

Structure de l'Univers à très grande échelle : problèmes nouveaux

STAMATIA MAVRIDES

DERADN, Observatoire de Meudon 92190 MEUDON

Une hypothèse fondamentale sert de base à la cosmologie actuelle. On la désigne sous le nom de Principe Cosmologique. Selon ce principe, l'Univers, à l'exception d'irrégularités locales, présente le même aspect quel que soit le point d'où on l'observe. Autrement dit, l'univers est spatialement homogène. Une telle hypothèse de travail facilite évidemment beaucoup les études mathématiques et entraîne un très grand nombre de conséquences. On a pris l'habitude de désigner globalement celles-ci par le terme : "Modèles cosmologiques standards du Big Bang". Parallèlement à ces développements théoriques, on a essayé très tôt de justifier le principe cosmologique à l'aide d'observations.

1. Homogénéité de l'Univers des galaxies ? Hubble

Hubble fut le premier à poser la question de l'uniformité, à *grande échelle*, de la distribution spatiale des galaxies. Pour y répondre, il a procédé à des dénombrements de galaxies jusqu'à diverses magnitudes limites. En effet, pour une *distribution uniforme*, le nombre d'objets (étoiles, galaxies, ...) par unité de surface (degré carré) plus brillants qu'une magnitude limite m est donné par

$$\log N(m) = 0,6m + Cte. \quad (1)$$

Le résultat des dénombrements de Hubble fut le suivant : en passant de la magnitude 12 à la magnitude 16,7, les nombres obtenus satisfaisaient à la relation (1). Et la région observée (1934–1936) pouvait constituer, selon Hubble lui-même, un bon échantillon de l'Univers dans son ensemble. En réalité, ces résultats n'étaient que des acquis préliminaires. Hubble lui-même allait pousser les dénombrements jusqu'à des magnitudes limites beaucoup plus grandes ($m = 21$) et dans diverses régions du ciel.

Pour savoir quelle profondeur atteignaient les observations de Hubble, il faut connaître la fonction de luminosité des galaxies c'est-à-dire les nombres relatifs

de galaxies de diverses luminosités absolues. En tenant compte du fait qu'il y a beaucoup plus de galaxies faibles que de galaxies brillantes par unité de volume, on trouve que le sondage de Hubble allait jusqu'à environ 1100 Mpc (environ $3,6 \times 10^9$ années-lumière). Notons que Hubble comptait les galaxies dans de petites régions mais très largement distribuées dans le ciel. Il était surtout intéressé par le *changement possible de densité spatiale avec la profondeur*, changement qui devait mesurer *l'expansion de l'Univers*. En même temps, l'identification des amas, et surtout des amas éloignés, lui a permis d'accroître la précision dans la détermination de la relation "décalage-magnitude" ou encore vitesse-distance. Le test précis de la loi de Hubble

$$cz = H_0 D = H_0 \times 10^{0,2(m-M)+1}, \quad (2)$$

car

$$m = 5 \log D + M - 5, \quad (3)$$

est basé sur *les galaxies les plus brillantes des amas riches* qui semblent avoir une magnitude absolue M sensiblement constante. Mais il est résulté de ces déterminations de Hubble que beaucoup d'astronomes ont considéré les amas comme des bizarreries et ont admis que presque toutes les galaxies étaient des *galaxies de champ distribuées au hasard*, comme une distribution de Poisson.

Au contraire, selon Zwicky (1938), toutes ou la plupart des galaxies appartiennent à de *grands amas* qu'il appelle des "*remplisseurs d'espace*" (space fillers): l'Univers pourrait être considéré comme divisé en cellules, chaque amas étant une telle cellule. Pour Zwicky (qui adoptait la valeur $H_0 = 500$), le diamètre moyen de chaque cellule était de 7,5 Mpc environ. Avec la valeur actuellement admise pour la constante de Hubble ($H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$), le diamètre de chaque cellule serait de 50 Mpc.

2. Distribution des galaxies : groupes, amas, superamas

En fait, on avait remarqué très tôt que la distribution des "nébuleuses" n'est pas uniforme. Même parmi les 35 objets de Messier (1784), la moitié environ se trouve groupée au voisinage de Virgo. Les amas de Persée, de Coma ont été décrits dès 1902 – 1906.

La première étude "moderne" de la distribution des galaxies "proches" est due à Harlow Shapley et Adelaide Ames [1] dont le catalogue recense 1249 galaxies plus brillantes que la 13^{ème} magnitude photographique, *sur tout le ciel*. On peut porter ces galaxies sur des cartes (Fig. 1).

En adoptant pour la constante de Hubble H_0 la valeur $75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, le rayon du volume décrit par ces cartes est de 40 Mpc environ. A cause des *nuages obscurcissants de notre Galaxie*, nuages surtout situés dans une fine couche

autour du plan galactique, il n'y a pratiquement pas de galaxies au-dessous de 10° de latitude, et très peu entre 10 et 20° . Le trait le plus frappant est cette *concentration* très dense entre 72 et 80° de latitude galactique nord et 240 et 270° de longitude ; c'est l'amas de galaxies Virgo (qui comporte plusieurs centaines de galaxies) avec une extension qui descend dans la direction du Centaure. Même une inspection superficielle de cette figure montre que la grande majorité des galaxies, dans cette région de l'Univers, sont groupées dans des *structures* plus ou moins grandes, et qu'il n'existe pas quelque chose comme un "champ" régulier (galaxies de champ) sur lequel ces structures sont superposées. Parmi ces structures, on peut citer des groupements dans Coma (vers le pôle galactique N), dans les Chiens de Chasse, dans Ursa Major, dans Fornax.

Dans des observations effectuées jusqu'à des distances plus grandes, beaucoup de la clarté de cette image de Shapley-Ames est perdue parce que beaucoup de structures sont superposées en projection.

Mais le volume examiné par Shapley-Ames est trop petit pour pouvoir statuer sur la question d'une uniformité de distribution des galaxies à grande échelle. Il est en effet du même ordre de grandeur que les distances entre deux amas. Or, il est important de savoir s'il existe une inhomogénéité à plus grande échelle, une "structure" plus grande. De nombreuses études ont été développées dans ce but. En particulier un grand *sondage* a été réalisé à l'Observatoire de *Lick*. Il s'étend sur tout le ciel accessible depuis le Mt Hamilton, c'est-à-dire tout le ciel depuis le pôle Nord jusqu'à la déclinaison -23° . Il va jusqu'à la *magnitude* 18,8 c'est-à-dire dix fois plus loin (400 Mpc) que le catalogue de Shapley-Ames. Dans ce sondage de Shane et Wirtanen [2], effectué de 1954 à 1959, les comptages ont été réalisés dans des carrés de $10' \times 10'$ sur des plaques de $6^\circ \times 6^\circ$ régulièrement espacées, se chevauchant. Ces comptages (portant sur environ un million de galaxies) ont permis à Shane et Wirtanen, de 1954 à 1967, de dresser des cartes avec des courbes isoplèthes (courbes d'égal nombre de galaxies par degré carré). L'examen de ces cartes révèle un fond général plus ou moins régulier de 50 galaxies par degré carré. Se détachent sur ce fond des dizaines d'amas dépassant 100 galaxies par degré carré. Le résultat le plus frappant est que la *tendance des galaxies à former des amas est générale*. On a trouvé des amas beaucoup plus riches que Virgo et aussi plus compacts. Il est probable que toutes les galaxies appartiennent à des amas ou ont été formées dans des amas. L'impression qu'il y a des objets en dehors des amas peut être produite parce que beaucoup d'amas et de groupes se chevauchent en projection.

On trouve enfin, dans le sondage de Lick, des *amas d'amas* ou *superamas* comprenant de 2 à 5 amas ; la dimension (ou limite définie par deux fois le nombre général de galaxies du fond, dans le voisinage) de ces agrégats ne dépasse pas 30 Mpc. Ainsi le superamas d'Hercule (Fig. 2) comprend 5 amas de galaxies.

Cette tendance générale des galaxies au groupement s'étend jusqu'à des distances linéaires de 30 Mpc (4°). Pour des dimensions plus grandes, le catalogue de Lick ne décèle pas d'irrégularité (c'est-à-dire de structure) sur une échelle supérieure à 30 Mpc.

D'autres auteurs ont étudié les amas de galaxies. En particulier, G. Abell [3] a examiné la distribution des amas riches. Son échantillon comportait 1682 amas riches et s'étendait jusqu'à $z \approx 0,2$ (c'est-à-dire 800 Mpc pour $H = 75$). Comme Shane et Wirtanen, Abell a trouvé que, dans plusieurs cas, les amas semblent se grouper dans des volumes de 20 à 60 Mpc de diamètre, ces superamas contenant en moyenne 10 amas chacun. Le plus important superamas d'Abell contient même 29 amas riches et des dizaines d'amas plus petits. En reprenant les données d'Abell, Kiang et Saslaw (1969) ont trouvé que la dimension maximale du groupement à grande échelle était proche de 100 Mpc.

Enfin, en considérant des volumes encore plus vastes (allant jusqu'à 350 et même 1000 Mpc de diamètre), la tendance au groupement se fonde dans de légères fluctuations de dimensions petites par rapport à celles des échantillons. Ainsi, pour les amas d'Abell, on trouve une fluctuation de densité d'un facteur 2 s'étendant au maximum sur 100 Mpc, dimension très petite par rapport à la taille de l'échantillon (1000 Mpc). Par conséquent, on trouve qu'à cette échelle, l'univers est peuplé uniformément.

En résumé, les observations précédentes montrent que les galaxies sont groupées en amas, les amas en superamas, et il semble que ceux-ci représentent l'échelle maximum de groupement. Mais il s'agirait là d'irrégularités (de structures) locales superposées à une uniformité statistique. A grande échelle (c'est-à-dire grande par rapport aux dimensions des superamas), l'isotropie (et par conséquent l'homogénéité) semble bien vérifiée par ces observations. Notons que les observations du rayonnement cosmique à 3° K ont, d'autre part, montré l'isotropie de l'Univers sur des échelles allant jusqu'à l'horizon, c'est-à-dire environ 3000 Mpc.

Les groupements (amas, superamas) de galaxies représentent seulement de petites fluctuations, quelques rides sur un ensemble homogène.

3. Nouvelle image de l'Univers : les vides géants

Cette image allait à son tour se trouver modifiée vers 1981, quand on put établir des cartes à 3 dimensions des galaxies. Pour déterminer la position des galaxies dans l'espace tridimensionnel, il faut connaître leur distance à l'observateur. La méthode utilisée dans ce but s'appuie sur l'effet Hubble: le décalage spectral vers le rouge $z = \Delta\lambda/\lambda$, interprété comme la vitesse

d'expansion de l'Univers, est, en première approximation, proportionnel à la distance D de la galaxie à l'observateur :

$$cz(= V) = H_0 D. \tag{2}$$

La valeur actuellement admise pour la constante de Hubble H_0 va de 55 à 70 km s⁻¹ Mpc⁻¹ selon les auteurs. Autrement dit, les *décalages vers le rouge* z sont des indicateurs de distance des galaxies. De très nombreuses mesures de décalages vers le rouge ont été effectuées récemment (Sandage-Tammann [4] 1981 ; Davis et al. [5] 1982 ; Fisher-Tully [6] 1981 ; etc.). Une compilation de Huchra (1981) contient ainsi plus de 7000 galaxies. Or, l'analyse de ces données tridimensionnelles (α, δ, z) a révélé des résultats surprenants.

La plupart des galaxies (9/10) sont concentrées en groupes et en amas, eux-mêmes alignés en filaments qui sont les parties constituantes des superamas. Ceux-ci sont souvent des systèmes aplatis. Les études antérieures de superamas (cf. G. de Vaucouleurs [7] 1976) les décrivaient comme des disques avec une forte concentration de galaxies vers le principal amas qui se trouvait au centre.

Mais d'autre part, avec les récentes études tridimensionnelles, on a montré que de gigantesques volumes à peu près vides d'objets visibles existent entre les superamas. Le diamètre de ces vides entre superamas peut atteindre 100 Mpc. Ils constituent plus de 90 % du volume total de l'Univers, alors que les superamas remplissent moins de 10 % de l'espace. Des filaments de galaxies forment des ponts entre les superamas et réunissent le tout en un système. L'image actuelle de l'Univers est tout à fait inattendue et ne pouvait résulter d'études antérieures. La représentation à laquelle on est arrivé consiste en une sorte de filet infini, ou encore de gâteau de cire, ou encore d'un système de bulles. Les parois des diverses cellules sont les superamas réunis par des filaments de galaxies.

Examinons un peu comment on a obtenu cette représentation.

4. Méthodes utilisées

4.1 Contraste de densité

L'appartenance d'une galaxie à un système (groupe ou amas) est loin d'être évidente. Par exemple (fig. 3), comment identifier les groupes sur la carte établie par Turner et Gott [8] en 1976, à l'aide d'un échantillon bien défini comportant 1087 galaxies ?

Turner et Gott ont appliqué le procédé suivant qui fait intervenir le contraste de densité : pour chaque galaxie, on considère la densité σ dans un cercle ayant pour centre cette galaxie et de rayon angulaire θ :

$$\sigma(\theta) \approx N(\leq \theta)/\pi\theta^2. \tag{4}$$

Pour chaque galaxie, on détermine le plus grand angle possible θ_c tel que

$$\sigma(\theta \leq \theta_c) \geq f\bar{\sigma}. \quad (5)$$

$\bar{\sigma}$ est la densité moyenne des galaxies de l'échantillon (594 galaxies par stéradian pour l'échantillon de Turner et Gott). f est un facteur d'accroissement (ou de contraste) de densité. Turner et Gott ont choisi $f = 10^{2/3} (\approx 4,65)$, espérant ainsi identifier des groupes pour lesquels le contraste de densité volumique sera ≥ 10 . Pour chaque galaxie avec $N(\leq \theta_c) > 1$, un cercle de rayon angulaire θ_c , centré sur la galaxie, est tracé sur la carte (Fig. 3). Les galaxies dont la plus proche voisine, est située, à plus de $\approx (\pi f \bar{\sigma} / 2)^{-1/2}$ n'ont pas de cercle tracé autour d'elles, car, pour elles, $N(\leq \theta_c) = 1$. Quand tous ces cercles furent tracés, Turner et Gott ont trouvé qu'ils délimitaient 103 régions ou groupes distincts (ne se recouvrant pas). Chaque région contient de 2 à 200 cercles. La limite extérieure de chaque ensemble de cercles est approximativement un contour d'iso-contraste de densité (de surface). A l'intérieur de ce contour, la densité moyenne des galaxies est $\approx f\bar{\sigma}$. Chaque région est identifiée à un groupe séparé, dont la frontière est définie comme le périmètre de cette région. La notion de groupe ainsi dégagée dépend nettement de la valeur quelque peu arbitraire du contraste de densité $f = \sigma/\bar{\sigma}$. Si f est trop grand, il n'y aura pas de groupe. Si f est trop petit (≈ 1), il y aura un seul groupe contenant toutes les galaxies. Choisir une "bonne" valeur de f dépend des propriétés souhaitables pour un groupe. Ainsi, la valeur $f \approx 10^{2/3}$ choisie par Turner et Gott conduit à des groupes liés et probablement relaxés (fig. 4).

Cette étude est encore bidimensionnelle car toutes les distances ne sont pas connues pour cet échantillon de Turner et Gott.

Quand les décalages spectraux z de très nombreuses galaxies furent déterminés, des études tridimensionnelles de la distribution des galaxies ont été possibles. Un *vide géant* a ainsi été trouvé dans *Bootes* (le Bouvier), pour $0,04 < z < 0,06$, derrière le superamas d'Hercule. Il couvre une très grande surface de ciel ($\approx 40^\circ$ soit 100 Mpc) et il est entouré par les superamas d'Hercule, de la Couronne boréale. Les régions d'excès de densité de galaxies observées par Kirshner, Oemler, Schechter et Sheckman [9] (KOSS, 1981) devant et derrière le vide coïncident avec le superamas d'Hercule (devant) et celui de la Couronne boréale (derrière). Ce qui montre que les vides sont entourés de grands et riches superamas. Des cartes établies par N.A. Bahcall et R.M. Soneira [10] (Fig. 5 et 6) illustrent ces résultats.

D'après les données récentes, des vides de 50 à 100 Mpc de diamètre dans la distribution des galaxies sont tout à fait communs. Vides et superamas sont fortement corrélés, les vides étant entourés par de grands superamas.

Ces structures à très grande échelle ont été analysées par Einasto et al [11] (1983) qui ont utilisé une méthode particulièrement bien adaptée à l'étude géométrique d'ensembles de points. Cette méthode d'analyse de groupement utilise la notion de

4.2 Rayon de voisinage

On peut, au moyen de cette méthode, séparer dans un échantillon des systèmes individuels aux formes quelconques.

Traçons autour de chaque point de l'échantillon, c'est-à-dire de chaque galaxie, une sphère de rayon R . Si, à l'intérieur de cette sphère, il y a d'autres galaxies, elles sont considérées comme appartenant au même système. Press et Davis [12] (1982) appellent ces galaxies proches des "amis". Puis, traçons encore des sphères de même rayon autour des nouveaux voisins et ainsi de suite, en suivant la règle selon laquelle "tout ami de mon ami est mon ami". Le processus s'arrête quand on ne peut plus ajouter de nouveaux "amis" : on identifie ainsi un système. Finalement, chaque système consiste soit en une seule galaxie isolée, soit en un certain nombre de galaxies ayant au moins une voisine située à une distance inférieure à R (cf. Fig. 7).

Les systèmes ainsi identifiés ne dépendent évidemment pas de l'ordre dans lequel sont choisies les galaxies de l'échantillon.

Bien entendu, cette méthode utilisant le rayon de voisinage est liée à la méthode précédente faisant intervenir le contraste de densité. L'emploi du contraste de densité pour identifier des systèmes, comme l'ont fait Turner et Gott [8], et bien d'autres, est tout à fait justifié dans le cas de systèmes plus ou moins sphériques, pour de petits rayons de voisinage. Quand la forme des systèmes est compliquée, quand on a affaire à des systèmes qui peuvent être aussi bien lâches que compacts, l'emploi du rayon de voisinage peut être plus indiqué pour identifier des systèmes de galaxies. Pour de *très petits rayons*, les systèmes se réduiront à des *galaxies isolées*. Pour des *rayons encore petits*, les systèmes décelés seront les paires de galaxies, les galaxies multiples proches, les coeurs des groupes et amas conventionnels, le reste étant constitué de galaxies isolées. *Quand le rayon de voisinage croît*, les régions périphériques des groupes et amas seront incluses dans les systèmes. Pour un rayon encore plus grand, des systèmes voisins vont se réunir en grandes unités habituellement allongées. Enfin, il y a un rayon de voisinage où toutes les galaxies de l'échantillon seront réunies.

Il est important de noter *qu'il n'y a pas de rayon de voisinage défini a priori pour construire les systèmes*. Il faut donc considérer tout un intervalle de rayons de voisinage et, par conséquent, de systèmes de différentes densités.

Pour déterminer les *dimensions maxima d'un système*, plusieurs méthodes ont été utilisées. On peut, par exemple, ajuster un groupement à un ellipsoïde à

3 axes. La longueur de l'axe principal sera, par définition, la distance maximum entre les membres du groupement. La relation entre cette longueur maxima L du groupement et le rayon de voisinage R dépend de la densité des galaxies de l'échantillon. Cette fonction $L(R)$ est évidemment une fonction croissante. Mais on trouve qu'il y a des intervalles de croissance lente pour chaque système et que, *pour un certain rayon de voisinage le système croît brusquement, en même temps que sa géométrie change*. Les amas sont absorbés dans des filaments, et puis dans un réseau de filaments.

4.3 Rayon de percolation

Pour un certain rayon (de voisinage) critique R_c , appelé le rayon de conduction ou encore de *percolation*, le plus long filament atteint les parois opposées du cube étudié. Si ce cube est un "bon" échantillon de l'univers dans son ensemble, alors pour le même rayon, approximativement, les grands systèmes des cubes voisins devront aussi atteindre les parois, formant ainsi un *filet infini*. Pour ce rayon, "on pourrait marcher à travers tous les superamas".

Pour des échantillons de densité spatiale moyenne donnée, le rayon de percolation dépend de deux facteurs : a) le degré de groupement b) le degré de concentration en filaments. Il est évident que plus la structure est filamenteuse, plus il est facile d'atteindre la percolation.

Les principaux résultats de ces analyses appliquées à des données *tridimensionnelles* ont été les suivants :

Il y a trois types de systèmes de galaxies de densité moyenne décroissante :

a) *les groupes et les amas de galaxies*, identifiées à l'aide de petits rayons de voisinage. Ces systèmes sont petits (leur demi grand-axe est de l'ordre de 2 Mpc), presque sphériques, de contraste de densité $\delta \geq 4$.

b) *les filaments et feuillets de galaxies*, identifiés à l'aide de rayons de voisinage plus grands. Ce sont des systèmes allongés, de contraste de densité $1 \leq \delta \leq 4$.

c) *les superamas et réseaux de filaments* définis, pour des rayons de voisinage élevés, comme des systèmes multibranchés dont le contraste de densité δ est ≤ 1 . Pour ces rayons de voisinage, les filaments précédents (b) sont immergés dans un réseau de filaments. Si un tel réseau contient quelques amas riches, on pourra l'appeler un superamas. Par cette méthode, on trouve que les superamas sont des réseaux multibranchés de filaments contenant au moins un amas riche.

d) Enfin, pour des rayons de voisinage encore plus élevés et des contrastes de densité plus faibles, les superamas se rejoignent en un *réseau infini*. Les ponts entre superamas sont formés par des filaments de galaxies.

Le superamas Local, les superamas de Coma, de Persée peuvent ainsi être considérés comme un mur mitoyen entre deux cellules d'univers. Le superamas d'Hercule, celui de A539 et plusieurs autres superamas forment les murs latéraux de ces cellules.

La transition des amas aux filaments, des filaments aux superamas et des superamas au réseau infini a lieu graduellement. Et l'on ne peut pas considérer les systèmes de galaxies comme isolés. Il semble donc que la représentation de l'Univers comme une hiérarchie de systèmes élémentaires isolés, de plus en plus vastes (étoiles, galaxies, amas, superamas ...) soit incompatible avec les données d'observation.

En conclusion, l'Univers serait assimilable à un filet infini (une collection de bulles) dont les mailles sont reliées les unes aux autres par des filaments de galaxies.

Mais les structures à grande échelle (superamas et réseaux de filaments entourant les vides) ainsi déterminées évoluent très lentement. Le contraste de densité actuel des vides correspondrait, à l'époque de la recombinaison ($z \approx 10^3$), à un contraste de $\delta \approx 0,01$ ou $0,05$ selon le paramètre de densité Ω . Or une telle valeur est tout à fait incompatible avec l'isotropie du fond cosmologique à 3° K. Si un tel résultat se confirme, le scénario standard du Big Bang, actuellement admis, ne peut subsister tel quel.

Références

- [1] H. Shapley and A. Ames, Harvard Obs. Ann. 1932, **88**, No. 2.
- [2] C.D. Shane and C.A. Wirtanen, Astron. J. 1954, **59**, 285 ; C.D. Shane, Pub. Lick Obs. 1967, 22, I.
- [3] G. Abell, Ann. Rev. Astr. Ap. 1965, **3**, 1.
- [4] A. Sandage and G. Tammann, Revised Shapley - Ames Catalog, Carnegie Institute of Washington, 1981.
- [5] M. Davis, J. Huchra, D.W. Latham and J. Tonry, Ap. J. 1982, **253**, 423.
- [6] J.R. Fisher and R.B. Tully, Ap. J. Suppl. 1981, **47**, 139.
- [7] G. de Vaucouleurs, Ap. J. 1976, **205**, 13.
- [8] E.L. Turner and J.R. Got III, Ap. J. Suppl. Ser. 1976, **32**, 409.
- [9] R.F. Kirshner, A. Oemler, P.L. Schechter and S.A. Schectman, Ap. J. 1981, **248**, L57.
- [10] N.A. Bahcall and R.M. Soneira, Ap. J. 1982, **258**, L17 - L21.

- [11] J. Einasto, A.A. Klypin, E. Saar and S.F. Shandarin, *Structure of Superclusters and Supercluster formation III. Quantitative Study of the Local Supercluster*, Tallinn 1983.
- [12] W.H. Press and M. Davis, *Ap. J.* 1982, **259**, 449.

(Manuscrit reçu le 30 septembre 1986)

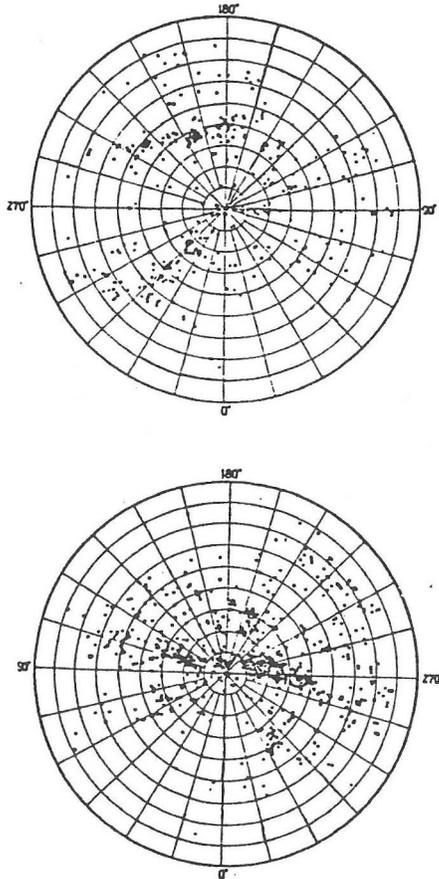


Fig. 1 Distribution des galaxies plus brillantes que $m = 13$ sur les deux hémisphères en coordonnées galactiques. (Les pôles galactiques sont aux centres, les cercles sont à des intervalles de 10° de latitude galactique ; les nombres sur les périphéries indiquent les longitudes galactiques). (d'après J.H. Oort, *La Structure et l'Evolution de l'Univers*, Bruxelles 1958).

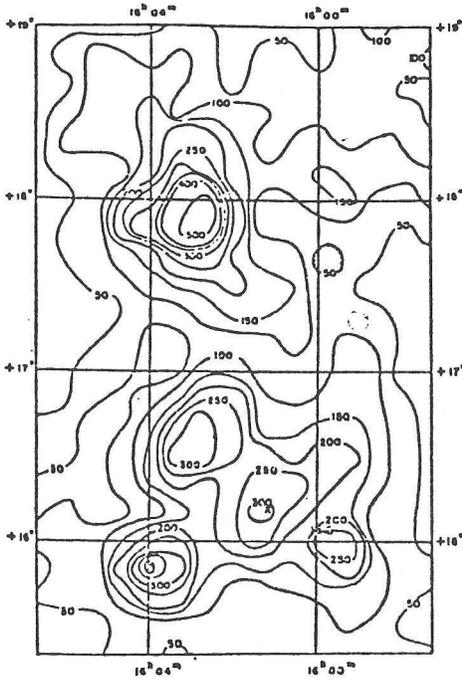


Fig. 2 Le superamas d'Hercule (d'après Jean Heidmann, *Introduction à la cosmologie* P.U.F. 1973).

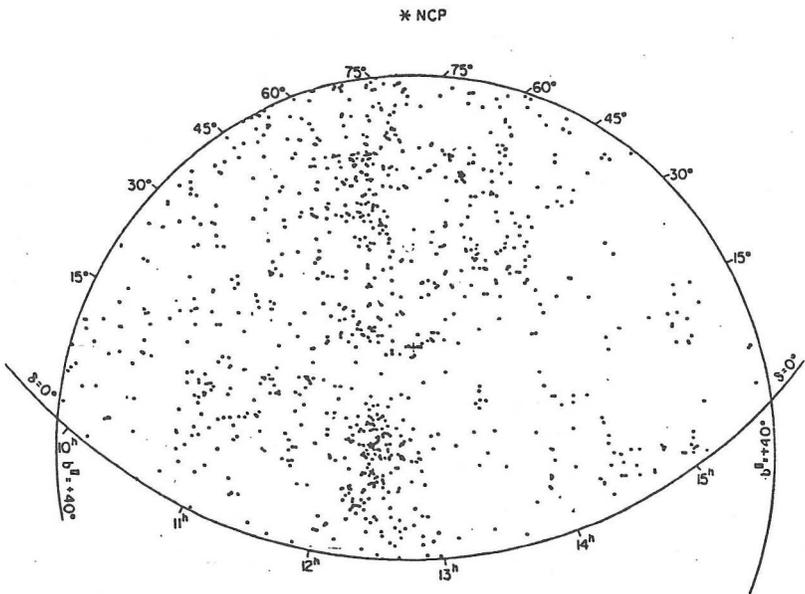


Fig. 3 Echantillon comportant 1087 galaxies, sur la calotte galactique Nord, défini par $\delta \geq 0, b^{II} \geq 40^\circ, m_{pg} \leq 14$ (d'après E.L. Turner et J.R. Gott III [8]).

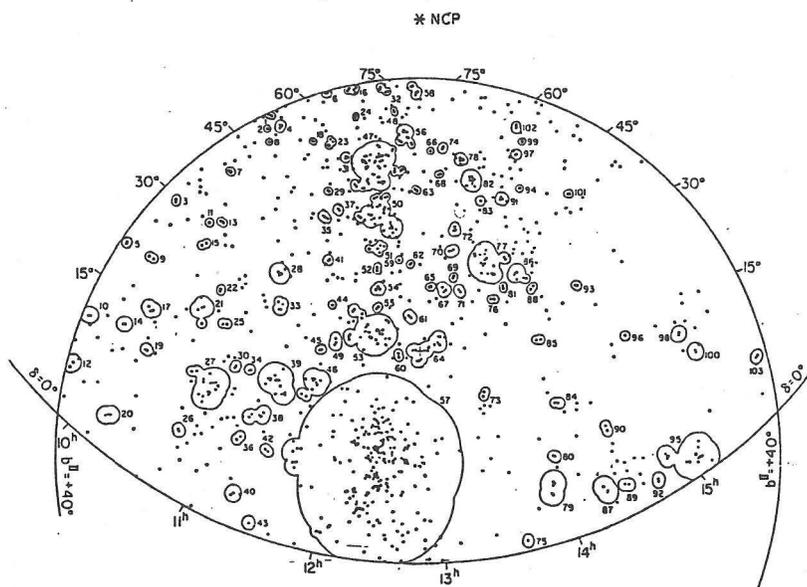


Fig. 4 Les limites des groupes (d'après E.L. Turner et J.R. Gott III [8]).

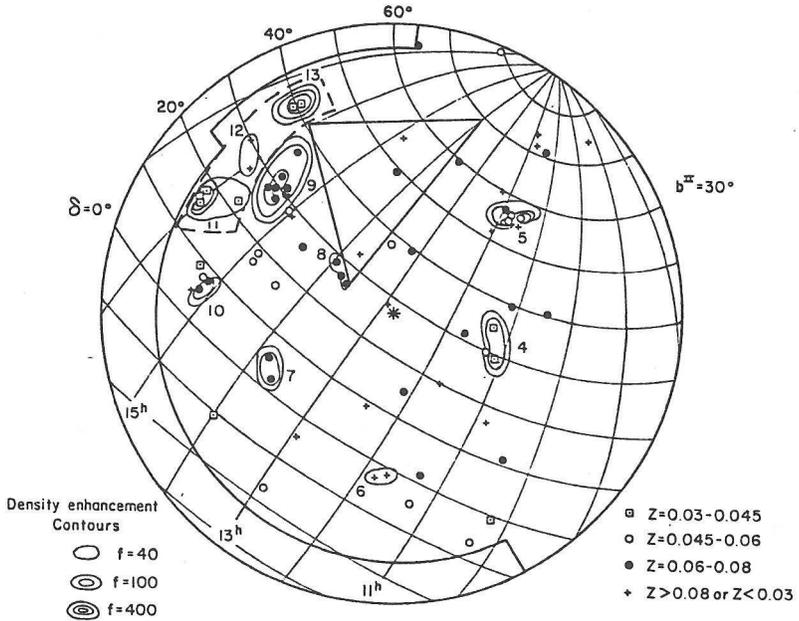


Fig. 5 Carte d'amas et superamas dans l'hémisphère Nord. Le triangle représente le vide de Bootes (le Bouvier). (L'astérisque indique le pôle galactique Nord). (d'après N.A. Bahcall et R.M. Soneira [10]).

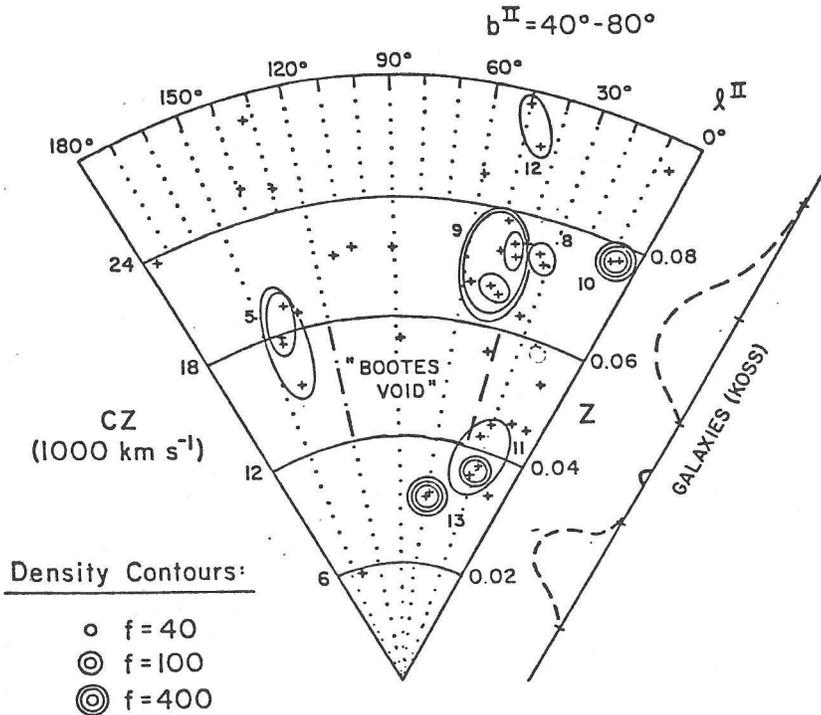


Fig. 6 Carte des redshifts z montrant la distribution des amas et superamas par rapport au vide de Bootes (d'après N.A. Bahcall et R.M. Soneira [10]).

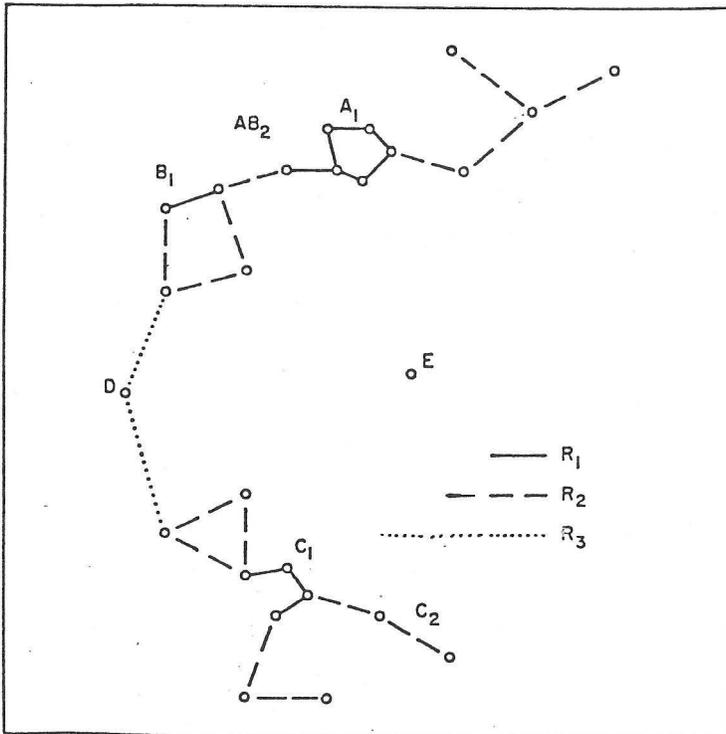


Fig. 7 Systèmes de galaxies formés par la méthode de groupement basée sur le rayon de voisinage.

* Au rayon de voisinage R_1 sont identifiés les systèmes A_1 , B_1 , C_1 de multiplicité 6, 2, 4, respectivement. Les galaxies restantes sont isolées.

* Au rayon de voisinage R_2 , les systèmes A_1 et B_1 se réunissent en un système AB_2 et plusieurs autres galaxies s'ajoutent à ce système aussi bien qu'au système C_1 pour former un système étendu C_2 .

* Au rayon R_3 , les systèmes AB_2 et C_2 se réunissent en utilisant la galaxie D comme pont. La galaxie E est encore isolée. (d'après Einasto et al. [11]).