

Introduction

L'astrophysique a été limitée pendant des millénaires aux astres, étoiles et planètes en très grande majorité, visibles à l'œil nu. L'étude de notre Galaxie, la Voie Lactée, n'a vraiment commencé qu'au début du XVIIIème siècle, avec Galilée. Ce dernier a en effet montré que la Voie Lactée était constituée d'étoiles. La voie était alors ouverte à l'étude des galaxies extérieures à la nôtre. Cependant, même si plusieurs astronomes et philosophes du XVIIIème siècle se sont intéressés aux "nébuleuses" ou objets diffus, il a fallu attendre les années 1920 pour que la nature des galaxies ne fasse plus l'objet d'un débat.

Depuis 80 ans, l'étude des galaxies a fait des progrès considérables, et il en est de même pour la cosmologie, ou étude de l'univers dans son ensemble. Les galaxies sont maintenant couramment utilisées pour sonder l'univers et dessiner ses grandes structures. Les moyens d'observation sont devenus extrêmement puissants et il en est de même des ordinateurs, qui permettent maintenant de réaliser des simulations numériques comprenant des millions de particules.

Si la cosmologie se heurte encore au problème de comprendre la nature de la matière noire et de l'énergie noire, les galaxies et amas de galaxies commencent à être maintenant bien compris.

Petit historique

Plusieurs interprétations liées à la mythologie ont ainsi été proposées pour expliquer la Voie Lactée : par exemple, chez les Egyptiens, il s'agissait de blé semé par Isis, chez les Romains de lait répandu par Junon. Ces interprétations n'occultaient pas des questions philosophiques plus sérieuses, comme par exemple : où est la Terre dans l'univers ? quelle est la forme de l'ensemble d'étoiles que l'on voit à l'œil nu ? cet ensemble est-il unique ?

C'est vers 1610 que le grand astronome italien Galilée montra pour la première fois que la Voie Lactée pouvait être résolue en étoiles.

Près d'un siècle et demi plus tard apparurent indépendamment plusieurs hypothèses voisines. Thomas Wright, en Angleterre, tenta de relier l'astronomie avec la théologie en imaginant qu'il existait d'autres "Centres Sacrés", une intuition pouvant se rapprocher de celle du philosophe allemand Emmanuel Kant qui exactement à la même époque proposa l'existence de ce qu'il appela des "univers-îles", identifiés à ce que l'on appelait alors les nébuleuses elliptiques, systèmes de nombreuses étoiles à des distances immenses.

L'astronome français Charles Messier constitua ensuite, vers 1771, le premier catalogue d'objets diffus, baptisés "nébuleuses", et comprenant en fait des objets de divers types dont on ne connaissait pas les propriétés à cette époque (galaxies, nébuleuses, amas globulaires...). A peu près en même temps, l'astronome et musicien anglais William Herschel, avec l'aide de sa sœur Caroline Herschel, se mit à construire des lunettes astronomiques, puis des télescopes. Ces instruments lui permirent de mettre en évidence l'existence de divers types de "nébuleuses" (objets diffus). Ils lui permirent aussi de compter les étoiles dans tout le ciel et de montrer que la distribution de ces étoiles (qui appartiennent toutes à notre Galaxie, la Voie Lactée), avait une forme lenticulaire (c'est à dire aplatie, avec un renflement au centre).

Lord Ross, en Angleterre encore, montra vers 1850 que la galaxie d'Andromède, notre voisine, seule galaxie visible à l'œil nu dans l'hémisphère nord, présentait une structure spirale. Il montra ensuite qu'il en était de même pour de nombreuses autres "nébuleuses".

Il fallut attendre les années 1920 pour que la nature des galaxies soit définitivement tranchée. Tout d'abord eut lieu à l'académie des sciences américaine le "grand débat" entre les astronomes Curtis et Shapley. Curtis soutenait que les galaxies étaient extérieures à la nôtre, tandis que Shapley pensait qu'elles faisaient partie de notre Galaxie. Chacun resta sur ses positions, mais quelques années plus tard l'astronome américain Edwin Hubble prouva définitivement grâce à ses observations que les galaxies étaient des ensembles de quelques millions à quelques milliards d'étoiles, ce qui impliquait qu'il s'agissait d'objets très grands, très massifs et très lointains. On réserva alors le terme de "nébuleuse" aux nuages de gaz de notre galaxie dans lesquels des étoiles sont en formation. Hubble fut le premier à mesurer la distance des galaxies.

Morphologie

Les galaxies sont composées de plusieurs éléments dont l'importance varie selon le type de galaxie considéré. On distingue ainsi le bulbe, composante sphérique ou sphéroïdale, et le disque, de faible épaisseur par rapport à son diamètre. Des bras spiraux sont généralement visibles dans le disque.

L'importance et la forme de ces divers éléments déterminent la "séquence" de Hubble, correspondant au diagramme de Hubble dit "en diapason".

De gauche à droite, on peut voir les galaxies elliptiques, de E0 à E9 quand on passe des plus sphériques aux plus aplaties, puis les galaxies lenticulaires ou S0, puis dans la branche supérieure du diapason les galaxies dites "normales", Sa, Sb et Sc, et dans la branche inférieure les galaxies barrées, notées SBa, SBb et SBc.

D'après ce schéma, on voit que l'importance du bulbe décroît de la gauche vers la droite, alors que l'importance des bras spiraux, qui font toujours partie du disque, augmente.

Les galaxies elliptiques et lenticulaires sont souvent appelées galaxies de "type précoce" tandis que les spirales sont dites "de type tardif". Cette appellation provient de l'idée fautive (mais qui prédominait autrefois) selon laquelle les galaxies elliptiques se formaient les premières, puis évoluaient en spirales. Nous verrons dans le chapitre concernant la formation des galaxies que ce n'est pas le cas, mais les termes "précoce" et "tardif" sont restés.

Attention donc, la "séquence" de Hubble n'est pas une séquence dans le temps.

Inclassables par définition, les galaxies irrégulières (comme les nuages de Magellan) sont placées tout à droite de ce diagramme ; lorsqu'on se déplace de gauche à droite dans ce diagramme les galaxies renferment de plus en plus d'étoiles jeunes.

On peut remarquer que lorsqu'on se déplace de gauche à droite du diapason de Hubble, la masse totale et la concentration de masse décroissent, alors que la fraction de gaz et donc le taux de formation d'étoiles augmentent. L'enroulement des bras spiraux décroît quand on passe des Sa aux Sc, ce qui dénote une moins grande stabilité des galaxies Sc par rapport aux Sa.

Voie lactée

Il est difficile de déterminer la forme exacte de la Voie Lactée dans la mesure où nous sommes dedans, et ne pouvons pas en sortir pour la regarder de l'extérieur. On pense cependant que c'est une galaxie spirale barrée, un peu semblable à Andromède, l'autre grosse galaxie du Groupe Local. La Voie Lactée est souvent appelée la Galaxie (avec une majuscule pour la distinguer des autres).

Le nombre de bras spiraux de la Voie Lactée a fait l'objet de nombreuses controverses. Comme les étoiles se forment dans les bras spiraux, une méthode pour tracer les bras est d'analyser la distribution spatiale des régions HII (régions de gaz ionisé par le rayonnement des étoiles jeunes qui y sont contenues) dans la Galaxie.

Le satellite infrarouge COBE a pu photographier le ciel dans diverses bandes de longueur d'onde, et l'image infrarouge présentée dans la figure ci-dessus montre que nous sommes visiblement dans une galaxie à disque, avec un petit bulbe.

Le comptage des régions HII (régions de gaz ionisé) dans notre Galaxie par Delphine Russeil a montré l'existence probable de quatre bras spiraux dans notre Galaxie.

Distances

La première manière de déterminer la distance d'une étoile proche est de mesurer ce que l'on appelle sa parallaxe.

Lorsque la Terre est dans une certaine position, par exemple à l'équinoxe de printemps, elle voit l'étoile proche dans une certaine direction dans le ciel (par rapport à des étoiles lointaines). Six mois plus tard, à l'équinoxe d'automne, la même étoile semblera s'être déplacée par rapport aux étoiles lointaines (qui, elles, n'auront pas bougé). Si l'on connaît les propriétés optiques de l'ensemble télescope + caméra + détecteur, on peut estimer de quel angle sur le ciel l'étoile s'est déplacée par rapport aux étoiles lointaines et fixes d'arrière-plan. On peut alors mesurer de combien l'étoile proche s'est déplacée par rapport aux étoiles lointaines et fixes d'arrière-plan. Au début du XXème siècle, l'astronome américaine Henrietta Leavitt découvrit et caractérisa un nouveau type d'étoiles variables : les Céphéides, du nom de leur prototype, l'étoile delta de la constellation de Céphée.

L'éclat de ces étoiles varie de manière périodique, et la période P de ces variations est d'autant plus courte que l'éclat moyen est faible.

Les Céphéides sont des indicateurs de distance très précieux, aussi appelés "chandelles standards".

Une supernova est une étoile massive qui explose à la fin de son évolution. La courbe de lumière d'une supernova, représentant sa magnitude apparente en fonction du temps, consiste en une partie où l'éclat de l'étoile croît très rapidement, puis une décroissance rapide de l'éclat, suivie ensuite d'une décroissance beaucoup plus lente.

Il existe des supernovæ de plusieurs types, parmi lesquels les supernovæ de type Ia (SNIa) dont la magnitude absolue au maximum d'éclat est quasiment la même pour toutes ces étoiles. On peut donc les utiliser comme indicateurs de distance.

En réalité il existe une certaine dispersion entre les courbes de lumière des SNIa, que l'on peut réduire en tenant compte de diverses autres corrélations entre la magnitude absolue au maximum d'éclat et d'autres quantités, en particulier la pente de la décroissance de la courbe

de lumière après le maximum. On obtient alors une relation analogue à la relation période-luminosité des Céphéides, qui sert d'indicateur de distance pour des galaxies beaucoup plus lointaines, puisque les supernovæ sont des objets intrinsèquement très brillants, et que l'on peut donc voir très loin.

On a ainsi pu construire de proche en proche des échelles de distances pour mesurer les distances des galaxies, aboutissant à la loi de Hubble qui permet de calculer la distance des galaxies à partir de leur décalage spectral, comme décrit ci-dessous.

Dans les années 1920, l'astronome américain Edwin Hubble prit les premiers spectres de galaxies et découvrit que ces spectres étaient décalés vers les grandes longueurs d'onde (c'est à dire vers les longueurs d'onde rouges du spectre visible) par rapport aux spectres du Soleil ou d'étoiles de notre Galaxie.

Il interpréta ce phénomène comme l'équivalent pour la lumière de l'effet Doppler pour les ondes sonores : si la source s'éloigne de l'observateur, la fréquence de l'onde reçue devient plus basse (et donc la longueur d'onde devient plus grande) que celle de l'onde émise.

Le décalage vers le rouge des spectres des galaxies indique donc que les galaxies s'éloignent les unes des autres, et donc que l'univers est en expansion.

En mesurant le décalage spectral (redshift en Anglais) de galaxies proches dont la distance avait été déterminée par exemple grâce aux Céphéides, Hubble a montré que le décalage spectral était proportionnel à la distance de la galaxie. Cette relation est maintenant appelée loi de Hubble.

Pour des décalages spectraux plus grands, il faut appliquer des formules prenant en compte la relativité d'Einstein.

En 1929, Hubble détermina pour la première fois la valeur de la constante qui porte maintenant son nom, en observant des galaxies distantes de moins de 2 Mpc. La dispersion des points était grande et la valeur de la constante qu'il trouvait était de l'ordre de $500 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$. Deux ans plus tard, avec Humason, Hubble étendit cette relation à des galaxies 15 fois plus lointaines. Cependant, la valeur de la constante restait à peu près identique (et donc fautive par un facteur de l'ordre de 10).

Durant le XXème siècle il y eut de nombreuses observations pour améliorer la précision sur la détermination de la constante de Hubble.

Ainsi, deux équipes s'affrontèrent pendant des années, celle autour de Gérard de Vaucouleurs prônant $H_0 = 100 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ tandis qu'une autre équipe autour de Sandage et Tammann trouvait plutôt $H_0 = 50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$.

La valeur actuellement admise est $72 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$. Elle a été déterminée à partir d'un grand programme d'observations avec le télescope spatial Hubble par l'équipe de Wendy Freeman. L'erreur sur cette valeur est de l'ordre de quelques unités.

Contenu

Les galaxies sont composées d'étoiles, de gaz, de poussières et de matière noire.

Nous allons voir comment il est possible de déterminer le contenu et les propriétés de chacune de ces composantes.

L'importance relative et les propriétés physiques de ces diverses composantes diffèrent selon les divers types de galaxies.

Par exemple, les galaxies elliptiques sont riches en étoiles vieilles, rouges, et relativement peu massives, alors que les galaxies spirales contiennent des étoiles vieilles et rouges dans leur bulbe (semblables à celles des galaxies elliptiques) mais aussi des étoiles chaudes et plus massives dans leurs bras spiraux.

Le gaz, lui, sert à former les étoiles. Dans les galaxies elliptiques, toutes les étoiles ont depuis longtemps fini de se former, et il ne reste donc quasiment plus de gaz. Au contraire, dans les spirales, il reste du gaz, et on y observe donc encore des étoiles en train de se former ou tout juste formées.

Suivant le domaine de longueur d'onde où l'on observe une galaxie, celle-ci peut prendre divers aspects. Par exemple en ultraviolet, on va voir essentiellement les étoiles jeunes et chaudes, tandis que dans le rouge on verra les étoiles plus vieilles. En infrarouge, on détectera l'émission des poussières, qui peuvent dans certains cas être chauffées par le rayonnement d'étoiles récemment formées. C'est ainsi par exemple que le satellite Spitzer a permis d'observer des galaxies à la longueur d'onde de 24 microns, et de cartographier les zones de formation d'étoiles grâce au rayonnement des poussières réémettant dans l'infrarouge le rayonnement qu'elles reçoivent des étoiles chaudes voisines.

Aux très hautes énergies, on verra des composantes complètement différentes : en rayons X, on détectera le rayonnement du noyau actif s'il y en a un, ou bien les étoiles binaires X individuelles dans les bras spiraux des galaxies proches. Certaines grosses galaxies elliptiques peuvent être entourées d'un halo de gaz très chaud et très peu dense de même nature que celui qui baigne les amas de galaxies, et qui est alors détecté en rayons X. Enfin, les régions centrales de certaines galaxies à noyau actif peuvent aussi émettre en rayons gamma.

Cinématique

La forme aplatie des disques des galaxies spirales est due à leur rotation rapide, qui peut atteindre une amplitude de plusieurs centaines de kilomètres par seconde.

Dans tous les cas, les champs de vitesse des galaxies sont mesurés à partir du décalage spectral des raies d'absorption ou d'émission que l'on observe dans leurs spectres (s'il s'agit du domaine visible). On peut aussi les déterminer à partir de la longueur d'onde de la raie à 21 cm de l'hydrogène neutre décrite précédemment.

Typiquement, le champ de vitesses d'une galaxie spirale "normale" (c'est à dire sans perturbations notables) présente un décalage global vers le rouge correspondant à la vitesse de récession moyenne de la galaxie, plus une partie légèrement décalée vers le bleu et une autre légèrement décalée vers le rouge par rapport à ce décalage global. Cette deuxième partie correspond à la rotation de la galaxie.

On peut effectuer des coupes du champ de vitesses selon plusieurs directions et obtenir ainsi ce que l'on appelle des courbes de rotation, où l'on trace la vitesse observée (à laquelle on a en général soustrait la vitesse moyenne de récession de la galaxie) en fonction de la distance au centre de la galaxie.

La plupart des courbes de rotation des galaxies spirales présentent une augmentation linéaire de la vitesse en fonction du rayon dans les régions centrales, suivie d'un aplatissement. Si toute la masse était concentrée dans le disque visible de la galaxie, on s'attendrait à ce que sa courbe de rotation décroisse au-delà d'un certain rayon de l'ordre de quelques kpc), ce qui n'est pas le cas. Les astronomes ont donc été conduits à supposer l'existence autour des galaxies d'un

grand halo de matière massive, invisible mais permettant d'expliquer pourquoi les courbes de rotation restent plates à grand rayon : il s'agit de ce que l'on appelle la matière noire, ou matière sombre. La dimension des halos de matière noire autour des galaxies est typiquement de plusieurs dizaines de kpc.

L'énigme de la matière noire n'est toujours pas résolue, dans la mesure où l'on ne sait toujours pas de quoi elle est composée. D'autres types d'observations, comme par exemple celles des amas de galaxies, exigent également la présence de matière noire, uniquement détectable par ses effets gravitationnels.

La rotation des galaxies elliptiques est beaucoup plus lente (au maximum quelques dizaines de km/s), ce qui rend nettement plus difficile l'observation de leur rotation. On ne peut donc affirmer en général qu'elles sont, comme les galaxies spirales, entourées d'un halo de matière noire. Cependant, certaines galaxies elliptiques très massives sont parfois entourées d'un halo de gaz très chaud émettant en rayons X. A partir de l'émission X, si l'on suppose que ce gaz très chaud est un traceur du puits de potentiel gravitationnel de la galaxie, on peut estimer la masse totale de la galaxie, et là aussi on trouve qu'il doit y avoir un halo de matière noire. Il est par conséquent vraisemblable que les galaxies sont à peu près toutes (spirales et elliptiques) entourées d'un halo de matière noire.

Interactions et fusions

Les galaxies isolées sont relativement rares dans l'univers ; sous l'action de la gravité elles tendent à se regrouper en groupes et amas de galaxies.

Lorsque deux galaxies passent près l'une de l'autre, cela peut provoquer de multiples phénomènes, dont le premier est la déformation spatiale de la distribution d'étoiles. A l'intérieur d'une galaxie, les distances d'une étoile à sa voisine sont extrêmement grandes par rapport au diamètre des étoiles. Par conséquent si deux galaxies se rencontrent, elles vont s'interpénétrer quasiment sans qu'il y ait de collisions d'étoiles.

L'augmentation phénoménale de la puissance de calcul des ordinateurs depuis les toutes premières simulations numériques effectuées par les frères Toomre à la fin des années 1970 a permis de modéliser de manière beaucoup plus fine les interactions de galaxies et de voir comment les structures résultantes pouvaient dépendre des divers paramètres mis en jeu : rapport des masses des deux galaxies, vitesse relative, angle d'attaque, paramètre d'impact (c'est à dire distance la plus faible à laquelle peuvent passer les centres des deux galaxies), sens de rotation de chacune des galaxies.

C'est ainsi grâce aux simulations numériques que l'on a pu montrer que la fusion de deux galaxies spirales donne généralement naissance à une galaxie elliptique.

Actuellement, les simulations numériques comprennent plusieurs millions de particules et même dans certains cas peuvent atteindre plusieurs milliards.

Les simulations numériques d'interactions et de fusions de galaxies montrent qu'il peut dans certains cas se former des bulbes en forme de boîte ou de cacahuète.

Les simulations montrent aussi que le passage d'une petite galaxie près d'une grosse galaxie à disque peut s'accompagner du gauchissement du plan de la grosse galaxie, ce qui est effectivement observé dans certains objets.

Les interactions de galaxies peuvent dans certains cas créer des ponts de matière entre deux galaxies, ou de grandes queues de marée s'étendant très loin des galaxies. C'est le cas par exemple pour le système dit "des Antennes".

Les interactions de galaxies peuvent également provoquer des éclaboussures de gaz interstellaire, qui se retrouve alors distribué spatialement entre les galaxies.

C'est le cas de la Voie Lactée, où l'on pense qu'une traînée d'étoiles, appelée "courant magellanique", est due au passage des Nuages de Magellan au voisinage de la Voie Lactée. La galaxie appelée la "roue de la charrette" est vraisemblablement le résultat de la collision d'une grosse galaxie traversée en son centre et perpendiculairement à son disque par une galaxie plus petite. Cette galaxie ressemble beaucoup au résultat de la simulation de Toomre (dernière des six simulations, sur la ligne inférieure).

Un autre effet, et non des moindres, de l'interaction de deux galaxies peut aussi être l'augmentation du taux de formation d'étoiles. En effet, on remarque que dans certains cas des galaxies en interaction sont le siège de flambées de formation d'étoiles. Ceci peut s'expliquer par le fait que sous l'effet de l'interaction le gaz peut être comprimé, ce qui va accélérer la formation des étoiles.

Galaxie à noyau actif

Il existe des galaxies dont la région centrale est très lumineuse, la quantité de lumière émise étant supérieure à celle de toutes les étoiles qui s'y trouvent. On dit alors qu'il s'agit d'une galaxie à noyau actif (en Anglais ces galaxies sont regroupées sous le terme générique d'AGN, pour Active Galactic Nuclei). Ces galaxies sont le siège de phénomènes énergétiques très intenses.

La première mention des galaxies à noyau actif date du début du XX^{ème} siècle, d'abord peut-être par Fath en 1909, puis par l'astronome américain Vesto Slipher qui en 1917 découvrit la présence de raies d'émission très intenses dans le spectre de la galaxie proche NGC 1068. En 1926, Hubble détecta ensuite des raies d'émission dans une autre galaxie proche, NGC 4151. Puis ce fut l'astronome Karl Seyfert qui en 1943 publia le premier catalogue de galaxies présentant toutes des raies d'émission intenses, avec parfois des raies de l'hydrogène ionisé très larges. Ces galaxies sont maintenant souvent appelées "galaxies de Seyfert".

En 1959, l'astronome néerlandais Lodewijk Woltjer montra le premier que les noyaux non résolus spatialement de ces galaxies avaient des dimensions très petites, de l'ordre de 1 à 100 pc, et que si la matière était gravitationnellement liée dans la région émettant les raies larges, la masse centrale devait typiquement être de l'ordre de $10^{10} M_{\odot}$, soit de l'ordre de la masse d'une galaxie, mais concentrée dans une région très petite.

Le premier quasar, 3C 273, fut découvert trois ans plus tard, en 1962, par Maarten Schmidt. Il s'agissait d'un objet détecté dans le domaine radio (comme l'indique son nom : c'est l'objet numéro 273 du catalogue 3C, troisième catalogue radio de Cambridge) d'apparence stellaire (donc non résolu angulairement) en optique. Son apparence stellaire fut donc à l'origine du nom donné à ce type d'objet "quasi stellar object", ou quasar.

L'objet 3C 273 était tout à fait extraordinaire à l'époque, car il avait une magnitude apparente de l'ordre de 13, mais son spectre indiquait un décalage spectral $z=0.158$. Si l'on calculait sa magnitude absolue à partir de la magnitude apparente et de la distance ainsi estimées, on

obtenait -26.7, ce qui était environ 10 fois plus brillant que la galaxie la plus brillante jamais observée.

Le problème de comprendre comment le trou noir central est alimenté en matière a longtemps été débattu. Il semble que la présence d'une barre ou d'un anneau nucléaire facilite grandement la chute de matière vers le centre. Les modèles montrent aussi que la matière ne tombe pas directement sur le trou noir, mais se distribue d'abord dans un disque, appelé disque d'accrétion, à partir duquel de la matière tombe sur le trou noir.

On ne sait pas bien pourquoi certaines galaxies présentent un noyau actif et d'autres pas. Il est possible que la phase "noyau actif" ne soit qu'une étape dans la vie d'une galaxie, et qu'à un moment donné l'alimentation du noyau actif cesse. Ceci pourrait se produire par exemple lorsqu'il n'y a plus assez de matière pour alimenter le trou noir central, ou alors s'il reste de la matière, mais qu'elle ne peut plus "tomber" dans le trou noir, en raison de la destruction de la petite barre ou de l'anneau central qui lui permettait de tomber dans le disque d'accrétion. Mais on n'a là-dessus aucune certitude.

Formation et évolution

A l'origine des galaxies, on trouve de petites fluctuations de densité de l'univers, avec l'existence de zones légèrement plus denses.

Dans ces zones, il y a eu accrétion accrue de matière par instabilité gravitationnelle, ce qui a donné naissance aux protogalaxies.

Dans l'hypothèse d'un processus dit "monolithique", chaque protogalaxie s'est effondrée (effondrement gravitationnel) pour donner une galaxie, contenant de la matière baryonique et de la matière non-baryonique (la matière noire).

L'un des problèmes qui reste à résoudre dans ce scénario est le rôle exact de la matière noire, dont on ne connaît toujours pas la nature.

Dans ce scénario, la matière noire, qui domine la matière dans l'univers, est constituée de particules ayant une vitesse faible devant la vitesse de la lumière.

Plusieurs difficultés ne sont pas encore complètement résolues dans ce scénario, en particulier la manière d'inclure la formation d'étoiles dans les simulations numériques.

Le scénario de matière noire froide est à l'heure actuelle celui qui semble le mieux rendre compte des différentes observations disponibles.

Ce second scénario semble moins probable que le celui de matière noire froide, pour deux raisons : tout d'abord, les observations semblent indiquer que les petites structures se sont formées avant les grandes ; et deuxièmement, parce que les structures à grande échelle prédites semblent différentes de ce que l'on observe.

Les propriétés des galaxies ne sont pas constantes mais évoluent dans le temps. En particulier, la lumière émise par une galaxie étant la somme des lumières émises par les étoiles qui la constituent, l'évolution de chaque galaxie sera due à l'évolution du taux de formation d'étoiles et à l'évolution individuelle de chaque étoile.

On sait ainsi que le taux de formation d'étoiles (en Anglais star formation rate, ou SFR) dans les galaxies elliptiques a été très élevé dans le passé mais est quasi nul maintenant. Dans les spirales, l'évolution du taux de formation d'étoiles est différente : dans les Sa, ce taux décroît avec le temps, mais beaucoup moins vite que dans les elliptiques, tandis que dans les Sc il est à peu près constant.

Il a ainsi été mis en évidence que le taux de formation d'étoiles était nettement plus élevé à un décalage spectral de l'ordre de 1. En revanche si l'on continue à observer des galaxies de plus en plus lointaines, il semble qu'à $z=3$ ou 4 le taux de formation d'étoiles rediminue.

Remarque : l'évolution des galaxies dépend de l'environnement, pour l'instant nous ne considérons que des galaxies isolées.

Par évolution chimique des galaxies, on entend l'évolution temporelle des différents éléments chimiques contenus dans une galaxie.

Les premières étoiles d'une galaxie ne contenaient que de l'hydrogène et de l'hélium, certains autres éléments légers n'existant qu'à l'état de traces.

Au cours de leur évolution, les étoiles massives ont pu exploser en supernovæ, enrichissant le milieu interstellaire en éléments lourds synthétisés dans ces étoiles. Les générations suivantes d'étoiles se sont donc formées à partir d'un gaz enrichi en éléments lourds.

La composition chimique du milieu interstellaire et des étoiles varient donc avec le temps.

Il est relativement facile de modéliser ce type d'évolution pour une galaxie isolée, mais il en existe en fait très peu. Il est donc nécessaire de tenir compte de l'environnement, en particulier des interactions et fusions qui vont modifier les propriétés des galaxies, en particulier leur taux de formation d'étoiles et leur morphologie.

L'observation de galaxies lointaines, par exemple dans le champ profond observé par Hubble, semble montrer que près de 25% des galaxies lointaines étaient irrégulières contre seulement 7% aujourd'hui. On observe donc une évolution morphologique très nette des galaxies.

Les poussières jouent aussi certainement un rôle dans l'évolution des galaxies, et doivent être prises en compte dans les modèles.

La formation des galaxies ne s'est pas produite à un moment unique de l'histoire de l'univers, mais s'est étalée sur une longue période (on peut même considérer que les galaxies irrégulières n'ont pas encore fini de se former).

Le modèle du Big Bang et le scénario de matière noire froide permettent de réaliser des simulations numériques globalement en accord avec les observations, bien que certaines propriétés ne correspondent pas tout à fait aux prédictions des modèles.

Dans ce cadre, plusieurs approches reproduisent bien les fonctions de luminosité des galaxies à différentes longueurs d'onde (c'est à dire les nombres de galaxies par intervalle de magnitude ou de luminosité) et leur évolution au moins jusqu'à un décalage spectral de 3. Elles expliquent également bien les corrélations entre les différentes propriétés des galaxies (masse, contenu gazeux, couleur, type).

Mais il reste quelques points pour lesquels les observations ne sont pas tout à fait en accord avec les prédictions des modèles. Par exemple la pente des fonctions de luminosité calculées pour les galaxies est de -1.5 à -1.3 alors que la pente observée est plutôt -1.0. On propose à ce désaccord plusieurs explications : des effets de sélection sur les données, la modélisation incomplète des vents galactiques ou la mauvaise prise en compte du chauffage du milieu intergalactique par les premières étoiles, par les supernovæ et/ou par les noyaux actifs. D'autre part, les relations entre lumière et matière ne sont pas toujours bien connues ; les astronomes observent de la lumière, qu'il faut ensuite transformer en masse. Les couleurs des galaxies lointaines sont également mal prédites. Enfin, les comptages de galaxies dans le domaine submillimétrique sont encore assez mal reproduits (les galaxies des modèles ne sont pas assez lumineuses dans ce domaine de longueur d'onde, peut-être en raison d'une mauvaise prise en compte des poussières).

Distribution à grande échelle dans l'univers

La cosmologie est la branche de l'astronomie qui étudie l'Univers dans son ensemble. Du fait que les galaxies peuvent être observées à de grandes distances, il est possible de les utiliser comme traceurs des grandes structures de l'Univers. Pour connaître l'Univers le mieux possible et avoir en particulier une estimation de sa taille il faut donc observer les galaxies les plus lointaines possibles.

Dans cette partie, nous décrivons comment les galaxies peuvent être utilisées pour dessiner l'Univers, c'est à dire pour caractériser la distribution de matière à très grande échelle.

Pour cela, nous présenterons tout d'abord plusieurs grands relevés de galaxies qui depuis le milieu des années 1980 ont révolutionné notre connaissance de la distribution de la matière dans l'Univers. En effet, si la cosmologie du XX^{ème} siècle a souvent fait l'hypothèse d'une distribution de matière uniforme dans l'Univers, ce n'est pas vrai à l'échelle des galaxies, qui semblent plutôt distribuées selon des filaments et des feuillettes, conférant ainsi à l'Univers une structure évoquant celle d'une gigantesque éponge.

Nous présenterons ensuite les propriétés des groupes de galaxies et amas de galaxies, ces derniers étant les plus grandes structures identifiables de l'Univers. Là aussi, d'importants progrès ont été faits ces dernières décennies sur la compréhension de ces objets, tant du point de vue observationnel dans divers domaines de longueur d'onde, que sur le plan des simulations numériques.

L'observation de l'Univers à grande échelle commence en général par des observations en imagerie profonde, qui permettent de détecter des objets très faibles, et donc à priori très lointains. Avec des images dans plusieurs bandes, y compris des bandes dans l'infrarouge, puisque c'est dans ce domaine que les galaxies lointaines apparaissent les plus lumineuses, il est possible d'estimer le décalage spectral estimé par la méthode photométrique (que nous appellerons par la suite "redshift photométrique", généralement noté z_{phot}).

Cependant, on ne peut connaître avec certitude la distance d'une galaxie que si l'on a mesuré son décalage spectral spectroscopique. L'étude de la distribution à grande échelle des galaxies a donc commencé par l'obtention de grands relevés spectroscopiques de galaxies.

Les premiers relevés spectroscopiques de galaxies ont été effectués aux Etats-Unis par Margaret Geller, John Huchra et Valérie de Lapparent dans la seconde moitié des années 1980. Un télescope a été dédié à ces observations pendant plusieurs années, le temps de pose étant de l'ordre d'une heure par galaxie et le nombre de galaxies observé de l'ordre d'un millier. Ce sondage a révélé que la distribution des galaxies à grande échelle n'était pas du tout homogène. Au contraire, les galaxies apparaissaient distribuées selon des filaments (à une dimension) ou des feuillettes (à deux dimensions). De grandes zones quasiment vides de galaxies ont également été mises en évidence, ce qui n'était pas du tout prévu.

Une autre manière de présenter la distribution des galaxies pour faire apparaître la dimension selon la ligne de visée est de tracer un diagramme dit "en cône". Pour cela, on considère par exemple toutes les galaxies dans un intervalle de déclinaison donné, et on représente chaque galaxie par un point, avec l'ascension droite selon un cercle gradué de 0 à 24 heures et la vitesse de récession de la galaxie représentée radialement. On peut aussi sommer sur un intervalle d'ascension droite et représenter la déclinaison selon un cercle. Enfin, on peut aussi graduer radialement le cône non en vitesse mais en décalage spectral.

Dans un tel diagramme en cône, un amas de galaxies apparaît comme une concentration de galaxies dans une direction donnée (en ascension droite) avec une certaine dispersion de vitesses. Dans la figure, le "corps du bonhomme" correspond à l'amas de galaxies Coma (les galaxies sont quasiment dans la même direction, mais en raison de la dispersion de vitesses des galaxies dans l'amas, elles sont étalées radialement).

Bien qu'on ait détecté quelques filaments de galaxies à grande échelle, ces recherches de filaments, par exemple entre deux amas, sont difficiles en raison de la contamination des images par les nombreuses galaxies d'arrière-plan.

En pratique, pour avoir la certitude d'avoir détecté un filament de galaxies entre deux amas, il faut avoir mesuré plusieurs centaines de décalages spectraux dans cette région, ce qui n'est pas facile (l'un des problèmes, et non des moindres, étant de convaincre le comité d'attribution du temps de télescope d'accorder du temps pour des observations dont on n'est pas sûr qu'elles donneront un résultat !).

Dans la mesure où le gaz cohabite généralement avec les galaxies, on pourrait penser que ces filaments contiendraient du gaz. Comme c'est le cas dans les groupes et amas de galaxies, ce gaz pourrait avoir été chauffé par l'effondrement gravitationnel lors de la formation des grandes structures de l'Univers. Dans ce cas, il serait très chaud et susceptible d'émettre en rayons X (voir Les Groupes et Amas de Galaxies plus loin). Cependant, un très petit nombre de filaments a actuellement été détecté en rayons X, du fait de la faiblesse du signal.

Les simulations numériques ont connu un grand essor depuis une vingtaine d'années, en raison de l'augmentation rapide de la puissance de calcul des ordinateurs.

Les simulations numériques comme celle de formation de structures à partir de particules de matière noire froide montrée dans la figure ci-contre comprennent maintenant des millions, voire dans certains cas des milliards, de particules. Il s'agit dans ce cas de simulations numériques à N-corps.

Elles permettent de voir qu'à partir d'un ensemble de particules interagissant uniquement par la gravitation on aboutit à une structure très voisine de celle observée pour la distribution à grande échelle des galaxies : la matière est regroupée le long de filaments et sur des feuillettes à deux dimensions, avec de grandes régions vides, et des zones plus denses à l'intersection des filaments.

La répartition des galaxies dans l'Univers n'est pas uniforme. Les galaxies constituent une structure en éponge, avec des feuillettes et des régions vides, et sont préférentiellement distribuées selon des filaments. A l'intersection de ces filaments se situent les amas de galaxies.

On note le bon accord entre les simulations numériques et la distribution des galaxies à grande échelle, qui permet de penser que les hypothèses sur lesquelles sont basées les simulations numériques (Big Bang, matière noire froide) sont suffisamment réalistes.

Groupe et amas

Comme il a été dit ci-dessus, les amas de galaxies sont les plus grandes structures identifiables dans l'Univers. Les groupes de galaxies ont les mêmes propriétés que les amas, mais sont moins massifs, et contiennent du gaz un peu moins chaud et en quantité moindre. Nous allons décrire dans ce chapitre leurs principales propriétés.

Les galaxies sont rarement isolées, mais ont tendance à se regrouper pour former des groupes (quelques dizaines de galaxies) ou des amas (quelques centaines, voire plusieurs milliers de galaxies). Les amas de galaxies sont les plus grandes structures de l'Univers liées par la gravité. Il existe aussi des superamas, regroupements de plusieurs amas, mais leur existence physique réelle est plus difficile à mettre en évidence de manière totalement certaine.

C'est en lumière visible que les amas ont tout d'abord été découverts, comme de simples concentrations de galaxies sur des plaques photographiques. L'astronome suisse Fritz Zwicky a été le pionnier de cette recherche dans les années 1930, suivi par l'astronome américain George Abell dans les années 1960.

Abell a constitué le premier grand catalogue d'amas de galaxies. Cependant, les objets qu'il a recensés ne sont pas tous des amas, dans la mesure où il y a parfois superposition de galaxies à des distances différentes mais situées sur des lignes de visée très proches. La spectroscopie des galaxies a donc été nécessaire pour pouvoir déterminer quelles galaxies appartiennent vraiment à l'amas, et lesquelles sont situées en avant-plan ou en arrière-plan.

L'existence des amas a été mise en évidence avec davantage de certitude par l'observation de gaz très chaud émettant en rayons X et distribué dans tout l'amas.

L'aspect d'un amas est évidemment très différent en optique et en rayons X, puisqu'en optique on voit les galaxies individuellement alors qu'en rayons X on voit bien sur la figure une tache diffuse, comportant ou non des sous-structures.

Dans les amas, on constate que tous les types de galaxies ne sont pas distribués de la même manière : c'est ce que l'on appelle la ségrégation morphologique. Les galaxies elliptiques sont plutôt concentrées dans les zones centrales, tandis que les spirales sont plus abondantes dans les zones périphériques.

Ces propriétés peuvent se comprendre d'une manière assez simple. Nous avons vu que les galaxies elliptiques étaient très probablement formées par la fusion de galaxies spirales. Dans les régions centrales des amas où la densité en galaxies est plus grande, la probabilité de fusion est aussi plus élevée, ce qui explique que l'on observe davantage d'elliptiques.

Au contraire, dans les zones extérieures on pense qu'il y a encore accrétion de galaxies de champ qui "tombent" sur l'amas. Dans ce cas, il s'agit majoritairement de galaxies spirales ; de plus, lorsqu'elles entrent dans l'amas leur gaz peut être comprimé, ce qui peut avoir pour effet d'augmenter leur taux de formation d'étoiles, ce qui est effectivement observé dans nombre de cas.

Les fonctions de luminosité (FDL) des galaxies sont définies comme le nombre de galaxies observé dans un amas par intervalle de magnitude. Elles nous renseignent sur les abondances relatives des galaxies faibles et brillantes.

Les fonctions de luminosité des galaxies d'amas ne sont pas faciles à déterminer, car il faut être sûr de n'inclure que les galaxies appartenant à l'amas, à l'exclusion des galaxies d'avant-plan ou d'arrière-plan.

Pour cela, diverses méthodes sont possibles, par exemple la soustraction statistique de comptages de galaxies faits dans des grands relevés de galaxies (si possible avec le même filtre). Bien sûr, la meilleure méthode serait d'avoir une mesure du décalage spectroscopique de chaque galaxie, mais cette méthode exige beaucoup de temps de télescope, et ne permet d'observer que les galaxies relativement brillantes, les autres étant très difficilement observables en spectroscopie.

A défaut de données spectroscopiques, il est possible d'effectuer plusieurs estimations des comptages de galaxies d'arrière-plan, par exemple en comptant les galaxies dans une région de l'image non couverte par l'amas, ou bien en utilisant des comptages de galaxies publiés dans des résultats de grands relevés. La figure ci-contre montre les ajustements par des fonctions de Schechter, correspondant à deux soustractions des galaxies d'arrière-plan différentes. On voit que dans ce cas les ajustements sont très voisins.

Il semble que la fonction de luminosité des galaxies soit plus plate dans les régions centrales des amas et plus "pentue" dans les zones externes, autrement dit qu'il y ait davantage de galaxies naines dans les zones externes que dans les zones internes.

L'explication la plus simple est qu'au centre des amas les galaxies naines sont accrétées par les grosses galaxies, tandis que dans les zones externes ces petites galaxies restent en nombre important, parce qu'elles ont une probabilité beaucoup plus faible de rencontrer et être accrétées par une grosse galaxie.

Les galaxies situées dans les amas sont influencées par le milieu qui les entoure.

Par exemple, on a pu constater que leur contenu en hydrogène neutre ou gaz HI était parfois sous-abondant, ce qui peut être interprété comme dû à la pression exercée par le gaz inter-amas qui arrache aux galaxies leur gaz. La première mise en évidence de cette déficience en HI dans un amas a été faite pour l'amas de la Vierge par Cayatte et al. (1990).

Les fusions et interactions successives peuvent également arracher du gaz aux galaxies. Leur réserve en gaz étant appauvrie, leur taux de formation d'étoiles va alors diminuer.

Au début du XX^{ème} siècle, Einstein avait prédit qu'une forte concentration de masse pouvait courber les rayons lumineux passant à proximité et amplifier la source lumineuse d'arrière-plan.

Vers le milieu des années 1980, un groupe d'astronomes de l'observatoire Midi-Pyrénées regroupé autour de Bernard Fort découvrit un arc lumineux géant dans une image de l'amas Abell 370, qui est à un décalage spectral de 0.375. Il s'agissait de la première mise en évidence du phénomène de lentille gravitationnelle dans un amas de galaxies.

Un spectre de l'arc révéla ensuite qu'il s'agissait d'une galaxie à un décalage spectral 0.725, déformée et amplifiée par l'effet de lentille gravitationnelle de l'amas.

Depuis vingt ans, de nombreux autres arcs géants ont été découverts dans des images d'amas, l'un des plus beaux exemples étant Abell 2218.

Tout comme l'on observe parfois des fusions de galaxies, on a découvert qu'il existait également, à beaucoup plus grande échelle, des fusions d'amas. Là aussi, les échelles de temps (de l'ordre de plusieurs milliards d'années) sont beaucoup trop longues pour pouvoir observer ces fusions en temps réel. On a donc recours à des simulations numériques pour rendre compte des propriétés des amas en fusion.

Lorsqu'il y a fusion de deux amas, le gaz situé entre les deux amas est généralement comprimé. Comme l'émission X est proportionnelle à la densité du gaz au carré, elle va donc fortement augmenter dans cette région. Le gaz peut aussi être chauffé par les ondes de choc créées par la fusion de deux amas. C'est ce que l'on observe dans la zone située entre les deux amas qui forment Abell 754.

Les groupes de galaxies sont connus depuis longtemps, puisque notre Voie Lactée elle-même est membre d'un groupe, appelé Groupe Local. Cependant, leur détection en rayons X n'a été possible que dans les années 1990 avec le satellite ROSAT.

Les propriétés des galaxies appartenant à des groupes ne diffèrent pas beaucoup de celles des galaxies de champ. En revanche, on ne détecte de gaz chaud émetteur en rayons X que dans les

groupes suffisamment massifs pour avoir été capables de retenir du gaz dans leur puits de potentiel. Dans ce cas, le gaz émet en rayons X comme le gaz des amas, mais il est nettement moins chaud (température inférieure à 1 keV).

Il n'est pas toujours facile de savoir si l'émission X des groupes provient d'un énorme nuage de gaz chaud, ou de la superposition des émissions X individuelles de galaxies constituant le groupe, ce qui rend d'autant plus difficile l'étude des groupes en rayons X.

Les amas de galaxies sont les plus grandes structures de l'Univers liées par la gravité. Outre le fait qu'il s'agit pour diverses raisons d'objets intéressants à étudier en soi, les amas ont également un intérêt cosmologique.

En effet, les comptages d'amas, en particulier à grand décalage spectral, permettent de placer certaines contraintes sur les paramètres cosmologiques qui décrivent les propriétés à très grande échelle de l'Univers. Ces contraintes, couplées avec d'autres (supernovæ Ia, oscillations baryoniques acoustiques, fond diffus cosmologique) permettent maintenant de déterminer avec précision un certain nombre de paramètres cosmologiques, comme par exemple les paramètres Ω et w présentés dans la figure ci-contre.

Conclusion

Les galaxies sont de mieux en mieux connues et nous permettent de mieux comprendre la formation et l'évolution de l'Univers.