.6	216	4.3	22 2 35.4	77 15 0	0.42	0.42	90	0.10	3	300	N75, L1241
94	22 3 6.1	71 2 8	110.268	12.644	24.3	241	4.7	22 2 47.8	71 2 17	2.89	0.85	139	1.93	68	450	
95	22 5 27.0	75 54 37	113.445	16.430	21.0	238	4.7	22 5 48.8	75 52 58	0.70	0.42	97	0.24	8	300	N75 L1241
96	22 7 14.6	75 32 50	113.309	16.073	21.1	228	4.5	22 7 14.6	75 32 50	0.70	0.28	121	0.12	4	300	N75, L1241
97	22 7 19.4	77 20 48	114.442	17.509	21.6	255	4.9	22 9 1.0	77 17 8	2.27	0.50	136	0.90	33	300	N75 L1241
98	22 9 49.4	75 1 33	113.124	15.557	21.3	257	5.0	22 9 49.4	75 1 33	0.67	0.40	5	0.21	8	300	N74, L1243
99	22 12 31.1	70 11 30	110.408	11.502	22.8	383	6.8	22 12 33.5	70 12 59	1.83	0.70	160	1.27	59	400	N57, L1219
100	22 12 49.3	70 0 43	110.325	11.339	25.6	265	5.1	22 12 49.3	70 0 43	0.79	0.39	177	0.16	5	400	N57, L1219
101	22 13 1.6	75 14 59	113.433	15.618	21.3	213	4.3	22 13 1.6	75 14 59	0.56	0.14	0	0.06	2	300	L1243
102	22 13 50.8	73 7 35	112.216	13.850	22.2	288	5.5	22 13 50.8	73 7 35	0.87	0.60	90	0.32	15	300	N69, L1235
103	22 21 9.7	74 53 23	113.670	15.025	20.7	331	6.1	22 20 51.0	74 55 7	1.46	0.66	168	0.76	32	300	L1247
104	22 23 16.9	74 48 51	113.747	14.886	21.1	233	4.6	22 23 16.9	74 48 51	0.56	0.42	130	0.16	6	300	N79, L1247
105	22 27 13.7	74 58 3	114.056	14.876	21.1	249	4.8	22 27 13.7	74 58 3	0.70	0.28	55	0.16	6	300	N79 L1251
106	22 33 54.9	68 55 13	111.320	9.428	26.0	355	6.4	22 33 51.2	68 53 45	1.19	0.74	26	0.69	27	450	N65, TDS417
107	22 35 9.4	74 52 47	114.465	14.534	21.2	254	4.9	22 35 4.2	74 51 20	0.86	0.43	124	0.29	11	300	N79, L1251

<sup>a</sup>N a <sup>13</sup>CO felhő sorszáma a nagyvai felmérésben (Yonekura et al., 1997)

A nagyvai  $^{13}\text{CO}$  felmérésben távoli komponensnek osztályozott negatív sebességű felhőknél tartozik adott  $N(\text{H}_2)$ -höz a legnagyobb  $\tau_{100}$  érték. Ennek egyik lehetséges magyarázata az, hogy mivel a felhők messze vannak, oszlopsűrűségüket a nyalábhígulás miatt alulbecslik a rádiócsillagászati mérésekből. Másik lehetőség, hogy amint a régió IRAS-képei mutatják, e felhők magasabb hőmérsékletűek, tehát több por sugároz az IRAS hullámhossztartományában. (A molekuláris gáz kinetikus hőmérsékletéhez hasonló hőmérsékletű por termikus sugárzásának maximuma kívül esik az IRAS mérési tartományán.)

$\tau_{100}$  és  $N(\text{H}_2)$  közötti összefüggés:

$$\tau_{100} = (5,3 \pm 1,03) \times 10^{-26} N(\text{H}_2) + (2,66 \pm 1,92) \times 10^{-6}$$

a L 1147–L 1172 felhőcsoportot tartalmazó, 440 pc távolságú és pozitív radiális sebességű felhőkre, és

$\tau_{100} = (9,72 \pm 1,75) \times 10^{-26} N(\text{H}_2) + (1,47 \pm 1,72) \times 10^{-6}$  a 300 pc-es és 200 pc-es komponensre.

A 3.12 b) ábra ugyanezt az összefüggést mutatja úgy, hogy a különböző szimbólumok különböző porhőmérsékleteknek felelnek meg. Ez az ábra azt szemlélteti, hogy a megfigyelt por/gáz arány a porhőmérséklet függvénye. Az összes ponthoz illesztett egyenes egyenlete:

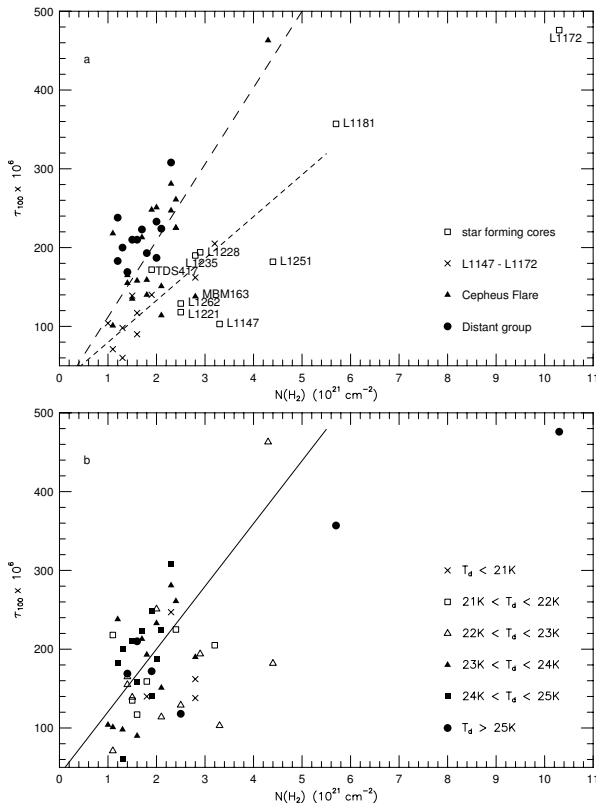
$$\tau_{100} = (7,96 \pm 1,41) \times 10^{-26} N(\text{H}_2) + (4,08 \pm 2,40) \times 10^{-6}.$$

A magasabb porhőmérsékletű pontok többnyire a vonal fölött vannak.

### 3.2.2 Fiatal csillagok az IRAS pontforrások között

Míg az előző szakaszban tárgyalt sűrű felhőtartományok a csillagkeletkezést megelőző körülményeket és a csillagkeletkezés környezetét képviselik, a távoli infravörös pontforrások maguk a felhőben keletkezett fiatal csillagok. A 2.2.2 fejezetben felsorolt fluxuskritériumok alapján kiválogattam a lehetséges fiatal csillagokat az *IRAS Point Source Catalog* és *Faint Source Catalog* objektumai közül (Kun 1998). A  $25\mu\text{m}$ -en nem észlelt, csak  $60$  és  $100\mu\text{m}$ -es források között sok galaxis is van. Strauss et al. (1992) valamint Fisher et al. (1995) vöröseltolódás-vizsgálatai minden  $F(60) > 1,2$  Jy fényességű IRAS forrást tartalmaznak, ezeket így könnyen eltávolíthattam a kapott mintából. Az  $F(60) = 1,2$  Jy-nél halványabb pontforrások helyén megvizsgáltam, van-e optikai megfelelőjük a *Digitized Sky Survey* képein. Minden olyan pontforrást galaxisnak tekintettem és kihagytam a mintából, amelynek  $1$  íperces környezetében nem pontszerű optikai forrást találtam. Ilyen módon  $32$  korábban nem katalogizált galaxist azonosítottam (Kun 1998, 1. táblázat).

Összesen  $128$  olyan IRAS pontforrást találtam a két katalógusban, amelyek valószínűleg fiatal csillagok. Ezeket az objektumokat a 3.6 táblázat tartalmazza. Az IRAS-fluxusokból kiszámítottam az infravörösforrások teljes luminozitását a  $7\text{--}135\mu\text{m}$  hullámhossztartományon (ld. 2.2.2 fejezet). Az IRAS-koordináták helyén a *SIMBAD* adatbázis segítségével kerestem a forrásokkal pozícióban egybeeső ismert objektumokat. A táblázat utolsó három oszlopa ezeket az azonosításokat tartalmazza. Számos objektumnak csak két IRAS-fluxusa van, és akad néhány, amelyeket csak  $25\mu\text{m}$ -en észlelt az IRAS. A kalibrált IRAS-adatbázis újabb feldolgozásával további információhoz juthatunk: meghatározhatjuk a forrás fluxusát olyan sávban, amelyben csak felső



**3.12 ábra:** a) A por  $100\mu\text{m}$ -es optikai mélységének összehasonlítása a  $^{13}\text{CO}$  integrált intenzitásokból meghatározott  $N(\text{H}_2)$  oszlopsűrűséggel a  $^{13}\text{CO}$  felhők intenzitásmaximumainál. Négyzetek jelölik az ismert csillagképző felhőket, x-ek a L1147–L1172 felhőcsoport tagjait, háromszögek a Cepheus flare 300 pc-es távolságú felhőit, és körök a negatív sebességű felhőket a  $+11^\circ \leq b \leq +13^\circ$  területen. A szaggatott vonalak az egyes felhőcsoportokat képviselő pontokra illesztett egyenesek. b) Ugyanaz a diagram, de itt a különböző porhőmérsékleteket jelölik a különböző szimbólumok. A jobb oldalon felsorolt porhőmérséklet-értékek  $8' \times 8'$ -es területekre, a  $^{13}\text{CO}$  mérések rácsméretére vett átlagok.

határt tartalmaz a katalógus, vagy legalább alacsonyabbra tehetjük a felső határt. A *SRON* (Groningen) *IRAS Software Telescope* (Assendorp et al. 1995) adatbázisából az ég minden megmért pozíciójának kalibrált IRAS mérései letölthetők (*IRDS, InfraRed Data Sets*), és az erre a célra kifejlesztett program segítségével a katalógusok objektumaiénál halványabb pontforrás-fluxusok is meghatározhatók belőlük. A 3.6 táblázat minden objektumának helyén megvizsgáltam az IRDS-adatokat. A dőlt karakterek a „háziilag” meghatározott fluxusokat jelentik. Mivel ezek a források nagyon halványak ( $F \leq 0,1$  Jy), és szabálytalan háttérből emelkednek ki, az így meghatározott fluxusok hibája  $\pm 50\%$ , vagy nagyobb. A 3.6 táblázatban nagyon különböző tömegű és fejlettségi fokú fiatal csillagszerű objektumok találhatóak. Optikai megjelenés szerinti eloszlásukat a 3.7 táblázat összegzi.

A fősorozat előtti csillagok *Herbig–Bell-féle katalógusa* (Herbig & Bell 1988, HBC) a terület 10 objektumát tartalmazza, és további két, a HBC-ben nem szereplő fősorozat előtti csillag: az FT Cep (Myers et al. 1987) és az IRAS 21004+7811 (Bally et al. 1995) ismert a mintában. A  $22\text{ H}\alpha$  emisziós csillag a saját, objektívprizmás megfigyeléseim eredményei közül való. Ezeket egyelőre csak fősorozat előtti *jelölteknek* nevezhetjük, amíg spektroszkópai megfigyelésekkel nem állapítjuk meg valódi típusukat. A 12 B- és A-típusú csillag nagy része nem fősorozat előtti csillag. IRAS-színeik azt mutatják, hogy hideg por van körülöttük, távol a csillagtól (ld. 3.1.3 fejezet).

A Cepheus flare infravörös-többlétű *B–A–F* csillagai között hat ismert Herbig Ae/Be

3.6. táblázat

FIATAL CSILLAGOK A CEPHEUS FLARE IRAS PONTFORRÁSAI KÖZÖTT

IRAS Név	RA(1950) h m s	D(1950) ° ' "	$F_{12}$ Jy	$F_{25}$ Jy	$F_{60}$ Jy	$F_{100}$ Jy	$L_{IRAS}$ $L_{\odot}$	Név <sup>d</sup>	Társított objektum Típus <sup>e</sup>	V	Ref.
20208+7319	20 20 49.7	73 19 50	<0.250	<0.250	0.273	2.550	>0.18	...	láthatatlan		
F20232+6757	20 23 17.2	67 57 30	<0.056	0.226	0.182	<1.020	>0.16	H $\alpha$ 4	H $\alpha$		
20235+6756	20 23 30.1	67 56 48	<0.487	0.184	<0.400	<8.150	>0.09	G 4446.1520	csillag	14.30	
20353+6742	20 35 20.1	67 42 30	<0.250	0.342	4.090	7.140	>2.13	L1152	láthatatlan		
20353+7317	20 35 23.6	73 17 58	<0.250	0.091	0.302	3.650	>0.27	...	láthatatlan		
20359+6745	20 35 54.3	67 45 59	0.443	1.050	1.810	<7.140	>1.59	RNO 124	H $\alpha$	18.3	2
20386+6751	20 38 39.6	67 51 33	<0.250	0.254	10.900	43.500	>8.06	L1152	kifújás		1
F20404+6712	20 40 24.8	67 12 19	<0.064	0.126	0.320	<4.391	>0.15	L1147	köd		
F20432+7457	20 43 12.9	74 57 19	0.154	0.161	<0.234	<2.680	>0.15	...	csillag		
20453+6746	20 45 23.6	67 46 36	12.800	32.900	48.900	57.900	52.62	PV Cep	Ae	17.8	2
20535+7439	20 53 30.9	74 39 7	0.419	0.629	0.682	<1.420	>0.52	G 4472.0143	csillag	12.32	
20582+7724	20 58 14.5	77 24 5	1.200	3.210	11.800	18.100	4.28	L1228	kifújás		1
20583+7212	20 58 18.0	72 12 6	0.140	0.250	0.352	2.810	>0.21	TDS 400	láthatatlan		
20587+6802	20 58 47.7	68 2 58	0.545	0.915	0.887	<9.270	>1.39	FT Cep	H $\alpha$		3
F20593+7735	20 59 18.1	77 35 45	<0.075	0.082	0.296	<6.261	>0.06	H $\alpha$ 28	H $\alpha$		
20597+6800	20 59 42.1	68 0 13	<0.250	0.823	4.480	<55.100	>1.68	NGC 7023	...		
F20597+6801	20 59 44.5	68 1 19	<0.136	0.712	7.334	<88.620	>0.34	NGC 7023	...		
F20598+7728	20 59 49.9	77 28 25	0.092	0.158	<0.205	<5.997	>0.10	H $\alpha$ 30	H $\alpha$		
20599+6755	20 59 56.7	67 55 11	<0.677	0.595	19.000	<1100.00	>5.74	NGC 7023	...		
21004+7811	21 0 28.4	78 11 13	6.230	11.100	36.300	76.600	16.30	RNO 129	H $\alpha$		4,5
21009+6758	21 0 58.4	67 58 15	26.700	76.800	638.000	1100.000	376.00	HD 200775	B3e	7.39	2
21015+6757	21 1 32.1	67 57 15	1.520	4.250	<48.100	<1100.00	>4.00	NGC 7023	...		
F21015+6757	21 1 33.5	67 57 50	<0.289	3.060	<95.690	<1162.00	1.45	NGC 7023	...		
F21016+7651	21 1 41.2	76 51 23	0.120	0.149	0.340	<19.220	>0.09	H $\alpha$ 35	H $\alpha$		
F21017+6813	21 1 43.2	68 13 20	0.119	0.140	<0.35	<7.683	>0.22	FV Cep	K7	14.3	2
21017+6742	21 1 44.2	67 42 24	<0.276	0.257	1.330	5.830	>1.15	L1172	kifújás		1
F21022+7729	21 2 12.0	77 29 20	0.081	0.128	0.171	<3.246	>0.11	...	csillag		
21022+7651	21 2 16.9	76 51 51	<0.250	<0.306	0.707	13.100	>0.84	L1228	köd		
F21023+7650	21 2 18.7	76 50 8	0.171	0.225	0.720	<25.890	>0.27	OS 49	H $\alpha$	12.84	5
21023+6754	21 2 21.5	67 54 41	0.266	0.387	<0.400	<15.500	>0.53	DG 167	...		
21025+6801	21 2 34.3	68 1 5	0.357	0.796	10.700	25.200	6.70	NGC 7023	...		
21025+7645	21 2 35.9	76 45 56	<0.250	0.205	<0.400	<6.980	>0.19	L1228	láthatatlan		
21027+6747	21 2 45.5	67 47 11	0.588	0.711	<0.411	<16.000	>1.10	EH Cep	T Tau	11.87	2
F21028+7645	21 2 52.3	76 45 13	0.085	0.198	0.240	<4.626	>0.54	OS 53	H $\alpha$	14.13	5

3.6. táblázat (folytatás)

IRAS Név	RA(1950) h m s	D(1950) ° ' "	$F_{12}$ Jy	$F_{25}$ Jy	$F_{60}$ Jy	$F_{100}$ Jy	$L_{IRAS}$ $L_{\odot}$	Név <sup>d</sup>	Társított objektum Típus <sup>c</sup>	V	Ref.
F21037+7614	21 3 42.7	76 14 48	0.126	0.177	<0.197	<3.323	>0.12	H $\alpha$ 46	H $\alpha$		
F21066+7710	21 6 40.0	77 10 18	0.134	0.190	0.261	<2.408	>0.17	OS 59	H $\alpha$	13.97	5
F21082+7117	21 8 17.9	71 17 6	<0.120	<0.120	0.346	3.350	>0.24	TDS 400	láthatatlan		
F21094+7312	21 9 26.6	73 12 18	<0.058	0.075	0.366	<2.875	>0.07	...	csillag		
F21128+6741	21 12 48.4	67 41 31	<0.304	<0.250	0.322	3.990	>0.53	G 4461.0326	csillag	13.32	
F21147+6851	21 14 45.6	68 51 3	<0.446	<0.250	0.545	4.540	>0.66	...	láthatatlan		
F21153+6842	21 15 22.8	68 42 18	3.680	10.800	4.260	<3.580	>11.11	HD 203024	A3e	8.0	6
F21166+8152	21 16 40.4	81 52 8	0.074	0.188	0.305	<2.533	>0.05	H $\alpha$ 54	H $\alpha$		
F21169+6804	21 16 54.4	68 4 52	0.088	0.683	11.800	33.50	7.53	L1177	kifújás		1,7
F21169+6842	21 16 58.2	68 42 30	1.570	3.480	4.130	2.590	5.16	G 4461.1336	A0 <sup>b</sup>	9.69	
F21199+7207	21 19 59.9	72 7 51	0.231	0.224	0.597	2.960	0.46	SAO 10023	A2	9.02	
F21202+6835	21 20 15.3	68 35 20	0.116	0.236	<0.721	<11.310	>0.26	H $\alpha$ 58	H $\alpha$		
F21229+6741	21 22 57.9	67 41 23	0.300	0.140	0.400	3.760	0.99	...	láthatatlan		
F21249+6523	21 24 57.3	65 23 52	0.118	0.138	0.926	7.405	1.30	G 4257.0458	csillag	12.60	
F21302+6621	21 30 14.2	66 21 28	<0.250	<0.250	1.07	6.48	>1.02	L1176	láthatatlan		
F21313+6645	21 31 21.0	66 45 33	<0.250	<0.250	0.735	8.900	>1.20	L1176	láthatatlan		
F21321+6836	21 32 8.2	68 36 47	<0.250	<0.250	0.429	5.140	>0.69	L1199	láthatatlan		
F21326+7608	21 32 41.5	76 8 34	<0.150 <sup>c</sup>	<0.100	1.450	5.020	>0.49	RNO 135	H $\alpha$ +kód		4
F21331+6749	21 33 11.5	67 49 2	0.144	0.163	1.304	12.520	2.02	G 4461.1773	G <sup>b</sup>	11.51	
F21332+6745	21 33 12.5	67 45 40	0.130	0.133	<2.357	<22.320	>0.23	G 4461.2321	csillag	13.76	
F21333+6603	21 33 23.1	66 3 58	<0.113	0.119	0.621	<5.891	>0.23	...	csillag		
F21334+6802	21 33 27.9	68 2 25	0.101	0.106	0.803	6.863	1.17	G 4461.1883	csillag	14.46	
F21335+6753	21 33 30.6	67 53 8	0.107	0.157	<1.811	<30.160	>0.21	G 4461.2520	csillag	14.08	
F21341+6816	21 34 10.7	68 16 32	<0.120	<0.140 <sup>c</sup>	0.743	10.500	>1.37	L1199	láthatatlan		
F21351+6803	21 35 6.8	68 3 22	<0.180	<0.180	1.020	6.720	>1.04	L1199	láthatatlan		
F21351+6804 <sup>a</sup>	21 35 11.6	68 4 10	0.075	0.115	<2.128	<18.940	>0.15	L1199	láthatatlan		
F21359+6757	21 35 59.8	67 57 4	0.268	1.823	30.240	77.770	18.50	VDB 143	B3V	8.40	8
F21368+6802	21 36 48.6	68 2 4	0.140	0.240	1.180	9.890	1.73	L1199	láthatatlan		
F21369+7429	21 36 56.6	74 29 29	0.284	<0.250	0.315	3.150	>0.81	...	csillag		
F21372+6724	21 37 17.6	67 24 49	0.130	0.410	<0.942	8.979	>1.36	H $\alpha$ 67	H $\alpha$		
F21374+7039	21 37 25.4	70 39 58	<0.082	0.129	0.465	4.777	>0.72	G 4466.0933	F5 <sup>b</sup>	11.08	
F21394+6621	21 39 26.6	66 21 39	0.342	0.642	2.564	<14.690	>1.48	H $\alpha$ 71	H $\alpha$	14.04	
F21404+6608	21 40 25.7	66 8 40	0.362	0.403	<0.806	<14.590	>0.66	H $\alpha$ 72	H $\alpha$	14.03	
F21404+6834	21 40 27.5	68 34 4	0.150 <sup>c</sup>	0.170 <sup>c</sup>	0.501	3.220	>0.50	L1199	láthatatlan		
F21405+7526	21 40 33.2	75 26 0	<0.097	0.099	<0.236	<1.298	>0.02	G 4599.0633	csillag	13.89	

3.6. táblázat (folytatás)

IRAS Név	RA(1950) h m s	D(1950) ° ' "	$F_{12}$ Jy	$F_{25}$ Jy	$F_{60}$ Jy	$F_{100}$ Jy	$L_{IRAS}$ $L_{\odot}$	Név <sup>d</sup>	Társított objektum Típus <sup>c</sup>	V	Ref.
21407+7101	21 40 42.5	71 1 25	<0.150	0.19	0.655	5.300	>0.84	mag 69	láthatatlan		
21419+6639	21 41 59.5	66 39 51	<0.368	<0.250	0.682	5.790	>0.84	L1183	láthatatlan		
21431+6753	21 43 7.9	67 53 47	<0.376	<0.274	0.960	8.680	>1.24	G 4462.2759	csillag	13.49	
F21462+8253	21 46 12.5	82 53 38	<0.223	<0.066	0.186	2.035	>0.06	G 4649.2306	csillag	11.32	
21498+7053	21 49 50.2	70 53 30	<0.046	0.200	1.687	3.530	>0.97	...	csillag		
21580+7946	21 58 4.9	79 46 9	<0.250	<0.250	0.460	1.860	>0.07	MBM 163	láthatatlan		
21599+6846	21 59 56.2	68 46 5	<0.676	<0.250	0.392	3.770	>0.53	...	láthatatlan		
22006+6930	22 0 38.3	69 30 7	0.524	1.200	1.390	1.200	>1.65	BH Cep	F5ec	11.0	2
F22066+6913	22 6 41.0	69 13 37	<0.117	0.126	0.705	4.958	>0.81	...	láthatatlan		
22082+7238	22 8 14.8	72 38 15	<0.250	<0.250	2.640	12.900	>2.19	VDB 149	B8V	9.80	8
F22090+7233	22 9 0.4	72 33 10	<0.054	0.109	<0.323	<4.141	>0.05	TDS 421	láthatatlan		
22090+7308	22 9 3.1	73 8 0	<0.378	<0.275	0.613	7.380	>0.99	VDB 150	B8IV	8.38	8
22122+7000	22 12 14.9	70 0 12	2.190	3.690	28.800	74.900	21.15	VDB 152	B9.5V	9.29	8
22126+6947	22 12 39.4	69 47 7	0.144	0.302	0.732	<5.037	>0.54	SAG 19953	A0	9.1	
22127+6938	22 12 42.4	69 38 17	0.358	0.20	0.499	5.220	1.18	SAO 19956	K0	7.34	
22129+6949	22 12 54.6	69 49 57	0.254	0.567	0.484	0.50	0.79	L1219	láthatatlan		
F22144+6923	22 14 27.0	69 23 51	0.243	1.117	2.780	18.0	3.57	L1219	csillag	11.05	
22150+7102	22 15 5.1	71 2 59	<0.100 <sup>c</sup>	<0.100 <sup>c</sup>	0.663	5.160	>0.76	L1219	csillag		
22152+6947	22 15 17.5	69 47 36	0.336	0.866	0.630	<1.20	>1.03	G 4467.0836	K2III <sup>b</sup>	9.96	
F22156+6948	22 15 39.1	69 48 40	<0.070	0.285	1.428	<1.7	>0.55	BO Cep	F2ec	11.07	2
F22181+7335	22 18 10.5	73 35 16	0.152	0.186	0.72	0.72	>0.29	H $\alpha$ 110	H $\alpha$		
22205+7325	22 20 34.5	73 25 16	4.220	5.220	2.660	1.760	8.90	SV Cep	A0ec	10.42	2
F22219+7908	22 21 55.7	79 8 8	0.205	0.207	<0.256	<1.263	>0.07	G 4608.2063	csillag	12.18	
22230+7112	22 23 5.1	71 12 21	<0.10	0.210	0.284	3.600	>0.58	L1219	láthatatlan		
F22233+6926	22 23 20.8	69 26 3	0.233	0.533	1.911	6.899	1.87	SAO 20054	A0	8.77	
22236+7118	22 23 36.2	71 18 12	0.190	0.200	0.436	3.060	0.73	...	láthatatlan		
22246+7124	22 24 36.4	71 24 31	<0.120	<0.120	0.457	3.980	0.83	...	csillag		
22256+7102	22 25 40.7	71 2 41	1.740	2.280	2.480	4.170	4.51	H $\alpha$ 119	H $\alpha$	13.61	
22290+7458	22 29 3.3	74 58 51	<0.277	0.375	0.734	<9.090	>0.20	L1251 core	láthatatlan		9
22331+7502	22 33 11.4	75 2 36	1.220	1.970	2.010	<1.700	>1.56	L1251-1	H $\alpha$	15.42	10
22335+7225	22 33 35.2	72 25 51	<0.140	<0.120 <sup>c</sup>	0.433	3.090	>0.47	L1242	láthatatlan		
22343+7501	22 34 22.0	75 1 32	4.970	26.100	66.300	80.000	23.60	L1251	kifújás		1
22345+6958	22 34 32.0	69 58 40	<0.14 <sup>c</sup>	0.12	0.565	6.090	>0.89	TDS 417	láthatatlan		

3.6. táblázat (folytatás)

IRAS Név	RA(1950) h m s	D(1950) ° ' "	$F_{12}$ Jy	$F_{25}$ Jy	$F_{60}$ Jy	$F_{100}$ Jy	$L_{IRAS}$ $L_{\odot}$	Név <sup>d</sup>	Társított objektum Típus <sup>c</sup>	V	Ref.
22350+7502	22 35 3.6	75 2 59	0.362	0.655	<0.400	<80.000	>0.39	L1251-2	H $\alpha$	16.35	10
22350+6943	22 35 3.9	69 43 54	0.15	0.15	0.701	4.980	>0.75	TDS 417	láthatatlan		
22355+7505	22 35 32.6	75 5 55	0.110	0.236	0.23	<6.910	>0.16	...	csillag		
22362+7026	22 36 13.5	70 26 32	<0.150	0.07	0.496	5.560	>0.76	...	láthatatlan		
F22367+7448	22 36 43.4	74 48 18	<0.078	0.132	<0.289	<2.655	>0.03	L1251-3	H $\alpha$	14.98	10
22372+7108	22 37 12.2	71 8 53	<0.110	0.30	0.477	1.897	>0.60	...	láthatatlan		
22376+7455	22 37 40.8	74 55 50	0.799	5.550	32.300	66.800	10.28	L1251	kitűzés	1	
F22385+7457	22 38 33.6	74 57 53	0.309	0.330	<1.034	<29.290	>0.28	L1251-46	H $\alpha$	16.25	10
F22398+7448	22 39 49.2	74 48 15	<0.094	0.191	1.357	<5.398	>0.24	L1251	láthatatlan		10
F22424+7450	22 42 27.1	74 50 39	0.080	0.240	0.522	<1.595	>0.19	G 4601.3483	K2 <sup>b</sup>	12.89	
F22425+7538	22 42 34.5	75 38 35	0.105	0.132	0.40	<1.431	>0.10	H $\alpha$ 126	H $\alpha$	14.95	
22446+7027	22 44 37.1	70 27 47	<0.250	<0.593	0.381	5.040	>0.67	...	láthatatlan		
22480+7533	22 48 3.5	75 33 45	0.607	0.899	0.808	0.700	0.77	G 4601.1543	G0 <sup>b</sup>	11.71	
22492+7648	22 49 15.1	76 48 1	<0.06	0.075	0.384	1.500	>0.16	SAO 10516	A3	8.80	
F23005+7226	23 0 35.7	72 26 59	0.086	0.151	2.035	8.630	0.28	SAO 10593	A0	7.95	
23189+7357	23 18 59.4	73 57 36	0.626	1.090	1.550	2.890	0.33	AS 507	G5e $\alpha$	9.73	2
F23220+7647	23 22 2.3	76 47 41	<0.079	0.148	0.362	<0.992	>0.03	SAO 10726	A5	9.90	
23238+7401	23 23 48.8	74 1 8	<0.250	0.776	9.600	15.20	>0.77	L1261	kitűzés		1,7

<sup>a</sup>ez a forrás azonos lehet az előző sor PSC-forrásával

<sup>b</sup>Objektívprizmas spektráltípus

<sup>c</sup>A forrás kiterjedt vagy többszörös struktúra része ebben az IRAS-sávban

<sup>d</sup>G: GSC; OS: Ogura & Sato (1990)

<sup>e</sup>Ez az oszlop az IRAS-források optikai megjelenését mutatja. Nincs típus megadva, ha a forrás környezete ködös, különösen az NGC 7023 területén.

REFERENCIÁK: (1) Fukui et al. 1993; (2) Herbig & Bell 1984; (3) Myers et al. 1987; (4) Cohen 1980; (5) Ogura & Sato 1990; (6) Oudmaijer et al. 1992; (7) Yun 1996; (8) Racine 1968; (9) Benson & Myers 1989; (10) Kun & Prusti 1993

### 3.7 táblázat:

Az IRAS pontforrások számszerű eloszlása optikai megjelenésük szerint

Típus	N
Fősorozat előtti csillag	12
A- és B-típusú csillag (reflexiók köddel)	12
H $\alpha$ emissziós csillag	22
Egyéb (nagy részt ismeretlen) típusú csillag	27
Optikailag láthatatlan	41
Bizonytalan (a fényes háttér miatt)	8

csillag volt: HD 200773, PV Cep, HD 203024, BO Cep, BH Cep, SV Cep. Fősorozat előtti csillagra jellemző IRAS színei vannak továbbá az IRAS 21169+6842 és IRAS 22126+6947 forrásoknak (optikai megfelelőik a BD+68°1118 és a SAO 19953, ld. 3.6 táblázat). Spektroszkópiai vizsgálataink megmutatták, hogy a BD+68°1118 is H $\alpha$ e/Be csillag.

Vannak olyan IRAS-pontforrások, amelyek közönséges, emissziós vonalat láthatóan nem mutató csillaggal esnek egybe. Ezeket két csoportra oszthatjuk.

1. 32 csillag IRAS-színei fősorozat előtti csillagra utalnak. Ezek közül 9 halványabb, mint az objektívprizmás megfigyelések magnitúdóhatára. A többiekben a megfigyelések idejében valószínűleg túl gyenge volt a H $\alpha$  emisszió az objektívprizmás felfedezéshez ( $W(H\alpha) < 2 \text{ \AA}$ ).

2. Néhány csillag, pl. az IRAS F21374+7039 IRAS-színindexei nagyon hideg porra utalnak. Ezek közt lehetnek III. osztályú objektumok, azaz fiatal fősorozati csillagok hideg cirkumsztelláris koronggal, de lehetnek kettősök is infravörös kísérelvel.

A csillagokkal azonosított infravörösforrásokhoz hasonlóan a 41 optikailag láthatatlan forrást tartalmazó csoport sem homogén. Emerson (1987) két csoportba sorolta a molekulafelhőkhöz tartozó hideg, optikai hullámhosszakon nem észlelhető IRAS-pontforrásokat: a *beágyazott* infravörösforrásokra a  $[100 - 60] \equiv \log(F_{100}/F_{60}) \leq 0,6$ , míg *cirrusz*-források a  $[100 - 60] > 0,6$  színindexűek.

A Cepheus flare területén 8 beágyazott forrást találtam. A kilencedik *jelölt* az IRAS 21580+7946, amelyre  $[100 - 60] = 0,6$ , de ez nagyon halvány és ezért természete bizonytalan. A beágyazott objektumok – amelyek valójában I. osztályú protocsillagok – listája a 3.8 táblázatban található.

Ezek a felhőkomplexum legfeltűnőbb fiatal csillagai. Mindegyikhez látványos optikai dzsetek és molekuláris kifújások tartoznak. A Nap típusú csillagok születésének azt a szakaszát képviselik, amelyben a fő akkréciós fázis véget ér.

A hidegebb színhőmérsékletű, cirrusz-források természete nagyon bizonytalan. Többnyire, mint elnevezésük is utal rá, a molekulafelhők széléről leszakadó, ritka, külső sugárzási tér által fűtött gázcsomók. Lehetnek azonban közöttük halványabb protocsillagok is. Két jó jelölt erre az IRAS 21341+6816 és a 22127+7014. Mindkettő sötét felhő sűrű tartományára vetül. Az IRAS 22127+7014 körül Silvana Nikolić az Onsala Space Observatory 20m-es rádióteleszkópjával sűrű C<sup>18</sup>O-magot fedezett fel. Ez a forrás valószínűleg 0. osztályú protocsillag.



### 3.8 táblázat:

I. osztályú protocsillagok a Cepheus flare molekulafelhőiben

IRAS-forrás	Felhő	Ref.
20386+6751	L1152	
20582+7724	L1228	Bally et al. 1995
21017+6742	L1172	
21169+6804	L1177	Yun 1996
22129+6959	L1219	Bally & Reipurth 2001, Nikolić & Kun 2004
22343+7501	L1251	Sato & Fukui 1989, Balázs et al. 1992
22376+7455	L1251	Sato & Fukui 1989
23238+7401	L1262	Yun 1995

### 3.9 táblázat:

Protosztelláris burkok tipikus tömege csillagkeletkezési régiókban

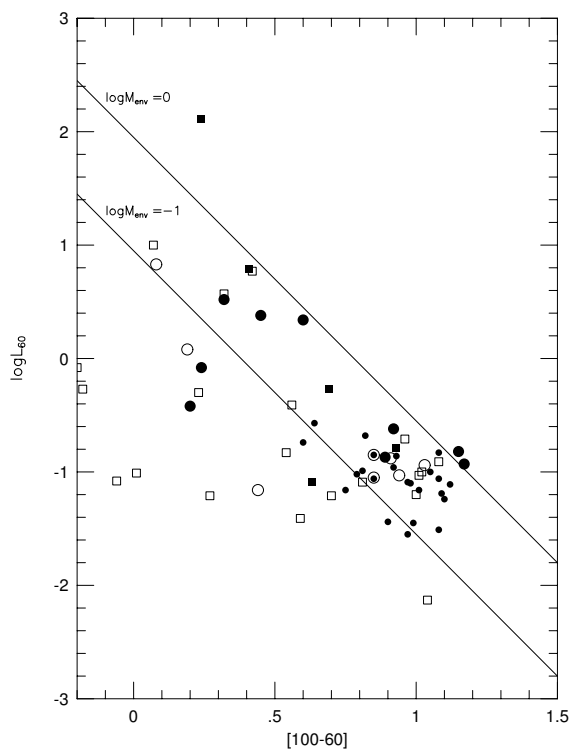
	Orion	Perseus OB2	Taurus	Cepheus Flare
$\log M_{env}$	-0.2 — 1.0	-0.6 — 0	-2.2 — -1.2	-1.0 — 0
$M_{env}(max)/M_{\odot}$	8.0	0.6	0.01	0.7

A legtöbb cirrusz-szerű pontforrás a felhők sűrű tartományain kívül található (3.15 ábra). Az IRDS-adatok részletes vizsgálata azt mutatja, hogy legtöbbjük olyan helyen van, ahol nagy a  $100\mu\text{m}$ -es emisszió gradiense, tehát molekulafelhők szélén. A 12 és  $25\mu\text{m}$ -es adatok szerint ezek a pontforrások valójában 3'–4' kiterjedésű kis felhőcsomók.

Van azonban a hideg és halvány, sötét felhőkön kívüli pontforrásoknak egy alosztálya, amely 12 és  $25\mu\text{m}$ -en is pontszerű forrásokat tartalmaz. Bár ezek a PSC leghalványabb objektumai közé tartoznak, mégis valódi csillagközi objektumok, bizonyítja ezt, hogy több hullámhosszon észlelte őket az IRAS.  $F_{60}/F_{100}$  fluxusarányuk 0,1 körül van, míg a hideg molekulafelhőké átlagosan 0,2 (Laureijs et al. 1991). Pozícióik és  $[100-60]$  színindexeik alapján valószínű, hogy ezek az infravörösforrások meleg és diffúz környezetbe ágyazott kicsiny, hideg felhőcsomók, mintegy a *Bok-globulák legkisebb képviselői*. Mivel az IRAS  $60\mu\text{m}$ -es detektoraival pontszerűeknek látszanak, a Cepheus flare 300 pc-es távolságában 0,2 pc-nél kisebbeknek kell lenniük. Domsa István az IRAS adatok újrafeldolgozásával pontosította hőmérséklet és méret szerinti eloszlásukat (Domsa és Kun 1999).

A Djamaluddin és Saito (1996) által bevezetett *távoli infravörös H-R diagram* (ld. 2.2.2 fejezet) érdekes lehetőséget kínál arra, hogy a Cepheus flare hideg infravörösforrásainak tipikus tulajdonságait más, jobban ismert csillagkeletkezési területek hasonló objektumaival összehasonlítsuk. A 3.13 ábrán a Cepheus flare 60 és  $100\mu\text{m}$ -en észlelt IRAS-forrásainak távoli infravörös HR-diagramja látható. A 3.9 táblázat a tipikus csillagkörüli buroktömeg-intervallumokat hasonlítja össze a Taurus, Perseus, Orion és Cepheus flare molekulafelhő-együttésekre.

Djamaluddin & Saito 3a–c ábráit a 3.13 ábrával összehasonlítva feltűnő, hogy a  $[100 - 60] > 0,6$  színindexű hideg IRAS-források jelen vannak a Perseus, Orion és Cepheus flare HR-diagramján, de nincsenek a Taurusban. Ha ezek az objektumok a



**3.13 ábra:** A Cepheus flare hideg IRAS-pontforrásainak távoli infravörös HR-diagramja, Djameluddin és Saito nyomán. A nagy fekete körök azokat az optikailag láthatatlan infravörös forrásokat jelölik, amelyek a  $60\text{--}100\mu\text{m}$  tartományban sokkal fényesebbek, mint a  $12\text{--}25\mu\text{m}$ -esben, azaz:  $q = L(60 - 100)/L(12 - 25) \geq 4$ , míg az üres körök azokat, amelyekre  $q < 4$ . A négyzetek látható csillagok; feketék, amelyekre  $q \geq 4$ , és üresek, ha  $q < 4$ . A kis pontok azokat a forrásokat jelölik, amelyeket csak  $60$  és  $100\mu\text{m}$ -en észlelt az IRAS.

legkisebb felhőcsomók, amelyek az adott környezetben ilyen alacsony hőmérsékleten léteznek (erős  $100\mu\text{m}$ -es többletük van; ld. Laureijs et al. 1991), akkor valószínű, hogy a Taurus távolságából ezek az IRAS számára már felbonthatók. Ez lehet az oka, hogy a Taurusban több a hideg és kicsi felhőmag, mint a többi régióban (3.5 táblázat).

### 3.2.3 $H\alpha$ emissziós csillagok

Az 1986 és 1996 között összegyűjtött objektívprizmás felvételeken többszöri alapos vizuális átvizsgálással összesen 142 látszólag  $H\alpha$  emissziót mutató csillagot találtam (Kun 1998). E csillagok listája a 3.10 táblázatban látható. Spektroszkópiai adatok híján természetük bizonytalan. Az IRAS-forrással való egybeesés segít eldönteni, hogy a kérdéses csillag a T Tauri osztályba tartozik-e vagy nem. A Cepheus flare  $H\alpha$  emissziós csillagainak IRAS  $[25\text{--}12] - [60\text{--}25]$  kétszíndiagramját a 3.14 ábra mutatja. Ugyanezen az ábrán felrajzoltam a látható emisszió nélküli csillaggal egybeeső, 3.6 táblázatban szereplő IRAS-forrásokat is. A Herbig–Bell katalógus fősorozat előtti csillagai ezen az ábrán meghatározzák a T Tauri típusú csillagok tartományát (Weintraub 1990). Az a 32  $H\alpha$  emissziós és 14 nem-emissziós csillag, amelynek színindexei ebben a tartományban vannak, nagy valószínűséggel T Tauri-csillagok. A legtöbb csillag IRAS-adatai azonban nem elégségesek ahhoz, hogy felrajzoljuk a kétszíndiagramra. 28 csillagnak csak egyik színindexe határozható meg, amely hasonlít a fősorozat előtti csillagokéra. Ez az alosztály is valószínűleg fősorozat előtti csillagokból áll. Ötöt közülük már publikáltak korábban mint T Tauri vagy  $H\alpha$  emissziós csillagot.

Az infravörös fluxusokból meghatározott cirkumsztelláris porhőmérséklet és tömeg értékeit a csillagkörüli anyag különböző rétegeire a 3.11 táblázat összegzi. Az emissziós vonalat mutató és anélküli csillagok legfeltűnőbbben a  $60\text{--}100\mu\text{m}$ -en sugárzó tartomány tulajdonságaiban különböznek egymástól: úgy látszik, a  $H\alpha$  vonal nélküli, infravörös

3.10. táblázat  
H $\alpha$  EMISSZIÓS CSILLAGOK A CEPHEUS FLARE TERÜLETÉN

N	RA(1950)	D(1950)	I <sub>H<math>\alpha</math></sub>	V	IRAS fluxusok				Azonosítás			
					F <sub>12</sub>	F <sub>25</sub>	F <sub>60</sub>	F <sub>100</sub>	IRAS	Egyéb	GSC	
1	20 14 59.3	72 23 38	m	14.30	<0.10	0.11						4454.0571
2	20 20 43.4	73 42 07	m									
3	20 22 29.8	72 51 23	m		0.025:	0.080						
4	20 23 17.2	67 57 30	vs			0.226	0.182		F20232+6757			
5	20 25 23.6	74 02 03	m									
6	20 35 54.9	67 45 51	s	18.30	0.443	1.050	1.810		20359+6745	RNO 124		
7	20 42 26.8	72 18 47	m		0.12	0.18	0.10					
8	20 42 31.3	72 18 54	m	14.70	0.08	0.08	0.22					4455.0475
9	20 45 21.8	67 46 28	s	17.80	12.800	32.900	48.900	57.90	20453+6746	PV Cep		
10	20 47 20.9	76 01 29	m	14.70	0.18					OS 7		4586.1278
11	20 47 55.8	76 03 01	w							OS 8		
12	20 49 33.7	76 16 12	m	14.60		0.05				OS 12		4586.1318
13	20 49 40.4	72 04 29	s		3.936	1.466	0.237		20496+7204			
14	20 50 35.5	74 59 22	m							OS 14		
15	20 52 11.7	75 03 05	m	13.50		0.02:	0.08:	0.40		OS 19		4586.0309
16	20 52 33.2	68 04 14	w									
17	20 53 22.7	77 39 12	vs	15.06		0.08	0.065			OS 24		4590.1767
18	20 53 46.0	77 44 37	m			0.10				OS S17		
19	20 54 41.3	77 00 02	m			0.08				OS 26		
20	20 54 43.3	76 52 38	w							OS 27		
21	20 56 20.1	78 35 27	m	13.92	0.150	0.187						4594.1113
22	20 56 30.7	68 32 52	m									
23	20 56 59.3	77 15 48	m			0.08				OS 35		
24	20 58 33.2	77 45 52	m									
25	20 58 39.2	77 22 23	w							OS 38		
26	20 58 47.7	68 02 58	w	17.80	0.545	0.915	0.887		20587+6802	FT Cep		
27	20 59 18.1	77 35 45	s			0.082	0.296		F20593+7735			
28	20 59 25.9	75 44 47	m		0.03:	0.06:	0.10:			OS 41		
29	20 59 36.8	71 19 20	s		0.10	0.08						
30	20 59 48.2	77 28 35	s		0.092	0.158			F20598+7728	OS 42		
31	20 59 49.6	71 20 46	s		0.172	0.070	0.214		F20598+7120			
32	21 00 27.1	78 11 18	w	12.21	6.230	11.100	36.300		21004+7811	OS 44		4590.0804
33	21 00 53.1	73 21 06	m		0.018	0.024						
34	21 01 16.2	67 56 45	vs	17.70						FU Cep		
35	21 01 41.9	76 51 22	s	14.65	0.120	0.149	0.340		F21016+7651			4590.1119
36	21 01 42.5	71 37 32	w	14.71	0.08	0.06						4468.1548
37	21 01 52.9	71 24 02	m	14.68	0.03:	0.05:						4468.1056
38	21 01 53.1	68 13 23	vs	14.30	0.119	0.140			F21017+6813	FV Cep		
39	21 02 09.1	73 13 53	m		1.085	0.449	0.080		21021+7313			
40	21 02 18.7	76 50 08	vs		0.171	0.225	0.720		F21023+7650	OS 49		
41	21 02 32.8	77 57 27	m		0.08	0.08	0.09			OS 51		
42	21 02 45.5	67 47 11	m	13.00	0.588	0.711			21027+6747	EH Cep		
43	21 02 51.4	76 45 22	s	14.13	0.085	0.198	0.240		F21028+7645	OS 53		4590.0831
44	21 03 12.4	78 47 47	m									
45	21 03 14.4	78 46 43	m									
46	21 03 40.5	76 14 55	vs	14.82	0.126	0.177			F21037+7614			4586.1288
47	21 04 47.4	75 44 16	m				0.09			OS 56		
48	21 05 5.4	76 35 43	m		0.06:	0.03:				OS 57		

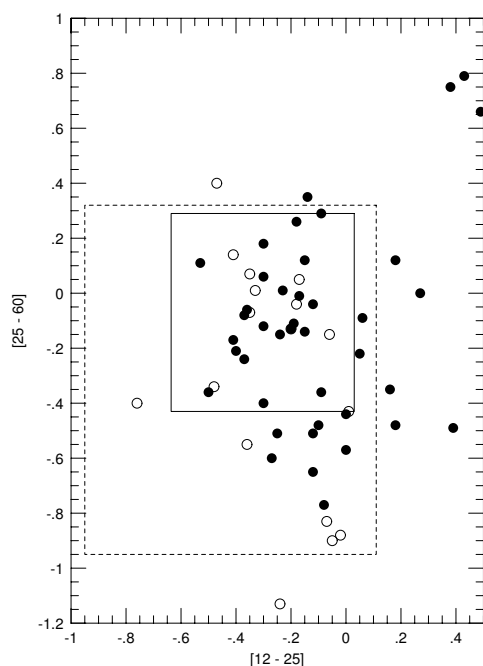
3.10. táblázat (folytatás)

N	RA(1950)	D(1950)	$I_{H\alpha}$	V	IRAS fluxusok				Azonosítás		
					F <sub>12</sub>	F <sub>25</sub>	F <sub>60</sub>	F <sub>100</sub>	IRAS	Egyéb	GSC
49	21 06 41.6	77 10 11	s	13.97	0.134	0.190	0.261		F21066+7710	OS 59	4590.1667
50	21 07 43.5	76 59 22	m							OS 61	
51	21 08 46.1	75 29 52	m		0.423	0.177			F21087+7529		
52	21 13 43.6	67 48 14	w								
53	21 15 00.2	69 28 14	s	14.17	0.170	0.240	0.180				4465.1727
54	21 16 40.4	81 52 08	m	14.81	0.074	0.188	0.305		F21166+8152		4598.1092
55	21 19 06.5	68 12 50	w		0.15	0.224	0.23				
56	21 19 50.9	71 16 35	m								
57	21 19 58.7	69 15 14	m	14.58	0.03	0.06	0.04				4465.0224
58	21 20 15.3	68 35 20	w		0.116	0.236			F21202+6835		
59	21 21 01.3	68 16 51	w								
60	21 23 02.0	69 35 43	w			0.04	0.115				
61	21 32 41.5	76 08 34	w				1.450	5.02	21326+7608	RNO 135	
62	21 33 19.8	67 51 37	m								
63	21 33 56.1	67 51 54	m								
64	21 33 59.3	68 17 57	w								
65	21 34 49.6	68 25 42	m		10.93	3.54	0.77		21348+6825		
66	21 35 21.9	71 48 03	w	14.77							4469.1016
67	21 37 10.5	68 01 14	w								
68	21 37 17.6	67 24 49	s		0.130	0.410	<0.942	8.98	F21372+6724		
69	21 37 30.7	68 57 18	m								
70	21 38 45.3	69 20 25	m	14.60							4466.1432
71	21 39 21.9	66 21 40	vs	14.04	0.342	0.642	2.564		F21394+6621		4261.0743
72	21 40 25.7	66 08 40	s		0.362	0.403			F21404+6608		
73	21 43 41.2	69 54 23	s	13.52	<0.10	0.14	0.25				4466.1532
74	21 44 05.5	70 01 49	m		0.05	0.06	0.355				
75	21 51 33.9	77 09 23	m	14.62							4603.0747
76	21 54 51.1	71 23 48	m	14.58							4470.1409
77	21 55 58.1	75 53 48	m		0.05						
78	21 57 39.2	76 02 26	m	14.85							4599.0118
79	21 57 54.7	75 45 19	w								
80	21 58 48.6	71 08 58	m								
81	21 59 20.7	68 13 54	s	13.70	1.250	1.710	0.764		21592+6813	BG Cep	
82	21 59 32.9	73 08 57	s	14.01	<0.13	0.08	<0.18				4475.1639
83	22 00 38.2	69 30 06	s	11.00	0.524	1.200	1.390	1.2	22006+6930	BH Cep	
84	22 00 52.2	73 09 11	m		0.03	0.04					
85	22 02 56.5	75 47 48	m		0.06						
86	22 05 2.1	73 14 24	m		0.28	0.15	0.15				
87	22 07 25.6	73 12 19	m	14.42	0.15	0.10	0.30	0.2			4475.2085
88	22 08 38.8	72 43 39	m	14.75	0.08	0.16	0.14				4471.0862
89	22 08 59.5	69 26 37	s								
90	22 09 25.3	75 58 59	m								
91	22 11 20.3	69 41 34	m	11.01							4467.0952
92	22 11 59.0	70 01 27	w								
93	22 12 07.6	73 12 28	s	14.54	<0.12	0.25					4475.1682
94	22 12 17.2	70 25 57	m								
95	22 12 19.7	73 18 06	s		0.30	0.26	0.32	0.28			
96	22 13 47.3	70 03 18	m			0.100					

3.10. táblázat (folytatás)

N	RA(1950)	D(1950)	$I_{H\alpha}$	V	IRAS fluxusok				Azonosítás		
					$F_{12}$	$F_{25}$	$F_{60}$	$F_{100}$	IRAS	Egyéb	GSC
97	22 13 58.7	73 17 53	m		<i>0.04</i>		<i>0.10</i>				
98	22 15 07.2	75 47 53	m								
99	22 15 27.1	69 33 39	m								
100	22 15 40.2	69 48 44	s	11.46	<i>0.1</i>	0.285	1.428		F22156+6948	BO Cep	
101	22 15 40.7	73 05 17	w		0.13	<i>0.10</i>					
102	22 15 43.0	71 17 48	m								
103	22 16 05.2	75 28 34	m								
104	22 16 05.4	73 49 01	m								
105	22 16 16.8	70 41 56	w		<i>0.08</i>	<i>0.05</i>	<i>0.3</i>				
106	22 17 23.8	72 01 40	m	13.92		<i>0.06</i>					4471.0487
107	22 17 29.9	71 42 43	m	11.39							4471.0709
108	22 18 05.2	73 04 20	s	13.03	<i>0.15</i>	<i>0.235</i>	<i>0.30</i>				4475.0535
109	22 18 05.4	73 31 02	s	14.05	<i>0.06</i>	<i>0.12</i>	<i>0.16</i>	<i>0.40</i>			4475.1976
110	22 18 07.5	73 34 55	s	14.05	0.152	0.186	<i>0.12</i>	<i>0.16</i>	F22181+7335		4475.1273
111	22 18 10.7	70 16 59	m	11.66							4467.0585
112	22 20 15.7	73 08 41	s		<i>0.06</i>						
113	22 20 34.1	73 25 17	m	10.42	4.220	5.220	2.660	1.76	22205+7325	SV Cep	
114	22 21 16.8	75 01 21	m								
115	22 21 25.3	73 28 52	w	12.50	<i>0.096</i>	<i>0.085</i>	<i>0.14</i>	<i>0.6</i>			4475.0619
116	22 21 27.7	69 10 45	m		<i>0.13</i>						
117	22 22 20.1	69 14 05	m				<i>0.28</i>	<i>0.4</i>			
118	22 22 21.5	71 21 16	m	11.60			<i>1.5</i>				4471.0604
119	22 25 40.8	71 02 42	vs	13.61	1.740	2.280	2.480	4.17	22256+7102		4484.1142
120	22 28 07.5	71 21 34	m		<i>0.040</i>	<i>0.050</i>					
121	22 29 06.8	73 01 14	m		<i>0.130</i>	<i>0.150</i>					
122	22 31 11.8	72 50 34	m			<i>0.16</i>					
123	22 32 51.3	69 38 24	m		<i>0.130</i>	<i>0.090</i>	<i>0.20</i>				
124	22 36 38.9	72 50 34	m		<i>0.040</i>	<i>0.080</i>	<i>0.20</i>				
125	22 37 18.1	73 13 48	m			<i>0.10</i>	<i>0.25</i>				
126	22 42 34.5	75 38 35	w		<i>0.105</i>	0.132	<i>0.40</i>		F22425+7538		
127	22 45 40.1	70 47 22	m								
128	22 47 47.9	74 57 20	vs								
129	22 55 03.9	71 04 56	m		<i>0.095</i>	<i>0.072</i>					
130	22 59 13.1	74 47 47	s		<i>0.040</i>	<i>&lt;0.090</i>	<i>0.2</i>				
131	23 02 36.9	74 38 54	w		<i>0.120</i>	<i>0.080</i>	<i>0.060</i>				
132	23 02 53.5	73 22 05	m		<i>&lt;0.10</i>	<i>0.125</i>	<i>0.08</i>				
133	23 09 33.1	73 53 53	m		<i>0.03</i>	<i>&lt;0.08</i>					
134	23 09 54.2	74 12 41	m								
135	23 10 39.2	74 37 05	s	14.36	<i>&lt;0.12</i>	<i>0.04</i>					4490.1026
136	23 12 03.5	73 47 26	m		<i>0.03</i>	<i>0.04</i>	<i>0.18</i>				
137	23 12 45.5	73 33 37	m		<i>0.06</i>	<i>0.205</i>	<i>0.16</i>	<i>0.42</i>			
138	23 13 11.3	73 38 04	m								
139	23 14 23.4	72 26 40	m	14.54		<i>0.12</i>	<i>0.2</i>				4486.1432
140	23 18 59.0	73 57 41	s	9.50	0.626	1.090	1.550	2.89	23189+7357	AS 507	4490.1221
141	23 22 28.6	73 41 13	m	14.16							4490.0549
142	23 27 59.3	74 23 43	m	13.87		<i>0.055</i>	<i>0.08</i>	<i>0.1</i>			

Megjegyzés-4. oszlop:  $I_{H\alpha}$  a  $H\alpha$ -vonal intenzitásának vizuális becslése; 5. oszlop: a Guide Star Catalog  $V$  magnitúdói.



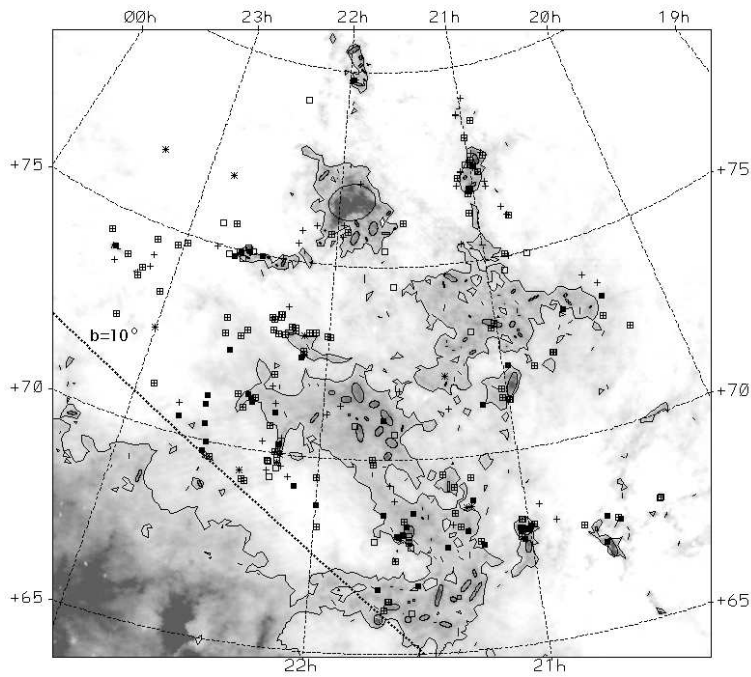
**3.14 ábra:** A Cepheus flare  $H\alpha$  emissziós csillagainak (fekete körök) és látható emisszió nélküli csillaggal egybeeső, fiatal csillagra jellemző színindexű IRAS-források (üres körök) IRAS-kétszíndiagramja. A szaggatott vonallal határolt téglalapot a HBC összes objektuma definiálja, míg a folytonos téglalapon belül van a HBC-csillagok 91%-a (Weintraub 1990).

többletet mutató csillagok körül nagyobb tömegű hideg por van. Származhat ez a többlet a csillagok optikailag láthatatlan infravörös kísérőitől.

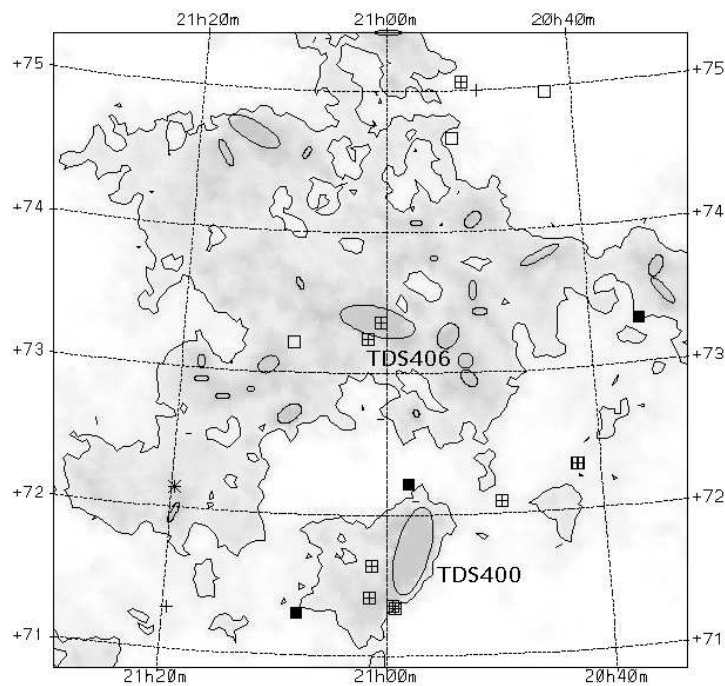
A *PSC*, *FSC* és az *IRDS*-adatokból nyert infravörös fluxusok három fluxusküszöböt definiálnak. A 3.12 táblázat a három alosztály tagjait hasonlítja össze. A *PSC*-ben szereplő csillagok csoportjában a csillagkörüli anyag tömegére kapott érték nagyjából egy nagyságrenddel nagyobb, mint amit Beichman és munkatársai (1986) néhány közeli fősorozat előtti csillagra kaptak. Ennek természetes magyarázata, hogy a Cepheus flare távolságában a legtöbb fősorozat előtti csillag cirkumsztelláris sugárzásának fluxusa az IRAS fluxusküszöbe alatt van. A közeljövő érzékenyebb távoli infravörös műszerei (pl. az *ASTRO-F*) bizonyára számos fősorozat előtti csillagot detektálnak majd az égboltnak ezen a területén.

### 3.2.4 Összefoglalás

A fiatal csillagok jellegzetes optikai és infravörös tulajdonságai alapján megvizsgáltam a Cepheus flare óriás molekulafelhő-együttes területén a csillagkeletkezési aktivitás nyomjelzőit. A munka során azonosított objektumok természetét további megfigyelésekkel – a  $H\alpha$  emissziós csillagokét közepes diszperziójú spektroszkópiával, az infravörösforrásokét közeli infravörös és szubmilliméteres mérésekkel – kell pontosítani. Az eredmények összefoglalása, a különböző típusú fiatalcsillag-jelöltek és csillagok létrehozására képes felhőcsomók térképei a 3.15–3.19 ábrákon láthatók. A molekulafelhőkben zajló csillagkeletkezési folyamatok feltárásának az itt ismertetett munka csak az első, megkerülhetetlen lépése. A Cepheus flare galaktikus környezetünk egyik legnagyobb kiterjedésű és tömegű molekulafelhő-együttese, ezért kiemelt jelentősége van a környezetünkben zajló csillagkeletkezés megismerésében.



**3.15 ábra:** A lehetséges fiatal csillagok és a csillagképző felhőcsomók eloszlása a Cepheus flare  $100\mu\text{m}$ -es optikaimélység-térképén. A jelölések a következők: ellipszis: sűrű felhőmag; csillag (\*): felmelegített porral körülvett A- és B-típusú csillag; üres négyzet:  $\text{H}\alpha$  emisszió nélküli csillaggal egybeeső IRAS-pontforrás; fekete négyzet: optikailag láthatatlan IRAS-pontforrás; kereszt:  $\text{H}\alpha$  emissziós csillag IRAS-forrás nélkül; kereszt négyzetben: IRAS-forrással egybeeső  $\text{H}\alpha$  emissziós csillag.



**3.16 ábra:** A 3.15 ábra kinagyított része  $21^{\text{h}}, +73^{\circ}$  körül. A kontúr a  $10^{-4}$  optikai mélységet jelöli, amely kb. 2 magnitúdó vizuális extinkciónak felel meg. A jelölések ugyanazok, mint a 3.15 ábrán.

### 3.11 táblázat

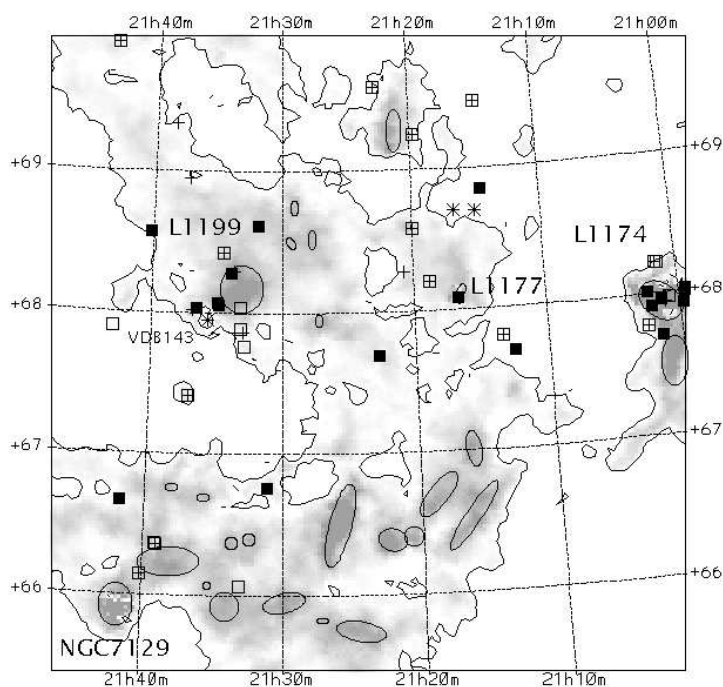
A  $H\alpha$  emissziós és emissziós vonal nélküli csillagokkal egybeeső IRAS-források medián porhőmérséklet- és buroktömeg-értékei a csillagkörüli anyag különböző rétegeiben. A zárójelben a csillagok száma van.

Paraméter	$T_d(12-25)$ (K)	$T_d(25-60)$ (K)	$T_d(60-100)$ (K)
$H\alpha$ emissziós csillagok	190 (27)	84 (22)	38 (7)
$H\alpha$ emisszió nélküli csillagok	188 (18)	78 (16)	23 (14)
Paraméter	M(12-25) ( $M_\odot$ )	M(25-60) ( $M_\odot$ )	M(60-100) ( $M_\odot$ )
$H\alpha$ emissziós csillagok	$2.2 \times 10^{-6}$ (27)	$1.0 \times 10^{-4}$ (22)	0.020 (7)
$H\alpha$ emisszió nélküli csillagok	$1.4 \times 10^{-6}$ (18)	$8.8 \times 10^{-5}$ (16)	0.280 (14)

### 3.12 táblázat

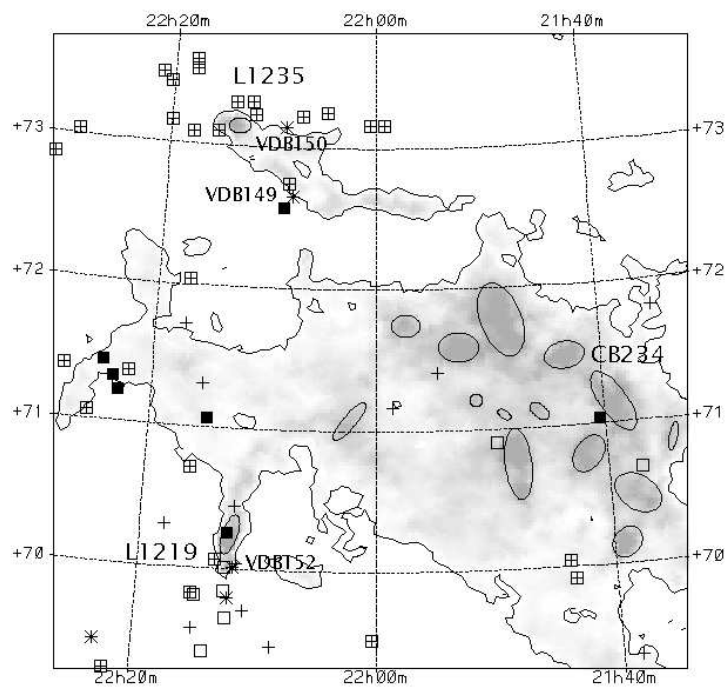
Az IRAS fluxusok, porhőmérsékletek és cirkumsztelláris tömegek a  $H\alpha$  emissziós csillagok különböző IRAS-adatbázisaiban azonosított mintáira

	$F_{12}$ Jy	$F_{25}$ Jy	$F_{60}$ Jy	$T_d(12-25)$ K	$T_d(25-60)$ K	M(12-25) $M_\odot$	M(25-60) $M_\odot$	N
PSC	3.080	6.274	10.825	$179 \pm 15$	$91 \pm 13$	$7.1 \pm 15 \times 10^{-5}$	$2 \pm 1 \times 10^{-3}$	9
FSC	0.165	0.220	0.620	$198 \pm 42$	$79 \pm 11$	$2.0 \pm 2 \times 10^{-6}$	$2 \pm 2 \times 10^{-4}$	17
IRDS	0.096	0.108	0.215	$203 \pm 30$	$87 \pm 15$	$6.5 \pm 5 \times 10^{-7}$	$3.9 \pm 1 \times 10^{-5}$	30

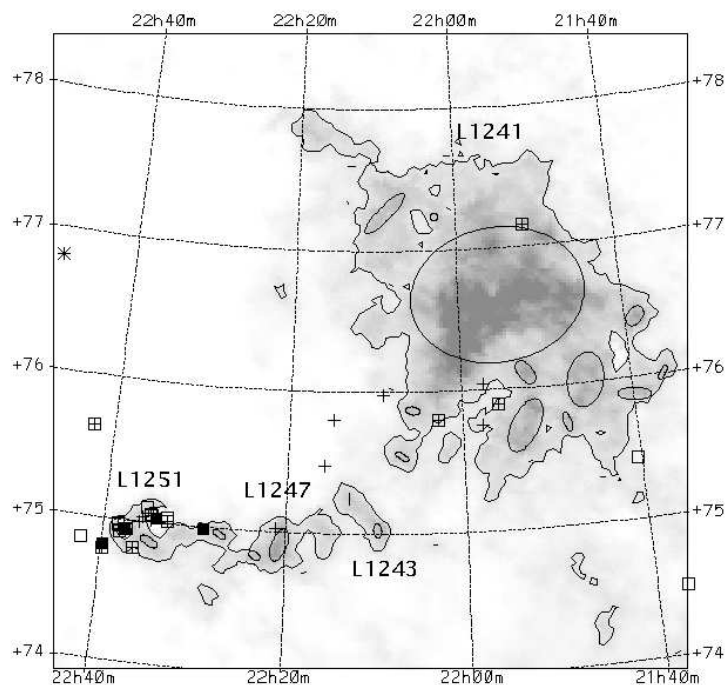


3.17 ábra: Mint a 3.16 ábra,  $21^{\text{h}}30^{\text{m}}$ ,  $+67^{\circ}30'$  körül.





3.18 ábra: Mint a 3.16 ábra,  $22^h, +71^{\circ}30'$  körül.

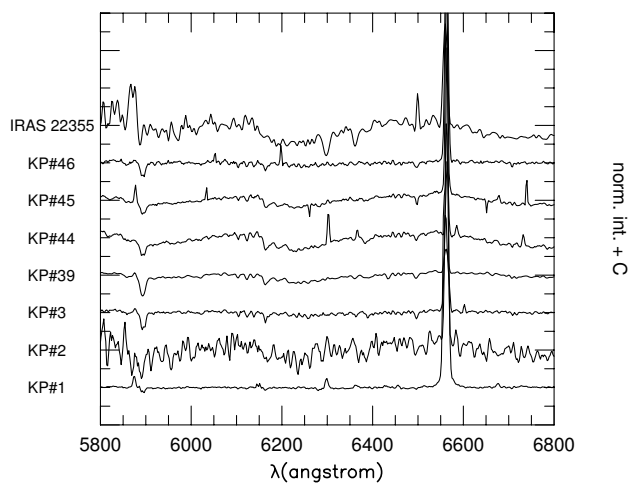


3.19 ábra: Mint a 3.16 ábra,  $22^h 10^m, +76^{\circ}$  körül.

## 3.3 A Cepheus flare néhány érdekes tartománya

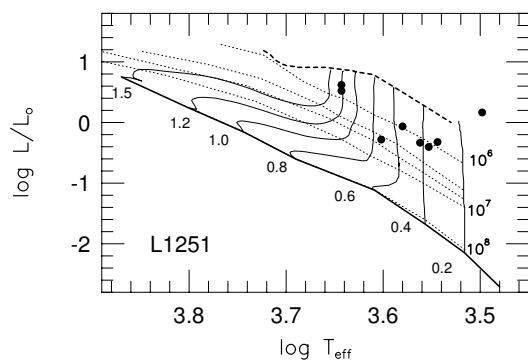
### 3.3.1 A L1251 fősorozat előtti csillagai

A Lynds 1251 a Cepheus flare egyik legfeltűnőbb molekulafelhője (3.19 ábra). A Lynds-katalógusban a legsötétebb, 6. opacitású kategóriába sorolt felhő már a molekuláris rádiócsillagászat hajnalán felhívta magára a figyelmet mint az égbolt egyik legfényesebb OH-forrása. Ez volt az első sötét felhő, amelyben  $H\alpha$  emissziós csillagokat találtam (Kun 1982). Később megismételtem az objektívprizmás vizsgálatot, és a sötét felhőre vetülő csillagok helyén infravörös pontforrást kerestünk az IRAS-adatbázisban (Kun & Prusti 1993), és megállapítottuk, hogy a L1251-ben valószínűleg nagyobb a csillagkeletkezés határfoka, mint a Taurus-felhőkben. A csillagkeletkezési folyamatok



**3.20 ábra:** A L1251 fősorozat előtti csillagainak színeke az 5800–6800 Å hullámhossztartományon.

feltárásának második lépését – a fősorozat előtti csillagok spektroszkópai vizsgálatát – is ezzel a felhővel kezdtem. A Calar Alto Observatory 2,2m-es teleszkópjával, CAFOS spektrográffal készült színeképfelvételek kontínuumra normált, hullámhosszra kalibrált változatai láthatók a 3.20 ábrán. A spektrumok a klasszikus T Tauri csillagok számos jellegzetességét tartalmazzák: erős  $H\alpha$  emisszió, LiI  $\lambda 6707$  abszorpció, HeI, [OI], [SII] emisszió. A színektípusokat Kirkpatrick et al. (1991), Martín & Kun (1996), valamint Preibisch et al. (2001) kritériumai alapján határozta meg Eredics Mária diplomamunkás hallgató (Eredics & Kun 2003). A spektráltípusokból adódó effektív hőmérsékletekből és a 2MASS All Sky Catalog  $J$ ,  $H$  és  $K_s$  magnitúdóiból, publikált bolometrikus korrekciók (Hartigan et al. 1994) és a csillagközi vörösödés figyelembevételével meghatároztam a csillagok helyét a Hertzsprung–Russell-diagramon. Az ábrán a születési vonal fölötti csillag a 3.20 ábra IRAS 22355 nevű objektuma. Ez az egyetlen csillag, amely nem  $H\alpha$  emissziója révén került a mintába, hanem fiatal csillagokra jellemző IRAS-fluxusai miatt. A  $H\alpha$ -vonal objektívprizmás detektálásához túl halvány volt, sőt, a színeképét is a többinél kisebb diszperziójú, de fényerősebb ráccsal lehetett csak észlelni.



**3.21 ábra:** A L1251 fősorozat előtti csillagainak helye a HRD-n. A nulla korú fősorozatot a vastag folytonos vonal, a születési vonalat a vastag szaggatott vonal jelöli. Vékony folytonos vonalakkal a jelölt tömegű csillagok fejlődési útvonalait, pontozott vonalakkal az azonos korok ( $10^6$ ,  $3 \times 10^6$ ,  $5 \times 10^6$ ,  $10^7$  és  $10^8$  év) görbéit jelöltem Palla és Stahler (1999) fősorozat előtti fejlődési modelljeinek adatait használva.

A többi csillag átlagos kora 1 millió év. A csillagkeletkezés még nem fejeződött be a L1251-ben: van két I. osztályú protocsillaga (Sato & Fukui 1989), és néhány egyelőre ismeretlen természetű beágyazott infravörösforrása. A már rendelkezésünkre álló ISO-mérések feldolgozása a közeljövőben ezek természetére is fényt derít majd.

### 3.3.2 A L 1241: az északi égbolt Szeneszsákja?

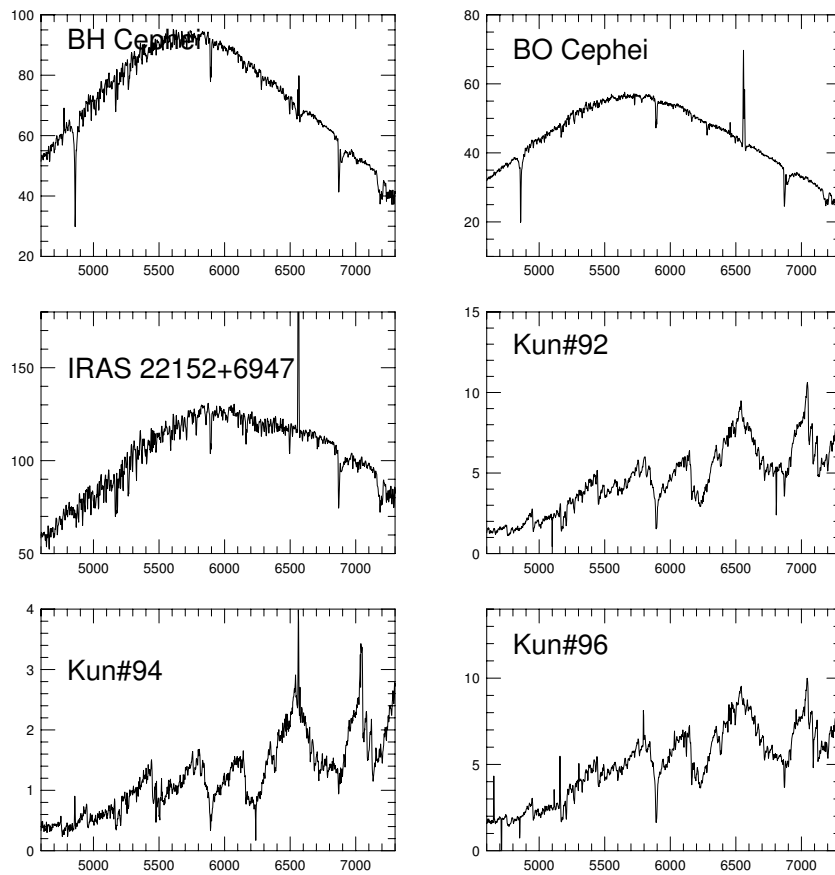
A L 1251-hez hasonlóan a L 1241 is a Cepheus flare-t keleten határoló szupernóva-buborékot szegélyezi (3.19 ábra). Távolsága, radiális sebessége is hasonló a L 1251-hez. A Cepheus flare legnagyobb tömegű felhője, a molekuláris mérések (Yonekura et al. 1997) és az IRAS optikai mélységek (Kun 1998) egyaránt 1500 naptömeget adtak. A felhőben egyáltalán nincsenek infravörösforrások, a szélénél látszik néhány bizonytalan természetű  $H\alpha$  emissziós csillag. Első ránézésre az a benyomás, hogy a L 1241-ben nem keletkeznek csillagok. Majdnem minden ismert, hasonlóan nagy tömegű molekulafelhőben csillagok keletkeznek, mindössze két kivétel ismeretes, mindkettő a déli égbolton, a *Chamaeleon III* és a *Szeneszsák*. Ez a megfigyelés erősen támogatja a dinamikus csillagkeletkezés elméletét (pl. Elmegreen 1993, Hartmann 2002), amely szerint a molekulafelhők és bennük a csillagok nagyjából egyszerre keletkeznek a csillagközi gáz szuperszonikus turbulenciája által keltett konvergens lökeshullámok nyomán. A csillag nélküli molekulafelhő rövid élettartamú képződmény – vagy pedig vannak olyan tartományai az intersztelláris térnek, ahol a csillagkeletkezés a felhők lassú gravitációs kontrakciója nyomán kezdődik el (Palla és Stahler 2002). A L 1241 bizonyára nagyon fiatal molekulafelhő. A csillagkeletkezés kezdeti pillanatait vagy a csillagszületést közvetlenül megelőző körülményeket talán éppen ebben a felhőben lehet felismerni (Kun 2003ab, 2004).

### 3.3.3 Csillagkeletkezés a Lynds 1219-ben

A 3.18 ábrán látható L 1219 (Barnard 175) a L 1251-hez hasonló üstökös alakú felhő a Cepheus flare déli szélén. A felhőben található VDB 152 reflexiós ködöt megvilágító csillag (BD+69°1231) lehetővé teszi a L 1219 távolságának megbízható meghatározását is (3.3 táblázat). Alakja déli irányból, a galaktikus sík felől érkező lökéshullám hatását tükrözi. A felhőtől délkeletre Bally és Reipurth (2001) egy szupernóva-maradvány halvány filamentjét fedezték fel, ami megerősíti e feltételezés helyességét. A felhőtől délre található néhány fősorozat előtti csillag is a képbe illik. A csillagkeletkezés itt délről észak felé halad, és a mai L 1219 egy nagyobb felhő maradványa, amelyben a körülötte látható, néhány millió éves fiatal csillagok keletkeztek. A felhő körüli néhány  $H\alpha$  emissziós csillagról színeképfelvételeket készítettem a 2,2m-es teleszkóppal. Voltak köztük ismert Herbig Ae/Be csillagok (3.1.3) és objektívprizmás  $H\alpha$  emissziósak. A 3.22 ábrán e csillagok színeképe látható (Kun, Nikolić & Ábrahám 2000).

A L 1219-ben található hideg IRAS-forrás, az IRAS 22129+7000 az egyetlen I. osztályú protocsillag volt a Cepheus flare területén 1998-ban, amely addig elkerülte a molekuláris kifújások kutatóinak figyelmét. Az onsalai 20m-es rádióteleszkóppal Silvana Nikolić megtalálta az ilyen infravörös színű objektumokhoz törvényszerűen társuló nagy sebességű szénmonoxid-kifújást (Nikolić & Kun 2004). A felhő északabbi sűrű magjában található még hidegebb beágyazott forrás (IRAS 22127+7014) valószínűleg még fiatalabb, 0. osztályú protocsillag.

Mind a L 1251, mind a L 1219 aszimmetrikus alakja és csillagképző tulajdonságai szupernóva-robbanás nyomát őrzi. A két esemény nem lehetett azonos, az egyik a felhőkomplexumtól délre, a másik keletre történt, és távolságuk is különböző. A semleges hidrogén eloszlása és sebességmezeje a Cepheus flare térségében szintén arra utal, hogy több szupernóva robbant az elmúlt néhány tízmillió évben ebben a galaktikus régióban, 300–500 pc távolságban a Naptól (pl. Heiles 1967, Hu 1981).



**3.22 ábra:** Fősorozat előtti csillagok spektruma a L1219 környezetében.

## 4. Kisebb csillagkeletkezési régiók

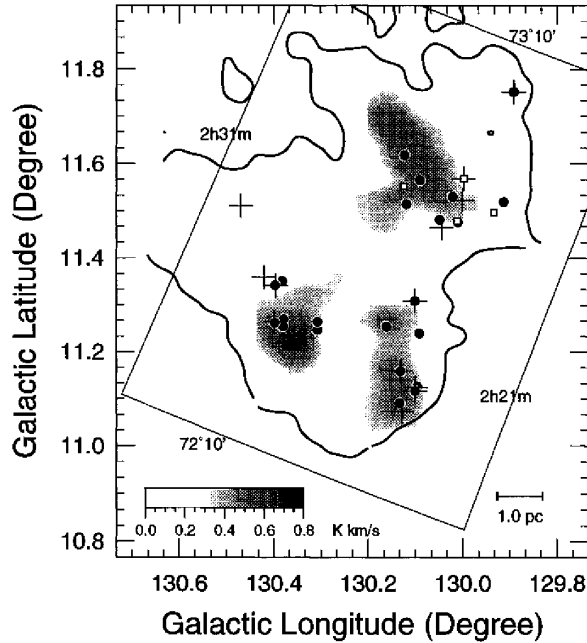
### 4.1 A Lynds 1340 szerkezete és csillagképző tulajdonságai

A Lynds-katalógus 1340-es számú felhője egészen az 1990-es évekig elkerülte a csillagászok figyelmét. Galaktikus koordinátái  $l = 130^\circ.1$ ,  $b = 11^\circ.6$ . Halvány, kék reflexiós ködök mutatják a csillagok és a por kölcsönhatását a felhő területén (DG 9, Dorschner & Gürtler 1966) a csillagkeletkezést pedig halvány, nagyon vörös ködös objektumok (RNO 7, 8 és 9, Cohen 1980).

A nagoyai rádiócsillagászok figyeltek fel a 4 m-es rádióteleszkóppal végzett  $^{13}\text{CO}$  felmérés során a felhő csillagkeletkezést sejtető megjelenésére. A  $^{13}\text{CO}$  és  $\text{C}^{18}\text{O}$  mérések eredményeit együtt publikáltuk a felhő távolságának meghatározásával és a fiatal csillagok keresésének első eredményeivel (Kun, Obayashi, Sato, Yonekura, Fukui, Balázs, Ábrahám, Szabados, Kelemen, 1994). A felhő távolságára 600 pc-et kaptunk, 13  $\text{H}\alpha$  emissziós csillagot és 24 fiatalcsillag-szerű IRAS-pontforrást találtunk benne. Objektívprizmás színeképek alapján megállapítottuk, hogy a DG 9-et megvilágító csillagok B5–A2 típusúak. A szénmonoxid-térképek azt mutatták, hogy a felhő három sűrű csomóból áll, amelyeket L1340 A, B, C-vel jelöltünk. 600 pc távolságban a  $\text{C}^{18}\text{O}$  mérésekből a csomók tömege 280, 470 és 180  $M_\odot$ -nek adódott. Később kiderült, hogy a nagoyai  $^{13}\text{CO}$  mérések kalibrálásához használt forrás (S 140) fényességi hőmérséklete hibásan volt megadva, ezért az 1997 előtti méréseket újra kell kalibrálni (Yonekura et al. 1997). A L 1340 esetében ez azt jelenti, hogy az optikailag vékony  $\text{C}^{18}\text{O}$ -vonalból meghatározott tömegek 1,5-szeresei a publikáltak: L 1340 A: 420  $M_\odot$ ; L 1340 B: 705  $M_\odot$ ; L 1340 C: 270  $M_\odot$ . A 4.1 ábra a  $\text{C}^{18}\text{O}$  csomók és a  $\text{H}\alpha$  emissziós csillagok felületi eloszlását, az 1994-es cikk legfontosabb eredményeit szemlélteti.

A L 1340 vizsgálatának első eredményei arra utaltak, hogy ez a felhő sokban különbözik az ismert közeli csillagkeletkezési területektől. A  $\text{C}^{18}\text{O}$  csomók, amelyek a  $10^3 - 10^4$  molekula/ $\text{cm}^3$  sűrűségű gáz nyomjelzői, egy nagyságrenddel nagyobb kiterjedésűek és tömegűek, mint a Taurus molekulafelhők hasonló sűrűségű tartományai (Onishi et al. 1998). A szénmonoxid  $^{13}\text{CO}$  és a  $\text{C}^{18}\text{O}$  izotopomerjei különböző sűrűségű felhőtartományokban alkalmazhatók a sűrűség vizsgálatára: a  $^{13}\text{CO}$  1000 molekula/ $\text{cm}^3$  sűrűségnél már optikailag vastag, míg a  $\text{C}^{18}\text{O}$  kb.  $10^4 \text{ cm}^{-3}$ -ig jó nyomjelző. A L 1340-ben  $M(\text{C}^{18}\text{O})/M(^{13}\text{CO}) \approx 0,85$ , a kétféle molekula által kimutatott felhőtömegek nagyon közel vannak egymáshoz. Az 1.1 és 1.2 táblázatokból látható, hogy minden közeli molekulafelőben, ahol egyáltalán vannak adatok,  $M(\text{C}^{18}\text{O})/M(^{13}\text{CO})$  kisebb ennél. Megállapíthatjuk, hogy a L 1340 molekuláris tömegének átlagűrűsége nagyobb, mint az ismert csillagkeletkezési régiók felhőié: a gáz jelentős része sűrű csomókban van.

A kék reflexiós ködök azt sugallják, hogy a L 1340 csillagkeletkezési tulajdonságait tekintve is különbözik a Nap típusú csillagok ismert születési helyeitől. Ezért érdemes ezt a felhőt közelebbről megvizsgálni:  $\text{C}^{18}\text{O}$  csomóinak részletesebb szerkezetéből, fiatal csillagainak színeképeiből, infravörös tulajdonságaiból a csillagkeletkezési folyamatok új oldalait fedezhetjük fel.



**4.1 ábra:** A L 1340  $C^{18}O$  integráltintenzitás-térképe galaktikus koordináta-rendszerben a fiatal csillagoknak osztályozott IRAS pontforrásokkal (pontok) és  $H\alpha$  emissziós csillagokkal (keresztek). Jelölve van a legelső szignifikáns  $^{13}CO$  kontúr és az a terület egyenlítői koordinátákban, ahol a fiatal csillagokat kerestük.

#### 4.1.1 Sűrű ammóniamagok a L 1340-ben

1997 februárjában és októberében az effelsbergi 100m-es rádióteleszkóppal az  $NH_3(1,1)$  és  $(2,2)$  inverziós vonalakban feltérképeztük a felhő területének azt a részét, amely a nagyoi  $C^{18}O$  térképeken szignifikáns emissziót mutatott. A megfigyeléseket Tóth L. Viktorral és Jan G. A. Wouterloottal együtt végeztük. Mivel a terület cirkumpoláris, a távcsőidőt is ennek megfelelően többnapos folyamatos észlelésre kaptuk, tehát az észlelésekhez több emberre volt szükség (Kun, Wouterloot & Tóth 2003).

A teleszkóp nyálábjának féltértékszélessége az ammóniavonalak 23,7 GHz frekvenciáján  $40''$ . A két vonal, mivel frekvenciájuk közel van egymáshoz ( $NH_3(1,1)$ : 23694,495 MHz,  $NH_3(2,2)$ : 23722,633 MHz), szimultán észlelhető  $0,15 \text{ km s}^{-1}$  spektrális felbontással. A térképezést  $40''$ -os rácson végeztük, az optikailag láthatatlan IRAS pontforrások és a szénmonoxid-csúcsok pozíciói körül közbenső pontokkal sűrítve. Az integrációs idő pozíciónként 3 perc volt. Kalibráló forrásnak az NGC 7027-et használtuk, amelynek fényességi hőmérséklete,  $T_{MB} = 8,2 \text{ K}$ , 5,86 Jy-nek felel meg (Baars et al. 1977). A pozíció pontosságát 2–3 óránként ellenőriztük jól ismert pozíciójú pontforrásokon. A pontosság  $5''$ -en belül volt. Az ammóniaspektrumok tipikus rms-za  $0,15 \text{ K}$ .

Az ammónia-térképezés 170 négyzetívperc területet ölelt fel, amely a felhő 600 pc távolságában  $5,15 \text{ pc}^2$ -nek felel meg. Gyakorlatilag a felhő területének azt a részét térképeztük fel, ahol a korábban mért  $C^{18}O$  integrált intenzitás nagyobb volt  $0,45 \text{ K}$ -nél. A térkép rácspontjait a felhő optikai képén a 4.2 ábra mutatja.

A méréseket a *CLASS* programcsomaggal (Forveille et al. 1989) dolgoztam fel (az

adatfeldolgozás és elemzés leírását ld. a 2.4.3 fejezetben). Az ammóniagáz fizikai tulajdonságainak meghatározásában a Harju, Walmsley & Wouterloot (1993) által leírt módszert követtem. A L 1340-ben a (2,2) vonal mindenütt nagyon gyenge volt. Ezért a rotációs hőmérsékletet a  $T_B(1,1)$  maximumhelyei körüli régiókra átlagolt vonalak arányaiból határoztam meg.

A három felhőcsomó – L1340 A, B és C – 4.3–4.5 ábrákon látható ammóniatérképei a L 1340 új szerkezeti részleteit tárták fel. A bal oldali ábrák az  $\text{NH}_3(1,1)$  vonal integrált intenzitását mutatják, és összehasonlítási célra berajzoltam a  $\text{C}^{18}\text{O}$   $\int T_A dv = 0.45 \text{ K km s}^{-1}$  és  $0.75 \text{ K km s}^{-1}$  kontúrjait is. A jobb oldaliakon az ammónia-oszlopsűrűségek eloszlása látható. Ezeken az ábrákon a felhő területén talált fiatal csillagok pozícióit is megjelöltem. A jól definiált ammóniamagokon kívül a L1340 B-ben, a 4.4 ábra bal oldali térképén pontozott poligonon határolt területen gyenge, az érzékenységi küszöbhez közeli ammónia-emissziót mértünk. A terület 56 (1,1) spektrumának átlaga látható a 4.6 ábrán. Mivel az  $\text{NH}_3(1,1)$  átmenet gerjesztésének kritikus sűrűsége  $10^4 \text{ cm}^{-3}$  körül van, arra következtethetünk, hogy a felhőnek ez a térfogata a mérések szögfelbontásánál kisebb méretű sűrű csomókat tartalmaz. Az optikai vastagság hatása miatt a jobb és bal oldali ábrákon ábrázolt mennyiségek nem egyenesen arányosak egymással. Az egyetlen lényeges látható különbség itt az, hogy a 4.5 ábra  $C3$  magja az oszlopsűrűség-térképen két részre,  $C3w$ -re és  $C3e$ -re hasad fel.

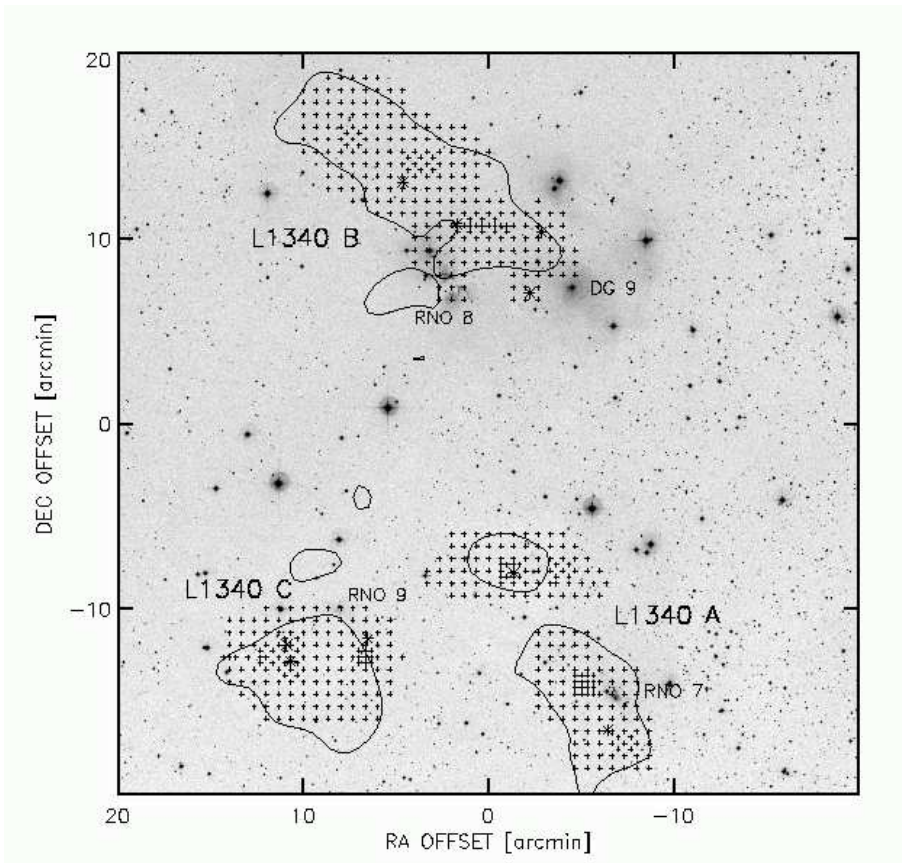
A 4.1 táblázatban az ammóniamagok mért tulajdonságai láthatók, a 4.2 táblázat pedig a 2.3.4 fejezetben ismertetett módszerekkel meghatározott fizikai paramétereket tartalmazza.

Az ammóniamagok a molekulafelhők legsűrűbb tartományai, ezért kiemelkedő jelentőségük van a csillagkeletkezés kezdőfeltételeinek vizsgálatában (pl. Harju, Walmsley & Wouterloot 1991). A felhőkbe ágyazott legfiatalabb csillagok általában az ammóniamagokhoz kapcsolódnak. Megvizsgáltam a L 1340 optikailag láthatatlan IRAS-forrásainak és az ammóniamagoknak felületi eloszlását. A szakirodalomban általánosan elfogadott kritériummal összhangban akkor tekintek egy magot és egy infravörösforrást összetartozónak, ha a pontforrás a mag félmaximum-sugarának kétszeresénél közelebb van az integrált intenzitás maximumához. A 4.1 táblázat utolsó oszlopában szereplő IRAS-források az ilyen módon a magokhoz rendelt fiatal csillagok. Nevük mellett az ‚o‘ beágyazott objektumra, a ‚\*‘ látható csillagra utal. Az optikailag is látható fiatal csillagok kapcsolata az ammóniamagokkal már bizonytalanabb. Mivel ezek a csillagok már öregebbek, születhettek olyan sűrű magban is, amely már szétszóródott. Ezért a 4.2 táblázatban csillagtalannak tüntetem fel azokat a magokat, amelyekhez látható  $\text{H}\alpha$  emissziós csillag társul.

Az ammónia és szén-monoxid maximális intenzitású helyei az  $A$  felhőcsomóban közel vannak egymáshoz, a másik kettőben nem. A különbség oka az, hogy a szénmonoxid-térképek  $2'$ -es rácson készültek  $2',7$  szögfelbontással. Az ammóniamagok kisebbek a szénmonoxid-rácsponatok távolságánál.

A szénmonoxid-mérések a L 1340 C-ben jelentős,  $0,71 \text{ km s}^{-1} \text{ pc}^{-1}$  radiális sebesség-gradienst mutattak ki a galaktikus hosszúság irányában, és ezt a  $C$  csomó forgásaként értelmeztük. A nagyobb szögfelbontású ammóniamérések más értelmezést kínálnak. A 4.5 ábráról kitűnik, hogy ennek a felhőcsomónak két sűrű tartománya van (az egyik  $C1$ , a másik a  $C2$ – $C3w$ – $C3e$  csoport), egy ritkább térrésszel elválasztva. A





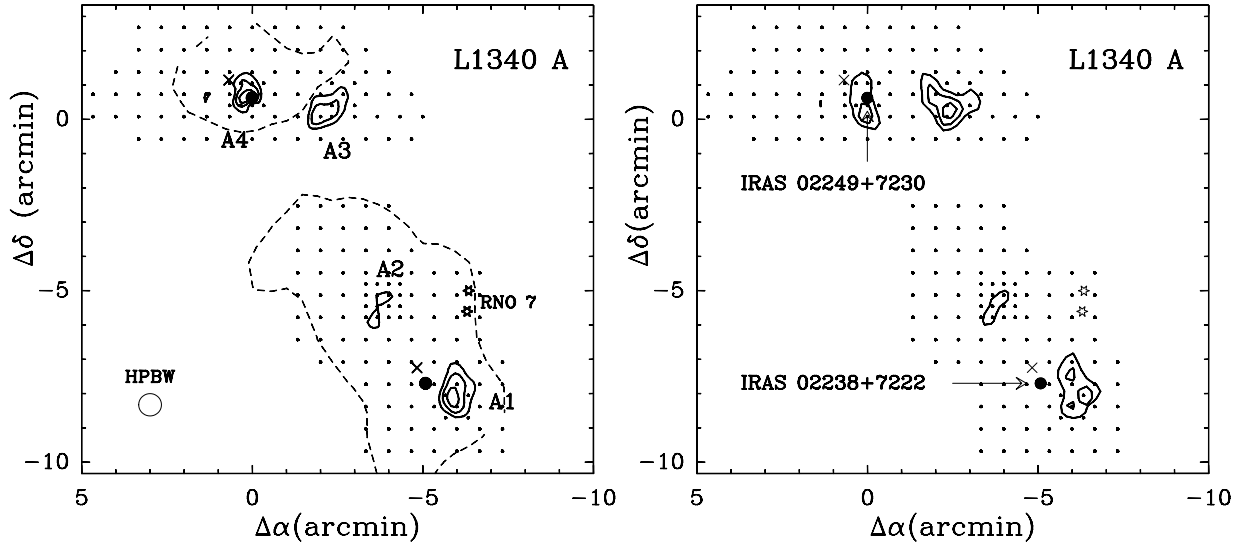
**4.2 ábra:** Az ammóniatérképezés rácspontjai (kis keresztek) a L 1340 kék DSS-2 képén. A  $C^{18}O$  csomókat a  $\int T_A dv = 0.45 \text{ K km s}^{-1}$  integráltintenzitás-kontúr jelöli. A DG 9 és az RNO-k is jelölve vannak. A koordináták ívpercben jelölik a távolságot a (0,0) pontnak megfelelő  $RA(2000)=2^h 30^m 0$ ,  $D(2000)=72^\circ 52,0'$  pozíciótól.

**4.1 táblázat** A L 1340  $NH_3$  magjainak mért paraméterei

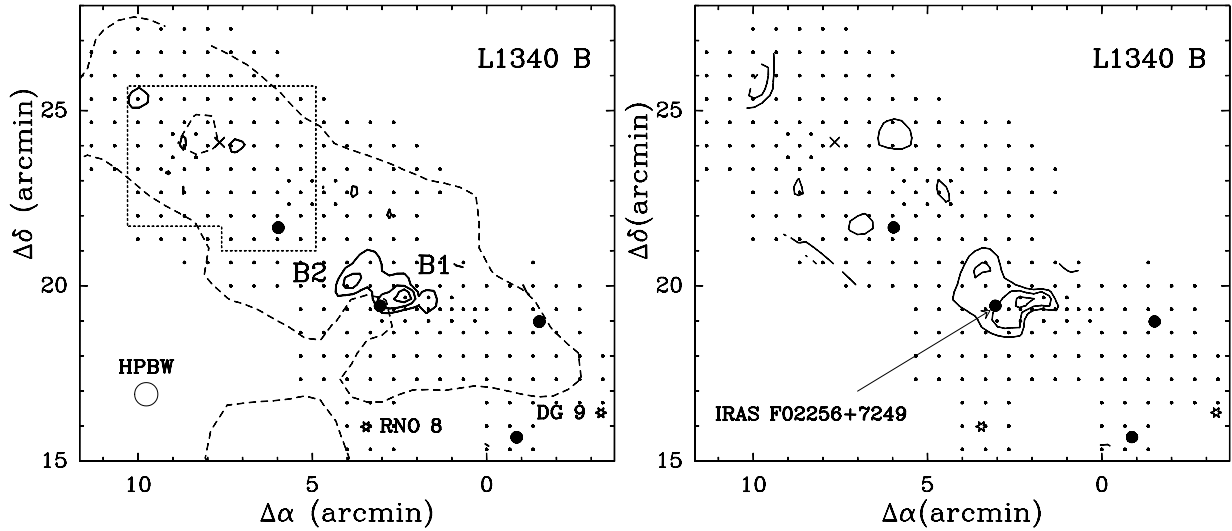
Mag	RA offset (')	D offset (')	$v_{LSR}$ ( $\text{km s}^{-1}$ )	$\Delta v$ ( $\text{km s}^{-1}$ )	Méret ( $'' \times ''$ )	d(*) "	Legközelebbi IRAS forrás
A1	-6.00	-8.33	-14.13 (0.03)	0.64 (0.06)	140×60	60	02238+7222 o
A2	-4.00	-5.33	-14.35 (0.03)	0.36 (0.04)	80×20		
A3	-2.33	0.00	-14.56 (0.01)	0.28 (0.02)	70×60		
A4	0.33	0.33	-13.75 (0.30)	0.99 (0.08)	90×60	10	02249+7230 o
B1	2.33	19.67	-14.37 (0.15)	0.63 (0.03)	85×70	40	F02256+7249 o
B2	4.00	20.00	-14.67 (0.03)	0.29 (0.05)	90×40	68	
C1	8.33	-4.33	-14.63 (0.09)	0.67 (0.04)	100×70	80	02267+7226 o
C2	12.33	-3.00	-15.89 (0.14)	0.84 (0.04)	80×70	20	F02277+7226 o
C3w	12.67	-4.67	-15.71 (0.36)	0.97 (0.05)	100×60	50	02276+7225 o
C3e	13.67	-4.00	-15.92 (0.10)	0.40 (0.03)	80×50	40	F02279+7225 *

4.2 táblázat A L1340 NH<sub>3</sub> magjainak fizikai paramétereit

Mag	$R_{1/2}$	$T_{\text{ex}}$	$T_{\text{k}}$	$\Delta v_{\text{NT}}$	$N_{\text{max}}(\text{NH}_3)$	$n(\text{H}_2)$	$M(\text{NH}_3)$	$M_{\text{BE}}$	$L_{\text{IRAS}}$
	(pc)		(K)	(km s <sup>-1</sup> )	(10 <sup>14</sup> cm <sup>-2</sup> )	(10 <sup>4</sup> cm <sup>-3</sup> )	(M <sub>⊙</sub> )		(L <sub>⊙</sub> )
A1*	0.08	...	15.2 (2.0)	0.61	2.34 (0.24)	...	5.8	3.2	≤9.6
A2	0.04	...	≤12.5	0.31	2.10 (0.50)	...	1.5	0.4	
A3	0.08	4.7	11.9 (2.3)	0.21	3.40 (0.33)	0.99 (0.08)	6.5	0.2	
A4*	0.06	...	13.5 (2.0)	0.97	2.53 (0.60)	...	3.7	18.6	4.9
B1*	0.10	5.2	14.6 (3.1)	0.67	2.05 (0.27)	1.44 (0.10)	5.6	3.0	8.8
B2	0.08	...	≤15.0	0.24	1.45 (0.40)	...	2.7	0.2	
C1*	0.10	4.7	14.1 (1.7)	0.64	3.57 (0.46)	...	12.0	3.9	2.8
C2*	0.10	4.6	16.7 (1.6)	0.81	4.61 (0.60)	1.07 (0.18)	10.2	9.7	...
C3w*	0.15	5.2	13.6 (1.1)	0.95	4.89 (1.50)	1.82 (0.40)	15.6	17.2	1.5
C3e	0.11	6.0	12.5 (4.0)	0.36	3.73 (0.57)	1.29 (0.36)	15.4	0.5	
Átlag	0.08	5.1	14.0	0.58	3.07	1.32	7.9	5.7	5.4
Csillagtalan	0.07	5.1	12.2	0.28	2.67	1.14	6.5	0.3	...
Csillagos	0.09	5.0	14.6	0.78	3.33	1.44	8.8	9.3	5.4



4.3 ábra bal oldal: Az NH<sub>3</sub>(1,1) vonal intenzitása a  $-17 \text{ km s}^{-1}$  és  $-12 \text{ km s}^{-1}$  sebességtartományra integrálva. A pontok jelölik a mérési pozíciókat. Az alsó kontúr  $0,40 \text{ K km s}^{-1}$ , a növekmény  $0,15 \text{ K km s}^{-1}$ . A szaggatott kontúr a  $\int \text{C}^{18}\text{O } dv$  eloszlás  $0,45 \text{ K km s}^{-1}$ -es szintjét mutatja. Az x-ek a  $\text{C}^{18}\text{O}$  maximumhelyei, a fekete pontok az optikailag láthatatlan IRAS-források, a csillagok az optikailag is látható fiatal csillagok. A nyaláb félértékszélességét a bal alsó sarokban a kör jelöli. A koordináták a  $\text{RA}(2000)=2^{\text{h}}29^{\text{m}}41,64^{\text{s}}$  és  $\text{Dec}(2000)=+72^{\circ}43'22,2''$  pozíciótól való eltérést mutatják ívpercben. Jobb oldal: Ammónia-oszlopsűrűségek a L1340 A-ban. Az alsó kontúr  $1,2 \times 10^{14} \text{ cm}^{-2}$ , a növekmény  $0,6 \times 10^{14} \text{ cm}^{-2}$ .



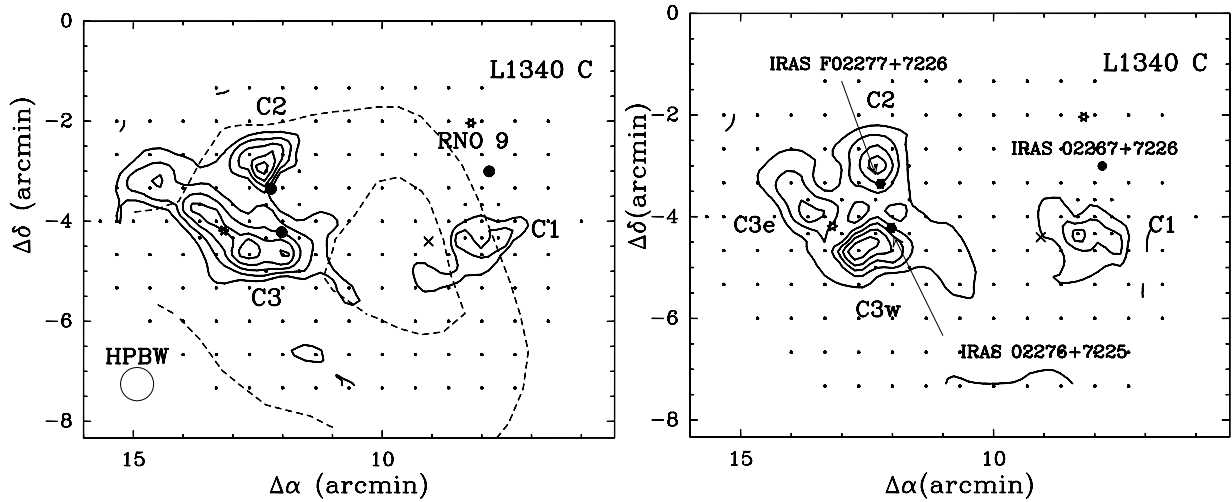
**4.4 ábra:** Ugyanaz, mint az előző, a L 1340 B-re. *Bal oldal:* a kontúrok  $0,40 \text{ K km s}^{-1}$ -nél indulnak, a növekmény  $0,20 \text{ K km s}^{-1}$ . A pontozott poligon a gyenge ( $T_{\text{B}}(\text{NH}_3(1, 1)) \leq 2\sigma$ ) ammónia-emisszió tartományát mutatja. *Jobb oldal:* az alsó kontúr  $1,2 \times 10^{14} \text{ cm}^{-2}$ , a növekmény  $0,4 \times 10^{14} \text{ cm}^{-2}$ .

két rész sebességkülönbsége kb.  $1,2 \text{ km s}^{-1}$ . A megfigyelt gradiens valószínűleg a két, részben egymásra vetülő, különböző sebességű csomó létének a következménye. A csomók átlapolása a vonalak kiszélesedéseként mutatkozik meg. A 4.7a ábra a radiális sebességek eloszlását mutatja a rektaszcenzió függvényében. Látható, hogy a sebesség hirtelen ugrik a  $11,33$  és  $12,00$  offszet-értékek között. Mindkét sebesség látszik a  $11,33 \leq \Delta\alpha \leq 13,33$  régióban. Ugyanitt a 4.7b ábra szerint a vonalak jóval szélesebbek, mint a felhő egyéb részein. A széles ammóniavonalak tartománya éppen ott van, ahol az IRAS-pontforrások. A L 1340 C szerkezete és sebességstruktúrája azt sugallja, hogy itt a csillagkeletkezést a felhőcsomók ütközése indította el.

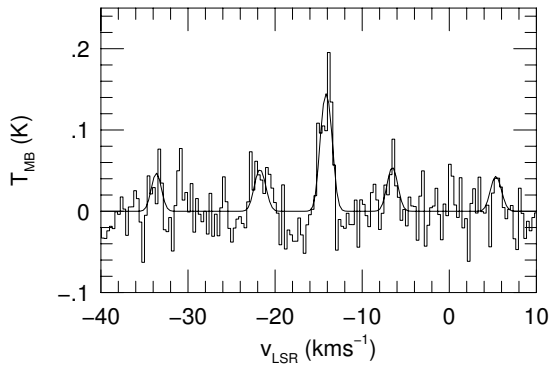
Az ammóniamagok a csillagközi anyag azon tartományai, ahol a gáz térbeli sűrűsége  $10^4\text{--}10^5 \text{ cm}^{-3}$ . Statisztikus vizsgálatok (Jijina, Myers & Adams 1999) azt mutatják, hogy az IRAS-pontforrásokat tartalmazó ammóniamagok nagyobbak és melegebbek, mint a csillagtalan magok, és több a turbulens kinetikus energiájuk. Fokozottan érvényes ez a beágyazott halmazokhoz tartozó, vagy azokhoz közeli magokra.

A sűrű régiók tipikus mérete, kinetikus hőmérséklete és turbulens sebességdiszperziója a különböző csillagkeletkezési területeken is más és más. Ezzel együtt a magok csillagképző tulajdonságai is különbözők. A Taurus molekulafelhők ammóniamagjaiban magányos Nap típusú csillagok keletkeznek, míg az Orion és Chamaeleon egyes magjaiban nagy csillagsűrűségű halmazok. Elméleti és megfigyelési vizsgálatok egyaránt azt sugallják, hogy a magok megfigyelhető nemtermikus vonalszélességei a csillagkeletkezés kezdőfeltételeivel vannak kapcsolatban.

A kurrens elméletek szerint a molekulafelhők sűrű magjait a csillagközi anyag szupersonikus turbulens mozgása által keltett lökeshullámok hozzák létre (pl. Elmegreen 1993, Klessen et al. 2000). Ez a folyamat a *turbulens fragmentáció*. Ekkor a felhők és sűrű magjaik számos megfigyelhető tulajdonsága a turbulencia tulajdonságaival értelmezhető. Például Padoan (1995), valamint Padoan & Nordlund (2002) megmutatták, hogy a Larson-féle  $\log \Delta v_{\text{NT}} \propto \alpha \log R$  vonalszélesség–méret reláció  $\alpha$  mere-



**4.5 ábra:** Ugyanaz, mint az előző, a L1340 C-re. *Bal oldal:* a kontúrok  $0,45 \text{ K km s}^{-1}$ -nél indulnak, a növekmény  $0,20 \text{ K km s}^{-1}$ . A szélesebb észlelt sebességintervallum miatt az emissziót ebben a felhőcsomóban a  $-19 \text{ km s}^{-1}$ – $-12 \text{ km s}^{-1}$  tartományra integráltam. *Jobb oldal:* az alsó kontúr  $1,2 \times 10^{14} \text{ cm}^{-2}$ , a növekmény  $0,8 \times 10^{14} \text{ cm}^{-2}$ .



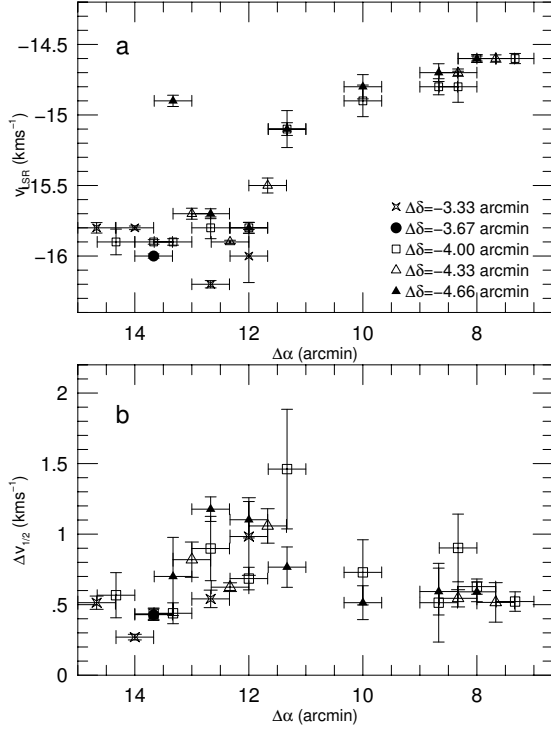
**4.6 ábra:** 56  $\text{NH}_3(1,1)$  spektrum átlaga a L1340 B  $\text{C}^{18}\text{O}$ -maximuma körül.

deksége a turbulencia energiaspektrumát tükrözi. A magok és környezetük közötti sűrűségarány, a magok tipikus mérete és térkitöltése pedig a magokat magában foglaló felhő  $L_0$  méretével és  $\sigma_0$  sebességszórásával van kapcsolatban.

A különböző méretű és sebességszórású magok egyaránt az interstelláris anyag önhasznószerűségének legkisebb elemei. A Taurushoz hasonló, kis tömegű csillagokat létrehozó felhőkben a magok méretszintjén válik szubszonikus a nemtermikus sebességszórás (Goodman et al. 1998). A nagyobb magokra vonatkozóan Myers (1998) megmutatta, hogy az erősen turbulens, nagy tömegű felhőmagokban ( $\Delta v > 0,9 \text{ km s}^{-1}$  és  $N(\text{H}_2) > 1 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ ) létrejöhetnek olyan, kritikusan stabil kondenzációk, amelyek a nagy extinkció miatt függetlenednek a környezet MHD-hullámaitól. Ez a modell azt sugallja, hogy a nagy tömegű, halmazképző magok is az önhasznószerű struktúra legkisebb elemei.

#### 4.1.2 Az ammóniamagok kapcsolata a csillagkeletkezéssel

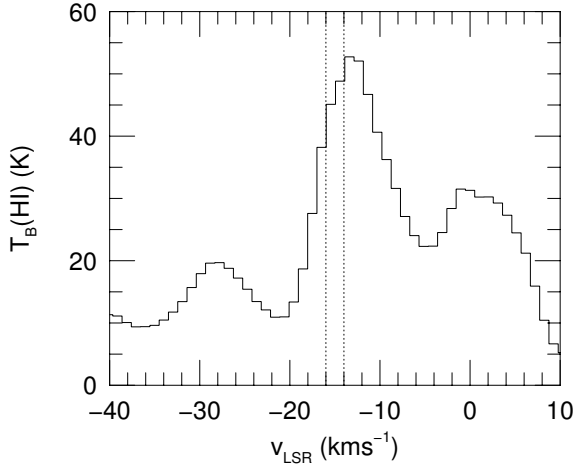
A 4.2 táblázat 8. és 9. oszlopa szerint a legtöbb ammóniamag tömege nagyobb a Bonnor–Ebert-féle kritikus tömegnél,  $M(\text{NH}_3) \geq M_{\text{BE}}$ . Számos megfigyelés azt mutatja, hogy ez a csillagkeletkezés egyik szükséges feltétele (pl. Williams et al. 2000). A L1340-ben megfigyelt magok tehát a folyamatban levő és a közeljövőbeli csillagkeletkezés színhelyei. A beágyazott IRAS-forrással társuló magok nemtermikus



**4.7 ábra:** a) A L 1340 C radiális sebessége a  $\Delta\alpha$  rektaszenzió-offszet függvényében. b) A vonalszélességek eloszlása ugyanott. A különböző szimbólumok különböző deklinációknak felelnek meg. A (0,0) pozíció RA(2000)=2<sup>h</sup>29<sup>m</sup>41<sup>s</sup>.64, Dec(2000)=+72°43'22.''2.

vonalszélességei (4.2 táblázat, 5. oszlop) szignifikánsan nagyobbak, mint a csillagtalan magokéi. A csillagtalan magok átlagos vonalszélessége,  $\Delta v_{NT} = 0,28 \text{ km s}^{-1}$ ,  $\sigma_{NT} = 0,12 \text{ km s}^{-1}$  nemtermikus sebességszórásnak felel meg, ami kisebb, mint az izoterm hangsebesség 13 K hőmérsékleten,  $c_s = 0,21 \text{ km s}^{-1}$ . Ezek a magok tehát valószínűleg a legkisebb felhőtöredékek, amelyek turbulens fragmentációval létrejöhetnek. Az ilyen típusú fragmentumok tömege tág határok közt változhat (Padoan & Nordlund 2002), lehetnek köztük nagyon kicsik is, amelyek sohasem válnak csillaggá. A L 1340 B északi részén észlelhető gyenge ammónia-emisszió valószínűleg éppen ilyen kis felhőcsomókból ered. Mivel a csillagtalan magok tömege,  $M(\text{NH}_3) \gg M_{BE}$ , arra következtethetünk, hogy ezek a tartományok *presztelláris* magok, sorsuk a csillaggá válás. Ez a következtetés azonban több szempontból is bizonytalan. Először is, a mágneses tér, amelyet adatok híján figyelmen kívül hagytam, módosíthatja a kritikus tömeget, úgy, hogy az lényegesen nagyobb lehet  $M_{BE}$ -nél. Arra is vannak megfigyelési bizonyítékok, hogy a csillagtalan magok centrális régióiban megnő az ammónia relatív gyakorisága (Tafalla et al. 2002), és az ammóniában feldúsult centrális tartomány észleléséből túlbecsüljük a tömeget. Végül előfordulhat, hogy az IRAS fluxusküszöbe alatti, halvány beágyazott csillagok vannak a 600 pc távolságból csillagtalannak látszó felhőmagokban. A helyzet tisztázásához érzékenyebb infravörös mérésekre lenne szükség, és nagy szögfelbontású mérésekre más molekulavonalakban.

Az IRAS forrásokhoz társuló ammóniamagok átlagos nemtermikus vonalszélessége  $\Delta v_{NT} = 0,78 \text{ km s}^{-1}$ . A nagy tömegű csillagokat létrehozó Orion B molekulafelhőben is hasonló vonalszélességű magok vannak (Jijina et al. 1999). A hat közül kettő, az *A4* és a *C3w* felel meg Myers (1998) halmazképző magokra megállapított kritériumainak. Az *A4* mag közepére vetül az IRAS 02249+7230, I. osztályú protocsillag, közel az  $\text{NH}_3(1,1)$  és a  $\text{C}^{18}\text{O}$  maximumához. Erre a magra  $M_{BE} \gg M(\text{NH}_3)$ , ami azt sugallja, hogy ez a mag szétesőben van. Az IRAS-forrásból Herbig-Haro-objektumok erednek



**4.8 ábra:** HI spektrum a  $l = 130^{\circ}5, b = +11^{\circ}5$  galaktikus pozícióban a Leiden–Dwingeloo adatbázisból, amelynek szögfelbontása  $0^{\circ}5$ , és spektrális felbontása  $1,03 \text{ km s}^{-1}$ . A függőleges vonalak a molekulafelhő sebességtartományát jelölik.

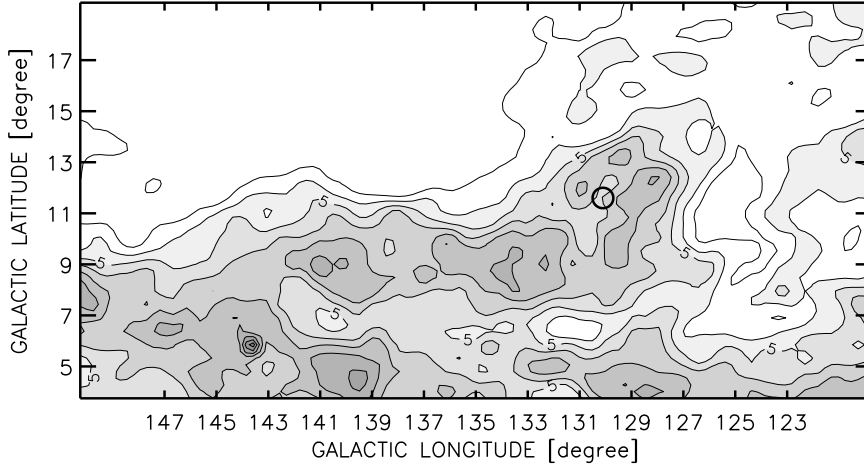
(Kumar et al. 2002), amelyek azt mutatják, hogy a beágyazott csillag szelének jelentős része a látóirányra merőlegesen fújja ki a felhőmagot. A nagy nemtermikus vonalszélesség látszólag nem származhat a protosztelláris szél és a molekuláris gáz kölcsönhatásából. Vagy másik csillag is van a felhőben, amelynek bipoláris szele a látóirányban fújja szét a felhőmagot, vagy független a csillagszélről a nagy vonalszélesség. A másik látszólag halmazképző ammóniamag, a *C3w* közös burokban van a *C3e*-vel és a *C2*-vel. Az ammóniamérések szerint ez a régió a L 1340 legsűrűbb tartománya, noha messze van a  $\text{C}^{18}\text{O}$  csúcstól, és egyetlen halvány IRAS-forrás tartozik hozzá, az IRAS 02276+7225. Kifújást, mézerforrást, HH-objektumot nem észleltek a közelében. A *C3w* mag valószínűleg fiatalabb, mint az *A4*.

Megfigyeléseink azt sugallják, hogy az IRAS-forrásokhoz társuló ammóniamagok nagy turbulens sebességszórásai nem írhatók a csillagszelek számlájára. Ezek a magok nem egyszerűen a csillagok öregebb megfelelői, hanem valószínűleg nagyobb tömegű csillagokat hoznak létre, mint keskeny vonalú rokonaik, némelyikük csillagszórásokat. A felhőben vannak már ilyen kicsiny, néhány tucat csillagból álló halmazok, az RNO 7 és RNO 8.

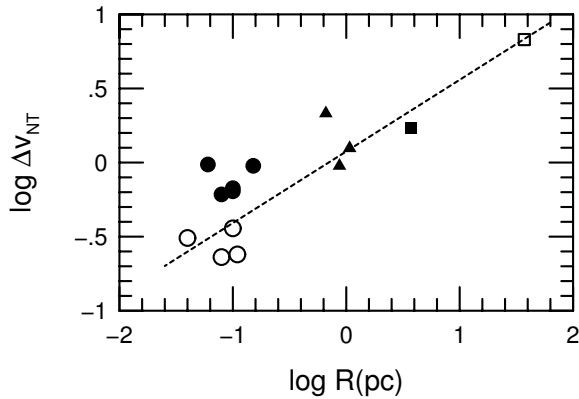
#### 4.1.3 Az $\text{NH}_3$ , $\text{C}^{18}\text{O}$ , $^{13}\text{CO}$ , *HI* és $A_V$ összehasonlítása

Különböző molekulák különféle átmeneteinek megfigyeléseivel a felhők különböző sűrűségű tartományainak keresztmetszeteit kapjuk meg. A teljes felhő szerkezetét jobban megismerhetjük, ha összerakjuk a különböző nyomjelzők által hordozott információt. Ezt a célt szolgálja az ún. *3. típusú vonalszélesség–méret reláció* (Goodman et al. 1998), azaz egy felhő különböző nyomjelzőkkel meghatározott méretei és sebességszórásai közötti összefüggés. A L 1340-re a saját ammóniamérésekből, a nagoyai  $^{13}\text{CO}$  és  $\text{C}^{18}\text{O}$  (Yonekura et al. 1997), valamint a Leiden–Dwingeloo felmérés *HI* adataiból (Hartmann & Burton 1997) határoztam meg a 3. típusú vonalszélesség–méret relációt. A *HI* spektrumokban a L 1340 környékén jól látható egy csúcs a  $-18 \text{ km s}^{-1} < v_{\text{LSR}} < -8 \text{ km s}^{-1}$  radiális sebesség-intervallumban, amelynek átlagos vonalszélessége  $7 \text{ km s}^{-1}$  (4.8 ábra), és a 4.9 ábrán látható *HI*-felhő félmaximum-mérete 38 pc.

A 4.10 ábra mutatja a  $\log \Delta v_{\text{NT}}$  vs.  $\log R$  relációt arra a csillagközi struktúrára, amelynek a L 1340 molekulafelhő is része. Az ábrázolt  $R_{1/2}$  értékeket korrigáltam a



**4.9 ábra:** A  $-18 \text{ km s}^{-1} < v_{\text{LSR}} < -8 \text{ km s}^{-1}$  radiális sebességű semleges hidrogén eloszlása a L1340-et magában foglaló  $30^\circ \times 15^\circ$ -os területen. A méretének megfelelő sugarú körrel jelölt L1340 az egyetlen ismert molekulafelhő ezen a területen ebben a sebességtartományban. Az oszlopsűrűségeket optikailag vékony emissziót feltételezve határoztam meg. Az alsó kontúr  $3 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$  és a növekmény  $10^{20} \text{ cm}^{-2}$ .



**4.10 ábra:** A nemtermikus vonalszélesség és a félmaximum-méret közötti összefüggés a L1340 különböző részeire, valamint a felhőt tartalmazó HI-struktúrára. Üres körök jelölik a csillagtalan ammóniamagokat, fekete körök az IRAS-forrásokhoz társulókat. A háromszögek a  $\text{C}^{18}\text{O}$ -csomók, a fekete négyzet a  $^{13}\text{CO}$ -felhő, és az üres négyzet a HI-felhő, amelynek félmaximum-méretét a 4.9 ábrán látható struktúra területéből, vonalszélességének nemtermikus komponensét pedig 80K kinetikus hőmérsékletet feltételezve határoztam meg.

különböző szögfelbontású műszerek nyálabszélességeire, és  $\Delta v_{\text{NT}}$  értékeket a különböző spektrális felbontásokra. A kapott összefüggés:

$$\log \Delta v_{\text{NT}} = (0,41 \pm 0,06) \log R + (0,12 \pm 0,06),$$

és a korrelációs együttható 0,85.

Ez az összefüggés megvilágítja a csillagközi struktúrák HI felhőtől az ammóniamagokig, 0,1 pc-től 40 pc-ig nyomon követhető önhasonló hierarchiáját, amelyet az interstelláris turbulencia hoz létre és tart fenn (Larson 1981). Az  $\alpha = 0,41$  meredekség a L1340-et a Taurus és az Orion B közé helyezi, amelyekre Caselli és Myers (1995) ugyanezekkel a nyomjelzőkkel  $0,53 \pm 0,07$  és  $0,21 \pm 0,03$  értékeket kapott.

A 4.3 táblázatban az ammóniamagok és az őket beágyazó  $\text{C}^{18}\text{O}$ -csomók tulajdonságait hasonlítom össze. A felsorolt adatok azt bizonyítják, hogy a magok és

**4.3 táblázat** A L 1340 C<sup>18</sup>O és NH<sub>3</sub> struktúráinak összehasonlítása

Csomó	A	B	C	Átlag
$R(\text{C}^{18}\text{O}) / \text{pc}$	0.9	1.1	0.7	0.9
$\langle R \rangle(\text{NH}_3) / \text{pc}$	0.07	0.13	0.09	0.10
$\Delta v_{\text{tot}}(\text{C}^{18}\text{O})^a / \text{km s}^{-1}$	0.89	1.25	2.16	1.43
$\langle \Delta v_{\text{tot}} \rangle(\text{NH}_3)$	0.57	0.46	0.72	0.58
$T_{\text{ex}}(^{12}\text{CO}) (\text{K})$	10.2	13.1	9.2	10.8
$\langle T_k \rangle(\text{NH}_3) / \text{K}$	12.9	14.6	14.2	13.9
$N_{\text{H}_2}(\text{C}^{18}\text{O})^b / 10^{21} \text{cm}^{-2}$	7.1	8.4	7.8	7.8
$N_{\text{H}_2}(\text{NH}_3) / 10^{21} \text{cm}^{-2}$	8.6	6.8	14.0	9.8
$n_{\text{H}_2}(\text{NH}_3)/n_{\text{H}_2}(\text{C}^{18}\text{O})$	7.7	11.6	10.0	9.8
terület(NH <sub>3</sub> )/terület(C <sup>18</sup> O)	0.04	0.02	0.16	0.07
$M_{\text{mag}}/M_{\text{csomó}}$	0.04	0.02	0.19	0.08
$V_{\text{mag}}/V_{\text{csomó}}$	0.01	0.002	0.11	0.04

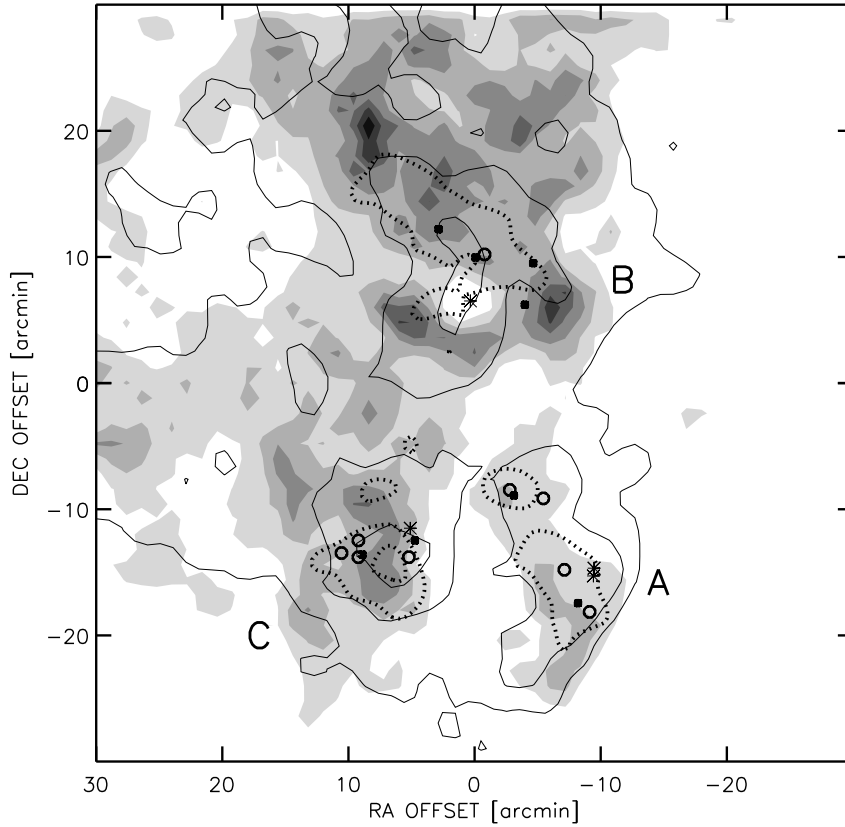
<sup>a</sup> A C<sup>18</sup>O-mag  $\Delta v_{\text{tot}}$  teljes vonalszélességét a a félmaximum-sugáron belüli összes spektrum  $\langle \Delta v \rangle$  átlagából és az átlagsebesség szórásából ( $\delta v_{\text{LSR}}$ ) számoltam:  $\Delta v_{\text{tot}}^2 = \langle \Delta v \rangle^2 + 8 \ln 2 (\delta v_{\text{LSR}})^2$ .

<sup>b</sup> a korrigált kalibrációt (Yonekura et al. 1997) figyelembe véve.

környezetük  $n_c/n_0$  sűrűségaránya, a magok  $l_c$  átlagos mérete és térkitöltési tényezője megfelelnek a turbulens fragmentáció modellje által jósolt képnek (Padoan 1995, Padoan & Nordlund 2002). A <sup>13</sup>CO-felhő  $L_0=3,7\text{pc}$  mérete és  $\sigma_{v,0} = 0,72 \text{km s}^{-1}$  sebességszórása a nagyléptékű turbulencia Mach-számára  $\mathcal{M}_0 = \sigma_{v,0}/c_s = 3,4$  értéket adnak. Ezzel  $n_c/n_0 \approx \mathcal{M}_0^2 = 11,6$ , amely jól egyezik a megfigyelt  $n_c/n_0 \approx 10$  értékkel. A magok modellből számított tipikus mérete,  $l_c \sim L_0 \mathcal{M}_0^{-1/\alpha} = 0,25 \text{pc}$ , ugyancsak hasonló a mért  $0,16 \text{pc}$ -es átlaghoz. Az  $n_c/n_0$  valószínűség-sűrűségéből a magok térkitöltési tényezőjére  $0,02$  adódik, amely szintén összemérhető a 4.3 táblázatban látható  $V_{\text{mag}}/V_{\text{csomó}}$  értékekkel.

Végül a 4.11 ábrán a L 1340 <sup>13</sup>CO, C<sup>18</sup>O, és NH<sub>3</sub> által kirajzolt sűrűség-keresztmetszeteit összehasonlítom a vizuális extinkció által mutatott teljes oszlopsűrűséggel. Az  $A_V$ -térképet az *USNOFS Image and Catalogue Archive* adataiból készítettem csillagszámlálással (2. fejezet). A <sup>13</sup>CO, C<sup>18</sup>O és  $A_V$ -térképek szögfelbontása egyaránt  $3'$ . A három szénmonoxid-csomó  $A_V$  eloszlásában is felismerhető, de van néhány különbség. A felhő délnyugati oldalán, az A csomóban  $A_V$  és a <sup>13</sup>CO hasonlósága azt mutatja, hogy az összes extinkció molekuláris gázhoz tartozó portól származik. Mind az oszlopsűrűségben, mind a térfogati sűrűségben erős gradiens figyelhető meg, ami azt sugallja, hogy a felhőt ezen az oldalon lökés érte kívülről, délnyugat felől. A B és a C csomókban láthatunk olyan sötét zónákat, amelyekhez nem tartozik molekuláris emisszió. Ezek nagy oszlopsűrűségű diffúz vagy egymásra vetülő kisebb felhőcsomók, amelyek a kompakt A csomóval együtt aszimmetrikus, „üstökös-szerű” formát adnak a felhőnek, délnyugat felé mutató fejjel. Az ammóniamagok eloszlása azt sugallja, hogy nem a gravitáció, hanem külső nyomás hozta létre őket. Legtöbbjük (*A1, A2, B1, C1, C3*) távol van a beágyazó felhő potenciálgödrének a szénmonoxid-maximumok és  $A_V$  nagy léptékű eloszlása által jelzett aljától.





**4.11 ábra:** A  $^{13}\text{CO}$  (folytonos kontúrok) és  $\text{C}^{18}\text{O}$  (pontozott kontúrok) integrált intenzitásai és a vizuális extinkció (szürke árnyalatok) eloszlása a L 1340 területén. A koordináták az  $\text{RA}(2000)=2^{\text{h}}29^{\text{m}}42^{\text{s}}$  and  $\text{Dec}(2000)=+72^{\circ}43'22''$  pozíciótól való eltérést mutatják ívpercen. A  $^{13}\text{CO}$  alsó kontúrja  $1,0 \text{ K km s}^{-1}$ , és a növekmény  $1,5 \text{ K km s}^{-1}$ . A  $\text{C}^{18}\text{O}$  kontúrok értéke  $0,45$  és  $0,75 \text{ K km s}^{-1}$ .  $A_V$  leghalványabb árnyalata és növekménye egyaránt 1 magnitúdó.  $A_V$  értékeit az előtér extinkciójára korrigáltam.

#### 4.1.4 A L 1340 összehasonlítása más felhőkkel

Jijina, Myers és Adams (1999) ammónia-adatbázisa lehetővé teszi, hogy a L 1340 ammóniamagjait összehasonlítsuk egyéb csillagkeletkezési területek hasonló adataival. Az összehasonlítás azt mutatja, hogy a magok tipikus kinetikus hőmérséklete, vonalszélessége és tömege a Taurus  $\rightarrow$  Ophiuchus  $\rightarrow$  Perseus  $\rightarrow$  L 1340  $\rightarrow$  Orion B  $\rightarrow$  Orion A sorrendben nő. A fiatal csillagok integrált luminozitása nem követi ezt a sorrendet: a L 1340-ben alacsonyabb, mint a Perseusban. Ennek oka lehet az is, hogy a L 1340 van legtávolabb tőlünk, ezért valószínűleg több csillaga van az IRAS fluxusküszöbe alatt, mint a többi felhőnek. A 4.1.3 szakaszban megmutattam, hogy a vonalszélesség-méret reláció meredeksége is Taurus  $\rightarrow$  L 1340  $\rightarrow$  Orion B trendet mutat, bizonyítva, hogy a sűrű magok és fiatal csillagok tulajdonságai a nagyléptékű csillagközi folyamatoktól függenek. A megfigyelések és az egyre javuló numerikus modellek összehasonlítása elengedhetetlen a felhőkeletkezés és -fejlődés jobb megértéséhez. A 4.4 táblázatban a L1340 ammóniamagjainak más, ismert közeli molekulafelhők ammóniamagjaival való összehasonlítása látható.

Érdekes és figyelemre méltó tulajdonsága még ennek a felhőnek, hogy nem tartozik

**4.4 táblázat:** A L 1340 NH<sub>3</sub> magjainak összehasonlítása egyéb felhőkkel

Felhő	$R$ (pc)	$T_k$ (K)	$\Delta v_{NT}$ (kms <sup>-1</sup> )	$\log N_{\max}(\text{NH}_3)$ (cm <sup>-2</sup> )	$\log M_{\text{vir}}$ (M <sub>☉</sub> )	$\log L_{\text{IRAS}}$ (L <sub>☉</sub> )	$N_{\text{mag}}$
L 1340	0.08	14.2	0.61	14.50	1.14	0.74	9
Taurus	0.04	9.5	0.22	15.00	0.41	-0.05	~ 20
Cepheus Flare	0.08	10.6	0.31	15.10	1.52	1.22	8
Perseus	0.11	11.0	0.35	14.50	0.90	0.81	~ 20
Orion B	0.11	15.0	0.67	14.80	1.19	1.54	~ 10

1. oszlop: a felhő neve; 2: a felhő NH<sub>3</sub> magjainak tipikus sugara; 3: átlagos kinetikus hőmérséklet; 4: nemtermikus vonalszélesség; 5: az ammónia-oszlopsűrűség maximumának logaritmus; 6: az ammóniamagok viriál-tömegének logaritmus; 7: a felhő ammóniamagjaihoz tartozó IRAS-források átlagos luminozitásának logaritmus; 8: a magok száma a felhőben.

nagyobb molekuláris struktúrához. A 4.9 ábrán látható, hogy a L 1340 egy nagy HI struktúra része. Úgy tűnik, a gáz sűrűséggradiense jóval nagyobb a L 1340 környékén, mint a Nap típusú csillagok születési helyein – és talán másféle csillagképző tulajdonságokhoz vezet.

#### 4.1.5 Fiatal csillagok a L1340-ben

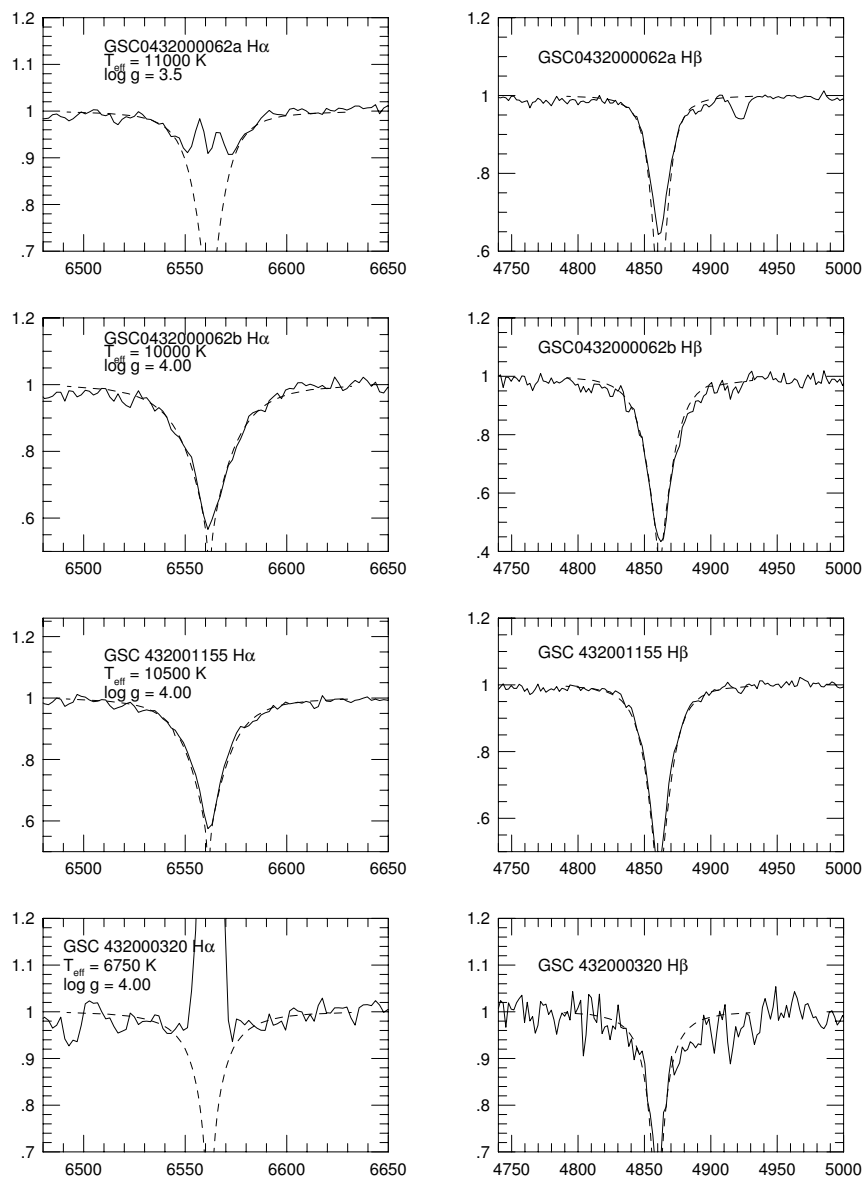
A L 1340 fiatal csillagainak – a DG 9 reflexiós ködöt megvilágító és a H $\alpha$  emissziós csillagoknak – közepes diszperziójú optikai színeképeit 1999-ben és 2002-ben a Calar Alto Observatory 2,2m-es távcsövével és 2001-ben a Nordic Optical Telescope-pal észleltem. Az eredmények megerősítették, hogy a L 1340-ben kis és közepes tömegű csillagok keletkeznek. A DG 9 és az RNO 9 csillagainak színeképtípusait a H $\alpha$  és H $\beta$  vonalak profiljainak csillaglégkör-modellekkel (Kurucz 1979) való összehasonlításával határoztam meg. Az eredmények a 4.5 táblázatban láthatók. A 4.12 ábra e csillagok H $\alpha$  és H $\beta$  vonalait, a hozzájuk illesztett modell-profilokat, és az azokból meghatározott  $T_{\text{eff}}$  és  $\log g$  értékeket mutatja. Ezekből Schmidt-Kaler (1982) táblázatai segítségével kaptam a 4.5 táblázatban látható színeképtípusokat.

A felhő területén szétszórt, valamint az RNO 7 és RNO 8 ködös területeken talált H $\alpha$  emissziós csillagok extrém fiatal objektumok, amelyeknek színeképében nem találtam színeképosztályozásra alkalmas fotoszferikus abszorpciós vonalakat (4.13 ábra). Más hullámhossztartományok és nagyobb diszperzió szükséges természetük tisztázásához.

A közepes tömegű csillagok keletkezésének jellegzetessége, hogy a Nap típusúaktól eltérően kisebb halmazok tagjaiként születnek. A L 1340-ben három kis halmaz látszik, az RNO 7, az RNO 8, és a DG 9 egyik csillaga, a GSC 432001155 körüli névtelen csillagcsoport. Ezek a halmazok mindössze néhány tucat csillagból állnak, tehát valószínűleg rövid életű képződmények. Statisztikus vizsgálatok szerint (Adams & Myers 2001) a Tejútrendszer csillagainak jelentős része ilyen kis halmaz tagjaként születhetett. A L 1340-ben a csillagkeletkezés még nagyon a kezdeténél tart. A csillagok – színeképek alapján – fiatalabbak 1 millió évesnél, és sok sűrű gáz van a felhőben. A jelen és a közeljövő érzékeny infravörös csillagászati műszereinek jó célpont lehet ez a felhő.

Az RNO 7-ről a Calar Alto Observatory 3,5m-es teleszkópjának *Omega Cass* nevű, adaptív optikával kiegészített nagy szögfelbontású infravörös kamerájával *J*, *H* és *K*

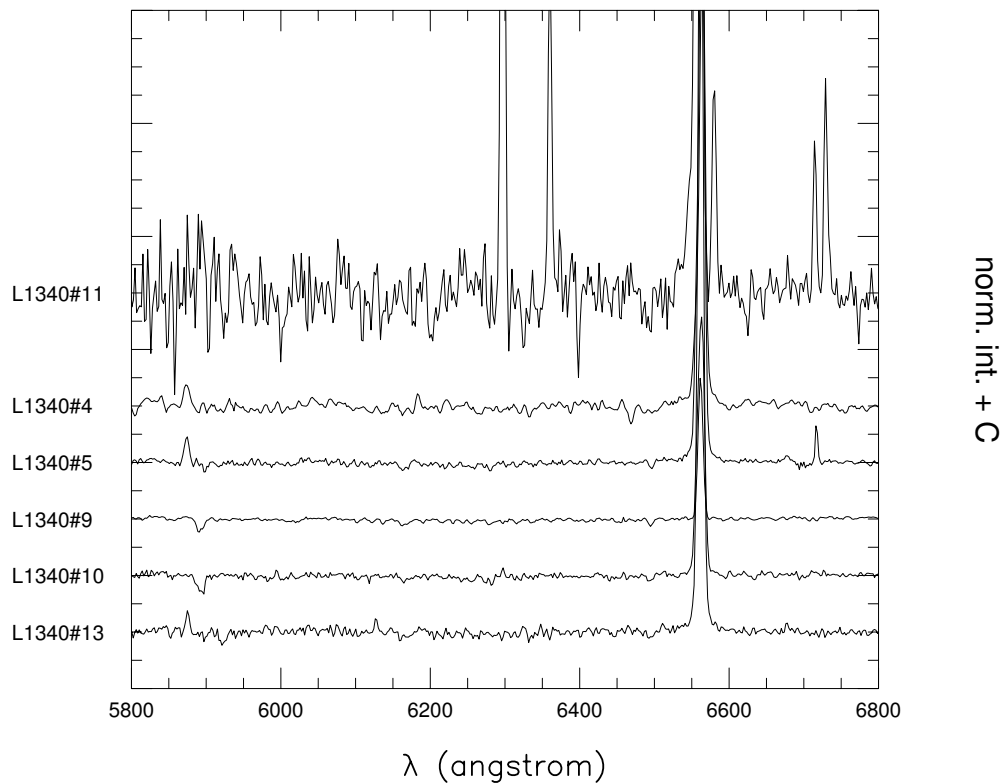
## H $\alpha$ and H $\beta$ profiles of nebulous stars



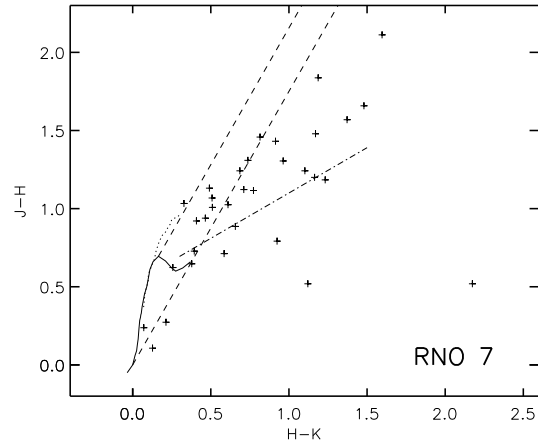
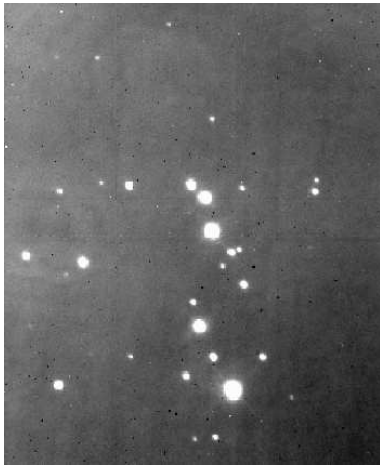
**4.12 ábra:** A DG 9 és az RNO 9 ködöket megvilágító csillagok H $\alpha$  és H $\beta$  vonalai és a belőlük meghatározott paraméterek.

**4.5 táblázat:** A DG 9 és RNO 9 reflexiós ködöt megvilágító csillagok színképtípusai

Csillag	Színképtípus	Tömeg( $M_{\odot}$ )
GSC 432000062A	B8.5IIIe	5.0
GSC 432000062B	B9.5V	3.0
GSC 432001155	B9V	3.4
GSC 432000320	F3IVe	1.5



**4.13 ábra:** A L1340  $H\alpha$  emissziós csillagainak színeképe az 5800–6800 Å hullámhossztartományon. A  $H\alpha$  11 fejlettségi állapotba való átmenet az I. osztályú protocsillagok és a II. osztályú, fősorozat előtti csillagok között van. Az optikai spektrum csak a cirkumsztelláris burokról érkező fényt mutatja. A tiltott vonalakat ([OI] 6300, 6363, [NII] 6584, [SII] 6717, 6731) csillagszél által gerjesztett csillagkörüli gáz bocsátja ki.



**4.14 ábra:** *Bal oldal:* Az RNO7  $K$  képe. Az ábrázolt terület mérete  $1,2 \times 1,6$ . A pixelméret  $0,1$ . *Jobb oldal:* A bal oldali képen látható csillagok  $J - H - H - K$  diagramja. Jelölve van a nulla korú fősorozat és az a sáv, amelybe a fősorozat csillagait a csillagközi vörösödés eltolhatja. A vörösödés sávja alatt elhelyezkedő csillagoknak a csillagközi portól származó, fősorozat előtti csillagokra jellemző infravörös többlete van.

sávokban készült képeket dolgoztam fel (a megfigyeléseket Apai Dániel végezte). A 4.14 ábrán az RNO 7  $K$  képe és a halmaz területén levő összes csillag  $(J - H) - (H - K)$  diagramja látható (Kun et al. 2004).

A L 1340 fősorozat előtti csillagairól összegyűjtött megfigyelési anyag feldolgozása még folyamatban van. Az e szakaszban közölt eredményeket konferenciákon (Kun 2002, 2003ab, Kun, Apai, Pascucci, Nikolić & Eredics 2004) és a *Research Signpost* indiai kiadó felkérésére írt összefoglaló cikkben (Kun 2004) mutattam be.

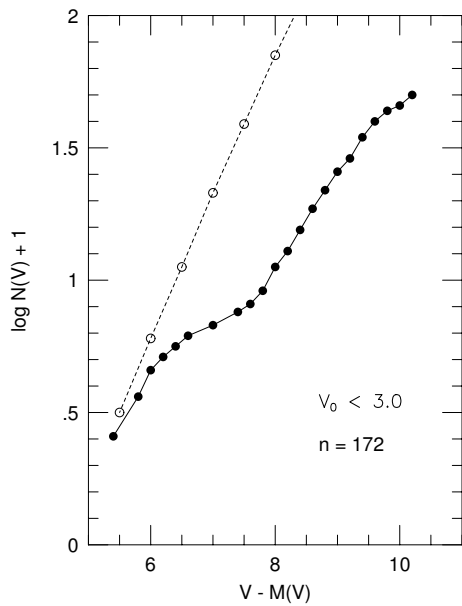
## 4.2 Kis tömegű csillagok keletkezése a L 1333-ban

A Lynds 1333 kicsi (0,007 négyzetfok) átmérőjű sötét felhő a Kassziopeia csillagképben. A L1251-hez hasonlóan egyik első terület volt, ahol objektívprizmás felvételeken  $H\alpha$  emissziós csillagokat kerestem (Kun 1982). Később a vizsgálatot megismételtem és kiegészítettem az IRAS-pontforrások vizsgálatával. Wolf-diagram segítségével meghatároztam a felhő távolságát, és az eredményeket a felhő  $^{13}\text{CO}$  és  $\text{C}^{18}\text{O}$  felmérésével együtt nagoyai munkatársaimmal közösen publikáltuk (Obayashi, Kun, Sato, Yonekura & Fukui 1998). A távolságmeghatározáshoz 423, G0-nál korábbi típusú csillag objektívprizmás színképtípusát állapítottam meg két lemezpár (8 és 30 perces expozíciós idővel) vizuális átvizsgálásával. A Wolf-diagram elkészítéséhez ebből a mintából kiválasztottam az F2-nél korábbi ( $M_V < 3,0$  mag abszolút magnitúdójú) csillagokat). E csillagok esetében a spektráلكlasszifikáció magnitúdóhatára  $y = V - M_V \approx 9,0$  mag távolságmodulusnál van, tehát ennél kisebb  $y$  értékeknél a görbe alakját nem torzítja a különböző abszolút magnitúdójú csillagok együtt ábrázolása. Az eredmény a 4.15 ábrán látható. A szaggatott vonallal rajzolt referenciagörbe a 3. fejezetben alkalmazott módszerrel készült. Az ábráról látható, hogy a  $6,0 < y < 6,35$  vörösödetlen távolságmodulusok között erős extinkció van. A görbe alakjából meghatározott távolság 180 pc.

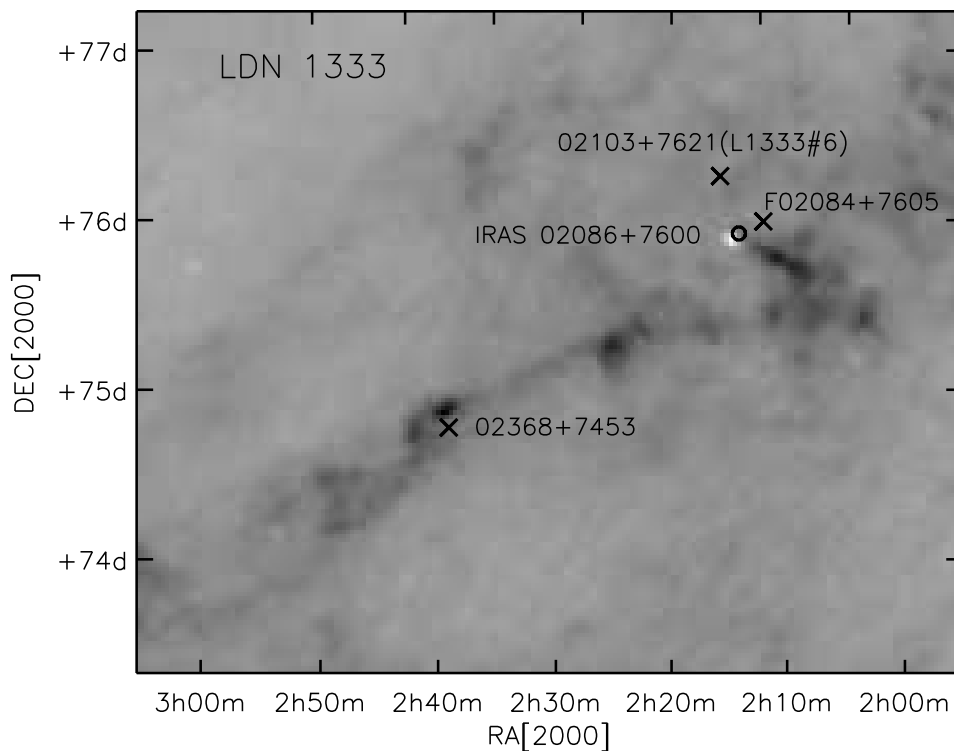
A szénmonoxid-megfigyelések megmutatták, hogy a L1333-ban valószínűleg két felhő összeütközése indította el a csillagkeletkezést, és azt, hogy a L1333  $\text{C}^{18}\text{O}$  magjai kisebb méretűek, ritkábbak és kevesebb gázt tartalmaznak, mint a Taurus felhők. A csillagképző magok a galaktikus síkkal nagyjából párhuzamos, keskeny, filamentáris felhő mentén egymástól mintegy 6 pc távolságban helyezkednek el. A felhő összömege mintegy 720 naptömeg.

A L1333 fiatal csillagainak optikai spektrumait 2000 januárjában észleltem a Nordic Optical Telescope ALFOSC spektrográfjával. A fiatal csillagok elhelyezkedését a felhőkomplexum IRAS képén a 4.16 ábra mutatja. Az IRAS kép ebben az esetben a  $\Delta I_{100} = I_{100} - I_{60}/0,21$  értéket mutatja, amely a sűrű felhőmagokhoz tartozó hideg por nyomjelzője (Laureijs et al. 1991). Különösen érdekes az IRAS 02086+7600, amelynek IRAS színindexei az I. osztályú protocsillagokéra hasonlítanak, amelyek optikailag általában láthatatlanok. Ennek az IRAS forrásnak van egy halvány, nagyon vörös optikai megfelelője a *Digitized Sky Survey* képén. Az objektum optikai színeképe a 4.17 ábrán látható. Ebben a spektrumban a protocsillag és a beágyazó burok kölcsönhatásait látjuk. Az erős [OI] és [SII] emissziós vonalak ott keletkeznek, ahol a csillagszéllel való ütközés gerjeszti a burok atomjait. Az erős  $H\alpha$  vonal valószínűleg a csillaghoz közelebbi régiókban keletkezik, mint a tiltott vonalak, a burkon belüli akkréciós korongról a csillagra áramló gázban. Az Ezt bizonyítják az IRAS 02086+7600 optikai képei, amelyek a piszkéstetői 1 m-es RCC teleszkóppal készültek. Az  $R$  és  $I$  szűrőkkel készült képeken nem pontszerű. Az objektum képének és a kép *ponteloszlási függvényének* (*psf*) félérték szélességéből a látható burok becsült lineáris mérete kb. 360 AU. Ezzel szemben a  $H\alpha$  szűrőn át készült felvételen az IRAS 02086+7600 képének profilja nem különbözik a csillagokétól, bizonyítva, hogy a  $H\alpha$  emisszió kisebb térfogatból érkezik, mint a folytonos szórt fény.

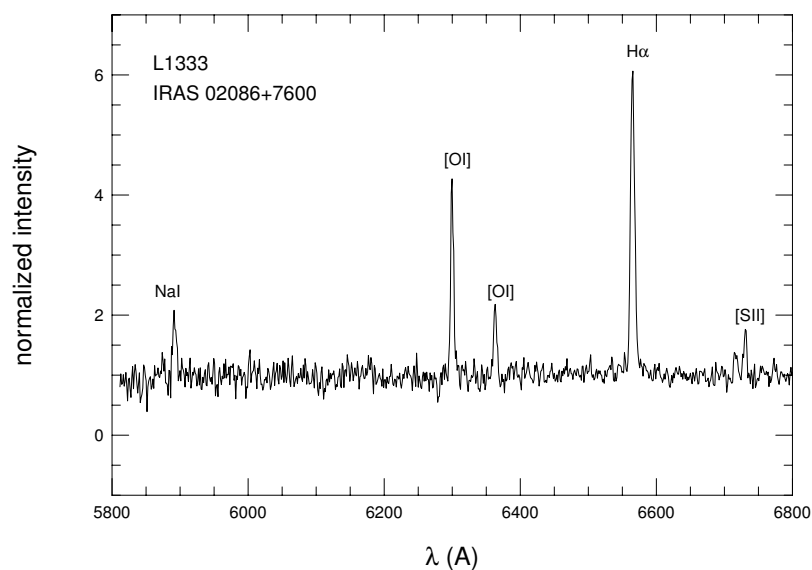
A L 1333 másik érdekes objektuma egy vizuális kettőscsillag, amelynek mindkét komponense T Tauri típusú. A L1333  $H\alpha$  6 kettősségét véletlenül vettem észre a



**4.15 ábra:** Wolf-diagram a Lynds 1333 sötét felhő irányában látszó csillagokra.  $N(V)$  a  $V$ -nél fényesebb látszó magnitúdójú csillagok száma 1 négyzetfokon. A szaggatott vonal az ugyanilyen abszolút magnitúdó-intervallumba eső csillagok távolságmodulusainak számított, extinkciómentes diagramja  $15^\circ$  galaktikus szélességen azonos területen.



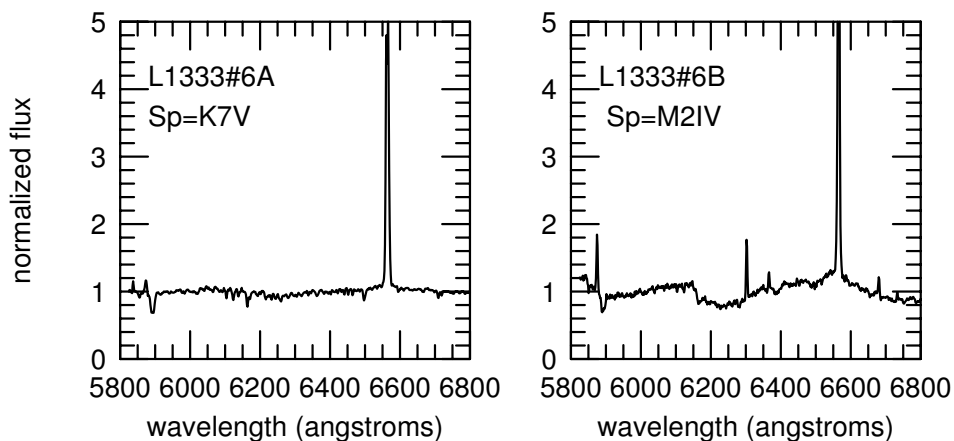
**4.16 ábra:** A L 1333 IRAS  $\Delta I_{100}$  képe. Keresztek jelölik a fősorozat előtti csillagokat, kör az IRAS 02086+7600 protocsillagot.



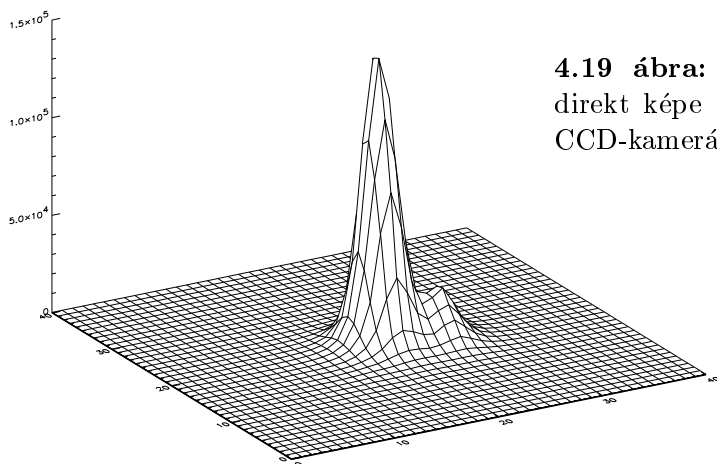
**4.17 ábra:** Az IRAS 02086+7600 optikai színeképe – a protocsillag körüli akkréciós burok.

spektroszkópiai megfigyelés közben. A 4.18 ábrán látható a két csillag kontínuumra normált színeképe az 5800–6800 Å hullámhossztartományon. A *2MASS All Sky Catalog*-ban egy objektumként szerepel ez a kettős, de az 1 m-es távcsővel sikerült felbontani és psf-illesztéssel megmérni a két csillag  $I_c$  magnitúdóit. A 4.19 ábra a két csillag optikai képe. Szeparációjuk a képen 1,8", amely a felhő 180 pc távolságában 320 AU-nak felel meg.





**4.18 ábra:** A L1333-6  $H\alpha$  emissziós csillag két komponensének optikai színképe az 5800–6800 Å tartományon. Az erős  $H\alpha$  emisszió, a LiI abszorpció, és a B komponens tiltott vonalai a klasszikus T Tauri csillagok ismertetőjelei.



**4.19 ábra:** A L1333-6 vizuális kettőscsillag direkt képe a piszkéstetői RCC-távcső Wright CCD-kamerájával  $I_c$  szűrővel készült.

## 4.3 IC 2118: Csillagkeletkezés az Orion–Eridanus-buborék szélén

Az IC 2118 (Boszorkányfej-köd, ld. 1.3.4 fejezet) környékén 1988–1990-ben kerestem  $H\alpha$  emissziós csillagokat a piszkéstetői Schmidt-távcsővel. A területre Timo Prusti hívta fel a figyelmemet. A csillagkeletkezés vizsgálatát közösen kezdtük el. 1993-ban távcsöidőt kérünk Ausztráliába, a UK Schmidt teleszkópra, amelyen akkor volt új a *FLAIR* (ld. 2.3 fejezet) spektrográf. A felvételek 1993 decemberében elkészültek, de sajnos, az adatokat tartalmazó mágnesszalag elkallódott, és szerencse, hogy amikor 2001 nyarán véletlenül mégis előkerült, még volt olyan számítógép, amely el tudta olvasni. Közben 2000 januárjában Silvana Nikolić-csal és Lars E. B. Johanssonnal öt éjszaka észlelési időnk volt La Palma-n a *Nordic Optical Telescope*-on. Ekkor készítettem színeképfelvételt az IC 2118 néhány  $H\alpha$  emissziós csillagáról is. A két anyagot együtt dolgoztam fel (Kun, Prusti, Nikolić, Johansson & Walton 2004).

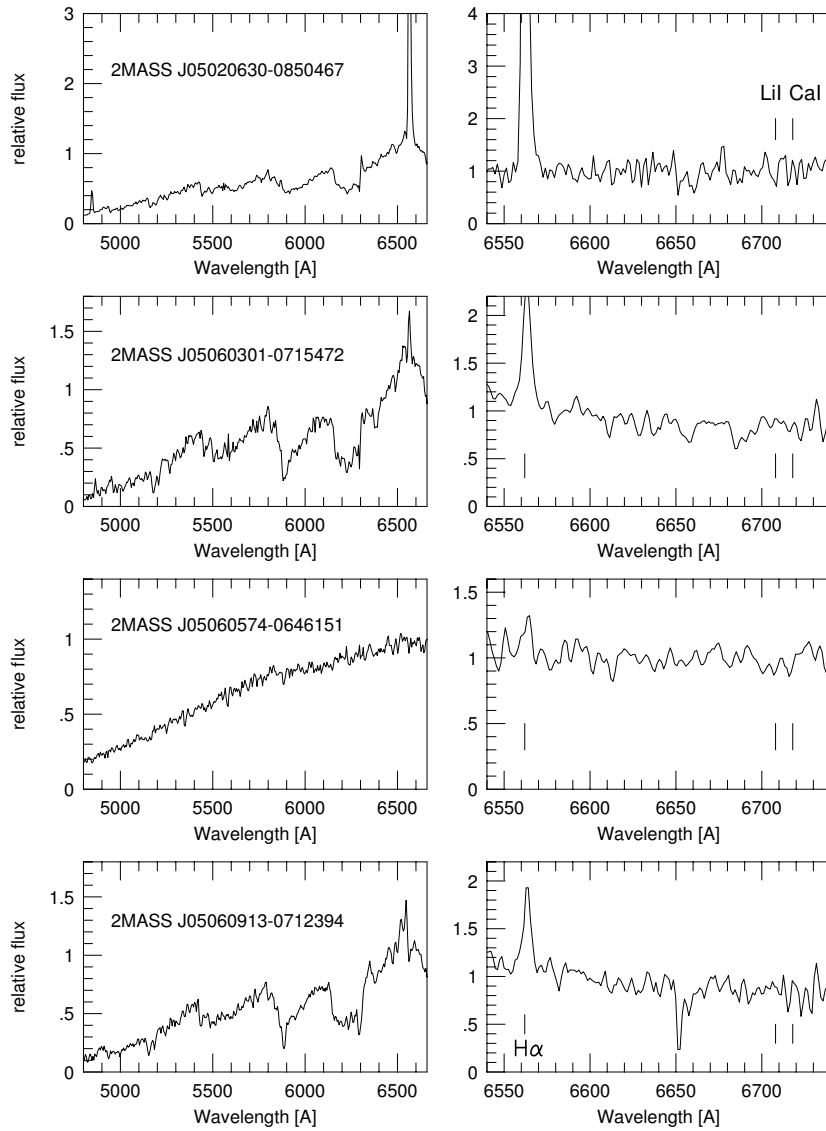
A *FLAIR* anyagból a 4.6 táblázatban felsorolt hét csillagról sikerült mindkét ráccsal értékelhető színeképet nyerni. A csillagok azonosítására a *2MASS All Sky Catalog* azonosítóit használtam. A színeképtípusok és a  $H\alpha$  vonal ekvivalens szélessége mellett feltüntettem a színeképben látható egyéb emissziós vonalakat, és azt, hogy látható-e a lítium-abszorpció 6707 Å-nél. A spektrumok jel/zaj viszonya nem tette lehetővé a LiI-vonal ekvivalens szélességének meghatározását. Ugyancsak tartalmazza a táblázat a 2MASS  $J$  magnitúdókat, valamint a  $J - H$  és  $H - K$  színindexeket.

A két különböző ráccsal készült színeképek a 4.20 ábrákon láthatók. Az ábrákon megjelöltem a fősorozat előtti csillagok két fontos jellemzőjének, a  $H\alpha$  és a LiI vonalak helyét, valamint a lítiumvonal melletti, 6718 Å-nél látható CaI vonal helyét annak bemutatására, hogy színeképeinkben ez a két vonal nem mosódik egybe. Két csillag, a 2MASS J05020630–0850467 és J05073060–0610597 első ránézésre klasszikus T Tauri csillagok. Mindkettő erős  $H\alpha$  emissziót és LiI abszorpciót mutat. A harmadik jelölt a 2MASS J05112460–0818320, amely kívül van az IC 2118 ködön. A kis felbontású spektrum M-típusú törpének mutatja, gyenge  $H\alpha$  emisszióval, ezzel szemben az 1200 R ráccsal készült színeképben erős  $H\alpha$  emissziót és tiltott, S[II], [NII] emissziós vonalakat láthatunk. Mivel mindkét felvétel ugyanazzal a maszkkal és száloptika-elrendezéssel készült, a két objektum ugyanaz. Ennek a meglepő kitörésnek a természetéről nincs több információ, mivel az adatokat évekkel a megfigyelés után kaptam meg, és a csillagot azóta nem vizsgálta senki.

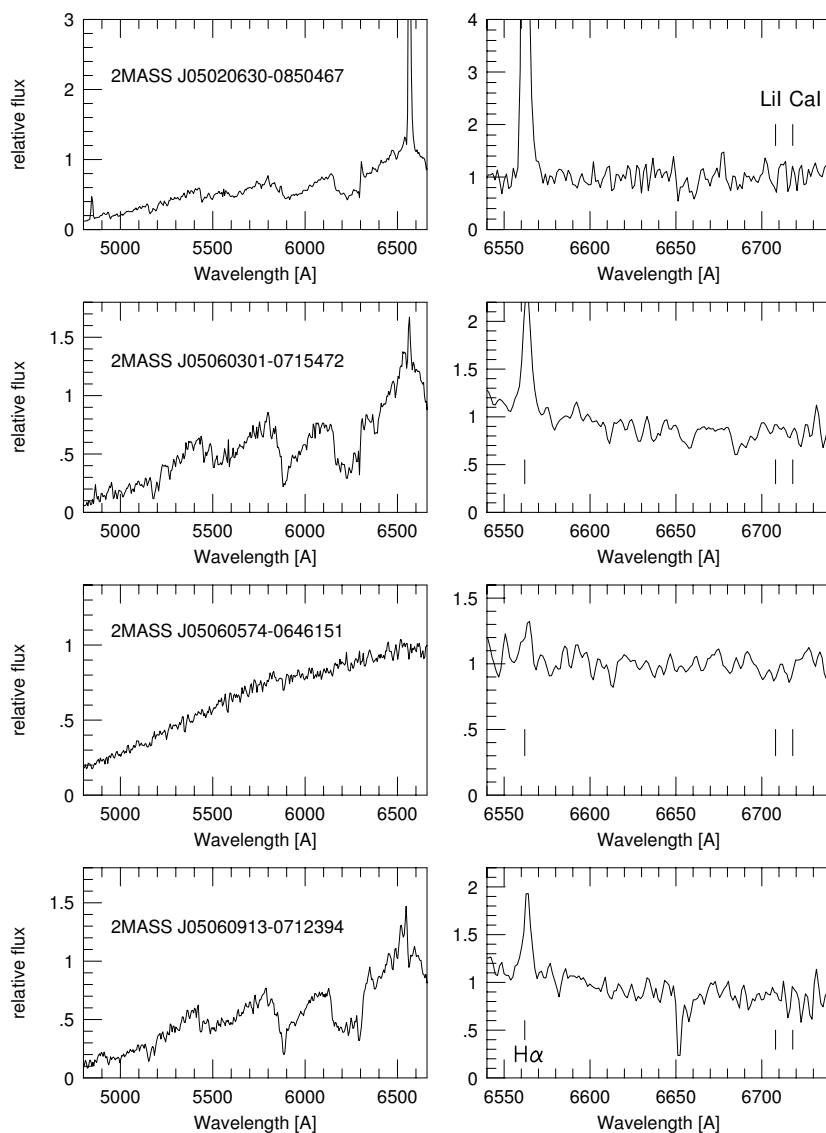
Nincs lítium abszorpció a 2MASS J05060301–0715472 és J05060913–0712394 színeképében. Ezek tehát nem fősorozat előtti csillagok,  $H\alpha$  emissziójuk kromoszférikus aktivitás eredménye.

A 2MASS J05060574–0646151 és J05094864–0906065 valószínűleg gyenge vonalú T Tauri csillagok. Természetüket azonban a lítiumvonal jobb jel/zaj viszonyú megfigyelésével kell megerősíteni.

Az *ALFOSC* spektrográffal (2.3 fejezet) az IC 2118 reflexiós ködre vetülő öt  $H\alpha$  emissziós csillagról felvett színeképek a 4.21 ábrán láthatók, és a spektroszkópia eredményeit a 2MASS fotometriai adatokkal kiegészítve a 4.7 táblázat tartalmazza. Két csillag, a 2MASS J05020630–0850467 és J05073060–0610597 közös a két mintában. Mind az öt csillag klasszikus T Tauri típusú. A két megfigyelt mintában fősorozat előttinek



**4.20 ábra:** Az  $5^{\text{h}}0^{\text{m}}$ ,  $-8^{\circ}0'$  körüli területen talált  $\text{H}\alpha$  emissziós csillagok FLAIR-színképei. *Bal oldal:* a kisebb diszperziójú spektrum a 4800–6600 Å hullámhossztartományon; *Jobb oldal:* A nagyobb felbontású spektrumok a 6540–6740 Å intervallumon. A  $\text{H}\alpha$ , Li I  $\lambda$ 6707 és a Ca I  $\lambda$ 6718 vonalak pozíciói jelölve vannak. Nem látható lítiumvonal a 2MASS J05060301–0715472 és 2MASS J05060913–0712394 színképében.



4.20 ábra: (folytatás)

4.6 táblázat: A FLAIR spektroszkópia eredményei a 2MASS fotometriai adatokkal kiegészítve

2MASS J	Sp.T.	$J$	$J - H$	$H - K_s$	$W(H\alpha)$	LiI	Egyéb emissziós vonal
05020630-0850467	M0	10.897	0.782	0.441	-62.0 (5.0)	igen	HeI, $H\beta$ , [OI]
05060301-0715472	M4	11.535	0.538	0.285	-4.1 (0.6)	nem	
05060574-0646151	G8:	11.749	0.700	0.272	-1.87 (0.6)	igen	
05060913-0712394	M3	10.888	0.557	0.246	-0.97 (0.3)	nem	
05073060-0610597	K7	10.127	1.081	0.743	-13.4 (1.0)	igen	
05094864-0906065	G8	12.823	0.483	0.101	-4.7 (1.0)	igen	$H\beta$
05112460-0818320	M0	12.159	0.756	0.144	-30.0 (2.0)	igen	S[II], [NI]

**4.7 táblázat:** Az IC 2118 fősorozat előtti csillagai: Az ALFOSC spektroszkópia eredményei a 2MASS adatokkal kiegészítve

2MASS J	Sp.T.	$J$	$J - H$	$H - K_s$	$W(H\alpha)$	$W(LiI)$	Egyéb emissziós vonal
05020630–0850467	M2IV	10.897	0.782	0.441	–58.4 (0.8)	0.29 (0.03)	HeI, NaI
05065349–0617123	K7IV	11.182	1.255	0.754	–112.4 (5.0)	0.45 (0.03)	HeI
05071157–0615098	M2IV	13.017	1.730	1.225	–270.0 (12.0)	1.05 (0.05)	[OI], [SII], HeI
05073016–0610158	K6IV	10.839	1.254	0.963	–79.4 (1.5)	0.37 (0.05)	[OI], [NI], [SII], HeI, [FeII]
05073060–0610597	K7IV	10.127	1.081	0.743	–13.5 (1.0)	0.46 (0.04)	HeI

osztályozott csillagok felületi eloszlása a 4.22 ábrán látható a terület  $100\mu\text{m}$ -es IRAS képén.

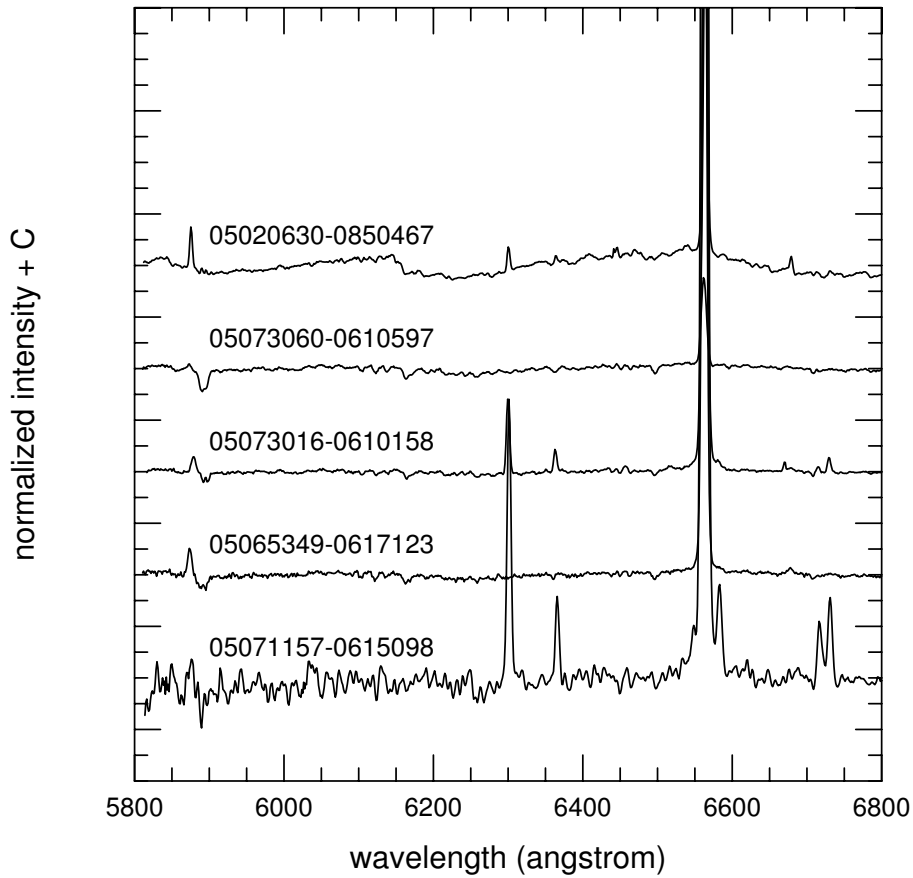
A nagyai rádióteleszkóppal végzett felmérések hat kis molekulafelhőt mutattak ki a megvilágított köd területén (Yonekura et al. 1999, Kun et al. 2001). Az új fősorozat előtti csillagok két molekulafelhőre vetülnek: galaktikus koordinátáikból képzett nevük G 206.4–26.0 és G 208.4–28.3 ( $\equiv$  MBM 21). A 4.22 ábráról nyilvánvaló, hogy a 4.7 táblázat öt klasszikus T Tauri csillaga az IC 2118 molekulafelhőiben keletkezett. Spektáltípusaik egyértelműen meghatározzák effektív hőmérsékletüket (pl. Kenyon & Hartmann 1995). A publikált 2MASS-fotometria segítségével távolságaik ismeretében luminozitásaik is meghatározhatók. Ennek lépései a következők:

**a)** A  $(J - H)$ – $(H - K)$  kétszíndiagramon elfoglalt helyükből meghatározzuk a csillagok vörösödetlen színindexeit. Meyer, Calvet és Hillenbrand (1997) modellezték az akkréciós koronggal övezett késői színeképtípusú csillagok közeli infravörös színindexeit, és definiálták a vörösödetlen T Tauri csillagok helyét a kétszíndiagramon. A csillagközi vörösödés irányában (Rieke & Lebofsky 1985) ettől a vonaltól való távolságukból meghatározható az  $E_{\text{IS}}(J - H)$  interstelláris vörösödés és az  $A_J = 2.65 \times E_{\text{IS}}(J - H)$  extinkció a  $J$  sávban.

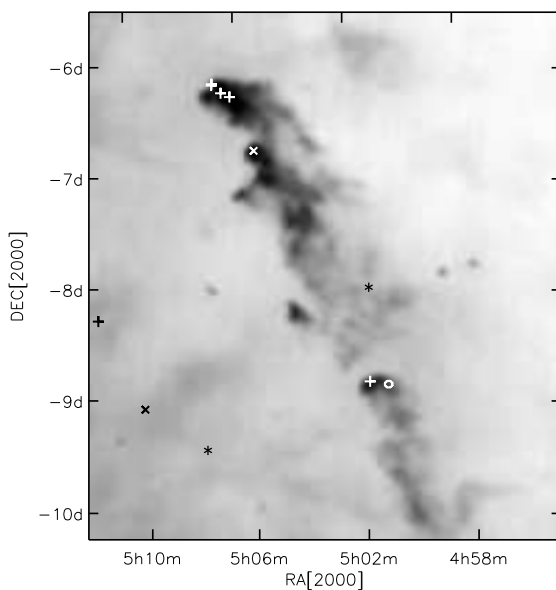
**b)** Feltesszük, hogy a  $J$  sávban mért fluxus teljes egészében a fotoszférából ered (Hartigan et al. 1994), és a vörösödetlen  $J$  magnitúdókból a távolság és a színeképtípusnak megfelelő publikált *bolometrikus korrekció* (Hartigan et al. 1994) segítségével meghatározzuk a csillag luminozitását.

A 4.23 ábra az IC 2118 csillagainak  $(J - H)$ – $(H - K)$  kétszíndiagramját mutatja. A jelölések ugyanazok, mint a 4.22 ábrán. (A FLAIR-megfigyelés idején kitörést mutató csillag a vörösödetlen óriáságra esik, nem a T Tauri-vonalra. Ez bizonytalanná teszi a természetét. További megfigyelések szükségesek a kitörés és a csillag természetének tisztázására.)

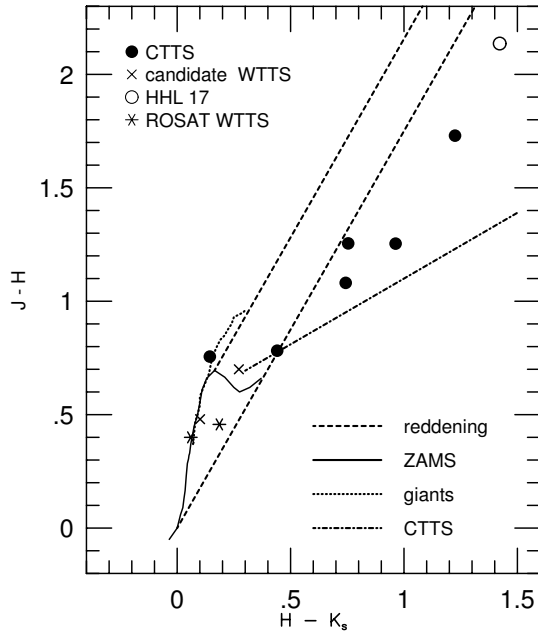
A luminozitások meghatározása előtt érdemes még egyszer megvizsgálni az IC 2118 távolságára vonatkozó információkat. Mivel a felhők üstökös-alakja nyilvánvalóvá teszi az Orion OB1 asszociációval való kölcsönhatásukat, a szakirodalomban elfogadott távolságuk 460 pc, azonos az Orion A és B molekulafelhőkével (pl. Ogura & Sugitani 1998, Yonekura et al. 1999). A sokkal kisebb távolság mellett nemcsak a Rigellel való kapcsolatuk és Penprase (1993) mérései szólnak, hanem radiális sebességeik is. Az Orion OB1 asszociáció mintegy 330 pc-re van tőlünk. Forró csillagainak szele és szupernóvái az elmúlt tízmillió évben létrehozták a mintegy 140 pc sugarú, ritka, forró



**4.21 ábra:** Az IC2118 felhőire vetülő T Tauri csillagok ALFOSC-színképei



**4.22 ábra:** Az újonnan talált fősorozat előtti csillagok és egyéb fiatal objektumok eloszlása az IC 2118 és környezete 100 $\mu$ m-es IRAS képén. „+” jelek jelölik a klasszikus T Tauri csillagokat (köztük a bizonytalan természetű 2MASS J05112460–0818320), „x” a gyenge vonalú T Tauri-jelölteket, „\*” a két gyenge vonalú T Tauri csillagot, amelyet Alcalà és munkatársai (1996) a ROSAT-adatbázisban röntgensugárzásuk alapján azonosítottak, és az üres kör az IRAS 04591–0856 (HHL 17) I. osztályú protocsillagot.

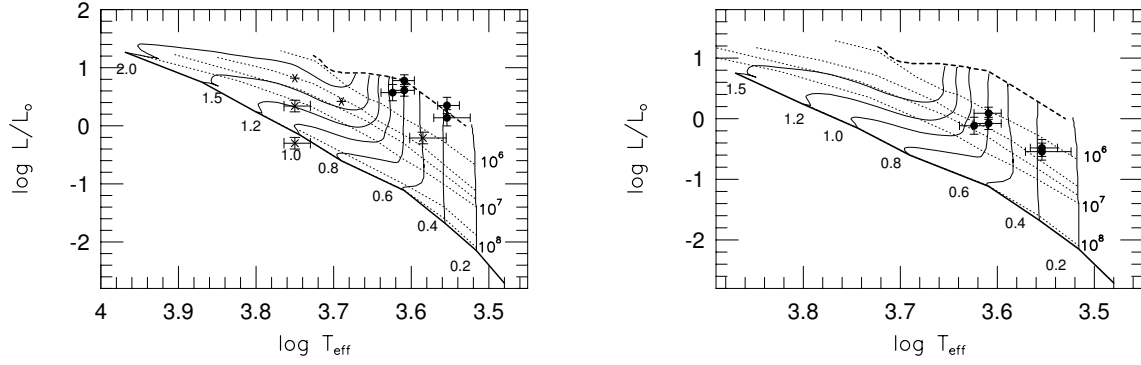


**4.23 ábra:** Az IC 2118 fiatal csillagainak  $(J-H) - (H-K)$  diagramja. A fősorozat, az óriáság, a klasszikus T Tauri-csillagok helye, valamint a csillagközi vörösödés iránya jelölve vannak.

gázzal kitöltött *Orion-Eridanus buborékot*. A buborék tágulása során összenyomja az útjába kerülő felhőket és csillagkeletkezést indít el bennük. Ilyen felhők a jól ismert Orion A és Orion B óriás molekulafelhők 460 pc távolságban, az Orion-Eridanus-buborék távolodó oldalán. E felhők radiális sebessége kb.  $+10 \text{ km s}^{-1}$ . Az IC 2118 felhőinek sebessége a  $-4,8$ – $+4 \text{ km s}^{-1}$  tartományban van. Ez is azt sugallja, hogy az Orion OB1 asszociációt körülvevő táguló struktúra felénk közeledő, hozzánk közelebbi oldalán vannak.

Az IC 2118 csillagainak helye a HRD-n további érv a kisebb távolság mellett. A 4.24 ábra bal oldalán a 4.22 térképen látható összes csillag Hertzsprung–Russell-diagramját ábrázoltam az Orion csillagkeletkezési terület távolságában. Míg a mezőben szétszóró néhány csillag valószínűleg különböző távolságokban van (a fősorozat alá eső J05094864–0906065 pl. legalább 800 pc-nél kerül a fősorozat fölé), az IC 2118 öt klasszikus T Tauri csillaga a *születési vonal*, a legfiatalabb optikailag látható csillagok elméleti tartózkodási helye (Palla & Stahler 1999) körül csoportosul. Csillagaink a sűrű felhőmagok szélén vannak, tehát már bizonyára elfejlődtek a születési vonaltól. 210 pc távolsággal számolva erre az öt csillagra a 4.24 ábra jobb oldalán látható HRD-t kapjuk.

Összefoglalásul megállapíthatjuk, hogy az IC 2118 az Orion csillagkeletkezési régió eddig ismeretlen alrendszer. Az *IC 2118 asszociáció* öt fősorozat előtti csillagot és egy I. osztályú protocsillagot tartalmaz. A csillagok e munka során meghatározott tulajdonságait a 4.8 táblázat mutatja. Az új csillagképző felhők az Orion-Eridanus-buborék hozzánk legközelebbi szélén vannak. A csillagkeletkezést a superbuborék és a felhők kölcsönhatása indította el. A négy fiatal csillagot tartalmazó G 206.4–26.0 molekulafelhő tömege  $85 M_{\odot}$  (Kun et al. 2001), és egy  $25 M_{\odot}$  tömegű  $C^{18}O$  magot tartalmaz (Yonekura et al. 1999). A két fiatal csillagot tartalmazó G 208.3–28.4



**4.24 ábra:** A főszorzat előtti csillagok Hertzsprung–Russell-diagramja az IC 2118 térségében. *Bal oldal:* Az összes csillag 460 pc távolságban; *Jobb oldal:* A felhőkre vetülő csillagok 210 pc távolságban. A születési vonal és a nullkorú főszorzat, a fejlődési utak és azonos korok vonalai Palla & Stahler (1999) főszorzat előtti fejlődési modelljéből származnak.

**4.8 táblázat:** Az IC 2118 asszociáció főszorzat előtti csillagainak a spektroszkópiai és 2MASS-fotometriai adatokból meghatározott tulajdonságai, valamint alsó és felső korlátaik

2MASS J	$T_{\text{eff}}$ (K)	$A_V$ (mag)	$L$ ( $L_{\odot}$ )	$M$ ( $M_{\odot}$ )	Kor ( $10^6$ év)
05020630–0850467	3580 ( $^{3720}_{3470}$ )	0.0 ( $^{+0.5}_{-0.5}$ )	0.33 ( $^{0.42}_{0.27}$ )	0.38 ( $^{0.45}_{0.30}$ )	1.5 ( $^{2.0}_{1.0}$ )
05065349–0617123	4060 ( $^{4205}_{3955}$ )	4.0 ( $^{4.7}_{3.4}$ )	0.84 ( $^{1.04}_{0.66}$ )	0.80 ( $^{0.90}_{0.66}$ )	2.5 ( $^{3.0}_{2.0}$ )
05071157–0615098	3580 ( $^{3850}_{3370}$ )	6.8 ( $^{7.8}_{6.3}$ )	0.29 ( $^{0.36}_{0.23}$ )	0.38 ( $^{0.45}_{0.22}$ )	2.0 ( $^{3.0}_{0.9}$ )
05073016–0610158	4205 ( $^{4350}_{4060}$ )	2.5 ( $^{3.1}_{2.1}$ )	0.77 ( $^{0.93}_{0.63}$ )	0.90 ( $^{1.05}_{0.80}$ )	4.0 ( $^{5.5}_{2.5}$ )
05073060–0610597	4060 ( $^{4205}_{3955}$ )	1.7 ( $^{2.4}_{1.2}$ )	1.23 ( $^{1.56}_{1.00}$ )	0.80 ( $^{0.90}_{0.66}$ )	1.0 ( $^{1.6}_{0.9}$ )

(MBM 21) össztömege  $14 M_{\odot}$ , két  $C^{18}O$  magja pedig 7,7 és  $3,5 M_{\odot}$ . Ezek a felhők jóval kisebbek, mint bármely ismert csillagképző felhő. Onishi et al. (1998) a Taurus molekulafelhők  $C^{18}O$  felmérése alapján megállapították, hogy egy protocsillagra nagyjából 11 naptömegnyi,  $C^{18}O$  vonalban észlelhető sűrű gáz jut. Az IC 2118-ban ez az érték mindössze  $6 M_{\odot}$  – tehát a csillagkeletkezési területeknek ez a jellemzője függ a környezettől. A superbuborék nagy nyomású környezetében kisebb a *Bonnor–Ebert-féle kritikus tömeg*.







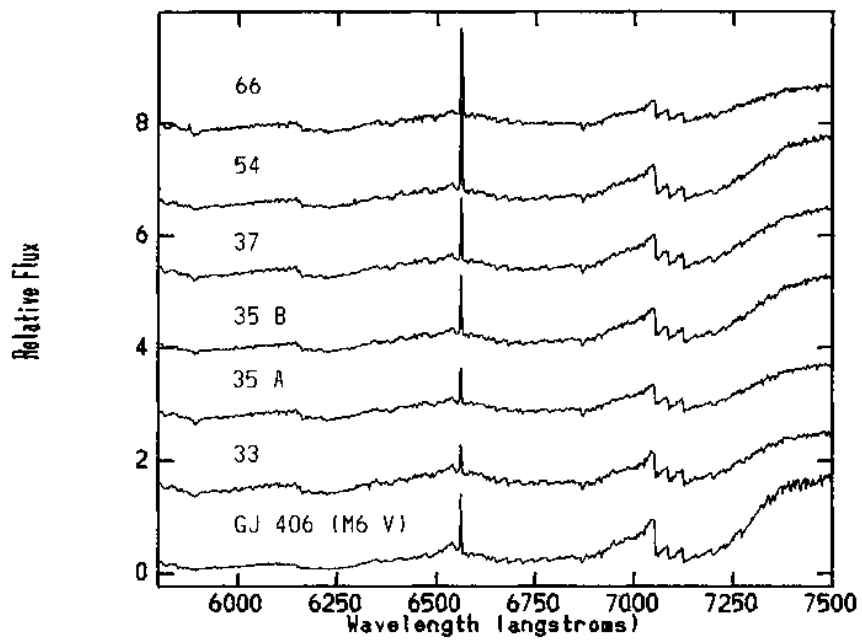
## 4.4 A magas galaktikus szélességű felhők csillagképző tulajdonságainak vizsgálata

Az MBM katalógus északi égboltról elérhető felhőiben objektívprizmás Schmidt-felvételeken  $H\alpha$  emissziós csillagokat kerestem. A talált objektumok halványak és bizonytalanak voltak (Kun 1992). A későbbi közepes diszperziójú spektroszkópia, amely a 2,5 m-es Isaac Newton Telescope-pal készült, mindössze 20 százalékuknál igazolta a  $H\alpha$  emisszió létét, a többiek halvány késői típusú csillagok (Martín & Kun 1996). Ez a munka mutatott rá, hogy a fősorozat előtti csillagok keresésének rendelkezésemre álló módszere kis hatásfokú. A csillagok fősorozat előtti természetét minden esetben spektroszkópiai követéssel kell megállapítani. A magas galaktikus felhőkben talált néhány fősorozat előtti csillag  $H\alpha$  emissziója olyan gyenge, amelyet korábban nem találtak objektívprizmás felvételen. A csillagok a hidrogénfúzió alsó határához közeli, M4–M5,5 típusú objektumok (4.9 táblázat, 4.25 ábra), későbbi típusúak, kisebb tömegűek, mint a Taurus molekulafelhők legtöbb fősorozat előtti csillaga. A molekulafelhők, amelyekhez tartoznak, a Naptól 110 pc távolságban (Franco 1989), a Scorpio–Ophiuchus asszociáció periferiáján található L134–L169–L183–L1780 felhőcsoport, amelyeket a steril molekulafelhők prototípusaként tartották számon. A  $H\alpha$  felmérés során talált fiatal csillagok a csillagkeletkezés első nyomjelzői ezekben a felhőkben. A 4.9 táblázatban az 54. számú csillag 5 ívperc (0,16 pc) távolságban van a L183i elnevezésű sűrű magtól. A színképében látható erős lítium-abszorpció azt bizonyítja, hogy nagyon fiatal, mivel az ilyen kis tömegű, teljesen konvektív csillagokban a fősorozat előtti fejlődés során nagyon gyorsan elfogy a lítium. A L183i-ben az ISO távoli infravörös fotométerével még fiatalabb protosztelláris magot fedeztek fel (Lehtinen et al. 2003).

**4.9 táblázat:**  $H\alpha$  emissziós csillagok magas galaktikus szélességeken

Kun N.	Sp.T.	$H\alpha$ Å	LiI mÅ	$v_{LSR}$ km s <sup>-1</sup>	Felhő
33	M5 V	-2.9	≤260	6	MBM 32
35 A	M4 V	-4.2	610	-9	MBM 33
35 B	M5 IV	-8.5	690	-1	MBM 33
36	M4 V	-4.0	<150	-29	MBM 33
37	M4.5 IV	-8.3	610	-24	MBM 33
52	M4 V	-2.5	<110	-23	MBM 37
54	M5.5 IV	-14.9	810	-26	MBM 37
66	M3.5 V	-12.3	<180	0	MBM 39
83	K7 V	-1.4	≤100	9	MBM 42
86	M3 V	-1.9	<120	-51	MBM 50
91	M2 V	-3.1	<90	-16	MBM 55

Megjegyzések: A 35. számú csillag vizuális kettős kb. 7'' szeparációval. Az ekvivalens szélességek átlagos hibája 5%, a radiális sebességeké  $\pm 15$  km s<sup>-1</sup>.

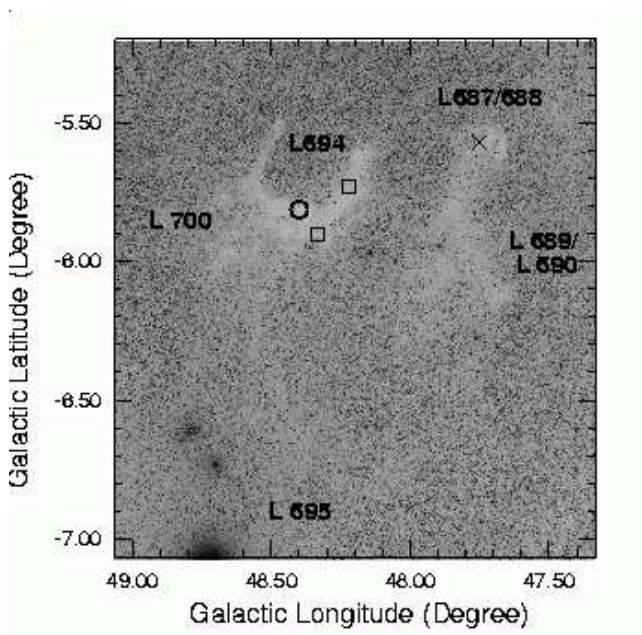


4.25 ábra: Magas galaktikus szélességű molekulafelhőkben talált  $H\alpha$  emissziós csillagok spektrumai.

## 4.5 A L688/L694/L700 sötét felhők

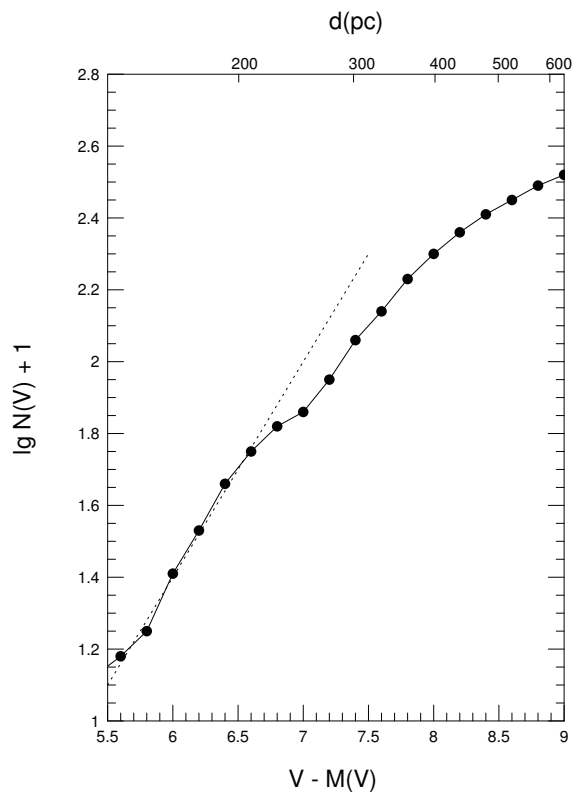
E felhőcsoport távolságát komplex vizsgálatuk részeként határoztam meg, és együtt publikáltuk a CO,  $^{13}\text{CO}$  és  $\text{C}^{18}\text{O}$  mérések és fiatal csillagok keresésének eredményeivel, valamint a felhő optikai extinkciós képeivel (Kawamura, Kun, Onishi, Vavrek, Domsa, Mizuno & Fukui 2001). A felhőcsoport optikai képe, a fiatal csillagok bejelölt pozícióival a 4.26 ábrán látható.

A felhők távolságát a korábban ismertetett Wolf-diagram felhasználásával határoztam meg. Ebből a célból a felhőket tartalmazó,  $5^\circ$  átmérőjű területen 1172 B és A típusú csillag színképtípusát határoztam meg. (Mivel a felhők közel vannak a galaktikus síkhoz, a csillagsűrűség jóval nagyobb, mint az eddig tárgyalt felhők környezetében.) A csillagok  $V$  magnitúdóit a *Guide Star Catalog*-ból vettem. A kapott Wolf-diagram a 4.27 ábrán látható. A  $\log N$  görbe  $y \approx 6.8$ -nál változtat irányt, amely 230 pc távolságnak felel meg. A távolság hibáját a spektráلكlasszifikáció és a *GSC*-magnitúdók szórásából, valamint a csillagok számából  $\pm 10\%$ -ra becsültem. Az eredmény összhangban van a Barnard 335 távolságával. Megvizsgáltuk a felhők nagyléptékű környezetét a *Leiden–Dwingeloo* felmérés HI eloszlásában, és azt találtuk, hogy felhőcsoportunk és a B 335 egy HI-üreg galaktikus sík felé néző szélén sorakoznak (Kawamura et al. 2001, 11. ábra). A HI eloszlás megvilágítja a felhők közötti kapcsolatot és magyarázatot ad arra, hogy a fiatal csillagok miért éppen a felhők galaktikus sík felé eső oldalán vannak. A felhőket csillagszél/szupernóva-lökés érte a galaktikus sík felől: a HI üregből kisöpört gáz gyűlt össze és alakul most csillagokká a sötét felhőkben.

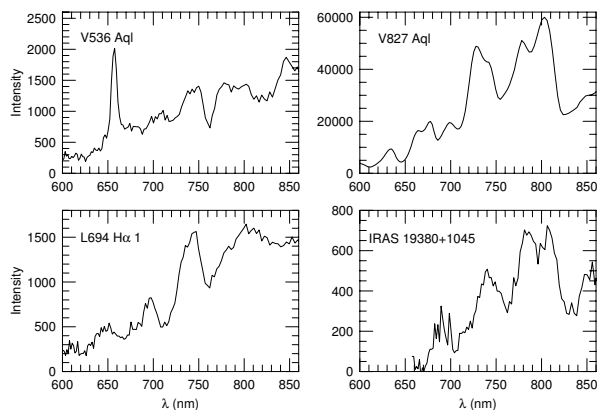


**4.26 ábra:** A L688/L694/L700 felhőcsoport és környezete a Digitized Sky Survey R képén. A négyzetek azokat a sűrű magokat jelölik Lee & Myers (1999) katalógusából, amelyekben nem találtak csillagkeletkezést. A kör a bezuhanó mag, a L694-2. X jelöli a V536 Aquilae kettős T Tauri-csillagot.

A  $\text{H}\alpha$  emissziós csillagok keresése a L694-ben nem vezetett új fiatal csillag felfedezéséhez. Azonosítottam a V536 Aquilae-t, és egy bizonytalan természetű, gyenge  $\text{H}\alpha$  emissziójú csillagot találtam (L694  $\text{H}\alpha 1$ ). A felhőre vetülő két, IRAS pontforrással egybeeső halvány vörös objektum valószínűleg távoli, véletlenül a felhőre vetülő öreg csillag (V827 Aql és IRAS 19380+1046). E csillagoknak a Schmidt-távcső CCD-kamerájával felvett objektívprizmás színképe a 4.28 ábrán látható.



**4.27 ábra:** A B és A típusú mezőcsillagok távolságmodulusainak kumulatív eloszlása a L688/L694/L700 felhők irányában. Mivel a felhők közel vannak a galaktikus síkhoz, a görbe alakját ebben az esetben az állandó sűrűségnek megfelelő  $\log N(V) \propto 0,6V$  egyeneshez hasonlítottam. A görbe meredekségének változása  $230 \pm 30$  pc távolságot ad.



**4.28 ábra:** A L688/L694/L700 felhők területén található, IRAS-forrással egybeeső vagy  $H\alpha$  emissziót mutató csillagok objektívprizmás színeképe.

## 5. Összegzés és távlatok

Az e dolgozatban bemutatott eredmények alapján a vizsgált régiók közül néhányat máris beilleszthetünk az 1.1 táblázatba – azokat, amelyek önálló *felhőkomplexumok*, nem nagyobb molekuláris struktúra részei. Ilyen csillagkeletkezési régiók a L 134 felhőgyüttes, az IC 2118, a L 1333 és a L 1340 (bár a L 1340 kissé távolabb van 500 pc-nél, az 1.1 táblázat felső távolsághatáránál). A beillesztés az 5.1 táblázatban látható.

Ahhoz, hogy a Cepheus flare is bekerülhessen ebbe a táblázatba, még sok további adatra van szükség. A munka következő lépése a fősorozat előtti csillagok spektroszkópiai vizsgálata, amelynek megvalósítását nemzetközi együttműködésben tervezem. A L 1219 és L 1251 vizsgálatának eredményei azt mutatják, hogy számos fiatal csillag van ebben a régióban, amelyeket nem hagyhatunk figyelmen kívül, ha galaktikus környezetünk csillagkeletkezési történetének megismerésére törekszünk.

Meg kell jegyezni, hogy az itt bemutatott fiatal csillagok bizonyára a felhőkben született csillagcsoportok legfényesebb képviselői. A jelen és a közeljövő érzékenyebb műszereivel (Spitzer Space Observatory, Chandra, ASTRO-F) ugyanezen csillagkeletkezési régiók halványabb, kisebb tömegű csillagait, és ezáltal a születő asszociációk kezdeti tömegfüggvényét is megismerhetjük.

**5.1 táblázat:**

Közeli csillagkeletkezési régiók alapvető adatai, az általam vizsgált területekkel kiegészítve

Régió	D (pc)	M( <sup>13</sup> CO) (M <sub>⊙</sub> )	M <sub>18</sub> /M <sub>13</sub>	Sp.
<b>L 134</b>	110	71	...	M4
Corona Australis	130	7000	...	A5
Taurus	140	6750	0.14	B9
<b>L 1333</b>	180	720	0.16	K5
Chamaeleon	140–180	4780	0.17	B9
Ophiuchus	160	6900	0.17	B9
Lupus	150–200	4500	0.08	B9
<b>IC 2118</b>	210	130	0.77	K5
Perseus	300	7400	...	B5
Serpens	310	1500	...	?
MBM 12	325	750	...	K3
Orion	460	1.5×10 <sup>5</sup>	...	OB
<b>L 1340</b>	600	1300	0.85	B8III





## Köszönetnyilvánítás

Köszönöm Balázs Lajosnak a pályám kezdetén tőle kapott útmutatást, és sok értékes szakmai segítségét. Köszönettel tartozom továbbá munkatársaimnak és szerzőtársaimnak – Ábrahám Péternek, Apai Dánielnek, Holl Andrásnak, Kiss Csabának, Moór Attilának, Rácz Miklósnak, Szabados Lászlónak, Tóth Viktornak, Vinkó Józsefnek –, akiknek tanácsai, szakmai segítsége és a közös munkákban való részvétele nélkül nem érhettem volna el az e dolgozatban ismertetett eredményeket. Köszönöm külföldi szerzőtársaim, különösen Timo Prusti, Yasuo Fukui, Jan Wouterloot, Silvana Nikolić, Eduardo Martín, Akiko Kawamura, Ayano Obayashi, Toshikazu Onishi közreműködését.

Az e dolgozatban ismertetett kutatásokat az OTKA T4341, T7438, T022946, T034584 és T037508 számú pályázatai, valamint MTA–JSPS kétoldalú együttműködések támogatták.



## Irodalomjegyzék

- Adams F. C., Lada C. J. & Shu F. H., 1987, ApJ 312, 788
- Adams F. C. & Myers P. C., 2001, ApJ 553, 744
- Alcalà J.M., Terranegra L., Wichmann R., et al., 1996, A&AS 119, 7
- Alcalà J. M., Chavarría-K. C., & Terranegra L., 1998, A&A 330, 1017
- Allen C. W., 1973, *Astrophysical Quantities*, Athlone Press, London
- André P., Ward-Thompson D., & Barsony M., 1993, ApJ 406, 122
- Assendorp R., Bontekoe T. R., de Jonge A. R. W., et al. 1995, A&AS 110, 395
- Aveni A. F. & Hunter J. H., 1972, AJ 77, 17
- Baars J.W.M., Genzel R., Pauliny-Toth I. I. K., & Witzel A., 1977, A&A 61, 99
- Balázs L. G., Eisloffel J., Holl A., Kelemen J., & Kun M., 1992, A&A 255, 281
- Balázs L., Ábrahám P., & Tóth L. V., 2004, A&A, közlésre beküldve
- Bally J., 1989, *Low Mass Star Formation and Pre-Main Sequence Objects*, ed. B. Reipurth, ESO Conference and Workshop Proceedings, No. 33, p. 1
- Bally J. & Reipurth B., 2001, ApJ 552, L159
- Bally J., Devine D., Fesen R. A., & Lane A. P., 1995, ApJ 454, 345
- Bally J., Langer W. D., Wilson R. W., et al., 1991, *Fragmentation of Molecular Clouds and Star Formation*, IAU Symp. 147, eds. E. Falgarone, F. Boulanger & G. Duvert (Kluwer), p. 11
- Baraffe I., Chabrier G., Allard F., & Hauschildt P. H., 1998, A&A 337, 403
- Baraffe I., Chabrier G., Allard F., & Hauschildt P. H., 2002, A&A 382, 563
- Beichman C. A., Myers P. C., Emerson J. P., et al. 1986, ApJ 307, 337
- Beichman C. A., Neugebauer G., Habing H. J., Clegg P. E., & Chester T. J., 1985, *IRAS Explanatory Supplement to the Catalogs and Atlases*, NASA RP-1190  
<http://lambda.gsfc.nasa.gov/product/iras/docs/exp.sup/>
- Benson P. J. & Myers P. C., 1989, ApJS 71, 89
- Bergin E. A. & Langer W. D., 1997, ApJ 486, 316
- Bertoldi F. & McKee C. F., 1992, ApJ 395, 140
- Blitz L. & Williams J.P., 1999, in: *The Origin of Stars and Planetary Systems*, eds. C.J. Lada & N. D. Kylafis, Kluwer, p. 3
- Brown A.G.A., de Geus E.J., & de Zeeuw P.T., 1994, A&A 289, 101
- Brown A.G.A., Hartmann D., & Burton W., 1995, A&A 300, 903
- Cambresy L., 1999, A&A, 345, 965
- Caselli P. & Myers P. C., 1995, ApJ 446, 665
- Chugainov P. F., Zaitseva G. V., & Lovkaya M. N., 1995, AZh Pis'ma 21, 515

- Clemens D. P. & Barvainis R., 1988, ApJS 68, 257
- Cohen M., 1980, AJ 85, 29
- D'Antona F. & Mazzitelli I., 1994, ApJS 90, 467
- del Burgo C., Laureijs R. J., Ábrahám P., & Kiss Cs., 2003, MNRAS 346, 403
- de Vries H. W., Heithausen A., & Thaddeus P, 1987, ApJ 319, 723
- de Zeeuw P. T., Hoogerwerf R., de Bruijne H. J., Brown A. G. A., & Blaauw A., 1999, AJ 117, 354
- Dickman R. L., 1978, AJ 83, 363
- Djamaluddin T. & Saito M., 1996, Ap&SS 235, 117
- Domsa I. & Kun M., 1999, in *Star formation from the small to the large scale*, ESLAB symposium 33, ed. F. Favata, A. Kaas, & A. Wilson, ESA SP-445, p.365
- Dorschner J. & Gürtler J., 1966, AN 289, 65
- Ebert R., Hartley B., & Laughlin G., 1992, *Interactive Image Display and Analysis*, User's Guide, Release 2.5, Ed. 6.5, California Institute of Technology, Pasadena, California 91125
- Elmegreen B. G., 1993, ApJ 419, L29
- Emerson J. P., 1987, in: M. Peimbert and J. Jugaku (eds.), *Star Forming Regions*, D. Reidel, Dordrecht, p. 19
- Emerson J. P., 1988, in: A. K. Dupree and M. T. V. T. Lago (eds.), *Formation and Evolution of Low Mass Stars*, Kluwer, Dordrecht, p.19
- Eredics M. & Kun M., 2003, in *The interaction of stars with their environment II*, ed. Cs. Kiss, M. Kun, V. Könyves, Comm. Konkoly Obs. Hung. Acad. Sci., 103, p. 27.
- ESA 1997, *The Hipparcos Catalogue*, ESA SP-1200
- Fisher K. B., Huchra J. P., Strauss M. A., et al. 1995, ApJS 100, 69
- Forveille T., Guilloteau S., & Lucas R., 1989, *CLASS Manual* Version 4.0
- Franco G. A. P., 1989, A&A 223, 313
- Gezari D. Y., Pitts P. S., & Schmidz M., 1999, *Catalog of Infrared Observations* (<http://vizier.u-strasbg.fr/cgi-bin/VizieR?-source=II/225>)
- Goodman A. A., Barranco J. A., Wilner D. J., & Heyer M. H., 1998, ApJ 504, 223
- Grenier I. A., Lebrun F., Arnaud M., Dame T. M., & Thaddeus P., 1989, ApJ 347, 231
- Harju J., Walmsley C. M., & Wouterloot J.G.A., 1993, A&AS 98, 51
- Hartigan P., Strom K. M., & Strom S. E., 1994, ApJ 427, 961
- Hartmann D. & Burton W. B., 1997, *Atlas of Galactic Neutral Hydrogen*, Cambridge Univ. Press
- Hartmann L., 2002a, ApJ 578, 914
- Hartmann L., 2002b, ApJ 585, 398

- Hartmann L. & Kenyon S. J., 1996, ARA&A, 34, 207
- Hartmann L., Stauffer J. R., Kenyon S. J., & Jones B. F., 1991, AJ 101, 1050
- Heiles C., 1967, ApJS 15, 97
- Herbig G. H., 1960, ApJ 131, 632
- Herbig G. H. & Bell K. R., 1988, Lick Obs. Bull. No.1111 (HBC)
- Hildebrand R., 1983, QJRAS 24, 267
- Ho P. T. P. & Townes C. H., 1983, ARA&A 21, 239
- Hu E. M., 1981, ApJ 248, 119
- IPAC 2003, The 2MASS All Sky Catalog, [www.ipac.caltech.edu](http://www.ipac.caltech.edu)
- Jijina J., Myers P. C., & Adams F. C., 1999, ApJS 125, 161
- Johnson H. L., 1966, ARA&A 4, 193
- Kawamura A., Kun M., Onishi T., Vavrek R., Domsa I., Mizuno A., & Fukui Y., 2001, PASJ 53, 1097
- Kenyon S. J. & Hartmann L., 1995, ApJS, 101, 117
- Kirkpatrick J. D., Henry T. J., McCarthy D. W., 1991, ApJS 77, 417
- Kiss Cs., Moór A., & Tóth L. V., 2004, A&A, megjelenőben
- Klessen R. S., Heitsch F., & Mac Low M.-M., 2000, ApJ 535, 887
- Kovalchuk G. U. & Pugach A. F., 1997, A&A 325, 1077
- Kumar M. S. N., Anandarao B. G., & Yu K. C., 2002, AJ 123, 2583
- Kun M., 1982, Afz, 18, 37
- Kun M., 1992, A&AS 92, 875
- Kun M., 1998, ApJS 115, 59
- Kun M., 2003a, In: *Galactic Star Formation Across the Stellar Mass Spectrum*, ASP Conf. Ser., Vol. 287, Ed. J. M. De Buizer and Nicole S. van der Bliet, p. 193
- Kun M., 2003b, in: *Open Issues in Local Star Formation*, Astrophysics and Space Science Library, Ed.: J. Lepine & J. Gregorio-Hetem, Kluwer, cdrom
- Kun M., 2004, in: *Recent Research Developments in Astronomy and Astrophysics*, Research Signpost, India, közlésre elfogadva
- Kun M. & Prusti T., 1993, A&A, 272, 235
- Kun M. & Nikolić, S., 2003, in *The interaction of stars with their environment II*, ed. Cs. Kiss, M. Kun, V. Könyves, Comm. Konkoly Obs. Hung. Acad. Sci., No. 103, p. 19.
- Kun M., Balázs L. G., & Tóth I., 1987, Ap&SS 134, 211
- Kun M., Nikolić S., & Ábrahám P., 2000, in *Star formation from the small to the large scale*. ESLAB symposium 33, ed. F. Favata, A. Kaas, & A. Wilson, ESA SP 445, p.441
- Kun M., Obayashi A., Sato F., et al., 1994, A&A 292, 249

- Kun M., Vinkó J., & Szabados L., 2000, MNRAS 319, 777
- Kun M., Aoyama H., Yoshikawa N., et al., 2001, PASJ 53, 1063
- Kun M., Wouterloot J. G. A., & Tóth L. V., 2003, A&A 398, 169
- Kun M., Prusti T., Nikolić S., Johansson L.E.B., & Walton N. A., 2004a, A&A, nyomdában
- Kun M., Apai D., Pascucci I., Nikolić S., Eredics M., 2004b, in: Proc. JENAM minisymposium *Early stages of star formation*, Baltic Astronomy, közlésre elfogadva
- Kurucz R. L., 1979, ApJS, 40, 1
- Lada C. J., 1991, in: *The Physics of Star Formation and Early Stellar Evolution*, eds. C. J. Lada and N. D. Kylafis, Kluwer, p.329
- Langer W. D., Wilson R. W., Goldsmith P. F., & Beichman C. A., 1989, ApJ 337, 355
- Larson R. B., 1981, MNRAS 194, 809
- Larson R. B., 2003, Rept. Prog. Phys. 66, 1651
- Lasker B. M., Sturch C. R., Lopez C., et al., 1988, *The Guide Star Photometric Catalog*, ApJS 68, 1
- Lasker B. M., Sturch C. R., McLean B. J., et al., 1990, AJ 99, 2019
- Laureijs R. J., Clark F. O., & Prusti T., 1991, ApJ 372, 185
- Lebrun F., 1986, ApJ 306, 16
- Lee C. W. & Myers P. C., 1999, ApJS 123, 233
- Lee C. W., Myers P. C., & Tafalla M., 1999, ApJ 526, 788
- Lehtinen K., Mattila K., Lemke D., et al., 2003, A&A 398, 571
- Lombardi M. & Alves J., 2001, A&A, 377, 1023
- Lynds B. T., 1962, ApJS 7, 1
- Mac Low M.-M., 1999, ApJ 524, 169
- Magnani L., Blitz L., & Mundy L., 1985, ApJ 295, 402
- Magnani L., Caillault J.-P., & Armus L., 1990, ApJ 357, 602
- Magnani L., Caillault J.-P., Buchalter A., & Beichman C. A., 1995, ApJS, 96, 159
- Malfait K., Bogaert E., & Waelkens C., 1998, A&A 331, 211
- Malmquist K. G., 1941, Uppsala Annaler, Band 1, No. 7
- Martin E. L., 1997, Mem. S. A. It. 68, 905
- Martín E. & Kun M., 1996, A&AS 116, 467
- Martin R. N. & Barrett A. H., 1978, ApJS 36, 1
- McKee C. F., 1999, in *The Origin of Stars and Planetary Systems*. Ed. C. J. Lada & N. D. Kylafis, Kluwer, p.29
- Mestel L. & Spitzer L., 1956, MNRAS 116, 503

- Meyer M.R., Calvet N., & Hillenbrand L.A., 1997, AJ 114, 288
- Miroshnichenko A. S., Bergner, Yu. K., Kuratov K. S., et al., 1996, AZh 73, 559
- Mizuno A., Hayakawa T., Tachihara K., et al., 1999, PASJ 51, 859
- Myers P. C., 1998, ApJ 496, L109
- Myers P. C., Fuller G. A., Mathieu R. D., Beichman C. A., Benson P. J., Schild R. E., & Emerson J. P., 1987, ApJ 319, 340
- Myers P. C. & Fuller G. A., 1992, ApJ 396, 631
- Nakano M., Wiramihardja S. D., & Kogure T., 1995, PASJ, 47, 889
- Nikolić S., Kun M., 2004, in: Proc. JENAM minisymposium *Early stages of star formation*, Baltic Astronomy, közlésre elfogadva
- Obayashi A., Kun M., Sato F., Yonekura Y., & Fukui Y., 1998, AJ 115, 274
- Ogura K. & Sato F., 1990, PASJ 42, 583
- Ogura K. & Sugitani K., 1998, Publ. Astron. Soc. Aust., 15, 91
- Onishi T., Mizuno A., Kawamura A., et al., 1998, ApJ, 502, 296
- Padoan P., 1995, MNRAS 277, 377
- Padoan P. & Nordlund Å., 2002, ApJ 576, 870
- Palla F. & Stahler S. W., 1999, ApJ 525, 772
- Palla F. & Stahler S. W., 2002, ApJ 581, 1194
- Parker N. D., Padman R., Scott P. F., & Hills R. E., 1988, MNRAS 234, P67
- Penprase B. E., 1993, ApJS 88, 433
- Pickles A.J., 1998, PASP 110, 863
- Preibisch T., Guenther E., & Zinnecker H., 2001, AJ 121, 1040
- Prusti T., Adorf H.-M., & Meurs E. J. A., 1992, A&A 261, 685
- Racine R., 1968, AJ 73, 233
- Reipurth B., Petterson B., Armond T., Bally J. & Vaz L.P.R., 2004, AJ 127, 1117
- Rieke G. H. & Lebofsky M. J., 1985, ApJ, 288, 618
- Rohlfs K. & Wilson T. L., 2000, *Tools of Radio Astronomy*, Springer, p. 308
- Russell J. L., Lasker B. M., McLean B. J., Sturch C. R., & Jenkner H., 1990, AJ 99, 2059
- Salpeter E. E., 1955, ApJ 121, 161
- Sato F. & Fukui Y., 1989, ApJ 343, 773
- Sato F., Mizuno A., Nagahama T., et al. 1994, ApJ 435, 279
- Schmidt-Kaler T. H., 1982, in Landolt-Börnstein New Series, Group 6, Vol. 2b, *Stars and Star Clusters*, ed. K. Schaifers & H. H. Voigt (Berlin: Springer)
- Seitter W. C., 1975, *Bonner Spectral Atlas II*, Ferdinand Dümmler Verlag

- Shu F. H., Allen A., Shang H., Ostriker E. C., & Li Z.-Y., 1999, in: *The Origin of Stars and Planetary Systems*, eds. C.J. Lada & N.D. Kylafis, Kluwer, p. 193
- Simonson S. C., 1968, ApJ 154, 923
- Simonson S. C. & van Someren Greve H. W., 1976, A&A 49, 343
- Slocum L. T. & Sitterly B. W., 1937, Harvard Bull. No. 905
- Snell R. L., Heyer M. H., & Schloerb F. P., 1989, ApJ 337, 739
- Spitzer L., 1978, *Physical Processes in the Interstellar Medium*, John Wiley & Sons, p. 156
- Stacy J. G., Myers P. C., & de Vries H. W., 1989, in *The Physics and Chemistry of Interstellar Molecular Clouds*, ed. G. Winnewisser and J. T. Armstrong, Springer, p.117
- Stetson P. B., 1981, AJ 86, 1337
- Strauss M. A., Huchra J. P., Davis M., et al. 1992, ApJS 83, 29
- Tafalla M., Myers P. C., Caselli P., Walmsley C. M., & Comito C., 2002, ApJ 569, 815
- Taylor D. K., Dickman R. L., & Scoville N. Z., 1987, ApJ 315, 104
- Tomita Y., Saito T., & Ohtani H., 1979, PASJ, 31, 407
- Tóth L. V. & Balázs L. G., 1990, in: *The Interstellar Disk-Halo Connection in Galaxies*, IAU Symp. 144 Poster Proceedings, ed. H. Bloemen, Leiden, The Netherlands, p. 29
- Tóth L. V. & Kun M., 1997, IBVS No.4492
- Tóth L. V. & Walmsley C. M., 1996, A&A 311, 981
- van den Bergh S., 1966, AJ 71, 990
- Viotti R., 1969, Mem. Soc. Astr. It., 40, 75
- Wainscoat R. J., Cohen M., Volk K., Walker H. J., & Schwartz D. E., 1992, ApJS 83, 111
- Walmsley C.M. & Ungerechts H., 1983, A&A 122, 164
- Wang T.Y., Wouterloot J. G. A., & Wilson T. L., 1993, A&A 277, 205
- Waters L. B. F. M., Coté J., & Aumann H., 1987, A&A 172, 225
- Weintraub D. A., 1990, ApJS 74, 575
- Wheelock S., Gautier T. N. III, Chillemi J., et al.,  
<http://lambda.gsfc.nasa.gov/product/iras/docs/issa.exp.sup/>
- Williams J. P., Blitz L., & McKee C. F., 2000, in *Protostars and Planets IV*, eds. V. Mannings, A. P. Boss & S. S. Russell, Univ. of Arizona Press, p. 97
- Wolf M., 1923, Astron. Nachr., 219, 109
- Wood D. O. S., Myers P. C., & Daugherty D. A., 1994, ApJS 95, 457
- Yonekura Y., Dobashi K., Mizuno A., Ogawa H., & Fukui Y., 1997, ApJS 110, 21
- Yonekura Y., Hayakawa T., Mizuno N., et al., 1999, PASJ 51, 837
- Yun J. L., 1996, AJ 111, 930
- Zagury F., 2000, New Astr., 5, 367