Club d'astronomie de Valmondois

MESURES DE DISTANCES DANS L'UNIVERS

JP. Maratrey - juillet 2008

Sommaire :

1 - Avant-propos 2
2 - Les anciens grecs 2
3 - Méthode de la parallaxe 4
4 - Principe des méthodes de mesure des astres lointains 5
4.1 - Les Céphéides 6
4.2 - La relation Tully-Fisher 8
4.3 - La relation Faber-Jackson 9
4.4 - Les galaxies sosies 10
4.5 - Les supernovas Ia 10
5 - La Parallaxe de pulsation 11
6 - Encore plus loin ? 12
7 - Pour résumer 12

1 - Avant-propos

Si la position des astres dans le ciel est importante et assez bien maîtrisée aujourd'hui, la troisième dimension, la distance des objets astronomiques, l'est bien moins. Elle est pourtant capitale si l'on veut se rendre compte avec justesse de notre environnement proche et lointain, remontant de notre système solaire aux galaxies, amas de galaxies, jusqu'aux confins de l'Univers.

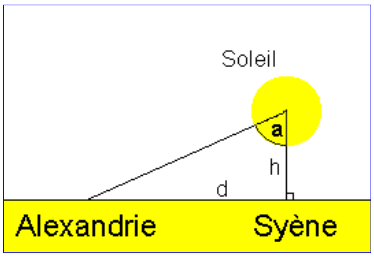
Ce sont les objets proches qui ont été mesurés d'abord, et l'honneur en reviendrait, d'après les écrits qui nous sont parvenus, aux anciens grecs, avec les mesures du rayon terrestre et des distances de la Lune et du Soleil.

Les astronomes qui ont suivi ont amélioré les modèles, en donnant à l'Univers une taille grandissante. D'abord limité au système solaire chez les grecs, il fallut attendre l'invention des instruments optiques pour l'élargir progressivement d'abord à la Voie Lactée, puis à celui que nous suspectons aujourd'hui, formé de milliards de galaxies.

De plus, nous lui connaissons une histoire : au moins un commencement et des variations avec le temps.

2 - Les anciens grecs

Vers 420 / 430 avant JC, le philosophe grec ***Anaxagore*** (-500, -428) entreprit de calculer la distance du Soleil. Il savait d'après le témoignage des voyageurs que le jour du solstice d'été, à Syène, ville sur le Nil, le Soleil était au zénith (pas d'ombre au bâton planté verticalement).
Il mesura au solstice d'été d'une autre année, que le Soleil faisait avec la verticale un angle a de 7° à l'emplacement d'Alexandrie, situé à 800 km de Syène.



Fort de ce résultat, il en déduisit la distance de la Terre au Soleil avec des méthodes d'approximation géométriques. Aujourd'hui, on peut recalculer cette distance avec la trigonométrie, inventée depuis :

tan(a) = d / h avec h = distance au Soleil
d = distance entre Alexandrie et Syène

tan(7°) = 800 / h
soit h = 800 / tan(7°) = 800 / 0.1228 = 6 515 km

La trigonométrie nous permet de retrouver son calcul du diamètre du Soleil, connaissant son diamètre apparent de 0,5° :

diamètre = 6 515 x tan(0.5) = 6515 x 0.0087 = 57 km

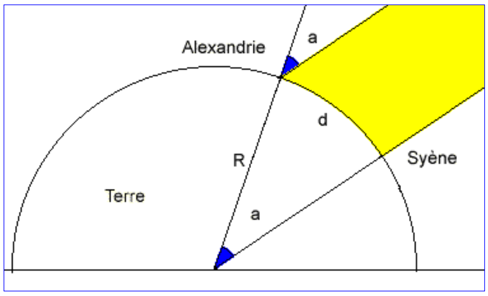
Pour Anaxagore donc, le Soleil était une petite boule de feu d'une soixantaine de km de diamètre flottant dans l'air à 6 500 km d'altitude.

Il fallut attendre quelques temps et ***Eratosthène*** (-276, -194), autre philosophe grec, pour se rendre compte de l'erreur d'Anaxagore : la Terre n'est pas plate !!

Eratosthène reprit les mesures et calculs (justes) d'Anaxagore, mais modifia quelque peu les hypothèses de départ :

1. Le Soleil est très éloigné de la Terre. Ses rayons arrivent parallèlement sur Terre

2. La Terre est sphérique



Cette configuration ne permet plus de calculer la distance et le diamètre du Soleil, mais le rayon de la Terre. Le calcul trigonométrique simple amène à :

R = d / 2.tan(a/2) = 400 / tan(3,5°) = 400 / 0,061 1 = 6 540 km

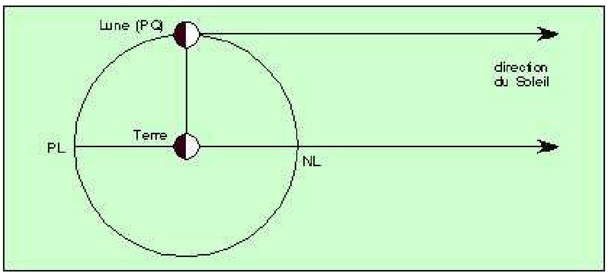
Résultat remarquable pour l'époque (il y a 2 200 ans) puisque la valeur moyenne du rayon de la Terre admise actuellement est de 6 378 km (2,5 % d'erreur – les astronomes d'aujourd'hui voudraient bien faire des mesures de distances dans l'Univers avec cette précision…)

Au III^{ème} siècle avant JC, ***Aristarque de Samos*** (-310, -230) donne une assez bonne appréciation de la distance relative de la Terre à la Lune. Il utilise pour cela la distance parcourue par la Lune lors d'une éclipse de Lune.
Les hypothèses sont :

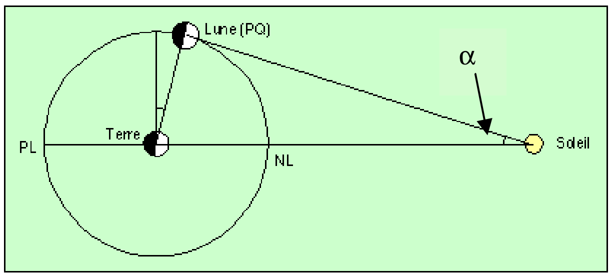
1. La Lune parcourt une distance égale à son diamètre en une heure environ.
2. Lors d'une éclipse de Lune, la Lune parcourt dans l'ombre le rayon de la Terre et reste deux heures entièrement éclipsée.

Il en déduit que le diamètre de la Lune est 3 fois plus petit que celui de la Terre. La valeur exacte du rapport est de 3,68.

Le même Aristarque de Samos donna une mauvaise évaluation de la distance Terre-Soleil, en observant les phases de la Lune.
Si le Soleil était situé à l'infini, la situation du premier quartier serait celle du schéma (1). La réalité est représentée en (2). Le Soleil n'est pas à l'infini.



(1)



(2)

L'angle α : Terre-Soleil-Lune (TSL) au premier quartier est égal à celui qui sépare, vue de la Terre, la position de la Lune à ce premier quartier et la perpendiculaire TL du cas (1).

L'inverse du sinus de cet angle α donne le rapport des distances Terre-Soleil / Terre-Lune (TS/TL). La mesure de cet angle par Aristarque de Samos (87°) donna un rapport TS / TL de 19 environ. Le bon résultat (avec α = 89,51°) est proche de 400.

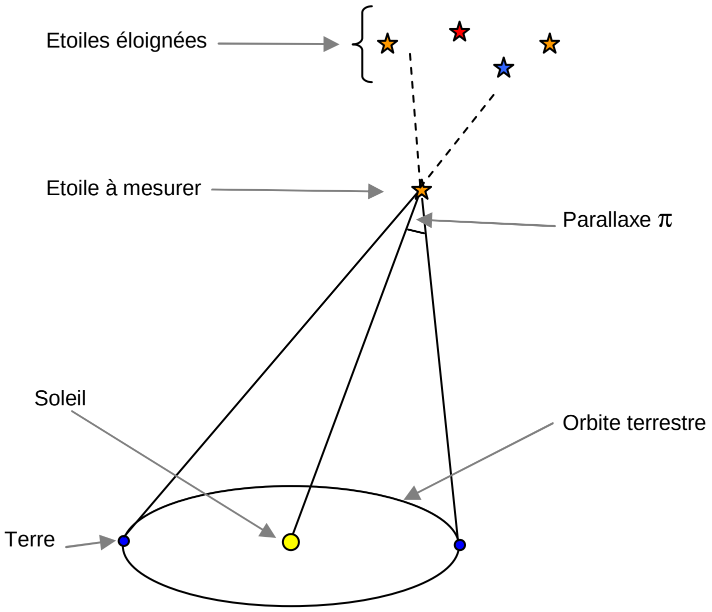
Il fallut attendre plusieurs siècles pour mesurer ces distances plus précisément, par triangulation.

3 - **Méthode de la parallaxe**

La méthode se propose de mesurer la distance des étoiles relativement proches.

La parallaxe d'une étoile est l'angle sous lequel est vue la distance Terre-Soleil depuis l'étoile.

On mesure la position de l'étoile deux fois, à 6 mois d'intervalle. 6 mois après la première mesure, la Terre se trouve à deux fois la distance Terre-Soleil. L'étoile est vue sous deux angles différents. L'écart entre ces deux angles est le double de la parallaxe.



La mesure de la position de l'étoile se fait par rapport à des étoiles supposées très éloignées, dont la position relative ne change pas sur la durée de 6 mois.

Pour simplifier les calculs, une nouvelle unité astronomique a été inventée, le parsec (pc).

Le parsec est la distance à laquelle le rayon de l'orbite terrestre est vu sous un angle de 1 seconde d'arc. Dans ces conditions, la distance d'un objet est donnée par la relation simple :

$d = 1 / \pi$ avec d = distance en parsecs (pc)

π = parallaxe en secondes d'arc

Un parsec est égal à 3,26 al.

Les angles π ainsi mesurés sont extrêmement petits, toujours inférieurs à la seconde d'arc. L'étoile la plus proche, Proxima du Centaure, a une parallaxe de 0,758 seconde, ce qui la place à 1,32 pc, soit 4,3 al.

Le satellite européen Hipparcos a mesuré, avec une variante de cette méthode, la parallaxe d'environ 100 000 étoiles proches, avec une précision d'un millième de seconde d'arc.

On voit qu'au-delà de 300 pc, soit environ 1 000 al, l'erreur sur la mesure est de 30%. La distance n'est plus mesurable au dessous d'une parallaxe d'un millième de seconde, soit 1 000 pc ou 3 260 al.

Cette méthode a donc une portée limitée. Pour aller plus loin, d'autres méthodes ont été mises au point.

4 - <u>Principe des méthodes de mesure des astres lointains</u>

Les méthodes qui suivent reposent sur l'utilisation d'astres calibrés, appelés « chandelles standards », astres dont on connaît par ailleurs la distance et/ou la luminosité.
Chaque étoile (ou galaxie) a une luminosité propre. C'est la quantité d'énergie qu'elle dégage dans toutes les directions. Cette luminosité propre est exprimée par sa « ***magnitude absolue*** », notée M.

Par analogie, c'est la puissance d'une ampoule en Watt, inscrite sur son culot. On place cette ampoule à des distances variables de l'observateur. Ce dernier percevra des quantités de lumière variables selon la distance. On voit bien que la distance de la lampe est reliée à sa puissance et à la quantité de lumière reçue. Plus l'ampoule est lointaine, plus sa luminosité perçue est faible.
Cette luminosité perçue est la « ***magnitude apparente*** » de l'étoile, et elle est fonction de sa distance à l'observateur. La magnitude apparente est notée m.

La relation permettant de passer de la mesure des magnitudes à la distance est :

(1) $m - M = 5 \log(d) - 5$ avec $m - M = \mu$ = module de distance
d = distance en parsecs

On voit que la connaissance de la magnitude absolue d'une étoile donne sa distance par la mesure de sa magnitude apparente.
Plus l'étoile sera lumineuse, plus la mesure sera précise ou plus la méthode permettra de mesurer des grandes distances.

Les difficultés de ce mécanisme sont nombreuses. On peut citer :

- Les étoiles lumineuses sont des étoiles à durée de vie courte. Elles sont donc peu nombreuses à un moment donné. Il y en a très peu dans notre environnement proche, ce qui rend difficile la calibration.
- Les magnitudes absolues des étoiles que l'on suppose connues ne le sont pas exactement. C'est comme si l'ampoule de 100 W pouvait, selon le lot de fabrication, faire 105 ou 95 W. Cela fausse la moyenne mesurée pour un groupe d'étoiles à la limite de la détection, les plus lointaines mesurables. En admettant que la limite de détection de notre lot d'ampoules de 100 W soit de 98 W, toutes celles de moins de 98 W ne seront pas détectées, et la moyenne mesurée du lot sera supérieur à 100 W, alors que la moyenne réelle est de 100 W.
- Une erreur sur la chandelle standard se reporte à l'échelon supérieur utilisant cette relation distance-magnitude.
- Pour utiliser cette relation Il faut pouvoir séparer individuellement les étoiles pour en mesurer la magnitude. Au-delà d'une certaine distance, nos instruments ne sont plus en mesure d'effectuer cette séparation.

Reste à déterminer la magnitude absolue de ces chandelles standards. Nous aborderons plusieurs méthodes de mesure, ou plutôt d'évaluation des distances :

- La relation Période-Luminosité des Céphéides
- La relation Tully-Fisher applicable aux galaxies spirales
- La relation Faber-Jackson applicable aux galaxies elliptiques
- Les galaxies sosies
- Les supernovas Ia

4.1 - Les Céphéides

Les étoiles du type de δ Cephée sont des étoiles jeunes, massives donc lumineuses, pulsantes, dont la luminosité varie périodiquement au cours de temps.
Lors de ses travaux sur les Céphéides du Petit Nuage de Magellan (PNM), l'astronome américaine Henrietta Leavitt découvrit en 1912 une relation entre la période de variation de ce type d'étoiles, et leur magnitude absolue M.

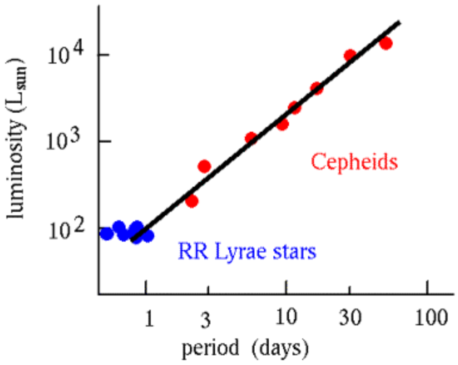
Plus la céphéide est lumineuse, plus sa période de variation est longue.

La relation Période-Luminosité (PL) est la suivante :

(2) **M = a log(P) + b**

où M = magnitude absolue moyenne
P = période de variation

a et b sont des coefficients qui ont permis de calibrer la relation à partir, historiquement, des céphéides du petit nuage de Magellan, considérées comme étant toutes à la même distance d'environ 200 000 al. Les calibrations se font toujours à l'aide d'étoiles de distances connues par d'autres méthodes, comme la parallaxe.



Depuis la découverte d'Henrietta Leavitt, la méthode a été affinée en tenant compte des éléments suivants :

- Il existe plusieurs types de Céphéides (voir plus loin), chacun ayant sa propre courbe PL.
- La longueur d'onde choisie pour la mesure des magnitudes est celle correspondant au maximum d'intensité du rayonnement de l'étoile, ou bien celle où l'absorption interstellaire est minimale (voir point suivant). Il est évident que la calibration de la méthode doit se faire dans le même système de longueur d'onde que la mesure elle-même.
- La lumière est absorbée sur son trajet avant de nous parvenir, et ce d'autant plus que la longueur d'onde de la lumière est petite. Ne pas tenir compte de ce phénomène éloigne artificiellement les objets mesurés. La répartition des nuages absorbants est maintenant assez bien connue, et des tables existent donnant l'absorption en magnitude selon la ligne de visée en fonction de la longueur d'onde de la lumière. Mais la mesure des magnitudes apparentes dans l'infrarouge limite l'erreur due à cette absorption.

Une bonne détermination de distance par cette méthode consistera donc à mesurer les variations de magnitude d'une étoile céphéide dans deux zones spectrale différentes : l'une en visible, au maximum d'intensité de l'étoile, donnera une bonne précision sur la période de variation, l'autre en l'infrarouge limitera les effets de l'extinction interstellaire pour la mesure de la magnitude absolue de l'étoile.

La calibration est la mesure des coefficients a et b de la relation PL. Pour cela, il faut pouvoir évaluer soit la distance soit la magnitude absolue d'étoiles par d'autres méthodes totalement indépendantes.

Le satellite Hipparcos (encore lui), a permis la calibration d'un certain nombre d'étoiles pulsantes par la méthode des parallaxes, et les a classé en plusieurs catégories.

Nous avons vu que la méthode des parallaxes avait une portée limitée. Pour calibrer des étoiles pulsantes plus lointaines, d'autres méthodes sont appliquées.

Comme précisé précédemment, les étoiles pulsantes sont de divers type, chacun ayant sa propre relation PL.

On distingue les Céphéides de type I et les Céphéides de type II.

- Les Céphéides de type I sont des étoiles géantes et pulsantes jeunes. Elles se trouvent donc principalement dans les bras des galaxies spirales.
- Les Céphéides de type II sont plus anciennes et sont majoritairement trouvées dans les bulbes des galaxies spirales, dans les galaxies elliptiques et dans les amas globulaires.

C'est grâce à la relation PL que Hubble a pu mesurer la distance de M31, de M33 et de quelques autres, démontrant que ces « nébuleuses » se trouvent en dehors de notre Galaxie (Thème du « Grand débat » qui anima les années 1920 : les nébuleuses sont-elles dans ou à l'extérieur de la Voie Lactée ?).
La mesure de la distance de M31 par Hubble était fausse (500 millions d'al), du fait de l'existence de ces deux populations différentes de Céphéides. La calibration et la mesure avaient été faites sur des Céphéides de populations différentes. Mais la conclusion était juste.

La marge d'erreur reste relativement grande, sachant que des variations apparaissent dans un même type d'étoiles pulsantes. La dispersion des variations de la relation PL est assez faible pour les Céphéides de population I, ce qui rend les mesures de distance un peu plus précises.

Les Céphéides permettent, avec les plus gros télescopes, de mesurer des distances jusqu'à une quarantaine de millions d'années lumière, soit tout juste la distance de l'amas de galaxies de la Vierge.

Pourquoi les étoiles pulsantes possèdent-elles une relation PL ?

D'abord, pourquoi pulsent-elles ?

Une étoile est un équilibre entre les réactions nucléaires (transformation des noyaux d'hydrogène en noyaux d'hélium) qui tendent à faire éclater l'étoile, et les forces de gravité qui tendent au contraire à la faire se contracter. L'hélium formé a tendance à migrer vers les couches périphériques de l'étoile.

Ces étoiles ne sont pas encore stabilisées. Elles sont sujettes à des ondes sismiques, dues à des différences de vitesse des mouvements de matière au sein de l'étoile. C'est un phénomène complexe qui fait intervenir la convection et la propagation d'une onde matérielle, comme un son. Ce phénomène d'ailleurs existe sur notre Soleil à un niveau plus faible, mais mesurable.

Les ondes sismiques et la convection font varier le diamètre de l'étoile. Une des hypothèses de ce mécanisme auto oscillant est la suivante :

Admettons que l'étoile se dilate du fait des ondes sismiques. La matière se dilue légèrement, la température diminue, les réactions nucléaires se ralentissent et la gravité l'emporte. L'étoile se contracte.
En se contractant, sa température augmente et active les réactions nucléaires. L'étoile gonfle. Et ainsi de suite pour de nouveaux cycles.
L'étude de l'évolution du spectre de ces étoiles avec le temps confirme la variation de la température (modification du type spectral) en synchronisation avec la variation de la luminosité.

Plus récemment, d'autres mécanismes mettant en jeu l'opacité de la couche d'hélium ionisé interne ont été avancés, arguant que le cœur de l'étoile a peu d'influence sur l'entretien de la pulsation.

Les ondes sismiques mettent un certain temps à atteindre la surface, temps dépendant lui-même du rayon moyen et de la température de l'étoile (les atomes chauds circulent plus vite).
La période avec laquelle l'étoile se contracte et gonfle est fonction de la distance à parcourir par la matière. Comme d'autre part la luminosité d'une étoile est fonction de sa masse, donc de son rayon (et aussi de sa température et de sa composition chimique à un moindre niveau), la période de variation de la luminosité est liée à cette même luminosité.

4.2 - La relation Tully-Fisher

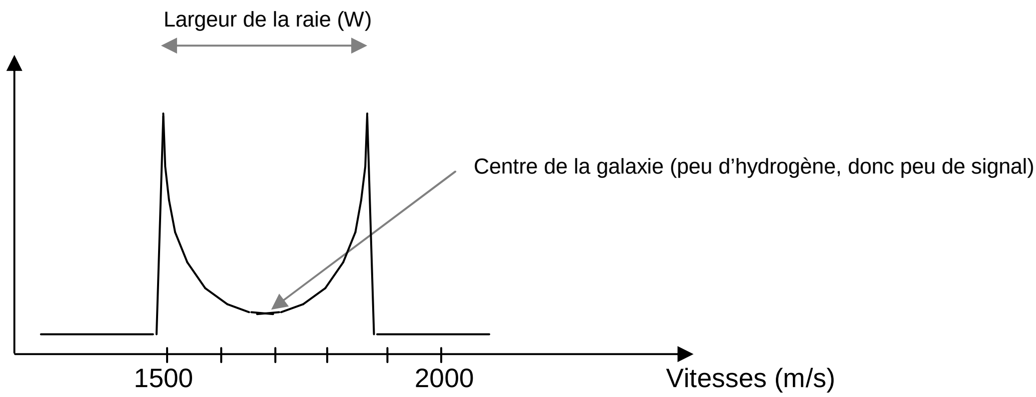
Dans le disque d'une galaxie spirale, la vitesse maximale des étoiles autour du centre est fonction de la luminosité, donc de la magnitude absolue de la galaxie.

Les lois de la physique nous enseignent que plus une galaxie est massive, plus elle tourne vite, et plus elle est lumineuse, ce qui justifie la relation décrite plus bas. C'est en fait une relation masse-luminosité.

L'effet Doppler décale l'ensemble du profil des bandes d'absorption spectrales d'une valeur proportionnelle à la vitesse de fuite de la galaxie entière (loi de Hubble).
Mais chaque bande est élargie du fait qu'un côté de la galaxie se rapproche de nous, et l'autre s'éloigne. Bien sûr, ceci n'est pas valable pour les galaxies vues de face pour lesquelles cette méthode ne marche pas.
Le profil de certaines bandes donnera la répartition des vitesses du centre vers l'extérieur de la galaxie.

On utilise le profil de la raie en émission de 21 cm en bande radio (1 420 MHz), ou plus rarement celle de la raie Hα à 656,28 nm dans le visible, longueurs d'ondes correspondant à l'hydrogène neutre dans le premier cas, ionisé dans le second, dont toutes les galaxies spirales sont composées.

Dans ce qui suit, c'est la raie radio qui servira à la démonstration. Le profil de la raie 21 cm est le suivant :



La traduction des longueurs d'ondes mesurées en vitesses se fait à l'aide de la relation de Doppler-Fizeau (sans tenir compte des effets relativistes) :

$z = \Delta\lambda / \lambda = v / c$ avec $\Delta\lambda$ = décalage spectral
λ = longueur d'onde du milieu de la raie
v = vitesse des éléments de la galaxie
c = vitesse de la lumière

La largeur de la bande mesurée (W) représente deux fois la vitesse maximale (Vm) des étoiles dans la galaxie :

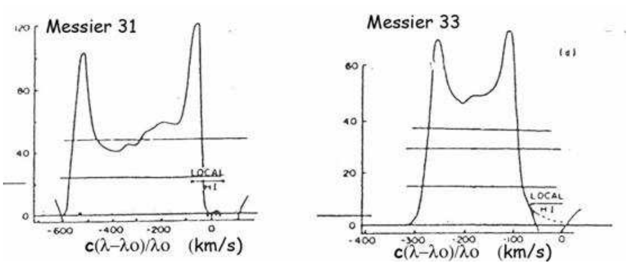
W = 2 Vm

Encore faut-il tenir compte de l'inclinaison de la galaxie sur la ligne de visée, en affectant la vitesse mesurée du facteur multiplicatif sin(i), i étant l'inclinaison comptée à 90° pour une galaxie vue par la tranche.

On retrouve la vitesse maximale Vm avec la relation :

W = 2 Vm.sin i

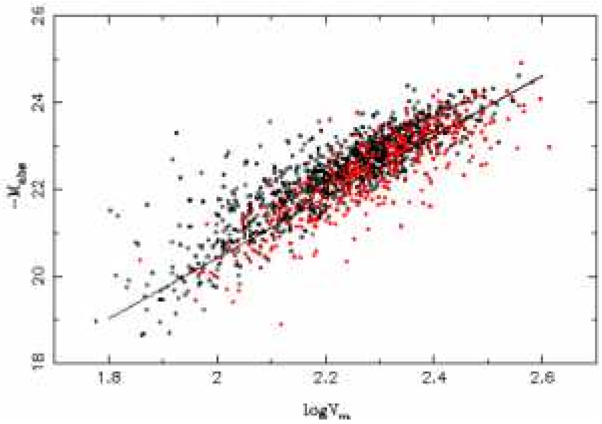
Dans le monde réel, le profil idéal montré plus haut est remplacé par ceci :



Un peu plus difficile à interpréter.

Brent Tully et Rick Fisher ont établis en 1977 la relation qui porte leur nom, et qui donne la magnitude absolue de la galaxie en fonction de la vitesse maximale mesurée sur la raie hydrogène à 21 cm de longueur d'onde.

(3) -M = a log(Vm) + b



Ce graphe montre la dispersion des mesures donnant la magnitude absolue en fonction de la vitesse maximale dans 3000 galaxies.

On note une certaine ressemblance avec la relation période-luminosité (2) des céphéides.

La détermination de M à partir de Vm nécessite une calibration, c'est-à-dire la détermination des constantes a et b.

Ceci est réalisé en mesurant la vitesse Vm dans le disque de galaxies dont la distance est connue. Les céphéides de ces galaxies conviennent, à condition de pouvoir séparer ces étoiles dans les galaxies servant à la calibration.
On voit qu'une erreur sur la détermination des distances par les Céphéides est répercutée sur la détermination par Tully-Fisher.

Connaissant alors M, on en déduit la distance d grâce à la mesure de la magnitude apparente de la galaxie et à l'équation (1).
Cette dernière mesure (m) est également affectée par l'extinction interstellaire, comme dans la méthode précédente.

Et comme précédemment, la relation a une certaine dispersion : toutes les galaxies ayant la même Vm, n'ont pas exactement la même magnitude absolue. Ceci est principalement dû à la morphologie de la galaxie, facteur dont il faudra tenir compte.

Cette méthode permet de mesurer avec une précision « acceptable » (de 15 à 20 % d'erreur) des distances allant jusqu'à environ 300 Mpc (1 milliard d'al).

4.3 - <u>La relation Faber-Jackson</u>

La relation Tully-Fisher n'est applicable que pour les galaxies possédant des nuages d'hydrogène et qui émettent en radio dans la bande de 21 cm. Ce sont les galaxies spirales.

Le même type de relation a été mis en évidence par Sandra M. Faber et Robert E. Jackson en 1976.
La méthode s'applique cette fois à des galaxies ne contenant pas ou peu d'hydrogène, donc principalement aux galaxies elliptiques, ou à un moindre niveau aux bulbes de galaxies spirales ou aux amas globulaires.

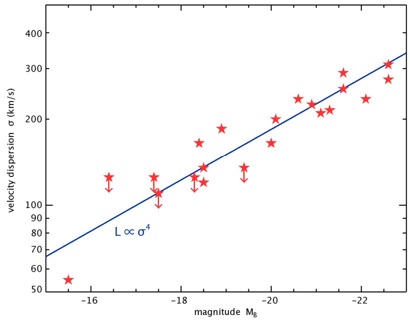
Le principe utilisé est la dispersion des vitesses des étoiles au sein de la galaxie. C'est, comme pour la précédente, une relation masse-luminosité.

On mesure par spectrométrie l'agitation des étoiles de la galaxie grâce toujours à l'effet Doppler-Fizeau. La luminosité de la galaxie est d'autant plus forte que l'agitation est grande.

Les spectres donnent des bandes élargies par l'agitation. Comme la bande à 21cm n'est pas présente dans les spectres des galaxies elliptiques (pas d'hydrogène neutre), on utilise le domaine infrarouge ou visible.

La largeur de bande traduite en vitesse est ensuite introduite dans la relation Faber-Jackson ressemblant à s'y méprendre à celle de Tully-Fisher :

M = a log(s) +b



s étant la largeur de la bande d'émission, fonction de la dispersion des vitesses dans la galaxie.
a et b sont les coefficients servant à la calibration de la méthode.

La portée de la méthode est la même que pour Tully-Fisher, soit 300 Mpc.

4.4 - Les galaxies sosies

Cette méthode suppose que deux galaxies ayant le même type morphologique (Sa, Sb, Sc…) et la même vitesse de rotation (même largeur de bande 21 cm), ont la même luminosité, donc la même magnitude absolue.

Revenons à la relation (1) qui relie la distance aux magnitudes absolue et apparente :

$$\mu = m - M = 5 \log(d) - 5$$

μ est le module de distance.

Prenons une galaxie étalon (M31 par exemple, dont la distance est bien connue). Son module de distance s'exprime par :

$$\mu_{M31} = m_{M31} - M_{M31}$$

Pour toute autre galaxie de même type et de même vitesse de rotation (galaxie sosie) :

$$\mu_{sosie} = m_{sosie} - M_{sosie}$$

Par hypothèse, nous savons que $M_{M31} = M_{sosie}$, on en déduit :

$$\mu_{sosie} = m_{sosie} - m_{M31} + \mu_{M31}$$

m_{M31} et μ_{M31} sont connus. La mesure de la magnitude apparente de la galaxie sosie nous donnera son module de distance, donc sa distance.
Cette méthode simple nous dispense de calibration des coefficients a et b ici inexistants. Par contre, nous aurons besoin d'une banque de données de galaxies connues, avec toutes les erreurs que cela implique.

Et comme les autres, cette méthode est affectée du biais statistique décrit plus haut.

4.5 - Les supernovas Ia

Les supernovas sont des explosions d'étoiles massives en fin de vie. L'explosion est due au déséquilibre entre d'une part la force de gravité qui tend à comprimer l'étoile en un point, et d'autre part les forces de répulsion dues aux réactions thermonucléaires qui tendent à la faire exploser.
Lorsque les réactions nucléaires s'arrêtent totalement faute de combustible, et après redémarrages et arrêts successifs des réactions de plus en plus énergétiques, la gravité prend définitivement le pas sur les réactions et la matière est projetée sur le noyau dur de l'étoile avant d'être dispersée par réaction dans l'espace. Ce phénomène dégage une quantité d'énergie extraordinairement grande, et fait qu'une supernova est aussi brillante qu'une galaxie entière.
Ce point nous intéresse, car il va nous permettre de faire encore un pas en avant dans la mesure des distances, de voir plus loin.

Les supernovas sont classées en plusieurs types, et le type Ia nous intéresse particulièrement, car la magnitude absolue maximale atteinte par ces astres est constante.

Les supernovas Ia appartiennent à un système binaire d'étoiles nées ensemble, pas trop massives, mais de masse différente. La plus massive a une durée de vie plus courte que sa voisine. A un moment donné, la plus massive se retrouve à l'état de naine blanche, alors que l'autre en est encore au stade de géante rouge. Ainsi, la naine blanche attire la matière de la géante rouge. Un transfert de matière s'établit, au profit de la naine blanche qui voit sa masse augmenter.
Il est démontré aujourd'hui qu'il ne peut exister de naine blanche de masse supérieure à 1,4 fois la masse du Soleil. Au dessus, l'étoile explose en supernova de type Ia.
L'explosion en supernova est caractérisée en majorité à la désintégration radioactive du Nickel 56 en Cobalt 56, puis en Fer 56.
Le processus est le même dans toutes les supernovas Ia. Puisqu'elles ont toutes la même masse (1,4 fois la masse solaire), la luminosité de l'explosion est la même. Toutes les supernovas de type Ia ont la même magnitude absolue maximale.
Elle est de l'ordre de -19,5 en bande B (bleu et UV proche).

On reconnaît une supernova Ia par la courbe de décroissance de luminosité. Celle-ci est d'abord rapide (déclin du Nickel), puis plus lente (déclin du cobalt).
D'autre part, leur spectre montre des bandes d'absorption intenses, dues au Silicium ionisé une fois, également caractéristique des supernovas Ia.

Une fois la supernova détectée, la mesure de sa magnitude apparente permet de mesurer sa distance grâce à la relation (1).

Difficultés rencontrées :

- Une supernova est un évènement rare. Les mesures le sont également.

- La mesure de la magnitude apparente de la supernova nécessite d'être prêt, le laps de temps entre sa détection et son maximum est très court.

- La méthode est comme les autres affectée de l'absorption interstellaire.

Le télescope spatial Hubble a observé des supernovas Ia dans des galaxies de distance connues grâce à leurs céphéides. Chaque fois, la confirmation de la constance de la magnitude absolue a été obtenue (aux erreurs de mesure près).

Comme les supernovas sont très lumineuses, la méthode permet de voir loin. Mais à ces distances où z est supérieur ou égal à 1, des effets cosmologiques et relativistes se font sentir. La notion de distance est plus difficile à appréhender.

Néanmoins, c'est cette méthode qui a permis aux astrophysiciens d'envisager l'augmentation de la vitesse d'expansion de l'univers.

5 - <u>La Parallaxe de pulsation</u>

Cette méthode assez récente s'applique à tous types d'étoiles pulsantes.

Le principe est le suivant :

- Mesure dans le temps de la variation du diamètre angulaire de l'étoile par des méthodes interférométriques.
- Mesure dans le temps de la vitesse radiale de variation du diamètre de l'étoile par spectrométrie, en utilisant l'effet Doppler-Fizeau. Cette mesure conduit à la variation du diamètre réel de l'étoile avec le temps.
- Le rapport des deux mesures précédente est proportionnel à la distance de l'étoile.

La méthode est assez complexe, et fait appel à des technique de pointe comme l'interférométrie, encore en devenir pour les longueurs d'ondes visibles.
De plus, les mathématiques utilisées (les transformées de Fourier en particulier) sont d'un niveau beaucoup plus élevé que les simples relations PL par exemple…

Comme les autres méthodes, celle-ci est sujette à des erreurs (biais statistiques, facteur de projection, rotation, aplatissement, assombrissement des bords de l'étoile...).

6 - Encore plus loin ?

La loi de Hubble dit que l'Univers est en expansion, et donc que les galaxies s'éloignent les unes des autres à une vitesse radiale proportionnelle à leur distance. Traduit mathématiquement, cela donne :

$$\mathbf{Vr = H_0.d = c.z}$$

avec
Vr = vitesse radiale d'éloignement de la galaxie
d = distance de la galaxie
H_0 = coefficient de proportionnalité = constante de Hubble
z = décalage spectral (redshift)
c = vitesse de la lumière

Il suffirait donc de pouvoir réaliser un spectre d'une galaxie lointaine pour connaître son décalage spectral, en déduire sa vitesse d'éloignement, puis sa distance. Cette méthode oblige à connaître avec suffisamment de précision la constante de Hubble, ce qui n'est déjà pas aisé, mais surtout être sûr que le décalage spectral mesuré l'est bien du fait de l'expansion de l'Univers. Les galaxies étant très souvent regroupées dans des amas, elles s'attirent les unes les autres, et il est difficile de faire la part des vitesses propres d'attraction des galaxies entre elles, et de la vitesse radiale due à l'expansion.

La méthode ne marche qu'avec des galaxies très éloignées (difficile de faire leur spectre), où les vitesses propres sont négligées devant les grandes vitesses cosmologiques.
A noter que les grandes vitesses cosmologiques dont on parle sont affectée d'effets relativistes complexes.

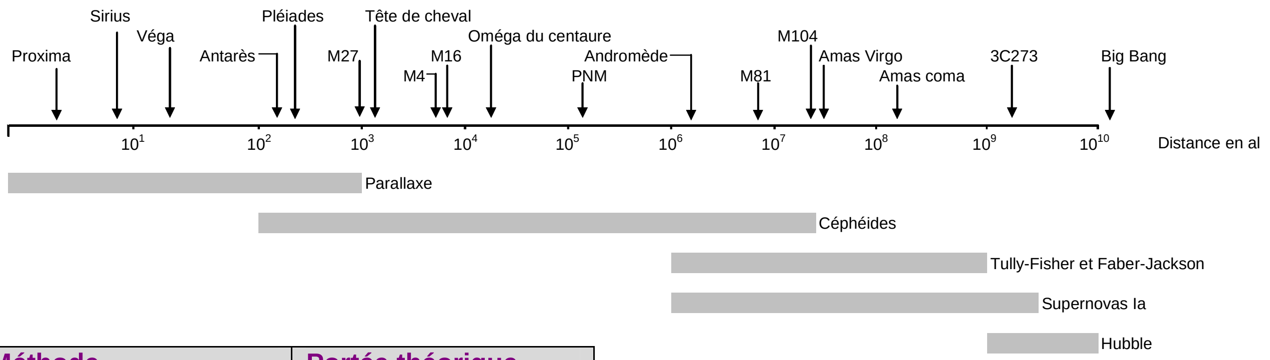
Les recherches actuelles tentent de déterminer précisément la valeur de la constante de Hubble par diverses méthodes indépendantes. Mais surtout, elles cherchent à savoir comment elle évolue dans le temps.

7 - Pour résumer

Aujourd'hui, la distance des objets proches est évaluée assez précisément. Grossièrement, plus les astres sont éloignés, plus l'incertitude augmente.

Pour les objets lointains, les méthodes utilisées, même imprécises, sont souvent les seules disponibles, et elles sont utilisées faute de mieux. La technologie évoluant rapidement, les précisions s'améliorent.

Le schéma suivant donne l'ordre de grandeur des domaines de distances de chacune des méthodes :



Méthode	Portée théorique
Parallaxe	1 000 al
Céphéides	40 millions d'al
Tully-Fisher	1 milliard d'al
Supernovas Ia	5 milliards d'al
Constante de Hubble	Premières galaxies