

L'ABSORPTION INTERSTELLAIRE (1).

Dans l'exposé général, d'ailleurs très sommaire, que je vais faire, il ne sera question que de l'absorption au sein de notre galaxie. En ce qui concerne l'espace séparant les nébuleuses extragalactiques, on connaît extrêmement peu de chose; les déterminations de couleurs en sont encore à leurs débuts et n'ont encore rien apporté de définitif. On ne peut en tout cas rien dire de quantitatif.

Les travaux de Carpenter, Van de Kamp, Dufay, Lundmark, Shapley, Ames, Van Rhijn et autres, semblent simplement indiquer que, si elle existe, l'absorption intergalactique doit être extrêmement faible.

1. — Constituants possibles du milieu interstellaire.

Ces constituants peuvent être, soit des électrons, soit des atomes, soit des molécules, soit des poussières.

Les électrons, par effet de diffusion, donneront un affaiblissement identique pour toutes les longueurs d'onde. Dans le cas des atomes, on observera des raies d'absorption; dans le cas de molécules, on aura des bandes d'absorption. Quant aux poussières, leur effet sera très différent selon leur diamètre D . Si D est petit par rapport aux longueurs d'onde λ qui traversent le milieu, les poussières diffuseront la lumière suivant la loi de Rayleigh en λ^{-4} ; il en résultera que les étoiles lointaines présenteront un certain rougissement, qui sera d'autant plus intense que l'épaisseur optique de la couche traversée sera plus grande (2). D'autre part, si une partie notable de poussière diffusante se trouve au voisinage d'une étoile, cette poussière pourra

(1) Conférence faite au Comité national d'Astronomie, le 25-1-1937.

(2) L'idée de cette absorption sélective avait déjà été émise par H.-N. Russell en 1919. Remarquons bien que, parmi les poussières de diamètre beaucoup plus petit que λ , se trouvent aussi les atomes et molécules, agissant ici par leur « effet Rayleigh ».

devenir suffisamment lumineuse pour être observée et aura un indice de couleur différent de l'étoile illuminante, la différence pouvant d'ailleurs être calculée en partant de la loi de Rayleigh. Si D est de l'ordre de grandeur de λ , on aura encore une diffusion fonction de λ , donc une absorption sélective comme dans le cas précédent; mais maintenant la diffusion se fait non plus proportionnellement à λ^{-4} mais bien à λ^{-m} , m étant compris entre 0 et 4 et dépendant du rapport D/λ (lois de Mie). Le rougissement sera plus faible que dans le cas de la diffusion à la Rayleigh. D'autre part, la matière diffusante pourra encore être illuminée, mais la différence entre son color-index et celui de l'étoile illuminante sera moins élevée que dans le cas précédent. Enfin, si D est grand vis-à-vis de λ , on aura une absorption générale. La matière interstellaire fera office d'écran pour la lumière qui nous vient des étoiles, sans introduire des effets compliqués de diffraction du type requis pour obtenir une diffusion du genre de Rayleigh ou même de Mie.

2. — Importance du problème.

Elle est considérable :

a) La connaissance de notre galaxie en dépend essentiellement. En effet, dans les déterminations de distances d'étoiles, amas ou nébuleuses, interviennent toujours les magnitudes observées et celles-ci dépendent essentiellement de l'absorption totale interstellaire. Nous aurons l'occasion d'y revenir plus loin. Naturellement, les théories cosmogoniques utilisant les distances des étoiles, amas ou nébuleuses, sont sous la dépendance de l'absorption interstellaire;

b) Les températures d'étoiles basées sur les indices de couleur ou sur la répartition du rayonnement continu doivent tenir compte de l'absorption sélective interstellaire. Ainsi la température de couleur trouvée pour ζ Persei apparaît immédiatement comme absurde et est simplement due à une absorption sélective considérable;

c) Par suite de la présence des régions d'absorption interstellaire, nous ne pouvons atteindre les nébuleuses extra-galactiques de certaines régions du ciel;

d) L'étude de l'absorption interstellaire, complétée par celle de l'émission des espaces interstellaires, nous renseigne sur la

nature et les conditions physiques du milieu séparant les étoiles;

e) Les particules interstellaires participent à la rotation galactique et peuvent donc fournir des renseignements précieux à ce sujet;

f) L'absorption sélective est importante en vue de l'étude de la variation d'intensité au sein d'une série (par exemple, variation d'intensité quand on passe de $H\alpha$ à $H\beta$, $H\gamma$... en émission dans les nébuleuses). Berman a montré récemment qu'une grosse partie des anomalies qu'on a cru observer est simplement due à l'absorption sélective.

3. — Les électrons interstellaires.

Il est logique de commencer par les éléments les plus simples, les électrons. Le problème de la diffusion des radiations par les électrons est assez ancien; la solution en a déjà été donnée par J.-J. Thomson. On peut voir que les électrons diffusent de façon identique toutes les radiations; les électrons interstellaires pourraient donc simplement, par diffusion, causer une diminution globale de la lumière des astres. On peut aisément calculer la densité électronique requise pour causer une absorption générale d'environ 0,7 magnitude par kiloparsec; on trouve qu'il faudrait 3 à 400 électrons par cm^3 interstellaire.

Pour avoir 3 ou 400 électrons, il nous faut au moins 100 à 200 atomes; on trouverait aisément alors que la matière interstellaire possède une masse beaucoup plus grande que la matière stellaire agrégée. D'ailleurs, on rencontrerait des difficultés sérieuses en dynamique stellaire.

Pourtant, examinons quand même s'il n'est pas possible qu'il y ait 3 ou 400 électrons par cm^3 interstellaire. Eddington a montré qu'il y a à peu près 10^{-6} ion Ca^+ par cm^3 . D'ailleurs, comme le calcium est en majeure partie doublement ionisé, à un ion Ca^+ correspondent environ 10^3 ions Ca^{++} . Ensuite, si on adopte les valeurs habituellement admises pour l'abondance de l'hydrogène, à un élément calcium (Ca , Ca^+ ou Ca^{++}) correspondent environ 10^6 éléments hydrogène (sous forme H , H^+ , H_2 , O H ,.....). Donc, s'il y a 10^{-6} ion Ca^+ par cm^3 , il y aura $10^{-6} \times 10^3 \times 10^6 = 1000$ éléments hydrogène. Si on admet que 30 % de l'hydrogène sont ionisés, on arrive à la valeur requise du nombre d'électrons interstellaires.

Seulement, remarquons bien les quatre sources d'incertitude de ce calcul :

- a) le nombre d'ions Ca^+ par cm^3 ;
- b) le rapport du Ca^+ au Ca^{++} ;
- c) l'abondance relative de Ca et H;
- d) l'ionisation de l'hydrogène.

L'incertitude sur ces quatre facteurs est telle qu'on ne peut accorder grande importance au résultat numérique signalé plus haut.

La tendance actuelle est que les électrons doivent intervenir de façon extrêmement faible dans l'espace interstellaire. On sait que la luminosité de la couronne solaire est essentiellement due à la diffusion du rayonnement solaire par des électrons; il est probable qu'au voisinage de certaines étoiles chaudes, la densité électronique peut être assez grande pour produire des « nébulosités par réflexion », qu'il sera bien difficile de distinguer des nébulosités dues à de grosses poussières, si ce n'est par les phénomènes de polarisation.

4. — Les atomes interstellaires.

Quels atomes interstellaires pouvons-nous espérer trouver en absorption? Ces atomes doivent remplir diverses conditions :

- a) avoir dans le domaine astronomique d'observation, des raies partant du niveau normal de l'atome (raies ultimes);
- b) présenter une abondance suffisante;
- c) il doit y avoir des étoiles ne présentant pas comme raies intenses d'absorption, ces raies dues aux atomes interstellaires, ou bien, en tout cas, ayant de fortes vitesses radiales.

Ces conditions sont remplies pour le calcium ionisé (raies de résonance H et K) et le sodium neutre (raie de résonance D). Il y aurait lieu de rechercher soigneusement s'il n'y a pas de lithium interstellaire; jusqu'ici, aucun résultat n'a été obtenu dans cette voie. En fait, les raies détachées de Ca^+ ont été observées par Hartmann en 1904 dans le spectre de la binaire spectroscopique δ Orionis; Hartmann observa que les raies H et K de δ Orionis étaient doubles; une des composantes de H et de K oscillait avec le mouvement orbital, l'autre restait fixe et était due au milieu absorbant interstellaire. Quant à la raie interstellaire D du Na, elle fut observée pour la première fois par Miss Heger, en 1919, au Lick Observatory, dans plusieurs étoiles doubles.

Il n'entre pas dans mes intentions de faire un historique des très nombreux travaux relatifs aux raies H et K interstellaires; on peut trouver un tel historique dans le *Handbuch der Astrophysik* (article de Lindblad, tome V, 2^{me} partie, pp. 1027-1033). Je me contenterai d'indiquer les résultats principaux: le calcium interstellaire est présent en quantité maximum aux basses latitudes galactiques; en fait, on peut même dire qu'il est presque exclusivement compris entre + et — 25° de latitude galactique. De nombreux travaux dus surtout à J.-S. Plaskett d'une part, à Struve et Gerasimovic d'autre part, montrent qu'en gros l'absorption due au Ca⁺ interstellaire est, pour une direction déterminée, d'autant plus grande que l'étoile observée est plus éloignée. Il y a toutefois des régions de condensation dans le nuage interstellaire de Ca⁺; ces irrégularités de répartition sont assez peu étendues. Je renvoie pour les détails aux travaux originaux ou à l'article de Lindblad dans le *Handbuch der Astrophysik*.

Au point de vue de la dynamique de la Voie Lactée, l'étude des raies H et K interstellaires est importante, car les déplacements de ces raies par rapport à leur position théorique révèle la vitesse radiale moyenne du calcium interstellaire, vitesse en relation immédiate avec la rotation de la galaxie. Ceci a fourni des documents précieux en ce qui concerne la rotation galactique. Je ne m'étendrai pas non plus sur ce point qui a encore fait l'objet de recherches récentes.

Quant au problème de déterminer, en partant de l'intensité mesurée des raies H et K, la densité en atomes Ca⁺ interstellaires, il présente des difficultés très grandes qui ont été particulièrement mises en lumière en 1934 par Eddington. Ces difficultés sont surtout dues au fait que l'intensité de la raie est en connection étroite avec la vitesse radiale. Comme Eddington l'a montré clairement, on peut seulement fixer une limite inférieure et une limite supérieure pour la densité de Ca⁺:

$$\text{Lim. sup.} = 1.5 \cdot 10^{-28} \text{ gm. cm}^{-3} \text{ (ou } 2.4 \cdot 10^{-6} \text{ atome par cm}^3 \text{ ou } 2.4 \text{ at. par m}^3 \text{);}$$

$$\text{Lim. infér.} = 10^{-31} \text{ gm. cm}^{-3} \text{ (ou } 1.6 \cdot 10^{-9} \text{ at. par cm}^3 \text{ ou } 1.6 \cdot 10^{-3} \text{ at. par m}^3 \text{).}$$

Pour Na, on a des résultats analogues, simplement réduits par le facteur 0.6.

En fait, si l'on veut obtenir d'autres renseignements concernant la densité en atomes interstellaires, il faudra faire une

étude du profil des raies H et K en fonction de la latitude et de la longitude galactique; ceci n'a pas encore été fait et sera d'ailleurs délicat et difficile.

Tout récemment, Adams et Dunham ont découvert des raies interstellaires ultra-violettes, qu'on doit probablement attribuer à l'ion Ti^+ ; si cette observation est confirmée, nous aurons le moyen d'obtenir des renseignements précieux nouveaux concernant les abondances atomiques relatives et les conditions d'ionisation de l'espace interstellaire. Adams et Dunham ont aussi observé deux nouvelles raies stationnaires ultra-violettes du sodium.

5. — Les molécules interstellaires.

Ici, il s'agit en majeure partie de renseignements encore inédits. Tout récemment, Merrill a observé quatre lignes interstellaires dans la région jaune et rouge du spectre, aux longueurs d'onde 5780.4, 5796.9, 6283.9 et 6613.9 Å. Ces raies sont plutôt larges et ont des bords diffus. Comme les raies ultimes de tous les atomes abondants sont très bien connues, on est amené à penser que les lignes de Merrill sont plutôt d'origine moléculaire, ce que confirme d'ailleurs l'aspect diffus de ces raies.

En fait, j'ai constaté que deux des lignes de Merrill coïncident avec les raies origines de deux bandes de vibration-rotation de CO_2 , calculées à partir de l'analyse du spectre infra-rouge. Ce résultat peut n'être qu'une coïncidence numérique, ce dont on se rendra compte en recherchant les bandes de CO_2 connues sous le nom de « bandes de Vénus » et situées dans l'extrême rouge (λ 7820 et 7883); à ma demande, Merrill va s'en occuper. Mais, de toute façon, cette coïncidence — résultant d'un long essai systématique — jointe aux deux raisons exposées précédemment donne à une identification moléculaire un intérêt suffisant pour justifier une étude théorique. Car une difficulté immédiate se présente : les lignes de Merrill sont diffuses, mais sont quand même beaucoup plus étroites que les bandes moléculaires auxquelles nous sommes habitués en laboratoire. Les lignes de Merrill ont 5 ou 6 cm^{-1} de large, alors que les bandes de CO_2 par exemple ont une largeur de plus de 100 cm^{-1} .

Cette objection disparaîtrait si la température qui doit régler la distribution bolzmannienne des molécules sur les différents niveaux de rotation de l'état électronique le plus bas était extrê-

mement basse (quelques degrés absolus). A cause de la règle de sélection sur le nombre quantique de rotation J ($J' - J'' = \pm 1$ ou parfois 0), seulement quelques-unes des raies voisines de l'origine des bandes pourraient apparaître.

On sait bien que si l'on applique la loi $E = aT^4$ à la radiation totale des étoiles ($7.67 \cdot 10^{-13}$ ergs/cm³), on trouve pour la température de l'espace interstellaire 3.2° K. Mais cette valeur n'a qu'une signification très limitée. En fait, par suite des processus d'ionisation, les vitesses des électrons interstellaires correspondent à une température de l'ordre de 10000° et il est certain que les vitesses de translation des molécules doivent être en équilibre avec les électrons. A première vue, on croirait que les collisions auront pour effet d'amener les rotations moléculaires à ce qu'elles seraient vers 10000°.

Mais les choses ne se passent pas de cette façon. Considérons une molécule ayant, dans son état électronique normal, un dipole électrique non nul. Dans ce cas, par suite de la forte absorption sélective entre les différents niveaux de rotation, on doit considérer pour chaque raie d'absorption λ , une température équivalente T_λ semblable à celle qui s'introduit pour l'excitation atomique. Cette température équivalente T_λ est telle que la densité effective d'énergie — pour la longueur d'onde λ est égale à celle de l'équilibre radiatif à température T_λ . C'est cette température T_λ qu'il faut introduire dans la répartition boltzmannienne des niveaux de rotation.

Les calculs montrent que T_λ est de l'ordre de 5° K et que, de ce fait, seuls sont occupés les niveaux de rotation de nombres quantiques faibles; on peut montrer alors que les bandes correspondantes doivent être étroites (de l'ordre de 2 Angströms); les bords doivent être diffus. Ceci paraît en bon accord avec les observations de Merrill.

La question se pose de façon différente lorsque la molécule ne présente pas de spectre de rotation pure, c'est-à-dire n'a pas de dipole électrique dans son état électronique inférieur. Il n'y a plus de passage « permis » entre les niveaux de rotation; mais cela signifie simplement que la probabilité de ces transitions est beaucoup plus faible; elle n'est en tout cas pas nulle puisque le terme quadrupolaire subsiste. Etant donné la faible densité de l'espace interstellaire, je pense que la molécule peut quand même absorber et émettre ces raies soi-disant « interdites » à un rythme plus rapide que les processus de collision. Il y a d'ailleurs encore

d'autres raisons qui permettent de penser que la température réglant la distribution boltzmannienne des énergies de rotation doit encore dans ce cas être très faible de sorte que les résultats de l'alinéa précédent se reproduisent ici.

Pour les détails, je renvoie le lecteur à ma note des *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*.

Une fois les identifications faites avec certitude, la détermination précise du profil des raies de Merrill fournira le moyen de mesurer directement les températures fournissant les répartitions des états de rotation des molécules interstellaires.

Il est certain que T sera de l'ordre de quelques degrés absolus.

Naturellement, il se pose maintenant un problème analogue à l'équilibre d'ionisation des atomes dans un champ de rayonnement : celui de l'équilibre de dissociation des molécules dans un tel champ. Ma note à paraître prochainement fournit quelques premières indications à ce sujet ; mais le problème en est encore à ses débuts.

Il semble probable en tout cas que l'espace interstellaire contient des molécules de nombreuses espèces (composés des éléments abondants non ionisés H, O, N, C).

6. — Absorption continue sélective et absorption générale.

Comme nous l'avons vu au § 1, cette absorption est due à des poussières cosmiques et nous pouvons avoir des indications concernant ces poussières soit par l'absorption qu'elles produisent, soit par la lumière qu'elles émettent par diffusion.

Commençons par l'absorption. Je ne rappellerai ici que pour mémoire les travaux des pionniers tels que H. von Seeliger, Kapteyn, Halm et d'autres qui, pour interpréter les données d'observation (les intensités lumineuses des étoiles ne décroissent pas comme les carrés des distances), ont déjà introduit l'absorption générale. Je m'occuperai ici seulement des travaux récents.

A l'heure actuelle, on doit se figurer le nuage de poussières interstellaires comme ayant une épaisseur optique totale du pôle Nord au pôle Sud de la galaxie, de l'ordre de 1 magnitude (Van de Kamp trouve 0.8 m. ; Seares-Fath, 1.4 m. ; Hubble, 0,5 m.) ; l'épaisseur optique différentielle (c'est-à-dire l'effet sur le color-index) est, d'après Stebbins, 0.18 m. environ ; d'après Williams et Vyssotsky, 0.13 m. En revanche, l'épaisseur optique

du nuage est considérable dans la Voie Lactée; nous donnerons quelques chiffres tout à l'heure. Le nuage forme un disque de forme irrégulière, très plat, proche du plan galactique, ce qui rappelle d'ailleurs les traits sombres équatoriaux des nébuleuses extragalactiques vues par la tranche. Le nuage absorbant correspond à la zone d'absence des nébuleuses extra-galactiques.

D'ailleurs, les coefficients d'absorption sélective et continue ne semblent pas constants en tout point de l'espace interstellaire; d'après Struve, leur rapport varie même d'une région à l'autre. Ainsi, les nébuleuses obscures de Barnard présentent de grandes valeurs de l'absorption non sélective et, au moins dans certaines d'entre elles, l'absorption sélective est inférieure à ce qu'on devrait logiquement attendre. D'autre part, il existe dans la Voie Lactée des régions de fort « reddening » là où il n'y a pas de nébuleuse obscure particulièrement dense. Ceci signifie que la constitution du milieu interstellaire n'est pas uniforme.

Il serait trop long de discuter les très nombreux travaux faits en ces dernières années sur l'absorption générale et sélective. Je me contenterai de quelques résultats particulièrement intéressants. En fait, c'est Trumpler qui, le premier, a montré clairement l'effet de rougissement lors d'une étude d'amas galactiques ouverts. De ses observations, Trumpler déduisait que, dans la région du plan galactique, l'absorption dans le domaine photographique est de 0.67 mag. par kiloparsec; l'absorption dans la région visuelle étant de 0.32 mag./kiloparsec. Un grand nombre de recherches ont confirmé, en gros, les conclusions de Trumpler, notamment celles de Stebbins, de E. T. R. Williams et Vyssotsky, Öhman, Becker, Slocum, Bok, Joy, etc.

Il faut particulièrement citer les recherches de C. Schalén, qui, partant des spectres d'étoiles chaudes, leur a appliqué systématiquement la théorie de Mie suivant les idées développées par Schoenberg. Les récentes mesures d'indices de couleur d'amas faites par Stebbins (1936) ont permis d'atteindre des distances beaucoup plus grandes que les étoiles individuelles; certains amas sont en fait réduits de 2 ou 3 mgt. photographiques par absorption spatiale; autrement dit, 95 % de leur lumière est absorbée et par suite, les distances déduites des magnitudes apparentes de leurs étoiles brillantes ou de leur luminosité totale devraient être divisées par 4. Ceci amène naturellement à réduire les distances données par Shapley, Stebbins et Whitford ont très

bien montré qu'aux hautes latitudes galactiques, les amas ont une couleur uniforme correspondant approximativement au spectre F6. Ils deviennent plus rouges vers l'équateur galactique et dans la zone d' « avoidance » ils arrivent à la couleur des étoiles M. L'absorption observée n'est pas uniforme, mais présente des anomalies locales. Le plus grand « color excess » observé est de 0.82 mgt. correspondant à une absorption photographique d'environ 3 mgt. Si, maintenant, on corrige les dimensions de la galaxie pour l'effet d'absorption, on trouve un diamètre galactique de 30 à 40.000 parsecs, en bon accord avec celui de la nébuleuse d'Andromède.

On arrive aussi à d'importants résultats en comparant avec tous les soins photométriques désirables, le fond continu d'étoiles individuelles proches et lointaines. Divers travaux de Struve, Keenan et Elvey et de Rudnick ont montré que la diffusion ne se fait pas suivant la loi de Rayleigh. Les observations les plus récentes (Rudnick, 1936) indiquent que les particules diffusantes, dans le cas des étoiles observées par cet auteur, ont des diamètres compris entre 60 et 300 μ .

Maintenant, quels sont les renseignements fournis par les nébuleuses à spectre d'émission continu ? Déjà l'an dernier, Struve, Elvey et Keenan avaient montré que les nébuleuses des Pléiades sont à peine plus bleues que les étoiles illuminantes, alors qu'une diffusion Rayleigh exigerait une différence d'une magnitude entre les équivalents de couleur. Dans un magnifique travail récent (1936), Struve, Elvey et Roach ont étudié des nébuleuses purement réfléchissantes. Ils ont notamment trouvé une nébuleuse rouge entourant Antarès (cMO) et dont l'indice de couleur est égal à celui d'Antarès ; dans ce cas, il s'agit donc de grosses particules. Ils ont de même trouvé que dans les régions du Scorpion et d'Ophiuchus, il n'y a pas de diffusion appréciable du type Rayleigh ou Mie. Au contraire, une nébuleuse près de γ Cygni (F 8) est beaucoup plus bleue que l'étoile illuminante et présente probablement une diffusion du type Rayleigh ; l'étude de la polarisation de la lumière de cette nébuleuse et d'autres analogues serait utile.

Quelles sont les valeurs qui, à l'heure actuelle, paraissent les plus probables pour l'absorption interstellaire ?