

SZEGEDI TUDOMÁNYEGYETEM
TERMÉSZETTUDOMÁNYI ÉS INFORMATIKAI KAR
OPTIKAI ÉS KVANTUMELEKTRONIKAI TANSZÉK
FIZIKA SZAK

SZAKDOLGOZAT

Az extragalaktikus távolságlétra

Takáts Katalin

Témavezető: Dr. Vinkó József, egyetemi docens

2008.

Tartalmi összefoglaló

A dolgozatom témája a csillagászat egyik legalapvető problémája, a távolságmérés, illetve a csillagászati távolságskála felépítése. Ismertetem a legfontosabb módszereket, melyek rendelkezésünkre állnak, illetve azt, hogyan épülnek ezek egymásra.

Dolgozatom végén egy, a középiskolások számára is megoldható példákból álló feladatsort is készítettem, mely segítségével a módszerek, illetve a távolságlétra felépítése könnyebben, szemléletesebben megmutatható.

Tartalomjegyzék

1. Bevezetés	3
2. A távolságlétra alapjai	4
3. Csillaghalmazok távolsága	6
3.1. Nyílthalmazok	6
3.1.1. Fősorozat illesztés	6
3.2. Gömbthalmazok	8
3.2.1. A gömbthalmazok luminozításfüggvénye	9
4. Távolságmérés egyedi objektumok alapján	9
4.1. Pulzáló változócsillagok	9
4.1.1. Cefeidák	10
4.1.2. RR Lyrae	11
4.1.3. Baade-Wesselink analízis	11
4.2. Planetáris ködök luminozításfüggvénye	12
5. Extragalaxisok távolsága	13
5.1. Tully-Fisher reláció	14
5.2. Faber-Jackson reláció	16
5.3. Felületi fényesség fluktuáció	16
6. Szupernóvák	17
6.1. Ia típusú szupernóvák	17
6.2. II-es típusú szupernóvák	18
7. Galaxishalmazok távolsága	19
8. Hubble-törvény	20
9. Kozmikus távolságlétra - feladatsor	20
10. Összefoglalás	23
Köszönetnyilvánítás	24
Hivatkozások	26

1. Bevezetés

A magyar közoktatásban az utóbbi években végbement változások a természettudományos tárgyak, köztük a fizika tanítását rendkívül hátrányosan érintették. A folyamatos óraszámcsökkentések mellett a követelt anyag mennyisége nem csökkent, ami maga után vonja az oktatás minőségének romlását. Pedig a 21. században a természettudományos ismeretek egyre elengedhetelenebbé válnak a világban való eligazodáshoz. Mint ahogy a kerettantervben is megfogalmazták, fontos, hogy az ember „értse a szellemi fejlettségének megfelelő szintű természettudományi ismeretterjesztő kiadványok, műsorok információit, tudja összevetni a tanultakkal. Tudja megkülönböztetni a médiában előforduló szenzációhajhász, megalapozatlan „híradásokat” a tudományos értékű információktól.”¹ Márpedig ilyen „szenzációhajhász” hírből nem kevés fordul elő.

A fizikán belül a csillagászat helyzete eddig sem volt túl kedvező. Ez a témakör a fizikakönyvekben a utolsó év utolsó témaköréként szerepel, így aztán nagyon gyakran nem kerül sorra, a kis óraszám és a nagy tananyagmennyiség miatt egyszerűen nem jut rá idő. Pedig az utóbbi években, évtizedekben a csillagászat és az űrkutatás nagyon gyors fejlődésnek indult, szinte heti rendszerességgel szerepel a médiában egy-egy ezekkel kapcsolatos hír.

A diákokat ez a terület kifejezetten érdekli. Az egyes csillagászati példák, jelenségek rendkívül alkalmasak az érdeklődés felkeltésére és fenntartására, még a fizika azon területein is, amelyet a diákok egyébként gyakran unalmasnak vagy bonyolultnak találnak.

A csillagászati ismeretek különböző tantárgyak tanterveiben elszórva szerepelnek, így a diákok nem kapnak átfogó képet a Világegyetem szerkezetéről, felépítéséről. A tankönyvekben röviden megemlítik a legalapvetőbb objektumokat, ám a csillagászati eszközökről, módszerekről már nem igazán esik szó.

Dolgozatom témája a csillagászat egyik legalapvetőbb problémája, a távolságmérés, az, hogy melyek a legfontosabb módszerek ennek a problémának a megoldására, valamint hogy az egyes objektumokra alkalmazható eljárások hogyan épülnek egymásra, hogy alkotnak egy egészet. Az egyes módszerek megismerése segítheti a különböző objektumtípusok megismerését, fizikájuk megértését.

¹Az oktatási és kulturális miniszter 2/2008. (II.8.) OKM rendelete a kerettantervek kiadásának és jóváhagyásának rendjéről, valamint egyes oktatási jogszabályok módosításáról szóló 17/2004.(V.20.) OM rendelet módosításáról

2. A távolságlétra alapjai

Az egyes objektumok fizikai tulajdonságainak megismeréséhez elengedhetetlen távolságuk ismerete. Enélkül ugyanis nem tudhatjuk valódi adataikat, mint például a méretük, fényességük, stb.

Az egyes objektumok megfigyelése során azonban csak az éggömbön elfoglalt helyzetüket mérhetjük közvetlenül. A távolságuk meghatározására csak ritkán van lehetőségünk. A legtöbb módszert egy, már ismert távolságú, többnyire közelebbi objektum segítségével kalibrálni kell. Egy távoli galaxis távolsága például csak egy másik, közelebbi galaxis segítségével határozható meg, mely távolságát fényes csillagai miatt mérhetjük, egy olyan módszer alapján, amit a Tejútrendszerben található, hasonló csillagok segítségével kalibráltunk. Az egyes módszerek tehát egymásra épülnek, együtt alkotják a kozmikus távolságlétrát.

A távolságmérési eljárások két alapvető csoportra oszthatók: fotometriai vagy geometriai módszerekre. Egyes módszerek mindkettőt felhasználják.

A fotometriai módszerek esetében az objektumok abszolút fényességét próbáljuk megállapítani, majd ezt összehasonlítva a látszólagos fényességükkel következtethetünk a távolságukra:

$$m - M = -5 + 5 \log D \quad (1)$$

ahol m a látszólagos, M az abszolút fényesség magnitúdóban, D pedig a távolság parszekben. A $\mu = m - M$ mennyiséget távolságmodulusnak nevezzük.

A köztünk és az objektum közötti térben lévő csillagközi (intersztelláris) anyag elnyeli és szórja az érkező fotonokat, vagyis befolyásolja a látszólagos fényességet. Ezt a fenti összefüggésben is figyelembe kell venni:

$$m - M = -5 + 5 \log D + A_\lambda \quad (2)$$

ahol az A_λ extinkció függ attól, hogy milyen λ hullámhosszon végezzük a mérést. A hozzánk érkező sugárzás hullámhossza a nagyobb hullámhosszak felé tolódik el, ezért a két különböző hullámhosszon mért extinkció különbségét vörösödésnek nevezzük. Leggyakrabban a B és V szűrőkkel mérhető vörösödés használják:

$$E(B - V) = A_B - A_V \quad (3)$$

Az $E(B - V)$ -s vörösödés és a látható tartományban mérhető extinkció között egy empirikus összefüggés is fennáll:

$$3.1 \cdot E(B - V) = A_V \quad (4)$$

A vörösödés meghatározása eléggé pontatlan, így a távolságok meghatározásában jelentős hibaforrás lehet.

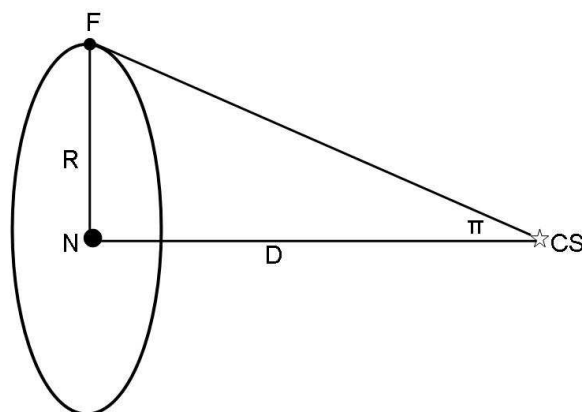
A távolságmérési eljárások másik csoportjába a geometriai módszerek tartoznak. Ezek esetében az objektumok valódi méretét próbáljuk meghatározni és összehasonlítani a látszólagos méretükkel, szögátmérőjünkkel. Ezeknél a módszereknél nehézséget okozhat, ha olyan objektumról van szó, ahol nehéz definiálni a pontos körvonalat, mint például ködök, halmazok, vagy galaxisok esetében.

Ahhoz, hogy a távolságlétrát felépíthessük, konkrét távolságokat kaphassunk, szükség van egy alapra, egy független, pontos távolságra. Egy olyan objektum távolságára, melyet elég pontosan ismerhetünk ahhoz, hogy relatív mérések egész sorozata épülhessen rá. Egy ilyen távolság a Föld Naptól való távolsága, melyet mai eszközeinkkel már elég pontosan meg tudunk mérni. Ezen a távolságon alapul egy, a csillagászatban használt mértékegység definíciója, a csillagászati egységé. Pontosabban: egy csillagászati egység annak a Nap körüli kör alakú pályának a sugara, melyen egy perturbációmentesen keringő tömegpont $0,01720209895$ radiánt tesz meg naponta. Azaz: $1 \text{ CsE} = 149597870,691 \text{ km}$. Ezt a definíciót használva a Föld pályájának fél nagytengelye $1,00000003 \text{ CsE}$.

A Föld Nap körüli mozgásából adódóan a csillagok helyzete az év folyamán változni látszik. Minél közelebb van hozzánk egy csillag, ez az elmozdulás annál nagyobb mértékű. Ezt, az 1. ábrán π szöggel jelölt mennyiséget a csillag parallaxisának nevezzük:

$$\pi = \frac{R}{D} \quad (5)$$

ahol R a Földpálya fél nagytengelye, azaz 1 CsE . A parallaxist megmérve a csillagok távolsága kiszámítható (5.) egyenlet alapján.



1. ábra. Távolságmérés parallaxis alapján.

Az 1989-ben felbocsátott Hipparcos műhold több százezer csillag parallaxisát mérte meg, kb. 330 fényév távolságon belül 10%-os pontossággal.

A csillagok parallaxisán, valamint a csillagászati egységen alapul egy másik, a csillagászatban használt mértékegység, a parszek definíciója. Egy parszek (pc) az a távolság, amelyből nézve 1 CsE 1 ívmásodperces szög alatt látszik. Azaz $1 \text{ pc} \approx 206265 \text{ CsE} \approx 3,26 \text{ fényév} \approx 3,08 \cdot 10^{13} \text{ km}$. Nagyságrendjéből adódóan a csillagászati egységet közelebbi, elsősorban Naprendszerbeli objektumok távolságának megadására használják, míg a parszeket távolabbi, főleg extragalaktikus objektumok esetében.

3. Csillaghalmazok távolsága

A Tejútrendszeren belül nem csak az egyes csillagok, hanem egész csillaghalmazok távolságának meghatározására is van lehetőségünk. A csillaghalmazoknak két fő típusuk van, a nyílt- és a gömbhalmazok.

3.1. Nyílt halmazok

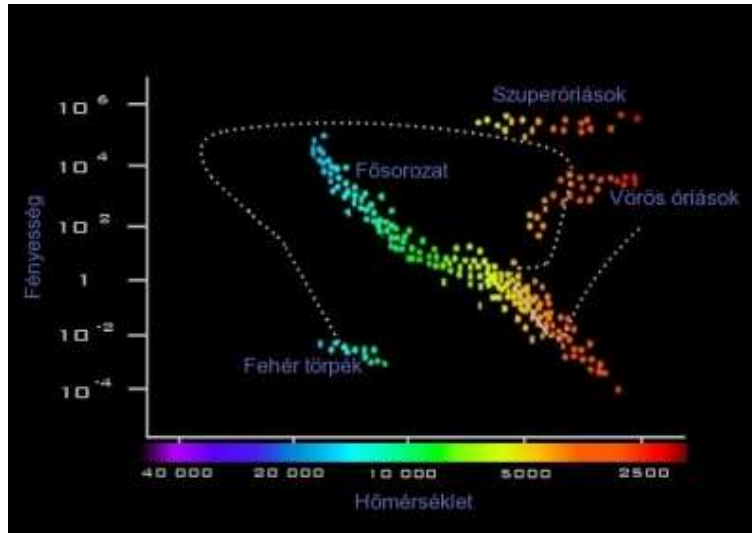
A nyílt halmazok fiatal, I. populációs csillagokból álló laza, szabálytalan alakú halmazok. Átmérőjük kb. 1 és 20 pc között van, csillagaik száma néhány tucattól pár ezerig terjed. A galaxis síkjában, a spirálkarokban helyezkednek el. Viszonylag hálványak, ezért távolságmeghatározásra a Tejútrendszeren belül alkalmasak.

3.1.1. Fősorozat illesztés

A nyílt halmazok távolságmérésére alkalmas módszer a fősorozat-illesztés. Ehhez a csillagászat egyik leggyakrabban használt diagramját kell felhasználnunk, a Hertzsprung-Russell diagramot (HRD, 2. ábra). A HRD vízszintes tengelyén a csillagok színképtípusa (hőmérséklete) szerepel, míg a függőleges tengelyen a luminozitásuk. A csillagokat elhelyezve ezen a diagramon azt láthatjuk, hogy az több ágra oszlik. A legtöbb csillag az ún. főágon található, ezek a fősorozati csillagok. Ebből ágazik ki az ún. óriáság, ahová a fősorozati állapot végén kerülnek a csillagok. A fősorozat alatt helyezkednek el a fehér törpe csillagok.

A HRD főleg arra alkalmas, hogy a csillagok fejlődését, életútját nyomon kövessük vele, de ezen kívül más alkalmazásai is vannak, ilyen például a halmazok távolságának meghatározása.

Ennek során a nyílt halmaz csillagait szín-fényesség diagramon ábrázoljuk. Ez megfeleltethető a Hertzsprung-Russell diagrammal, ugyanis a csillag színe az effek-



2. ábra. A Hertzsprung-Russell diagram.

tív hőmérsékletével arányos, míg a HRD függőleges tengelyén található luminozitás helyett használható a látszólagos fényesség, mivel a halmaz minden csillaga egyforma távolságra van tőlünk. Modellszámításokból tudjuk, hogy a fősorozati és a fősorozat utáni csillagoknak hol kell elhelyezkedniük a diagramon. Azokat a modelleket, melyek leírják, hogy az azonos korú, de különböző tömegű csillagok hol helyezkednek ezen a diagramon, izokrónoknak nevezzük. Az izokrónoknak két paraméterük van: a koruk és a fényességük. A legelterjedtebbek az olasz csillagászok által kifejlesztett ún. Padova²- és a svájci kutatóktól származó ún. Geneva³-izokrónok, mindegyik az internetről szabadon letölthető.

A fősorozat-illesztés során megkeressük azt az elméleti izokrónát, mely a legjobban illeszkedik a nyílthalmaz csillagaira. Az illesztés során az izokrónát mind függőlegesen, mind vízszintesen el kell tolni. A függőleges eltolás (ΔV) a halmaz távolságát adja meg, a vízszintes ($E(B - V)$) a vörösödést. A $E(B - V)$ -s vörösödés és a látható tartományban mérhető extinkció közötti összefüggés:

$$3.1 \cdot E(B - V) = A_V \quad (6)$$

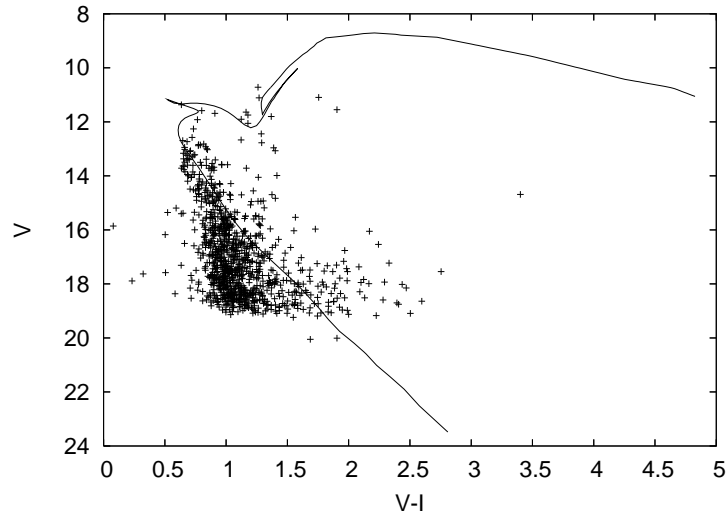
A függőleges eltolás értékéből levonva a kapott A_V értéket adódik a távolságmódulus:

$$\mu = \Delta V - A_V \quad (7)$$

A 3. ábrán látható egy példa az izokrónillesztésre az NGC 2126 jelű nyílthalmaz esetében.

²<http://pleiadi.pd.astro.it>

³http://obswww.unige.ch/~mowlavi/evol/stev_database.html



3. ábra. Egy példa az izokrón-illesztésre (NGC 2126).

A főszorozat illesztés kb. 7000 pc távolságig alkalmazható ([1]). Természetesen több hibaforrást is figyelembe kell venni használata során. Egyrészt a csillagközi fényelnyelés meghatározásának hibája terheli a módszert. Másik hibaforrás az izokrónokból adódik. Egyrészt alakjuk erősen függ a fémességtől, másrészt pedig abszolút fényességük empirikus adat, közeli halmazok távolságmérésén alapul, tehát ahogy azoknak a halmazoknak a távolságmérése egyre pontosabb, úgy kell korrigálni az izokrónokat.

3.2. Gömbhalmazok

A gömbhalmazok öreg, II. populációs csillagokból állnak. Méretük 5 és 100 pc között van, a csillagaik száma néhány ezertől pár százezerig terjedhet.

A gömbhalmazok esetében többféle távolságmeghatározási módszer is szóba jöhet. A Tejútrendszerben és a közeli galaxisokban található gömbhalmazok esetében a nyílthalmazokhoz hasonlóan lehetőség van a izokrón-illesztésre.

Egyes, a gömbhalmazokban megtalálható csillagtípusok segítségével is lehet távolságokat meghatározni, erre például a cefeidák, RR Lyrae csillagok alkalmasak, ezekről egy későbbi fejezetben lesz szó.

A távolabbi galaxisok halójában található gömbhalmazok már nem bonthatók fel csillagokra, ezek esetében egy másik módszer alkalmazható, amelynél nem az egyes halmazokat használjuk külön-külön, hanem a galaxisban található összes gömbhalmazt egyszerre vesszük figyelembe.

3.2.1. A gömbhalmazok luminozításfüggvénye

A tapasztalatok szerint a galaxisok gömhalmazainak integrált fényessége kb. Gauss-eloszlást mutat, azaz illeszthető rájuk egy

$$\phi(M) = A \cdot e^{-\frac{(M-M_0)^2}{2\sigma^2}} \quad (8)$$

alakú függvény, ahol M_0 az illesztési paramétere, A pedig egy konstans. Az M_0 értékét meghatározhatjuk ismert galaxisokban található gömbhalmazok segítségével. Ha ezután megmérjük egy ismeretlen galaxisban a gömhalmazok luminozításeloszlását, arra ugyanígy illeszthetünk egy ugyanilyen alakú ($\phi(m)$) függvényt, ahol az illesztési paraméter legyen m_0 . Ezt az értéket a már ismerttel összehasonlítva kaphatjuk a két galaxis távolságának arányát:

$$m_0 - M_0 = 5 \log \frac{D_2}{D_1} \quad (9)$$

ahol D_1 az ismert, D_2 az ismeretlen távolság. A módszer űrtávcsöves mérések esetén kb. 100 Mpc távolságig működik ([1]).

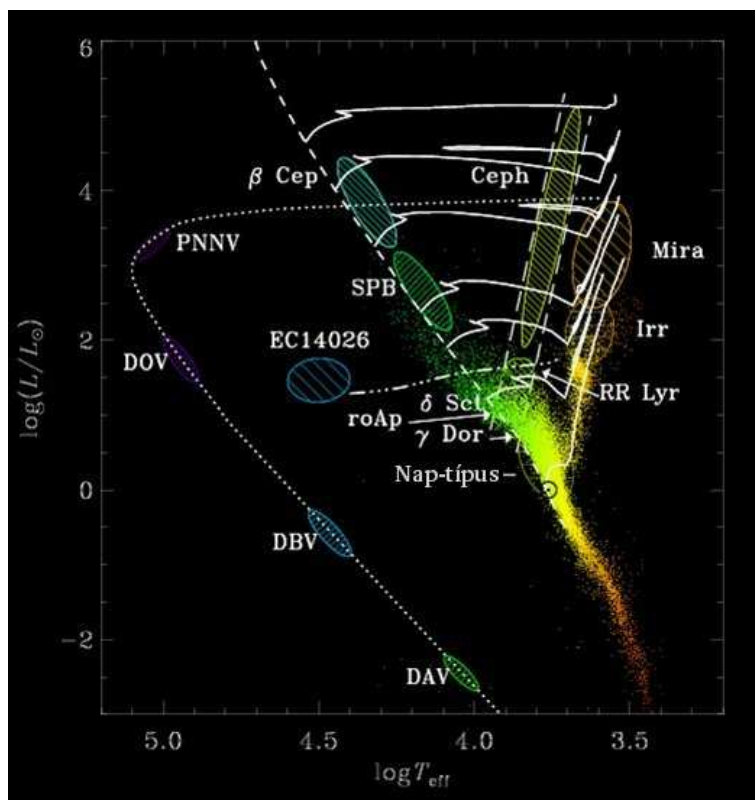
4. Távolságmérés egyedi objektumok alapján

Egyes csillagok valamely fizikai tulajdonságuk miatt alkalmasak távolságmérésre. A rájuk vonatkozó módszerek kidolgozására, kalibrálására, illetve a módszerek első alkalmazására először a tejútrendszerbeli objektumokat használták. Az RR Lyrae csillagok például gyakran fordulnak elő gömbhalmazokban, így az utóbbiak távolságának ismeretében az RR Lyrae-k esetében alkalmazható módszer könnyen pontosítható.

Később ezeket a módszereket más, közeli galaxisok esetében is alkalmazták. A felső határt az szabja meg, hogy milyen távolságú galaxisokat képesek az eszközeink egyedi csillagokra megfelelően felbontani.

4.1. Pulzáló változócsillagok

Távolságmérésre kiválóan alkalmasak az ún. változócsillagok. Ezek olyan csillagok, melyek valamely fizikai paramétere emberi időskálán mérve rövid idő alatt megváltozik. Több csoportra oszthatjuk őket, ezek közül az egyik a pulzáló változócsillagok csoportja. A pulzáló változók periodikusan változtatják a méretüket, ezzel együtt fényességüket és egyéb paramétereiket is. Több típusuk van, a Hertzsprung-Russel diagramon is több helyen megtalálhatók (4. ábra), ám a pulzációra szilárd



4. ábra. Változócsillagok elhelyezkedése a HRD-n.

alapon nyugvó fizikai magyarázat csak az instabilitási sávban elhelyezkedőkre létezik, ez az ún. κ -mechanizmus ([12])

A pulzáló változócsillagok közül néhány típus esetében megfigyelhető egy összefüggés a fényességük és a pulzációs periódusuk között. Ez a reláció alkalmas lehet távolságmérésre. Ez az összefüggés a cefeida változók és az RR Lyrae csillagok esetében áll fenn.

4.1.1. Cefeidák

A cefeidák a HRD-n az instabilitási sávban helyezkednek el. Két alapvető csoportjuk létezik. Az I. típusúak fiatal, fémgazdag, nagy tömegű, nagy luminozitású óriás vagy szuperóriás csillagok. Tömegük $3 - 15M_{\odot}$. A pulzáció periódusa 2 és 150 nap között van. A II. típusú cefeidák idősebb, fémszegény csillagok.

A klasszikus cefeidákra érvényes egy periódus-fényesség reláció:

$$M = a \log P + b \quad (10)$$

ahol M az abszolút fényesség, P a periódus, a és b pedig konstansok.

A (10.) egyenlet alapján egy klasszikus cefeida abszolút fényessége periódusa ismeretében kiszámítható, így a mért fényesség ismeretében adódik a távolság. A

módszer kb. a Virgo-halmaz távolságáig használható ([1])

4.1.2. RR Lyrae

A HRD-n az instabilitási sáv és a fősorozat találkozásánál helyezkednek el az RR Lyrae csillagok. Ezek II. populációs, fémszegény csillagok. Tömegük nagyjából $0.8M_{\odot}$, periódusuk fél nap körüli.

Abszolút fényességük egy szűk tartományba esik, ami viszont jelentősen függ a fémségüktől. Ugyanúgy mint a cefeidák esetében, itt is összefüggés van a fényesség és a pulzációs periódus között. Így az RR Lyrae-k esetében egy periódus-fényesség-fémség reláció állítható fel:

$$M = a \log P + b[Fe/H] + c \quad (11)$$

ahol $[Fe/H]$ a fémség csillagászatban szokásos paraméterezése (a Nap esetében $[Fe/H] = 0$, a $[Fe/H] < 0$ a Napénál kevesebb, a $[Fe/H] > 0$ pedig több fémet jelent), a , b és c pedig különböző konstansok.

4.1.3. Baade-Wesselink analízis

A Baade-Wesselink analízis a radiálisan pulzáló változók esetében alkalmazható, spektroszkópiai és többszínfotometriai mérések kellenek hozzá.

Meg kell mérnünk a csillag V szűrős fluxusát, $B - V$ színindexét és v_{rad} radiális sebességét az idő függvényében. A $B - V$ színindex arányos a csillag hőmérsékletével.

Kiválasztunk két olyan időpontot (t_1 és t_2), ahol a hőmérséklet egyforma, de a fényesség nem. A csillag luminozitása egy adott pillanatban:

$$L = 4\pi R^2 \sigma T^4 \quad (12)$$

ahol R a csillag sugara, T a hőmérséklete, σ a Stefan-Boltzman állandó. A csillag mért fluxusa pedig:

$$f = \frac{L}{4\pi D^2} \quad (13)$$

ahol D a távolsága. Ebből látható, hogy két olyan időpontban, amikor $T_1 = T_2$, a mért fluxusok aránya:

$$\frac{f_1}{f_2} = \frac{R_1^2}{R_2^2} \quad (14)$$

Ugyanezen két időpont között a radiális sebesség integrálja megadja a csillag sugarának megváltozását:

$$\int_{t_1}^{t_2} v_{rad} dt = R_2 - R_1 \quad (15)$$

A fenti két egyenletben tehát csak a két sugár az ismeretlen, így R_1 és R_2 kiszámítható. Ezeket és a szintén ismert hőmérsékletet a (12.) egyenletbe behelyettesítve megkapjuk a luminozitást, ezt pedig a (13.) egyenletbe beírva meghatározható a távolság:

$$D = \sqrt{\frac{R^2 \sigma T^4}{f}} \quad (16)$$

A módszer használatához nagyon pontos fotometriai és radiális sebesség adatok szükségesek.

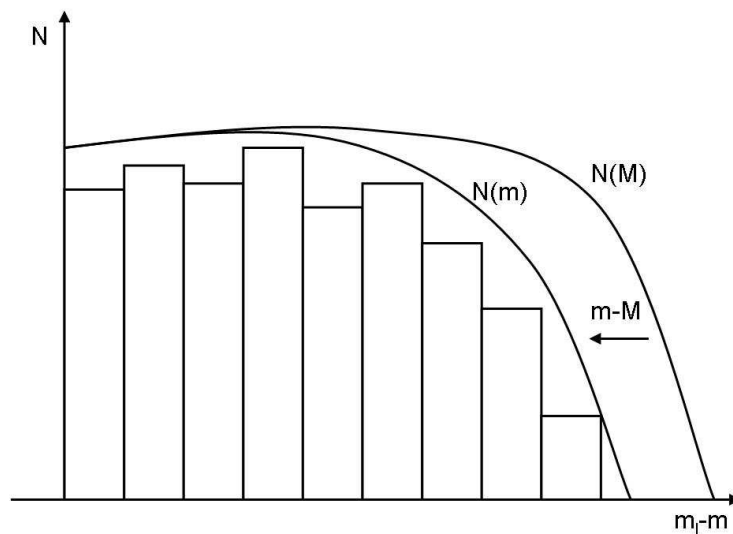
Az RR Lyrae-k segítségével és a Baade-Wesselink analízissel is kb. 1 Mpc-ig mérhetünk távolságokat ([1])

4.2. Planetáris ködök luminozításfüggvénye

A nem túl távoli galaxisok távolságának meghatározására alkalmas módszer a planetáris ködök luminozításfüggvénye.

A planetáris ködök kis vagy közepes tömegű csillagokból keletkeznek, mikor azok fejlődésük során felkerülnek a HRD-n az asszimptotikus óriáságra, vagyis vörös óriássá válnak. Ekkor előfordulhat, hogy a külső burok ledobódik, majd ionizálódik, így a csillagot egy táguló, világító gázfelhő veszi körül.

Egy adott galaxisban megvizsgálva az ott található planetáris ködök fényességeloszlását, azt tapasztalták, hogy nagy luminozitásnál a függvényben egy „levágás” található, azaz egy bizonyos, m_l fényességnél nincsenek fényesebb objektumok (5. ábra). Ábrázolva egy galaxisban a planetáris ködök luminozításfüggvényét, arra a



5. ábra. Távolságmérés a planetáris ködök luminozításfüggvénye alapján.

következő alakú függvény illeszthető:

$$N(m) \sim e^{0.307m} (1 - e^{3(m_l - m)}) \quad (17)$$

ahol m_l illesztési paraméter. Ezt összehasonlítva egy ismert távolságú galaxisban található planetáris ködök luminozitásfüggvényével ($N(M)$), a szükséges eltolás mértékéből meghatározhatjuk a távolságok arányát.

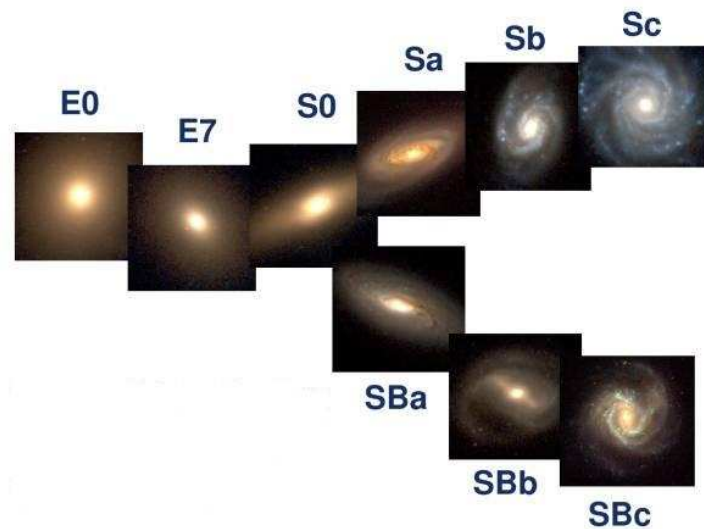
A módszer kb. 20 Mpc ([1]) távolságig alkalmazható. Hátránya, hogy a planetáris ködök rövid életűek, így egy-egy galaxisban elég kevés van belőlük.

5. Extragalaxisok távolsága

A galaxisok morfológiájuk alapján három fő csoportba oszthatók: spirálgalaxisok, elliptikus galaxisok, illetve az előzőek közül egyik csoportba sem sorolható irreguláris galaxisok. Ezeken belül még további alcsoportokat különböztethetünk meg a Hubble-féle osztályozás szerint (6. ábra). Az elliptikus galaxisokat lapultságuk szerint csoportosíthatjuk. Az E0 csoportba tartozók szinte teljesen gömb alakúak, míg az E7 csoport tagjai már nagyon elnyúltak.

A spirálgalaxisokon belül megkülönböztetünk „normál” (S) és küllős galaxisokat (SB). Utóbbiaknál a spirálkarok a küllők végeiről indulnak ki. További alcsoportokat különböztethetünk meg az alapján, hogy a spirálkarok mennyire vannak feltekeredve.

Egyes galaxisok önmagukban is alkalmasak lehetnek távolságmérésre.

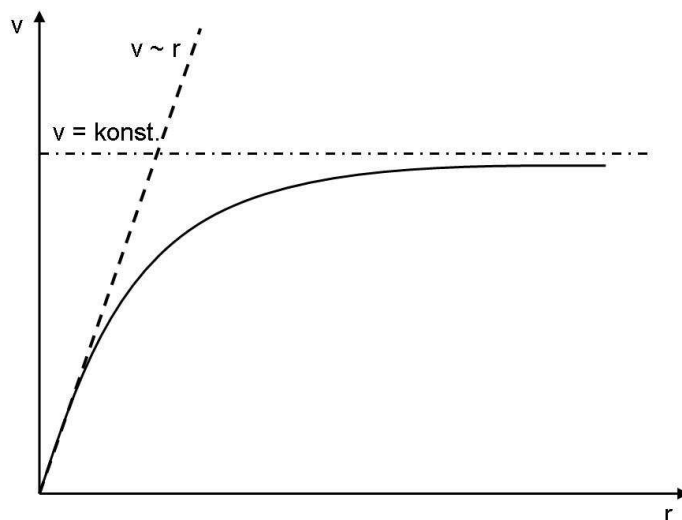


6. ábra. Galaxisok Hubble-féle osztályozása.

5.1. Tully-Fisher reláció

A spirálgalaxisok vizsgálata során összefüggést mutattak ki a galaxisok maximális forgási sebessége és abszolút fényessége között ([11]).

A spirálgalaxisok nem merev testként forognak, forgási sebességük a centrumtól való távolság függvényében a 7. ábrán látható módon változik. A centrum közelében a forgási sebesség egyenesen arányos a centrumtól való távolsággal $v \sim r$, majd a külső tartományoknál a sebesség egy konstans értékre áll be.



7. ábra. A spirálgalaxisok forgási sebessége a centrumtól mért távolság függvényében.

A HI 21 cm-es hullámhosszán mérhető maximális forgási sebesség és a galaxis abszolút fényessége közötti összefüggést Tully-Fisher relációnak nevezzük. A reláció néhány feltétel teljesülése mellett a következőképpen levezethető:

Tegyük fel, hogy a galaxis luminozitása egyenes arányban növekszik a galaxis tömegével, azaz

$$\frac{M}{L} = k_1 \quad (18)$$

ahol k_1 egy konstans, M a galaxis tömege, L pedig a luminozitása. Mivel a Kepler-törvény értelmében a tömeg:

$$M = \frac{v_{max}^2 R}{G} \quad (19)$$

ahol R a galaxis sugara, v_{max} pedig az ehhez a sugárhoz tartozó keringési sebesség, így

$$L = \frac{1}{k_1} \frac{v_{max}^2 R}{G} \quad (20)$$

Másik használandó feltétel, hogy a spirálgalaxisok kb. azonos felületi fényességűek, azaz

$$\frac{L}{R^2} = k_2 \quad (21)$$

ahol k_2 konstans.

A (20.) egyenletet négyzetre emelve, majd elosztva a (21.) egyenlettel, a luminozitásra a következőt kapjuk:

$$L = \frac{1}{k_1^2 k_2 G^2} \cdot v_{max}^4 = k \cdot v_{max}^4 \quad (22)$$

A fényességet magnitúdóban kifejezve:

$$M_{bol} = -2.5 \log L + b \quad (23)$$

ahol M_{bol} a galaxis bolometrikus fényessége, adódik

$$M_{bol} = a \log v_{max} + c \quad (24)$$

ahol $a \approx -10$.

Méréseknél a bolometrikus fényesség helyett valamilyen szűrővel mért magnitúdót használunk. A kettő között a kapcsolat:

$$M_{bol} = M_V + BC \quad (25)$$

ahol M_V a V szűrővel mért fényesség, míg BC az ún. bolometrikus korrekció, mely egy, a csillagok spektráltípusától függő konstans.

A (24.) egyenlet jól egyezik a Tully-Fisher reláció empirikus úton kapott alakjával, az a konstans értéke is jól közelíti a tapasztalati úton kapott értékeket. V szűrő esetén a különböző spirálgalaxisok esetében a reláció alakja ([2]):

$$M_V = \begin{cases} -9,95 \log v_{max} + 3,15 & \text{Sa} \\ -10,2 \log v_{max} + 2,71 & \text{Sb} \\ -11,0 \log v_{max} + 3,31 & \text{Sc} \end{cases}$$

Távolságméréshez tehát meg kell mérnünk a galaxis maximális forgási sebességét, amiből következtethetünk az abszolút fényességére, ezt hasonlítjuk össze a látszólagos fényességgel (m_V), hogy megkapjuk a távolságot a (2.) egyenlet alapján.

Ahhoz, hogy pontos legyen, a konstansok pontos meghatározása szükséges, melyet közeli, ismert távolságú galaxisok segítségével lehet megtenni.

5.2. Faber-Jackson reláció

Az elliptikus galaxisok esetében is felállítható egy hasonló összefüggés. Ám az elliptikus galaxisok esetében nem minden esetben beszélhetünk globális forgásról, mint a spirálgalaxisok esetében. Az egyes objektumok itt is Kepler-pályákon keringenek a galaxis középpontja körül, de nem feltétlenül egyirányba, a pályák orientációja véletlenszerű. Így aztán nem beszélhetünk forgási sebességről sem. A galaxis spektrumát felvéve azonban a színeképvonalak kiszélesedéséből meghatározhatjuk a sebességdiszperziót (σ_0).

Ez a sebességdiszperzió a mérések szerint arányos a galaxis abszolút fényességével. Ezt az összefüggést Faber-Jackson relációnak nevezzük.

Tehát egy galaxisban a sebességdiszperziót megmérve az a és b konstansok ismeretében az abszolút fényesség:

$$M_V = a \log \sigma_0 + b \quad (26)$$

Ezt összehasonlítva a galaxis látszólagos fényességével (m_V) a D távolság megkapható a távolságmodulusra vonatkozó (2.) képlet segítségével.

Ez a módszer kevésbé pontos, mint a Tully-Fisher reláció, a mért adatok jóval nagyobb szórást mutatnak. Minkét módszer kb. 100 Mpc távolságig használható ([1])

5.3. Felületi fényesség fluktuáció

Tegyük fel, hogy van egy galaxis tőlünk D távolságra, amelyet egyforma, L luminozitású csillagok alkotnak, melyek úgy helyezkednek el, hogy egységnyi területen n darab csillag található. Ha ekkor képet készítünk a galaxisról $\delta\theta$ szögfelbontással, akkor minden egyes $\delta\theta \times \delta\theta$ szögfelbontású pixel átlagosan $\bar{N} = n(D\delta\theta)^2$ darab csillagot tartalmaz. Az észlelt fluxus minden csillag esetében $f = L/(4\pi D^2)$. Így az egy pixelre eső átlagos fluxus:

$$F = \bar{N}f = \frac{nL\delta\theta^2}{4\pi} \quad (27)$$

Ez az átlagos fluxus – mint látható – független a D távolságtól.

Nem minden pixel tartalmaz pontosan ugyanannyi csillagot, az egyes csillagok egymástól függetlenül helyezkednek el, azaz eloszlásuk a Poisson-eloszlást követi. Tehát a csillagok pixelenkénti számának szórása $\sqrt{\bar{N}}$. Vagyis a pixelenkénti fluxus fluktuációja:

$$\sigma_F = \sqrt{\bar{N}}f = \frac{\sqrt{n}\delta\theta L}{4\pi} \frac{1}{D} \quad (28)$$

illetve a relatív szórás:

$$\frac{\sigma_F}{F} = \frac{1}{\sqrt{n}\delta\theta D} \quad (29)$$

Azaz a relatív szórás a galaxis távolságával fordítottan arányos. Összehasonlítva egy ismert távolságú galaxis felületi fényességének fluktuációját az ismeretlen távolságú galaxiséval, az utóbbi távolsága meghatározható ([10]). Persze fontos feltétel, hogy a két galaxisban hasonló legyen a csillagok sűrűsége, luminozitásfüggvénye, illetve, hogy a galaxisok a képen elegendő számú pixelt fedjenek le.

Ez a módszer főként elliptikus galaxisokra alkalmazható.

6. Szupernóvák

A változócsillagok egy másik csoportját alkotják a kataklizmusos változócsillagok. Ezek olyan objektumok, amelyet hirtelen, nagy mértékben változtatják meg a fényességüket. Ezek közé tartoznak a szupernóvák.

Ezek az objektumok a Tejútrendszerben igen ritkán fordulnak elő. Nagyon nagy luminozitásúak, így igen messzi extragalaxisokban is jól megfigyelhetők.

Több típusuk létezik, távolságmeghatározásra ezek közül kettő alkalmas.

6.1. Ia típusú szupernóvák

Az Ia típusú szupernóvák – mai ismereteink szerint – fehér törpe csillagokból keletkeznek. Ezek az objektumok 3 naptömegnél kisebb tömegű csillagok fejlődésének végállapotai. Ezekben már nem zajlik energiatermelés, a gravitációval csak az elfajult elektrongáz nyomása tart egyensúlyt. Az a kritikus tömeg, amelynél a fehér törpe még éppen stabil, a Chandrasekhar-féle határtömeg, melynek értéke 1,44 naptömeg. Ha a fehér törpe tömege valamilyen okból meghaladja ezt a tömeget, az egyensúly megbomlik, és a fehér törpe összeomlik. Emiatt a magban a hőmérséklet megnő, beindul a szén és az oxigén nukleáris fúziója, szupernóva keletkezik.

Annak magyarázatára, hogy miképp lépi át a kritikus tömeget a fehér törpe, az az elképzelés, hogy az ilyen csillagok egy-egy szoros kettős rendszer tagjai, ahol a másik csillag kitölti a Roche-térfogatát, és anyagot ad át a fehér törpének.

Mivel tehát minden Ia szupernóva ugyanolyan tömegű csillagból keletkezik, régebben úgy gondolták, hogy mindegyik abszolút fényességének is azonosnak kell lennie, azaz ezek az objektumok standard gyertyaként használhatók. A mérések során kiderült, hogy ez nincs teljesen így, az Ia szupernóvák maximális abszolút fényessége 1-1,5 magnitúdós szórást mutat. Azt találták, hogy a fénygörbe alakjából következtetni lehet az abszolút fényességre. Az MLCS-módszer (Multi-Color Light

Curve Shape, [7]) alkalmazásakor a B -, V - R - és I - szűrőkben mért fénygörbék alakját használják fel a maximális abszolút fényesség meghatározásához. Kimutatták, hogy a nagyobb luminozitású SN-ák a maximum után kékebbek, mint a kisebb luminozitásúak, illetve, hogy a fényesebbek lassabban halványodnak el.

Felvéve tehát egy Ia típusú szupernóva fénygörbéjét, annak menetéből következtethetünk az objektum maximális abszolút fényességére, amit összehasonlítva a látszólagos abszolút fényességével megkapjuk a távolságmodulust a (2.) képlet alapján.

6.2. II-es típusú szupernóvák

A II-es típusú szupernóvák a 8 naptömegnél nagyobb tömegű csillagok végállapotaként jönnek létre. A táguló fotoszféra módszer alkalmas távolságuk meghatározására ([9]).

Használatához fel kell tennünk, hogy a ledobódó fotoszféra gömbszimmetrikus, és sugárzása közel Planck-függvénnyel írható le. Ekkor egy t időpontban a fotoszféra sugara:

$$R_f = v_f(t - t_0) + R_0 \quad (30)$$

ahol v_f a fotoszféra sebessége, t_0 a robbanás időpontja, R_0 pedig a kezdeti sugár, amely R_f mellett elhanyagolható. A sugár látszó szöge:

$$\theta = \frac{R_f}{D} \quad (31)$$

ahol D a szupernóva távolsága.

Ha feltesszük, hogy a fotoszféra közelítőleg feketetest-sugárzó, akkor a megfigyelt fluxus:

$$f_\lambda = \theta^2 \zeta^2 \pi B_\lambda(T_\lambda) \quad (32)$$

ahol f_λ az adott hullámhosszon mért fluxus, θ a sugár látszó szöge, ζ egy korrekciós faktor, $B_\lambda(T_\lambda)$ a Planck-függvény. Ebből θ kifejezhető:

$$\theta = \sqrt{\frac{f_\lambda}{\pi \zeta^2 B_\lambda(T_\lambda)}} \quad (33)$$

Az első egyenletet átrendezve és a másodikból kifejezett R_f -et behelyettesítve a

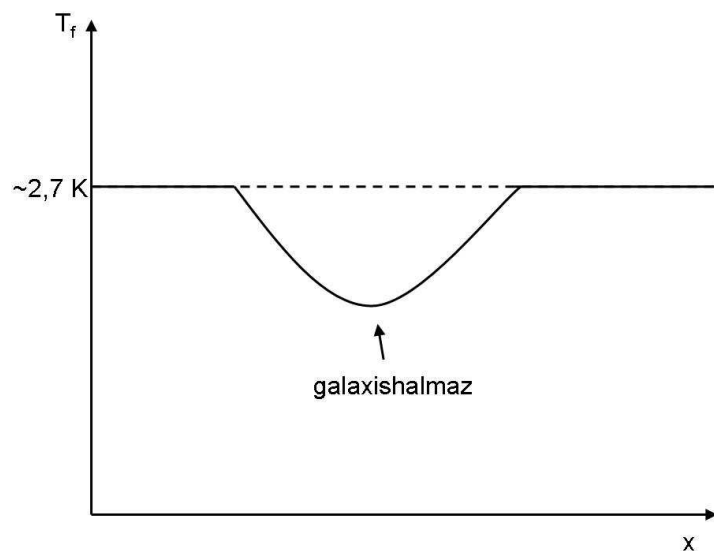
$$t = D \cdot \frac{\theta}{v} + t_0 \quad (34)$$

egyenlethez jutunk. Ha tehát különböző időpontokban kiszámoljuk a θ/v értékét, és ennek függvényében ábrázoljuk t -t, majd illesztünk rá egy egyenest, az egyenes meredeksége megadja az objektum távolságát, az y tengellyel való metszéspontja pedig a robbanás időpontját.

7. Galaxishalmazok távolsága

A galaxisok, hasonlóan a csillagokhoz, halmazokba rendeződhetnek. Ezen halmazok távolságának meghatározására a Szunyajev-Zeldovics módszer használható.

Ehhez rádió- és röntgenmérések is szükségesek. A galaxishalmazokban a galaxisok közötti tér nem üres, forró ($\sim 10^7$ K) gáz tölti ki. A kozmikus háttérsugárzás fotonjai ezen a gázon áthaladva a nagy energiájú elektronokkal találkozáva inverz Compton-szórást szenvednek, azaz plusz energiára tesznek szert. Tehát a Planck-görbe maximumánál nagyobb hullámhosszal rendelkező fotonok száma csökken, míg a kisebb hullámhosszúaké nő. Ezáltal a Planck-görbe alakja úgy módosul, hogy a galaxishalmazból érkező sugárzás fényességi hőmérsékletét a görbe maximumánál nagyobb hullámhosszokon mérve kisebbnek (8. ábra), míg a kisebb hullámhosszokon mérve nagyobbak találjuk, mint a halmaz mellett elhaladó sugárzásét.



8. ábra. A fényességi hőmérséklet változásának illusztrálása egy galaxishalmaz környékén.

Ezt a jelenséget Szunyajev-Zeldovics effektusnak nevezzük ([8]). A fényességi hőmérséklet (T_f) megváltozása függ a gázban lévő elektronok koncentrációjától (n_e), az elektronok energiájától, vagyis a gáz hőmérsékletétől (T_e), valamint attól, hogy a fotonoknak mekkora utat kell megtenniük a gázban, azaz a halmaz látóirányú méretétől (R). Tehát:

$$\frac{\delta T_f}{T_f} = -an_e T_e R \quad (35)$$

A halmazt kitöltő forró plazmából érkező röntgensugárzás intenzitására a kö-

vetkezőképpen függ a fentebb említett mennyiségektől:

$$I(\nu) = bn_e^2 T_e^{-1/2} e^{-\frac{h\nu}{kT_e}} R \quad (36)$$

ahol ν a sugárzás frekvenciája, h a Planck-állandó, k a Boltzman-állandó.

Tehát ha rádiótartományban megmérjük a $\delta T_f/T_f$ hőmérséklet-változást, röntgentartományban pedig a sugárzás $I(\nu)$ intenzitását, valamint a röntgenspektrum alakjából meghatározzuk a gáz T_e hőmérsékletét, a fenti egyenletek segítségével megkaphatjuk R (illetve n_e) értékét. Feltételezve, hogy a galaxishalmaz közelítőleg gömb alakú, a látszó méret és R valódi méret összehasonlításával megkapjuk a halmaz távolságát.

8. Hubble-törvény

A 20. század elején kimutatták, hogy a galaxisok színe vöröseltolódást mutat, és hogy ez a vöröseltolódás annál nagyobb, minél messzebb van egy galaxis. A vöröseltolódás a Doppler-effektusból adódik, azaz abból, hogy a galaxisok távolodnak tőlünk. A vöröseltolódás és a távolodási sebesség közötti összefüggés:

$$z = \frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{v}{c} \quad (37)$$

ahol z a vöröseltolódás, $\Delta\lambda$ a vizsgált színekvonal eltolódása a λ laboratóriumi hullámhossztól, v a távolodás sebessége, c pedig a fénysebesség. A Hubble-törvény szerint a vöröseltolódás és a galaxis D távolsága között összefüggés áll fenn:

$$D = \frac{cz}{H_0} \quad (38)$$

ahol H_0 az ún. Hubble-állandó. Azaz a vöröseltolódás mérésével és a Hubble-állandó ismeretében a galaxisok távolsága meghatározható.

Ám a H_0 meghatározásához sok, távoli, nagyon pontosan ismert távolságú galaxis szükséges. Ezek sokáig nem álltak rendelkezésre. Az 1990-ben felbocsátott Hubble űrteleszkóp egyik kulcsfeladata a Hubble-állandó minél pontosabb meghatározása volt. Ehhez cefeidák periódus-fényesség relációjával határozták meg kb. 20 galaxis távolságát, majd ezekkel kalibrálták a távolabbra ható módszereket. Így a $H_0 = 73 \pm 6$ (statisztikus) ± 8 (szisztematikus) $\frac{\text{km/s}}{\text{Mpc}}$ értéket határozták meg ([4]).

9. Kozmikus távolságlétra - feladatsor

A kozmikus távolságlétra felépülése könnyebben megérthető konkrét példákon keresztül. Az alábbi feladatsor egy sor egyszerű példa arra, milyen numerikus felada-

tokon keresztül lehet elérni, hogy a diákok (leegyszerűsítve) lássák, hogyan épülnek egymásra a módszerek, hogyan befolyásolja az egyik eredmény a másikat.

1. feladat: A Nagy Magellán Felhőben észlelünk egy II-es típusú szupernóva robbanást. A robbanást követő 10. napon a szupernóva szögméretét $\theta = 3,08 \cdot 10^{-9}$ radián értékűnek mérjük, míg a tágulási sebesség $v = 5510$ km/s. Becsüljük meg a távolságát!

Megoldás: A látszó szögméret: $\theta = R/D$, ahol R a valódi méret, D a távolság. A tágulási sebesség közelítőleg $v = R/t$, ahol $t = 10$ nap = 864000 s. A távolság így

$$D_{LMC} = \frac{R}{\theta} = \frac{vt}{\theta} = 1,54 \cdot 10^{18} \text{ km} = 50000 \text{ pc} \quad (39)$$

A távolságmodulus: $\mu_{LMC} = -5 + 5 \log D_{LMC} = 18,5$ magnitúdó.

2. feladat: Tegyük fel, hogy a Nagy Magellán Felhőben észlelünk két cefeidát, melyek periódusa $P_1 = 6,3$ nap, illetve $P_2 = 10,1$ nap, látszó fényessége (vörösödéssre való korrigálás után) $m_{V1} = 22$ mag, illetve $m_{V2} = 22,6$ mag. A Nagy Magellán Felhő távolságának ismeretében határozzuk meg a cefeidák periódus-fényesség relációjában szereplő konstansokat!

Megoldás: Mivel $\mu_{LMC} = 18,5$ magnitúdó az előző példa alapján, így a cefeidák abszolút fényessége: $M_1 = -3,5$ mag, illetve $M_2 = -4,1$ mag. A periódus fényesség reláció: $M = a \log P + b$. A megfelelő értékeket behelyettesítve a két egyenletből a és b értéke kiszámolható: $a = -2,8$ és $b = -1,3$.

3. feladat: Az előző feladatban meghatározott konstansok segítségével számoljuk ki az Androméda-galaxis (M31) távolságát egy olyan cefeida esetében, melynek periódusa $P = 8,7$ nap, látszó fényessége pedig $m = 28,3^m$.

Megoldás: $M = a \log P + b$, így $M = -3,93^m$. Azaz a távolságmodulus: $\mu_{M31} = 24,37$ magnitúdó, a távolság $D_{M31} \approx 7,5 \cdot 10^5$ pc.

4. feladat: Az Androméda-galaxis fényességét $m_{M31} = 3,5$ magnitúdónak, maximális forgási sebességét $v_{max,M31} = 262$ km/s nagyságúnak mérjük. A Virgo-halmazban található M90 jelű spirálgalaxis esetében ugyanezek a mennyiségek: $m_{M90} = 9,5$ mag $v_{max,M90} = 310,5$ km/s. A Tully- Fisher reláció alakja: $M = a \log v_{max} + b$, ahol $a \approx -10$. Az Androméda-galaxis távolságára az előző feladatban kapott értéket felhasználva határozzuk meg a b konstans értékét, majd becsüljük

meg az M90 galaxis távolságát!

Megoldás: Az M31 távolságmodulusa: $\mu_{M31} = 24,37$ magnitúdó, azaz a galaxis abszolút fényessége: $M_{M31} = m_{M31} - \mu_{M31} = -20,87$ magnitúdó. Tehát:

$$b = M_{M31} + 10 \log v_{max,M31} = 3,15. \quad (40)$$

Ezt az M90-re felhasználva annak abszolút fényessége: $M_{M90} = -21,77^m$. Azaz a távolságmodulus: $\mu_{M90} = 31,27$, a távolság pedig

$$D_{M90} \approx 1,8 \cdot 10^7 \text{ pc} = 18 \text{ Mpc} \quad (41)$$

5. feladat: Az M90 vöröseltolódására a $z = 0,0044$ értéket mérjük. Határozzuk meg a Hubble állandó nagyságát. A fénysebesség: $c = 3 \cdot 10^5 \text{ km/s}$.

Megoldás: $H_0 = \frac{cz}{D} = 73,3 \frac{\text{km/s}}{\text{Mpc}}$.

10. Összefoglalás

Dolgozatomban ismerettem a legfontosabb távolságmérési módszereket, kezdve a legközebbi csillagok esetében használatosakkal, majd fokozatosan eljutva az egészen távoli extragalaktikus objektumokig, felépítve a kozmikus távolságlétrát. A módszerek egy részének teljes megértése a középiskolában megkövetelnél több matematikai és fizikai háttértudást igényel, ám a távolságskála megértéséhez, átlátásához nem feltétlenül szükséges ennyire mélyen megismerni ezeket az eljárásokat, csupán felvázolásuk segíthet a diákoknak a Világegyetem felépítésének jobb megismeréséhez.

Dolgozatom utolsó fejezetében egy példa feladatsort is mutattam, melyhez hasonló egy feladatmegoldó óra során hasznos lehet a távolságlétra alaposabb megértésében.

Köszönetnyilvánítás

Szeretnék köszönetet mondani témavezetőmnek, Dr. Vinkó Józsefnek segítségéért, türelméért.

Köszönet illeti az SZTE Optikai és Kvantumelektronikai Tanszék vezetését a munkafeltételek megteremtéséért

Valamint köszönöm családomnak állandó támogatásukat.

Nyilatkozat

Alulírott Takáts Katalin, fizika szakos hallgató kijelentem, hogy a diplomadolgozatban foglaltak saját munkám eredményei, és csak a hivatkozott forrásokat (szakirodalom, eszközök, stb.) használtam fel.

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

Aláírás:.....

Dátum: 2008. 05. 16.

Hivatkozások

- [1] Binney, J. & Merrifield, M. 1998, *Galactic Astronomy*, Princeton University Press, Princeton, NJ
- [2] Carrol, B. W. & Ostlie, D. A. 1996, *An Introduction to Modern Astrophysics*, Addison-Weseley
- [3] Ferrarese, L., Mould, J. R., Kennicutt, R. C. et al., 2000, *ApJ*, 529,745
- [4] Freedman, W. L., Mould, J. R., Kennicutt, R. C., Jr., Madore, B. F., 1999, *IAUS*, 183, 17
- [5] Marik Miklós (szerk.), 1989, *Csillagászat*, Akadémiai kiadó, Budapest
- [6] Kirshner, R. P., Kwan, J. 1974, *ApJ*, 193, 27
- [7] Riess, A. G., Press, W. H., Kirshner, R. P. 1996, *ApJ*, 423, 88
- [8] Sunyaev, R. A. & Zeldovich, Ya. B. 1972, *CoASP*, 4, 173
- [9] Takáts K., 2007, *A sugárzás terjedése szupernóva-atmoszférákban*, diplomamunka, SZTE
- [10] Tonry, J. & Schneider, D. P., 1988, *PASP*, 96, 807
- [11] Tully, R. B. & Fisher, J. R. 1977, *A&A*, 54, 661
- [12] Zhevakin, S. A., 1963, *ARA& A*, 1, 367