

# QUELQUES RÉSULTATS CONCERNANT LA RÉPARTITION DE LA MATIÈRE INTERSTELLAIRE ET LA STRUCTURE DU SYSTÈME GALACTIQUE

par J. H. OORT

*SOMMAIRE.* — Dans la première partie de la communication, je montre que les indices de couleur des étoiles O à B5 ne dépendent pas des propriétés intrinsèques de ces étoiles, telles que la magnitude absolue.

*J'étudie ensuite la répartition moyenne de la matière interstellaire perpendiculairement au plan galactique dans la région comprise entre 350° et 190° de longitude galactique et jusqu'à une distance de 800 parsecs. Tandis que la matière diffusante est très concentrée vers le plan galactique ( $z = 62$  parsecs), le gaz interstellaire ne montre qu'une faible concentration vers ce plan. Ce résultat semble indiquer qu'il existe dans ce gaz de forts courants de convection locaux ; il établit également qu'il n'y a pas de rapport entre la répartition du gaz et celle de la matière absorbante interstellaire. J'en ai déduit pour la demi-épaisseur optique de la couche diffusante la valeur  $0^m,032$ , dans l'échelle de Stebbins et Huffer (absorption différentielle entre 4260 et 4770 Å).*

*Dans la deuxième partie, je déduis, au moyen des dénombrements d'étoiles entre 10° et 40° de latitude galactique, quelques caractéristiques générales de la répartition de la densité dans le système stellaire.*

*En tenant compte de l'absorption, on est amené à constater que le Soleil se trouve dans une région de densité relativement petite, entourée de tous côtés, sauf celui de l'antcentre, par des régions de densités beaucoup plus grandes.*

Les recherches que je me propose d'exposer ici ont un double but. Je me suis d'abord efforcé d'obtenir des données sur la répartition de la matière interstellaire dans une direction perpendiculaire au plan galactique, afin de déterminer la relation entre la concentration galactique de cette matière et celles des différents types d'étoiles qui montrent des répartitions très dissemblables. En second lieu, et c'est là le but principal de ces recherches, j'ai essayé de trouver une solution au moins partielle des difficultés que l'on rencontre dans l'étude de la densité du système galactique, par suite de l'absorption

de la lumière. Comme on le verra à la fin de mon exposé, je n'ai pas réussi entièrement ; ces recherches semblent conduire néanmoins à des conclusions intéressantes.

Pour effectuer cette étude, j'ai utilisé en premier lieu des indices de couleur déterminés par Stebbins et Huffer [1]. Leur matériel détaillé et très homogène contient des mesures photo-électriques des indices de couleur de toutes les étoiles connues des types O et B0-B5 plus brillantes que la magnitude 7,5 et situées au nord de  $-15^\circ$  de déclinaison. Il se prête particulièrement à une étude de l'absorption sélective dans notre système stellaire parce que les couleurs intrinsèques de ces étoiles de haute température sont sensiblement les mêmes à moins de quelques centièmes de magnitude près, et aussi parce que la précision des mesures, qui correspond à une erreur probable d'environ  $\pm 0^m,015$ , est telle que l'indice de couleur d'une étoile individuelle donne une mesure de l'absorption interstellaire que la lumière de cette étoile a subie. Une autre circonstance favorable est qu'une partie de ces étoiles se trouve très éloignée et que, grâce aux travaux de Plaskett et Pearce [2], les vitesses radiales de toutes ces étoiles sont connues. Ainsi des valeurs sûres pour les distances moyennes des groupes les plus éloignés peuvent être inférées des effets de la rotation différentielle de la Galaxie, ce qui est un grand avantage pour cette étude.

TABLEAU 1

MAGNITUDE ABSOLUE  $\bar{M}$  ET EXCÈS DE COULEUR  $\bar{E}$ 

$\bar{M}$	$\bar{E}$	$n$
	$m$	
- 5 <sup>(1)</sup>	+ 0,01	4
- 2,5	- 0,01	4
- 1,0	- 0,01 <sup>(2)</sup>	2

(<sup>1</sup>) Les valeurs de Williams reproduites dans cette colonne ont été légèrement modifiées en tenant compte de l'absorption.

(<sup>2</sup>) Cette valeur a été réduite à la distance des étoiles figurant sur les deux premières lignes.

En classant les étoiles de chaque sous-type selon leur mouvement propre, j'ai pu démontrer que la couleur ne dépend pas sensiblement de la magnitude absolue. On peut établir ce résultat plus directement, depuis que les mesures détaillées de E. G. Williams [3] permettent une classification des étoiles d'après la magnitude absolue. J'ai réuni dans le Tableau 1 les étoiles de la liste de Williams qui se trouvent à plus de 30° du plan galactique, donc dans une région où l'on peut étudier ce phénomène hors de toute influence d'absorption.

Il n'y a pas de différence sensible entre les étoiles brillantes et les étoiles faibles. En outre, les couleurs normales de Stebbins et Huffer déduites d'étoiles plus brillantes que 6<sup>m</sup>,0 et éloignées du cercle galactique de plus de 15° permettraient déjà de conclure à l'absence d'un effet important de magnitude absolue. Dans le Tableau 2, on trouve les couleurs normales relatives à chaque type spectral.

TABLEAU 2  
COULEURS NORMALES DE STEBBINS ET HUFFER

SPECTRE	INDICE DE COULEUR
	<i>m</i>
O	— 0,23
B0	— 0,22
B2	— 0,20
B3	— 0,19
B5	— 0,17

Malgré une différence considérable de température et une différence de 3 à 4 magnitudes dans les magnitudes absolues moyennes, on ne constate qu'une légère différence d'indice de couleur.

Les excès de couleur de Stebbins et Huffer ont été calculés en soustrayant ces couleurs normales des indices de couleur observés. Je représenterai désormais ces excès de couleur par la lettre E.

En considérant la dispersion des excès de couleur E des 55 étoiles du catalogue de Stebbins situées à plus de 30° de latitude, on arrive également à la même conclusion, qu'il n'y a pas d'effet de magnitude

absolue. La déviation moyenne en E ne dépasse guère  $\pm 0^m,025$ .

D'après les erreurs de mesure et les différences d'absorption qui doivent se trouver encore dans cette région, on devait bien s'attendre à obtenir ce chiffre. Il ne reste donc rien qui puisse laisser croire à une variation réelle de l'excès de couleur avec d'autres qualités intrinsèques des étoiles.

Il ne semble pas non plus qu'il y ait d'erreur systématique dépendant de la magnitude apparente. On peut donc tranquillement considérer les excès de couleur E comme mesure exacte de la coloration par la matière interstellaire.

La question du zéro de ces excès de couleur présente une certaine difficulté, car il est probable que les étoiles dont on s'est servi pour déterminer la couleur normale ont été influencées par la coloration interstellaire. Diverses considérations m'ont conduit à estimer que la correction qu'il faut appliquer aux couleurs normales est de  $0^m,045$ . En additionnant ce nombre, qui est très incertain, à tous les E, nous obtenons les vrais excès de couleur E' dont je me servirai dans la suite.

TABLEAU 3

TYPE O,  $m < 7,5$  ET TYPES B0 à B2,  $5,5 < m < 7,5$ .

$\bar{b}$	$\bar{E}'$	$n$	$\bar{r}A$	$\bar{r}$	$\bar{I}$	$n$	$\bar{J}$ (calculée) B A gG—gK
	$m$						
1 <sup>o</sup> ,2	$+ 0,246 \pm 0,010$	(51)	$+ 14,8 \pm 1,0$	780ps	5.40	(56)	
4 <sup>o</sup> ,0	$+ 0,219 \pm 0,014$	(26)	$+ 15,1 \pm 1,6$	790ps	5.62	(28)	
8 <sup>o</sup> ,0	$+ 0,171 \pm 0,013$	(20)	$+ 17,8 \pm 1,9$	940	5.36	(20)	3,7 5,3 5,9
18 <sup>o</sup> ,7	$+ 0,098 \pm 0,008$	(17)	$+ 16,3 \pm 2,6$	860	5.07	(13)	2,5 4,1 5,3

J'ai classé les étoiles en groupes de diverses grandeurs apparentes et classes spectrales ; et, ensuite, les étoiles de chaque groupe ont été rangées d'après la latitude galactique. Ainsi, j'ai obtenu des valeurs moyennes de E' pour diverses distances et latitudes galactiques. Le Tableau 3 montre les résultats obtenus pour le groupe qui comprend toutes les étoiles O et les étoiles B0 à B2 entre les magnitudes 5,5 et 7,5, qui est le groupe le plus éloigné. La distance moyenne des étoiles

dans chaque zone de latitude est déterminée par l'amplitude de l'effet de la rotation galactique différentielle. A cet effet, je me suis servi aussi bien des vitesses des étoiles que des vitesses indiquées par les raies interstellaires. La moyenne pondérée réduite à la distance des étoiles est donnée dans la colonne  $\bar{r}A$ . On a adopté pour  $A$  la valeur  $0,019 \text{ km.sec}^{-1} \text{ parsec}^{-1}$ .

Les distances sont semblables pour les quatre groupes de latitudes. L'excès de couleur moyen à  $19^\circ$  de latitude est bien plus faible que celui des groupes de latitude inférieure ; et cela prouve la forte concentration galactique de la matière interstellaire qui est responsable de la coloration. En rapport avec ceci, il est remarquable que les intensités moyennes des raies interstellaires, qui figurent dans la 5<sup>e</sup> colonne sous  $\bar{J}$ , diminuent si peu selon la latitude : le gaz interstellaire paraît beaucoup moins concentré vers la Galaxie que les particules de poussière interstellaire. J'en parlerai plus loin.

Les autres groupes ont été traités de la même manière ; seulement, les distances moyennes ont été principalement déduites des mouvements propres.

Désignons par  $\bar{z}$  la distance moyenne des étoiles considérées au plan galactique. Pour pouvoir combiner les résultats des différents groupes, j'ai calculé pour chacun d'eux l'absorption différentielle par la couche d'épaisseur  $\bar{z}$  pour les rayons de lumière qui traversent cette couche perpendiculairement. A cet effet, les valeurs moyennes  $\bar{E}'$  ont été multipliées par  $\sin \bar{b}$ . Les valeurs ainsi obtenues ont été combinées avec des poids en groupes de différentes distances  $\bar{z}$ . La figure 1 représente la courbe obtenue en portant en abscisses  $\bar{z}$  et en ordonnées  $\bar{E}' \sin \bar{b}$  ; les demi-longueurs des raies verticales passant par les divers points sont égales aux erreurs probables.

La figure 1 montre que l'absorption augmente jusqu'à une distance de  $\pm 150$  parsecs du plan galactique, et qu'à cette distance elle atteint une valeur d'environ  $0^m,032$  dans l'échelle de couleurs de Stebbins. Entre 150 et 300 parsecs, on ne remarque plus d'absorption. Si nous représentons le coefficient moyen de l'absorption par la formule  $ae^{-h^2z^2}$ , nous trouvons, pour  $h = 0,0091$ , la courbe de la figure, qui donne l'absorption correspondant à cette loi ; on voit qu'on arrive ainsi à une bonne représentation des points observés. La distance moyenne au plan galactique, c'est-à-dire la moyenne de  $z$ , serait de

62 parsecs pour la matière absorbante, c'est-à-dire du même ordre que celle des objets les plus concentrés, comme les étoiles O et B, les Céphéides de longue période, les étoiles C et les amas ouverts <sup>(1)</sup>.

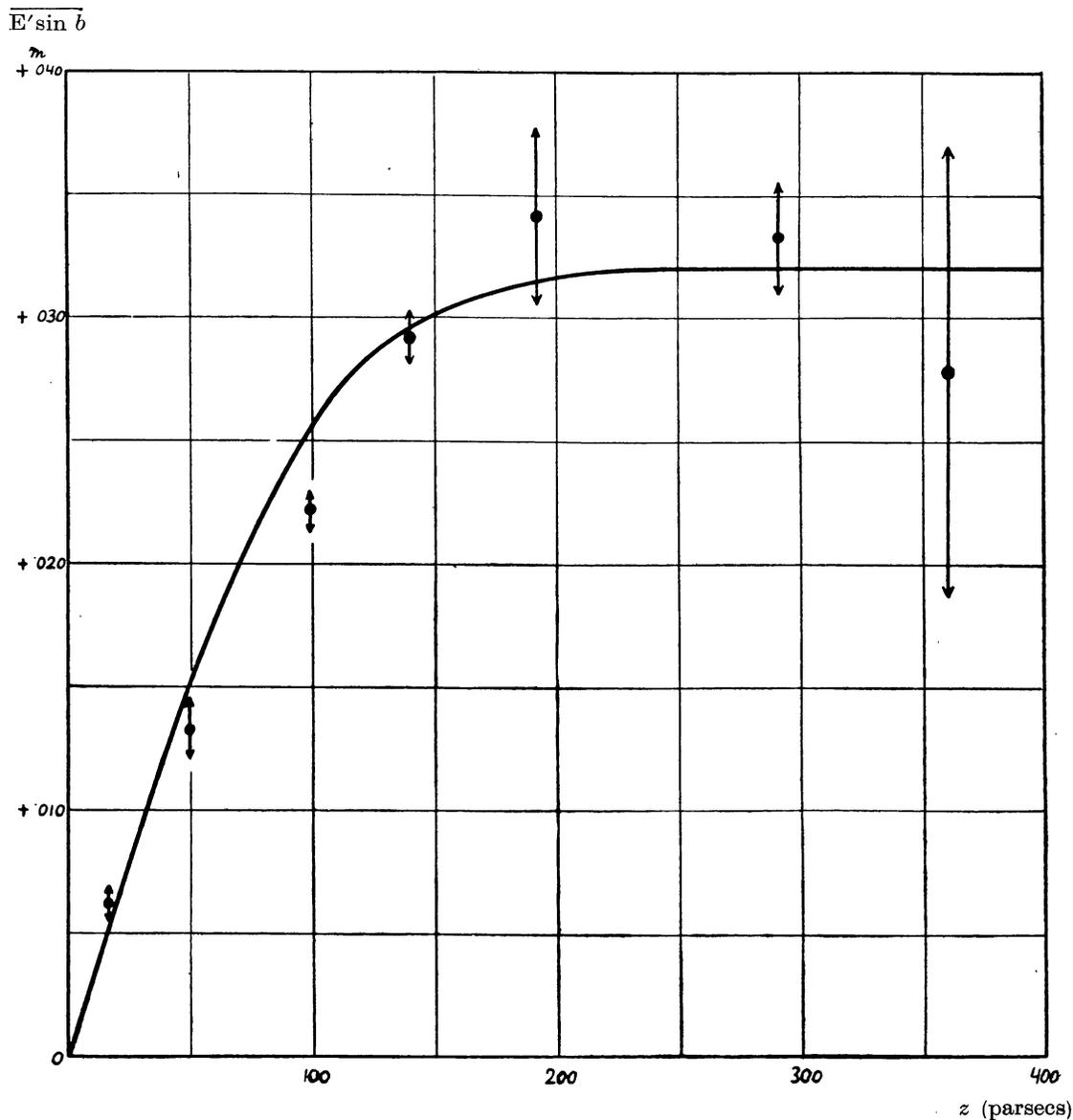


FIG. 1.

Jusqu'à présent, je n'ai rien dit des irrégularités de l'absorption.

<sup>(1)</sup> Si l'on suppose que la matière absorbante forme une couche homogène de demi-épaisseur  $d$ , au lieu d'être répartie suivant la loi de Gauss (comme adopté ci-dessus), on trouve  $d = 100$  parsecs. En 1930, Van de Kamp [23] a également obtenu une valeur pour cette épaisseur, en employant des couleurs d'étoiles B et A dans 4 régions de longitudes presque identiques. Il trouvait des valeurs de  $zd$  variant de 210 à 500 parsecs, la moyenne étant de  $300 \pm 50$  parsecs (loc. cit., tableau 13, références 5a et 5b).

A première vue, il est clair que l'absorption est très irrégulière, au point qu'on se demande s'il y a lieu de s'occuper de l'absorption moyenne. Je crois qu'il faudrait répondre affirmativement à cette question ; je ne vois pour le moment pas d'autre issue pour l'étude de l'influence de l'absorption sur la structure du système stellaire que l'examen de l'absorption moyenne pour des régions assez grandes. Il se trouve que cette moyenne est d'une certaine importance s'il s'agit de régions étendues, ce qui est le cas ici. Les points de la figure 1 se rapportent à l'absorption moyenne dans un cylindre d'environ 800 parsecs de rayon.

D'ailleurs il ne faut pas négliger l'influence des irrégularités de l'absorption sur les phénomènes connexes. Citons un exemple : cette irrégularité pourrait donner l'explication du fait assez remarquable qu'il n'existe qu'une corrélation très faible entre les excès de couleur et l'intensité des raies interstellaires, tandis que ces deux quantités sont en rapport direct avec la distance. La cause de ce fait pourrait être la suivante : pour les étoiles des spectres O à B2 qui ne montrent qu'une dispersion modérée en magnitude absolue, une grande intensité de  $\text{Ca}^+$  indique une grande distance des étoiles ; mais, étant donnée la magnitude apparente, une si grande distance est seulement possible si la lumière de l'étoile n'a subi qu'une légère absorption, et si par conséquent son excès de couleur est faible.

Mais je ne veux pas m'étendre davantage sur ce problème des irrégularités de distribution de la matière absorbante, car cette étude m'éloignerait trop de mon sujet.

Nous venons de constater que l'absorption sélective semble limitée à une couche d'épaisseur 150 parsecs environ de chaque côté du plan galactique. Toutefois, les données relatives aux étoiles B situées à très grande distance du plan galactique sont rares. C'est pourquoi je me suis efforcé d'étudier plus amplement ce problème à l'aide des couleurs des étoiles faibles des « selected areas ». En 1927 déjà, des indices de couleur ont été déterminés par Parkhurst [4] à l'Observatoire Yerkes, dans les selected areas de  $+45^\circ$  de déclinaison et jusqu'à la magnitude 13,5 environ. Dans son article, Parkhurst a déjà attiré l'attention sur la forte différence de couleur moyenne entre les étoiles des aires se trouvant dans la Galaxie et celles en dehors de celle-ci. Il a constaté que les premières étaient de toute 1 magnitude plus rouges qu'il n'avait pensé. N'ayant toutefois pas de spectres à sa

disposition, il n'a pas pu interpréter ce phénomène comme un effet de coloration par la matière interstellaire.

Après la publication par Humason d'un catalogue de spectres dans les *selected areas* [5], j'ai essayé de me servir de ces indices de couleur pour étudier l'absorption sélective. La relation entre la couleur et le spectre a été déterminée au moyen des aires de haute latitude, et l'excès de couleur pour les aires de latitudes inférieures. J'ai fait cette opération séparément pour différentes magnitudes apparentes. La recherche s'est bornée aux étoiles de types B8 à G2 pour éviter autant que possible l'influence des différences de magnitude absolue sur les couleurs. Pour la demi-épaisseur optique de la couche galactique, j'ai trouvé ainsi  $0^m,058 \pm 0^m,015$ . L'incertitude relativement grande de ce résultat est surtout causée par de grandes erreurs de zéro dans le matériel de Parkhurst.

L'année passée, Seares [6] a publié quelques résultats provisoires d'une étude des indices de couleur analogue dans 30 *selected areas*, pour la plupart différentes de celles de Parkhurst. Les données n'ont pas encore été publiées avec des détails suffisants pour déterminer avec certitude l'épaisseur optique. Cependant une estimation grossière conduit à un nombre du même ordre que celui calculé d'après les mesures de Parkhurst. Ces nombres doivent être divisés par environ 2,2 pour être réduits à l'intervalle de longueurs d'onde auquel correspondent les indices de Stebbins. On obtient ainsi  $0^m,027$  pour la demi-épaisseur optique, ce qui confirme l'épaisseur calculée d'après les étoiles B. Les étoiles considérées ici se trouvent à une distance de  $\pm 250$  parsecs du plan galactique.

D'après les données publiées, on ne saurait dire avec certitude s'il y a encore quelque absorption sélective au-dessus de  $z = 300$  parsecs. Les couleurs des amas globulaires indiquent cependant que cette absorption n'est certainement pas grande. Nous savons qu'en 1932 Stebbins [7] d'une part (avec un instrument d'ouverture 252 cm) et Vyssotsky et Emma T. R. Williams [8] d'autre part (avec des instruments d'ouverture inférieure à 7 cm) ont découvert que les amas globulaires sont d'autant plus rouges qu'ils se trouvent plus près du plan galactique. Les données les plus détaillées sont les mesures publiées par Stebbins et Whitford [9], qui portent sur presque tous les amas globulaires au nord de  $-40^\circ$  de déclinaison. Leurs indices de couleur ont été réduits à l'échelle des étoiles B. Après avoir corrigé le zéro

des excès de couleur ainsi obtenus, je trouve  $0^m,052$  pour la demi-épaisseur moyenne de la couche absorbante. Ceci dépasse, il est vrai, l'épaisseur déterminée plus haut. Mais cela ne prouve pas qu'il y ait de la matière sélectivement absorbante hors de la mince couche trouvée auparavant. Car, selon les données des étoiles B, il est certain que le coefficient moyen d'absorption dans le plan galactique est bien plus grand pour la direction du centre galactique que pour les régions dans lesquelles les étoiles B ont été observées. Cela explique probablement la plus grande épaisseur optique de la couche dans la direction des amas globulaires.

Les résultats des amas globulaires seraient une indication quant à l'absence d'absorption sélective hors de cette mince couche, et même jusqu'aux hauteurs de 2000 à 3000 parsecs au-dessus du plan galactique. Toutefois, la conclusion est encore incertaine, et il serait intéressant de voir si elle se trouvera confirmée par les mesures de couleur des nébuleuses extragalactiques, dont Stebbins s'occupe actuellement (voir note à la fin).

En résumé, on a démontré que la poussière sélectivement absorbante est extrêmement concentrée vers le plan galactique ; pour la région examinée, entre  $0^\circ$  et  $180^\circ$  de longitude galactique, la demi-épaisseur de la couche dans laquelle cette absorption est sensible ne dépasse pas 150 parsecs ( $\bar{z} = 62$  parsecs) et la demi-épaisseur optique est d'environ  $0^m,032$  pour l'absorption différentielle entre 4260 et 4770 Å. L'absorption sélective hors de cette couche est probablement négligeable jusqu'à de très grandes distances.

Il me faut placer ici quelques remarques sur la concentration galactique du gaz interstellaire. Comme le montre le Tableau 3, cette concentration est inférieure à celle de la matière colorante et à celle des étoiles fort concentrées vers le plan galactique. Les intensités moyennes des raies K interstellaires ont été calculées d'après les données de l'Observatoire de Victoria [10] et se rapportent aux mêmes étoiles pour lesquelles les distances moyennes ont été calculées. Les dernières colonnes du Tableau montrent pour les groupes de latitude élevée quelle devrait être l'intensité moyenne de  $\text{Ca}^+$  pour les étoiles à ces distances, si le gaz de  $\text{Ca}^+$  était réparti perpendiculairement au plan galactique comme le sont respectivement les étoiles B ou A ou les géantes G et K. On remarque que le gaz est certainement moins concentré que les étoiles B et probablement

moins que les étoiles A. Les données ne se prêtent pas très bien à la détermination de la concentration galactique, parce que les étoiles pour lesquelles on a observé les raies de  $\text{Ca}^+$  interstellaire se trouvent trop près du plan galactique.

Cependant, il y a quelques étoiles B exceptionnelles qui ont de grandes vitesses et qui se trouvent à de grandes distances du plan galactique <sup>(1)</sup>. E. G. Williams [11] a fait des mesures précises de l'absorption totale de la raie K interstellaire pour 5 de ces étoiles situées à plus de  $30^\circ$  de latitude. A l'aide des magnitudes absolues publiées par Williams [3], on trouve que ces 5 étoiles se trouvent à une distance moyenne de 570 parsecs ; l'absorption totale moyenne est 11,1 <sup>(2)</sup> dans l'échelle de Williams. Les données ont été réunies dans le Tableau 4. Dans la dernière colonne, on a réduit les absorptions totales à une même distance (de 740 parsecs) en les multipliant par  $740/r_w$ .

TABLEAU 4

ABSORPTION TOTALE DE LA RAIE INTERSTELLAIRE  
POUR DES ÉTOILES DE HAUTE LATITUDE.

H. D.	SPECTRE	$b$	$r_w$	$K_w$	$K_{\text{réd.}}$
89688	B4nn	+ $47^\circ$	631	7,7	9,0
91336	B1s	+ 54	759	11,7(?)	11,3(?)
100600	B4n	+ 70	479	6,2	9,5
149881	B0ns	+ 35	1380	21,4	11,6
212571	B2nn	- 46	436	8,4	14,3
moyenne		$\pm 50$	740	11,1	11,1

Si la répartition du gaz était semblable à celle des étoiles B, nous ne nous serions attendus qu'à une absorption totale moyenne  $\overline{K}_w$  de 1,5 pour les cinq étoiles observées ; avec une répartition comme celle

<sup>(1)</sup> Dans le Tableau 3, on n'a pas tenu compte de ces étoiles, à cause de leurs grandes vitesses résiduelles.

<sup>(2)</sup> Si nous excluons la deuxième étoile,  $\rho$  Leonis, pour laquelle Williams semble avoir inclus une raie de  $\text{Ca}^+$  stellaire, les chiffres se trouvent être respectivement  $\bar{z} = 550$  parsecs et  $\overline{K}_w = 10,9$ , donc pratiquement identiques.

des étoiles A,  $\bar{K}_w$  aurait été 5,2, et avec une répartition comme celle des géantes G et K, 11,0.

De même que dans les étoiles O et B, les raies  $\text{Ca}^+$  interstellaires peuvent être observées dans les novae. Parmi celles-ci, il y en a deux, Nova Geminorum 1912 et Nova Cygni 1920, qui se trouvent à une grande distance du plan galactique. Dans toutes deux, on a observé une forte raie K interstellaire d'intensité moyenne 9,2 dans l'échelle de Plaskett et Pearce. En calculant, pour ces étoiles aussi, l'intensité moyenne, si la concentration galactique du gaz était la même que celle des étoiles B, des étoiles A et des géantes G et K, nous trouvons respectivement  $\bar{I} = 1,5, 4,3$  et  $7,5$ . Ces calculs ont été basés sur une distance supposée de 2150 parsecs ( $\bar{z} = 500$  ps) ; à une distance supposée de 4300 parsecs ( $\bar{z} = 1000$  ps) les résultats sont respectivement  $\bar{I} = 1,6, 4,5$  et  $8,9$ . Ici, comme pour les étoiles B, à haute latitude, nous voyons que les intensités des raies  $\text{Ca}^+$  sont si grandes qu'elles ne s'accordent pas avec une répartition de densité analogue à celle des étoiles B ou A. La concentration galactique du gaz  $\text{Ca}^+$  ne semble pas plus forte que celle des géantes de type spectral avancé.

Sous ce rapport, il est intéressant de remarquer que Mayall [12] a découvert à l'Observatoire de Lick une raie galactique interstellaire dans le centre de la spirale N. G. C. 4151 qui se trouve tout près du pôle de la Voie Lactée. Cela n'eût point été possible si l'épaisseur optique de la couche  $\text{Ca}^+$  n'était pas très grande.

On se serait attendu sans doute à d'autres résultats. Si le gaz formait une masse assez homogène et en équilibre, il devrait montrer une concentration galactique du même ordre que celle des étoiles B, car la vitesse moyenne des ions correspondant aux conditions de radiation dans l'espace interstellaire ne dépasse guère 4 km/sec. En ce cas, une concentration bien plus faible pourrait seulement se présenter si la pression de radiation sur les ions  $\text{Ca}^+$  éliminait une grande partie de la gravitation.

Admettons que cela n'ait pas lieu ; alors la seule conclusion possible est qu'il doit y avoir des sortes de courants de convection locaux qui portent le gaz jusqu'à de grandes distances du plan galactique. La vitesse de ces courants devrait être assez grande pour correspondre à des vitesses résiduelles du même ordre que celles des

étoiles géantes de types G et K, donc d'environ 15 km/sec pour la coordonnée  $z$ .

La conclusion est quelque peu surprenante. On se demande comment ces forts courants internes se sont produits et comment ils se conservent.

On pourrait peut-être imaginer que la faible concentration du gaz n'existe qu'en apparence, celle-ci étant causée par le fait qu'aux grandes distances  $z$  du plan galactique une température effective plus basse augmenterait le nombre relatif des ions  $\text{Ca}^+$ ; un calcul approximatif montre toutefois que cette influence ne peut être que minime. Eddington a avancé l'hypothèse que les raies  $\text{Ca}^+$  interstellaires sont fort sursaturées [13]; cela pourrait aussi expliquer l'absence apparente de concentration galactique. Il semble pourtant peu probable que la solution du problème puisse être trouvée dans cette direction, et il faut accepter provisoirement la conclusion que je viens de mentionner.

D'ailleurs, dans plusieurs cas, les observations de vitesses interstellaires ont fourni la preuve évidente de l'existence de vitesses résiduelles dans le gaz  $\text{Ca}^+$ .

La vive antithèse entre la concentration galactique du gaz d'une part et celle de la poussière interstellaire d'autre part prouve clairement qu'il n'y a pas de relation directe entre ces deux sortes de matière interstellaire.

\* \* \*

Je vais donner maintenant un aperçu de la deuxième partie de mes recherches, celle qui se rapporte à la répartition de la densité dans le système galactique. Dans une publication antérieure [14], j'avais étudié la variation avec la longitude galactique des dénombrements d'étoiles à des latitudes supérieures à  $20^\circ$ , et j'en avais déduit certaines données sur la répartition de la densité dans le grand système stellaire. Je m'étais efforcé surtout de déterminer la proportion dans laquelle la densité diminue à mesure que la distance au centre augmente. Ce n'était qu'une première approximation, car j'avais supposé l'absorption négligeable à ces hautes latitudes. La publication de l'excellente étude de Hubble [15] sur les dénombrements des nébuleuses faibles semblait offrir un moyen de surmonter

l'obstacle causé par l'absorption, du moins pour les régions situées en dehors de la Voie Lactée. Les dénombrements des nébuleuses donnent une mesure directe de l'absorption subie dans le système galactique par la lumière venant des nébuleuses. Hubble trouve que la demi-épaisseur optique de la couche absorbante est  $0^m,25$ . Dans cette détermination, Hubble a exclu quelques régions où il ne se trouve point de nébuleuses. Une nouvelle détermination qui comprend toutes les régions, excepté la région voisine du centre où l'absorption est extraordinairement grande, donne  $0^m,28$  pour la demi-épaisseur. L'absorption moyenne à une latitude  $b$  est ainsi  $0^m,28 / \sin b$ .

Admettons que cette absorption ait lieu à faible distance du plan galactique ; nous connaissons alors l'absorption subie par la lumière des étoiles faibles se trouvant dans la direction des nébuleuses. Les dénombrements d'étoiles nous permettraient ainsi de déduire des conclusions sûres concernant la densité des étoiles aux hautes latitudes, jusqu'à environ  $10^\circ$  de la Voie Lactée. Au premier abord, cette hypothèse paraît très raisonnable, mais elle conduit à des résultats si surprenants, pour la distribution de la densité stellaire, qu'il nous faut absolument rechercher à quel point l'hypothèse faite peut être vérifiée directement.

Nous savons, par l'étude des couleurs des étoiles B, qu'au moins une partie de l'absorption a lieu dans une très mince couche galactique. Quelle est la grandeur de cette partie ?

Pour répondre à cette question, il nous faut connaître le facteur par lequel nous devons multiplier l'absorption différentielle entre les longueurs d'onde de Stebbins et Huffer pour trouver l'absorption photographique totale.

Il y a cinq manières différentes d'estimer ce facteur, que nous désignerons par  $f$  :

1° en comparant le coefficient moyen de l'absorption photographique dans le plan galactique au coefficient moyen de l'absorption sélective ;

2° par la théorie ;

3° par l'investigation spectrophotométrique des étoiles colorées par la matière interstellaire ;

4° en comparant l'absorption photographique totale à l'absorption sélective dans les nébuleuses obscures ;

5° en comparant la couleur de la lumière diffusée par les

nébuleuses brillantes à celle des étoiles qui éclairent ces nébuleuses.

Je ne dispose pas du temps nécessaire pour discuter en détail les calculs qui ont été faits. Je me bornerai à rapporter succinctement les résultats les plus importants.

1° La première manière est la plus directe. Les couleurs des étoiles B dont j'ai parlé permettent de déterminer le coefficient de l'absorption sélective dans le plan galactique,  $c_{4770/4260}$ , en magnitudes par 1000 parsecs. Pour les étoiles faibles O à B2, qui se trouvent à une distance moyenne de 800 parsecs, on obtient  $c_{4770/4260} = 0^m,329$ . Pour les autres groupes de basses latitudes, on obtient la valeur  $0^m,318$ . Ces derniers groupes se trouvent à une distance moyenne de 300 parsecs ; nous en concluons que l'absorption dans l'entourage immédiat du Soleil est aussi forte qu'à de plus grandes distances. J'adopterai dans la suite  $0^m,325$  comme coefficient moyen de l'absorption dans le demi-cercle de 800 parsecs compris entre  $0^\circ$  et  $180^\circ$  de longitude. Cela concorde avec la valeur moyenne  $0^m,29$  trouvée par Stebbins et Huffer. On a fait d'autres déterminations du coefficient d'absorption sélective, mais elles concernent des régions plus limitées du système galactique, et reposent souvent sur des distances très incertaines. Il reste à déterminer le coefficient d'absorption photographique totale. La seule détermination plus ou moins digne de foi semble être celle qui peut être déduite des Céphéides faibles à l'aide des vitesses radiales de Joy et des effets de la rotation différentielle. Joy a trouvé la valeur  $0^m,85$  [16]. Si nous prenons  $A = 0,019 \text{ km} \cdot \text{sec}^{-1} \cdot \text{parsec}^{-1}$  au lieu de 0,0155, et, si nous apportons une légère correction provisoire aux magnitudes absolues des Céphéides, nous trouverons  $1^m,3$  comme coefficient d'absorption réduit à  $z = 0$ .

Pour le facteur  $f$ , nous trouvons ainsi  $1,3/0,325 = 4,0 \pm 0,7$ . L'incertitude la plus importante de cette détermination provient de ce que l'absorption calculée pour les Céphéides concerne un domaine dont le diamètre est environ 3 fois plus grand que le domaine des étoiles B. On pourra donner de  $f$  une détermination plus directe quand on connaîtra les excès de couleur des Céphéides elles-mêmes. Le Dr Oosterhoff, de Leyde, s'occupe actuellement à réduire les clichés qu'il a pris à cet effet à l'Observatoire du Mont Wilson. Je ne serais pas étonné que sa détermination directe de  $f$  différât sensiblement de la valeur mentionnée.

Des estimations faites au moyen d'étoiles B, dont je ne m'occuperai pas ici, indiquent une valeur plus grande pour  $f$ .

2° La théorie de Rayleigh sur la diffusion de la lumière nous permet de calculer une valeur minimum de  $f$ . On trouve ainsi  $f_{\min} = 2,4$ .

3° Une détermination plus correcte se déduit des résultats de la spectrophotométrie des étoiles B colorées, comme ceux obtenus par Trumpler [17] pour deux amas, et entre autres par Struve, Keenan et Hynek [18], par Jessie Rudnick [19] et par Hall [20] pour quelques étoiles spéciales. Ces recherches indiquent que, dans la région observée, l'absorption augmente à peu près en raison inverse de la première puissance de la longueur d'onde, et non pas selon la quatrième puissance, comme dans la loi de Rayleigh. Comme il est possible que, dans le cas de ces étoiles spéciales, il s'agisse d'absorption par des nébuleuses locales, plutôt que de l'absorption générale, je ne considère provisoirement que les mesures de Trumpler d'une part, et d'autre part une liste d'excellentes déterminations de couleurs dans le rouge, publiée par Hall [20]. Ces mesures, combinées avec les excès de couleur de Stebbins, permettent également d'établir une détermination de  $f_{\min}$ . Les mesures de Trumpler s'étendent de 3400 à 6300 Å, tandis que Hall atteint 8000 Å. Si nous faisons l'extrapolation des courbes qui donnent le rapport entre l'absorption et la longueur d'onde vers les plus grandes longueurs d'onde à l'aide de la formule de Rayleigh, les données de Trumpler conduisent à  $f_{\min} = 5,2$ , tandis que celles de Hall mènent à la valeur 5,8.

4° et 5° On peut également déterminer  $f$  au moyen de nébuleuses obscures ou de nébuleuses brillantes. Je ne pense pas m'étendre ici sur les observations et je me contenterai de rapporter que les valeurs de  $f$  trouvées pour les deux catégories sont assez grandes, c'est-à-dire de 10 à 12.

Comme les résultats des Céphéides ne nous permettent pas d'admettre une valeur de  $f$  plus grande que 6, il semble qu'il y ait une différence réelle entre le facteur pour les nébuleuses concentrées et celui pour l'espace interstellaire en général.

Que devient l'épaisseur optique de la couche absorbante trouvée au moyen des étoiles B ? Pour répondre à cette question, il faut multiplier par  $f$  l'absorption sélective de  $0^m,032$ . Admettons que  $f$  soit égal à 5,5 ; nous obtenons pour la demi-épaisseur photographique  $0^m,18$ . C'est donc moins que l'épaisseur optique résultant des dénom-

brements des nébuleuses par Hubble. Cependant, la différence est moins grande qu'il ne semble. Car il faut tenir compte du caractère irrégulier de l'absorption. C'est pourquoi la valeur moyenne trouvée au moyen d'objets choisis sera toujours plus petite que la valeur trouvée dans des régions régulièrement réparties, comme chez Hubble. Je n'ai pas calculé l'effet dû à cette circonstance, mais il sera probablement petit ; il reste donc une différence entre l'épaisseur optique trouvée par Hubble et celle trouvée par l'étude des étoiles B. Cela indique que l'absorption a encore lieu à des distances du plan galactique plus grandes que celles des étoiles B ; probablement cette absorption additionnelle n'est-elle pas sélective. Il va sans dire qu'on ignore la distance de cette matière absorbante ; il faut donc tenir compte de la possibilité qu'elle se trouve au-delà des étoiles faibles. Pour plus de sécurité, j'admettrai, au cours des recherches suivantes, que nous avons affaire à une couche absorbante dont la demi-épaisseur n'est pas inférieure à  $0^m,14$  et atteint probablement  $0^m,28$ . Nous allons baser nos calculs sur ces deux valeurs.

Prenons le cas fort simple d'une Galaxie hypothétique dont les couches de même densité seraient des plans parallèles au plan galactique. Par une simple considération géométrique, on peut alors calculer les résultats des dénombrements des étoiles à une latitude quelconque au moyen des dénombrements d'étoiles près du pôle galactique.

Représentons par  $A(m, b)$  le nombre des étoiles de magnitude  $m$  et de latitude  $b$ , par degré carré ; nous trouvons :

$$A(m, b) = \frac{1}{\sin^3 b} A[(m + 5 \log \sin b - \Delta_{\text{abs.}}), 90^\circ].$$

Dans cette formule,  $\Delta_{\text{abs.}}$  représente la différence d'absorption entre la latitude  $b$  et le pôle galactique <sup>(1)</sup>. Par exemple, on a, pour  $b = 15^\circ$  et pour une couche absorbante de demi-épaisseur optique  $0^m,28$  :

$$A(m, b) = 57,7 A[(m - 3,74), 90^\circ].$$

Une comparaison entre les nombres  $A_{\text{calc.}}$  ainsi obtenus et les

---

(1) Cette formule ne peut s'appliquer strictement que si l'absorption se passe entièrement devant les étoiles. Dans la suite, j'ai apporté ici et là quelques corrections en tenant compte du fait qu'une petite partie des étoiles brillantes ne se trouve pas entièrement en dehors de la couche absorbante.

nombres d'étoiles observés  $A_{\text{obs.}}$  donne une idée de la mesure dans laquelle les couches d'égale densité s'écartent de plans parallèles. On peut ensuite en déduire aisément la variation véritable de la densité.

Je commence par faire cette comparaison pour des régions à  $90^\circ$  de longitude du centre de la Galaxie. On s'attendrait à ce que dans ces directions les couches d'égale densité soient à peu près des plans parallèles, tout en manifestant une légère diminution de la densité à de très grandes distances, de sorte que  $A_{\text{obs.}}$  deviendrait plus petit que  $A_{\text{calc.}}$  Mais le Tableau 5 montre des résultats complètement différents.

Les comparaisons ont été faites pour quatre latitudes galactiques ( $10^\circ$ ,  $15^\circ$ ,  $25^\circ$  et  $40^\circ$ ), et pour les magnitudes qui figurent dans la 2<sup>me</sup> colonne. Les calculs ont été basés sur deux hypothèses différentes concernant l'absorption : d'abord, l'hypothèse que toute la couche de demi-épaisseur optique  $0^m,28$  qui est déduite des dénombrements de nébuleuses se trouve devant les étoiles ; les résultats se trouvent dans les colonnes 3 à 6. En second lieu, des calculs ont été basés sur l'hypothèse que seule la moitié de cette absorption se fait devant les étoiles (donc dans une couche de demi-épaisseur  $0^m,14$ ) ; ces résultats se trouvent dans les deux dernières colonnes. Les nombres  $m_{90^\circ}$  des 3<sup>me</sup> et 7<sup>me</sup> colonnes donnent les magnitudes ( $m + 5 \log \sin b - \Delta_{\text{abs.}}$ ) pour lesquelles, selon la formule précédemment donnée, il faut prendre les valeurs de  $A(m)$  à  $90^\circ$  latitude. Ces courbes  $A(m, 90^\circ)$  ont été construites au moyen des dénombrements d'étoiles publiés par van Rhijn <sup>(1)</sup> [21] ; les valeurs de  $\log A(m, b)$  dérivées de ces courbes sont données dans la 4<sup>me</sup> colonne (calc.). Les valeurs de  $\log A(m, b)_{\text{obs.}}$  dans la 5<sup>me</sup> colonne ont été déterminées en formant les moyennes pour les intervalles de  $15^\circ$  à  $105^\circ$  et de  $195^\circ$  à  $285^\circ$  <sup>(2)</sup> de longitude. Dans la 6<sup>me</sup> et dans la dernière colonne, on trouve sous  $o - c$  les différences entre  $\log A_{\text{obs.}}$  et  $\log A_{\text{calc.}}$

<sup>(1)</sup> Pour les étoiles brillantes ( $m \leq 11$ ), les dénombrements sont basés sur les grandeurs visuelles. D'après des résultats récents, il semble que les indices de couleur employés par van Rhijn soient trop rouges. C'est la raison pour laquelle j'y ai apporté une correction.

<sup>(2)</sup> On a pris la moyenne des valeurs de  $\log N_m$  d'après le Tableau 10 de van Rhijn [21], pour les latitudes positives et aussi pour les latitudes négatives. Ces moyennes se rapportent aux nombres d'étoiles plus brillantes qu'une magnitude limite donnée. On en a déduit les valeurs de  $A(m)$  (c'est-à-dire des nombres d'étoiles entre  $m - 1/2$  et  $m + 1/2$ ).

TABLEAU 5

COMPARAISON DES DÉNOMBREMENTS D'ÉTOILES  
AUX NOMBRES CALCULÉS DANS L'HYPOTHÈSE DE COUCHES PLAN-PARALLÈLES  
(longitudes à 90° de la longitude du centre du système galactique)

		DEMI-ÉPAISSEUR DE LA COUCHE ABSORBANTE					
		A/2 = 0 <sup>m</sup> ,28			A/2 = 0 <sup>m</sup> ,14		
b	m	m <sub>90°</sub>	log A(m, b)			m <sub>90°</sub>	log A(m, b) o — c
			calc.	obs. (1)	o — c		
± 10°	12,5	7,37	1,68	1,90	+ 0,22	8,04	— 0,01
	14,5	9,37	2,44	2,68	+ 0,24	10,04	— 0,01
	16,5	11,37	3,11	3,42	+ 0,31	12,04	+ 0,11
	17,5	12,37	3,41	3,77	+ 0,36	13,04	+ 0,18
± 15°	12,5	8,71	1,66	1,82	+ 0,16	9,14	0,00
	14,5	10,71	2,38	2,57	+ 0,19	11,14	+ 0,05
	16,5	12,71	2,98	3,27	+ 0,29	13,14	+ 0,17
	17,5	13,71	3,24	3,61	+ 0,37	14,14	+ 0,26
± 25°	12,5	10,25	1,59	1,64	+ 0,05	10,44	— 0,01
	14,5	12,25	2,22	2,30	+ 0,08	12,44	+ 0,03
	16,5	14,25	2,73	2,91	+ 0,18	14,44	+ 0,13
	17,5	15,25	2,98	3,20	+ 0,22	15,44	+ 0,18
± 40°	12,5	11,38	1,41	1,42	+ 0,01	11,46	— 0,01
	14,5	13,38	1,97	2,04	+ 0,07	13,46	+ 0,05
	16,5	15,38	2,47	2,59	+ 0,12	15,46	+ 0,10
	17,5	16,38	2,68	2,81	+ 0,13	16,46	+ 0,11

En portant d'abord notre attention sur les nombres de la 6<sup>me</sup> colonne, nous remarquons la présence de grands résidus systématiques. Partout les nombres observés sont plus grands que les nombres calculés, alors qu'on s'attendait plutôt à trouver les nombres observés légèrement inférieurs. Dans les groupes de 10° et 15° de

(1) Les nombres « observés » pour  $b = \pm 40^\circ$ , dérivés du Tableau 6 de van Rhijn sont des moyennes de toutes les longitudes.

latitude, les nombres observés pour les étoiles de  $16^m,5$  et  $17^m,5$  valent plus de 2 fois les nombres calculés. Aux latitudes plus hautes, les différences sont moins prononcées, mais encore considérables pour les étoiles faibles.

On en conclurait que les couches de même densité ne seraient pas plan-parallèles, mais s'élèveraient des deux côtés du Soleil ; loin d'être entouré par un système local, le Soleil se trouverait dans une région de densité moindre entourée de presque tous les côtés par des régions d'une densité plus grande. Les résultats pour les autres quadrants de longitudes seront exposés dans la suite.

Voilà un résultat surprenant et un peu révolutionnaire. Je m'y étais toutefois attendu dès mes premières recherches sur la structure de la Galaxie d'après les dénombrements d'étoiles faits hors de la Voie Lactée (*loc. cit* [14], p. 274) ; mais comme alors nous ne savions rien de la répartition de la matière absorbante, il restait la possibilité que cette matière se trouvât pour la plus grande partie au-delà des étoiles observées. Cela amènerait à conclure que la matière absorbante doit se trouver à des distances énormes, de 500 à 1000 parsecs du plan galactique.

Après la publication des dénombrements de nébuleuses de Hubble, des recherches plus exactes devinrent possibles, aussi ai-je repris ce problème en collaboration avec M. Veldt. Après les calculs de M. Veldt, qui appliquait la méthode plus indirecte employée autrefois, les mêmes difficultés sont apparues, avec une netteté plus grande qu'auparavant. Les calculs présentés ici confirment entièrement ces résultats et démontrent que le phénomène apparaît à toutes les latitudes entre  $10^\circ$  et  $40^\circ$ .

On voit dans la dernière colonne du Tableau 5 que, pour les étoiles faibles, le phénomène reste évident, même si l'on admet que l'épaisseur optique de la couche absorbante située entre nous et les étoiles n'est que la moitié de celle qui se trouve entre nous et les spirales, ce qui est le minimum que l'on doive admettre. Pour  $m = 17,5$ , le nombre des étoiles observées entre  $10^\circ$  et  $25^\circ$  de latitude dépasse en moyenne de 60 % le nombre calculé.

Aussi n'y a-t-il plus de raison de voir dans ce phénomène un indice qu'une grande partie de la matière absorbante se trouve à de très grandes distances du plan galactique.

Comme on le voit dans le Tableau 6, le phénomène se présente à

peu près de la même manière dans chacun des quatre octants  $15^{\circ}$ - $105^{\circ}$ ,  $195^{\circ}$ - $285^{\circ}$  et respectivement au nord et au sud du plan galactique.

TABLEAU 6

VALEURS DE  $[\log A(m)_{\text{obs.}} - \log A(m)_{\text{calc.}}]$  POUR LES QUADRANTS  
DONT LES CENTRES SONT A  $90^{\circ}$  DU CENTRE DU SYSTÈME GALACTIQUE  
(LATITUDE  $\pm 15^{\circ}$ )

$l$	$15^{\circ}$ à $105^{\circ}$		$195^{\circ}$ à $285^{\circ}$	
$b$	$+ 15^{\circ}$	$- 15^{\circ}$	$+ 15^{\circ}$	$- 15^{\circ}$
absorption ( $15^{\circ} - 90^{\circ}$ )	$1^m,15$	$0^m,77$	$0^m,50$	$0^m,52$
$m = 12,5$	$+ 0,16$	$+ 0,10$	$+ 0,10$	$+ 0,06$
$m = 14,5$	$+ 0,15$	$+ 0,09$	$+ 0,13$	$+ 0,16$
$m = 16,5$	$+ 0,27$	$+ 0,19$	$+ 0,23$	$+ 0,34$
$m = 17,5$	$+ 0,28$	$+ 0,31$	$+ 0,24$	$+ 0,47$

L'absorption a été évaluée séparément pour chacune des quatre régions d'après les dénombrements de nébuleuses de Hubble. Les différences de l'absorption entre ces régions et le pôle galactique ont été données en tête du Tableau ; la détermination est très incertaine pour les deux dernières colonnes. Pour rendre autant que possible les résultats des différentes régions indépendants les uns des autres, les calculs pour  $b = + 15^{\circ}$  ont été faits à l'aide des dénombrements d'étoiles dans les 26 selected areas situées à moins de  $40^{\circ}$  du pôle nord de la Galaxie (réduits au pôle), tandis que les calculs pour  $b = - 15^{\circ}$  ont été faits à l'aide des dénombrements d'étoiles de 10 aires voisines du pôle sud de la Galaxie <sup>(1)</sup>. Les résultats des deux régions polaires concordent de manière satisfaisante. Dans les quatre cas, les nombres observés d'étoiles faibles sont environ 2 fois plus grands que les nombres calculés.

On est enclin à se demander si une erreur quelconque pourrait

<sup>(1)</sup> On s'est toujours servi exclusivement des aires observées au Mont Wilson.

avoir produit l'apparence de ce phénomène. Les calculs sont faits de telle sorte que, sauf en ce qui concerne l'absorption, ils ne reposent sur aucune hypothèse. Les seules erreurs qui puissent intervenir sont des erreurs sur les magnitudes. Le système de magnitudes employé est celui de Seares [22] pour les régions polaires ainsi que pour toutes les autres régions nord de  $-20^\circ$  de déclinaison ; il est certainement digne de foi.

L'accord remarquable des dénombrements d'étoiles dans les aires des deux régions polaires prouve que les échelles et les zéros des différentes selected areas concordent très bien. Par suite on peut s'attendre à ce qu'ils correspondent aussi à la séquence polaire nord. Ainsi, il n'est donc pas question d'une différence systématique importante entre les magnitudes des régions polaires et celles des régions de latitudes plus basses. Une erreur dans l'échelle commune à toutes les aires, donc une erreur dans l'échelle de la séquence polaire nord, est à peine concevable, surtout si l'on se rappelle que quatre observatoires ont déterminé cette échelle jusqu'à la 16<sup>me</sup> magnitude.

Même dans le cas d'une couche absorbante de  $0^m,14$  de demi-épaisseur, il faudrait, pour expliquer les différences trouvées, admettre dans l'échelle entre  $12^m,5$  et  $17^m,5$  la présence d'une erreur de 20 à 30 %. La vraie magnitude correspondant à  $17^m,0$  dans l'échelle internationale devrait être alors d'environ  $18^m,0$ .

D'autre part, si l'on suppose que des différences réelles de densité sont à la base du phénomène, on se heurte également à de grandes difficultés. Dans cette recherche-ci, il s'agit surtout d'étoiles très éloignées du plan galactique, qui ont probablement de grandes vitesses résiduelles. On s'attendrait à ce que les étoiles de cette sorte fussent distribuées plus ou moins régulièrement dans la Galaxie. Si toutefois le système galactique avait une structure de spirale, on ne s'attendrait pas à ce qu'elle se révélât de cette manière et dans cette catégorie d'étoiles. Il faut donc toujours envisager l'éventualité d'une autre solution, même si celle-ci paraissait invraisemblable à première vue.

Quelle image pouvons-nous nous faire en interprétant les effets observés comme des différences de densité ? Nous concluons que, à des distances de 1000 à 3000 parsecs, et pour chaque valeur de  $z$ , la densité dans une bande perpendiculaire à la direction du centre de la

Galaxie est environ 2 fois plus grande que celle dans le voisinage du Soleil <sup>(1)</sup>.

Comme on le voit dans le Tableau 7, l'augmentation de la densité dans le quadrant entourant le centre galactique doit être plus grande encore ; mais le résultat en est encore relativement incertain, vu que l'absorption est mal connue. Par contre, dans le quadrant opposé au centre, la densité semble diminuer un peu, tout au moins au début.

TABLEAU 7

VALEURS DE  $[\log A(m)_{\text{obs.}} - \log A(m)_{\text{calc.}}]$  POUR LES QUADRANTS  
CENTRÉS SUR L'ANTI-CENTRE ET LE CENTRE DU SYSTÈME GALACTIQUE  
(LATITUDE  $\pm 15^\circ$ .)

$l$	105° à 195° (anti-centre)		285° à 15° (centre)	
	+ 15°	- 15°	+ 15°	- 15°
absorption (15° — 90°)	0 <sup>m</sup> ,68	0 <sup>m</sup> ,87	2 <sup>m</sup> ,02	1 <sup>m</sup> ,37
$m = 12,5$	- 0,07	- 0,14	+ 0,41	+ 0,47
$m = 14,5$	- 0,02	- 0,18	+ 0,59	+ 0,59
$m = 16,5$	0,00	- 0,05	+ 0,79	+ 0,63
$m = 17,5$	- 0,09	+ 0,05	+ 0,85	+ 0,70

Des mesures récentes de couleurs de nébuleuses extragalactiques par Stebbins et Whitford [24] indiquent que l'absorption sélective dans les hautes latitudes est très légère. Elles confirment que cette absorption est limitée exclusivement à une mince couche galactique. Pour l'épaisseur optique de cette couche, les auteurs trouvent une valeur un peu inférieure à celle obtenue dans la communication ci-dessus, à l'aide des couleurs des étoiles O à B2 plus faibles que 5<sup>m</sup>,5 et des couleurs des étoiles faibles dans les selected areas. Une partie de la différence pourra s'expliquer peut-être par le fait que ces données

<sup>(1)</sup> On attribue ici à la couche absorbante une demi-épaisseur optique de 0<sup>m</sup>.28,

se rapportent à des régions différant quelque peu de celles considérées dans l'étude de Stebbins et Whitford.

Le but des déductions données était de fournir une image de la répartition moyenne pour une vaste région de rayon 800 parsecs environ autour du Soleil. Il va sans dire que la signification de ces moyennes est très limitée ; dans la région étudiée la répartition est sans doute fort irrégulière. Il se peut fort bien que, comme l'ont suggéré Stebbins et Whitford, le Soleil se trouve incidemment dans une région où l'absorption est légère ; dans ce cas la correction de  $+0^m,045$  que j'ai apportée au zéro des couleurs de Stebbins et Huffer, devrait être un peu réduite.

Il est bon de faire remarquer encore une fois que les conclusions concernant la répartition de la densité des étoiles sont en majeure partie indépendantes des résultats obtenus pour la distribution moyenne de la matière diffusante ; les calculs dans les tableaux 6 et 7 ont été faits autant que possible au moyen de valeurs d'absorption dérivées directement des dénombrements de nébuleuses dans les régions mêmes auxquelles se rapportent les dénombrements des étoiles. On n'a fait usage des excès de couleur que dans la mesure où c'était nécessaire pour démontrer qu'une grande partie de l'absorption observée a lieu au devant des étoiles.

### Discussion (Résumé).

MINEUR. — La formule fournissant  $A(m, b)$  est-elle indépendante de la distribution des magnitudes absolues ?

OORT. — Oui.

LINDBLAD. — L'effet de l'absorption sur  $A(m, b)$  ne doit-il pas dépendre de la répartition de la matière interstellaire en fonction de la distance au plan galactique ?

OORT. — Ceci a très peu d'influence, presque toute la matière se trouvant en avant des étoiles.

LINDBLAD. — Avez-vous essayé de reprendre ces recherches en classant les étoiles par types spectraux ?

OORT. — Pour les étoiles de 16<sup>e</sup> ou 17<sup>e</sup> magnitude, on ne dispose pas de types spectraux.

SCHALÉN. — De l'exposé de Mr. Oort, on peut déduire que le facteur  $F$  par lequel il faudrait multiplier l'absorption différentielle de

Stebbins pour la réduire à l'absorption photographique de Hubble, devrait être de l'ordre de 10. La valeur de  $F$  dépend de la constitution de la matière interstellaire. Si la couche absorbante consiste en particules absorbantes d'un diamètre de l'ordre de 100  $\mu$ , il est tout à fait possible, comme le montrent les calculs basés sur la théorie de Mie, que  $F$  atteigne la valeur 10 ou même des valeurs encore plus grandes. En tous cas, l'incertitude sur  $F$  est, comme l'a aussi constaté Mr. Oort, probablement très grande.

OORT. — Une valeur de  $F$  de l'ordre de 10 est incompatible avec les résultats de Joy sur les Céphéides.

MINEUR. — Il me semble qu'il y a une différence entre la loi de densité stellaire en fonction de la distance, précédemment exposée par Mr. Oort, et la loi de densité trouvée par B. J. Bok dans le plan galactique. Ce dernier, en tenant compte de l'absorption, trouvait que la densité stellaire décroît lorsqu'on s'éloigne du Soleil.

OORT. — Le résultat de Bok dépend essentiellement du coefficient d'absorption adopté pour déterminer la densité galactique.

MINEUR. — Ne pourrait-on expliquer le résultat de Mr. Oort en supposant que la matière absorbante remplit une surface incurvée entourant le Soleil ?

OORT. — La difficulté mentionnée par Mr. Mineur n'est pas la seule. La solution suggérée par Mr. Mineur n'est d'ailleurs pas suffisante. Le fait d'avoir adopté des couches plan-parallèles, pour l'absorption, n'était pas nécessaire. Les calculs ont aussi été effectués en partant des dénombrements de nébuleuses de Hubble dans la direction du pôle galactique et à diverses latitudes ; les résultats sont indépendants de la distribution de la matière. Le même résultat est aussi obtenu par les couleurs des étoiles. On a introduit l'hypothèse de couches parallèles pour avoir un schéma et des calculs simples.

D'autres modes de calcul seraient plus compliqués, mais fourniraient le même résultat.

KIENLE. — Peut-on être sûr que, en utilisant les dénombrements de nébuleuses, on atteint les mêmes couches absorbantes que celles qui sont entre les étoiles et nous ?

OORT. — Il y a une possibilité qu'une partie de l'absorption des nébuleuses ait lieu très loin du plan galactique. Mais l'excès de couleur des étoiles B montre qu'il y a une absorption dans le voisinage immédiat du plan galactique et celle-ci doit être au moins les  $2/3$  de

l'absorption déduite des nébuleuses. On obtient le même résultat avec les étoiles B. — Il ne semble pas qu'il y ait une issue dans la voie suggérée par Mr. Kienle.

## RÉFÉRENCES

- [1] Joel Stebbins and C. M. Huffer, Space reddening in the Galaxy from the colors of 733 B-stars, *Publications of the Washburn Observatory*, **15**, Pt 5 (1934).
- [2] J. S. Plaskett and J. A. Pearce, The radial velocities of 523 O and B type stars obtained at *Victoria*, 1923-1929, and A catalogue of the radial velocities of O and B type stars, *Publications Dominion Astrophysical Observatory*, Victoria, **5**, nos 1 and 2 (1931).
- [3] E. G. Williams, Classification of the B-type stars, *Astrophysical Journal*, **83**, 305-339 (1936) ; ou *Contributions from the Mount Wilson Observatory*, n° 541.
- [4] John Adelbert Parkhurst, Zone + 45° of Kapteyn's selected areas : Photographic photometry for 1550 stars, *Publications of the Yerkes Observatory*, **4**, Pt 6 (1927).
- [5] Milton L. Humason, Spectral types of faint stars in Kapteyn's selected areas 1-115, *Astrophysical Journal*, **76**, 224-274 (1932) ; ou *Contributions from the Mount Wilson Observatory*, n° 458.
- [6] Frederik H. Seares, Selective absorption of starlight by interstellar clouds, *Proceedings National Academy*, Washington, **22**, 327-331 (1936).
- [7] Joel Stebbins, Absorption and space reddening in the Galaxy, as shown by the colors of globular clusters, *Proceedings National Academy*, Washington, **19**, 222-228 (1933).
- [8] A. N. Vyssotsky and Emma T. R. Williams, Color indices and integrated magnitudes of fifteen bright globular clusters, *Astrophysical Journal*, **77**, 301-309 (1933).
- [9] Joel Stebbins and A. E. Whitford, Absorption and space reddening in the Galaxy from the colors of globular clusters, *Astrophysical Journal*, **84**, 132-157 (1936) ; ou *Contributions from the Mount Wilson Observatory*, n° 547.
- [10] J. S. Plaskett and J. A. Pearce, The problems of the diffuse matter in the Galaxy, *Publications Dominion Astrophysical Observatory*, Victoria, **5**, N° 3 (1933).
- [11] E. G. Williams, The relation between color excess and interstellar Calcium line intensity, *Astrophysical Journal*, **79**, 280-307 (1934) ; ou *Contributions from the Mount Wilson Observatory*, n° 487.
- [12] Nicholas U. Mayall, The spectrum of the spiral nebula N. G. C. 4151, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, **46**, 134-138 (1934).

- [13] Sir A. S. Eddington, The density of interstellar Calcium and Sodium, *Monthly Notices R. A. S.*, **95**, 2-11 (1934).
- [14] J. H. Oort, The force exerted by the stellar system in a direction perpendicular to the galactic plane, and some related problems, *Bulletin of the Astronomical Institutes of the Netherlands*, n° 238 (1932).
- [15] Edwin Hubble, The distribution of extra-galactic nebulae, *Astrophysical Journal*, **79**, 8-76 (1934); ou *Contributions from the Mount Wilson Observatory*, n° 485.
- [16] Alfred H. Joy, Evidence for galactic rotation and space absorption from Cepheid variables, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, **45**, 202 (1933). — Un article par P. J. van Rhijn donne quelque information additionnelle sur les résultats de Joy : The absorption of light in interstellar galactic space and the galactic density distribution, *Publications of the Kapteyn Astronomical Laboratory at Groningen*, N° 47 (1936).
- [17] Robert J. Trumpler, Spectrophotometric measures of interstellar light absorption, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, **42**, 267-274 (1930).
- [18] Q. Struve, P. C. Keenan and J. A. Hynek, Color temperatures of B-type stars and Rayleigh scattering, *Astrophysical Journal*, **79**, 1-7 (1934).
- [19] Jessie Rudnick, On reddening in B-type stars, *Astrophysical Journal*, **83**, 394-400 (1936).
- [20] John S. Hall, Observations of B-type stars in the red and infra-red regions of the spectrum, *Astrophysical Journal*, **85**, 145-155 (1937).
- [21] P. J. van Rhijn, Distribution of stars according to apparent magnitude, galactic latitude and galactic longitude, *Publications of the Kapteyn Astronomical Laboratory at Groningen*, n° 43 (1929). — Pour les étoiles plus faibles que 12<sup>m</sup>,0 les dénombrements discutés par van Rhijn sont dérivés des résultats du Mount Wilson Catalogue of selected areas et de la Durchmusterung of selected areas (*Harvard Annals*, **101**, **102** et **103**).
- [22] F. H. Seares, J. C. Kapteyn and P. J. van Rhijn, Mount Wilson Catalogue of photographic magnitudes in selected areas 1-139 (1930).
- [23] P. van de Kamp, On the absorption of light in space. *Astronomical Journal*, **40**, 145-159 (1930).
- [24] Joel Stebbins and Albert E. Whitford, Photoelectric magnitudes and colors of extragalactic nebulae. *Astrophysical Journal*, **86**, 247-279 (1937); ou *Contributions from the Mount Wilson Observatory*, n° 577.