

# Les distances en cosmologie

Fabrice Lamareille

Osservatorio Astronomico di Bologna

29 juin 2007

## Résumé

La mesure des distances est une thématique majeure en cosmologie : d'abord parce qu'elle est un point clé dans la compréhension de la formation et de l'évolution des galaxies, ainsi que des grandes structures de l'Univers ; mais aussi à cause des difficultés qu'elle soulève. Après avoir passé en revue quelques exemples où la mesure des distances cosmologiques joue un rôle important, nous ferons le point sur les méthodes utilisées pour mesurer ces distances. Nous partirons des distances des étoiles pour finir avec les distances des plus lointaines galaxies.

## 1 Pourquoi mesurer les distances en cosmologie ?

Depuis l'antiquité et jusqu'à aujourd'hui, la mesure des distances des objets célestes est l'une des composantes majeures de l'astronomie. Au moyen-âge, la mesure des distances des planètes du système solaire a permis de découvrir les lois de Kepler, puis celles de Newton et de constater que leur mouvement était régi par la même force que celle qui nous retient à la surface de la Terre.

La mesure des distances des étoiles de notre Galaxie a ensuite permis de comprendre la nature de cette dernière, et de voir que notre Soleil n'était qu'une étoile banale parmi tant d'autres. Puis, c'est au début du XXème siècle que la mesure des distances de certaines nébuleuses a montré que celles-ci étaient extérieures à notre Galaxie, et que cette dernière n'était qu'une galaxie banale parmi tant d'autres.

Rapidement, la découverte de l'expansion de l'Univers par Edwin Hubble et la théorie du Big Bang qui en découle ont révolutionné notre vision de l'Univers et ont marqué la naissance de la cosmologie telle que nous la connaissons aujourd'hui.

De nos jours, la mesure des distances des galaxies a plusieurs intérêts. D'abord elle permet de déterminer leur luminosité réelle en fonction de la quantité de lumière reçue (celle-ci diminuant avec la distance). Ce paramètre est en effet très important dans la grande majorité des études portant sur la physique des galaxies : la luminosité des galaxies permet de déterminer leur masse d'étoiles, mais aussi dans certaines longueurs d'ondes particulières leur taux de formation d'étoiles. Ces deux paramètres jouent un rôle essentiel dans l'étude des modèles de formation et d'évolution des galaxies, ou dans celle de la matière noire. Une petite modification dans les distances des galaxies et toutes les études portant sur ces domaines doivent être révisées.

Par ailleurs, la mesure des distances des galaxies permet aussi d'étudier les grandes structures de l'Univers et donc de retracer son histoire globale. Elles sont aussi essentielles à la détermination des paramètres cosmologiques (constante de Hubble, courbure de l'espace-temps, etc...).

## 2 Les distances des étoiles

La distance de l'étoile la plus proche, notre Soleil, a été mesurée depuis l'antiquité par des méthodes géométriques (en faisant notamment appel au phénomène des éclipses). Les distances des autres étoiles sont en revanche longtemps restées inaccessibles à la géométrie à cause de la précision insuffisante des mesures, jusqu'au courant du XIX<sup>ème</sup> siècle.

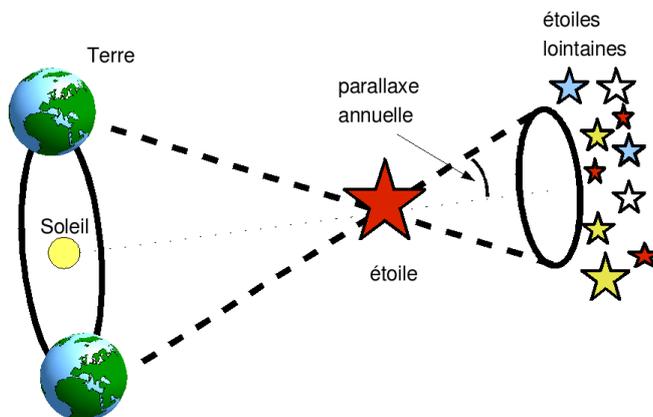


FIG. 1 – Parallaxe annuelle (lors de la rotation de la Terre autour du Soleil) d'une étoile proche par rapport aux étoiles lointaines.

La distance d'une étoile proche peut être mesurée grâce à la méthode de la parallaxe (ou triangulation) : il s'agit de mesurer son déplacement apparent par rapport aux étoiles lointaines (supposées fixes) en fonction de la position de l'observateur. En pratique, on peut disposer deux observateurs à deux points éloignés de la surface terrestre, mais il est plus simple d'attendre la rotation de la Terre sur elle-même ou autour du Soleil (voir la figure 1). Par définition, une étoile dont la parallaxe annuelle est de 1 seconde d'arc (1/3600 degré) est située à une distance de 1 parsec et il suffit d'appliquer une relation de proportionnalité pour toute autre valeur de la parallaxe :

$$d = \frac{1}{p}$$

$d$  : distance en parsecs,  $p$  : parallaxe annuelle en secondes d'arc.

Notons qu'il est nécessaire de connaître le rayon de l'orbite terrestre pour convertir un parsec en kilomètres (31 000 milliards de kilomètres) ou dans toute autre unité. Même s'ils connaissent parfaitement cette grandeur (l'unité astronomique), les astronomes s'affranchissent de cette conversion en exprimant les distances des étoiles (et des galaxies) directement en parsecs.

Lancé en 1989, le satellite européen Hipparcos a permis de mesurer les distances de 180 000 étoiles jusqu'à 50 000 parsecs avec une grande précision (résultats publiés en 1997). Prévu pour un lancement en 2009, le satellite européen Gaïa permettra d'atteindre une distance d'un million de parsecs, de quoi couvrir l'ensemble de la Galaxie ! Mais en attendant, la mesure des étoiles les plus lointaines (et en particulier celles situées dans d'autres galaxies) doit se faire par d'autres moyens.

La méthode indirecte la plus courante pour mesurer les distances des étoiles est basée sur la connaissance du diagramme HR (diagramme de Hertzsprung-Russell,

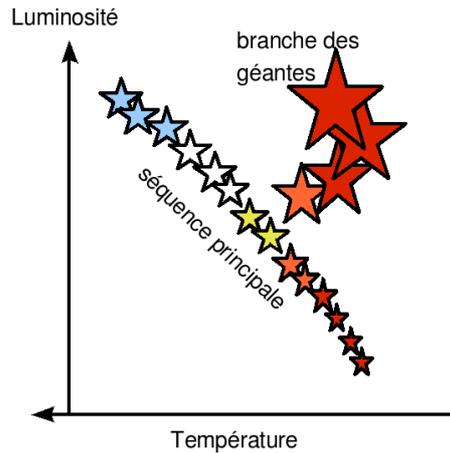


FIG. 2 – Diagramme HR d'un ensemble d'étoiles.

voir la figure 2). À l'origine ce diagramme reliait la classe de luminosité des étoiles (indiquée par la largeur des raies d'absorption) à leur type spectral (indiquée par le nombre et les intensités des raies d'absorption) et nécessitait la réalisation d'un spectre. Par la suite, les astronomes ont remplacé la classe de luminosité par la luminosité et le type spectral par la température de surface (ou la couleur) en se basant uniquement sur des mesures photométriques.

La particularité du diagramme HR est que la grande majorité des étoiles s'y retrouvent sur une séquence bien précise appelée "séquence principale". Il est donc possible, grâce à ce diagramme, de déduire la luminosité approximative d'une étoile en mesurant sa couleur et donc d'en déduire sa distance en la comparant à la quantité de lumière reçue :

$$L = 4\pi d_L^2 \times F$$

$L$  : luminosité en Watts,  $d_L$  : distance en mètres (ci-après distance lumineuse),  $F$  : quantité de lumière reçue en Watts par mètres carrés

Il demeure cependant toujours une incertitude sur le fait que telle étoile appartient bien à la séquence principale ou s'il s'agit plutôt d'une géante ou d'une super-géante. Cette incertitude peut conduire à une sous-estimation très importante de la distance de certaines étoiles rouges. Elle peut être levée de deux façons : par l'utilisation complémentaire de la spectroscopie, ou par l'observation d'amas d'étoiles où les géantes et les supergéantes se distinguent clairement des autres (par leur luminosité car les étoiles d'un amas sont toutes situées à la même distance).

### 3 Les distances des galaxies proches

La méthode du diagramme HR peut être étendue aux galaxies proches, pour lesquelles il est désormais possible avec les télescopes géants au sol, équipés d'optiques adaptatives, ou les télescopes spatiaux d'étudier chaque étoile individuellement. Cependant la méthode la plus couramment utilisée, beaucoup moins fastidieuse et plus précise, fait appel aux Céphéïdes. Ces dernières sont des étoiles variables d'un type bien particulier : leur période de variation est directement proportionnelle à leur luminosité !

$$M = a \cdot \log(P) + b$$

$M$  : magnitude absolue ( $M = -2.5 \log(L) + c$ ,  $L$  : luminosité,  $c$  : constante de normalisation dépendant du filtre utilisé),  $P$  : période en jours,  $a$  et  $b$  constantes

Cette relation permet donc de déduire directement la distance d'une Céphéïde à partir de la quantité de lumière reçue et de sa période de variation. Par extension, l'observation des Céphéïdes dans les galaxies proches permet de déduire les distances de ces dernières. Notons que cette méthode dépend fortement de notre connaissance théorique de ce type d'étoiles bien particulier. Il est notamment essentiel que les distances des Céphéïdes utilisées comme référence soient connues avec une grande précision, à l'aide du catalogue du satellite Hipparcos par exemple. Les dernières calibrations donnent  $a = -2.81$  et  $b = -1.43$  pour une magnitude mesurée à travers le filtre  $V$ .

C'est en comparant les vitesses radiales (mesurées par effet Doppler) aux distances (mesurées par la méthode des Céphéïdes) d'une cinquantaine de galaxies que l'astronome Edwin Hubble découvre en 1929 la loi qui porte son nom : celle-ci stipule que les galaxies s'éloignent les unes des autres, et ce d'autant plus vite que leurs distances respectives sont grandes, à l'image de points dessinés à la surface d'un ballon qu'on serait en train de gonfler.

L'analogie avec le ballon de baudruche permet de comprendre que cette loi est en réalité l'illustration de l'expansion de l'Univers : les galaxies ne s'éloignent pas réellement les unes des autres, ce sont les distances qui les séparent qui grandissent. De même, le décalage de leur lumière vers le rouge n'est pas dû à un effet Doppler, mais au fait que la longueur d'onde des rayons lumineux subie elle aussi l'expansion de l'Univers durant leur propagation.

On peut comprendre l'intérêt de cette loi pour mesurer la distance d'une galaxie, puisque son décalage vers le rouge (aisément mesurable en spectroscopie) est directement proportionnel à cette dernière :

$$D_C = \frac{z \cdot c}{H_0}$$

$D_C$  : distance de la galaxie en mètres (distance comobile ci-après),  $z$  : décalage vers le rouge (sans unité),  $c$  : vitesse de la lumière en mètres par secondes,  $H_0$  : constante de Hubble en unités par secondes.

Le décalage vers le rouge est défini comme le rapport entre l'expansion subie par une longueur d'onde et cette dernière ( $z = \Delta\lambda/\lambda$ ). La constante de Hubble s'exprime historiquement en kilomètres par secondes par mégaparsecs, mais il s'agit plus simplement de l'inverse d'un temps : son produit par la durée de propagation de la lumière donne le décalage vers le rouge.

Notons qu'il est indispensable que les distances des galaxies utilisées comme référence, pour déterminer la constante de Hubble, puissent être mesurées à l'aide d'une autre méthode (celle des Céphéïdes par exemple). La valeur communément admise aujourd'hui est d'environ 70 kilomètres par secondes par mégaparsecs ( $10^{-18} \text{ s}^{-1}$ ).

## 4 Les différentes distances cosmologiques

Étant donnée l'expansion de l'Univers, on se rend vite compte qu'il n'y a plus une seule mais plusieurs définitions possibles de la distance d'une galaxie. Cette dernière,

en vertu de la loi de Hubble, continue en effet de s'éloigner durant le temps nécessaire à sa lumière pour parvenir jusqu'à nous ! La distance actuelle de la galaxie (appelée distance comobile) au moment où sa lumière nous parvient est donc plus grande que la distance de cette galaxie au moment où sa lumière a été émise (appelée distance angulaire).

Le décalage vers le rouge étant une mesure de l'expansion de l'Univers durant la propagation de la lumière, il existe une relation simple entre distance comobile et distance angulaire faisant intervenir ce dernier :

$$d_\theta = \frac{D_C}{1+z}$$

$d_\theta$  : distance angulaire,  $D_C$  : distance comobile,  $z$  : décalage vers le rouge.

Par ailleurs, les distances utilisées dans les communications pour le grand public font souvent référence au temps de propagation de la lumière ou, de façon équivalente, à la distance parcourue par les ondes lumineuses (en multipliant par la vitesse de la lumière). Cette distance est plus grande que la distance angulaire mais plus petite que la distance comobile. Le fait que toutes ces définitions différentes soient souvent exprimées en années lumière, qui peut être confondue avec une unité de temps bien qu'il s'agisse d'une unité de longueur (c'est la distance parcourue par la lumière en une année), porte souvent à confusion. La figure 3 résume les différentes définitions de distances.

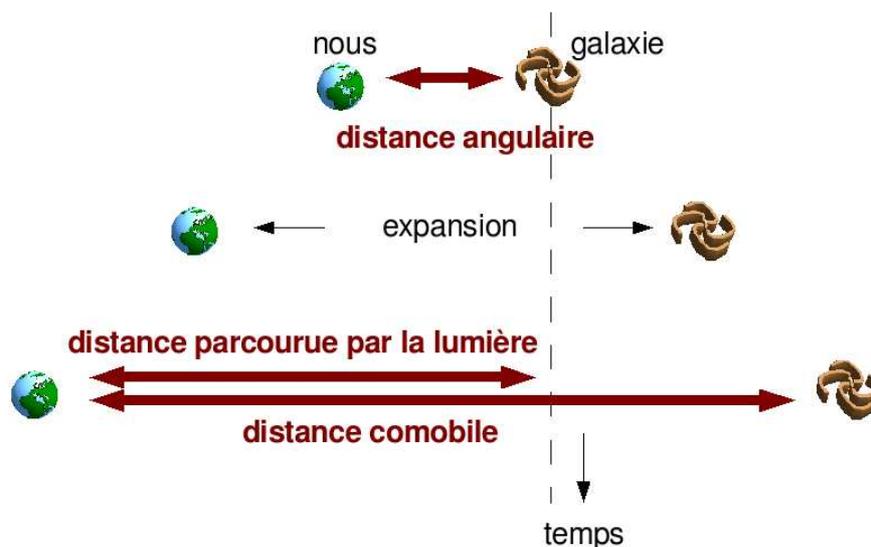


FIG. 3 – Trois définitions de la distance d'une galaxie : la distance angulaire (au moment où la lumière est émise), la distance comobile (au moment où la lumière est reçue), et la distance parcourue par la lumière (ne pas confondre avec la distance lumineuse).

Afin d'éviter ces confusions, les astronomes se contentent dans la majorité des cas de parler de décalage vers le rouge et ne font pas la conversion en distances, sauf pour étudier les grandes structures de l'Univers et leurs dimensions : les dimensions dans l'axe de propagation de la lumière (radiales) doivent être converties en distances comobiles, tandis que les deux dimensions orthogonales (parallèles à la sphère céleste) doivent être converties en distances angulaires.

Par ailleurs, la conversion de la quantité de lumière reçue d'une galaxie en luminosité fait appel à une troisième définition de la distance qui est plus grande que la

distance comobile : la distance lumineuse. Cette définition permet de tenir compte de la conservation de l'énergie des ondes lumineuses qui subissent l'expansion de l'Univers de multiples façons. La distance lumineuse est reliée à la distance comobile par le décalage vers le rouge :

$$d_L = (1 + z) \cdot D_C$$

$d_L$  : distance lumineuse,  $D_C$  : distance comobile,  $z$  : décalage vers le rouge.

## 5 Les distances des galaxies lointaines

La constante de Hubble, contrairement à ce que son nom indique, n'est pas constante. Elle dépend en effet de la densité de l'Univers qui diminue elle-même avec le temps (la masse de l'Univers est constante alors que ses dimensions augmentent). L'expression des distances d'une galaxie en fonction de son décalage vers le rouge est donc sensiblement plus complexe que la loi de Hubble car elle dépend des paramètres cosmologiques de l'Univers (qui prédisent l'évolution de la constante de Hubble).

Pour un décalage vers le rouge de 0.25 (généralement considéré comme la limite de l'Univers dit "local"), l'erreur commise en utilisant la loi de Hubble est déjà de l'ordre de 20%. Pendant longtemps, les astronomes ont calculé les distances des galaxies lointaines à l'aide de deux paramètres cosmologiques : la constante de Hubble mesurée aujourd'hui et la courbure de l'Univers (ou paramètre de décélération). Dans l'hypothèse généralement admise d'un Univers plat, la formule de conversion des décalages spectraux en distances demeurerait relativement simple. La figure 4 montre les distances des galaxies dans cette hypothèse : on voit que la loi de Hubble (loi linéaire) n'est plus respectée dès que le décalage vers le rouge est plus grand que 0.1.

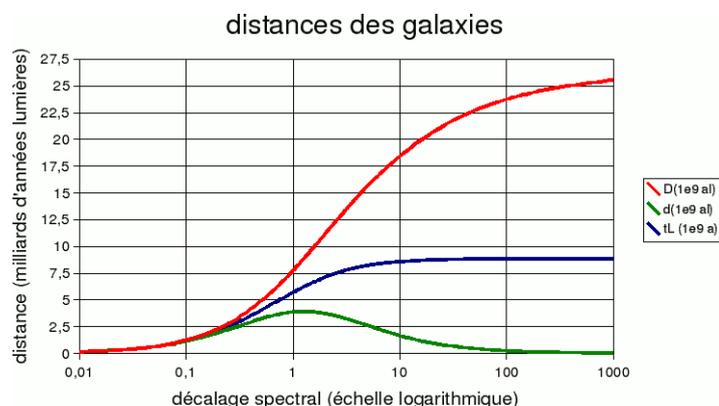


FIG. 4 – Distances des galaxies en fonction de leur décalage vers le rouge pour un Univers ouvert sans constante cosmologique. De haut en bas : distance comobile, distance parcourue par la lumière et distance angulaire.

L'hypothèse de l'Univers plat a pu être confirmée à l'aide du satellite WMAP par l'observation des perturbations du fond de rayonnement cosmologique. Néanmoins, la quantité de matière visible et de matière noire recensée jusqu'à aujourd'hui ne permettait de tenir compte que d'environ 30% de la densité d'énergie nécessaire pour obtenir un Univers plat. Les 70% restants sont donc attribués à un terme supplémentaire dans l'équation d'Einstein : la constante cosmologique (aussi appelée énergie noire si on place ce terme supplémentaire du côté "énergie" plutôt que du côté "géométrique" de l'équation).

L'effet de la constante cosmologique est une accélération de l'expansion de l'Univers avec le temps, alors que l'expansion d'un Univers plat sans constante cosmologique aurait eu tendance à décélérer. Celle-ci a donc des conséquences non négligeables sur les distances des galaxies lointaines qui sont finalement situées beaucoup plus loin qu'on ne le pensait jusqu'alors. Pour information, la formule générale reliant la distance comobile au décalage vers le rouge est (dans le cas d'un Univers plat) :

$$D_C = \frac{c}{H_0} \cdot \int_0^z \left[ (1+z')^2 (1 + \Omega_m z') - \Omega_\Lambda z' (2 + z') \right]^{-1/2} dz'$$

$D_C$  : distance comobile en mètres,  $c$  : vitesse de la lumière en mètres par secondes,  $H_0$  : constante de Hubble en unités par secondes,  $\Omega_m \Omega_\Lambda$  : respectivement densité de matière et densité d'énergie noire (sans unités).

La mesure des paramètres cosmologiques (constante de Hubble, courbure de l'Univers et constante cosmologique) peut se faire de plusieurs façons directes ou indirectes, en observant la structure de l'Univers ou les propriétés physiques des galaxies. Mais la méthode la plus directe et la plus précise consiste à comparer les distances des galaxies calculées à l'aide de leur décalage spectral à celles obtenues avec d'autres méthodes. Parmi ces autres méthodes figure bien sûr la méthode des Céphéïdes mais aussi, pour les galaxies lointaines où il est impossible d'observer chaque étoile individuellement, la méthode des supernovae de type Ia.

Les supernovae de type Ia surviennent lors de l'explosion d'une naine blanche après que celle-ci ait âcreté une certaine quantité de matière en provenance d'une autre étoile proche. Ces explosions sont extrêmement violentes et donc visibles à très grande distance. Mais leur principal avantage est qu'elles se produisent toujours dans les mêmes conditions : lorsque la naine blanche atteint la masse limite de Chandrasekhar (1.44 fois la masse du Soleil). Ainsi leur maximum de luminosité est toujours le même (5 milliards de fois la luminosité du Soleil) et elles peuvent donc être utilisées pour évaluer la distance lumineuse de leur galaxie hôte.