

DISTÀNCIES A GALÀXIES

Índex

1. INTRODUCCIÓ	5
2. INTRODUCCIÓ TEÒRICA	7
2.1 QUÈ ÉS UNA GALÀXIA?.....	7
2.2 CARACTERÍSTIQUES DE LES GALÀXIES	7
2.2.1 FORMES	7
2.2.2 COLOR.....	9
2.3 SEQÜÈNCIA DE HUBBLE.....	10
2.4 COMPOSICIÓ D'UNA GALÀXIA	11
2.5 MÈTODES PER CALCULAR DISTÀNCIES ASTRONÒMIQUES.....	11
2.5.1 Paral·laxi trigonomètrica.....	12
2.5.2 Mètode de les variables Cefeides.....	14
2.5.3 Supernoves de tipus Ia.....	19
2.5.4 L'expansió de l'Univers i la llei de Hubble	21
3. INTRODUCCIÓ CIENTÍFICA	24
3.1 ESPECTRES ELECTROMAGNÈTICS	24
3.1.1 Estructura de l'àtom.....	24
3.1.2 Línies d'absorció i emissió.....	26
3.1.3 Continu espectral i la llei de Wien.....	27
3.2 ESPECTRES DE GALÀXIES I LES REGIONS HII.....	28
3.2.1 Galàxies amb estrelles velles	28
3.2.2 Galàxies amb estrelles joves.....	30
3.3 FONTS D'ENERGIA ESTEL·LAR.....	33
3.3.1 Estrelles de massa petita	33
3.3.2 Estrelles de massa mitjana.....	34
3.3.3 Estrelles de massa alta	34
4. PART PRÀCTICA.....	35
Resultats finals.....	60
5. GLOSSARI DE VOCABULARI	64
6. BIBLIOGRAFIA.....	67
7. WEBGRAFÍA	67

Índex de figures

Fig. 1 galàxies espirals	8
Fig. 2 galàxies el·líptiques.....	8
Fig. 3 espiral barrada	9
Fig. 4 seqüència de Hubble	10
Fig. 5 paral·laxi trigonomètrica.....	12
Fig. 6 Representació paral·laxi trigonomètrica.....	13
Fig. 7 Relació-període lluminositat de les Cefeides	16
Fig. 8 Supernoves de tipus Ia	20
Fig. 9 Llei de Hubble	21
Fig. 11 Emissió i absorció d'un àtom.....	25
Fig. 12 Línies d'emissió i d'absorció.....	27
Fig. 13 Llei de Planck del cos negre	27
Fig. 14 Continu d'un espectre	28
Fig. 15 Espectre galàxia el·líptica	29
Fig. 16 Espectre galàxia Sa	29
Fig. 17 Espectre galàxia Sb	30
Fig. 18 Regions HII	31
Fig. 19 Espectre galàxia Sc.....	32
Fig. 20 Espectre galàxia irregular.....	32
Fig. 21 Capes d'elements d'una estrella gegant	35
Fig. 22 Espectre model	36
Fig. 23 Espectre model amb l'hidrogen α en roig.....	37
Fig. 24 Espectre model amb l'oxigen II en roig	39
Fig. 25 Emissions de l'espectre amb totes les emissions en roig.....	39
Fig. 26 Calculadora on-line	40
Fig. 27 Espectre galàxia 1.....	41
Fig. 28 Espectre galàxia 1 amb emissions en roig i una línia de cel en verd ...	41
Fig. 29 Espectre galàxia 2.....	42
Fig. 30 Espectre galàxia 2 amb emissions en roig.....	43

Fig. 31 Espectre galàxia 3.....	44
Fig. 32 Espectre galàxia 3 amb absorcions en blau i línia de cel en verd	44
Fig. 33 Espectre galàxia 4.....	45
Fig. 34 Espectre galàxia 5.....	47
Fig. 35 Espectre galàxia 6.....	48
Fig. 36 Espectre galàxia 6 amb absorcions en blau.....	48
Fig. 37 Espectre galàxia 7.....	49
Fig. 38 Espectre galàxia 7 amb emissions en roig	49
Fig. 39 Espectre galàxia 7 amb hidrogen α i sofre II en roig	50
Fig. 40 Espectre galàxia 8.....	51
Fig. 41 Espectre galàxia 9.....	52
Fig. 42 Espectre galàxia 10.....	53
Fig. 43 Espectre galàxia 11.....	53
Fig. 44 Espectre galàxia 12.....	54
Fig. 45 Espectre galàxia 13.....	55
Fig. 46 Espectre galàxia 14.....	56
Fig. 47 Espectre galàxia 15.....	56
Fig. 48 Espectre galàxia 16 amb emissions en roig	57
Fig. 49 Espectre galàxia 17 amb emissions en roig.....	58
Fig. 50 Espectre galàxia 18 amb emissions en roig.....	58
Fig. 51 Espectre galàxia 19 amb emissions en roig.....	59
Fig. 52 Espectre galàxia 20 amb emissions en roig.....	59
Fig. 53 Error relatiu en la distància front al redshift a la galàxia	61

1. INTRODUCCIÓ

Escollir el tema ha estat una de les parts més difícil d'aquest treball, almenys per mi. En l'inici de curs, tenia molt clar que el tema estaria relacionat amb la física o l'astronomia, ja que són dos temes que des de ben petit m'han cridat molt l'atenció. De fet, fa dos anys em vaig comprar un telescopi barat per poder observar planetes com Júpiter, Saturn i de tant en tant Venus. També he sigut un lector voraç d'obres de divulgació científica. Entre els meus autors preferits estan Stephen Hawking i Michio Kaku.

Quan el meu germà gran, el Nathan, va haver de fer el treball de recerca, farà uns tres anys, no vaig poder evitar pensar en idees pel meu. Una d'elles era fer un accelerador de partícules a petita escala. No obstant això, em vaig adonar que apart de que seria massa car, requeria coneixements científics molt avançats. Un altra idea que tenia era sobre astronomia, calcular la distància d'un planeta o d'una estrella respecte a nosaltres i saber la seva velocitat. Però un altre cop, la meva manca de coneixements de física i matemàtiques em va impedir tirar endavant aquest projecte.

Finalment, un especialitzat en astronomia, en Gonzalo Vilella, em va proposar fer un projecte a una escala molt més gran, calcular distàncies a galàxies. Així mateix, no requeria coneixements tant avançats com els anteriors. Com que al meu institut no s'ensenya astronomia fins a aquest nivell, em va resultar un tema molt atractiu, i em vaig acabar decantant per això. Em semblava una bona manera per iniciar-me en l'astrofísica.

La primera part, la introducció teòrica, tracta sobre les galàxies en sí, concretament: què són, composició i formes. Després veurem les quatre principals tècniques per mesurar distàncies, com són la paral·laxi, les variables Cefeides i la llei de Hubble i les supernoves de tipus Ia.

En la introducció científica, veurem sobre quins fonaments científics es basa la llei de Hubble. Per això, parlarem sobre l'espectre electromagnètic i la creació de línies d'emissió o d'absorció. És a dir, aquesta secció ens servirà per entendre què passa a nivell atòmic.

Finalment, a la part pràctica, mesurarem la distància de 20 galàxies utilitzant la llei de Hubble i els seus espectres. Per la part pràctica he utilitzat un software anomenat "Veusz". Aquest em permetia representar els espectres en una gràfica i així calcular les distàncies molt precisament. Avui en dia, els astrònoms ja no utilitzen la fórmula de la llei de Hubble ja que és molt ambigua, per això utilitzen un altra fórmula més complexa, anomenada distància comòbil, que té en compte altres factors que ja veurem. Per tant, l'objectiu de la recerca és veure quina és la diferència de resultats entre la llei de Hubble i la distància comòbil.

Com he dit al principi, sempre he sigut un àvid lector d'obres de divulgació científica perquè m'han donat accés al coneixement científic amb el seu lèxic senzill. En definitiva, aquest treball m'ha suposat la meua primera introducció a l'astronomia pràctica. Per aquesta raó, he fet aquesta recerca amb molt entusiasme i espero de tot cor que sigui del gust del lector.

Agrair sincerament al meu company de classe, en Gerard Santiveri, que em va facilitar contactes de gent que treballava a l'associació astronòmica. Regraciar especialment a l'astrònom Gonzalo Vilella, que d'una manera altruista, va oferir-me una ajuda immensa i va fer possible tota aquesta recerca. I per acabar, al meu tutor, en xxx, que es va ocupar dels aspectes formals del treball.

2. INTRODUCCIÓ TEÒRICA

Al principi del treball, haurem de definir què és una galàxia, quins tipus hi ha i sobretot de què estan formades. Això ens ajudarà després a entendre els mètodes utilitzats per calcular la seva distància. Veurem fins a tres maneres de fer-ho i la necessitat de combinar-los.

2.1 QUÈ ÉS UNA GALÀXIA?

Una galàxia és una agrupació enorme d'estrelles, gas i pols. Poden arribar a contenir entre milions i un trilió d'estrelles, i la seva llargada pot variar de milers a centenars de milers d'*anys-llum*.

2.2 CARACTERÍSTIQUES DE LES GALÀXIES

2.2.1 FORMES

Segons la classificació de Hubble hi ha fins a 3 tipus principals de galàxies depenent de la seva forma:

- I. **Les galàxies espirals** són denominades així per la forma dels seus discs. Posseeixen un nucli central o bulb constituït per una aglomeració d'estrelles. Destaquen els braços que surten del bulb que li donen l'aspecte de rodes d'artifici. Tenim així les espirals Sa, Sb i Sc: passant del primer a l'últim progressivament es disminueix la importància del bulb respecte els braços (Fig.1). S'ha observat que aquestes galàxies realitzen un moviment rotacional (la Via Làctia fa una rotació completa en 250 milions d'anys). A més de les espirals anomenades normals també tenim les espirals barrades (Fig.3). Aquestes tenen una banda central d'estrelles brillants d'un extrem a l'altre de la galàxia.



Fig. 1 galàxies espirals ¹

- II. **Les galàxies el·líptiques** tenen forma d'el·lipse i a diferència del grup anterior, han perdut la forma de disc i que serien semblants a una pilota de rugbi. Tenen un compacte nucli d'estrelles de forma més o menys allargada. A mesura que augmenta la el·lipticitat es passa de les E0 esfèriques a les E7 molt allargassades (Fig.2). Estan poblades exclusivament d'estrelles, tant és així que només podem individualitzar algunes estrelles de la perifèria de la galàxia, que, en la seva part central apareixen com glòbuls lluminosos uniformes. A diferència de les espirals, el seu moviment de rotació és molt més lent, arribant a ser nul en alguns casos. Presenten mides molt variades, tanmateix les galàxies més grans són d'aquest tipus. Són les més comuns, fins al 60% de les galàxies són el·líptiques.



Fig. 2 galàxies el·líptiques

- III. **Les galàxies irregulars**, com indica el seu nom, no tenen forma particular, i són d'una mida molt petita.² Són més riques en gas que en estrelles. A conseqüència d'això hi ha molta formació estel·lar i hi ha moltes estrelles joves. Es classifiquen en dos grans grups:

¹ Les Figures 1 i 2 han estat extretes de "Planets, Stars and Stellar Systems_Vol 6_Extragalactic Astronomy & Cosmology". Pàgina 31 i 23 respectivament.

² Hack, Margherita (1973): *el universo*. 4^a edició. Milán: editorial Labor, p.234-236

- Classe I: Presenten una forma molt poc definida com per ser situada a la seqüència de Hubble. Semblen ser una extensió de les galàxies espirals, més enllà de les Sc.
- Classe II: Són més rares que les anteriors. Inclou galàxies caòtiques que semblen haver-se format de formes diferents. Són poc brillants i no tenen forma aparent.



Fig. 3 espiral barrada ³

2.2.2 COLOR

Quan ens referim al color de la galàxia, parlem sobre la població estel·lar. Les estrelles es formen als immensos núvols formats de gas fred i pols. Aquests estan formats majoritàriament per hidrogen tot i que acostuma a haver-hi altres elements com oxigen, sofre, nitrogen, heli, etc... formats en altres estrelles i expulsats al medi intergalàctic. El color d'una estrella depèn sobretot de la seva massa i la seva edat. En general, les estrelles blaves són les més grans i tenen més combustible per consumir i, en suma, la temperatura de la superfície és molt elevada. A causa del seu ràpid ritme de consumició d'energia, tenen una vida bastant curta (desenes o centenes de milions d'anys). Les estrelles mitjanes, són blaves en les seves etapes inicials, però quan es fan grans es tornen vermelles i inicien la etapa de "gegant roja". Les estrelles més petites, en canvi, són roges perquè la seva temperatura és més baixa. Una altra forma d'entendre això és observant l'espectre de la llum visible: els colors més

³ Figura extreta de <http://www.datuopinion.com/galaxia-espiral-barrada>

propers al violeta sempre són més intensos (violeta, blau, verd) i tenen la *longitud d'ona* més curta, mentre que els roigs i ataronjats brillen amb menor intensitat i tenen *longitud d'ona* més llarga.

Ara bé, aquests signes de joventut, pols i gasos interestel·lars, i gegants blaves, abunden a les espirals i irregulars, i resulten sempre menys comuns en les lenticulars (o anomenades S0) i inexistentes en les el·líptiques. Aquí, la formació estel·lar és molt alta per la gran presència de gas. Per això, les espirals i les irregulars es veuen més blaves

Les estrelles més velles abunden en galàxies on hi ha poca formació estel·lar, o sigui, les el·líptiques. Com que sol queden estrelles velles i de poca massa, que són vermells, les el·líptiques són vermelles.

2.3 SEQÜÈNCIA DE HUBBLE

La gran varietat de formes suggeria que el pas d'una a un altra es produïa de forma quasi continua; per això Hubble les va classificar en l'ordre següent:

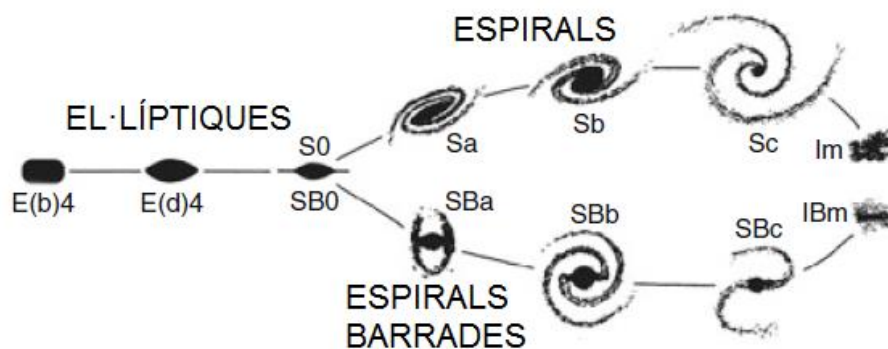


Fig. 4 seqüència de Hubble ⁴

La idea de Hubble era únicament descriure la variació regular de forma, un cert pas continu de les globulars E0 a les allargades E7, a les Sa on comença a

⁴ El símbol SB indica espiral barrada. Imatge extreta de "Planets, Stars and Stellar Systems_Vol 6_Extragalactic Astronomy & Cosmology". Pàgina 24.

aparèixer traces d'espiral, a les Sb i Sc, on es pronuncia el desenvolupament regular i l'obriment dels braços, fins les irregulars, on no hi ha vestigi ni de nucli ni de braços.

2.4 COMPOSICIÓ D'UNA GALÀXIA

Els constituents bàsics d'una galàxia són estrelles, gas interestel·lar i pols. Les noves generacions d'estrelles es formen en els núvols d'hidrogen fred amb traces d'altres metalls. Aquest gas prové d'estrelles que han arribat a la fi del seu cicle. Com diu Hack (1973: p.239):

"La quantitat en que es presenten varia segons el tipus de galàxia: en les galàxies irregulars i espirals el pols interestel·lar i el gas pot arribar a representar entre un 10% i 30% de la massa total, mentre que amb les galàxies el·líptiques és menys de l'1%."

2.5 MÈTODES PER CALCULAR DISTÀNCIES ASTRONÒMIQUES

Calcular les distàncies d'objectes astronòmics és una de les feines més difícils en el camp de l'astronomia. Com que són objectes tant remots, no podem mesurar distàncies tant fàcilment, i per tant, hem hagut de crear mètodes enginyosos per poder fer-ho. En aquest apartat introduïrem els mètodes més importants per calcular distàncies a cossos celestes, des dels que estan més a la vora (estrelles) fins els que estan més allunyats (galàxies).

Abans de començar hem de tenir clar que els indicadors primaris de distàncies (com la paral·laxi) han sigut clau pel desenvolupament d'indicadors secundaris (com les Cefeïdes i la llei de Hubble). És a dir, gràcies als indicadors primaris podem crear d'altres que tenen més abast i amb aquests podem fer-ne d'altres i així successivament. L'inconvenient de tot això és que perdem precisió a

mesura que es tornen més sofisticats, a causa de que s'acumulen els errors. Tot i així, ens permeten tenir una idea de l'escala del cosmos.

2.5.1 Paral·laxi trigonomètrica

La paral·laxi trigonomètrica és el mètode més antic per mesurar distàncies d'estrelles properes i l'única manera directa de fer-ho. Es basa en que si observes un objecte des de diferents direccions (base), la posició de l'objecte canvia respecte a un fons molt llunyà. Per exemple, quan observes la teva mà amb un ull i després amb l'altre ull, la mà es desplaçarà respecte el que hi hagi de fons. El problema és que aquest desplaçament va disminuint amb la distància, i com ja sabem, les estrelles són objectes molt llunyans. Per tant, necessitarem observar una estrella amb una base molt més gran.

El 1938, Friedrich Bessel va ser el primer astrònom en utilitzar una tècnica innovadora que utilitzava el moviment de translació de la Terra. La Terra es mou al voltant del Sol, si fem una observació en un moment qualsevol, i ho tornem a fer 6 mesos més tard, tindrem una base de dos unitats astronòmiques o UA (dos cops la distància entre el Sol i la Terra) i el moviment aparent de les estrelles serà mesurable com es veu en la figura 5. És l'anomenada paral·laxi anual.

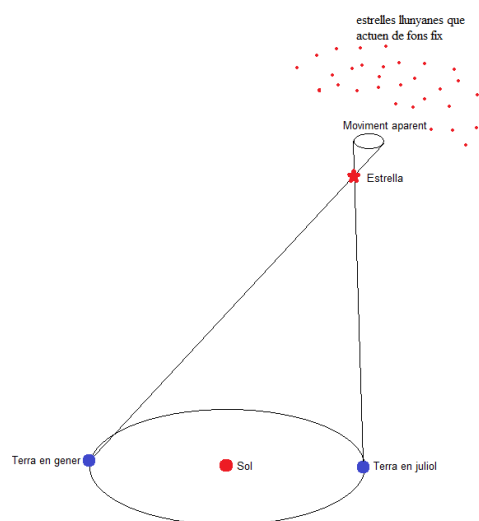


Fig. 5 paral·laxi trigonomètrica

Imaginem que volem mesurar la distància d'una estrella com en la figura 6 utilitzant la paral·laxi anual. El que intentarem és que el desplaçament de l'estrella sigui el màxim possible, per tant observarem l'estrella qualsevol dia i ho tornarem a fer sis mesos després. Si coneixem l'*angle paral·làctic* i que ens hem desplaçat 2 UA, podem saber la distància. Això es degut a que només hi ha una distància possible que produeixi un determinat *angle paral·làctic* si ens desplaçem dos UA.

En aquest cas, el càlcul de la distància serà molt senzill ja que la línia que uneix el Sol amb l'estrella és perpendicular a la base, per tant obtenim dos triangles rectangles iguals. Degut a que coneixem un costat i l'angle paral·làctic (meitat que l'angle α), podem calcular els altres costats amb trigonometria.

$$\tan\left(\frac{\alpha}{2}\right) = \frac{b/2}{d} \quad d = \frac{b/2}{\tan\left(\frac{\alpha}{2}\right)}$$

Sent b la base i d la distància. Les unitats de longitud utilitzades són els *parsecs* o pc, per tant, la base no són 2 UA sinó $9,69 \cdot 10^{-6}$ pc. L'angle α s'expressa sempre en segons.

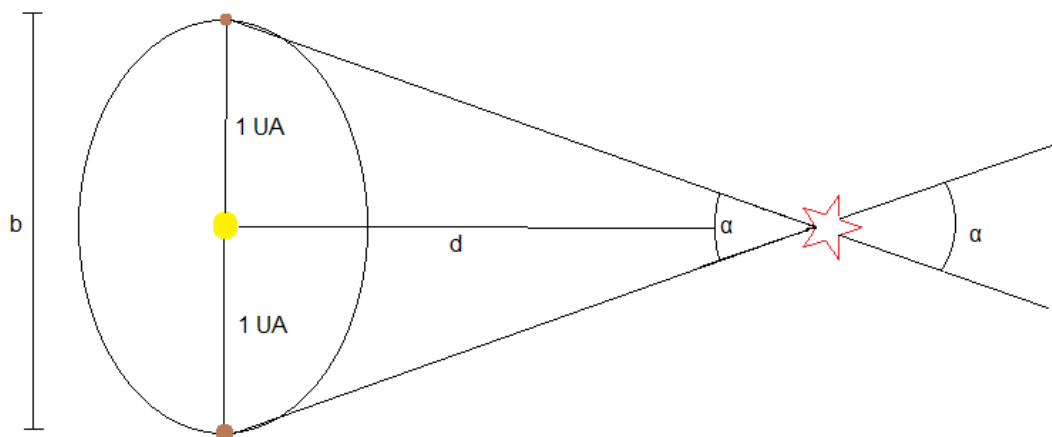


Fig. 6 Representació paral·laxi trigonomètrica

Òbviament, els angles paral·làctics d'estrelles no són tan grans, per això s'utilitzen els arc segons, representat amb el signe ". Tot i així, els arc segons es queden molt petits i la única estrella que té un angle paral·làctic més gran que 1" és el Sol. La segona estrella més propera, Pròxima del Centaure, té un angle de 0,77". Per tant, la seva distància serà:

$$d = \frac{4,84 \cdot 10^{-6}}{\tan(0,77'')} = 1,29 \text{ pc} = 4,22 \text{ any-llum}$$

La paral·laxis no està exempta de desavantatges (al igual que tots els mètodes que veurem a continuació). Com que l'angle va disminuint amb la distància, arriba un moment en que es fa difícil de mesurar i es perd precisió. Llavors, a partir d'una distància, aquest mètode deixa de ser eficaç. A partir dels 30pc, la paral·laxi trigonomètrica des de la Terra ens dona resultats poc fiables, i a partir dels 100pc, deixa de ser-nos útil perquè l'angle és massa prim com per ser mesurat. Tot i així, s'ha aconseguit allargar aquest límit uns quants centenars de *parsecs* més gràcies a projectes espacials com el satèl·lit *Hipparcos*, el qual va mesurar paral·laxis amb una precisió de 0,001 arc segons de més de 100.000 estrelles. Més recentment, es va llençar una altra sonda espacial, *GAIA*, amb l'objectiu de mesurar distàncies de mil milions d'estrelles fins a magnitud 20 amb una precisió de 20 milionèsimes de segon d'arc fins a magnitud 15 i 200 amb les de magnitud 20.

2.5.2 Mètode de les variables Cefeides

Les estrelles Cefeides són un tipus d'estrelles que canvien la seva *lluminositat* en períodes regulars. Algunes Cefeides tenen cicles de 0,2 dies i altres de 100 dies. Com sabem ara, aquest canvi de *lluminositat* es degut a que les estrelles s'inflen i s'encongeixen de manera que la llum que emeten augmenta i s'esvaeix. Aquestes estrelles poden ser utilitzades com indicadors de distàncies majors que amb el mètode paral·laxi perquè presenten diversos avantatges: són molt brillants, són objectes que en general són molt llunyans i

mostren una curiosa relació entre les seves magnituds absolutes i el seu període.

A principis del segle XX, no es coneixia la distància de cap Cefeida perquè estaven massa allunyades com per utilitzar el mètode paral·laxi (aquest mètode deixava de ser útil a partir de distàncies de 150 *anys-llum*, i la Cefeida més propera està a 400 *anys-llum*). Al principi es pensava que hi havia una relació entre la *magnitud aparent* i el període, però la *magnitud aparent* podia quedar emmascarada per la distància, això és, una estrella molt brillant amb un cicle molt llarg pot semblar fosca a causa de la distància, i una altra estrella fosca i amb cicle curt pot semblar brillant perquè està prop. Aquesta confusió induïa els astrònoms a pensar que no hi havia cap connexió entre la *magnitud aparent* i el període. De fet, la relació és entre la *lluminositat* i el període. Aquesta relació (Fig. 5) va ser descoberta per Henrietta Leavitt analitzant Cefeides del gran núvol de Magallanes⁵. Va trobar que si una Cefeida tenia un cicle de 3 dies i un altra de 30 dies, l'estrella amb el cicle més llarg era 6 cops més lluminosa que la primera. Si aquesta relació es complia per totes les Cefeides significava que es podia utilitzar aquestes estrelles com a mesura de distàncies relatives a les estrelles i núvols estel·lars al llarg de la galàxia, és a dir, podien dir que una estrella o una agrupació d'estrelles estaven tants cops més allunyades que altres, però ignoraven si ho estaven mesurant en milles o kilòmetres. L'any 1913, Ejnar Hertzsprung, va aconseguir determinar la distància de diferents Cefeides amb el mateix període utilitzant la paral·laxi estadística.

⁵ El gran núvol de Magallanes es troba tant lluny de nosaltres que considerem totes les seves estrelles a la mateixa distància de la Terra.

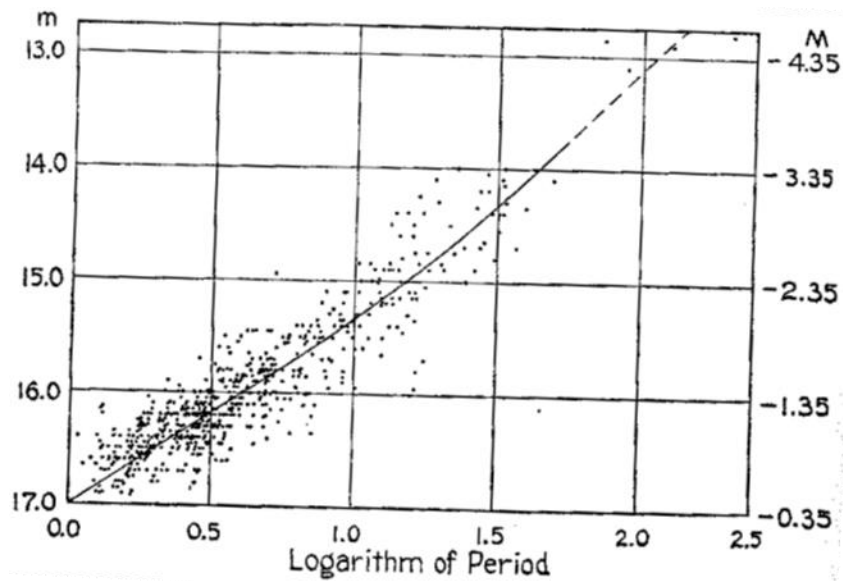


Fig. 7 Relació-període lluminositat de les Cefeides ⁶

La relació període-lluminositat per la *banda V* és descrita amb la fórmula:

$$M_{(V)} = -2,81 \cdot \log_{10} P_d - 1,43$$

On $M_{(V)}$ és la *magnitud absoluta* mitjana en la *banda V* i P_d són els dies que tarda la Cefeida en fer un cicle. La *magnitud aparent* (m), s'obté amb la mateixa fórmula:

$$m = -2,5 \cdot \log \left(\frac{F}{F_o} \right)$$

Sent F la *densitat de flux* de la estrella i F_o la *densitat de flux* estrella referència, la qual acostuma a ser Vega. Els astrònoms utilitzen telescopis i càmeres per obtenir-la. La fórmula per calcular-ho és:

$$F = \frac{L}{4\pi d^2}$$

⁶ Imatge extreta de "Modern astrophysics" de Carrol Ostie. Pàgina 486.

Sent L la lluminositat. Partint d'aquestes tres fórmules, els astrònoms ja poden calcular la distància. Una de les propietats dels logaritmes és la següent:

$$\log\left(\frac{a}{b}\right) = \log(a) - \log(b)$$

Sabent això podem desenvolupar la fórmula de la *magnitud aparent* i l'absoluta:

$$m = -[2,5 \cdot (\log(F) - \log(F_o))] \\ M = -[2,5 \cdot (\log(F') - \log(F_o))]$$

Suposem que $\log(F_o)$ és K .

$$m = -[2,5 \cdot (\log(F) - k)]$$

$$M = -[2,5 \cdot (\log(F') - k)]$$

$$M - m = (-2,5 \cdot \log(F') - K) - (-2,5 \cdot \log(F) - K)$$

↓

$$M - m = -2,5 \cdot \log(F') + 2,5 \cdot \log(F)$$

$$M - m = -2,5 \cdot (\log(F') - \log(F))$$

$$M - m = -2,5 \cdot \log\left(\frac{F'}{F}\right)$$

Sabent que:

$$F = \frac{L}{4\pi d^2} \qquad F' = \frac{L}{4\pi 10^2}$$

↓

$$\frac{F'}{F} = \frac{\frac{L}{4\pi 10^2}}{\frac{L}{4\pi d^2}} = \left(\frac{d^2}{10^2}\right) = \left(\frac{d}{10}\right)^2$$

Una segona propietat dels logaritmes ens serà útil per desenvolupar l'expressió:

$$\log(a)^b = b \cdot \log(a)$$

↓

$$M - m = -2,5 \cdot \log\left(\frac{d}{10}\right)^2 \Rightarrow M - m = -5 \cdot \log \frac{d}{10} \Rightarrow$$

$$M - m = -5 \cdot [\log(d) - \log(10)]$$

Un logaritme de base 10 de 10 és igual a 1, per tant:

$$M - m = -5 \cdot \log(d) + 5 \quad (\text{mòdul de distància})$$

$$\log(d) = \frac{M - m - 5}{-5} = \frac{-M + m + 5}{5}$$

La definició de $\log_a(b)$ és: el nombre al qual s'ha d'elevat a per a que doni b . Per tant, podem aïllar d :

$$d = 10^{\frac{-M+m+5}{5}}$$

En el pas dels anys, s'ha anat calibrant millor l'escala Cefeida gràcies a descobriments com estrelles variables prou properes a la Terra com per calcular la distància amb el mètode paral·laxi. Aquest mètode pot ser molt eficient perquè són molt abundants en galàxies espirals i irregulars (no es troben en galàxies el·líptiques), a més són suficientment brillants com per ser detectades a les galàxies més brillants del *cúmulo de Virgo*. Però té el

desavantatge de que és molt laboriós determinar si una estrella és una Cefeida: per exemple, s'han de prendre imatges de varies galàxies, mirar els fluxos de totes les estrelles i detectar quines són variables, obtenir el període, deduir la lluminositat a partir de la relació període-lluminositat. A més, és una tècnica limitada per la distància, és a dir, si una galàxia està massa allunyada, serà impossible distingir individualment cada estrella, o no podrem trobar el mínim de forma acurada, vist que ens arribarà tan poca llum que la deixarem de veure.

2.5.3 Supernoves de tipus Ia

En els últims 10 anys, diferents grups astronòmics liderats per Saul Perlmutter i Alan Riess han estat utilitzant un mètode innovador que utilitza les supernoves de tipus Ia com a candelas estàndard. Una candela estàndard és un objecte celeste amb lluminositat coneguda, que pot servir com a referència per calcular distàncies a escales astronòmiques. Aquestes supernoves tenen la utilitat de poder rivalitzar en lluminositat amb el conjunt d'estrelles d'una galàxia, o sigui, la quantitat de llum que emeten és igual o major que tota la lluminositat de tota una galàxia i per tant, son una de les poques formes que tenim per conèixer la distància de les galàxies més llunyanes.

Les supernoves són explosions estel·lars, extremadament energètiques i que fa desaparèixer l'estrella progenitora. N'hi ha dos tipus principals: les supernoves gravitatòries i les termonuclears. El primer grup (tècnicament supernoves de classe II, Ib, Ic) són explosions que es produeixen al final de la vida de les estrelles molt massives (8 masses solars) quan arriben a la producció d'elements del grup del ferro. La fusió d'àtoms més pesats que aquest grup consumeixen energia, de manera que l'estrella col·lapsa⁷. Les termonuclears (les de classe Ia) tenen lloc en sistemes estel·lars binaris on una de les components és una nana blanca. La nana blanca pot robar matèria de les

⁷ Una estrella es manté en un estat d'equilibri entre la gravetat que la comprimeix i l'energia de fusió i la pressió dels gasos que tendeix a expandir-la. Llavors, quan l'estrella comença a produir ferro, la fusió d'aquest consumeix més energia de la que allibera, causant que la gravetat comprimeixi l'estrella sense que l'energia del processos de fusió l'expandeixi.

capas externes de la seva companya binària. Si la massa d'acreció (massa robada de la companya binària) provoca que la nana blanca superi el *límit de Chandrasekhar* d'1,44 masses solars, col·lapsarà catastròficament per produir una supernova de classe Ia. Un altre model preveu un sistema binari amb dos nanes blanques o una estrella de neutrons (model "doblement degenerat") on una de les estrelles acreix massa i culmina amb la mateixa classe de supernova.

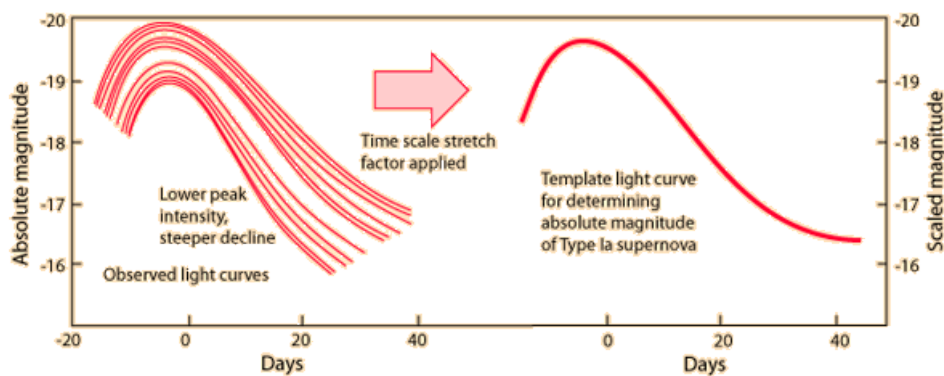


Fig. 8 Supernoves de tipus Ia ⁸

El més interessant que tenen aquestes supernoves és que totes exploten a la mateixa massa aproximadament, la seva *magnitud absoluta* és la mateixa. Això les converteix en candeles estàndard molt útils. No és necessari observar la supernova en el seu pic màxim de magnitud perquè es pot comparar el seu decaïment de la intensitat de la llum amb una sèrie de corbes parametritzades que ens ajuden a determinar el pic màxim (Fig. 8). També es té en compte l'efecte d'extinció interestel·lar causat pel gas i pols.

Per saber la distància d'una supernova de tipus Ia, faríem servir el mateix mètode que amb les estrelles Cefeides.

$$d = 10^{\frac{-M+m+5}{5}}$$

⁸ Imatge extreta de <http://hyperphysics.phy-astr.gsu.edu/hbasees/astro/snovcn.html>.

Com que es pot deduir la *magnitud absoluta* M (perquè totes tenen la mateixa lluminositat), tan sols ens fa falta la *magnitud aparent* per saber la distància. Com hem dit abans, la *magnitud aparent* l'obtenen els astrònoms utilitzant l'instrumental necessari.

2.5.4 L'expansió de l'Univers i la llei de Hubble

Aquest és probablement el mètode més utilitzat en astronomia per mesurar les distàncies de les galàxies més llunyanes. Es basa en que la velocitat de recessió varia segons la distància. Com més lluny està una galàxia, més ràpid s'allunya de nosaltres. Aquesta relació va ser descoberta per Edwin Hubble l'any 1929.

Gràcies al treball de Henrietta Leavitt i Shapley (entre els anys 1912 i 1924), Hubble tenia una idea de les distàncies relatives d'objectes llunyans. Hubble podia dir que una galàxia estava allunyada de nosaltres el doble que un altra, o la meitat. A més, ell tenia la distància de 18 galàxies aïllades i el *cúmulo de Virgo*, gràcies a unes observacions fetes durant la dècada dels anys 20 del segle XX. Així, va fer una gràfica que relacionava la velocitat amb la distància i va observar que formava una recta prou convincent (Fig. 7). Malgrat tot, es necessitava una mica de fe per poder treure una línia recta a partir d'aquells punts. Així que Hubble i el seu ajudant Milton Humason, van estendre una mica més els seus estudis i van obtenir una línia més convincent (Fig. 9).

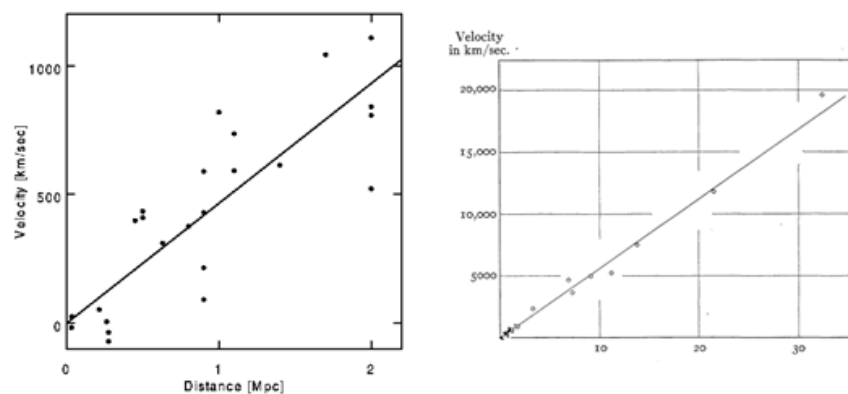


Fig. 9 **Llei de Hubble**. En la imatge de l'esquerra es representen galàxies que disten entre 0 i 2 megaparsecs. A la dreta galàxies que estan entre 0 i 30 megaparsecs.

El que demostrava aquesta recta era que les galàxies tenen un moviment de “repulsió”, això és, totes s’estan allunyant perquè es crea espai entre elles. Per fer-nos una idea, és com si dibuixéssim punts sobre la superfície d’un globus i després l’unfléssim, tots els punts es separarien. Doncs d’una manera similar passa amb les galàxies, i el més interessant és que ho fan seguint una relació: com més separades estan més espai es crea entre elles i s’allunyen més ràpid. Per tant, no només va descobrir que l’Univers s’està expandint, sinó que podia aprofitar aquest fet per mesurar distàncies de galàxies. En conclusió, es podien mesurar distàncies que serien impossibles amb el mètode de les Cefeides. El 1931 es va confirmar la coneguda Llei de Hubble, la qual és un patró fonamental de l’Univers.

Més tard, Hubble va obtenir una fórmula que relacionava el desplaçament al roig (*redshift*) i la distància:

$$z = \frac{\lambda_2 - \lambda_1}{\lambda_1} = \frac{H_0}{c} D$$

On z és el desplaçament al roig, D és la distància mesurada en megapàrsecs (Mpc), λ_1 és la longitud d’ona teòrica d’una línia d’emissió o d’absorció si la veiéssim quiets respecte l’emissor, λ_2 és la longitud d’ona on observem aquesta emissió o absorció quan ens movem respecte a l’emissor, H_0 és l’anomenada constant de Hubble que equival a un valor entre 65 i 80 Km/s per megaparsec⁹ i la c és la velocitat de la llum. És la fórmula de la llei de Hubble.

Aquesta fórmula es pot desenvolupar encara més:

$$z = \frac{\lambda_2 - \lambda_1}{\lambda_1} \rightarrow z = \frac{\lambda_2}{\lambda_1} - \frac{\lambda_1}{\lambda_1} \rightarrow z = \frac{\lambda_2}{\lambda_1} - 1 \rightarrow \frac{\lambda_2}{\lambda_1} = 1 + z \rightarrow \lambda_2 = \lambda_1 \cdot (1 + z)$$

I la relació velocitat-distància, que no és el mateix que la llei de Hubble, es pot formular com:

⁹ L’any 1920 Hubble va calcular que la constant tenia un valor de 500 Km/s/Mpc. El 1956, Allan Sandage va determinar que el valor era de 180 Km/s/Mpc. Amb el pas dels anys, s’ha anat calibrant millor fins a donar resultats de 67 Km/s/Mpc estudiant la radiació còsmica de fons.

$$V = H_0 \times D$$

Sent V la velocitat de recessió que generalment es mesura en Km/s. Anem a veure un exemple:

- quina és la distància d'una galàxia si la seva velocitat calculada a partir del *redshift* és de 7000 km/s i assumim que el valor de al constant de Hubble és de 70 km/s/Mpc?

$$7000 \frac{km}{s} = 70 \frac{\frac{Km}{s}}{Mpc} \cdot D \quad \rightarrow \quad D = 100 Mpc$$

Cal dir que la llei de Hubble és tan sols una aproximació d'una altra fórmula més correcta. Aquesta té en compte altres factors com la matèria fosca, energia fosca i la curvatura de l'Univers. La fórmula, anomenada "distància comòbil", és la següent:

$$D = \int_0^z \frac{dz'}{\sqrt{\Omega_M (1+z')^3 + \Omega_K (1+z')^2 + \Omega_\Lambda}}$$

Ω_M és la densitat de massa fosca, Ω_K és la densitat d'energia fosca i Ω_Λ és la curvatura de l'Univers. Com no és l'objectiu d'aquest treball deduir aquesta fórmula, ni estudiar aquestes densitats més a fons, deixaré la descripció d'aquesta fórmula en aquest punt.

L'avantatge d'aquest mètode és que no hi ha límit de distància mentre es pugui calcular el desplaçament al roig i no tingui influències gravitacionals externes. Un segon avantatge que té és que ens serveix per tot tipus de galàxies: el mètode de les Cefeides només ens serveix per tipus específics de galàxies on abunden Cefeides i el mateix passa amb les supernoves de classe Ia. Amb tot, no ens funciona per les galàxies més properes a nosaltres per culpa de que la nostra galàxia ja influeix en el moviment d'aquestes i per tant s'anul·la aquest moviment de "repulsió". Un exemple d'això és Andròmeda, aquesta està tan prop nostre, que ens estem atraient i per tant té desplaçament al blau.

Conseqüentment, tampoc ens funcionaria per dos galàxies llunyanes que estan poc separades entre sí per la mateixa raó. Un altre problema que presenta és la constant de Hubble en sí: encara no se sap el valor exacte, de fet, amb els mètodes actuals hi ha una incertesa d'un 15% a l'hora de calcular la constant. Tot i així, el mètode de Hubble ens ha servit per donar-nos una idea de l'escala de l'Univers.

3. INTRODUCCIÓ CIENTÍFICA

3.1 ESPECTRES ELECTROMAGNÈTICS

L'any 1666, Isaac Newton va fer un experiment que consistia en fer passar un raig de llum a través d'una orifici i que el raig travessés un prisma. Al passar pel prisma, la llum es va refractar i va obtenir el que semblava els colors d'un arc de Sant Martí. Newton va anomenar aquest fenomen com "espectre". D'aquesta manera va demostrar que la llum no és una entitat pura i que estava composta per una gran gamma de tipus de llum.

Joseph von Fraunhofer, fabricant de prismes alemany, feia passar llum a través dels seus prismes per demostrar la seva qualitat. Va observar que en l'espectre que es formava hi apareixien unes línies negres molt fines. Aquestes línies ja s'havien observat abans, tot i que amb els excel·lents prismes de Fraunhofer es veien molt més clares i a més, es podien observar un nombre major d'elles. El que Fraunhofer estava observant eren les línies d'absorció, però abans de parlar d'això, haurem de veure l'estructura de l'àtom.

3.1.1 Estructura de l'àtom

Per explicar l'estructura de l'àtom, ens servirem del model de Bohr (tot i que no és el més acceptat). Un àtom està format per tres partícules: neutrons, protons i electrons. Els protons tenen càrrega elèctrica positiva, els electrons tenen càrrega negativa i els neutrons no tenen càrrega elèctrica. Al nucli de l'àtom

estan els protons i els neutrons i constitueixen el 99,9% de la massa total de l'àtom. Els electrons descriuen òrbites al voltant del nucli. Bohr es va inspirar en la hipòtesi quàntica de Planck, segons la qual, l'energia (radiació) no és contínua, sinó que està quantificada, formada per paquets d'energia o fotons d'energia. El fotó és la unitat mínima d'energia que pot transportar la radiació. L'energia d'un quàntum ve determinada per la fórmula:

$$E=h \times v$$

Sent E l'energia, v és la *frequència* i h és la constant de Planck i equival a $6,625 \cdot 10^{-34}$ J·s. En la interpretació de la llum com una ona, aquesta ona tindria associada una *frequència*, com si fos una ona mecànica com el so.

Segons Bohr, els electrons només podien girar en uns nivells determinats. Quan aquest es mou en una òrbita determinada és estable; només quan es produeix l'absorció d'energia a una *frequència* determinada passa a un nivell superior, i quan emet energia, descendeix un nivell (Fig. 11). Cal aclarir que cada element té un nombre de protons diferent, i això farà que tingui una estructura de capes diferent. Aquesta modificació de l'estructura és la causant de que la diferència d'energies entre dues capes d'un element i dues capes d'un altre element no sigui la mateixa. Això explicava perquè l'espectre d'absorció sempre era tant discret.

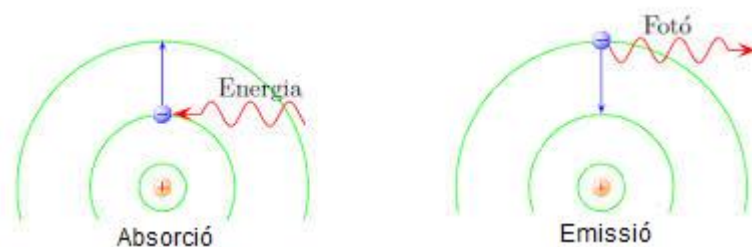


Fig. 10 Emissió i absorció d'un àtom

L'energia necessària per a que un electró canviï de nivell ve determinada per la fórmula:

$$\Delta E = E_2 - E_1 = h \times v$$

On E són les energies per a cada òrbita, ν és la *freqüència* i h és la constant de Planck. Com que només són possibles uns determinats valors d'energia, només són possibles uns determinats valors de *freqüència*, i per tant, no formaran un espectre continu sinó que l'àtom tindrà línies que corresponen a les freqüències.

3.1.2 Línies d'absorció i emissió

Quan s'exciten els àtoms d'un element (això és, s'escalfen o se'ls hi dóna energia) en estat sòlid o líquid, emeten energia en forma de radiació electromagnètica, alguns d'ells ho fan amb colors molt característics: quan s'escalfa el ferro emet llum roja, el potassi llum violeta i el sodi emet llum groga. Però si es troben en estat gasós i a baixa pressió i sotmès a altes temperatures, analitzant la llum que emeten amb un espectroscopi no s'obté un espectre continu com és el cas de la llum blanca, sinó un sèrie de línies lluminoses sobre un fons negre que corresponen amb la llum que emeten, per això s'anomenen **espectres discontinus**.

Per un determinat element, les línies apareixen a la mateixa posició i són, per tant, la seva "empremta dactilar" i ens serveixen per identificar elements. Els espectres obtinguts d'aquesta forma s'anomenen d'emissió.

També hi ha els anomenats espectres d'absorció, que s'obtenen analitzant la radiació absorbida per un element. Això es pot obtenir fent passar un feix de llum blanca (espectre continu) a través d'un gas i després refractar la llum resultant per un prisma i observar les línies. Observarem que és un espectre continu amb línies negres que estan a la mateixa posició que les línies d'emissió (Fig. 12).



Fig. 11 línies d'emissió i d'absorció

3.1.3 Continu espectral i la llei de Wien

La llei de Wien o llei del desplaçament de Wien ens serveix per determinar a quina longitud d'ona estarà el pic d'emissió d'un cos depenent de la temperatura. Un cos a una determinada temperatura emetrà un espectre continu que segueix la llei de Planck del cos negre (Fig. 13). La posició d'aquest pic d'emissió ens diu a quina longitud d'ona hi ha el màxim d'emissió (anomenada també "radiació del cos negre"). La llei de Wien ens relaciona com canvia l'alçada d'aquest pic quan hi ha canvis de temperatura.

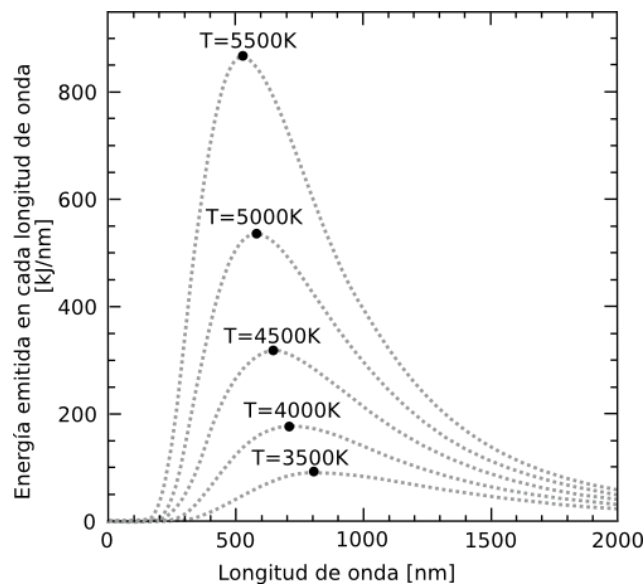


Fig. 12 Llei de Planck del cos negre

Quan tenim molts cossos (de temperatures molt variades) emetent radiació, acabarem per no distingir cadascuna de les emissions i es formarà una línia que anomenarem contínua (Fig. 14). Les línies negres són cossos a diferents

temperatures i també veiem que els més freds tenen un pic més baix mentre que els cossos més calents tenen el de més alt. Quan els observem tots de cop és com si suméssim, i el que veuríem és la línia vermella. Això mateix passa amb l'espectre d'una galàxia.

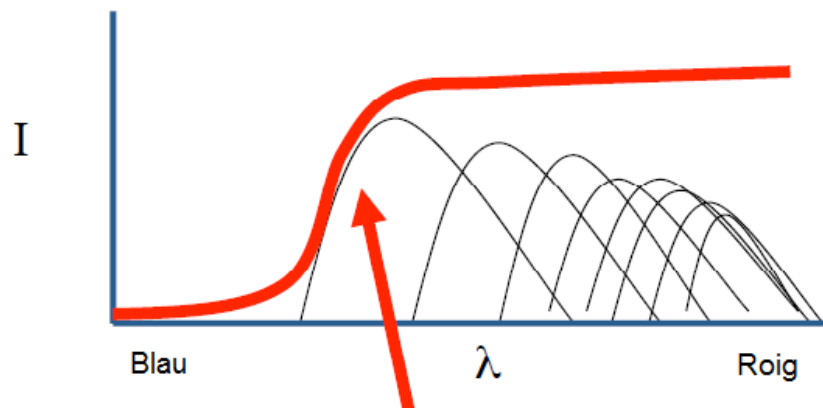


Fig. 13 Continu d'un espectre

3.2 ESPECTRES DE GALÀXIES I LES REGIONS HII

En aquesta secció veurem com varia l'espectre d'una galàxia depenent del tipus de població estel·lar que conté i d'on provenen les línies d'emissió i d'absorció de les galàxies.

3.2.1 Galàxies amb estrelles velles

A les galàxies amb estrelles més velles i roges com les el·líptiques i les Sa i Sb, s'observen línies d'absorció principalment pels àtoms i molècules d'aquestes estrelles que absorbeixen a unes freqüències determinades. Un altre causant d'aquestes absorcions és el medi interestel·lar fred que pot "extraure" energia provinent de la radiació que hi passa.

En les el·líptiques, l'espectre està dominat per línies d'absorció provinents de gegants fredes (senyalat en verd). Les emissions són absents o molt dèbils. L'emissió més destacable, quan està present, prové de l'oxigen II. Emissions del nitrogen II també són detectades en alguns casos. Una altra característica que tenen les el·líptiques és de caràcter visual, tenen una forta caiguda a partir

dels 5000 Å cap als 4000 Å. La manca d'estrelles calentes produeix aquesta caiguda (Fig. 15).

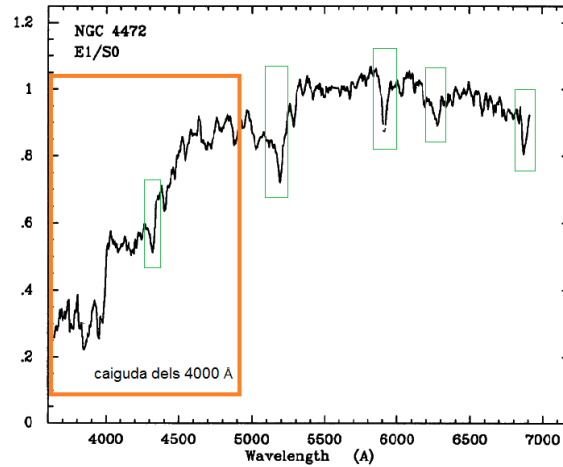


Fig. 14 Espectre galàxia el·líptica

En les Sa, l'espectre encara segueix dominat per absorcions tot i així apareixen més indicis de població d'estrelles joves. L'indici més obvi és l'aparició de les següents emissions: NII (6583 Å), OII (3727 Å), H α , i rarament H β i OIII. Conseqüentment, la caiguda dels 4000 Å serà menys pronunciada.

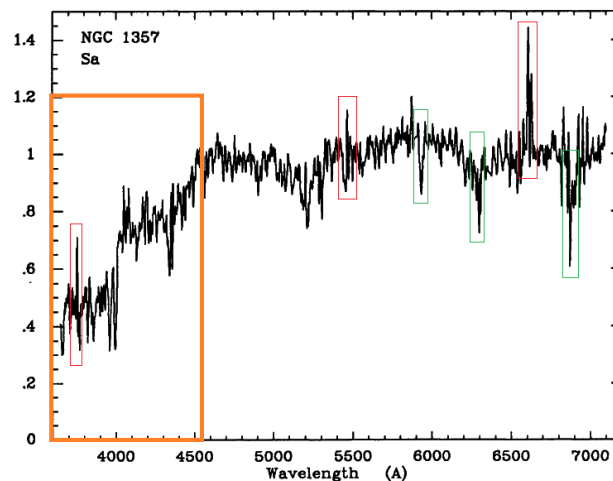


Fig. 15 Espectre galàxia Sa

Per últim, en les Sb, la presència d'una barreja de població estel·lar és fa més evident. Mostren emissions més prominents, incloent H α + NII, i línies més

febles de SII i OII. La caiguda dels 4000 Å disminueix molt per aquest grup de galàxies.

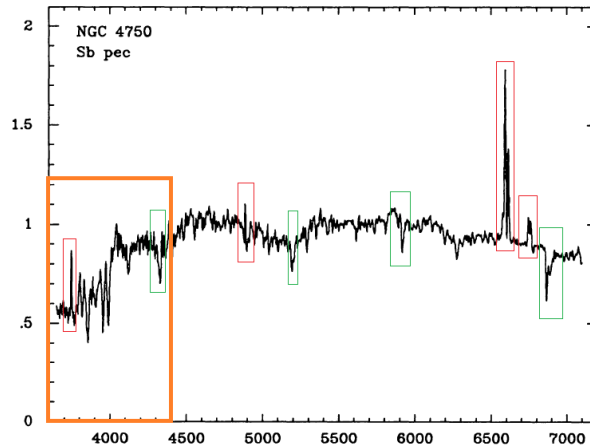


Fig. 16 Espectre galàxia Sb

3.2.2 Galàxies amb estrelles joves

En les galàxies on hi abunden més estrelles blaves com les Sc i les irregulars s'observen més línies d'emissió. En moltes regions del medi interestel·lar, el gas es troba a temperatures bastant altes. Aquest fenomen es produeix sobretot al voltant de les estrelles joves que radien intensament en el violeta. Aquestes nebuloses es coneixen com regions HII i és d'aquí on detectem les línies d'emissió.

Les regions HII comencen amb un núvol molecular gegant. Aquests núvols estan a temperatures molt baixes, són molt densos i romanen estables durant períodes molt llargs. Per diferents causes com interaccions magnètiques i ones de xoc d'una supernova es desencadena el col·lapse d'una part del núvol. Quan això passa, es formen estrelles noves i només les més massives, arribaran a temperatures suficientment altes com per ionitzar el gas que l'envolta. Típicament, un àtom d'hidrogen en una regió HII roman ionitzat durant centenars d'anys, es recombina i queda neutre durant alguns mesos i torna a ser ionitzat per un fotó de l'estrella. La emissió de l'hidrogen H_{α} a 656.3 nanòmetres produeix el color vermellós d'aquestes nebuloses. En la figura 18

es pot veure la galàxia espiral Mesier 74, que conté unes petites regions vermelles en els braços, són regions HII¹⁰.



Fig. 17 Regions HII ¹¹

La ionització d'àtoms d'heli requereix més energia que amb l'hidrogen, i només al voltant de les estrelles més calentes es formen aquestes regions d'heli ionitzat. En aquests casos, una regió HII envoltarà una regió central més petita formada per He+ o He++.

Tot i que l'heli i l'hidrogen són els components principals, les seves línies d'emissió no sempre són les més fortes. El 1927, Ira S. Bowen va demostrar que hi havia unes línies "prohibides" d'oxigen ionitzat i nitrogen, O+, O++ i N+. Aquestes línies "prohibides" són molt difícils d'observar al laboratori perquè la probabilitat de les transicions són tan baixes que amb la densitat de l'aire d'un laboratori els ions són des-excitats per col·lisions abans de que puguin radiar o emetre. Al contrari en el gas interestel·lar, la densitat és tan baixa que les col·lisions són menys freqüents i per tant, els ions excitats podran fer la transició a un nivell inferior emetent un fotó.

La temperatura d'una regió HII és més alta que la del gas que l'envolta i per això tendirà a expandir-se. Després de milions d'anys, s'haurà tornat tan difús que es combinarà amb el medi interestel·lar general.

¹⁰ Hannu Karttunen, Pekka Kröger, Heikki Oja, Markku Poutanen, Karl J. Donner (2007) Fundamental astronomy: 5a ed. Editorial Springer. pàgina 323-

¹¹ Imatge extreta de http://imagenesdia.blogspot.com.es/2011_04_01_archive.html

El continu, les absorcions i les emissions d'una galàxia Sc ja són completament diferents al d'una Sa. Les emissions principals ($H\alpha$, $H\beta$, OII, OIII, NII, SII) són aparents en l'espectre, el qual és característic d'una regió HII amb formació estel·lar. Les absorcions provenen de diferents tipus d'estrelles velles. La caiguda dels 4000\AA és pràcticament inexistent per la gran presència d'estrelles blaves.

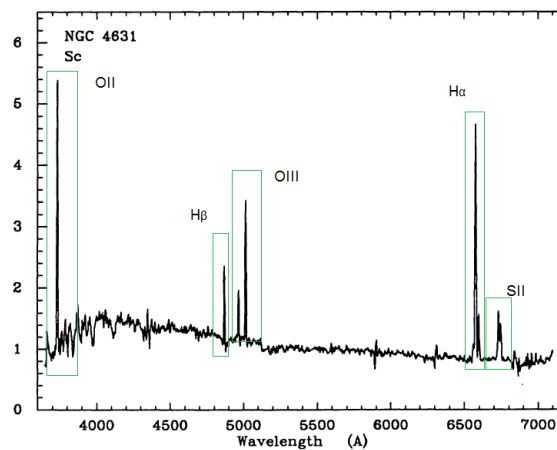


Fig. 18 Espectre galàxia Sc

Per últim, les galàxies irregulars es caracteritzen per unes fortes emissions causades per la gran presència d'estrelles joves i calentes envoltades de regions HII.

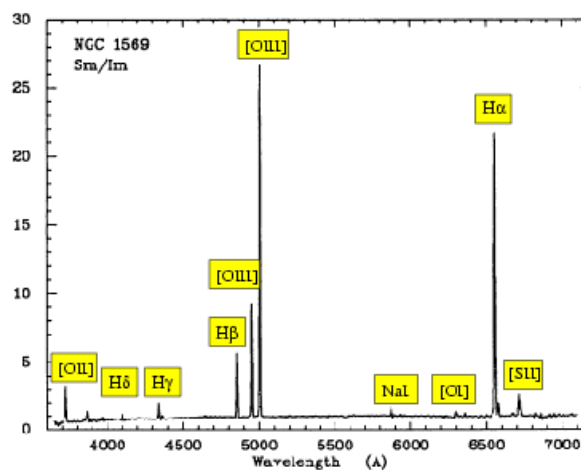


Fig. 19 Espectre galàxia irregular

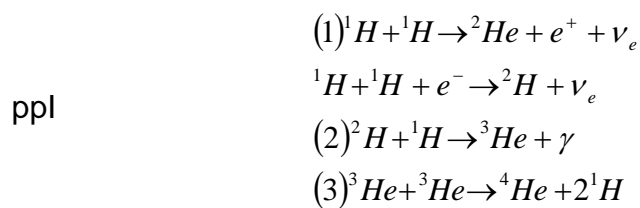
3.3 FONTS D'ENERGIA ESTEL·LAR

Les estrelles són boles de gas enormes que viuen milers de milions d'anys. Durant aquest període tant llarg de temps consumeixen quantitats inimaginables d'energia que provenen de la fusió nuclear. Aquesta reacció nuclear és primordial per l'equilibri de l'estrella i també per a que es formin elements més pesats. En aquesta secció veurem com és que hi ha elements químics com sofre, oxigen, silici en les regions HII.

La fusió nuclear és una reacció nuclear on elements lleugers són transformats en altres més pesats. El producte final té una massa total més petita que la inicial i aquesta diferència de massa es transforma en energia seguint la fórmula de Einstein "e=mc²". Les reaccions que es duen a terme en l'interior de les estrelles depenen de la seva massa i condicionaran la seva temperatura.

3.3.1 Estrelles de massa petita

En les estrelles d'1,5 masses solars o més petites, l'energia es produeix a partir del cicle protó-protó. Aquesta consisteix en els passos següents:

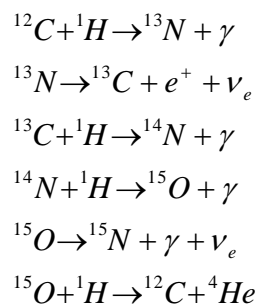


La primera reacció és la més lenta de totes, però es gràcies a la lentitud d'aquesta que el Sol segueix brillant. També es produeix un neutrí ν_e que s'emporta part de l'energia. El *positró* e^+ és aniquilat immediatament. La segona reacció on el *deuteri* es combina amb *proti* per formar l'isòtop de l'heli ${}^3\text{He}$ és més ràpida comparada amb la que la precedeix. La última reacció pot prendre 3 camins diferents. La ppl mostrada és la més probable de totes. El 91% de l'energia del Sol es produïda gràcies a la ppl.

L'àtom de ${}^3\text{He}$ es pot combinar per formar altres elements com beril·li, liti, bor, i fins i tot, un isòtop de l'heli ${}^4\text{He}$.

3.3.2 Estrelles de massa mitjana

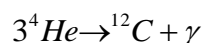
La cadena de protó-protó és la font d'energia per les estrelles amb temperatures per sota dels 20 milions de graus (és a dir, estrelles de massa petita). En temperatures més altes que corresponen a les estrelles per sobre d'1,5 *masses solars*, domina el cicle del carboni. En aquest cicle, l'oxigen i el nitrogen actuen com catalitzadors (això és, acceleren la reacció):



La quarta reacció és la més lenta i determina la velocitat del cicle CNO. Aquest cicle produeix lleugerament menys energia que el cicle protó-protó perquè hi ha més energia que és arrossegada pels neutrins.

3.3.3 Estrelles de massa alta

Per a estrelles superiors a les 15 *masses solars*, la fusió nuclear no pararà a mesura que el nucli es vagi contraent i escalfant. Com a resultat del cicle del carboni, l'heli abunda cada cop més a l'estrella. A temperatures per damunt dels 10^8 K, l'heli es transforma en carboni en la reacció triple alfa:



Un cop l'estrella ha consumit tot l'heli, es produiran altres reaccions a temperatures més altes, en les que apareixeran elements més pesats fins al

ferro i el níquel. Exemples d'aquestes reaccions són la combustió del carboni, combustió de l'oxigen i la combustió del silici. Durant aquest procés, es formaran "capes" dins l'estrella, on els elements més pesats estaran més a prop del nucli.

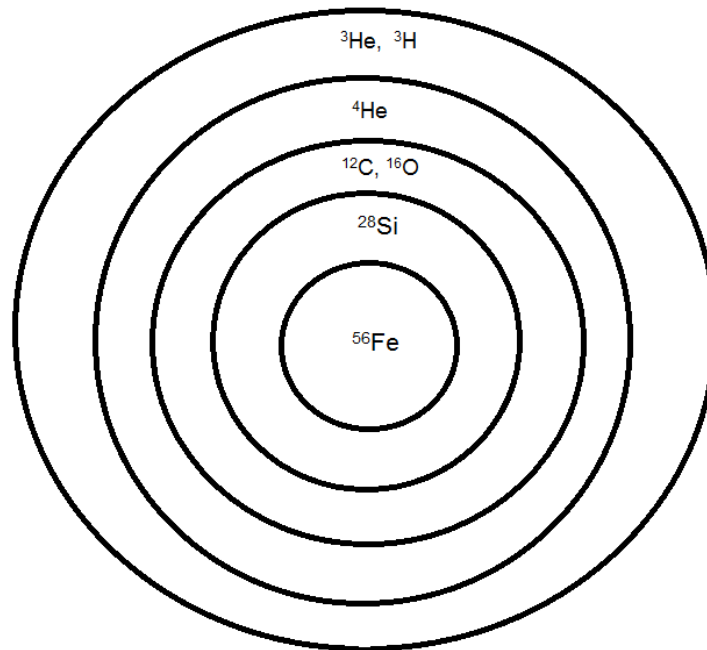


Fig. 20 Capes d'elements d'una estrella gegant

4. PART PRÀCTICA

Com he explicat en la introducció, l'objectiu d'aquest treball era determinar la distància de galàxies a partir dels seus espectres. Per aconseguir-ho he utilitzat un programa anomenat "Veusz" que em serveix per representar gràfics i així poder mesurar el redshift. La Fig. 22 és un exemple d'espectre de galàxia. L'eix de les X representa la longitud d'ona (λ) mesurada en Å (Àngstroms) i l'eix de les Y és el flux de radiació. Com més a la dreta, més llarga és la λ i consegüentment es fa més curta a mesura que ens movem cap a l'esquerra. Les dades que farem anar són espectres obtinguts des del telescopi òptic de 2.5 m situat a l'Observatori d'Apache Point, a l'estat de Nou Mèxic d'Estats Units. Amb aquest telescopi es va fer un cartografiat molt extens (2000-2014),

creant la major base de dades d'espectres de galàxies i estrelles que s'ha fet fins a la data.

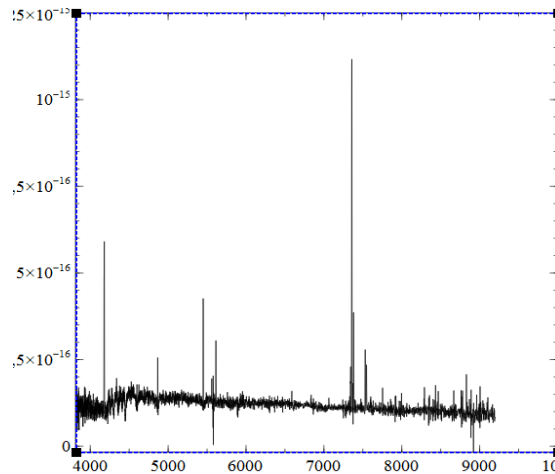


Fig. 21 **Espectre model**

El primer pas per calcular el redshift és identificar els pics d'emissió o d'absorció. En aquest cas només hi trobem pics d'emissió. Les línies d'emissió més comuns en galàxies normals són :

- Hidrogen α (6564,61 Å)
- Dos de nitrogen II (6549,86 Å i 6585 Å),
- Dos de OIII (5008,24 Å i 4960,295 Å)
- OII (3727,092 Å)
- Dos de SII (6718,29 Å i 6732,67 Å)
- Hidrogen β (4862,68 Å)

I les absorcions són:

- Banda K (3934,77 Å)
- Banda H (3969,588 Å)
- Banda G (4305,61 Å)
- Magnesi (5176,7 Å)
- Sodi (5895,6 Å)

Els dos primers elements formen unes tres línies molt característiques i que en la gran majoria dels casos formen el mateix patró: l'hidrogen alfa està al mig i és la línia més prominent i hi ha dos línies de nitrogen II rodejant l'hidrogen i que a més a més, la del costat dret és el triple (més o menys) més llarga que la del costat esquerre. En l'exemple, aquestes línies es troben prop dels 7500 Å (destacades amb el quadrat roig). De moment, farem servir aquestes tres línies com a referents i d'aquesta manera podrem determinar quins elements són les altres línies d'emissió.

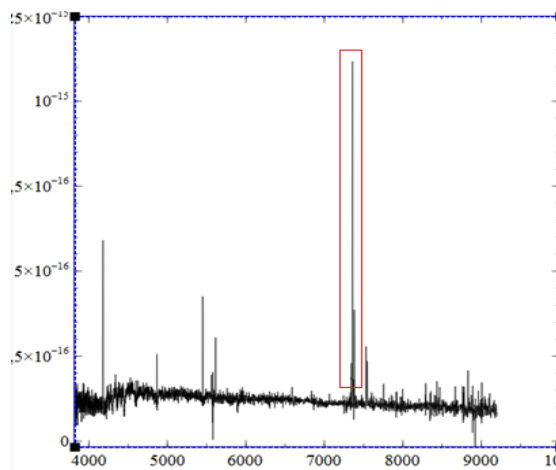


Fig. 22 Espectre model amb l'hidrogen α en roig

L'hidrogen alfa té una λ de 6564.61 Å però en la imatge té 7355 Å. Per tant, utilitzant la fórmula:

$$z = \frac{\lambda}{\lambda_0} - 1 \quad z = \frac{7355}{6564.61} - 1 = 0,12$$

Si això és correcte s'haurà d'obtenir el mateix redshift per les altres línies d'emissions. La línia del nitrogen II que està a la dreta de l'hidrogen té una λ de 6585.27 Å, però a la imatge és de 7381 Å:

$$z = \frac{7381}{6585.27} - 1 = 0,12$$

Per tant, queda demostrat que el redshift és 0,12. l'últim pas per determinar la distància de la galàxia seria utilitzant la fórmula:

$$z = \frac{H_0}{c} D$$

Com he dit anteriorment, el valor de la constant de Hubble no està clar i està entre 65 i 80 km/s/Mpc. En aquest treball li donarem un valor de 70 km/s/Mpc. Per tant la distància d'aquesta distància és:

$$D = \frac{z \cdot c}{H_0} \quad D = \frac{0,12 \cdot 300.000}{70} = 514 \text{ Mpc}$$

La distància d'aquesta galàxia són uns 514 Megaparsecs, uns 1.670 milions d'anys-llum.

Però no ens quedem aquí, ara el que podem fer es determinar quines són les altres línies d'emissió. El que podem fer ara és el procediment invers, agafarem la λ d'un element comú a les galàxies i calcularem la que hauria de tenir a l'espectre. Per això, utilitzarem la següent fórmula:

$$\lambda = \lambda_0 \cdot (1 + z)$$

Si sabem que l'oxigen II té una λ de 3727,092 Å i la galàxia té un redshift de 0,12, el pic d'emissió s'hauria de trobar en:

$$\lambda = 3727,092 \cdot (1 + 0,12) = 4174 \text{ Å}$$

Quan observes l'espectre i mires a la λ calculada descobreixes que efectivament hi ha un pic d'emissió que es correspon amb l'oxigen II.

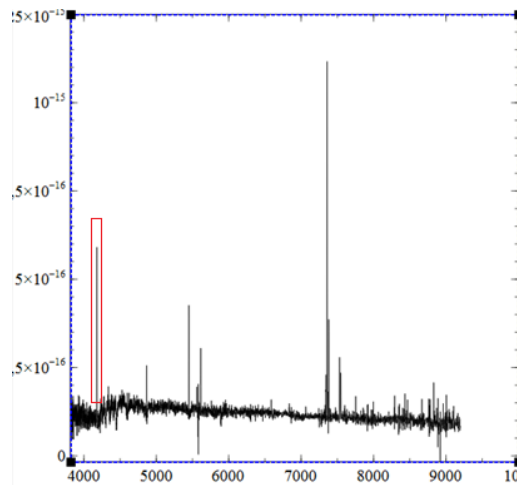


Fig. 23 **Espectre model amb l'oxigen II en roig**

Si repeteixes aquest procediment, amb totes les línies d'emissió anteriorment esmentades, arribes als resultats de la Fig. 25.

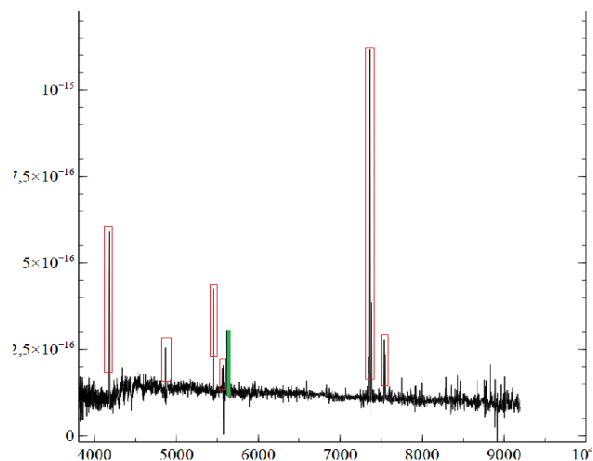


Fig. 24 **Emissions de l'espectre amb totes les emissions en roig**

El primer quadrat roig es correspon amb l'oxigen II, el segon és una emissió poc comuna en les galàxies normals que prové de l'hidrogen γ . El tercer és hidrogen β , el quart són dos pics d'emissió d'oxigen III, el quart són les tres línies (una de hidrogen α i dos de nitrogen II) i l'últim són dos pics d'emissió de sofre II.

La línia verda senyala el que s'anomena una "línia de cel". Les línies de cel no es consideren ni una emissió ni una absorció perquè no provenen de les

galàxies. Per tant, el redshift de la galàxia no afectarà la posició d'aquestes línies i sempre ens les trobarem a la mateixa posició. Les més comuns són 4: una es troba a 5578,5 Å (la que em vist a l'exemple i la més comuna), 5894,6 Å, 6301,7 Å i la última esta a 7246 Å.

Finalment, comparem el nostre resultat (obtingut utilitzant la llei de Hubble) i el resultat que ens dóna amb la fórmula que s'utilitza avui en dia, la distància comòbil (pàgina 23). Com que la fórmula és bastant complexa, utilitzarem una calculadora on-line que ens farà els càlculs automàticament. Es troba a la pàgina web: <http://www.astro.ucla.edu/~wright/CosmoCalc.html> .

Enter values, hit a button

69.6	H ₀
0.286	Omega _M
0.12	z
Open	Flat
0.714	Omega _{vac}
General	

Open sets Omega_{vac} = 0 giving an open Universe [if you entered Omega_M < 1]
Flat sets Omega_{vac} = 1 - Omega_M giving a flat Universe.
General uses the Omega_{vac} that you entered.

For H₀ = 69.6, Omega_M = 0.286, Omega_{vac} = 0.714, z = 0.120

- It is now 13.720 Gyr since the Big Bang.
- The age at redshift z was 12.169 Gyr.
- The [light travel time](#) was 1.551 Gyr.
- The [comoving radial distance](#), which goes into Hubble's law, is 503.2 Mpc or 1.641 Gly.
- The comoving volume within redshift z is 0.534 Gpc³.
- The [angular size distance D_A](#) is 449.3 Mpc or 1.4655 Gly.
- This gives a scale of 2.178 kpc/".
- The [luminosity distance D_L](#) is 563.6 Mpc or 1.838 Gly.

1 Gly = 1,000,000,000 light years or 9.461*10²⁶ cm.
1 Gyr = 1,000,000,000 years.
1 Mpc = 1,000,000 parsecs = 3.08568*10²⁴ cm, or 3,261,566 light years.

Fig. 25 Calculadora on-line

Com que nosaltres utilitzem una constant de Hubble de 70 km/s/Mpc, canviarem 69,6 (valor que ens surt per defecte) a 70 a la casella de H₀, i a la z posarem el redshift. Les altres variables les deixarem tal i com estan i cliquem a "flat"¹². El resultat ens ho dóna al quart punt (comoving radial distance). L'últim pas serà obtenir l'error relatiu que es calcula amb la fórmula següent:

$$E_r = \frac{V_m - V_r}{V_r}$$

¹² Amb la opció flat, assumim que l'Univers és pla, té densitat de curvatura zero.

On V_m és la distància que nosaltres calculem i V_r és la que ens dóna la calculadora on-line.

1) Galàxia 1

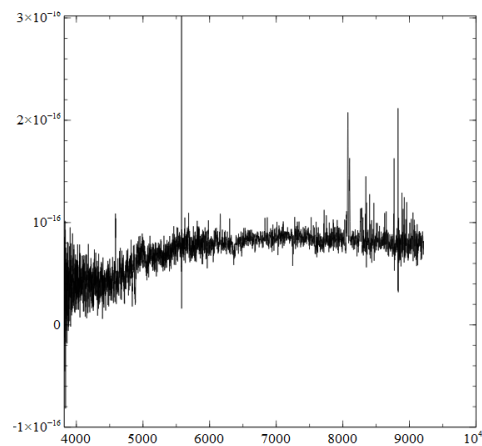


Fig. 26 Espectre galàxia 1

Com podem veure, aquest espectre no és tan clar com l'exemple, té més soroll. El que hem d'observar primer és que hi ha una línia de cel molt clara a 5578,5Å (marcat en verd). També trobem les tres línies d'hidrogen α i nitrogen II (marcades en roig). A més, podem deduir alguna línia més, com les dos emissions de sofre II, que estan al costat de les anteriors esmentades.

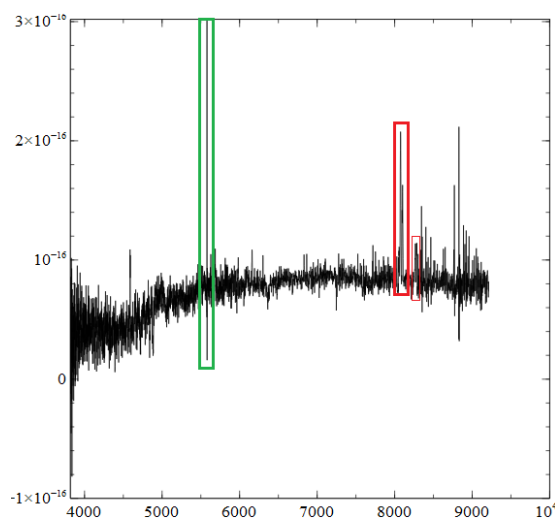


Fig. 27 Espectre galàxia 1 amb emissions en roig i una línia de cel en verd

L'hidrogen α es troba a 8076 Å, per tant el redshift és:

$$z = \frac{8076}{6564,61} - 1 = 0,23$$

Per comprovar que això és correcte utilitzarem la línia de sofre que es troba a 8264 Å:

$$z = \frac{8264}{6718,29} - 1 = 0,23$$

Per tant la distància serà:

$$D = \frac{0,23 \cdot 300.000}{70} = 985 \text{ Mpc}$$

$$985 \text{ Mpc} \cdot \frac{1.000.000 \text{ pc}}{1 \text{ Mpc}} \cdot \frac{3,26 \text{ anys-llum}}{1 \text{ pc}} = 3,2111 \cdot 10^9 \text{ anys-llum}$$

La distància d'aquesta galàxia són 985 Megaparsecs, això equival a 3200 milions d'anys-llum.

Galàxia 2

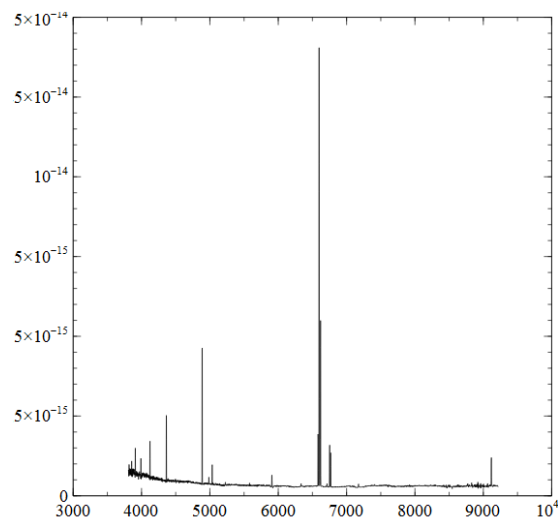


Fig. 28 Espectre galàxia 2

Primer de tot, destacar les emissions d'aquesta galàxia, l'absència d'absorcions i la rectitud del continu. Això és un indicati de que es tracta d'una galàxia irregular.

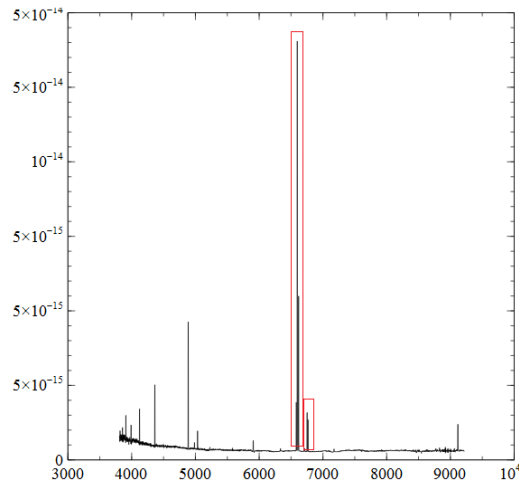


Fig. 29 Espectre galàxia 2 amb emissions en roig

Observem les dos emissions de nitrogen II i hidrogen α que estan molt juntes. A la vora, les dos emissions de sofre II. L'hidrogen α es troba a 6597 Å i el sofre II a 6752 Å. Calculem els redshift:

$$Z_{H_{\alpha}} = \frac{6597}{6564,61} - 1 = 4,93 \cdot 10^{-3} \quad Z_{SII} = \frac{6752}{6718,29} - 1 = 5,017 \cdot 10^{-3}$$

Fem la mitjana i ens dóna $4,97 \cdot 10^{-3}$. La distància serà:

$$D = \frac{z \cdot c}{H_o} = \frac{4,97 \cdot 10^{-3} \cdot 300.000}{70} = 21,3Mpc$$

$$21,3Mpc = 6,9438 \cdot 10^7 \text{ anys-llum}$$

21,3 Megaparsecs són uns 69 milions d'anys-llum de distància.

Galàxia 3

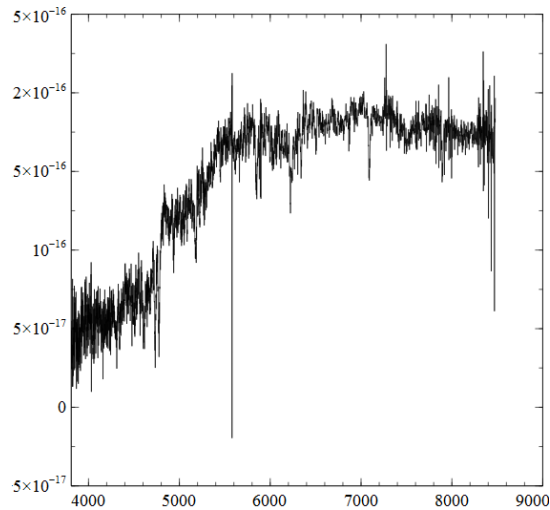


Fig. 30 **Espectre galàxia 3**

En aquest espectre, les absorcions es fan més presents tot i que podem observar-hi alguna emissió, i a més a més, té la caiguda dels 4000 Å bastant pronunciada. Probablement és tracta d'una galàxia Sa.

Hi ha una línia de cel a 5580 Å. Veiem unes absorcions molt clares (marcades en blau) però no podem distingir fàcilment les emissions.

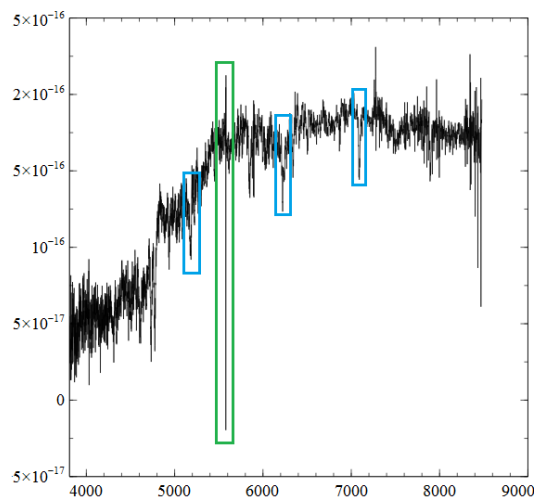


Fig. 31 **Espectre galàxia 3 amb absorcions en blau i línia de cel en verd**

Suposem que el sodi és la que està a l'extrem dret. El sodi emet a 5895,6 Å i a l'espectre es troba a 7088 Å.

$$z = \frac{7088}{5895,6} - 1 = 0,202$$

Si això és cert, l'absorció del costat serà magnesi. Aquest emet a 5176,7 Å i es troba a 6221 Å.

$$z = \frac{6221}{5176,7} - 1 = 0,202$$

La distància serà:

$$D = \frac{0,202 \cdot 300.000}{70} = 865,7 Mpc$$

$$865,7 Mpc = 2,822 \cdot 10^9 \text{ anys-llum}$$

La distància són uns 865,7 megaparsecs, uns 2800 milions d'anys-llum de distància.

Galàxia 4

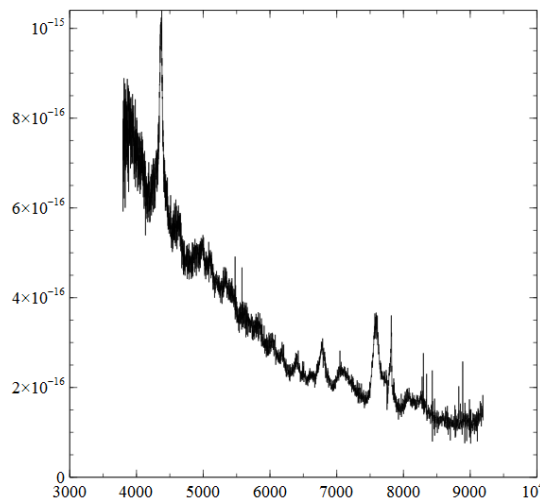


Fig. 32 Espectre galàxia 4

Aquest espectre és completament diferent als anteriors, les línies d'emissió estan molt obertes i té una pujada molt pronunciada a mesura que ens movem a freqüències més altes. És tracta d'un quàsar, un tipus de *galàxia activa* que alberguen un *forat negre* supermassiu al seu centre. Al voltant d'aquest, hi ha

gas i pols que gira a una velocitat molt alta. Degut a aquest moviment de rotació, hi hauran partícules que es mouen cap a nosaltres o s'allunyen, emetent fotons a freqüències desplaçades al blau i al roig respecte al moviment del quàsar. Això produeix un eixamplament de les línies espectrals.

Les emissions més típiques dels quàsars són:

- Ly α (1215,24 Å)¹³
- Nitrogen V (1240 Å)
- Carboni IV (1549,48 Å)
- Carboni III (1908,73 Å)
- Magnesi II (2799,11 Å)
- Hidrogen δ (4102,89 Å)
- Hidrogen γ (4341,68 Å)
- Hidrogen β (4862,68 Å)
- Dos emissions d'oxigen III (4960,29 Å i 5008,24 Å)

Anem a suposar que les dos emissions de la dreta són hidrogen β i oxigen III, ja que estan molt juntes. La primera es troba a 7588 Å i emet a 4862,68 Å, i l'oxigen III a 7822 Å i emet a 5008,24 Å.

$$Z_H = \frac{7588}{4862,68} - 1 = 0,56 \quad Z_O = \frac{7822}{5008,24} - 1 = 0,562$$

De mitja tenim un redshift de 0,561. Sense saber la distància ja podem deduir que la distància serà molt més gran que les galàxies anteriors. Anem a veure quant exactament:

$$D = \frac{0,562 \cdot 300.000}{70} = 2408,5 Mpc$$

$$2408,5 Mpc = 7,851 \cdot 10^9 \text{ anys-llum}$$

¹³ Emissió de l'hidrogen quan es produeix un salt del nivell 3 a l'1.

Galàxia 5

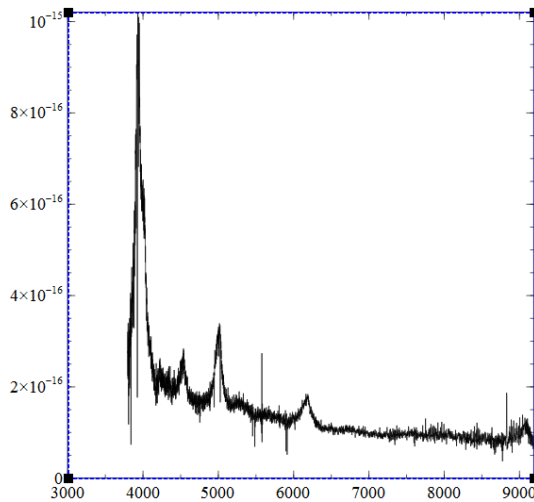


Fig. 33 Espectre galàxia 5

En aquest cas, tornem a tenir un quàsar. Ho sabem per l'amplitud de les emissions.

L'emissió de l'esquerra, la més alta, és segurament Ly α perquè ens els quàsars és la que més forta de totes. Es troba a 3936 Å i emet a 1215,24 Å.

$$z = \frac{3936}{1215,24} - 1 = 2,23$$

Si això és així, l'emissió de la dreta (5000 Å) serà probablement carboni IV. Es troba a 5004 Å i emet a 1549,48 Å.

$$z = \frac{5004}{1549,48} - 1 = 2,23$$

La distància és:

$$D = \frac{2,23 \cdot 300.000}{70} = 9557 \text{ Mpc}$$

$$9557 \text{ Mpc} = 3,11 \cdot 10^{10} \text{ anys-llum}$$

Galàxia 6

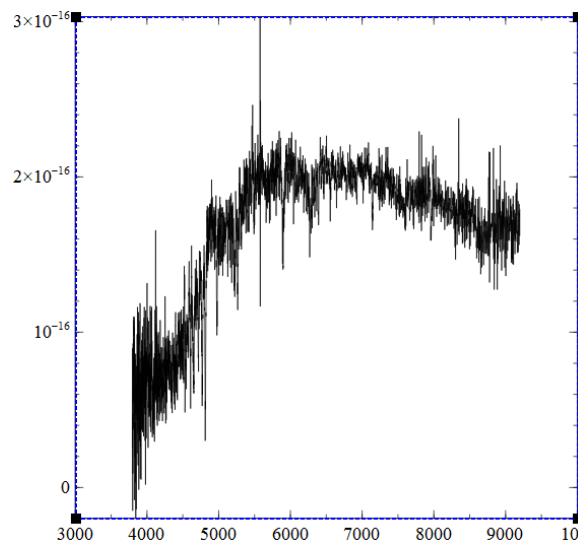


Fig. 34 Espectre galàxia 6

En aquesta galàxia no hi destaca cap emissió (la línia prop dels 5500 Å és una línia de cel) i les absorcions són difícils de destacar a causa del soroll. Tot i que podem destacar-ne dues bastant clares, les quals podrien ser les absorcions del magnesi i sodi per la separació que tenen (com hem vist a la galàxia 3).

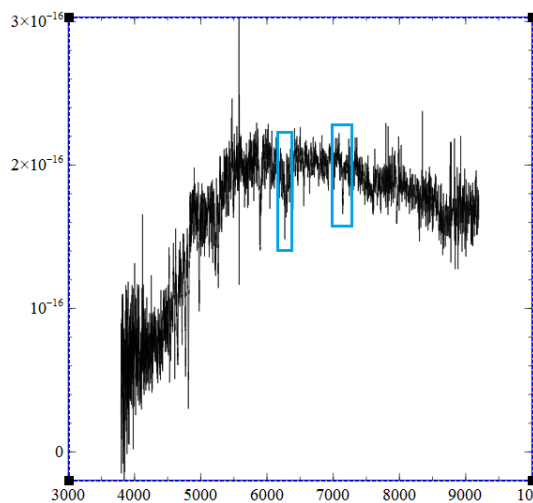


Fig. 35 Espectre galàxia 6 amb absorcions en blau

El sodi es troba a 7142 Å i emet a 5895,6 Å. El magnesi esta a 6272 Å i emet a 5176,7 Å.

$$Z_{Na} = \frac{7142}{5895,6} - 1 = 0,21 \quad Z_{Mg} = \frac{6272}{5176,7} - 1 = 0,21$$

La distància és:

$$D = \frac{0,21 \cdot 300.000}{70} = 900 \text{ Mpc}$$

$$900 \text{ Mpc} = 2,934 \cdot 10^9 \text{ anys-llum}$$

Galàxia 7

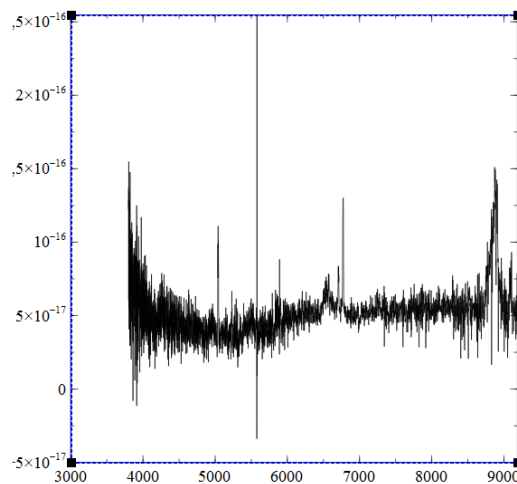
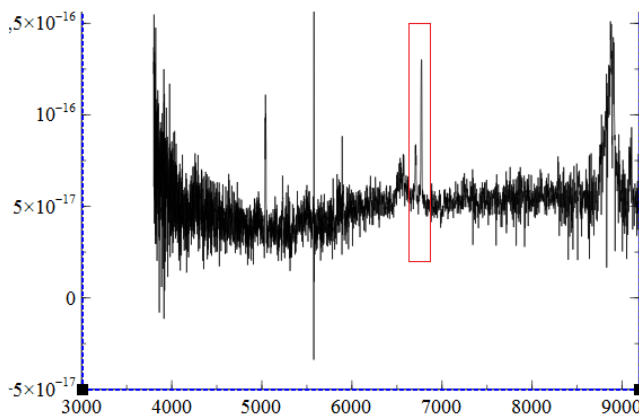


Fig. 36 Espectre galàxia 7

Veiem unes quantes emissions i la típica línia de cel a 5578 Å, no hi ha absorcions. Suposem que l'hidrogen α és l'emissió que es troba a 6774 Å:



$$z = \frac{6774}{6564,61} - 1 = 0,031$$

Fig. 37 Espectre galàxia 7 amb emissions en roig

Com que el redshift és 0,031 hauríem de trobar, per exemple, l' H_{β} a:

$$\lambda_{H\beta} = 4862,68 \cdot (1 + 0,031) = 5013 \text{ Å}$$

Si mirem a l'espectre, trobem que hi ha una emissió a 5042 Å, però ens estaríem arriscant massa a pensar que aquella línia és realment l'hidrogen β. Per assegurar-nos, mirem on s'hauria de trobar l'oxigen III (5008,24 Å):

$$\lambda_{OIII} = 5008,24 \cdot (1 + 0,031) = 5163 \text{ \AA}$$

En l'espectre, no trobem cap emissió destacable en aquesta freqüència, per tant l'emissió de 6774 Å no és l'hidrogen α. Suposem que és l'emissió d'oxigen III:

$$z = \frac{6774}{5008,24} - 1 = 0,352$$

Comprovem el resultat amb l'hidrogen α i el sofre II:

$$Z_{H\alpha} = 6564,61 \cdot (1 + 0,352) = 8875 \text{ \AA} \quad Z_{SII} = 6718,29 \cdot (1 + 0,352) = 9083 \text{ \AA}$$

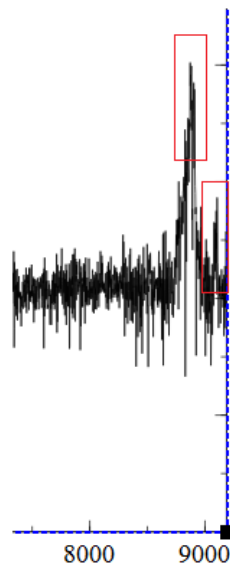


Fig. 38 Espectre galàxia 7 amb hidrogen α i sofre II en roig

Efectivament, trobem aquestes dos emissions. La distància és:

$$D = \frac{0,352 \cdot 300.000}{70} = 1508,5 Mpc$$

$$1508,5 = 4,917 \cdot 10^9 \text{ anys-llum}$$

Galàxia 8

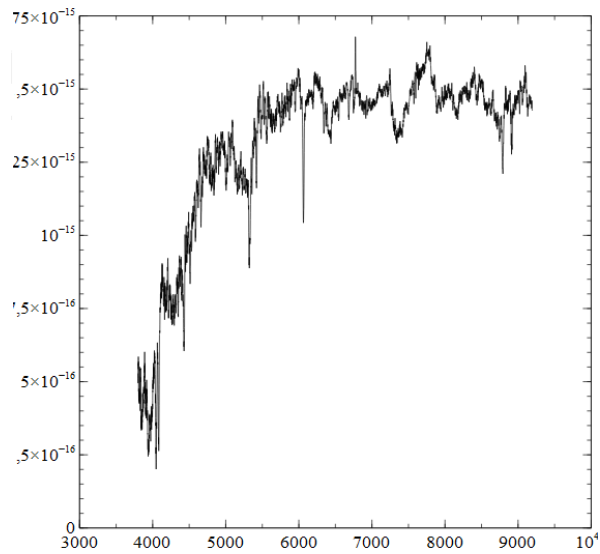


Fig. 39 Espectre galàxia 8

Només tenim absorcions en aquesta galàxia. Com que ja ens hem trobat galàxies amb absorcions, ja podem deduir quines absorcions són cadascuna. L'absorció de 6065 Å és probablement sodi i als 5324 Å és el magnesi.

$$Z_{Na} = \frac{6065}{5895,6} - 1 = 0,028 \quad Z_{Mg} = \frac{5324}{5176,7} - 1 = 0,028$$

La distància és:

$$D = \frac{0,028 \cdot 300.000}{70} = 120 \text{ Mpc}$$

$$120 \text{ Mpc} = 3,912 \cdot 10^8 \text{ anys-llum}$$

Galàxia 9

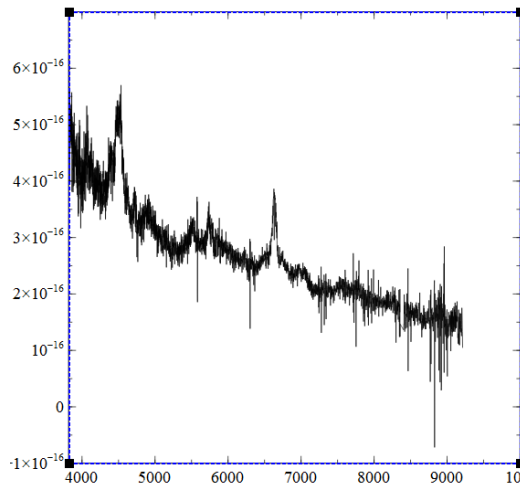


Fig. 40 Espectre galàxia 9

Tornem a tenir un quàsar. L'emissió de l'esquerra del tot (4533 Å) no pot ser Ly α perquè com hem vist en els anteriors quàsars, aquesta emissió és la més alta de totes, i en aquest espectre veiem que el continu continua creixent per l'esquerra. Per tant, pot ser el carboni III.

$$z = \frac{4533}{1908,73} - 1 = 1,375$$

Per confirmar-ho, mirem on es troba el magnesi II

$$2799,11 \cdot (1 + 1,375) = 6647$$

L'emissió del mig es magnesi II. La distància és:

$$D = \frac{1,375 \cdot 300.000}{70} = 5893 \text{ Mpc}$$

$$5893 \text{ Mpc} = 1,921 \cdot 10^{10} \text{ anys-llum}$$

Galàxia 10

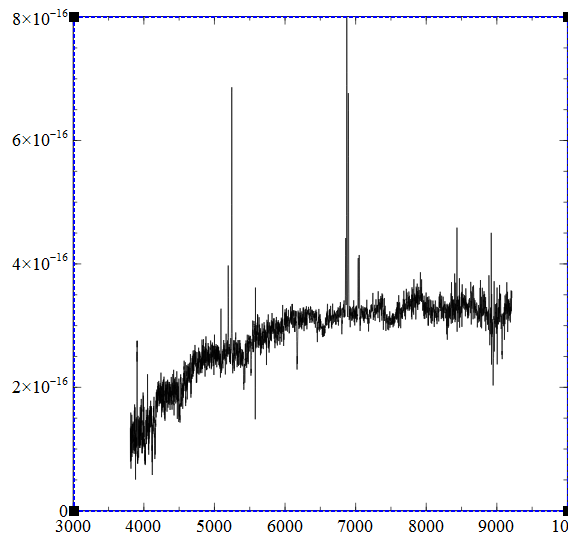


Fig. 41 Espectre galàxia 10

Tornem a tenir espectre amb emissions i amb una línia de cel prop dels 5500 Å. Identifiquem l'emissió d'hidrogen α a 6874 Å.

$$z = \frac{6874}{6564,61} - 1 = 0,047$$

$$D = \frac{0,047 \cdot 300.000}{70} = 201 Mpc$$

$$201 Mpc = 6,552 \cdot 10^8 \text{ anys-llum}$$

Galàxia 11

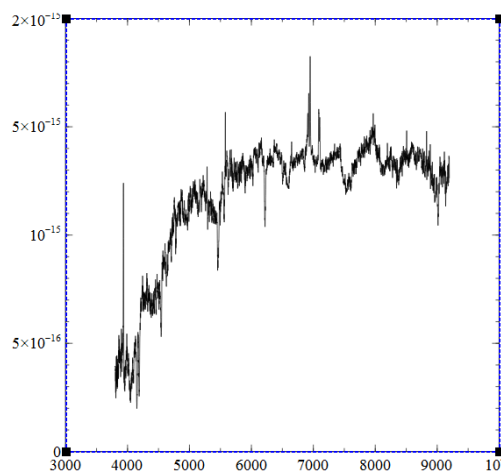


Fig. 42 Espectre galàxia 11

Veiem unes quantes absorcions i unes poques emissions. En les absorcions veiem el sodi i el magnesi (6223 Å i 5459 Å respectivament).

$$Z_{Na} = \frac{6223}{5895,6} - 1 = 0,055 \quad Z_{mg} = \frac{5459}{5176,7} - 1 = 0,055$$

$$D = \frac{0,055 \cdot 300.000}{70} = 235 \text{ Mpc}$$

$$235 \text{ Mpc} = 7,66 \cdot 10^8 \text{ anys-llum}$$

Galàxia 12

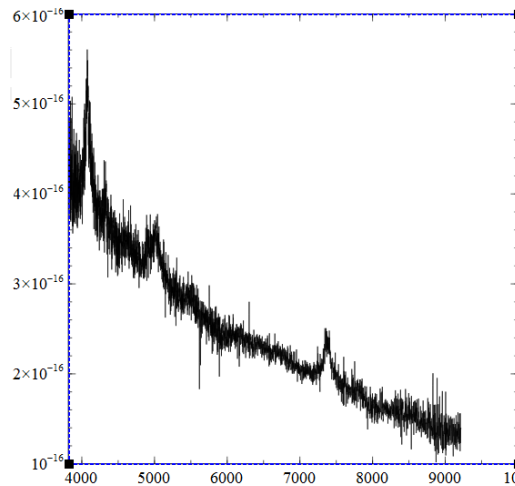


Fig. 43 Espectre galàxia 12

Tornem a tenir un quàsar. L'emissió de l'esquerra pot ser Ly α .

$$z = \frac{4075}{1215,24} - 1 = 2,35$$

Per tant, hauríem de poder trobar el carboni IV (un de les emissions més fortes en quàsars).

$$\lambda = 1549,48 \cdot (1 + 2,35) = 5190 \text{ Å}$$

Però no hi trobem cap emissió en aquesta *frequència*. Llavors, podria ser que es tractés de carboni IV.

$$z = \frac{4075}{1549,48} - 1 = 1,63$$

Una emissió molt comuna és el carboni III, llavors l'hauríem de trobar:

$$\lambda = 1908,734 \cdot (1 + 1,63) = 5019 \text{ \AA}$$

Aquí sí que trobem una emissió. La distància és:

$$D = \frac{1,63 \cdot 300.000}{70} = 6985 \text{ Mpc} = 2,27 \cdot 10^{10} \text{ anys-llum}$$

Galàxia 13

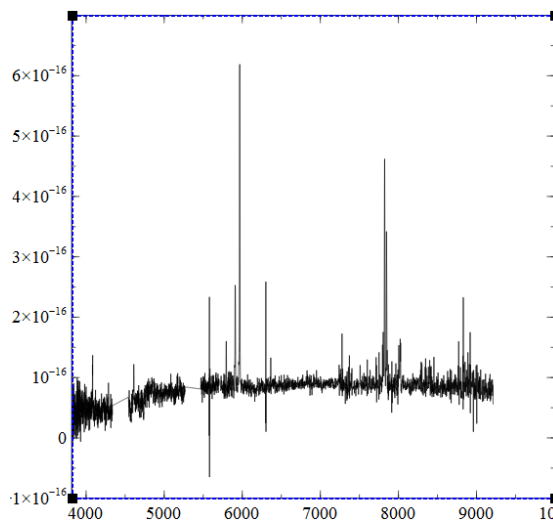


Fig. 44 Espectre galàxia 13

Aquesta galàxia només presenta emissions. Fixem-nos en la emissió d'hidrogen α i de sofre II vora els 8000 Å. L'hidrogen α esta exactament a 7826 Å.

$$z = \frac{7826}{6564,62} - 1 = 0,192$$

$$D = \frac{0,192 \cdot 300.000}{70} = 822 \text{ Mpc} = 2,68 \cdot 10^9 \text{ anys-llum}$$

Galàxia 14

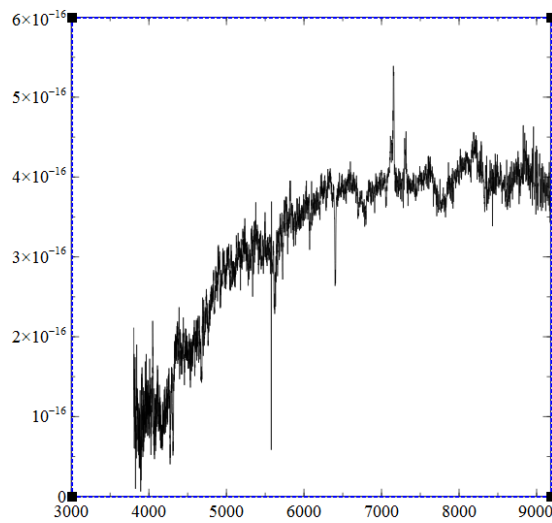


Fig. 45 Espectre galàxia 14

Aquest espectre té les típiques emissions de H α i sofre (7152 Å i 7315 Å)

$$Z_{H\alpha} = \frac{7152}{6564,61} - 1 = 0,089 \quad Z_S = \frac{7315}{6723,67} - 1 = 0,086$$

$$D = \frac{0,087 \cdot 300.000}{70} = 372 \text{ Mpc} = 1,21 \cdot 10^9 \text{ anys-llum}$$

Galàxia 15

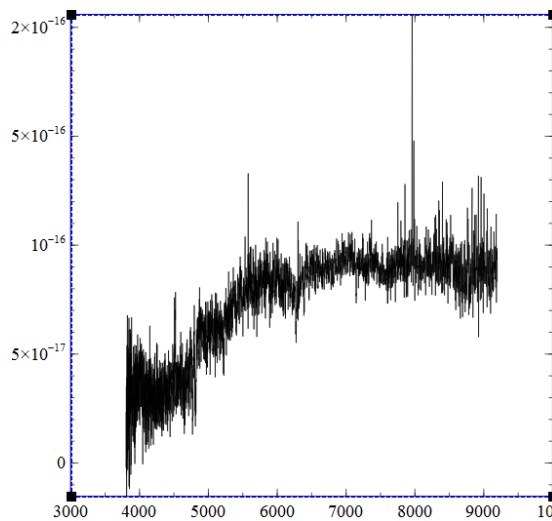


Fig. 46 Espectre galàxia 15

Aquest espectre té molt soroll i només podem identificar l'emissió de l'hidrogen α (si és que ho és) a 7957 Å.

$$z = \frac{7957}{6564,61} - 1 = 0,212$$

Com que no estem segurs de que és l'hidrogen, busquem on esta el magnesi, ja que és possible que sigui l'absorció de 6277 Å.

$$\lambda = 5176,7 \cdot (1 + 0,212) = 6274$$

Ara ja podem calcular la distància:

$$D = \frac{0,212 \cdot 300.000}{70} = 908 \text{ Mpc} = 2,96 \cdot 10^9 \text{ anys-llum}$$

Ara que ja hem vist com es fa aquest càlcul amb diferents espectres, inclouré una mostra nova sense detallar tots els passos que he seguit, ja que són els mateixos que hem vist fins ara.

Galàxia 16

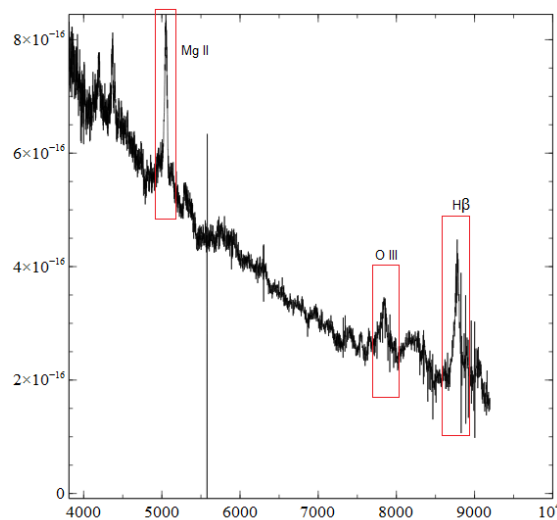


Fig. 47 Espectre galàxia 16 amb emissions en roig

$$z = 0,805$$

Galàxia 17

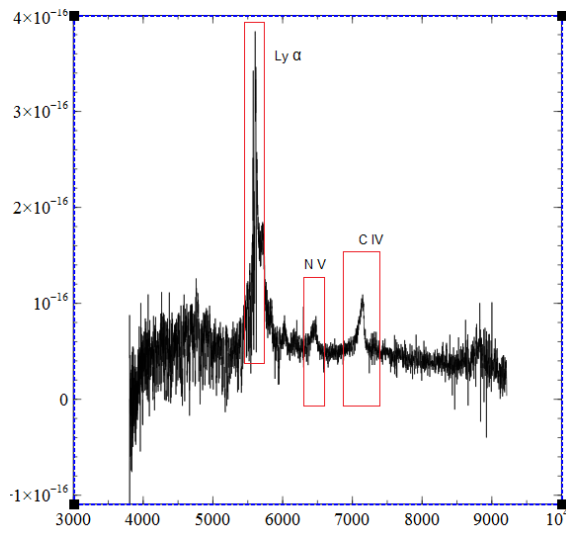


Fig. 48 Espectre galàxia 17 amb emissions en roig

$z = 3,613$

Galàxia 18

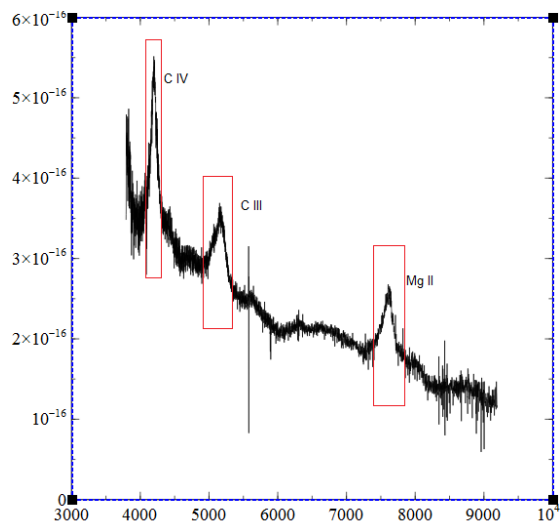


Fig. 49 Espectre galàxia 18 amb emissions en roig

$z = 1,71$

Galàxia 19

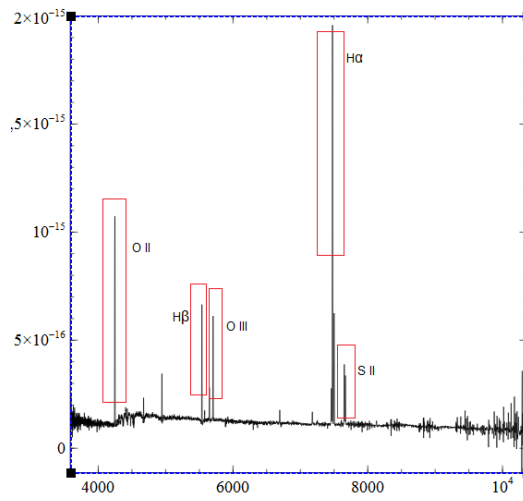


Fig. 50 Espectre galàxia 19 amb emissions en roig

$z = 0,14$

Galàxia 20

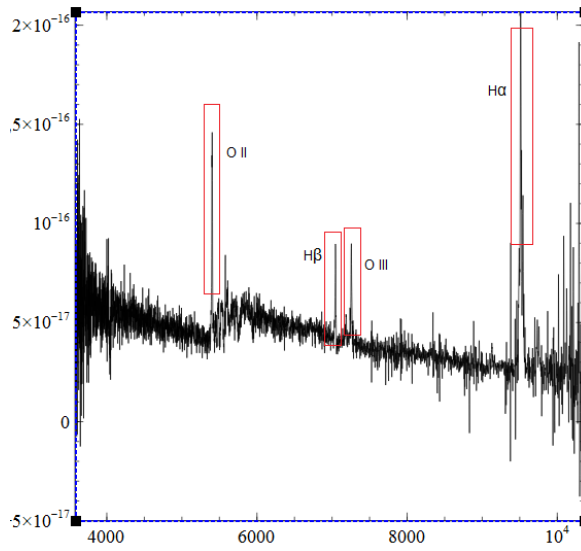


Fig. 51 Espectre galàxia 20 amb emissions en roig

$z = 0,448$

Resultats finals

<u>Galàxia</u>	<u>Z mesurat</u>	<u>Z correcte</u>	<u>Error relatiu dels redshift</u>	<u>Distància amb la llei de Hubble (Mpc)</u>	<u>Distància calculadora on-line (Mpc)</u>	<u>Error relatiu de la llei de Hubble</u>
1	0,23	0,23	0	985	934,4	0,0541
2	$4,97 \cdot 10^{-3}$	$5 \cdot 10^{-3}$	$6 \cdot 10^{-3}$	21,3	21,3	0
3	0,202	0,202	0	865,7	826,2	0,048
4	0,561	0,560	$1,78 \cdot 10^{-3}$	2408,5	2095,9	0,149
5	2,23	2,23	0	9557	5242,7	0,823
6	0,21	0,212	$9,43 \cdot 10^{-3}$	900	857,3	0,049
7	0,352	0,352	0	1508,5	1387,5	0,0872
8	0,028	0,028	0	120	119,2	$6,71 \cdot 10^{-3}$
9	1,375	1,367	$5,85 \cdot 10^{-3}$	5893	4167,3	0,414
10	0,047	0,047	0	201	199,2	$9,036 \cdot 10^{-3}$
11	0,055	0,055	0	235	232,7	$9,88 \cdot 10^{-3}$
12	1,63	1,634	$2,44 \cdot 10^{-2}$	6985	4646,7	0,503
13	0,192	0,191	$5,23 \cdot 10^{-3}$	822	787,2	0,044
14	0,087	0,86	0,011	372	365,5	0,017
15	0,212	0,212	0	908	865,0	0,05
16	0,805	0,804	$1,24 \cdot 10^{-3}$	3450	2821,4	0,222
17	3,613	3,623	$2,76 \cdot 10^{-3}$	15484	6986,2	1,21
18	1,71	1,173	$2,55 \cdot 10^{-3}$	7328	4784,8	0,531
19	0,14	0,138	0,014	600	581,1	0,032
20	0,448	0,449	$2,22 \cdot 10^{-3}$	1920	1723,4	0,114

De les dades podem veure que, quant més gran és el redshift, major és l'error relatiu comés en la determinació de la distància. Per tal de veure com evoluciona aquest error, representarem l'error relatiu en la distància front al redshift (Fig. 53).

Com podem veure, els valors d'error relatiu s'ajusten prou bé a una recta. Per tal de comprovar-ho, farem un ajust a una funció lineal tipus $y=a \cdot x + b$, on x serà el redshift i y serà l'error relatiu comés en la determinació de la distància emprant la llei de Hubble enlloc de la fórmula correcta. Per fer aquesta Figura i l'ajust a les dades hem utilitzat el programa Microsoft Excel, que permet fer

ajustos a diferents tipus de funcions, des de lineals fins a logarítmiques o polinòmiques.

En la Figura presentem els paràmetres del millor ajust, així com el coeficient de correlació de la recta, R. Veiem que aquest és força proper a 1, indicant que la bondat de l'ajust és alta.

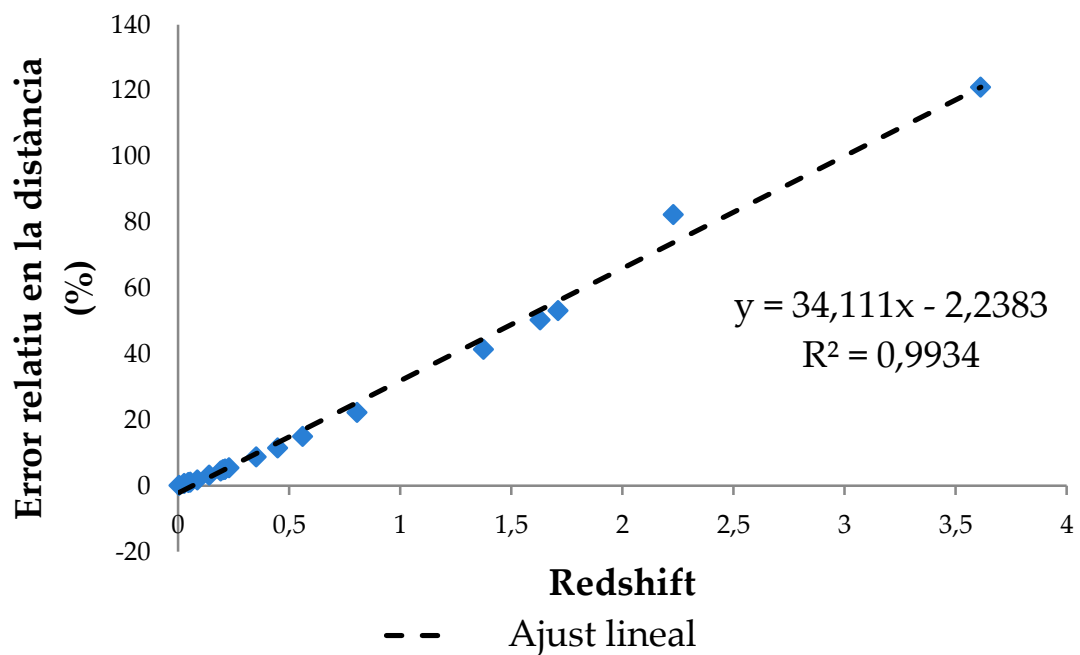


Fig. 52 **Error relatiu en la distància front al redshift a la galàxia.** La línia a traços és un ajust a una recta de tipus $y=a \cdot x + b$

Com podem veure, es forma una línia de punts. Amb això podem afirmar que la llei de Hubble ens és més útil per a galàxies properes. A mesura que ens en anem a uns redshift més alts, hauríem d'utilitzar la fórmula correcta. Aquest error és fruit d'haver agafat el valor d' H_0 com a constant. En realitat, aquest paràmetre no és constant al llarg de la vida de l'Univers. Tanmateix, explicar per què aquest error relatiu augmenta sistemàticament és difícil. Per tal de donar una explicació correcta caldria fer un estudi de les equacions cosmològiques que governen l'evolució de l'Univers. Entendre aquestes

equacions per donar una explicació física d'aquest fenomen queda fora del contingut d'aquest treball.

Hem de tenir present que, en astronomia, veure lluny en l'espai és veure lluny en el temps. La llum de les galàxies més llunyanes que hem estudiat (les de redshift més alt) va ser emesa quan l'Univers era molt més jove. Per exemple, a redshift $z=1$ l'Univers tenia la meitat de l'edat que té actualment. Durant els milers de milions d'anys que la llum ha viatjat fins arribar a nosaltres, el paràmetre de Hubble ha anat evolucionant. És per això que és més correcte parlar de paràmetre de Hubble que de "constant de Hubble".

Conclusió

Per acabar aquesta recerca, presentaré en aquesta secció les conclusions d'aquest treball. En aquesta recerca em vist fins a quatre mètodes per calcular distàncies astronòmiques: la paral·laxis, per a objectes propers com estrelles; les variables Cefeides, útils per estrelles llunyanes i galàxies properes; i finalment dos mètodes per galàxies llunyanes com són les supernoves de tipus Ia i la llei de Hubble. Hem vist que tots aquests mètodes estan relacionats entre sí, ja que sense les distàncies obtingudes amb la paral·laxis no tindríem una escala Cefeida, i sense aquesta, no hi hauria llei de Hubble. En aquest treball hem emprat aquest últim mètode per calcular distàncies a galàxies. Així, la llei de Hubble ens relaciona el desplaçament de les línies d'emissió i d'absorció i la distància de la galàxia en qüestió. Per fer aquest estudi hem vist què és i com es forma un espectre d'emissió o d'absorció en general, i també com es formen aquests espectres en les galàxies, en concret. Així doncs, hem vist que aquests espectres es poden desplaçar a causa del moviment de l'emissor (efecte Doppler), i és gràcies a aquest desplaçament, entenent que és fruit de l'expansió de l'Univers, que podem calcular distàncies amb la llei de Hubble. És a dir, sembla que com més lluny està una galàxia, més ràpid s'allunya i les línies estan més desplaçades cap al vermell (és a dir, longituds d'ona més

grans). Cal dir que la llei de Hubble no s'utilitza avui en dia perquè no té en compte altres factors. Per aquesta raó, els astrònoms d'avui en dia utilitzen una altra fórmula més complicada però que no em pogut aprofundir molt més enllà per raó de que se'ns escapa als coneixements matemàtics i físics que es tenen a 2n de Batxillerat.

Finalment, a la part pràctica hem obtingut les distàncies de 20 galàxies amb la llei de Hubble, i amb l'ajut d'una eina on-line hem pogut obtenir la distància amb la fórmula correcta. Amb les dues distàncies, hem comparat l'error relatiu que es comet amb la llei de Hubble per tal de completar el nostre estudi.

Quant als resultats, podem veure que com més petit és el redshift, menys error relatiu es comet. Per exemple, la galàxia 2 en la taula de valors, té el redshift més petit i té un error relatiu nul. Mentre que la galàxia 17 té el redshift més alt (3,613) i per tant té el error relatiu més alt. Si representéssim una gràfica relacionant el redshift i l'error relatiu obtindríem una recta prou convincent (Fig.52). Amb això podem afirmar que la llei de Hubble ens és més útil per a galàxies properes.

A més, hem pogut comprovar que l'estudi del redshift és una tècnica molt exacta. Serveixi com a exemple d'aquesta afirmació que a la taula de valors, l'error relatiu comès entre el redshift calculat i el correcte és nul en 8 casos i gairebé nul en els altres 12 casos. Recordem que el redshift correcte és el que van utilitzar els astrònoms en el projecte d'investigació SDSS.

Si pogués continuar aquesta recerca, m'endinsaria més en les supernoves de tipus Ia deixant de banda la llei de Hubble. Les supernoves de tipus Ia és un mètode nou que es va utilitzar per estudiar l'expansió de l'Univers. El propòsit d'aquest canvi de mètode seria avaluar la diferència de resultats amb la distància comòbil (fórmula correcta de la llei de Hubble). Aquesta seria, penso jo, una investigació interessant perquè fins que es va inventar aquest nou mètode, la majoria dels astrònoms pensaven que l'expansió s'estava frenant (Univers pla), però amb les supernoves la s'ha demostrat que és a l'inrevés, i

que en realitat s'està accelerant. Sens dubte, un tema digne de ser investigat. Tant de bo ho pugui fer algun dia.

5. GLOSSARI DE VOCABULARI

A

angle paral·làctic

Angle que es forma entre la primera posició de l'observador i el Sol, mesurat a partir de la posició de l'objecte que es vol mesurar la distància. 12, 13

anys llum

Unitat de longitud astronòmica. És igual a la distància que recorre la llum en un any, uns $9,46 \cdot 10^{12}$ kilòmetres. 6, 13, 38, 44, 58

B

banda V

interval de freqüències de l'espectre electromagnètic que varia entre els 40 i 75 GHz. 15

C

cúmul de Virgo

cúmul de galàxies situat aproximadament a una distància de 59 ± 4 milions d'anys llum. 18, 20

D

densitat de flux

quantitat d'energia per unitat de superfície i temps per una freqüència determinada. Es mesura en $J/s \cdot cm^2 \cdot nm$. 16

deuteri

Isòtop d'hidrogen format per un protó i un neutró. 33

F

flux

Quantitat d'energia que es radiada sobre una superfície, expressada en watts. El flux total o lluminositat seria la quantitat d'energia radiada sobre una superfície tancada que rodeja la font d'energia. 35, 58, 59

forat negre

regió de l'espai amb una densitat altíssima, on res pot escapar del seu interior. Es formen quan una estrella molt massiva col·lapsa al final de la seva vida després d'explotar com una supernova. 44, 59

freqüència

nombre d'ones que es produeixen per unitat de temps. 24, 25, 49, 53, 58

G

galàxia activa

Galàxies amb un nucli que emet grans quantitats d'energia. Es creu que aquesta emissió es produeix quan es precipita una gran quantitat de matèria a un ritme considerable i indueix a l'escalfament i compressió del nucli, i desencadena en una emissió d'energia. Exemples de galàxies actives són els quàsars, els blàzars, radiogalàxies, les galàxies de Seyfert, etc. 44

L

límit de Chandrasekhar

quan una estrella (més gran que 1.44 masses solars) arriba al final de la seva vida i es comença a contraure, col·lapsarà en un forat negre o en una estrella de neutrons si supera aquest límit. 19

LI

luminositat

Quantitat d'energia emesa des d'una font emissora. 3, 14, 15, 16, 18, 20, 59

L

longitud d'ona

És la llargada d'una ona o la separació entre dos pics de dos ones consecutives. La unitat de mesura del SI són els metres, però també es pot mesurar en unitats més petites com l'àngstrom ($\text{\AA}=10^{-10}$ metres), utilitzat sobretot en espectroscòpia. 9, 21, 26, 35, 60

M

magnitud absoluta

És la magnitud aparent que tindria un objecte situat a 10 parsecs de distància de l'observador. 15, 19, 20

magnitud aparent

És una mesura de la quantitat de llum que es rep d'un objecte. Es calcula

amb la fórmula següent: $m = -2.5 \cdot \log\left(\frac{F}{F_V}\right)$

on m és la magnitud aparent, F és el flux de l'estrella i F_V és el flux de l'estrella de referència que és Vega. 14, 15, 16, 20, 59

masses solars

unitat de mesura utilitzada en astronomia per comparar la massa d'estrelles.

És igual a la massa del Sol. Equival aproximadament a $1,98 \cdot 10^{30}$ Kg. 19, 33, 34, 59

N**neutrí**

Partícula elemental amb massa quasi nul·la. No es afectada per cap interacció excepte per la nuclear dèbil. 33

P**parsecs**

Unitat de longitud utilitzada en astronomia. La definició de parsec es basa en un triangle rectangle on el costat curt equival a una unitat astronòmica quan l'angle entre el Sol i la terra, vist des d'un objecte a l'espai (com una estrella) és d'un arc segon. Equival a 3,26 anys-llum. 13, 14, 59

positró

electró amb càrrega positiva. 33

proti

Isòtop més comú de l'hidrogen. Format per un sol protó. 33

R**redshift**

és l'increment en la longitud d'ona d'una radiació electromagnètica rebuda per un detector comparat amb la longitud d'ona emesa per l'emissor. 21, 22, 35, 36, 37, 38, 39, 40, 42, 45, 48

U**UA**

Unitat de longitud astronòmica. Equival a la distància entre la terra i el Sol, uns 150 milions de kilòmetres. 11

6. BIBLIOGRAFIA

- Gribbin, John. *En busca del Big Bang*. Traducció de Manuel Martínez Luque-Romero. 2^a edició. Madrid: Ediciones Pirámide, 1989.
- Hack, Margherita. *El universo*. Traducció de J. Ignacio F. de la Reguera , revisió de Joaquín Febrer Carbó. 2^a edició. Milà: Editorial Labor, 1973.
- Asimov, Isaac. *The Universe: From flat earth to quasar*. Traducció de Miguel Paredes Larrueca. 10^a edició. Madrid: Alianza editorial, 1966.
- Hannu Karttunen; Pekka Kröger; Heikki Oja. *Fundamental Astronomy*. 5^a edició. Berlín: Springer, 2007.
- VV.AA. *100 conceptos básicos de astronomía*. Coordinació: Julia Alfonso Garzón, David Galadí Enríquez i Carmen Morales Durán. 1^a edició. Espanya: Sírius, 2009.
- David W. Hogg. *Distance measures in cosmology*. 4^a edició. New Jersey: <http://arxiv.org/pdf/astro-ph/9905116v4.pdf>, 2000.
- Robert Kennicutt. *A spectrophotometric atlas of galàxies*. Astrophysical Journal Supplement Series, vol. 79, no. 2, p. 255-284. Chicago, 1992.

7. WEBGRAFÍA

- Hyperphysics. [Consulta: agost de 2015]. Disponible a: <http://hyperphysics.phy-astr.gsu.edu/hbasees/astro/snovcn.html#c4>
- Astronomia. [Consulta: agost de 2015]. Disponible a: <http://www.astronomia.net/cosmologia/Supernovasla.htm>
- Universidad de Guanajuato. [Consulta: setembre de 2015]. Disponible a: http://www.astro.ugto.mx/cursos/astrofisicall/Astrofisicall_Parte_II/capitulo_7/ca_p_7_docs/Espectros_deGalaxias.htm
- Sloan digital sky survey. [Consulta: setembre de 2015]. Disponible a: <http://classic.sdss.org/dr4/algorithms/linestable.html>