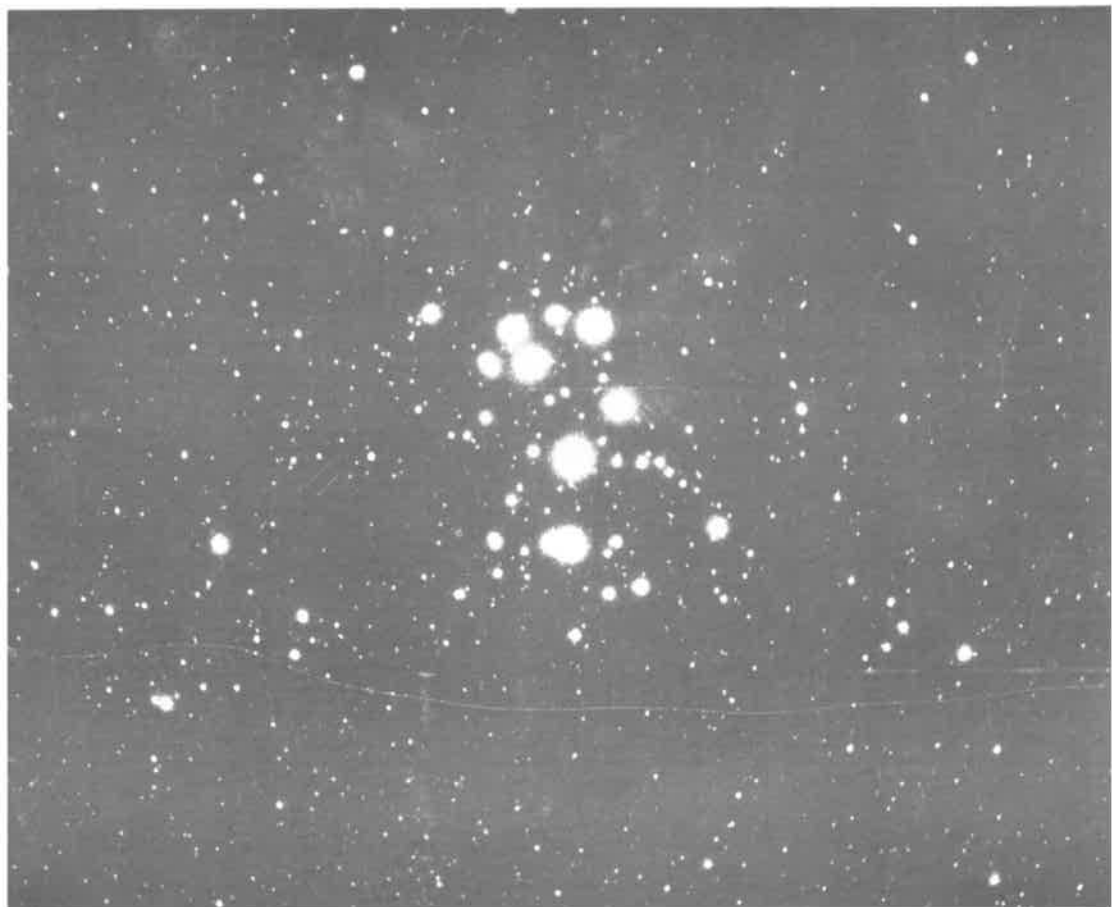


**SOCIETE
ASTRONOMIQUE
DE LYON**



REVUE TRIMESTRIELLE

Nouvelle série — N° 26 — 1986

Photo de couverture : Amas des Pléiades

Photo de Claude Ferrand.

Téléobjectif 200 mm, F/3,5 sur monture équatoriale. Pose 30 minutes sur HP5.

APPLICATION DES MICROPROCESSEURS EN ASTRONOMIE

*Conférence de Monsieur Dubet, responsable du service électronique
de l'Observatoire de Lyon, le 26 mars 1983*

(Suite de l'article paru dans notre précédent bulletin)

3. Introduction aux techniques de programmation

Le programme commandant la suite des opérations est stocké dans la mémoire centrale du microcalculateur. Chaque instruction est d'abord appelée de la mémoire centrale, puis exécutée.

Le calculateur comprenant le langage machine en base 2, une limitation intervenant dans l'utilisation des instructions en langage machine est l'incapacité des hommes à se servir de grands nombres binaires sans risque d'erreur. Par exemple, un code instruction en langage machine peut être 001110000000100. Le nombre d'erreurs en copiant un tel code d'instruction peut être considérablement réduit en utilisant une abréviation mnémotechnique telle que « ADD4 ». Un programme spécial, appelé programme assembleur permet la traduction en langage machine comme le demande le microcalculateur (fig. 5)

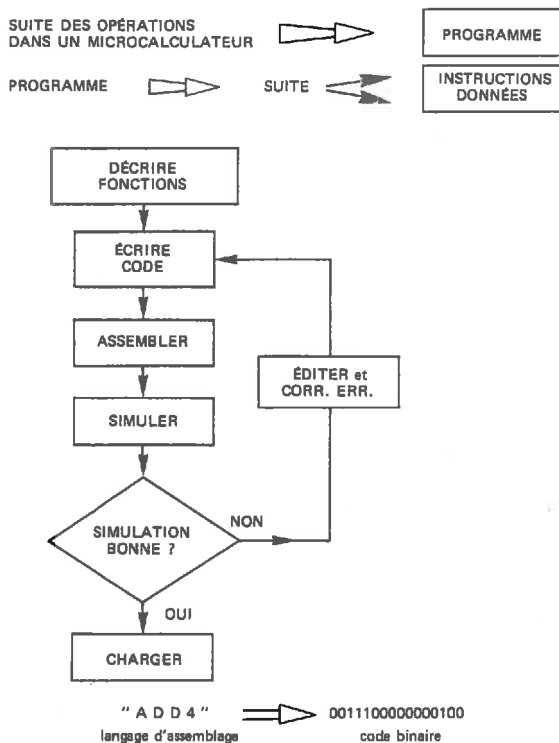
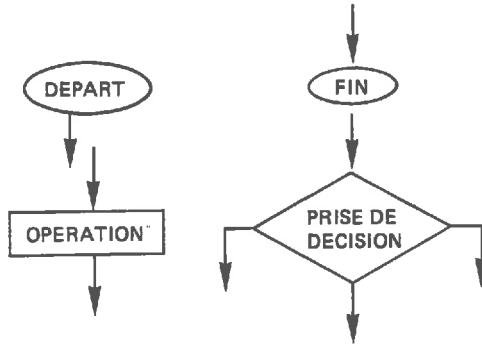


Fig. 5 – Étapes de programmation

Le travail du programmeur peut être allégé par l'introduction de langages évolués de programmation. Ces langages combinent plusieurs instructions en une instruction générale. Ce langage est traduit en langage machine par un compilateur.

Organigramme

Un outil important pour la mise au point d'un programme est l'organigramme. A moins que le problème ne soit très simple, il est souhaitable de construire d'abord un organigramme fondé sur la présentation initiale du problème, puis d'écrire le programme. La figure montre divers éléments d'un organigramme qui peut se composer des combinaisons de ces éléments.



Dialogue entre le microprocesseur et les organes périphériques

L'échange des informations entre le microprocesseur et les périphériques est contrôlé, soit par un programme stocké en mémoire, soit par des éléments du périphérique.

Le système d'entrées-sorties réalise l'interface du microprocesseur avec les organes périphériques. Pour cela, il résout :

- un problème temps : un périphérique est beaucoup plus lent qu'un processeur (une instruction est exécutée en quelques microsecondes) ;
- un problème de format des informations transmises ;
- un problème de matériel car le périphérique n'a pas forcément la même logique que le processeur.

1. Transfert programmé

La communication avec le périphérique a lieu s'il est possible :

- de recevoir et tester l'information décrivant l'état du périphérique ;
- d'envoyer une donnée du processeur au périphérique ;
- de recevoir une donnée du périphérique.

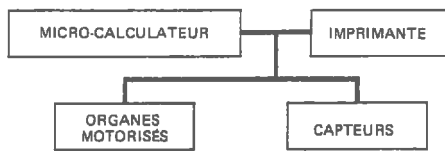
On peut accomplir un transfert programmé de trois façons.

1.1. Transfert inconditionnel

Cette méthode est rarement utilisée car on transfère les données en supposant que le périphérique est toujours prêt.

1.2. Transfert conditionnel

Cette méthode est souvent utilisée. Le transfert se fait lorsque le périphérique est prêt à communiquer et sous le contrôle du programme. Cette méthode présente l'inconvénient d'attendre la disponibilité du périphérique, d'où une perte de temps pour le microprocesseur.



TRANSFERTS

INCONDITIONNEL

CONDITIONNEL

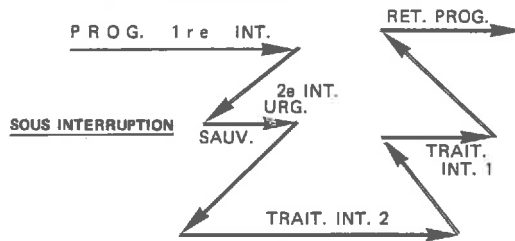
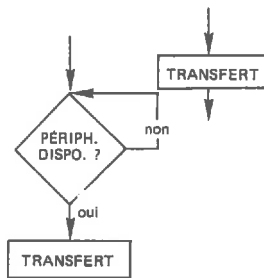


Fig. 6 – Liaisons avec le monde extérieur

1.3. Transfert sous interruption (fig. 6)

C'est le transfert qui présente la plus grande économie de temps. Le microprocesseur exécute normalement un programme, un périphérique demande à intervenir dans un transfert en posant sa demande sur une ligne spéciale. Le microprocesseur interrompt son programme principal et va traiter un sous-programme d'interruption. Pour cela, il sauvegarde des informations indispensables pour son programme principal.

Dans certains cas, plusieurs périphériques étant couplés avec le même microprocesseur, on établit une priorité qui fait qu'un périphérique a un ordre d'urgence sur un autre et ceci en cascade.

2. Entrées et sorties

Les échanges entre le microprocesseur et l'extérieur se font au moyen des unités d'entrée-sortie (I/O). Ces unités comprennent fondamentalement un registre qui organise la transmission des informations, un multiplexeur qui fait la sélection des données et une mémoire tampon qui permet le stockage des informations en entrée ou en sortie.

Les convertisseurs

Ces circuits permettent la conversion du signal numérique correspondant au langage du microcalculateur en un signal analogique compris par l'organe périphérique, cas de la sortie.

De la même façon, en entrée, des circuits permettent la conversion du signal analogique issu des capteurs (thermomètre électronique, capteur de pression, etc.) en un signal numérique compatible avec le microprocesseur.

Application en Astronomie (fig. 7)

L'observation optique en Astronomie nécessite une instrumentation complexe dans laquelle interviennent très largement les techniques électroniques. Les microprocesseurs amenant de grandes possibilités de développement de ces techniques, le monde de l'Astronomie est fortement demandeur de ce savoir-faire.

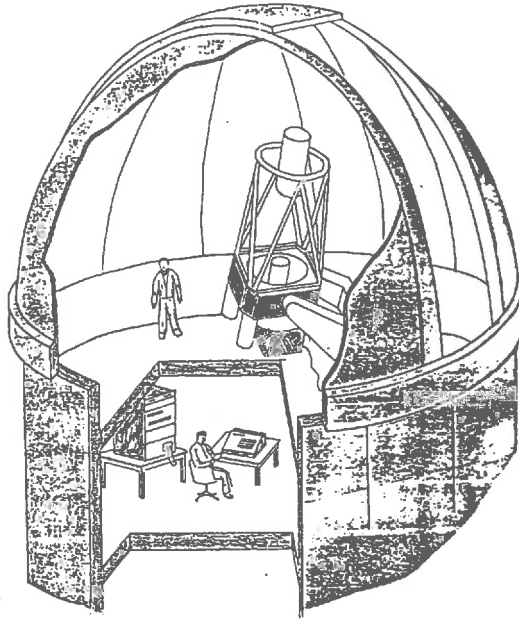


Fig. 7 – Observation photométrique au T100 du Gornergrat

1. Application à un photomètre automatique

La photométrie photo-électrique donne des renseignements très précieux sur des phénomènes associés à la température stellaire, à la luminosité des étoiles, à l'absorption interstellaire, à l'ionisation et au mode de transfert de l'énergie.

Le photomètre différentiel décrit ici permet d'établir la comparaison rapide entre une étoile inconnue, une étoile étalon et le fond du ciel qui les entoure. Pour ce faire, les supports mécaniques des pièces optiques sont asservis et programmables suivant des cycles et des séquences prédéterminés par l'observateur. L'application d'un microprocesseur pour assurer la gestion complète du photomètre, que ce soit pour la commande ou l'acquisition des données, représente la meilleure solution actuelle présentant des possibilités de développements ultérieurs. Le résultat en est la conception d'un appareil :

- compact, facilement transportable dans des sites d'accès difficile ;
- ayant une bonne immunité aux parasites dans une ambiance perturbée ;
- présentant les meilleurs critères de fiabilité, liés à des possibilités d'investigation tendant à en faciliter la maintenance.

1.1. Présentation de l'ensemble (fig. 8a et 8b)

Le système comprend une partie numérique en logique programmée qui commande :

- un miroir se déplaçant sur un chariot permettant une adaptation à l'écart angulaire entre deux étoiles ;
- une roue à filtres où l'on peut sélectionner des positions de filtres demandés ;
- une sélection des séquences de mesures ;
- l'acquisition des données, que ce soit la valeur de l'éclairement des étoiles ou les données indispensables au traitement : heure sidérale, heure universelle, type de filtre utilisé, valeur du diaphragme, etc.

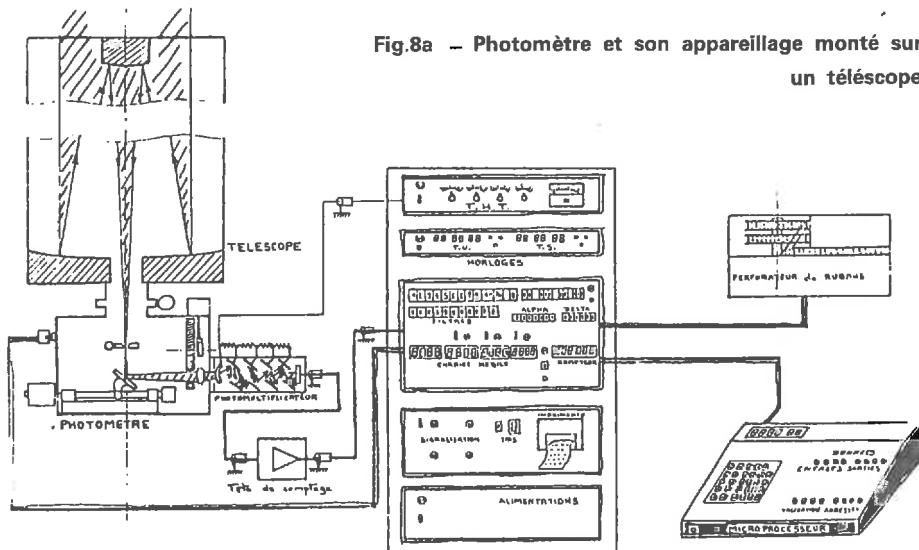


Fig. 8a - Photomètre et son appareillage monté sur un télescope

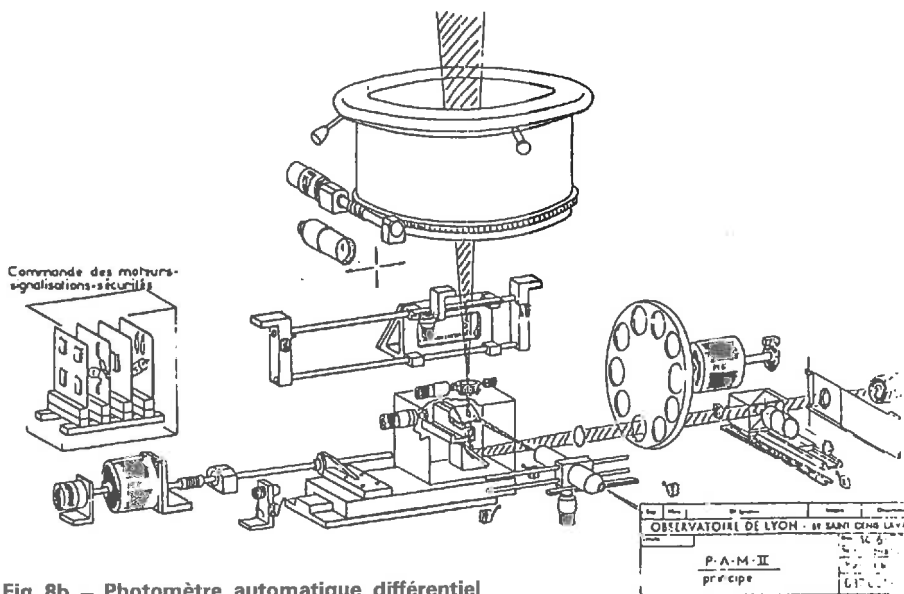


Fig. 8b - Photomètre automatique différentiel

1.2. Rôle du microprocesseur

Dans cette application, les fonctions remplies par le microprocesseur sont très diversifiées :

- il assure la commande des organes opto-mécaniques : chariot porte-miroir, roue à filtres, miroirs de visée ;
- il contrôle la position de nombreuses sécurités : obturateur de cellule, position des miroirs, des roues porte-filtres, etc. ;
- il surveille des points consignés : position de la source d'étalonnage, état d'issue du rouleau papier de l'imprimante, etc. ;
- il acquiert les données : mise en mémoire des résultats bruts de mesure, des données annexes ;
- il gère les périphériques support de l'information : imprimante, disquettes, bandes magnétiques, etc. ;
- il exécute, de manière séquentielle, les séquences de mesure qui lui ont été programmées ;
- il effectue un prédépouillement sur les résultats : calcul des valeurs moyennes.

1.3. Avantages

Le fait d'avoir appliqué un microprocesseur dans cet instrument a pour avantages principaux :

- d'avoir un appareil qui n'est pas figé dans sa conception. En effet, en électronique classique, pour changer les fonctions d'un appareil, il faut intervenir au niveau des circuits pour les modifier, ce qui est souvent impossible ; par contre, un système à microprocesseur peut être modifié dans ses fonctions, par changement de programme, ce qui, dans certains cas, n'a aucune incidence sur le matériel ;
- de diminuer l'importance de la circuiterie par rapport à un système équivalent en électronique classique ;
- de remplir de nouvelles fonctions comme le dépouillement des résultats.

2. Applications générales

Plus généralement, on peut dire que le champ d'application des microprocesseurs en Astronomie est très ouvert et permet d'envisager une nouvelle philosophie des instruments.

On peut distinguer leurs applications suivant deux configurations de base :

- les cartes microprocesseurs (fig.9)
- les microcalculateurs (fig 10).

Le mixage ou le couplage de ces configurations présentent un intérêt considérable.

2.1. Applications astronomiques des cartes microprocesseurs

Dans un domaine très vaste d'applications, on peut citer par exemple :

- des horloges à microprocesseurs, temps universel et temps sidéral, avec des sorties codées permettant de figer, dans le temps, un événement astronomique ;
- des cartes spécialisées de mesures, par exemple les vitesses, accélérations d'organes mécaniques dans un instrument ;
- des cartes permettant la correction de certains capteurs ;
- des cartes assurant la commande d'appareillages bien définis : imprimante, unités de disques souples pour la garde des informations.

2.2 Applications astronomiques des microcalculateurs

Nous trouvons les microcalculateurs dans la commande d'instruments astro-

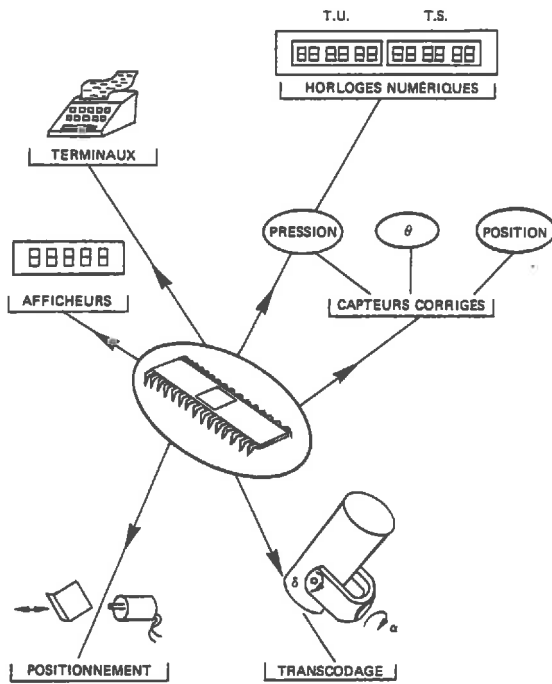


Fig. 9 – Application des cartes microprocesseurs

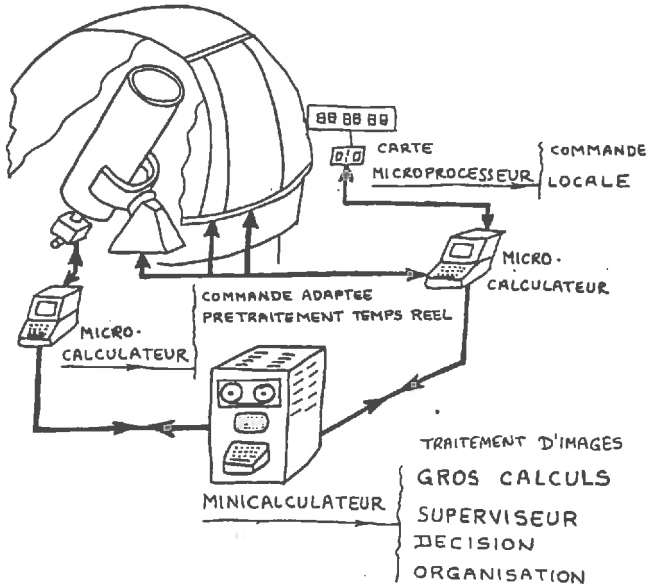


Fig. 10 – Application des microcalculateurs : commande décentralisée

nomiques (téléscopes, appareillages tels les photomètres, polarimètres, etc.), dans le contrôle, la surveillance de nombreux paramètres, dans la mesure, l'acquisition des observations astronomiques, le dépouillement de ces observations.

La disponibilité de cette nouvelle micro-informatique permet leur application à des niveaux impensables il y a seulement quelques années.

2.2.1. Fonctionnement hors ligne

Le microcalculateur a une fonction de surveillance, il scrute périodiquement l'état de certains organes, ouverture, fermeture, positions, etc. Il reçoit également les informations relatives à la mesure, les traite, les compare à des valeurs de seuil mises en mémoire et déclenche des signaux d'alarme en cas de dépassements ou de variations trop rapides.

Dans ce type d'application, l'homme reste maître de la décision d'agir, le microcalculateur lui donne les éléments d'appréciation.

2.2.2. Fonctionnement en ligne

Dans ce cas, le microcalculateur ne se contente pas de traiter l'information mais il agit, en fonction des événements, sur les organes concernés. Il peut agir de manière séquentielle, c'est-à-dire n'évoluer d'une phase à la suivante que lorsque certaines conditions sont satisfaites.

Il peut, de même, assurer directement la conduite d'un appareillage par une boucle d'asservissement qui lui permet de réagir rapidement en fonction de la variation des paramètres physiques (température, pression, lumière variable).

2.2.3. Commande décentralisée

Cette commande présente, à l'heure actuelle, d'énormes possibilités et son champ d'application est immense.

En effet, dans les systèmes de commande centralisée, un calculateur central exécute toutes les fonctions, ce qui amène des lourdeurs au niveau câblage et logiciels de commande.

Par contre, dans les systèmes de commande décentralisée, on trouve un calculateur central qui supervise des microcalculateurs de commande locale qui, eux-mêmes, peuvent superviser des cartes microprocesseurs situées au niveau de commande le plus bas.

Il s'agit là d'une commande hiérarchisée qui présente de nombreux avantages : fiabilité, facilité de maintenance, performances, dépannages localisés qui n'arrêtent pas l'ensemble du système, etc.

Conclusion

L'avènement des microprocesseurs apporte un précieux concours à cette science merveilleuse mais exigeante qu'est l'Astronomie. Ils permettent la création d'instruments dits de nouvelle génération, capables de fournir rapidement des mesures répétitives plus précises, grâce à un degré élevé d'automatisation et de traitement de l'information. Cette micro-informatique, alliée à une informatique plus puissante de dépouillement, apporte sa contribution très importante pour une meilleure connaissance de la structure et de l'évolution de l'Univers.

LA STRUCTURE DE L'UNIVERS A GRANDE ÉCHELLE

Conférence de Monsieur D. Sondaz, le 9 février 1985

Introduction

C'est vers les années 1925 que Hubble détermine les premières distances de galaxies : pour ce faire, il utilisa des Céphéides présentes dans ces galaxies. Les Céphéides sont des étoiles variables périodiques dont la période est comprise entre un jour et quelques dizaines de jours. En étudiant les Céphéides des Nuages de Magellan (petites galaxies visibles à l'œil nu dans le ciel austral), Miss Leavitt avait découvert, en 1912, qu'elles vérifiaient une relation période-luminosité, c'est-à-dire que leur luminosité est fonction de leur période (en 1912, on ne connaissait pas la distance des Nuages de Magellan mais on peut considérer que toutes les Céphéides d'un même Nuage de Magellan sont approximativement à la même distance de nous, de sorte que les différences d'éclat apparent qu'elles présentent entre elles traduisent bien leurs différences de luminosité). Par conséquent, dès que l'on a pu connaître la distance de quelques Céphéides de notre galaxie, on a pu établir la courbe reliant la magnitude absolue des Céphéides à leur période. Par suite, lorsqu'on voudra trouver la distance d'une Céphéide, il suffira de mesurer sa magnitude apparente et sa période ; on déduira, de cette dernière, sa magnitude absolue (grâce à la courbe période-luminosité) et donc sa distance. Rappelons que, si m est la magnitude apparente d'un astre dans une certaine échelle de magnitude, si M est sa magnitude absolue dans cette même échelle et si r est sa distance en parsecs (1 parsec - en abrégé 1 pc = 3,26 années de lumière = 946×10^{10} km), on a la relation :

$$M = m + 5 - 5 \log r$$

qui permet de calculer r dès que l'on a M et m .

Nous (c'est-à-dire le Soleil et ses planètes) appartenons à une galaxie, la Galaxie (avec G majuscule), immense nuage d'étoiles ayant grosso modo la forme d'un disque (la Voie Lactée en est la trace sur la sphère céleste), d'un diamètre de 100 000 années de lumière et comprenant une centaine de milliards d'étoiles (à titre de comparaison, rappelons que la lumière met 1,25 seconde pour nous parvenir de la Lune, un peu plus de huit minutes pour venir du Soleil, un peu plus de cinq heures pour aller du Soleil à Pluton - la plus éloignée des planètes du Système solaire -, environ quatre ans pour venir de Proxima Centauri, l'étoile la plus proche de nous). Tous les astres que nous voyons à l'œil nu dans l'hémisphère nord (à l'exception de la galaxie d'Andromède si les conditions d'observations sont bonnes et si l'observateur a bonne vue) sont des étoiles appartenant à la Galaxie.

Vers 1925, Hubble venait d'ouvrir la porte de l'astronomie extra-galactique. Désormais, on continuera à mesurer des distances de galaxies en employant de nombreux indicateurs de distances (astres qui jouent le même rôle que les Céphéides, c'est-à-dire dont on peut connaître la magnitude absolue sans connaître la distance ; voir par exemple Bulletin S.A.L. n° 24), en utilisant des télescopes de plus en plus puissants et en faisant des mesures de plus en plus précises. Actuellement, on connaît des quasars qui sont à une distance de l'ordre de la dizaine de milliards d'années de lumière.

Les galaxies

Décrivons brièvement les galaxies. Ce sont d'immenses amas d'étoiles que l'on a classés en plusieurs types.

Les galaxies elliptiques ont la forme d'un ellipsoïde de révolution. Elles ne com-

portent pas d'étoiles supergéantes bleues et n'ont que très peu ou pas de matière interstellaire.

Les galaxies spirales présentent un noyau sphérique et le reste de leur matière (étoiles et matière interstellaire) est réparti dans un disque centré en ce noyau et est concentré en des bras spiraux s'enroulant autour du noyau.

Les galaxies lenticulaires sont un peu intermédiaires entre les elliptiques et les spirales ; elles ont la forme d'un disque avec une concentration centrale.

Les galaxies irrégulières n'ont pas de structure régulière. Elles sont riches en matière interstellaire et en étoiles jeunes.

Dès que l'on connaît la distance d'une galaxie, on en déduit son diamètre en mesurant son diamètre apparent (c'est-à-dire l'angle sous lequel on la voit). Les grandes galaxies ont un rayon de l'ordre de 20 000 parsecs. Le rayon de la nôtre vaut 15 000 parsecs.

Les galaxies sont animées d'un mouvement de rotation autour de leur axe et elles ne tournent pas comme un corps solide : jusqu'à une distance au centre environ égale au quart de son rayon, une galaxie tourne comme un corps solide (c'est-à-dire tous les points ont la même vitesse angulaire) ; au-delà, la vitesse angulaire décroît rapidement quand la distance au centre augmente. Par exemple, la période de rotation des régions périphériques de la galaxie d'Andromède est de l'ordre de la centaine de millions d'années.

Lorsqu'on connaît le rayon d'une galaxie et la vitesse des étoiles des régions périphériques, on peut facilement calculer la masse de cette galaxie. On trouve une masse comprise entre 10^9 et 10^{12} masses solaires. La masse de notre galaxie vaut 2×10^{11} masses solaires.

La loi de Hubble

Lorsqu'un astre s'éloigne ou se rapproche de nous, les raies que présente son spectre sont décalées respectivement vers les grandes longueurs d'ondes (donc vers le rouge) ou vers les courtes longueurs d'ondes (donc vers le bleu). C'est l'effet Doppler-Fizeau. Plus précisément, si un astre s'éloigne ou se rapproche de nous avec une vitesse V , si λ est la longueur d'onde d'une certaine raie spectrale au laboratoire, si $\lambda + \Delta\lambda$ est la longueur d'onde de cette même raie dans le spectre de l'astre considéré ($\Delta\lambda > 0$ s'il s'éloigne, $\Delta\lambda < 0$ s'il se rapproche), si c est la vitesse de la lumière dans le vide, on a :

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{V}{c}$$

(formule que l'on peut remplacer par une formule relativiste plus compliquée si V est très grande). Le décalage des raies spectrales permet donc de mesurer avec quelle vitesse un astre s'éloigne ou s'approche de nous.

Dès 1929, à l'aide des distances de galaxies que l'on connaissait alors et grâce à l'effet Doppler-Fizeau, Hubble et Humason trouvèrent la loi qui porte maintenant leur nom et qui est devenue extrêmement célèbre : toutes les galaxies s'éloignent de nous et la vitesse V avec laquelle elles s'éloignent de nous est proportionnelle à leur distance r :

$$V = Hr$$

Dans cette formule, on exprime V en km/s et r en mégaparsecs (en abrégé Mpc ; 1 Mpc = 1 million de parsecs = 3 260 000 années de lumière). La constante H est appelée constante de Hubble. Sa détermination présente beaucoup de difficultés. On sait qu'elle est comprise entre 50 et 100 km/s/Mpc (avec, actuellement, une tendance à aller du côté de 100...).

Au premier abord, cette loi peut sembler étonnante car elle paraît faire jouer un

rôle particulier à la Terre puisque toutes les galaxies s'éloignent de nous. En réalité, elle n'a rien de paradoxal, rappelons brièvement pourquoi. Conformément à la relativité générale d'Einstein (1917), l'Univers n'est pas euclidien : il a une courbure et la plus courte distance pour aller d'un point à un autre n'est pas une ligne droite mais une géodésique de cet espace courbe. Pour rendre compte de la loi de Hubble, on a dû supposer que l'Univers était en expansion, c'est-à-dire que le rayon de courbure de cet Univers était une fonction croissante du temps. Donnons une image aidant à comprendre ceci. Imaginons un ballon de baudruche sur lequel seraient dessinées les galaxies et supposons que nous le gonflions. Une mouche se trouvant à la surface du ballon, aura l'impression que toutes les galaxies s'éloignent d'elle et ce d'autant plus rapidement qu'elles sont plus éloignées d'elle. De plus, ceci sera vrai quel que soit l'endroit du ballon où se tient la mouche. Ce ballon est pour la mouche un « Univers » illimité (elle peut se promener indéfiniment à la surface du ballon sans jamais rencontrer de frontière) bien qu'ayant un rayon fini, rayon qui augmente avec le temps puisque nous gonflons le ballon. Ces propriétés de courbure de l'Univers ne sont pas contradictoires avec l'observation quotidienne qui nous montre un espace euclidien où le plus court chemin d'un point à un autre est une droite : en effet, localement, c'est-à-dire au voisinage de chaque point, l'Univers est approximativement euclidien (de même que, bien que la Terre soit sphérique, nous avons l'impression, localement, qu'elle est plate).

Les amas de galaxies

Un certain nombre de galaxies (10 à 20 % selon De Vaucouleurs) sont isolées dans l'espace. Les autres se rassemblent en amas d'une dizaine à quelques milliers de galaxies.

Notre propre Galaxie appartient à un amas, le Groupe Local qui comprend deux grosses galaxies spirales (le nôtre et celle d'Andromède), trois galaxies moyennes (le Grand Nuage de Magellan et deux spirales) et dix-huit petites galaxies (onze elliptiques, cinq irrégulières, deux spirales).

Jusqu'à une distance de 16 Mpc, De Vaucouleurs a compté cinquante-quatre amas de galaxies, distants en moyenne de 7 Mpc et ayant de 0,5 à 4 Mpc de diamètre, avec une moyenne de 2 Mpc. Tous ces amas, à l'exception de l'un d'entre eux, celui de la Vierge, comportent chacun très peu de galaxies (en moyenne moins d'une dizaine). A une distance de 11 Mpc, se trouve l'amas de la Vierge qui comporte plus de 1 000 galaxies, bien que son diamètre ne soit que 2,7 Mpc. Il est surtout composé de galaxies spirales et elliptiques (dont quelques galaxies elliptiques supergéantes).

A une distance de 70 Mpc, on rencontre un amas encore plus peuplé : l'amas de la chevelure de Bérénice (Coma Berenices). Dans un rayon de 100', on a compté 700 galaxies jusqu'à la magnitude $m_{pg} = 18,8$ et 2500 galaxies jusqu'à la magnitude $m_{pg} = 19,3$. Dans un diamètre égal à celui de l'amas de la Vierge, on trouve trois fois plus de galaxies que dans ce dernier. L'amas de la Chevelure de Bérénice contient probablement 5 000 à 10 000 galaxies (si l'on compte les galaxies naines). Il est surtout formé de galaxies elliptiques mais il comporte aussi beaucoup de lenticulaires.

Les grands amas de galaxies peuvent se classer en amas diffus et en amas sphériques. Les amas diffus ont une forme irrégulière et ne présentent que peu de concentration centrale. L'amas de la Vierge est un amas diffus. Les amas sphériques possèdent la symétrie sphérique et ont une forte concentration centrale. L'amas de la Chevelure de Bérénice est un amas sphérique.

Les amas qui, comme ceux de la Vierge et de la Chevelure de Bérénice, comportent un très grand nombre de galaxies sont appelés des « amas riches ». Abell en a recensé 2700 en les recherchant sur les clichés en lumière rouge du Palomar Sky

Survey jusqu'à la magnitude $m_{pg} = 21$. On trouve un amas riche tous les 55 Mpc, soit un pour 175 000 Mpc³.

Nous allons voir que les amas de galaxies peuvent se grouper en amas d'amas ou superamas. Néanmoins, tous les amas n'appartiennent pas à un superamas.

Les superamas

En 1908, donc bien avant que l'on fût certain de la nature des galaxies et que l'on eût une idée de l'ordre de grandeur de leur distance (Hubble 1925-1926), l'astronome suédois Charlier proposait un modèle d'Univers à structure hiérarchisée : il pensait (comme d'ailleurs d'autres astronomes de son époque) que les galaxies étaient des nuages d'étoiles et il supposait de plus qu'elles étaient groupées en amas et qu'il existait une hiérarchie croissante d'amas.

Si, dès les années 1930, les amas de galaxies ont été reconnus par les astronomes (surtout Zwicky, mais aussi Shapley, Ames, Holmberg, etc.), l'existence des superamas n'a été admise que beaucoup plus tard et plus difficilement. Il faut dire qu'un Univers homogène et isotrope où les galaxies seraient uniformément réparties (un peu comme si l'Univers était un « gaz de galaxies ») est une hypothèse commode qui a été utilisée comme approximation de la réalité par les cosmologistes.

Un pionnier dans la recherche de la preuve de l'existence des superamas a été Gérard De Vaucouleurs, astronome français spécialiste des galaxies et qui a fait toute sa carrière aux États-Unis. En 1953, il fut le premier à reconnaître le Superamas Local, superamas auquel appartient notre Groupe Local : il est centré en l'amas de la Vierge et a un diamètre d'une trentaine de Mpc. Divers travaux de cet astronome, de 1953 à 1975, ont confirmé l'existence du Superamas Local.

Pour étudier comment sont distribuées les galaxies dans l'espace, on établit, à l'aide de catalogues de galaxies, une carte où figurent toutes les galaxies plus brillantes qu'une magnitude donnée. A partir des données rassemblées par Zwicky, on a établi des cartes donnant toutes les galaxies de magnitude inférieure à 13, puis à 15, de l'hémisphère nord. Shane et Wirtanen en ont fait une comprenant toutes les galaxies de magnitude inférieure à 19 de l'hémisphère nord (environ 10⁶ galaxies et ... douze ans de travail). A l'Université de Cracovie, Rudnicki et ses collègues ont recensé, dans une zone carrée du ciel de 6° de côté, toutes les galaxies de magnitude inférieure à 20,5 : ils en ont dénombré 10 000. Sur une telle carte, la proximité de deux galaxies ne fait qu'indiquer que leurs directions sont voisines : elles peuvent être très éloignées l'une de l'autre dans l'espace bien que leurs directions soient très proches. Par contre, les écarts angulaires d'un très grand nombre de paires de galaxies rendent compte des distances mutuelles entre ces galaxies avec une probabilité satisfaisante. On compte les paires de galaxies dont l'écart angulaire est voisin d'une valeur donnée (par exemple $1^\circ \pm 10'$) ; on divise ce nombre par le nombre de paires qui aurait cet écart angulaire si les galaxies étaient réparties au hasard et uniformément dans le ciel ; on retranche 1 à ce nombre. On obtient ainsi la fonction de corrélation à deux points correspondant à l'écart angulaire donné (1° dans notre exemple). Cette fonction mesure la tendance qu'ont deux galaxies d'un même amas à avoir un écart angulaire plus petit que la moyenne. S'il n'y a aucun groupement, cette fonction vaut 0 ; sa valeur est d'autant plus grande que les galaxies de l'échantillon étudié sont plus groupées en amas. Groth, Peebles, Seldner et Soneira ont calculé la fonction de corrélation à deux points pour divers écarts angulaires sur les cartes de Zwicky, de Shane et Wirtanen et de Rudnicki. Leurs mesures montrent que les galaxies ont tendance à se grouper en amas qui, eux-mêmes, se rassemblent en superamas.

Les travaux d'autres astronomes (Abell, Kiang, Neyman, Saslaw, Scott, Shane, ...)

ont aussi montré l'existence de superamas. En particulier, Abell a compté, à l'aide de son catalogue d'amas riches, une cinquantaine de superamas comprenant chacun une dizaine d'amas riches en moyenne et ayant un diamètre moyen de 60 Mpc. Le plus riche de ces superamas contient 29 amas riches et des dizaines d'amas plus petits. Pourquoi, au lieu d'employer des méthodes statistiques, ne mesure-t-on pas les distances de toutes les galaxies figurant sur une carte ? Celles-ci étant très nombreuses, la détermination de la distance de chacune d'elles demanderait beaucoup trop de temps. L'amélioration des techniques ayant permis de gagner du temps, on peut effectuer actuellement ce genre d'opérations (nous en parlerons plus loin) mais elles restent néanmoins limitées à de petites régions du ciel. Les catalogues de galaxies (qui donnent pour chaque galaxie ses coordonnées et sa magnitude apparente mais ne donnent pas sa distance) ont l'avantage de donner des renseignements d'ordre statistique sur une grande partie du ciel.

Une remarque pour terminer ces considérations générales sur les superamas : un amas de galaxies est un ensemble de galaxies liées par des forces gravitationnelles ; par contre, pour un certain nombre d'astronomes, un superamas désigne un groupe d'amas bien séparé de tout groupement semblable sans qu'il y ait nécessairement une interaction gravitationnelle (non négligeable) entre les membres du superamas. Pour d'autres astronomes, le terme de superamas doit être réservé aux groupements d'amas liés par des forces gravitationnelles.

Le Superamas Local

Sur les cartes, on constate qu'il existe une concentration de galaxies le long d'un grand cercle de la sphère céleste appelé équateur supergalactique. Les travaux effectués par De Vaucouleurs, de 1953 à 1975, ont montré que cette concentration est la trace, sur la sphère céleste, d'un superamas auquel appartiennent le Groupe Local et l'amas de la Vierge. Ce superamas a une forme aplatie. On l'appelle le Superamas Local.

La grande découverte de De Vaucouleurs a été de montrer que cette concentration de galaxies, observée le long de l'équateur supergalactique, n'est pas un groupement aléatoire mais une association physique. Passons en revue les arguments utilisés.

Il a étudié la distribution des galaxies les plus proches (formant ce qu'il appelle le « Nuage Local ») et il a trouvé que la plupart d'entre elles étaient distribuées, sur la sphère céleste, dans une zone inclinée de 14° sur l'équateur supergalactique. La probabilité qu'une telle distribution soit due au hasard est inférieure à 0,01.

Il a étudié la distribution des nuages d'hydrogène neutre intergalactiques les plus proches : dans la zone située entre -30° et $+30^\circ$ de latitude supergalactique, il y a 21 des 25 nuages de l'hémisphère nord et 27 des 31 nuages de l'hémisphère sud. Les probabilités pour que ces distributions soient dues au hasard sont respectivement 0,07 et 0,03.

Il a étudié la distribution des groupes de galaxies les plus proches : ils sont fortement concentrés vers l'équateur supergalactique. Il a calculé (1965) la probabilité pour que cette distribution, sur la sphère céleste, soit due au hasard : il l'a trouvée inférieure à 0,02 pour les 17 groupes dont la distance est inférieure à 10 Mpc et il l'a trouvée inférieure à 0,03 pour les 46 groupes dont la distance est comprise entre 10 et 16 Mpc.

Enfin, il a considéré les nuages de galaxies les plus proches (distants de moins de 30 Mpc) : parmi ceux-ci, il y en a 11 (12 avec le Nuage Local) qui ont une forme suffisamment allongée pour qu'on puisse parler de leur direction d'élongation. Aucun

d'entre eux n'est incliné de plus de 35° sur l'équateur supergalactique. La probabilité pour que ces valeurs des inclinaisons soient dues au hasard est égale à 10^{-5} .

En combinant ces quatre résultats, on arrive à la conclusion que la probabilité pour que la concentration de galaxies, observée le long de l'équateur supergalactique, soit due au hasard est de l'ordre de 10^{-12} , ce qui établit de façon certaine l'existence du Superamas Local.

Trois autres superamas

Nous avons dit précédemment que, lorsqu'on veut étudier la distribution des galaxies à partir d'une carte ou, ce qui revient au même, à partir de catalogues fournissant les coordonnées des galaxies, il y a un gros inconvénient : on ne connaît pas leur distance. Cet inconvénient disparaît si l'on mesure systématiquement les décalages spectraux vers le rouge de toutes les galaxies d'une région donnée, plus brillantes qu'une magnitude donnée. Nous avons déjà fait remarquer que mesurer un à un les décalages spectraux vers le rouge d'un grand nombre de galaxies demande beaucoup de temps ; néanmoins, cette opération a été facilitée par les progrès techniques des méthodes de mesures spectroscopiques (grande sensibilité des émulsions photographiques, intensificateurs électroniques d'image, etc.). Ces mesures à grande échelle de décalages vers le rouge ont été faites, jusqu'à maintenant, dans trois directions du ciel, couvrant environ 2 % de la sphère céleste, et ont permis la découverte de trois superamas.

Ce sont les travaux de G. Chincarini, S. Gregory, H. Rood, L. Thompson et W. Tifft qui ont révélé l'existence du superamas Coma - A 1367. Celui-ci, situé à environ 315 millions d'années de lumière de nous, est formé d'une bande de galaxies joignant l'amas de la Chevelure de Bérénice ou amas de Coma et l'amas A 1367 (amas portant le numéro 1367 dans le catalogue d'Abell). Cette bande s'étend sur plus de 70 millions d'années de lumière et comporte, en plus de ces deux amas riches, plusieurs amas de moindre importance.

Les observations de G. Chincarini, H. Rood, M. Tarenghi, L. Thompson et W. Tifft ont montré qu'il existait, à une distance de 400 à 600 millions d'années de lumière, dans la direction de l'amas d'Hercule, un superamas. Contrairement au Superamas Local ou au superamas Coma - A 1367, le superamas d'Hercule n'est pas dominé par un ou deux amas très riches. Une particularité notable de ce superamas est que ses amas les plus denses sont surtout formés de galaxies spirales et non de galaxies elliptiques.

Un autre superamas qui a été étudié est le superamas de Persée. Il forme une longue traînée de galaxies, s'étendant sur plus de 40° sur la sphère céleste, allant de l'amas de Persée jusqu'aux environs de la galaxie N 383.

Enfin, signalons que G. Chincarini et H. Rood ont découvert un superamas dans le ciel austral : le superamas de l'Hydre-Centaure.

Les grands vides de l'Univers

En 1982, Davies, Huchra, Latham et Torry ont établi une carte en trois dimensions d'une région couvrant plus de 20 % de la sphère céleste : cela signifie que, sur cette carte, les galaxies sont repérées à la fois par leurs coordonnées (qui permettent de les situer sur la sphère céleste) et par leur distance. Ils y ont fait figurer toutes les galaxies de la région en question ayant une magnitude apparente inférieure à 14,5 et une distance comprise entre 0 et 130 Mpc. Cette carte confirme ce qui a été dit jusqu'ici, à savoir que les galaxies se groupent en amas et en superamas reliés par des filaments et que l'espace, entre les superamas, est occupé par des vides de 30 à

40 Mpc de diamètre. Tout cela semble assez « normal ». Par contre, des astronomes américains; Kirshner, Omler, Schechter et Schectman, firent, en 1981, une découverte qui étonna beaucoup le monde astronomique. Ils ont étudié, dans diverses directions du ciel, la distribution des galaxies de magnitude apparente inférieure à 16 et de distance comprise entre 0 et 500 Mpc. La grande surprise a été la découverte, suite à ces mesures, d'une immense région vide, située dans la constellation du Bouvier, entre les distances 160 et 240 Mpc. Ce vide mesure environ 100 Mpc dans toutes ses dimensions et occupe un volume de 3×10^{25} années de lumière-cube ! Ceci en fait la plus grande structure connue de l'Univers.

Le problème se pose de savoir si ce trou du Bouvier est vraiment vide. Kirshner et ses collaborateurs se sont limités à répertorier les galaxies plus brillantes que la magnitude 16. On n'a pas encore (fin 1982) exploré ce trou de façon approfondie mais, cependant, on y a découvert quelques galaxies (19). Ce ne sont d'ailleurs pas des galaxies normales mais des galaxies de Markarian ou des galaxies à raies d'émission. C'est de toute façon très peu par rapport aux deux mille galaxies qui devraient normalement peupler ce trou.

On sait qu'il existe dans l'univers de la matière invisible. Rappelons que, si l'on détermine la masse d'un amas de galaxies par une méthode indirecte (le théorème du viriel qui permet de la calculer en fonction des dimensions de l'amas et de la vitesse moyenne des galaxies qui le composent), on trouve une masse pouvant être dix fois supérieure à la somme des masses des galaxies qui le composent. Il y a donc, dans un tel amas, de la matière que nous ne savons pas détecter à l'aide des moyens d'observation existant aujourd'hui; on l'appelle la « matière invisible ». Pour le moment, la nature de cette matière est totalement inconnue et l'on ne peut que formuler des hypothèses : étoiles de masse trop faible pour que des réactions thermonucléaires, puissent s'y déclencher, naines blanches, étoiles à neutrons, nuages d'hydrogène neutre, particules connues (neutrinos; rappelons que l'on ne sait toujours pas si le neutrino a une masse) ou à découvrir (gravitinos, photinos, ... Aucune de ces hypothèses ne donne satisfaction actuellement.

Il se peut que le trou du Bouvier soit rempli de matière invisible. En fait, il semble difficile d'admettre qu'une région aussi vaste soit complètement vide de matière et ce, pour au moins deux raisons. On montre que, si un tel trou existait actuellement, il aurait déjà existé dès les débuts de l'Univers avec, bien sûr, une taille beaucoup plus petite. La simulation sur ordinateur nous apprend que, s'il se produit, à un certain moment, un trou dans la distribution des galaxies peuplant l'Univers, ce trou s'agrandit au cours du temps mais il doit rester dans celui-ci 10% de la matière qui emplirait normalement l'espace occupé par le trou. La deuxième raison provient du rayonnement à 3° K. Rappelons qu'à l'origine l'Univers était rempli de rayonnement à très haute température et était de dimensions très petites; au cours de son expansion, ce rayonnement s'est dilué dans un espace de plus en plus vaste, en se refroidissant suivant la loi $RT = \text{constante}$ où T est la température de ce rayonnement et R le rayon de courbure de l'Univers. En 1965, Penzias et Wilson ont réussi à mettre en évidence ce rayonnement prévu par la théorie et à en mesurer la température qu'ils ont trouvée égale à 3° K. L'existence d'un trou complètement vide de la taille de celui du Bouvier se traduirait par des fluctuations de ce rayonnement à 3° K, fluctuations créées par le trou en question au début de l'existence de l'Univers parce que la théorie « grande unifiée » (théorie qui unifie les interactions faible, forte et électromagnétique) montre qu'à cette époque de l'Univers, le rapport de la densité de matière à la densité de photons doit rester constant et par conséquent que, lorsqu'il se produit une fluctuation de densité, elle affecte à la fois la matière et le rayonnement. Or l'Italien M. Melchiorri et le Sovi-

tique Y. Parýskýin ont montré que la variation relative de la température de ce rayonnement ne dépasse pas $1/30\,000^e$ sur un angle de 6^e

La théorie des « crêpes »

Les résultats des observations que nous venons d'examiner dans les paragraphes précédents permettent de décrire l'Univers à grande échelle de la façon suivante. Les galaxies sont rassemblées en d'immenses nuages affectant la forme de feuillets aux structures filamenteuses d'une longueur de 30 Mpc pour une largeur dix fois moindre. La distribution des galaxies à l'intérieur de ces structures n'est pas homogène puisqu'elles sont concentrées en amas ou en lignes. Ces structures pouvant comprendre 10^6 galaxies et avoir une masse égale à 10^{16} masses solaires, sont séparées par des espaces vides (ou presque) d'un diamètre de 30 à 40 Mpc (à l'exception du trou du Bouvier, beaucoup plus grand, puisque son diamètre est de l'ordre de 100 Mpc).

On a essayé de construire des théories permettant d'expliquer comment l'Univers, initialement homogène, a pu prendre l'aspect qu'on lui connaît, avec ses galaxies groupées en superamas séparés par de grands vides. L'une d'elles, la théorie des crêpes, est due aux astronomes soviétiques Zel'dovich, Novikov et Sunyaev.

L'Univers, à ses premiers instants, est un fluide dense de particules matérielles et de photons. Toute partie de l'Univers contenant de la matière et du rayonnement est soumise à la fois aux forces de gravitation qui tendent à faire s'écrouler cette partie sur elle-même et aux forces de pression (pression due aux mouvements des particules matérielles et pression de radiation) qui tendent à la faire se dilater et se disperser. Si la taille de la région concernée par la fluctuation est suffisamment grande, les forces de gravitation l'emportent sur la pression et il se produit une contraction gravitationnelle. Autrement dit, dans ce cas, la fluctuation initiale de densité augmente : la matière va se concentrer de plus en plus aux endroits où la densité était légèrement supérieure à la moyenne ; les régions où la densité était légèrement inférieure à la moyenne vont se vider et se dilater de plus en plus, puisque la matière qui s'y trouvait va être attirée par les lieux de forte densité. Si, au contraire, la taille de la région concernée par la fluctuation initiale n'est pas suffisante, la pression arrête la concentration gravitationnelle et la matière qui était en train de s'effondrer sous les forces de gravitations rebondit : il se produit alors des ondes analogues aux ondes sonores ; celles-ci seront vite amorties parce que l'Univers est, à cette époque (dite « ère radiative »), un fluide très visqueux composé de photons et de particules matérielles (beaucoup plus de photons : 10^9 pour un proton et un électron). Les électrons sont libres et interagissent avec les photons dont le libre parcours moyen est bien inférieur à l'âge de l'Univers (celui est opaque).

Lorsque la température de l'Univers s'abaisse à $3\,000^e$ K (soit environ 500 000 ans après l'explosion primordiale), la matière cesse d'être ionisée : les protons capturent les électrons libres. Ceux-ci ne diffusent plus les photons dont le libre parcours moyen devient bien supérieur à l'âge de l'Univers (ce dernier est devenu transparent au rayonnement). La viscosité du fluide de particules constituant l'Univers disparaît. Plus rien ne s'oppose au développement des instabilités gravitationnelles.

On peut montrer que la forme la plus probable que prendra un volume de matière en train de s'effondrer sous l'effet des forces de gravitation est celle d'un feuillet, d'une crêpe comme on dit d'une façon imagée. Entre ces régions en train de se contracter, il s'en trouve d'autres qui ne subissent pas l'écroulement gravitationnel. Au début, leur volume n'est pas très important mais, au fur et à mesure que les régions qui les entourent se contractent, leur volume augmente et elle formeront de grands vides.

Par suite de l'instabilité gravitationnelle, ces crêpes se scindent en morceaux qui deviendront des amas et des superamas. Ensuite, ces morceaux eux-mêmes se scindent, pour les mêmes raisons, en morceaux qui deviendront des galaxies.

La théorie des crêpes se heurte néanmoins à quelques difficultés dont la principale est la suivante. Depuis que les photons et les électrons ont cessé d'interagir, le rayonnement thermique se propage librement et les variations qu'il peut présenter sont la traduction des fluctuations qui existaient dans l'Univers primitif. Or, des mesures récentes montrent (nous l'avons déjà signalé à propos du trou du Bouvier) que le rayonnement cosmologique à 3° K (résidu actuel de ce rayonnement thermique) ne présente que des variations très faibles. Celles-ci traduisent que les fluctuations de densité dans l'univers primitif étaient faibles. Mais alors, pour que les galaxies aient pu se former, on montre que cela implique que l'Univers doit être suffisamment dense, plus dense que s'il n'était formé que de la matière visible, accessible aux observations (étoiles, nuages de gaz, galaxies) et nous retrouvons-là le problème de la matière invisible dont nous avons parlé plus haut.

Pour terminer, signalons une autre théorie, concurrente de la précédente, celle de l'Américain Peebles. Elle est aussi fondée sur l'existence de fluctuations de densité dans l'Univers primitif, mais celles-ci sont petites et l'instabilité gravitationnelle fait naître des galaxies qui, ensuite, se regroupent en amas et en superamas.

Société Astronomique de Lyon

69230 — Saint-Genis Laval

S O M M A I R E

- 1 Application des microprocesseurs en astronomie.
par Monsieur Dubet, responsable du service électronique de l'Observatoire de Lyon, le 26 mars 1983.
Suite du précédent numéro
- 9 La structure de l'Univers à grande échelle.
par Monsieur D. Sondaz, assistant à l'Université de Lyon 1, le 9 février 1985.

PRIX : 10 F