

József Attila Tudományegyetem

Kísérleti Fizikai Tanszék

A modern asztrofizika kialakulása

szakdolgozat

***Írta:* Soós Anett V. fizika szakos hallgató**

***Témavezető:* dr. Szatmáry Károly**

tud. főmunkatárs

Szeged

1997

Tartalom

I. Bevezetés	3
II. A csillagok jellemzői	4
II. 1. Állapotjelzők	5
II. 2. Belső szerkezet	19
III. A csillagok energiatermelése	23
III. 1. Energiatermelés	23
III. 2. Energiatranszport	28
IV. A csillagok születése	31
V. A csillagok fejlődése és a HRD	37
VI. A csillagok halála	43
VII. Változócsillagok	47
VIII. Összefoglalás	57

I. Bevezetés

A csillagos égbolt évezredek óta szinte megfejtethetlen rejtélyt jelentett az ember számára, aki ősidők óta bűvölettel nézte, hogy titkait kifürkésse. A földrajzi tájékozódás, valamint az évszakok, illetve a mezőgazdasági munkák, utazások stb. időbeosztása tette szükségessé a legrégebb természettudomány, a csillagászat kialakulását.

A tudomány fejlődése során számos kérdés merült fel, amelyekre már a szférikus csillagászat (éggömbön megfigyelhető látszólagos mozgások meghatározása) és az égi mechanika (mozgások magyarázata) gazdag és alapvető eredményei ellenére nem adhatott választ. Új eszközökre és műszerekre volt szükség.

A múlt század egyik legjelentősebb felfedezéseként Kirchhoff és Bunsen 1859-ben megalapozták a színeképelemzést, melynek feladata az, hogy megállapítsa a fényt kibocsátó égitest anyagának mennyiségi, minőségi összetételét, valamint az ott uralkodó fizikai viszonyokat. Ez a csillagászati kutatások terén új lehetőségeket nyitott, amiből a csillagászat új ága, az asztrofizika fejlődött fontos tudományággá.

Az asztrofizika a csillagokban és a csillagközi térben lejátszódó fizikai folyamatokkal, a csillagok anyagának fizikai tulajdonságaival, kémiai felépítésével foglalkozik. A gyakorlati asztrofizika feladata a csillagok jellemző tulajdonságainak meghatározása, mérése, az elméleti asztrofizika pedig a mérésekből az elméleti fizika módszereivel von le további következtetéseket (Marik, 1989).

A következő fejezetekben a csillagokról szerzett régi és újabb ismereteken keresztül mutatom be az asztrofizika fejlődését kialakulásától napjainkig. Dolgozatomban szó lesz a csillagok jellemzőiről, állapotjelzőiről, belső szerkezetükről. A csillagok energiatermelésének leírása után születésükkel, fejlődésükkel és halálukkal foglalkozom, végül pedig a változócsillagokra térek ki.

II. A csillagok jellemzői

Mi is tulajdonképpen a csillag? A köznyelvben a sötét égen fényes pontnak látszó égitestet jelent, beleértve a bolygókat, sőt a meteorokat (hullócsillagokat) is. A csillagászatban a csillag szó szűkebb jelentéssel bír.

Az i.e. kb. 500-428-ig élt görög természetfilozófus, Anaxagórasz szerint a Nap és a többi csillag nem más, mint izzó kőtömeg (Scheiner, 1916).

Később az a nézet terjedt el, hogy a csillagok a Nap fényét sugározzák vissza, nem pedig saját fénnel ragyognak.

A 19.sz.-ban már tisztában voltak azzal, hogy a csillagok nagy távolsága (1838-ban Bessel megmérte a β Cygni parallaxisát) már magában kizárja a feltevést, miszerint a bolygókhöz hasonló összetételűek, valamint, hogy a Naptól kapják fényüket. Már a Neptunusz sem vehető észre pusztán szemmel, a legközelebbi állócsillag pedig mintegy 9000-szer távolabb van tőlünk. Ebből tehát gyanítható, hogy a csillagok saját fénnel bírnak, így a Naphoz

hasonló égitestek. Ez utóbbi feltevés a fényüket spektroszkóppal elemezve később beigazolódott (Todd, 1901).

Ma a csillagászatban világító, forró gázgömböt értenek a csillag szó alatt, amelyet anyagának gravitációja tart össze, a gáznyomással és a sugárnyomással szemben.

Az 1840-es években Auguste Conte a Cours de philosophie positive című művében kijelentette, hogy a csillagokról soha nem fogunk egyebet tudni, minthogy fénylő tömegek és hol helyezkednek el az éggömbön (Wodetzky, 1947). Jóslata azonban tévesnek bizonyult, hiszen az azóta eltelt másfél évszázad során egyre több új ismeret birtokába jutottunk. Információkkal rendelkezünk tömegükről, színképtípusukról, kémiai összetételükről stb.

II.1. Állapotjelzők

a, Tömeg

A tömeg a csillagok legfontosabb paramétere. Meghatározza az élettartamot, életutat, fényességet. Az elméleti tömeghatárok $100 M_N$ és $0.07 M_N$ (M_N a Nap tömege). A csillagok tömege tehát igen szűk határok között változik, sőt 90 %-uk $5 M_N$ és $0.1 M_N$ közötti. Mélni persze közvetlenül nem tudjuk, viszont a tömeg-fényesség relációból, illetve Kepler 3. törvényéből meghatározhatjuk.

b, Sugár

A csillagok több mint 90 %-a $50 R_N$ és $0.1 R_N$ közti sugárral rendelkezik (R_N a Nap sugara). Ebbe nem tartoznak bele a vörös szuperóriások, melyek sugara elérheti az $500-1000 R_N$ -ot és a $10-20$ km sugarú neutroncsillagok sem.

Közvetlenül csak a Nap sugara mérhető, de a közvetett meghatározáshoz is ismernünk kell az adott csillag távolságát. A lehetséges meghatározási módszerek: a fedési kettősök módszere, a holdfedéses, az interferometrikus és a sugárzásenergetikai módszer. A Michelson-féle módszert 1920-ban az amerikai A. A. Michelson és F. G. Pease a Mount Wilson Obszervatóriumban fejlesztette ki. 1964-től pedig Ausztráliában R. H. Brown és R. Q. Twiss dolgozta ki a modernebb intenzitás-interferometria módszert (Marik, 1989).

c, Felszíni hőmérséklet

Felszíni hőmérsékleten annak a rétegnek a hőmérsékletét értjük, ahonnan az általunk észlelt sugárzás zöme érkezik, ez pedig a fotoszféra. Mivel a fotoszféra nem homogén, csak átlagos hőmérsékletről beszélhetünk.

A csillagok hőmérsékletét 1886. körül először Kövesligethy Radó határozta meg. A fehér csillagokra 6400 °C, a sárgákra 5400 °C, a vörösökre 4500 °C-ot kapott (Cholnoky-Kövesligethy, 1906). 1901-ben Báró Harkányi Béla tette ugyanezt, majd Potsdamban folytattak jelentős méréseket, ahol a csillagok sugárzását fekete test sugárzásának tekintették. Rosenberg fotografiai mérései során viszont a B-F színképtípusba tartozó csillagok estében az előbbiektől eltérő eredményre jutott. Brill mutatta ki, hogy szélesebb hullámhossztartományban a csillagok sugárzása már nem tekinthető fekete sugárzásnak (Wodetzky, 1938). Mai adatok szerint a kék csillagok hőmérséklete 30000 K, míg a vörösöké 3500 K körül van. A felületi hőmérsékletet több módszerrel is megkaphatjuk.

Egy csillag effektív hőmérséklete megegyezik annak az abszolút fekete testnek a hőmérsékletével, amely felületegységenként és másodpercenként ugyanannyi energiát sugároz ki a teljes hullámtartományban, mint a csillag. Értékének meghatározása akkor lehetséges, ha a csillag átmérője ismert. Ebben az esetben a Stefan-

Boltzmann-féle sugárzási törvény szerint $T_e^4 = \frac{L}{\sigma\pi D^2}$, ahol L a luminozitás, D az átmérő, $\pi \approx 3.14$ és σ a Stefan-Boltzmann állandó.

A sugárzási hőmérséklet olyan fekete test hőmérséklete, amely egy nagyobb, de meghatározott színeképtartományban felületegységenként és másodpercenként ugyanannyi energiát bocsát ki, mint a csillag.

A Wien-féle hőmérsékletet úgy kapjuk, hogy megállapítjuk, a csillag spektrumában milyen λ_{max} hullámhossznál maximális a sugárzási áram, és $\lambda_{max}T_w = 2897 \mu\text{m K}$ alapján T_w -t kiszámoljuk.

A színhőmérséklet olyan abszolút fekete test hőmérséklete, melynek sugárzási árama a megfigyelési színeképtartományban ugyanolyan eloszlást mutat, mint a csillag sugárzási árama. Egy csillag sugárzási görbéjének alakját hasonlítják a Planck-görbéhez. Ezt a módszert használják leggyakrabban (Marik, 1989).

d, Fényesség

A csillagok fénye nem egyforma, ezt már nagyon korán észrevették. A fényesség nagyságrend szerinti beosztása ókori megfigyelésekre vezethető vissza, melyeket Hipparkhosz végzett. 1022 csillagot tartalmazó katalógusát i.e.127-ben állította össze, s Ptolemaiosz tette közzé az Almagest című könyvében. Hipparkhosz hat fényrendet különböztetett meg, a legfényesebb csillagok elsőrendűek, az éppen még láthatók hatodrendűek voltak (Gazda-Marik, 1982).

Asz-Szufi perzsa csillagász i.sz. 10.sz.-ban kiadott katalógusa ennél több csillagot tartalmaz pontosabb fénybecslésekkel. W. és J. Herschel becslései még ennél is lényegesen pontosabbak, de az adatokat nehezen felhasználható alakban adták meg.

F. W. Argelander 1843-ban kiadta Uranometria Nova című katalógusát, mely az összes Közép-Európában szabad szemmel látható csillagot tartalmazza, s 1/3-ad nagyságrendet vezetett be (Scheiner, 1916). Kifejlesztett egy módszert, amely a szomszédos csillag fényességével való összehasonlítás útján jobb becslést tesz lehetővé (Herrmann, 1981). Az ő tervei alapján készült az egyik leghíresebb csillagkatalógus-sorozat, a Bonner Durchmusterung, amely 1859 és 1862 között jelent meg és 324198 csillag fényességét tartalmazza. Ez a legnagyobb becslésen alapuló katalógus, amihez csupán távcsövet használtak.

Az előbbieken felsorolt dokumentumok adatai a szemmel való becslés miatt eltérőek, ezért műszeres méréseket vezettek be. A mérés bevezetésével azonban jelentkezett egy probléma: a régi fényrendek az emberi szem fényérzetén alapultak, a műszerek viszont a csillagfény intenzitását jelezték.

E. H. Weber és G. T. Fechner fiziológusok rövidesen egymástól függetlenül összefüggést találtak az érzet és az inger között. Arra a megállapításra jutottak, hogy az érzet az inger logaritmusaival arányos, tehát $m = A \log i + c$, ahol m a szemmel meghatározott fényrend, azaz az érzet, i a fény sugárzási árama, A arányossági tényező, c pedig egy állandó. Az új törvényt pszichofizikai törvénynek nevezzük.

1856-ban N. R. Pogson az A értékére -2.5-et állapított meg, így a fényesség továbbra is a 6. rendtől az 1. rend felé növekedett. A fényességosztályok között egyenletesen osztották el a fényesség

arányát. A modern skála a régi 1. fényrend közepes értékét vette 1. fényrendnek, az eddig be nem sorolható nagyon fényes objektumok pedig 0 illetve negatív fényrendűek lettek (Menzel, 1980). A csillagok magnitúdójának (m) világos definiálásával Pogson a modern csillagfotometria alapjait rakta le. A pszichofizikai törvény teszi lehetővé, hogy az etalon csillag ismert m_0 magnitúdójából és i_0 sugárzási áramából az ismeretlen csillag i sugárzási áramát mérve megkapjuk m magnitúdóját.

$$\text{Felírhatjuk,} \quad m_0 = -2.5 \log i_0 + c$$

$$m = -2.5 \log i + c$$

A két egyenletet egymásból kivonva: $m - m_0 = -2.5 \log i/i_0$, amiből m már kiszámolható.

Az első etalon a Sarkcsillag ($m=2^m .12$) volt, de kiderült, hogy változtatja fényességét, ezért újat kerestek. Több etalont is kiválasztottak a Sarkcsillag környezetében, ma viszont már inkább a nyílthalmazok (Hyadok, Plejadok) csillagait használják (Marik, 1989).

Az első fényességmérő műszert 1861-ben Zöllner készítette el (Gazda-Marik, 1982). A gyorsan elterjedt fotométerrel mesterséges fénypont fényessége egyenlővé tehető a mérendő csillagével. Az ezzel kapott fényrendet vizuálisnak nevezzük (Wodetzky, 1947).

Pickering saját találmánya, a meridián-fotométer segítségével határozta meg az egyes csillagok rendjét. Műszerével bármely delező csillag fényessége az egységül választott Sarkcsillagével hasonlítható össze. Műve, a Photometric Revision of the Durchmusterung 17000 csillagot tartalmaz 9 rendbe sorolva.

Az angol Pritchard is hasonló méréseket végzett ékfotométerével Oxfordban (Todd, 1901).

A legpontosabb adatokat a Potsdami fotometriai katalógus tartalmazza. A nagyszámú megfigyelést (14200) Zöllner-féle fotométerrel hajtotta végre Müller és Kempf 144 összehasonlító csillag segítségével (Scheiner, 1906).

A fényrend fotgrafikus úton is megállapítható. 1887-ben tartották meg Párizsban az első fotografiai kongresszust. Itt határozták el az „Égbolt fotografikus térképe” elkészítését, amelyek alapján 20 millió csillag fényességét lehetett rögzíteni.

Az olyan műszerrel végzett mérésből, amelynél a csillag összehasonlítását mesterséges fényforrással emberi szem végezte, szubjektív hiba adódott. Ennek kiküszöbölése fotoelektromos jelenségen alapuló fotocellás fényességmérővel történhet, ahol a csillag fényességét közvetett úton, áramméréssel kapjuk meg. 1895-ben Minchin észlelt először csillagfényességet fotocella segítségével.

1. kép A budapest-svábhegyi asztrofizikai obszervatórium
fényelektromos mikrométere. (Wodetzky, 1938, 123. kép)

A ma legáltalánosabban használt „UBV” fotometriát, amelyben ultribolya (U), kék (B) és sárga (V) színű, jól definiált szűrőkön keresztül mérik a csillagok fényességét, Johnson és Morgan vezette be 1953-ban (Gazda-Marik, 1982).

Mivel a látszólagos magnitúdó értéke függ az érzékelőszerkezet érzékenységétől, pl. a fotolemezek a fény vörös tartományában általában kevésbé érzékenyek, mint az emberi szem, bevezették az m_v vizuális, m_{pg} fotografikus és az m_{pe} fotoelektromos magnitúdókat. A földi légkör abszorpciója és az érzékelő rendszer által nem torzított, a teljes hullámhossztartományra vonatkoztatott magnitúdó az m_{bol} bolometrikus magnitúdó. Ez csak a Föld légkörén kívül mérhető speciális teleszkópokkal, vagy kiszámítható, amihez a színek ismerete szükséges.

A látszólagos magnitúdó értéke a csillag távolságától is függ, ezért a különböző távolságokban lévő csillagok valóságos fényének összehasonlítása céljából valamennyit azonos távolságba kell helyezni és így megállapítani fényrendüket. 10 pc távolságban egyeztek meg, így egy csillag abszolút magnitúdóján (M) a vele fizikai és kémiai állapotában tökéletesen megegyező csillag látszólagos magnitúdóját értjük 10 pc távolságból mérve. Az abszolút magnitúdót csak számolni lehet, közvetlenül mérni nem.

Tudjuk, hogy $m = -2.5 \log i + c$ és $M = -2.5 \log l + c$.

Ebből $m - M = -2.5 \log i/l$

l fordítottan arányos a távolság négyzetével, így $i \sim 1/r^2$, $l \sim 1/10^2$, amiből

$m - M = -5 + 5 \lg r + A$ (A az abszorpció mértéke) távolság meghatározásra alkalmas egyenletet kapunk ("távolságmodulus").

Az abszolút bolometrikus magnitúdó segítségével kiszámolhatjuk a luminozitást is.

$M_{bol} - 4^m.72 = -2.5 \log L/L_N$, ahol L a luminozitás, azaz a csillag felületén 1s alatt kiáramló összes energia $[L] = W$.

A következő luminozitási osztályok léteznek:

I.0 hiperóriások

I.a, I.b fényes szuperóriások

II. szuperóriások

III. óriások

IV. szubóriások

V. törpék (fősorozat)

(VI.) szubtörpék

(VII.) fehér törpék.

e, Színkép

Már a csillagos ég felszínes megfigyelése is arra utal, hogy a csillagok nemcsak fényességükben, hanem színükben is különböznek egymástól. Legtöbbjük kékesbe hajló fehér fényű (Sarkcsillag), de van

sárga (Capella) és vörös (Antares) is. A színek a csillag légkörében jön létre, s a légkörön kívül nagymértékben függ a felszíni hőmérséklettől. A csillagok színeként általában folytonos, benne sötét (abszorpció), ritkábban világos (emissziós) vonalak, néha sávok figyelhetők meg. A sötét vonalakat Fraunhofer fedezte fel 1814-ben (Marik, 1989).

1860-ban Donati talált összefüggést a csillagok színe és színeként között (Wodetzky, 1938).

Secchi práter volt az első, aki a Fraunhofer által felfedezett módon figyelte meg a csillagokat. Színeként több mint 300 csillag összehasonlítása után 1863-ban osztályokba sorolta. A felületi hőmérséklet csökkenési sorrendjében három csoportot állított fel: 1. fehér, 2. sárga és 3. vörös csillagok. Az általa megfigyelt csillagok színeként a következő sajátosságokat mutatták.

1. Folytonos háttér előtt talált néhány vonalat a sárga és zöld tartományban (Herrmann, 1981). A hidrogénvonalak erősek és szélesek, a többi vonal hiányzik vagy gyenge (Scheiner, 1916). Ide tartozik a Szíriusz és a Vega.

2. Minden tartományban nagyszámú vonalat tartalmaz. Eloszlásuk olyan, mint a Nap színekéntben (Herrmann, 1981). A sok fémvonal a vörös tartományban sávokkal társul. Erre példa a Capella (Cholnoky-Kövesligethy, 1906).

3. Még több sötét vonal és sávok találhatóak benne. A sötét sávok határa a színeként kék vége felé éles, a vörös felé pedig elmosódott (Wodetzky, 1947). Alacsony hőfokú gázt tartalmaz, amiből az

következik, hogy ezek a legöregebbek (Flammarion, 1898). Ebbe a csoportba a Betelgeuze és az α Herculis tartozik.

Nem sokkal később a színképi tapasztalatok gazdagodásával már maga Secchi is kevésnek találta a három osztályt, ezért egy negyediket állított fel mellé.

4. A csoportba tartozó csillagok színe vérvörös. Kevés ilyen csillag van (pl. 19 Piscium), légkörük szénert tartalmaz. Színképükben hasonlóan a 3. osztályhoz széles sötét sávokat talált, de itt a sávok határa a színkép vörös vége felé éles és a kék felé mosódott el (Todd, 1901).

Secchi osztályozásának alapját a csillagok színe szolgáltatta. Vogel volt az első, aki a csillagszínképeket fejlődéstani szempontból kiindulva osztályozta. Az ő osztályozása tehát azon alapszik, hogy az egyes csillagok színképei fejlődési korszakukkal állnak szoros kapcsolatban. Minthogy a csillagok állandó kihűlésben vannak, a színképosztályok a legizzóbbtól a leghidegebbig haladnak.

1.osztály: A fehér csillagok osztálya, melyek fémvonalai gyengék.

a, A fémvonalak gyengék, a hidrogénvonalak viszont szélesek és erős intenzitásúak. (Szíriusz, Vega)

b, A fémvonalak szintén gyengék vagy nincsenek is, és a hidrogénvonal hiányzik. (β Orionis, γ Orionis)

c, A hidrogén- és a hélium vonala igen fényes. (β Lyrae, γ Cassiopeiae)

2.osztály: Sárga csillagok. A fémvonalak határozottan megjelennek, a kék tartomány pedig halvány.

a, Fémvonalakban gazdag, melyek főként a sárga és a zöld részben tűnnek ki intenzitásukkal. A hidrogénvonal éles, de nem széles (Capella, Nap).

b, A sötét vonalak és elmosódott sávok mellett több fényes vonal is feltűnik. (T Coronae Borealis)

3.osztály: Vörös csillagok. A színek kék részei feltűnően gyengék, s a sötét vonalakon kívül a színek valamennyi helyén számos sötét sáv található.

a, Sötét vonalak és sávok, melyek feltűnőbbjei az ibolya felé sötétek, de élesen határoltak, míg a vörös felé halványan, elmosódva látszanak (α Orionis, α Herculis).

b, Gyenge fényű csillagok, melyek színekében a sötét, széles sávok a vörös felé élesen határoltak, az ibolya felé pedig elmosódottak (Scheiner, 1916)

További megfigyelései nyomán Secchihez hasonlóan Vogel is módosította osztályozását, néhány új alosztályt vezetett be.

Összeszámolták, hogy a csillagok hány százaléka tartozik az egyes osztályokba, ami fontos a fejlődés szempontjából. Arra az eredményre jutottak, hogy az állócsillagok fele az 1. , három-nyolcada a 2. , nyolcada pedig a 3. osztályba tartozik. Minthogy csillagrendszerünk eredete egységesnek tekinthető, az egyes típusok gyakorisági számát úgy értelmezték, hogy egyes csillagok fejlődési menetükben háromszor annyi időt töltenek a sárgában, négyszer annyi időt a fehérben, mint amennyit a vörösben.

A magyar Konkoly-Thege Miklós az ó-gyallai csillagvizsgálóban 1874-ben kezdte spektroszkópiai megfigyeléseit. A csillagvizsgáló legjelentősebb munkája a spektrumkatalógus lett, melyben 1048 csillag színképtípusát határozták meg. A munka a potsdami és a Harvard-Obszervatórium hasonló megfigyelésével együtt kiindulópontul szolgált a csillagok színképtípusok szerinti eloszlásának megállapításához (Kelényi, 1930).

Az amerikai Pickering Secchi akkor már négy típusát kibővítette egy ötödikkel, amely fényes színképeket tartalmazott.

Ahogy a műszerek tökéletesedtek, egyre több részletet fedeztek fel a csillagok színképében, ezért az addigiaknál finomabb osztályozás vált szükségessé. Ezt 1889-től E. Pickering és A. C. Maury, valamint A. J. Cannon kisasszonyok végezték el. Maury 22 osztályt vezetett be 1.-22.-ig, más beosztás szerint B-től Q-ig. Ezt a századforduló táján átvizsgálták, néhányat kihagytak belőlük, alosztályokat hoztak létre és megváltoztatták a sorrendet (Herrmann, 1981). Így a főosztályok a következők lettek: O, B, A, F, G, K, M. Az alosztályokat 0-9-ig számozták.

2. kép Csillagszínképtípusok.(Wodetzky, 1938, 1. kép)

A betűvel jelzett osztályok jellemzői:

O - Fényes folytonos színképre a semleges hélium, hidrogén és az egyszeresen ionizált oxigén abszorpciós vonalai rakódnak (kék, $T \sim 30000\text{K}$).

B - A folytonos színképben főleg a semleges hélium abszorpciós vonalai láthatók, mellette hidrogén, ionizált szilícium, szén, oxigén. 5%-ukban fényes emissziós vonalak is fellelhetők (kékes-fehér, $T \sim 25000\text{K}$).

A - A színképet hidrogénvonalak uralják és fellépnek a fémvonalak is (fehér, $T \sim 10000\text{K}$).

F - A hidrogénvonalak gyengülnek, a fémvonalak száma viszont nő és az ionizált kalcium H és K vonalai erősek (zöld, $T \sim 7500\text{K}$) (Herrmann, 1992).

G - A hidrogénvonalak gyengülnek miközben egyre több fémvonal tűnik fel. Molekulasávok jelennek meg (sárga, $T \sim 5800\text{K}$).

K - Itt a legerősebb az ionizált kalcium (narancs, $T \sim 4500\text{K}$).

M - A titánoxid sávok a legerősebbek (vörös, $T \sim 3500\text{K}$).

Később további osztályokat tettek hozzá, ezek a mellékosztályok.

R - Cián és szénmonoxid sávok uralják.

N - Még erősebb a szénvegyületek jelenléte.

S - Az M és N színképosztályhoz hasonlít, csak még cirkóniumoxidot is tartalmaz (Wodetzky, 1938).

Külön C osztályt nyitottak a nagy széntartalmú csillagoknak, a W típusú színekben pedig emissziós vonalak is feltűnnek, amelyek a csillagtól távolodó, fokozatosan elszakadó gázburoktól származnak (Menzel, 1980). Ezt a csoportot az ún. Wolf-Rayet csillagok alkotják. A mai használatban az egyes csillagok színeképtípusának megadásakor az átlagtól eltérő jellegzetességeket latin kisbetűvel jelölik.

n- elmosódott vonalak

nn- erősen elmosódott vonalak

s- éles vonalak

ss- különösen éles vonalak

e- emissziós vonalak

m- erős fémvonalak

p- különleges, anomális színek

v- változó spektrum

k- a csillagközi kalcium vonalai is benne vannak

w- fehér törpe

d- törpecsillag

g- óriáscsillag

Ez az empirikus osztályozás tehát minden egyes színeképtípushoz megadott felületi hőmérsékletet és az abszorpciós színeképvonalak meghatározott rendszerét rendeli hozzá.

Régen azt hitték, hogy a csillagszínek sokféleségéért különböző vegyi összetételük a felelős (Menzel, 1980). A színeképosztályok sorozatának felismerése után a színeképsorozatot tévesen fejlődési sorrendnek tartották. Innen maradt meg a W, O és B típusúakra

vonatkozó korai és a K, M, S, R-re vonatkozó késői típus elnevezés (Herrmann, 1992).

A csillagszínkép-osztályozás elméleti hátterét M. Saha hindu fizikus 1920-ban felfedezett ionizációs formulájának felhasználásával, A. Fowler és E. Milne dolgozta ki 1923-ban. Ők mutatták ki, hogy a színképek jellegzetességeit elsősorban a csillag felületi hőmérséklete határozza meg (Gazda-Marik, 1982). Tehát az eltérő színek nem azt jelentik, hogy más a csillaglégkörök anyagi minősége, hanem, hogy a különböző fizikai viszonyok között más-más elem atomja vesz részt erőteljesebben a színkép kialakításában.

f, Kémiai összetétel

A csillagok vegyi összetételét is színképelemzéssel tudjuk megállapítani, de közvetlen információt csak azon rétegek összetételéről szerezhetünk, amelyek sugárzását észleljük, tehát a csillag légköréről. A csillagszínképek abszorpciós vonalainak azonosításával a csillaglégkörök kvalitatív kémiai elemzését elvégezhetjük. A mennyiségi színképelemzés viszont ennél nehezebb feladat, mivel az elemgyakoriságok mennyiségi meghatározása csak akkor lehetséges, ha a csillaglégkör hőmérséklete, nyomása és sűrűsége ismert. Mindezek miatt megbízható kvantitatív színképelemzés eddig csak kevés csillagra készült (Herrmann, 1992). A kémiai összetétel meghatározásához a legegyszerűbb eljárás a növekedési görbe módszere. A növekedési görbe azt adja meg, hogy valamely kémiai elem meghatározott színképvonalának ekvivalens

szélessége miképpen függ az elem atomjainak térfogategységenkénti számától (Marik, 1989).

Elsőként a Nap színeképét elemezték. 1861-62-ben Kirchoff kb. 40 kémiai elem jelenlétét mutatta ki benne (Gazda-Marik, 1982). A következő évtizedekben olyan ismeretlen elemeket (pl. hélium) is találtak a Nap légkörében, amelyeket a Földön addig még nem. A századforduló táján már kimutatták, hogy mindenütt a Nap anyagával azonos anyag található, tehát a kémiai összetétel egységes.

A kémiai elemek átlagos molekulaszúlyát Eddington adta meg. Rájött arra, hogy valamely elem rendszáma közelítőleg megegyezik atomsúlyának felével. Ismerve a csillag tömegét és fényerejét Strömgsennel együtt kiszámolták, hogy a csillag anyagának 30-40 %-a hidrogén (Wodetzky, 1938).

További vizsgálatok alapján ma már elmondhatjuk, hogy a tapasztalat szerint a nemelfajult csillagok több mint 90 %-ának kémiai összetétele igen hasonló. Az olyan csillagokat, melyek összetétele lényegesen eltér a normálistól, anomális kémiai összetételű csillagoknak nevezzük (Marik, 1989). Mivel normális összetétel mellett a héliumnál nehezebb elemek ("fémek") mennyisége együttesen is elenyésző a hidrogénhez és héliumhoz képest, többnyire elegendő a kémiai összetételt három számmal megadni: X, Y és Z. X a hidrogén, Y a hélium, Z pedig a fémek tömeghányadát adja meg, összegük 1.

Az eloszlás fő jellemzői:

-Az elemek gyakorisága a rendszám növekedésével csökken.

-A gyakoriságok eloszlásában nagy szerepet játszanak a magszerkezeti tényezők, pl. a páros rend- és neutrons számú magok gyakoribbak, és a mágikus magoknál (O, Pb) különösen erős csúcsok láthatók.

A normális összetételen belül a hélium gyakorisága 0.2 és 0.35 között, a fémeké 10^{-4} és 0.04 között ingadozik. Normális összetételen belül a fémek relatív gyakorisága aránylag kevésbé változik, ezért gyakran elég a fémtartalmat egyetlen kiválasztott fém, pl. a vas segítségével jellemezni. Erre szolgál az [Fe/H] index: $[Fe/H] = \lg(n_{Fe}/n_H) - \lg(n_{Fe}/n_H)_N$ (Cserepes-Petrovay, 1993)

1944-ben fedezte fel W. Baade, hogy két csillagpopuláció létezik. Az I. populációba tartozó csillagok spektrumában több a fémeiktől származó vonal ($z=0.02$), míg a II. populációs csillagok kevesebb fémet tartalmaznak ($z=0.001$) (Herrmann, 1981). Hogy egy csillag melyik populációba tartozik, [Fe/H] indexük alapján dönthetjük el. Ha $[Fe/H] \leq -0.4$, akkor I., ha $[Fe/H] \geq 0.05$, akkor a csillag II. populációs.

g, Forgási periódus

Amíg a Nap esetében a napfoltok megfigyelése alapján és egyéb módokon igen könnyű meghatározni a forgási periódust, a csillagok rotációs periódusának közvetlen meghatározására csak az 1980-as években nyílt lehetőség. Az egyedül álló, gyorsan forgó csillagok esetében a forgási periódusra a színképvonalak forgási kiszélesedéséből következtethetünk. A valódi egyenlítői forgási sebességeket viszont így csak abban az esetben kapjuk meg, ha a

csillag forgástengelye merőleges a látóirányra, ezért általában a tényleges rotációs periódusnál nagyobb értékeket kapunk.

h, Mágneses tér

P. Zeeman holland fizikus 1896-ban fedezte fel, hogy ha egy fényforrás mágneses erőterben van, színképében a vonalak két vagy három komponensre hasadnak. A vonal felhasadásának mértékéből a mágneses tér erőssége megállapítható, sőt a mágneses tér szerkezete is meghatározható.

Ha a fénysugarak a mágneses tér erővonalaira merőlegesek, akkor egy triplettet lehet megfigyelni. Ekkor az egyik ún. π komponens a helyén marad, míg a két σ komponens π -hez képest $\pm \Delta\lambda$ -val eltolódik. Ha a fény a mágneses erővonalakkal párhuzamosan halad, akkor π eltűnik, dublett keletkezik. Csak két σ marad meg, melyek ellentétes irányban körkörösen polarizáltak (Marik, 1989).

II.2. Belső szerkezet

A csillagok belsejéről nincsenek közvetlen információink. Némi segítséget ad a belső felépítésről a csillagok centrumában az atommagreakciókban keletkező és szinte akadálytalanul onnan kiáramló neutrínók egy részének a Földön való detektálása, illetve a pulzáló csillagok módusainak összevetése az elméleti modellekkel.

Ha az állapotjelzőket szeretnénk előállítani a sugár függvényében, akkor a három független állapotjelzőnk - R, L, T - mellé három egyenlet felállítása szükséges.

A csillag részecskéinek mozgása nyomást (p_G) hoz létre. A részecskék távozását a tömegvonzás akadályozza meg, az összesűrűsödést pedig a fénykvantumok által kifejtett sugárnyomás (p_R) és a gáznyomás együtt. A gravitációval tehát a nyomások tartanak mechanikai egyensúlyt. Felírható a hidrodinamikai egyenlet:

$$\frac{dP}{dr} = - \frac{GM_r}{r^2} \rho \quad (1) \quad , \text{ ahol } M_r \text{ az } r \text{ sugáron belüli tömeg.}$$

A második egyenlet az ideális gáz állapotegyenlete: $p_G = \frac{\rho}{\mu} RT$, ahol μ az átlagos molekulásúly, R a gázállandó.

Az állapotegyenlet leírása azért lehetséges, mert nagyon magas hőmérsékleten a csillagban az anyag elektrongáz állapotában van jelen.

A harmadik egyenlet megtalálása nehezen ment. Először azt tették fel, hogy a csillag politrop gázgömb. A helyes elképzelés szerint a csillag minden részében végbemegy sugárzás. Minden pontból a helyi hőmérsékletnek megfelelő sugárzás indul ki, s áramlik a felszín felé. 1906-ban Scharzschild a Napra megoldotta a sugárzási egyensúly problémáját, amit 1916-ban Eddington terjesztett ki a csillagokra, és levezette a keresett törvényszerűséget.

Tudjuk, hogy $P = p_G + p_R$ és $p_R = \frac{1}{3} \alpha T^4$ (2)

A sugárzási egyensúlyra pedig az alábbi írhatjuk fel:

$$\frac{dL_r}{4\pi r^2} = - \frac{c}{\kappa \rho} \frac{dp_R}{dr} \quad , \text{ ahol } \kappa \text{ az átlátszatlanság, opacitás.}$$

Felírhatjuk továbbá:

$$dM_r = 4 \pi r^2 \rho dr \quad (3)$$

$dL_r = 4\pi r^2 \rho \varepsilon dr$ (4), ahol ε a tömeg- és időegységenkénti emisszivitás, energiatermelés.

$$\kappa = \kappa(\rho, T), \quad \varepsilon = \varepsilon(\rho, T), \quad \mu = \mu(\rho, T)$$

A legegyszerűbb feltevés az, hogy κ és ε a csillag minden részében egyforma. Ez adja a standard-modellt.

A pontforrás-modell esetében az egész energiaforrást a középpontban, egyetlen pontban képzeljük.

Eddington csillagmodelljében két feltevéssel él:

- a csillagok anyaga az ideális gáztörvénynek engedelmeskedik
- κ ε a csillag minden helyén ugyanaz.

Feltevéseiből következik, hogy a P : p_G : p_R arány a csillag minden részében egyforma. Rájött arra, hogy a nyomások viszonya csak a molekulásúlytól és a tömegtől függ. Az átlagos molekulásúlyra kettőt kapott.

A csillag csak bizonyos tömeg alatt tekinthető stabilnak, így például az $M \approx 100 M_N$ ritka. Maga Eddington a fényerő és a tömeg

összefüggését kifejező egyenletet, $L = \frac{4\pi\varepsilon G}{\kappa} M(1 - \beta)$, tekintette fő eredményének (β arányossági tényező: $p_G = \beta P$).

Ezek alapján ha $\kappa = \varepsilon$ különböző csillagoknál is ugyanaz, akkor egyforma tömegű csillagok fényereje is egyforma. Az opacitás állandósága viszont vitatható, mert a csillag belsejében a sűrűségtől is függ. A három osztályú politropnál Kramer abszorpció-elméletére támaszkodva Eddington levezette, hogy

$\kappa = c \frac{\rho}{\mu T^{3.5}}$, s mivel $\rho/T^{3.5} = \text{áll}$, κ a középpont irányába lassan csökken.

A standard-modell megoldása: Relativisztikusan elfajult és elektrongáz estén a politrop gázgömb 3. osztályú, míg közönségesen elfajult gáz esetén 3/2. Kiküszöböléssel elérhető, hogy az állapotjelző sugárfüggvényét egyetlen másodrendű differenciálegyenlet írja le.

$$\frac{d^2\theta}{d\xi^2} + \frac{2}{\xi} \frac{d\theta}{d\xi} = -\theta^n$$

θ - középponti hőmérséklettel, mint egységgel kifejezett hőmérséklet
 ξ - a középponttól mért, megfelelő hosszegységgel kifejezett távolság
 n - politroposztály, politropindex

A megoldást Emden számította ki határértékproblémával. A határfeltétel a középpontban: $M = 0$, $\Delta T = 0$, $\frac{d\theta}{d\xi} = 0$.

A Milne-féle megoldás szerint az állapotjelzők a középponthez közeledve végtelenre nőnek, Flower viszont azt mondja, hogy az anyag még a középpont előtt elfogy. E két megoldás csak átmeneti alak esetén lehetséges, s a középpontnak mindenképp Emden-megoldásúnak kell lennie. Csak két átmeneti alaknak van értelme:

- kívül, belül Emden-megoldás, ami Eddington modelljét adja,
- kívül Flower, a belső elfajult rész Emden. Ez az állapot a fehér törpék esetében valósul meg, amikor a gáznyomás egyedül tart egyensúlyt a gravitációssal (Wodetzky, 1938).

A csillagok szerkezetére vonatkozó matematikai összefüggéseket Vogt és Russell vizsgálták. Az (1), (2), (3) és (4) mellé felírták még a következőt:

$$\frac{dT_r}{dr} = - \frac{3\bar{\kappa}\rho}{4acT^3} \frac{L_r}{4\pi r^2},$$

ami megadja a csillag belsejében a hőmérséklet változását, ha az energiatranszport kizárólag a sugárzásból származik. Az alábbi határfeltételeket szabták ki: $L(0)=0$, $M(0)=0$, $T(R)=0$, $P(R)=0$. Az egyenletrendszer megoldva egyértelmű megoldást kaptak, ami azt jelenti, hogy adott kémiai összetételű csillag szerkezetét egyetlen globális paraméter (pl. R , M , L) egyértelműen meghatározza. Ez a Vogt-Russell tétel (Cserepes-Petrovay, 1993)

III. A csillagok energiatermelése

I.1. Energiatermelés

A csillagok energiatermelésének vizsgálatánál a csillagok fényességének ismeretéből kell kiindulni, ugyanis az energiaforrásoknak olyanoknak kell lenniük, hogy hosszabb időn át képesek legyenek ugyanazt az energiamennyiséget leadni, melynek kisugárzását észleljük (Herrmann, 1981). Minthogy a Nap és a csillagok kora 10^9 - 10^{10} év, a Nap által kisugárzott energiamennyiség olyan nagy, hogy eredetének magyarázata nagy gondot okozott a tudósoknak.

Arisztotelész még úgy vélte, hogy a csillagokból kiinduló fény és hő onnan származik, hogy térbeli mozgásuk következtében a levegő hozzájuk súrlódik, ez pedig fát, követ és vasat is tüzesre hevít (Scheiner, 1916).

A 19.sz. második felétől egyre többen kezdtek foglalkozni a problémával. Néhány csillagász arra gondolt, hogy az energia pótlása külső forrásból történik, például a többi csillag hatásának segítségével. Ezt a gondolatot azonban hamar elvetették (Wodetzky, 1947).

Norman Lockyer 1888-ban meteoritdarabkák által kibocsátott fényt elemzett. A meteorok és a csillagok színképében is fémvonalakat talált, így arra a következtetésre jutott, hogy a csillagokat meteoritikus részecskék felhői veszik körül, s a csillagok hevítését ebből a gravitáció miatt befelé hulló anyag okozza (Whitney, 1978).

Kelvin viszont számításai során azt az eredményt kapta, hogy az égitestek becsapódása a Nap estében 46000 évig lenne elég (Moore-Nicolson, 1992). Ezen kívül ha a Nap energiájának pótlását a rázuhanó meteorok végeznék, akkor a tömege évente egymilliomod részével növekedne, ezzel együtt a Föld keringési ideje évenként egy másodperccel nőne, ami viszont kizárt (Wodetzky, 1947). Célszerű volt más energiaforrás után kutatni.

A 19.sz. végén Helmholtz és Kelvin feltételezték, hogy a csillag energiája tömege összehúzódásából származik. A Nap esetében ez az energiaforrás húszmillió évig lett volna csak elegendő, így ezt a feltételezést is el kellett vetni (Herrmann, 1981).

1908-ban Helmholtz számolta ki, hogy ha a Nap folyamatos égés állapotában lenne, és oxigénből és hidrogénből állna, a fűtőanyag csak 3021 évig lenne elég (Moore-Nicolson, 1992). Ugyanez a helyzet az antracit égésénél is, ami szintén kevés ideig, csak 4500 évig tartaná fenn a Nap sugárzását.

Russell arra gondolt, hogy a megoldás az elektronok és a protonok kölcsönös megsemmisülése lehet, ám a várható élettartamra a számítások túl hosszú időt adtak.

Eddington ismerte fel, hogy Russell elképzelése nem jó. 1927-ben rájött arra, hogy a keresett folyamat az elemek átalakulása lehet. Biztosnak vélte, hogy a radioaktív elemek nem bomlanak, hanem keletkeznek a csillagokban, ez pedig inkább energiaveszteséget okoz. Elképzelése szerint a fő fenntartáshoz szükséges energiát a H-He átalakulás szolgálhatná. Mivel a héliumatom tömege 1/140-del

könnyebb 4 hidrogénatom tömegénél, így az Einstein által felállított törvény értelmében ez a hiány a felszabaduló energiával egyezik meg (Eddinton, 1934).

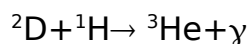
1937-ben Jeans azt írja le, hogy "a csillagot hatalmas energiaközpontnak kell tekinteni. Minden sugárzásnak súlya van, ezért a csillagok felszínéről állandóan bizonyos súly áramlik ki a térbe. Honnan jön ez a tömeg? Az energiatermelés során valószínűleg atomok semmisülnek meg és sugárzás marad belőlük".

A maradéktalan megoldást az Amerikában dolgozó, német Hans Bethe adta meg 1939-ben. Megértette, hogy a közvetlen átalakulásra vonatkozó elmélet nem kielégítő. A legnagyobb tömegű csillagokban a hidrogén szén közbeiktatásával alakul héliummá, s a folyamatban a szén a katalizátor szerepét tölti be. Bethe a csillagok energiatermelését megvilágító elméletéért 1967-ben Nobel-díjat kapott.

Az alábbiakban ismertetem a csillagok belsejében lezajló magreakciókat.

a, A deutérium égése

$T \sim$ néhány millió K



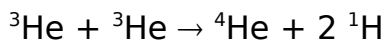
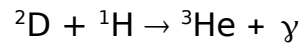
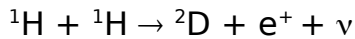
${}^2\text{D}$ és ${}^1\text{H}$ is pozitív töltésű, γ foton. Ez a folyamat az összehúzó protocsillagokban megy végbe, de a deutérium kis mennyisége miatt nem tart sokáig.

b, H \rightarrow He fúzió

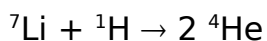
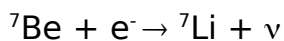
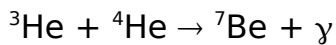
A H-égésnek két mechanizmusa ismeretes, a PP-lánc és a CNO ciklus.

Proton-proton ciklus $T \sim 10^7 \text{ K}$

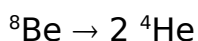
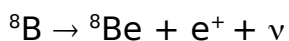
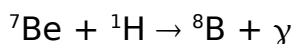
A PP I.láncban (főcsatorna) 4 nukleonból egy He épül fel.



A PP II. láncban He atommagok fúziójával ${}^7\text{Be}$, majd elektron és proton befogásával ${}^7\text{Li}$ és ${}^4\text{He}$ termelődik.



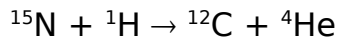
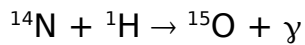
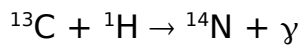
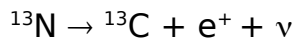
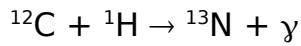
A PP III. lánc a PP II.-ből indul ki a ${}^7\text{Be}$ befogása révén, de ennek gyakorisága csak igen magas hőmérsékleten ($T > 2 \cdot 10^7 \text{ K}$) kezd jelentős lenni.



A B bomlásában keletkező energia felét a neutrínó kapja meg, ami kijut a csillag belsejéből, így csökkenti a csillag energiatermelését és nem növeli hőmérsékletét.

CNO ciklus $T > 1.7 \cdot 10^7 \text{ K}$

A C, N és O atommagok katalizátorként szerepelnek és a folyamatok végeredményeként protonok sorozatos befogása révén ${}^4\text{He}$ atommag jön létre.

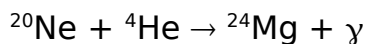
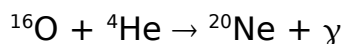
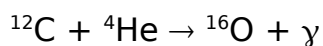
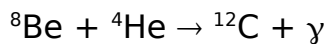


Mivel a szén katalizátori szerepe nem tökéletes, nagy része a folyamat után nitrogénként marad vissza (Cserepes-Petrovay, 1993). A főszorozati csillagok esetében elsősorban a hőmérséklettől függ, melyik termel több energiát. Ha a centrális hőmérséklet $1.7 \cdot 10^7\text{K}$ alatt van, a PP, ha fölötte, akkor a CNO ciklus a domináns.

c, Héliumégés (3α folyamat) $T \sim 10^8\text{K}$

A reakció első tagja: $2\ ^4\text{He} \rightarrow\ ^8\text{Be}$

A keletkező ^8Be igen rövid felezési idővel ^4He magokká esik szét, az el nem bomlott ^8Be magok viszont elindítják az alábbi reakciósorozatot:



A He-égés során $20 \leq A \leq 28$ tömegszámú elemek szintetizálódnak.

d, Alfa-folyamat $T \sim 5 \cdot 10^8 - 10^9\text{K}$

Megindul a Ne fotonok által indukált alfa-bomlása (Csikainé, 1985). Nagymennyiségű α -részecske keletkezik, amelyeket a nehéz atommagok nagy valószínűséggel befognak, s eredményül ún. alfa-részecske magok szintetizálódnak kb. $A = 48$ tömegszámig (^{24}Mg , ^{28}Si , ^{32}S , ^{36}Ar , ^{40}Ca , ^{48}Ti).

e, Egyensúlyi folyamatok

A reakciók közti egyensúly akkor jön létre, ha a hőmérséklet $4 \cdot 10^9 \text{ K}$ fölé emelkedik, és ugyanekkor a sűrűség eléri a 10^6 g/cm^3 értéket. Nagyszámú nukleon keletkezik, amelyek az $50 \leq A \leq 60$ tömegszám tartomány elemeit szintetizálják.

A folyamat megindulásához szükséges körülmények valószínűleg csak a szupernóva robbanást közvetlenül megelőző időintervallumban vannak meg, és ez után néhány másodperccel alakulnak ki a vascsoport elemei.

f, Az s-folyamat (slow=lassú n befogás)

A vasnál nehezebb elemek létrehozása már nem energiatermelő, hanem energiát igénylő folyamat, ezért ezek létrejötte csak elegendően nagy energia esetén valósul meg. Ilyen magas rendszámok mellett a Coulomb-gát is igen magas, ami nehezíti a töltött részecske-indukált reakciók létrejöttét. Mindezek miatt a vas utáni elemek keletkezése lassú neutronbefogással történik. Az s-folyamat által termelt atommagok sorozata azonban a ^{209}Bi -nál

megszakad, mivel a magasabb rendszámú atommagok már alfa-bomlóak.

g, Az r-folyamat (rapid=gyors n befogás)

Ez a folyamat, a neutronok egymást követő gyors befogása csak különleges körülmények között, a szupernóva robbanás tartama alatt hoz létre új elemeket. Az r-folyamatban egymást követő neutronbefogással nehéz ionok keletkeznek. Jelentős mennyiségben leginkább ólom keletkezik, direkt úton és bomlástermékként. A létrejövő elemek sorozata az $A=260$ tömegszámú magoknál szakad meg, amelyek instabilak a neutronindukált maghasadással szemben.

h, A p-folyamat

Mint ahogy a proton befogását a Coulomb-gát hátráltatja, a p-folyamatban lényegesen kevesebb mag szintetizálódik, mint a neutronbefogási folyamatokban, de létezik az Univerzumban néhány olyan protonban gazdag mag, amely csak e reakció során jöhet létre. A ^{120}Te izotóp két, egymást rövid időn belül követő protonbefogással jön létre, ez azonban csak extrém körülmények között, valószínűleg szintén csak a szupernóva robbanások alkalmával megy végbe.

i, Az x-folyamat

Ha megnézzük az eddig ismertetett folyamatokat, feltűnik, hogy néhány könnyű elem (^2D , Li, Be, B) egyikben sem termelődik jelentős mennyiségben. A megfigyelések viszont azt mutatják, hogy a T Tauri

csillagok légkörében tízszer annyi Li van, mint a környező intersztelláris anyagban. Ezekben a csillagokban tehát Li-termelő magreakcióknak kell működniük.

Az x-folyamat lényege az, hogy a mágneses csillagok légkörének külső részében protonok és más könnyebb magok igen nagy energiára tudnak szert tenni. Ezek a nagyenergiájú részecskék nehezebb atommagokkal ütközve azokat ${}^2\text{D}$, Li, Be és B repeszdarabokra robbanthatják szét (Csikainé, 1985). Legújabbban e könnyű elemek eredetét úgy magyarázzák, hogy a csillagközi felhők "nyugvó" protonjainak ütköznek a szupernóva robbanások során keletkező, nagy sebességű C, N, O atommagok. Az így létrejövő Li, Be, B izotópok aránya jobban közelít a megfigyelthez.

III.2. Energiatranszport

A csillag belsejében keletkező hatalmas energia a hideg külső tér felé áramlik. Ez az energiatranszport. Az energiatranszport három alapvető formája a sugárzás, a konvekció (áramlás) és a kondukció (vezetés). Az utóbbi csak a degenerált állapotban lévő gázt tartalmazó fehér törpék esetében jelentős, a csillagok többségében a sugárzás a domináns.

a, Sugárzási energiatranszport

Tegyük fel, hogy a csillag belsejében lokális termodinamikai egyensúly van. A csillagok anyaga olyan erősen abszorbeálja a sugárzást, hogy bármely helyen a sugárzás kizárólag a hely kis

környezetéből származik, ahol a hőmérséklet állandónak vehető. A sugárzás szemponjából bármely tömegelem úgy viselkedik, mintha adiabatikus fallal lenne körülvéve, tehát a termodinamikai egyensúly reális feltevés.

Mindenegyed tömegelem abszolút fekete testként sugároz, amiből az intenzitásra a következő adódik:

$$I_\nu = B_\nu(T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{\frac{h\nu}{kT}} - 1}$$

Mivel a hőmérséklet különböző helyeken más és más, az intenzitás eloszlása függ a mélységtől.

b, Konvektív energiatranszport

A konvektív energiatranszport során a hőenergia az anyaggal együtt szállítódik. A csillag belsejében tekintsünk egy ρ sűrűségű, T hőmérsékletű, környezetétől adiabatikusan elzárt tömegelemet. Legyen a környezeténél magasabb hőmérséklete. A különbség ΔT és fellép ΔP nyomáskülönbség is, aminek következtében a tömegelem kitágul és a sűrűség csökken. Felhajtóerő lép fel, az anyag felfelé mozog, közben hőmérséklete változik.

$$T_{ad}(r) = \left(\frac{dT}{dr} \right)_{ad} \text{ az adiabatikus hőmérsékletgradiens.}$$

A pusztán sugárzási energiatranszporttal számolt

$$\text{hőmérsékletfüggvény } T_s(r) = \left(\frac{dT}{dr} \right)_s, \text{ sugárzási hőmérsékletgradiens.}$$

$$\text{Tegyük fel, hogy } \left| \left(\frac{dT}{dr} \right)_{ad} \right| > \left| \left(\frac{dT}{dr} \right)_s \right|$$

Ekkor a tömegelem felfelé haladva hamarosan eléri környezete hőmérsékletét. A nyomás is megegyezik, megáll a felfelé áramlás. Ez az eset a konvektív stabilitás.

Ha a Schwarzschild-féle kritérium szerint $\left| \left(\frac{dT}{dr} \right)_{ad} \right| < \left| \left(\frac{dT}{dr} \right)_s \right|$, a felfelé áramlás során a hőmérséklet állandóan nő, konvektív instabilitásról beszélünk (Marik, 1989).

IV. A csillagok születése

A csillagok kialakulásának problémája a csillagászat legnehezebb kérdései közé tartozik. Ennek fő oka, hogy sokáig nem volt olyan megfigyelésünk, amely bizonyítható módon egy csillag keletkezését mutatta volna. A keletkezésre két egymással gyökeresen ellentmondó elképzelés létezik:

-V. A. Abarcumjan 1946-ban kidolgozott elmélete szerint a csillagok hipotetikus „presztelláris” anyag lebomlása útján jönnek létre.

- A ma legelfogadottabb elképzelés azt állítja, hogy a csillagok a csillagközi anyag kondenzációja által keletkeznek (Marik, 1989).

Descartes úgy képzelte a csillagok születését, hogy azok örvények hatására válnak ki az ősanyagból (Gazda-Marik, 1982).

Newton a sűrűsödést a gravitációval magyarázta. 1692-ben vetette fel, hogy lehetséges, hogy a Nap és az állócsillagok az anyag egy térrész közepébe zuhanásával alakultak ki (Heckmann, 1983).

1811-ben W. Herschel tételezte fel, hogy a csillagok a csillagközi gázfelhőkből keletkeznek. Ködöket figyelt meg és sejtette, hogy az Orion-köd szomszédságában lévő néhány csillag rokonságban áll a köddel, annál is inkább, mivel ezeket a csillagokat ködburok övezi. Az Orion-köd tehát a csillagok szülőhelye, s szerinte a születési folyamat a finoman eloszló ködanyag fokozatos sűrűsödéseként zajlik. Állítását megfigyelési anyaggal is alátámasztotta.

Jeans mutatott rá arra, hogy a csillagközi anyagokban instabilitásoknak kell előfordulniuk, ugyanis ha a világűrben valahol

az intersztelláris részecskék jobban felhalmozódnak, mint másutt, akkor az egyenletes sűrűségeloszlástól való eltérés a részecskék vonzóereje miatt gravitációs központot hoz létre (Herrmann, 1981).

A csillagközi anyag kondenzációja által való keletkezés még 1989-ben sem volt minden tekintetben kidolgozva, a folyamatot ugyanis még csak nagy vonalakban ismerték. Tény volt, hogy léteznek fiatal csillagok. A nagy luminozitású O, B színképtípusúak kora 10^6 - 10^7 év, s létezésük bizonyítéka még a csillagasszociációk léte. Az O és T (Tauri) olyan területek az égbolton, ahol az asszociációkra jellemző csillagok száma sokkal nagyobb, mint amit a valószínűségi számítás alapján várnánk. Az ilyen asszociációt a Tejútrendszer differenciális rotációja 10^7 év alatt elbontja, tehát ennél fiatalabbnak kell lenniük. Keletkezési helyüket ott kell keresni, ahol nagy számban található O, B vagy T Tauri csillag. Az O típusúak a Tejútrendszer szimmetriásíkjához közel, a spirálkarok környezetében helyezkednek el.

Mivel a spirálkarokban a csillagközi gáz és poranyag erős koncentrációt mutat, és egy lökéshullám a gázt jelentősen összenyomhatja, elképzelhető, hogy olyan sűrűségű gócok keletkeznek, amelyek a saját gravitációs terük hatására csillaggá vagy csillagokká sűrűsödnek össze. Egy csillagközi gáz- és porfelhő gravitációs instabilitásának feltétele a viriál-tétel értelmében $W_g > 2 W_k$, ahol W_g a gravitációs potenciális energia, W_k pedig az összes kinetikai energia (Marik, 1989).

Ha feltesszük, hogy a gömb alakú felhő homogén tömegeloszlású,

akkor $\frac{3}{5} G \frac{M^2}{R} > 3kT \frac{M}{\mu m_H}$. G az univerzális gravitációs állandó, k a Boltzmann-állandó, μ az átlagos molekulatömeg, m_H pedig a hidrogénatom tömege.

A kontrakció beindulásához szükséges tömeg: $M > M_{kr} = \frac{5kT}{G\mu m_H} R \approx$

$$6 \cdot 10^{12} \frac{T}{\mu} R \text{ [kg]}.$$

$$\text{Ebből } \rho > \rho_{kr} = \frac{3}{4\pi} \left(\frac{5k}{Gm_H} \right)^3 \left(\frac{T}{\mu} \right)^3 M^{-2} \approx 10^{-20} \left(\frac{T}{\mu} \right)^3 \left(\frac{M}{M_N} \right)^{-2} \text{ [g/cm}^3 \text{]}.$$

Tehát egy átlagos anyagfelhő ($R=5$ pc, $T=100$ K, $\mu=1$) $M > M_{kr} = 5 \cdot 10^3 M_N$, $\rho > \rho_{kr} = 4 \cdot 10^{-22} \text{ g/cm}^3$ esetén lesz gravitációsan instabil.

Részletesebb számítások mutatták, hogy az összesűrűsödő felhő kinetikai energiájának egy része a neutrális hidrogén ionizációjára fordítódik. A felhő hőmérséklete $5 \cdot 10^4$ K lesz, s innentől az összehúzódás jelentős ideig izoterm módon megy végbe. Véletlen sűrűségfluktuációk nem képesek a közönséges csillagközi anyagot ennyire összenyomni, ezért feltételeznek egy speciális folyamatot ami az összesűrűsödést előidézi. Több ilyen folyamat elképzelhető: pl. Lin-féle sűrűség hullám, a szupernóva robbanások alkalmával keletkező lökéshullámok, ionizációs frontok.

Létezik egy másik probléma is, mert nem ismerünk $10^2 M_N$ -nál nagyobb tömegű csillagokat, holott a kontrakció beindulásához több ezer naptömegnyi felhő szükséges. A felhőnek tehát az összehúzódás

szakaszában kisebb részekre kell szétesnie. Ha az eredeti felhő nem homogén, akkor elképzelhető, hogy a nagyobb sűrűségű helyek környezetében különálló góccok fejlődnek ki és ebből külön csillagok alakulnak ki (Marik, 1989).

Tehát a csillagközi anyag összetömörülését a gravitáció okozza. Ha azonban a molekulafelhők egyszerűen gravitációs kollapszusban lennének, és így kondenzálódnának csillagokká, e folyamatnak szabadesési időskálán kellene lezajlania. Eszerint a Tejúton fellelhető, összesen $\sim 5 \cdot 10^9 M_N$ tömegű molekulafelhőknek 10^5 év nagyságrendű idő alatt csillagokká kellene kondenzálniuk, ez pedig az észleltnél nagyságrendekkel nagyobb csillagképződési rátát jelentene. A felhőket tehát valamilyen tényező egyensúlyban tartja. Minden jel arra mutat, hogy a felhőket stabilizáló tényező a mágneses tér, amely csak jelentősen lassítani tudja a gravitációs kontrakciót, teljesen megfékezni nem. A viriál-tételből kapunk egy kritikus tömeget, mely 10^5 - $10^6 M_N$ -gel egyenlő és felette a mágneses tér nem tud stabilizálni.

A kritikus tömeg alatti szubkritikus felhőkben a csillagok ambipoláris diffúzióval keletkeznek. A mágneses erővonalak kijelölik a töltött részecskék útját, s ezek viszik magukkal a semlegeseket. Kialakulnak csomósodások, melyek egymástól függetlenek, nem együtt fejlődnek. Létrejönnek protocsillagok és nem túl nagy hatáskörrel képződnek kis tömegű csillagok is (Cserepes-Petrovay, 1993).

A kritikus tömeg feletti szuperkritikus felhőkben a mágneses tér már nem tud stabilizálni, ezért a felhő összehúzódik. Minthogy a felhő egyszerre húzódik össze, a sűrűség is egyszerre nő, a protocsillagok

egyszerre alakulnak ki és a csillagok egyszerre képződnek. A nagytömegű csillagok képződésének esélye itt nagyobb, s a felhő 40-50 %-ából csillag lesz.

Ahogy a magban a sűrűség nő, az ionizációs fok egyre rohamosabban csökken, a mágneses hatás egyre gyengül és szerepét fokozatosan a termikus nyomás veszi át, így a mag sűrűségeloszlása olyan lesz, hogy a hidrosztatikai egyensúly mindenütt fennálljon.

Amikor a centrális sűrűség elég magas lesz, az izotermális hidrosztatikus gömb instabillá válik és a mag kollabálni kezd. A kollapszus „ritkulási hullámként” belülről kifelé terjed a magban: egyre kintebb fekvő rétegek kezdenek befelé zuhanni. A felhőmag kollapszusa, vagyis a csillag képződése nemcsak magától (elsődlegesen) indulhat meg, hanem az adott felhőben korábban létrejött csillagok hatására (másodlagosan) is, ha a nagy sűrűséget a mag valamilyen külső hatásra éri el. A csillagkeletkezés tehát „ragályos”: ha egy felhőben megindult, nem áll le többé, sőt felhőről felhőre is terjedhet.

Izotermális kollapszus: Miután a felhőmag kollapszusa megkezdődött, kezdetben a gáz olyan ritka, hogy saját termikus sugárzása számára átlátszó, ezért sokkal nagyobb ütemben képes elsugározni a hőt, mint ahogyan az a kollapszusban felszabadul, hőmérséklete így állandó marad.

A kollapszus nem szabadesésszerű, hanem egyensúlyi állapotokon keresztül megy végbe. Az izotermális fázis addig tart, amíg a felhőmag közepén a sűrűség el nem éri a 10^{-13} g/cm³ körüli értéket.

Ekkor ez a tartomány optikailag vastaggá válik az infravörös tartományban. A felhő saját sugárzására nézve átlátszatlan lesz, s a sugárzás már nem tud eltávozni. A belső rész felmelegszik, nyomása megnő. Stabil, hidrosztatikus egyensúlyban lévő mag, protocsillag alakul ki, amelyre kívülről továbbra is anyag hullik be. Mindez a kollapszus kezdete után $\sim 10^4$ - 10^5 évvel zajlik le, s a protocsillag tömege $\sim 0.01 M_N$ lesz.

Akkreciós szakasz: A protocsillagra hulló anyag annak tömegét tovább növeli, a felszabaduló potenciális energia pedig most már növeli a hőmérsékletét és a fényességét. Az objektum azonban a sűrű gáz- és porburok miatt továbbra is láthatatlan az optikai hullámhosszokon, csak az infravörös tartományban figyelhető meg.

A protocsillag mindig forog és ebben a fázisban a behulló anyag nemzéró impulzusmomentumának következményeképpen a protocsillag körül akkréciós korong alakul ki. Ha a protosztelláris akkréciós korong tömege elég nagy, abból gravitációs kollapszussal újabb csillag képződhet, így a kettős és többszörös csillagok létrejötte a csillagképződést természetesen kísérő folyamat. Az akkréciós fázis $\sim 10^6$ évig tart.

Kontrakciós szakasz: Amikor a protocsillag belsejében a hőmérséklet eléri a deutérium-égéshez szükséges néhány millió kelvint, fontos változások következnek be. Ettől kezdve a kis- és nagytömegű csillagok fejlődése jelentősen eltér egymástól.

1. $M \leq 2M_N$

A kistömegű csillagok a ${}^2\text{D}$ -égés beindulásakor teljesen konvektívá válnak. Az erőteljes konvekcióval és gyors rotációval kapcsolatos plazmaáramlások a csillagban erős mágneses tereket keltenek, amelyek közvetítésével a csillag felső légköre erősen felfűtődik. A részecskék sebessége a légkörben meghaladja a szökési sebességet: a csillagból gázáram, ún. csillagszél indul ki. A csillagszél és a csillagfény sugárnyomása leállítja az akkréciót, a csillag nem nő tovább. Ezek után a csillagszél lassan szétfújja a csillagot övező vastag burkot is, így a csillag az optikai tartományban láthatóvá válik. Mindez kb. 10^5 év alatt zajlik le.

A fúzió beindulása, az akkréció megszűnése és a csillag láthatóvá válása lényegében egyidejű események, melyeket együttesen a csillag születésének tekinthetünk. A csillag azonban születése után még nincs egyensúlyban, ugyanis a ${}^2\text{D}$ -égés nem termel elég energiát. A csillag tehát lassan fejlődik a fősorozati (sugárzásegyensúlyi) állapot felé. A kontrakciós fázis 10^8 évig tart.

2. $M \geq 2 M_N$

A nagytömegű csillagok esetében a születés kevésbé markáns esemény, mivel a nagy akkréciós ráta miatt a csillagszél csak 10^6 év alatt képes leállítani az akkréciót és elfújni a burkot. A csillag nem válik teljesen konvektívá, a deutérium égése közben is húzódik össze. Eközben bent a hőmérséklet nő és beindul a H-He magfúzió, míg kívül a csillag még protocsillagnak tekinthető (Cserepes-Petrovay, 1993).

V. A csillagok fejlődése és a HRD

Egy-egy csillag fejlődésének nyomon követése nem lehetséges, a vizsgálatra csak az ad lehetőséget, hogy a csillagok nagy számában a fejlődés különböző fázisait figyelhetjük meg. A megfigyelt állapotokat a valószínű fejlődési sorrendbe állíthatjuk, a fejlődés menetét megállapíthatjuk (Kulin, 1947).

Már Zöllner elméleti megfontolások alapján állította, hogy az égitestek törvényszerű fejlődési sorozaton mennek keresztül. Szerinte a csillagok fejlődésének 5 fázisa van:

1. Izzó gázhalmazállapot időszaka
2. Izzó cseppfolyós halmazállapot
3. Hideg és nem fénylő felület kialakulása
4. Izzó belső massa kitörései
5. Teljes kihűlés (Herrmann, 1981).

Létezett olyan elképzelés is, mely szerint a csillag idővel lehűl, felületén a kéreg kezd átalakulni úgy, hogy a cseppfolyós izzó tömeg felületén salak képződik. Amikor ez a salak már elég nagy területet elfoglal, befolyásolja a csillag fényét is. Ha a lehűlés tovább tart, a salakból kéreg lesz, mely a csillagot teljesen körülveszi. Amikor a kéreg még izzik a csillag vörös színű (Polikeit, 1896).

Maury és Cannon a spektrumok osztályozása közben vették észre, hogy a spektrumok között a vonalak élessége tekintetében jelentős különbségek vannak. Felmerült bennük a gyanú, hogy az éles vonalú

spektrumokkal bíró csillagok esetleg más szerkezetűek vagy más fejlődési sorozat tagjai.

1905-ben a dán Ejnar Hertzsprung a csillagok abszolút fényességét vizsgálta. Rájött arra, hogy a színképtípus (azaz a felületi hőmérséklet) és az abszolút fényesség között összefüggés van. A színkép-fényesség diagrammot elkészítette a Pleiadok és a Hyadok nevű nyílthalmazok esetére és a G színképtípustól kezdődően két objektumcsoportra való felbomlást észlelt. Tehát az ugyanolyan felületi hőmérsékletű csillagok kétféle fényességűek lehetnek. Az egyik csoport tagjai nagy abszolút fényességgel rendelkeznek, a másikba tartozók pedig igen gyenge fényűek. A komoly különbségek okát kezdetben nem tudta megmondani, de meghonosodott az „óriások” és a „törpék” elnevezés (Herrmann, 1981).

Hertzsprungtól függetlenül az amerikai H. N. Russell 1910-ben szintén arra a következtetésre jutott, hogy a csillagok abszolút fényességei összefüggésben vannak spektráltípusaikkal. 1913-ban az összes ismert távolságú csillagra megalkotta a fényesség-színkép diagramot és megállapította, hogy a csillagok ebben a diagramban két ág mentén helyezkednek el. A főághoz tartoznak a törpe csillagok, míg a nagy abszolút fényességű vörös színű csillagok az óriásághoz. Ezt a diagramot ma Hertzsprung-Russell-diagramnak, röviden HRD-nek nevezzük és ez a csillagászat legfontosabb állapotdiagramja (Gazda-Marik, 1982). A HRD első változatát 1914-ben publikálták.

3. kép. Az elsőként publikált HRD (Cooper-Walker, 1994, 2.1 ábra)

Ekkor a vörös óriást a főághoz még nem csatlakozó fiatal csillagnak tartották, a vörös törpét pedig idősnek (Moore-Nicolson, 1992). Russell jött rá, hogy az óriások tömege nagyobb a többi csillagénál. Mivel a B típusú csillagok a tömege is átlagban nagyobb a többi gázgömbénél, összefüggést gyanított. Arra következtetett, hogy az óriások összehúzódással a B típusig elfejlődnek, a kisebb tömegűek viszont nem jutnak el idáig, mert előbb megfordulnak (Herrmann, 1981). Ez az elképzelés a későbbiekben tévesnek bizonyult, viszont a lényege, miszerint a fejlődési folyamat tömegfüggő, ma is helytálló.

Először Schwarzschild mutatott rá az 1950-es években arra, hogy a csillagok fejlődésük során mozognak a HRD-n és akkor kerülnek a főágra, amikor beindul bennük a 4H-He fúzió (Gazda-Marik, 1982). Ebben az időpontban a különböző tömegű csillagokat reprezentáló

pontok a HRD-n egy görbét rajzolnak ki, születési vonalnak (nullkorú főágnak) nevezünk.

4. kép Az 5 naptömegű csillag fejlődési útja
a HRD-n (Marik,1989, 4.65. ábra).

1-2 Azzal, hogy a csillag eléri a nullkorú főágát, befejeződik a kialakulása. A nagy nukleáris energiakészlet miatt a csillag hosszú ideig, egészen addig tartózkodik a főágon, amíg a centrális tartományban (ami az össztömeg 10 %-át teszi ki) el nem fogy a hidrogén. A tömeg-fényesség reláció miatt a nagyobb tömegűek luminozitása is nagyobb, ezért ők a főág felsőbb részein helyezkednek el, és ők azok is, akik először hagyják el azt. Tehát a főágon való tartózkodás ideje különböző tömegű csillagokra igen eltérő, de minden csillag élettartamának a zömét (kb. 3/4-ét) teszi ki.

2-3 Amikor a csillag magjában a hidrogén-koncentráció lecsökken, megindul a csillag „elfejlődése” a főágról. A magreakciók energiatermelése rohamosan gyengül, a mag sugárzásegyensúlya

megszűnik, elkezd összehúzódni, ami az egész csillag összehúzódását eredményezi. Az összehúzódás miatt a hőmérséklet emelkedik és a csillag balfelé tolódik a HRD-n.

3-4 A csillag továbbra is a 4H-He fúzióval termeli az energiát, de a hidrogén csökkenése miatt az energiatermelés a centrum körüli gömbhéjban történik. Ez a szubóriás állapot.

4-5 A magreakciók viszonylag vastag héjban játszódnak le, ami lassan mozog kifelé, míg a hidrogénszegény mag egyre nagyobb területet foglal el

5 A mag tömege az egész 10 %-a. A nagy hidrosztatikai nyomás miatt a csillag magja gyorsan összehúzódik, ezáltal felmelegszik. Az energiát termelő héj vastagsága ugyanakkor csökken. .

5-6 A héj vastagságának csökkenése miatt a csillag luminozitása csökken, megindul a csillag külső részeinek tágulása. A 6. pont előtt a fizikai állapotok olyanok, hogy a csillag burkának jelentős részében az energiáttranszport konvektív formája dominál, ami lehetővé teszi, hogy a csillag belsejében tárolt energia gyorsabban eltávozzék, így a csillag sugara jelentősen megnő (Marik, 1989). A főszorozati és a vörös óriás állapot közötti átmeneti fázisban tartózkodó csillagok alkotják a szubóriás ágat (SB). Az egyre gyorsuló átfejlődés során a nagytömegű csillagokra aránylag hosszú szakaszon a csillagok csak aránylag rövid időt töltenek, ezért a nem túl öreg halmazokban az SB és a vörös óriáság (RGB) közötti összekötő szakaszon igen kevés csillag található. Ez a szakasz a Hertzsprung-űr.

5. kép A különböző tömegű csillagok főág utáni fejlődése (Marik, 1989, 4.67. ábra)

6-7 A szakaszt alkotó csillagok a HRD óriáságát (GB) képezik. Bennük az energiát H-égető héj termeli, amely egy He-magot vesz körül. A csillag annyira összezsugorodik, hogy a benne megnövekedett hőmérséklet eléri a hélium begyulladásához szükséges értéket. A 3He-C atommagreakció a 7. pontban hirtelen indul be.

A 2 naptömegnél kisebb tömegű csillagokban vörös óriás állapotban a He-mag elfajulttá válik és a 3α -reakció az elfajult magban indul be. A reakció megszalad és a hőmérséklet hirtelen addig nő, míg az elfajulás megszűnik. Ezt a kívülről gyakorlatilag nem érzékelhető jelenséget, amelynek azonban a csillag szerkezetének módosításában jelentős szerepe lehet, héliummag-villámnak nevezzük. A $0.5 M_N$ alatti

csillagok centrális hőmérséklete soha nem lesz elég magas a He begyulladásához.

7-10 A csillagban ettől kezdve két energiaforrás van jelen: egy He-égető mag és kijebb egy H-égető héj. A csillag e fázisban valamelyest szintén összehúzódik, sárga vagy fehér óriás lesz belőle.

11- Amikor a magban a hélium kimerül, a C-mag körül egy héjban folytatódik a 3α -folyamat. Ekkor a csillagban két héjforrás termeli az energiát: kijebb egy H-, beljebb egy He-égető héj. A csillag a HRD-n eljut az aszimptotikus óriáságra (AGB). Számítások szerint ahogyan a héjak kifelé haladnak a csillag anyagában, egyre jobban elvékonyodnak. Ilyen körülmények között a fúzió nem egyenletesen zajlik, hanem a héliumégető héj időközönként termikusan megszalad. Ezt a héliummag-villámhoz hasonló jelenséget héliumhéj-villámnak nevezzük. Az ezt követő belső átrendeződés a magvillámnál hatékonyabban is összekeverheti a csillag anyagát. Kívülről nézve a csillag ilyenkor az AGB-ről átmenetileg, néhány tízezer évre balra letér. Ez a termális pulzus a héjvillámmal együtt többször is megismétlődhet (Cserepes-Petrovay, 1993).

VI. A csillagok halála

Az előző fejezetben a csillagfejlődés ismertetésekor eljutottunk a kettős héjégésig, amikor a csillag külső részeiben a H-, beljebb pedig a He-égés termelt energiát. A He-égés utáni szakaszra nincs teljesen megbízható modell, mindenesetre az világos, hogy éles különbség van a naptömegnyi és az annál nehezebb csillagok öregkora között (Marik, 1989).

A csillagfejlődés utolsó stádiumában esetleg megvalósuló anyagállapotokkal az 1930-as években az indiai Subrahmanyan Chandrasekhar foglalkozott. Minthogy azoknak az atommagreakcióknak a begyűjtéséhez, amelyek során egyre nehezebb elemek képződnek egyre nagyobb hőmérséklet szükséges, önként adódott a kérdés, hogy a csillagok anyaga milyen mértékig nyomható össze és hogyan viselkedik az egyre sűrűbb anyag. Az atomok elektronburkai összeroskadhatnak, és az elektronok az atommagtól elválasztott elektrongázt alkothatnak. Chandrasekhar számításai során azt kapta, hogy egy csillag akkor lehet teljesen elfajult gázállapotban, ha a tömege kisebb $1.44 M_N$ -nál (Herrmann, 1981).

a, Kistömegű csillagok öregkora

A $6(\pm 2)$ naptömegnél kisebb tömegű csillagok magjában a hőmérséklet soha nem lesz elég magas a szén begyulladásához, a csillag energiaforrás nélkül marad. Mielőtt elpusztulna, az AGB fázis

végén néhány évszázad vagy évezred alatt leveti külső rétegeit, a mag hőmérséklete lecsökken, s a csillag maradványa lassan hűl. Mivel a ledobás hamar lezajlik, ez idő alatt a csillag luminozitása nem változik lényegesen, viszont a sugara lecsökken, így a HRD-n vízszintesen balra mozdul el. A forró, fényes csillagcsomok még a fősorozattól is balra kerül, ezért forró szubtörpének is nevezik. Ha a maradvány hőmérséklete még a levetett burok szétesése előtt eléri a $3 \cdot 10^4$ K-t, a burok a ledobott gázanyagát világításra gerjeszti. Az ilyen kompakt, sűrű, magas gerjesztésű világító ködök a planetáris ködök, melyek tágulnak és néhány száz 10^4 évig maradnak láthatóak.

A csillag maradványa lassan tovább hűl, közben a benne folyó magreakciók szinte teljes anyagát szénre és oxigénre alakítják. A már elfajult C-O mag tehát nő, a csillag sugara pedig csökken. Végül az egész csillag elfajult állapotba jut és gyakorlatilag megszűnik a nukleáris égés. A csillag fehér törpévé válik (Cserepes-Petrovay, 1993).

Először Bessel jósolta meg a fehér törpék létezését a Szíriusz sajátmozgásából. Ezt a kísérőt 1862-ben A. Clark találta meg. A fehér törpék mérete a Földéhez hasonló, míg tömege és fényessége a csillagokra jellemző érték.

A fehér törpe már nem zsugorodik tovább, a hűlés viszont folytatódik. A csillag a HRD-n évmilliárdok során jobbra lefelé vándorol, végül elveszti saját fényét és kihűlt fekete törpe lesz belőle. A sztellárstatisztikai vizsgálatok szerint azonban a Tejútban ma még a legöregebb fehér törpék sem érték el ezt a stádiumot.

b, Közepes tömegű csillagok

Ha az AGB fázis végén a csillag tömege még mindig nagyobb 3 naptömegnél, a magban begyulladhat a szén. $M_{\text{ZAMS}} < 8 M_{\text{N}}$ (M_{ZAMS} a csillag tömege a fősorozatra kerüléskor) esetén a szénmag elfajult, ezért ilyenkor a héliummag-villámhoz hasonló, de sokkal hevesebb jelenség lép fel, és talán az egész csillag szupernóvaként felrobban. Kérdéses azonban, hogy léteznek-e ilyen fejlődési utat bejáró csillagok. A tömegvesztés mértéke az óriásállapotban ugyan még kevésbé ismert, de lehetséges, hogy még a 8 naptömegű csillagok is annyi tömeget veszítenek, hogy az AGB stádium végén a szén nem gyullad be bennük. Az észlelt szupernóva-gyakorisággal akkor kapunk egyezést, ha az utóbbi teljesülését tesszük fel (Cserepes-Petrovay, 1993).

c, Nagytömegű csillagok

A kb. 8 naptömegű csillagok legfeljebb néhány tízmillió évig élnek. A kettős héjégés végén a szénmagban beindul a szénégés, majd további reakciók. A csillag rövid idő alatt teljesen feléli nukleáris energiáját, magjában főként vas marad vissza. A vas és a nála nagyobb rendszámú elemek fúzióval már nem termelnek energiát, így a sugárnyomás már nem képes egyensúlyt tartani a gravitációs erővel. A csillag gyorsan kontrahálni kezd, s az összehúzódás a Chandrasekhar-határ túllépése miatt nem áll meg a fehér törpe állapotnál. Az elfajult gáz energiája olyan nagy lesz, hogy az

elektronok és a protonok neutronokká egyesülnek. A neutrongázt a gravitációs erő tovább húzza össze. Az elektronok befogásával a csillag egyensúlya felbomlik, hirtelen kollapszus következik be. Az összeomlás igen gyorsan zajlik, közben a neutronok Fermi-energiája és nyomása gyorsan növekedni kezd. Hatalmas centrális nyomás keletkezik, ami megállítja a kollapszust és egy kifelé terjedő lökéshullámot indít el. A lökésfrontban nagy energiájú neutrínók keletkeznek, melyek energiájuk jelentős részét a csillag külső burkaiban adják le. A burok hőmérséklete megnő, nagy nagy mennyiségű hőenergia szabadul fel, s újabb lökéshullám alakul ki, ami fénysebességet megközelítő sebességgel leszakítja a burkot a magról. Ez a szupernóva robbanás. A robbanó csillag luminozitása megközelíti az egész galaxisét (Marik, 1989).

Az összeomlás előtti fejlődés részletei erősen függenek a csillag tömegétől. A 8-10 naptömegű csillagokban a kollapszus már az oxigénégés során bekövetkezik. 10-20 naptömeg között mind a hat égési fázis sorra kerül. 20 naptömeg felett az égési fázisok már összefolynak, egyesek ki is maradnak.

Az összeomlás után nagy sebességgel táguló gázfelhő és egy neutroncsillag marad vissza. A neutroncsillag örökölvén a mag kezdeti impulzus- és mágneses momentumát, igen gyorsan forog ($P \sim 0.1$ s) és rendkívül erős mágneses tere ($B \sim 10^8$ T) van. Felszíne kezdetben forró és a lágy röntgentartományban a burok elvékonyodása után közvetlenül észlelhető, ezt követően lassan kihűl (Cserepes-Petrovay, 1993).

A neutroncsillagok lehetséges tömegének is van azonban felső határa, amit ha túllépnek, feltartóztatlan gravitációs kollapszus következik be. A 20-30 naptömeg közötti ZAMS-tömegű csillagokból fekete lyukak keletkeznek.

A fekete lyukak gravitációs tere olyan erős, hogy sem fény, sem másmilyen információ nem tudja elhagyni őket. Létüket először Laplace jósolta meg 1789-ben. A fizikailag megalapozottabb sejtést Einstein adta meg relativitáselméletével, valamint Schwarzschild az arra épülő 1916-os számításaival. 1939-ben Oppenheimer és Volkoff feltételezték, hogy a csillagok belsejében korlátlan gravitációs összehúzódás mehet végbe.

A fekete lyukak modelljét a gravitációs egyenletekből Kerr állította fel 1962-ben. 1972-ben kimutatták kvantumozott sugárzásukat, definíciójukat pedig 1977-ben adta meg Tipler. Hawkings vizsgálatai már azt mutatják, hogy igen hosszú idő alatt a fekete lyukak is elbomlanak (Gazda-Marik, 1982).

VII. Változócsillagok

Azokat a csillagokat tekintjük változóknak, melyeknek emberi időskálán mérhető időtartam alatt változik meg valamely megfigyelhető tulajdonsága (fényesség, mágneses tér, színeképvonal profil). A fényességváltozás nemcsak optikai lehet, hanem az elektromágneses hullámhossztartomány tetszőleges intervallumába is eshet. A változás ideje a másodperc törtrésztől évtizedekig terjedhet. A szabályos időközönként ismétlődő, periodikus változástól a szabálytalanig mindenféle változás előfordul (Marik, 1989, Cooper-Walker, 1994).

Már néhány évszázada tudják, hogy az állócsillagok némelyike változtatja fényét, sőt Hipparkhosz már i.e. 134-ben észlelt egy új csillagot, melynek fényessége néhány hét alatt növekedett, majd lassan csökkent (Todd, 1901). A változás okára azonban még csak elképzelések voltak. A fényváltozás magyarázata lehet, hogy

- a csillagoknak csak az egyik oldala vagy még ennél is kisebb része világít, s attól függően látjuk fényesebbnek vagy halványabbnak, hogy melyik része fordul felénk.
- egy nagy bolygó kering körülötte, melynek pályája éppen közénk és a csillag közé esik és eltakarja a csillagot.
- a csillag felületén vagy fénykörén változások történnek (Molnár, 1865).

Régebben a változócsillagokat két nagy csoportra osztották: fizikai és geometriai. Ez a felosztás mára elavult (pl. egy foltos csillag hova tartozna?).

a, Pulzáló változók

A pulzáló változócsillagok esetében létrejövő változások periodikusak a csillag légkörének ritmikus tágulása és összehúzódása következtében. Csak meghatározott állapotú csillagoknál marad fenn hosszú ideig, ezért a HRD-n jól körülhatárolható helyen fordulnak elő. A legtöbb az ún. instabilitási sávban található.

6.kép Pulzáló változócsillagok a HRD-n

(Marik, 1989, 4.81. ábra)

A pulzáció lehet radiális és nemradiális. A radiális esetben a csillag mindig gömb alakú marad, míg a nemradiális pulzáció során felszínének szomszédos tartományai nem azonos fázisban mozognak.

Klasszikus cepheidák: A δ Cepheid már 1785-ben észlelték, a radiális sebességváltozása miatt azonban sokáig spektroszkópai kettősnek vélték. Az elvégzett pályaszámítások viszont megmutatták, hogy ez nem lehetséges (Menzel, 1980). A radiális sebesség változására Shapley és Eddington dolgozta ki a pulzációs elméletet. A csillag tehát a fényváltozás periódusával kitágul és összehúzódik. Ez a lüktetés akkor állhat be, ha az egyensúlyi állapotot valami megzavarja, a zavar oka pedig az energiatermelésben bekövetkező változás lehet (Wodetzky, 1938). A csillag fényességváltozásával együtt színképtípusa is változik. 1912-ben Henrietta Leavitt vizsgálataiból derült ki, hogy a hosszabb periódusúak fényesebbek a rövidebbeknél, periódus-fényesség reláció áll fenn (Menzel, 1980). Shapley jött rá arra, hogy ez az összefüggés más cefeidára is érvényes (Wodetzky, 1947). Ez az érvényesség azon alapul, hogy a szabad rezgést végző test rezgésideje és átlagos sűrűsége között szigorú összefüggés áll fenn. A klasszikus cefeidák I. populációs, rendkívül állandó fénygörbéjű szuperóriás változócsillagok. A pulzáció periódusa stabil, de néhány évtized alatt 10^{-5} relatív periódusváltozás gyakran bekövetkezik, ami a csillag szerkezetének módosulására vezethető vissza.

II. populációs: cefeidák magasabb galaktikus szélességeken helyezkednek el, periódusuk kevésbé stabil. A BL Herculis az AGB-re fejlődik, a W Virginis szintén az AGB-n található és termális impulzus hatására a magasabb hőmérséklet felé hurkot ír le, így kerül az instabilitási sávba.

RR Lyrae típusúak: Gömbhalmazokban nagy számban előforduló I.populációs csillagok. Periódusuk másfél napnál rövidebb. A horizontális ágon találhatóak, ahol azt az instabilitási sáv metszi (Marik, 1989).

1911-ben Blazskó, orosz csillagász vette észre, hogy egyes RR Lyrae típusú változók fényváltozásuk periódusát és amplitúdóját is szabályosan változtatják. Ez a jelenség a Blazskó-effektus. Az 1930-as években Detre László kezdte meg az e jelenséget mutató csillagok megfigyelését, ezzel ez a téma lett a budapesti Konkoly Obszervatórium legfontosabb kutatási témája. Detre munkatársával, Balázs Júliával tucatnyi Blazskó-effektust is mutató RR Lyrae csillagot fedezett fel. Azt is kimutatta, hogy néhány csillag Blazskó-effektusának periódusa is változik és bebizonyította, hogy ezt a változást a csillag naptevékenységhez hasonló mágneses ciklusa okozza (Gazda-Marik, 1982).

δ Scuti: I.populációs fősorozati vagy afelett elhelyezkedő csillagok. Csekély amplitúdójú fényváltozást mutatnak 1-2 órás periódussal. Fénygörbéjük alakja és amplitúdója is változik.

RV Tauri: Ebbe a típusba tartozó csillagok olyan szuperóriások, melyek pulzációja nem teljesen szabályos, s az egymást követő fényességmaximumai nem egyforma mélyek (Marik, 1989).

Mira: Ez a leggyakoribb változócsillag-típus. 1596-ban Fabricius figyelt fel a Mira Ceti-re (Scheiner, 1916). A mira típusú csillagok II.populációs vörös óriások, melyek periódusa 80-1000 nap is lehet. Fényváltozásuk amplitúdója 2.5 és 6 magnitúdó között van.

Félig szabályos változócsillagok: Olyan óriás, szuperóriás csillagok, melyek változó fénygörbéje csak többé-kevésbé periodikus, nem olyan szabályos, mint a Miráké. Az instabilitációs sávtól jobbra helyezkednek el. Ide tartozik az Antares, Betelgeuze.

ZZ Ceti: Pulzáló fehér törpék. Jóval a fősorozat alatt találhatóak, periódusidejük 200-1200 s.

β Cephei: Periódusuk 3-6 óra. A minimumnál ezek rendelkeznek a legnagyobb fényességgel. A fősorozatról éppen elfejlődtek, az instabilitási sávtól távol helyezkednek el (Marik, 1989).

b, Eruptív változócsillagok

Az eruptív változócsillagoknál megfigyelhető jelenségeket a csillagok kromoszférájában és koronájában lezajló heves folyamatok és kitörések okozzák. A fényességváltozás általában együtt jár a csillag felszínéről történő anyagkiáramlással. A változások szabálytalanok, általában fiatal csillagokra jellemzőek. Tetszőleges színképtípusú csillagoknál előfordulhat, és az irreguláris fényváltozás gyors és lassú is lehet.

T Tauri: F-M színképtípusú fiatal csillagok, melyek még nem érték el a fősorozatot.

Flercsillagok: K-M típusú emissziós törpecsillagok. A flerjelenség rövid idő alatt lezajló kitörés, amely 6 magnitúdó is lehet. Néhány másodperc alatt zajlik le, az elhalványodás viszont sokkal lassabb. A kitörések véletlenszerűen következnek be, 10^6 - 10^9 éves csillagoknál.

R Coronae Borealis: Szuperóriás B-K típusú csillagok, melyeket főleg He és C alkot. Leggyakrabban maximális fényesség állapotában vannak, amit hirtelen fényességcsökkenés szakít meg. A fénycsökkenés 6-7 magnitúdó mély és hónapokig, sőt évekig is eltarthat. Normális állapotba lassan tér vissza. Periodicitás vagy állandó amplitúdó nem állapítható meg. A minimumot a csillag fotoszféráját eltakaró grafitfelhő okozza, a felhők anyagának utánpótlását a csillagról nagy sebességgel kiáramló gáz biztosítja.

7. kép Eruptív és kataklizmikus változó-csillagok
a HRD-n (Marik, 1989, 4.83. ábra)

c, Kataklizmikus változócsillagok

A kitörés során felszabaduló energia megváltoztathatja a csillag szerkezetét is. A kitörés a csillag felületi rétegeiben (nóva) vagy a belsejében (szupernóva) hirtelen lezajló termonukleáris folyamatok következtében jön létre. A Földről nézve ilyenkor néhány perc

leforgása alatt egy új csillag tűnik fel az égbolton. A jelenség innen kapta a nóva nevet, ez a szó ugyanis latinul újat jelent.

Szupernóva: A legnagyobb méretű robbanás, melynek során a csillag fényessége elérheti a galaxis fényességét. Amplitúdója minimum 20 magnitúdó (Marik, 1989).

A történelem eddig négy nevezetes szupernóvát jegyzett fel. 1054-ben kínai csillagászok fedeztek fel egy ilyen új csillagot, aminek a maradványa a Rák-köd. A másodikat 1562-ben látta meg Tycho de Brache, míg a harmadik szupernóvát Kepler írta le 1604-ben (Simonyi, 1986). Különösen fontos eredményekre vezetett a Nagy Magellán Felhőben (LMC) 1987-ben felfedezett szupernóva folyamatos megfigyelése.

1919-ben a svéd Lundmark dolgozott ki hipotézist, mely szerint a közönséges nóvák mellett nagy ritkán a galaktikában fellobbannak olyan csillagok is, melyek tízezerszeresen felülmúlják a nóvák fényességét. A jelenséget 1934-ben Zwicky és Baade nevezte el szupernóvának (Sklovszkij, 1981). Rendszeres kutatásukat csak 1936-ban Zwicky kezdte meg, s 1941-ig 19 szupernóvát fedezett fel. Hazánkban Lovas Miklós foglalkozott a szupernóvákkal, ő két tucatnyi robbanást figyelt meg (Gazda-Marik, 1982).

Először azt hitték, hogy új csillagok bukkannak fel az égen. Később kimutatták, hogy ezek a csillagok nem újak, hanem korábban igen halványak, melyek újra felélednek. Próbálták megmagyarázni a jelenséget. Úgy vélték, hogy az egyik lehetséges ok az, hogy ha a kialvó csillag ködbe kerül, meggyullad és rövid időre izzóvá teszi a

környezetét. Olyan magyarázatot is találtak, hogy a csillag mozgása folytán más csillagok szomszédságába kerül, ekkor a dagályhatás megrepeszti és magma tör ki (Cholnoky-Kövesligethy, 1906).

Mai ismereteink alapján már két típusú szupernóva robbanást különböztetünk meg.

II. típusú szupernóva robbanás: A 8 naptömeegnél nagyobb tömegű csillagok fejlődésének végső fázisában jön létre. A spirális galaxisok karjaiban elhelyezkedő fiatal csillag légköre ledobódik, maga a csillag neutroncsillagává válik, ami egy ideig esetleg pulzárként is megfigyelhető (Marik, 1989).

I. típusú szupernóva robbanás kisebb tömegű csillagoknál következik be. Ez a jelenség a II. típusúaknál is fényesebb. Az ilyen robbanást produkáló csillagok kettőscsillagok. A szoros kettőst egy fehér törpe és egy főszorozati vagy szubóriás csillag alkotja. A fehér törpére anyag áramlik a másik csillagról, ezért a tömege folytonosan nő, de mielőtt a Chandrasekhar-határt elérné egy olyan instabilitás lép fel, amely a csillag pusztulásához vezet. Az instabilitás oka az, hogy az elfajult C-O mag összehúzódása során begyullad a szén, a fellépő szénvillám pedig lökéshullámot indít el, amely maradvány nélkül szétveti a csillagot.

Nóvakitörés szintén kettőscsillagoknál fordul elő. Ebben az esetben is anyag áramlik át a fehér törpére. Ha az átáramlott anyag tömege a kritikus értéknél kisebb, a hidrogén nem ég el azonnal, hanem egyre vastagodó burkot képez a csillag felszínén.

8.kép Az anyag átáramlása a fehér törpe körüli befogási
korongba (Cooper-Walker, 1994, 8.3. ábra)

A felhalmozott anyag hőmérséklete megnő, megindul a H-He fúzió, ami a burok állapota miatt termonukleáris megszaladáshoz vezet. A hirtelen energiafelszabadulás lökeshullámot indít el, amely leveti a fehér törpén kialakult burkot. A nóva abszolút fényessége elérheti a -8 magnitúdót (Cserepes-Petrovay, 1993).

A törpenóvát gyakori kitörés jellemzi. Fényessége az idő nagy részében minimális, majd 2-6 magnitúdóval változik. A nemperiódikus kitörés oka az, hogy a fehér törpére az anyag nem egyenletesen, hanem „löketekben” érkezik.

A szimbiotikus csillagok esetében a hideg komponens az óriáscsillag. Szabálytalan fényességváltozás jellemzi, s a 3 magnitúdónyi kitörés a vörös óriás instabilitásából ered.

d, Foltos csillagok

Ha a forgástengely nem párhuzamos a látóiránnyal, illetve a foltok nem egyenletesen borítják, a csillag a tengelyforgás miatt változó fényességű.

Ellipszoidális: Szoros kettős rendszer, melyben a közelség jelentősen deformálja a csillagok alakját, s a pályaelhajlás miatt nem alakul ki fedés. A csillagok az erős ár-apály hatás miatt ellipszoid alakúak lesznek, s a megfigyelő változó nagyságú felületet lát. A fényváltozási ciklus megegyezik a tengelyforgási periódussal.

BY Draconis típusú változócsillagokat K és M színképtípusú törpék alkotják. A változás kváziperiodikus és maximum 0.5 nagyságú. A foltjaik mérete, helyzete, fényessége egyaránt változik.

RS Canum Venaticorum két szubóriás komponens alkotja, s erős kromoszférikus aktivitás jellemzi.

Az FK Comae gyorsan forgó magányos óriás, amely eredetileg W UMa típusú kettős lehetett, de a másik komponens behullott. Ennek következtében forgása felgyorsult, mágneses tere megerősödött és így aktivitási jelenségek lépnek fel.

e, Pulzárok

Igen gyorsan forgó, rendkívül erős mágneses térrel rendelkező neutroncsillagok, melyek mágneses és forgástengelye szöget zár be. Pulzálási periódusa azonos a forgási periódussal.

1967-ben Jocelyn Bell rádiócsillagásznő kozmikus rádióforrások villanásait vizsgálta, amikor olyan objektumot talált, amely 1.34 s-os időközönként impulzusokat bocsátott ki. Szisztematikus kutatásokba

kezdték és még több hasonló égitestet találtak. Először azt feltételezték, hogy pulzáló fehér törpékről van szó. Pulzároknak nevezték el őket, de egy pulzárt sem tudtak egy fehér törpével azonosítani (Marik, 1989).

1968-ban Gold a pulzárokat nagy mágneses térrel rendelkező, szupersűrűségű neutroncsillagokkal azonosította. Az első matematikailag is részletesen kidolgozott pulzármodellt szintén abban az évben Paccini alkotta meg (Gazda-Marik, 1982).

Mivel a neutroncsillag sűrűségre való összehúzódásnál igen rövid idő alatt rendkívül nagy mennyiségű gravitációs energia szabadul fel, a pulzárokat szupernóvarobbnások maradványai helyén keresték. A Rák-ködben a szupernóva helyén olyan objektumot találtak, amely 0.33 s periódusidővel impulzusokat sugárzott ki. A központi csillagot spektruma alapján Rudolf Minkovski és Walter Baade azonosította (Herrmann, 1981).

e, Fedési változók

Ha egy szoros kettőscsillag pályaelhajlása közel 90° , azaz a pályasík úgy helyezkedik el a térben, hogy mi benne vagyunk a pályasíkban (vagy ahhoz elég közel), akkor a komponensek a keringés során kölcsönösen eltakarják egymást. Ez az eset akár 60 %-os pályaelhajlásnál is bekövetkezhet (Herrmann, 1992).

9. kép Fedési változók (Cooper-Walker, 1994, 7.3. ábra)

Algol (β Persei) típus: Olyan kettős, mely egy nagy halvány és egy kis fényes, közel gömb alakú csillagból áll. 1667-ben Montari figyelte meg, $P \sim 2-3$ nap.

β Lyrae: Komponensei közel vannak egymáshoz, így látszó felületük ellipszoid alakúvá változik, nagytengelyük egymás felé fordul. $P > 1$ nap

W Ursae Majoris: Két komponense majdnem teljesen egyforma, összeérnek (kontakt a rendszer), a két minimum közel egyforma mély.

Összefoglalás

Szakedolgozatomban nem törekedtem az asztrofizika teljes, részletes leírására, hiszen az a dolgozat terjedelmének többszörösét is kitöltené. A változócsillagokról például egy külön könyvet lehetne írni, de a fényességmérő ill. spektroszkópai eszközök is egy külön témát szolgáltathatnak. Céлом az volt, hogy megmutassam, hogyan is fejlődött ki a modern asztrofizika. Leírtam a régi helyes vagy éppen helytelen elképzeléseket és a mai ismereteket a minket körülvevő csillagokról. Láthattuk például, régen még úgy vélték, hogy a Nap és a csillagok nem mások mint izzó kőtömegek, ma viszont már tudjuk, hogy gázgömbök és azt is, milyen elemek építik fel, sőt azokat a folyamatokat is ismerjük, melyek során ezek az elemek kialakultak. Ezekhez az ismeretekhez az asztrofizika 1860-as évekbeli kialakulása óta jutottunk, de a tudományág az űrszondák, műholdak segítségével ma is nagy fejlődésen megy keresztül.

Az asztrofizika gyakorlati jelentősége nagy, mert az anyag némelyik égitesten olyan fizikai feltételek között van, amelyek földi, fizikai laboratóriumokban nem állíthatók elő. A gyakorlati jelentőség másrészt még abból áll, hogy a legtöbb égitest távolságát nem lehet pozíciós asztrometriai mérések útján meghatározni, hanem az égitestek különböző fizikai tulajdonságaiból következtethetünk távolságukra. Térbeli elhelyezkedésük mellett mozgásuk is összefügg egyéb jellemzőikkel.

A csillagos eget, a csillagokat mindenki minden este (kivéve, amikor felhők takarják el) látja. Vannak, akik rendszeresen fürkészik, mások pedig csak felpillantanak rájuk, de nem foglalkoztatja őket. Ha máskor nem, egy különleges jelenség, pl. egy üstökös megjelenése esetén a tömegtájékoztatásnak köszönhetően a legtöbb ember figyelme az égboltra irányul. A csillagok ugyanúgy hozzátartoznak hétköznapjainkhoz, mint például a mechanikai vagy elektromos jelenségek. Minthogy a mindennapok részei, róluk sem elég annyit tudni, hogy léteznek. Felmerülnek a kérdések, hogyan is alakultak ki, hogyan halnak meg? Miért világítanak? Ezekre a kérdésekre válaszol a dolgozatom. A történeti áttekintésből pedig látható, milyen gondolatai voltak a 19. sz-i és a 20. sz. elején élő tudósoknak. A mai ismereteinknek ellentmondó vagy az ismereteink alapjait képező régi vélekedések is felkelthetik az érdeklődést, motiváló szerepet tölthetnek be. Tehát ugyanúgy, mint minden más természettudománynál, a csillagászat, ezen belül az asztrofizika esetében is fontosak a történeti vonatkozások. Amellett, hogy színesíti a tananyagot, a tudomány fejlődéséről kapott kép hasznos tanulságokkal is jár.

Irodalomjegyzék

Cholnoky Jenő-Kövesligethy Radó: 1906, A műveltség könyvtára 3., Athenaeum

Cooper W.A.-Walker E.N.: 1994, Csillagok távcsővégen, Gondolat

Cserepes László - Petrovay Kristóf: 1993, Kozmikus fizika, ELTE jegyzet

Csikainé Buczkó Margit: 1985, Radioaktivitás és atommagfizika, Tankönyvkiadó

Eddington, Arthur: 1934, A természettudomány új útjai, Franklin

Flammarion, Camille: 1898, A csillagok világa, Vass József

ifj. Gazda István - Marik Miklós: 1982, Csillagásztörténeti ABC, Tankönyvkiadó

Heckmann, Otto: 1983, Csillagok, kozmosz, világmodellek, Gondolat

Herrmann, Joachim: 1992, Csillagászat, Springer Hungarica

Herrmann, Dieter B.: 1981, Az égbolt felfedezői, Gondolat

Kelényi B. Ottó: 1930, A magyar csillagászat története, Steephaneum

Kulin György: 1947, A csillagászat problémái, a szerző

Marik Miklós (szerk.): 1989, Csillagászat, Akadémiai Kiadó

Menzel, Donald: 1980, Csillagászat, Gondolat

Molnár József: 1865, Népszerű csillagászat, Lyceum

Moore, Patrick - Nicolson, Jan: 1992, A világűr titkai, Helikon

Polikeit Károly: 1896, Asztronómia, Stampfel Károly

Scheiner János: 1916, Népszerű asztrofizika, Kir. Magyar Természttudományi Társulat

Simonyi Károly: 1986, A fizika kultúrtörténete, Gondolat

Sklovszkij, Joszif Sz.: 1981, Csillagok, Gondolat

Todd, David P.: 1901, Népszerű csillagászat, Kir. Magy.
Természettudományi Társulat

Whitney, Charles: 1978, A Tejútrendszer felfedezése, Gondolat

Wodetzky József: 1947, A csillagok és a mindenség, Egyetemi
Nyomda

Wodetzky József (szerk.): 1938, A természet világa I., Kir. Magyar
Természettudományi Társulat