

Bulletin de l'Union des Physiciens

Association de professeurs de Physique et de Chimie

Le milieu interstellaire

par Monique GROS,

Institut d'Astrophysique de Paris
98 bis, boulevard Arago, 75014 Paris.

Pendant des siècles, les astronomes n'ont connu qu'un nombre limité d'objets célestes ; il y avait les « fixes » — les étoiles —, les « errants » — les planètes —, le Soleil, la Terre. En 1609, GALILÉE pointe sa lunette vers le ciel : ces premières observations à l'aide d'un instrument astronomique, autre que l'œil, sont le début d'une « redécouverte » du monde, de nouveaux objets célestes étant alors observés, que ne pouvaient voir les astronomes opérant à l'œil nu. Parmi ces objets, la Grande Nébuleuse d'Orion — appelée plus tard M42, découverte par FABRI DE PEIRESC en 1610, la Nébuleuse Andromède — ou encore M31 — observée en 1612 par Simon MARIUS ; ces objets sont des « nébuleuses » : le terme de nébuleuse indique que ces objets se présentent comme des taches plus ou moins lumineuses, à la différence des étoiles qui, à l'œil nu ou à la lunette, n'apparaissent que comme des points lumineux. Il est bon de signaler que M31 — Andromède — est la seule nébuleuse visible à l'œil nu. D'autres nébuleuses brillantes ont été répertoriées par la suite. Ces objets sont habituellement désignés par leur numéro d'ordre dans le catalogue de MESSIER (1787) — il comporte 103 nébuleuses — ou par leur numéro d'ordre dans un autre catalogue, le New Catalog of Nebular and Cluster of Stars de Dreyer (1888). Il existe, bien évidemment, d'autres listes plus modernes et plus complètes : la Grande Nébuleuse d'Orion est ainsi indifféremment dénommée M42 ou NGC1976.

Parmi les nébuleuses brillantes, il existe plusieurs catégories d'objets : ce sont les progrès de l'observation astronomique — en particulier le pouvoir de résolution amélioré des télescopes — ainsi qu'une meilleure approche théorique des différents mécanismes physiques expliquant les spectres stellaires qui ont permis de les différencier : il existe des nébuleuses extragalactiques — systèmes stellaires comparables à notre Galaxie, mais situés à des distances très grandes, ce qui explique leur aspect diffus ;

Andromède en est l'exemple le plus connu ; avec un télescope moderne, on distingue les étoiles les plus brillantes de cette galaxie. En plus des nébuleuses extragalactiques, il existe des nébuleuses galactiques, objets faisant partie de notre Galaxie : quelques-unes correspondent à des amas d'étoiles — des observations avec un télescope plus puissant permettant de résoudre la « nébuleuse » en étoiles — ; d'autres nébuleuses telles M42 dans Orion gardent leur aspect diffus : les spectres de ces deux catégories d'objets galactiques sont très différents, et c'est là ce qui permet de reconnaître des objets de structure très différente : pour certains objets, le spectre est un spectre stellaire composite ; pour d'autres, tels M42, le spectre présente des caractéristiques qui seront explicitées plus loin : disons néanmoins que ces spectres nébulaires s'interprètent à l'aide de mécanismes faisant intervenir une étoile plus ou moins chaude associée à un nuage de gaz, plus ou moins grand, tout autour de l'étoile. Nous voyons ici un premier indice observationnel de l'existence de gaz entre les étoiles — dans ce cas il est proche d'une ou plusieurs étoiles — ; l'origine de ce gaz peut être différente suivant les objets. Il constitue ce qu'on appelle le gaz interstellaire. Sa description a été longtemps difficile, les conditions physiques le caractérisant — température, densité — étant fort différentes de ce qu'on connaît dans les laboratoires terrestres.

Une autre composante du milieu interstellaire a été mise en évidence lors de l'examen photographique systématique du ciel : l'observation de la Voie Lactée — notre Galaxie vue par la tranche — montre qu'à côté de régions très riches en étoiles, d'autres semblent en être dépourvues ; il est juste, à ce point, de mentionner le commentaire de HERSCHEL en 1784, alors qu'il observait la région autour de σ Ophiuchi « Il y a sûrement un trou dans le ciel ». De même qu'il existe des catalogues des régions brillantes du ciel, il existe des atlas des régions sombres dépourvues d'étoiles : le plus connu et le plus ancien est *L'Atlas Photographique des Régions Choies de la Voie Lactée* établi par l'astronome américain BARNARD. Ces nébuleuses obscures, comme les nébuleuses brillantes, peuvent avoir des formes très différentes et présentent des degrés d'opacité très variés. La nature des nébuleuses sombres a été élucidée à la suite de nombreux travaux statistiques sur la répartition des étoiles dans la Galaxie : on sait maintenant que c'est la présence de particules solides sous forme de nuages qui sont responsables d'une absorption générale dans certaines directions ; la nature de ces particules solides, leur dimension, leur origine sont encore des problèmes non complètement élucidés.

Outre le gaz, les particules solides, il existe d'autres composantes du milieu interstellaire : les champs magnétiques, des particules élémentaires animées de grande vitesse — on les

appelle les rayons cosmiques — : ces deux dernières composantes, plus récemment mises en évidence, sont beaucoup moins bien connues que le gaz ou la poussière.

Si la présence de matière en dehors des étoiles — gaz ou poussière — a été démontrée à l'aide d'observations dans le domaine visible du spectre électromagnétique, il n'en est pas moins vrai que les progrès techniques d'après la guerre — en particulier l'extension du domaine spectral accessible à l'observation — ont été un apport essentiel à une connaissance meilleure et différente du milieu interstellaire ; citons quelques points sur lesquels nous reviendrons plus loin :

- La détection de la raie 21 cm en radio a permis de faire des cartes des nuages d'hydrogène froid présent dans la Galaxie, puis dans les autres galaxies.
- La détection des raies millimétriques et submillimétriques a conduit à la découverte des molécules dans l'espace interstellaire.
- L'astronomie ultraviolette — $\lambda < 3\,500 \text{ \AA}$ — à l'aide des satellites astronomiques a permis une meilleure connaissance du gaz interstellaire froid (en l'absence de sources d'excitation).
- L'astronomie infrarouge est l'outil le plus adapté pour une étude plus précise des poussières présentes dans certaines régions de l'espace interstellaire.
- Les observations dans le domaine des rayons X — cette terminologie recouvre tout simplement le domaine X du spectre électromagnétique — soit le rayonnement tel que $\lambda < 500 \text{ \AA}$, les plus récentes, ont conduit à l'hypothèse de l'existence d'une composante très chaude dans le milieu interstellaire.

A la suite des observations de la décennie 1970-1980 et dans le cadre des théories actuelles, on peut caractériser le milieu interstellaire « calme » comme suit :

1) LA POUSSIÈRE.

- $1/10^6$ de la masse du gaz,
- $1/100^6$ de la masse totale de la matière interstellaire,
- elle se présente dans des nuages d'opacité très variable.

2) LE GAZ.

- Suivant les sources d'excitation, il est *neutre* ou *ionisé*.

A) Le gaz neutre :

Il est possible de le trouver dans des nuages de température et densité différentes :

- $T \simeq 50 \text{ K}$, $n = 10 - 100 \text{ atomes.cm}^{-3}$, nuage froid, dense,
 $T \simeq 1\,000 \text{ K} - 2\,000 \text{ K}$, $n = 0,1 - 0,5 \text{ atome.cm}^{-3}$, région dite
 « internuage »,
 $T \simeq 10 - 20 \text{ K}$, $n = 10^4 \text{ atomes.cm}^{-3}$, une telle densité de
 particules est caractéristique d'un nuage moléculaire. Dans
 un tel milieu, l'hydrogène est sous la forme moléculaire.

B) Le gaz ionisé :

Il se trouve dans le voisinage immédiat d'étoiles chaudes émettant suffisamment de photons ultraviolets pour ioniser le gaz. Suivant leur morphologie et leur histoire, on distingue des objets portant des noms différents mais où le mécanisme d'émission du rayonnement peut être le même.

On distingue ainsi :

- les régions HII (*),
- les nébuleuses diffuses,
- les nébuleuses planétaires,
- les restes de supernova,
- l'enveloppe de certaines étoiles.

Tout en présentant une certaine similitude au niveau de quelques processus, ces objets sont néanmoins très différents.

3) LES RAYONS COSMIQUES.

Ces particules — atomes, électrons — animées d'une grande vitesse, peuvent atteindre la Terre. On suppose qu'elles sont éjectées de certaines étoiles, ou de façon continue, ou à la suite d'une explosion. Elles sont caractérisées par leur nature et leur énergie.

4) LE CHAMP MAGNETIQUE.

Sa valeur est très imprécise : on l'estime à $10^{-4}/10^{-5}$ gauss.

Ces différentes composantes sont le plus souvent associées dans des nuages, qui peuvent être énormes et de structure très complexe.

La matière interstellaire a longtemps été considérée comme un obstacle à une bonne observation des étoiles ; il est certain,

(*) *N.D.L.R.* : Pour la notation des ions et atomes, les conventions utilisées ici sont les suivantes : le symbole est celui utilisé habituellement ; le chiffre romain indique l'ionisation :

I. atome neutre,
 II. atome 1 fois ionisé,
 III. atome 2 fois ionisé,

en effet, que la lumière issue d'une étoile située derrière un nuage de poussière subit une modification lors de la traversée du nuage : l'observateur doit alors déterminer ce qui est stellaire de ce qui dépend du nuage. Très vite cependant, le milieu interstellaire a été étudié pour lui-même ; il est particulièrement intéressant à plus d'un titre :

Ce milieu présente toujours — quelle que soit la composante considérée — des conditions physiques uniques ; si on ne peut plus parler du « vide » interstellaire, les densités y sont néanmoins inférieures à ce qu'il est possible d'obtenir dans n'importe quel laboratoire de physique.

À titre indicatif, nous donnons quelques densités caractéristiques :

atmosphère terrestre	10^{19} atomes cm^{-3}
laboratoire (pompes à Hg)	10^{15} atomes cm^{-3}
nuage interstellaire froid	20 atomes cm^{-3}
nuage interstellaire dilué	0.1 atome cm^{-3}
nuage « dense » moléculaire	10^5 atomes cm^{-3} .

De même, les conditions d'excitation des atomes présents — une approche plus correcte que celle de température — peuvent être très différentes de ce qui est susceptible d'être obtenu dans les laboratoires de physique : les raies interdites en sont l'exemple le plus classique.

La chimie du milieu interstellaire est maintenant un domaine de recherche très actif : la formation des poussières, leur existence même, dans des conditions inhabituelles, leur destruction sont encore loin d'être parfaitement établies dans toutes les régions où elles ont été observées.

On a déjà mentionné que le milieu interstellaire se présentait sous la forme de structures de densité-température différentes : la cohabitation de ces différentes composantes dans l'espace ainsi que leur évolution dans le temps font l'objet de recherches actives. Le rôle du champ magnétique — bien que l'on ne sache à peu près rien sur sa valeur — doit être précisé. Les phases violentes — explosions, ondes de choc, etc — sont également présentes.

Les relations entre les étoiles et la matière interstellaire sont finalement très importantes : la *frontière* entre étoile et milieu interstellaire, loin d'être brutale, est très progressive : la couronne solaire, qui s'étend loin dans le milieu interplanétaire en est une illustration. Au cours de leur évolution, les étoiles interagissent continuellement avec la matière ambiante : de la matière interstellaire se transforme en étoile — c'est la théorie

la plus populaire sur ce sujet — tandis que d'autres étoiles, arrivées au terme de leur évolution, restituent une partie plus ou moins importante de leur masse au milieu interstellaire.

L'étude du milieu interstellaire se fait à l'aide des mêmes outils — observationnels et théoriques — que l'étude de n'importe quel autre objet astronomique. Dans un article déjà publié (voir B.U.P. n° 593) : « La lumière transporte le message des astres », de L. GOUGUENHEIM, l'auteur montre que presque toute l'information que nous possédons sur les astres est contenue dans le rayonnement électromagnétique que nous en recevons ; c'est l'analyse de ce rayonnement qui nous permet de connaître les propriétés intrinsèques de tous les objets qui constituent le « Zoo » de l'astronome. A partir de l'analyse du rayonnement, on a accès à la densité, aux conditions d'excitation de chaque source de rayonnement ; à l'aide d'une théorie sur l'évolution de chaque objet, on peut alors faire des hypothèses sur l'histoire des structures observées.

Dans la suite, nous avons choisi de décrire les deux composantes principales du milieu interstellaire calme :

- la phase solide : les poussières ;
- la phase gazeuse : le gaz neutre : les raies interstellaires,
la raie 21 cm,
les molécules,
l'effet Maser.
- le gaz ionisé : les raies interdites,
les raies interdites,

L'interaction entre les différentes composantes n'est pas envisagée ici.

A) LES POUSSIÈRES

1. La poussière.

La poussière — composante solide du milieu interstellaire — représente 1 % en masse de la matière interstellaire. Sur des clichés photographiques, elle se manifeste par :

- des nébuleuses brillantes : la lumière émise par des étoiles voisines est diffusée par les poussières dans toutes les directions (exemple : Nébulosité des Pléiades) ;
- des nébuleuses sombres : on peut voir, souvent associées à des nébuleuses brillantes des zones du ciel noires, sans étoiles. Ces régions sombres correspondent à des nuages de matière plus ou moins opaque : les nuages Tête de Cheval dans Orion, Golfe du Mexique dans la Nébuleuse Amérique, les filaments noirs dans la direction du Sagittaire sont des nuages opaques, de forme et de dimension très différentes. Malgré leur variété,

on peut les classer en trois grandes catégories : A) les grands nuages de forme bien définie. Ces nuages sont également très riches en gaz ; B) les nuages diffus, filamenteux ; C) les globules : ce sont des régions de très petite dimension, très opaques.

A titre indicatif, certaines caractéristiques de ces nuages sont rassemblées dans le tableau ci-après.

	petits globules	gros globules	nuages intermédiaires	grands nuages
M/Me (masse)	≈ 0.1	≈ 3	≈ 1000	$\approx 10^4$
R(pc) rayon en parsec	≈ 0.1	≈ 0.4	4	20
$n(H) \text{ cm}^{-3}$ densité atomes Hydrogène	$> 10^4$	$\approx 10^3$	10^2	20
$M/\pi R^2$	$> 10^{-2}$	$\approx 10^{-3}$	$\approx 10^{-3}$	$\approx 10^{-3}$

Le dernier paramètre $M/\pi R^2$ est la masse projetée et donne une indication sur l'opacité du nuage.

Les petits globules apparaissent très noirs en projection sur des régions brillantes, ce qui facilite alors leur détection. Ils sont très souvent associés à d'énormes complexes de matière inter-stellaire.

Les nuages de poussière sont caractérisés par leur distance, leur dimension, la composition de la matière et en particulier des particules absorbantes : les *comptages d'étoiles* ont été très longtemps l'outil privilégié de ceux qui étudiaient la poussière inter-stellaire. Les observations dans l'infrarouge, depuis 20 ans, ont permis des avancées spectaculaires.

II. La présence de poussières dans le milieu interstellaire est à l'origine de phénomènes typiques.

1. Une absorption généralisée ou extinction interstellaire.
2. Le rougissement interstellaire.
3. La polarisation interstellaire.
4. Emission infrarouge des poussières - leur température.

II.1. *L'absorption généralisée* a été mise en évidence par TRUMPLER à partir d'études sur les amas galactiques. On sait que la magnitude apparente d'une étoile non affectée par l'absorption interstellaire est :

$$m = M + 5 \log d - 5.$$

M = magnitude absolue (c'est la magnitude qu'aurait l'étoile pour un observateur à 10 parsecs) (*).

d = distance étoile-soleil (parsecs).

La magnitude absolue d'une étoile ne dépend que de ses caractéristiques atmosphériques ou encore de son type spectral (déterminé à partir du spectre de raies). L'observation d'étoiles de type spectral déterminé dans les amas — dont on connaît par ailleurs la distance — révèle parfois une magnitude apparente m plus grande.

On a alors : $m = M + 5 \log d - 5 + A$, A représente alors l'extinction exprimée en magnitude, à la distance d .

II.2. L'absorption interstellaire est *sélective* : elle affecte différemment les diverses longueurs d'onde. L'absorption est faible dans l'infrarouge mais très importante dans l'ultraviolet ; les étoiles qu'on observe au travers d'un nuage apparaissent donc plus rouges qu'elles ne le sont en réalité : c'est le phénomène de *rougissement interstellaire* (c'est le même phénomène qui fait que le Soleil ou la Lune semblent rouges certains jours lorsqu'ils sont bas sur l'horizon). Un certain nombre de coefficients caractérisent cette extinction. On définit le coefficient d'extinction $A(\lambda_i)$ à la longueur d'onde λ_i :

$$m_i = m_i + A(\lambda_i),$$

m_i = magnitude intrinsèque de l'étoile,

m_i = magnitude mesurée de l'étoile rouge.

L'indice de couleur observé est :

$$C_{ij} = m_i - m_j.$$

Il est relié à l'indice de couleur intrinsèque par :

$$C_{ij} = C_{ij} + [A(\lambda_i) - A(\lambda_j)] = C_{ij} + E_{ij},$$

E_{ij} est l'excès de couleur.

Dans le système classique de photométrie UBV (**), on a :

(*) *N.D.L.R.* : Le parsec est la distance à laquelle, dans une direction perpendiculaire au plan de l'orbite terrestre autour du soleil, le rayon moyen de cette orbite est vu sous un angle de 1" d'arc. Le parsec vaut 3,26 années-lumière.

(**) U, B, V sont des filtres dont les longueurs d'onde centrales sont pour le filtre U : $\lambda = 3600 \text{ \AA}$, pour le filtre B : $\lambda = 4400 \text{ \AA}$, pour le filtre V : $\lambda = 5500 \text{ \AA}$. Lorsqu'on observe une étoile au travers des filtres B et V, on mesure l'énergie lumineuse E_B reçue à terre de cette étoile dans la couleur bleue (observation avec le filtre B), et dans la couleur « visible », plus précisément jaune E_V (ceci avec le filtre V) ; ces mesures d'énergie lumineuse s'expriment usuellement en magnitude : on caractérise ainsi très souvent l'émission d'un astre par la quantité $B - V = -2,5 \log E_V/E_B$; ce paramètre observationnel est indépendant de la distance de l'objet observé. Par ailleurs, certaines considérations théoriques permettent d'attribuer à une étoile de caractéristiques données — en particulier la température des couches émettrices de rayonnement — un $(B - V)$ dit théorique ou intrinsèque.

$$E(B-V) = (B-V)_{\text{observe}} - (B-V)^o,$$

$(B-V)^o$ = $(B-V)$ intrinsèque de l'étoile, déterminé à partir de son type spectral; $(B-V)$ observé est mesuré.

$E(B-V)$ mesure le rougissement interstellaire sur la ligne de visée, dans la direction de l'étoile. En faisant des observations de l'infrarouge à l'ultraviolet spatial de nombreuses étoiles affectées par l'extinction, on obtient une loi d'extinction interstellaire : cette loi est assez peu différente d'une étoile à l'autre dans le domaine visible (Orion excepté), des différences apparaissant dans l'infrarouge et l'ultraviolet lointain ($\lambda < 3\,000 \text{ \AA}$).

Toutes les courbes présentent un pic d'absorption à $\lambda \simeq 2\,200 \text{ \AA}$. Des expériences de laboratoire l'attribuent à l'absorption par le graphite. La position de ce pic est relativement constante d'une étoile à l'autre, la forme du pic pouvant être différente. On note la très forte augmentation de l'opacité dans le domaine ultraviolet, opacité variant suivant les cas.

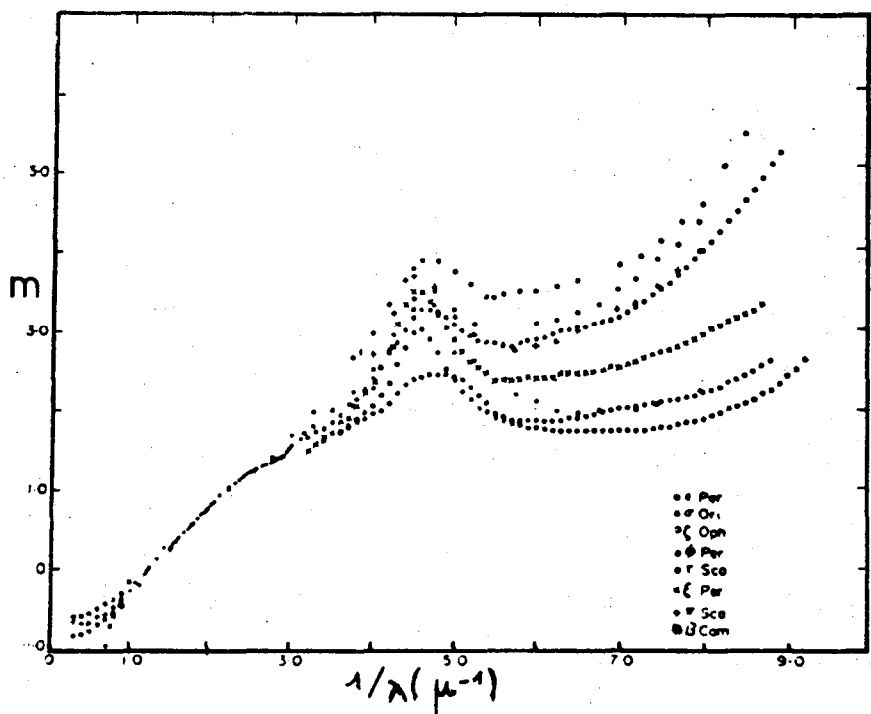


Fig. 1. — Courbes d'extinction pour plusieurs étoiles (données optiques et ultraviolet).

Les mesures dans l'infrarouge sont relativement difficiles à interpréter à cause de l'influence possible de poussières circumstellaires associées à certaines étoiles, poussières qu'il ne faut pas confondre avec les poussières du milieu interstellaire : quelques bandes d'absorption semblent caractéristiques de certains éléments dans les grains.

Exemple :

à $3,67 \mu\text{m}$ « signature » de la glace,

à $9,1 \mu\text{m}$ bande moléculaire caractéristique des silicates...

Ces deux bandes ont été observées en laboratoire. D'une étoile à l'autre, leur intensité est variable. La courbe de l'extinction interstellaire est très importante pour l'étude des grains de poussière (voir plus loin).

II.3. *La polarisation interstellaire* : on a noté une très forte corrélation entre le rougissement interstellaire et la polarisation de la lumière reçue (elle peut atteindre quelques %) ; on en déduit des informations sur la forme non sphérique des grains qui peuvent être des bâtonnets ; les poussières sont alignées par le champ magnétique présent dans le milieu interstellaire.

II.4. *Température des grains. Emission infrarouge des poussières :*

- a) Les grains de poussière peuvent échanger de l'énergie :
- avec d'autres grains ou particules à la suite de collisions,
 - avec les photons disponibles dans le milieu interstellaire.

Les grains dont l'énergie interne est augmentée peuvent retrouver un certain équilibre en réémettant du rayonnement : lorsque l'équilibre thermique est atteint, soit :

$$E_{\text{énergie absorbée}} = E_{\text{énergie émise}}$$

(par unité de temps, unité de surface émettrice) on peut, moyennant un certain nombre d'hypothèses, déterminer la température des grains.

Les hypothèses implicites dans cette estimation de la température concernent :

- 1) Les propriétés optiques des grains.
- 2) Les propriétés du champ de rayonnement ambiant (la distribution des photons suivant leur énergie).
- 3) On suppose — c'est là l'hypothèse principale qui permet de faire le calcul — que les grains de poussière sont en équilibre thermique avec le rayonnement et donc que les lois du corps noir sont valables.

Suivant le modèle de grain et la densité de rayonnement supposés, on obtient des températures de grain qui vont de 3 à 100 K. De telles températures trouvées, l'application de la loi de Wien — une relation entre la température du corps noir et la longueur d'onde λ_{max} pour laquelle la densité de rayonnement est maximale (*) — permet de prédire que les nuages de poussière sont des sources de rayonnement infrarouge, ce qui a été amplement confirmé par les observations de la décennie 1970-1980.

Estimation numérique :

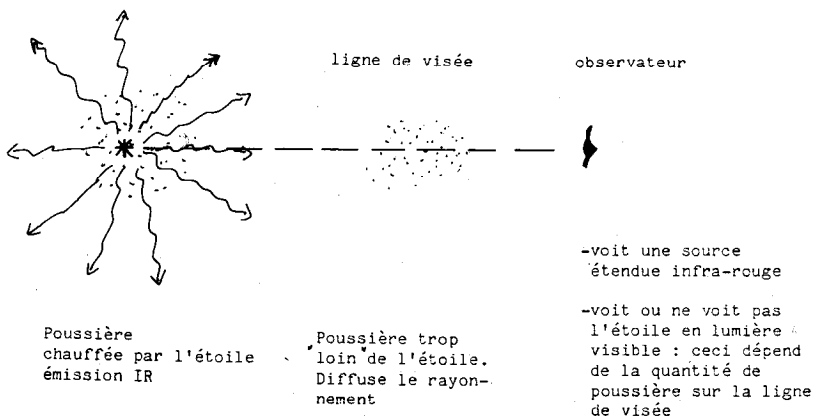
$$T = 3,1 \text{ K}$$

$$\lambda_{max} = 0,93 \text{ m,}$$

$$T = 100 \text{ K}$$

$$\lambda_{max} = 2,9 \cdot 10^{-3} \text{ m.}$$

b) Le problème se pose différemment maintenant qu'on peut observer couramment les nuages de poussière à des longueurs d'onde très variées dans le domaine infrarouge. On peut montrer que, dans certains cas, si λ est très supérieur au rayon présumé des grains supposés sphériques, le coefficient d'opacité devient indépendant des dimensions des dits grains ; le rayonnement qu'on reçoit alors à terre ne dépend que de la température des grains.



Les observations menées essentiellement dans l'infrarouge lointain ($10 \mu\text{m} \rightarrow 1 \text{ mm}$) ont donné des résultats très intéressants : en particulier, dans de nombreux nuages, la température des grains obtenue atteint 30 K alors que la valeur prévue était 10 K. Cette valeur élevée implique une source de chauffage interne au nuage : il semble que la seule source de chauffage possible soit une ou plusieurs étoiles jeunes et massives contenues dans le nuage. Ces étoiles peuvent être optiquement visibles ou rendues

(*) Loi de Wien : $\lambda_{max} \times T = 2,88 \cdot 10^{-3}$ (système d'unités MKS)
(pour le soleil : $T = 5\,500 \text{ K}$; $\lambda_{max} = 5,23 \cdot 10^{-7} \text{ m}$ ou $\lambda_{max} = 5\,236 \text{ \AA}$).

invisibles par l'extinction interstellaire lorsqu'elles sont dans ou derrière le nuage. La source infrarouge correspond alors à l'émission de ces étoiles ou plutôt à l'émission des poussières proches de l'étoile.

Nature de la poussière interstellaire :

La composition de la poussière interstellaire a donné lieu à de grandes controverses ; plusieurs « modes » se sont succédées : le fer, la glace, le graphite...

La théorie de MIE (1908) permet de déterminer les propriétés optiques de grains de forme géométrique simple (par exemple sphères, etc.). De plus, tout modèle de poussière doit obéir à quelques contraintes :

- les grains doivent être formés à partir des éléments les plus abondants dans la Galaxie, C, N, O, Si, H ;
- la masse de la poussière interstellaire ne doit pas dépasser 1 % de la masse totale de la matière interstellaire ;
- les grains doivent produire une courbe d'extinction semblable à celle observée lorsqu'on pointe des étoiles affectées par l'absorption interstellaire.

On a vu les signatures du graphite, de la glace, du silicate ; l'extinction très forte dans le domaine ultraviolet implique la présence de grains très petits, les grains responsables de l'absorption dans le visible étant plus gros.

Modèle I de poussière interstellaire : modèle à 3 composantes distinctes.

Dans ce domaine cohabitent :

- des grains de graphite :
 $a = 2,5 \cdot 10^{-6}$ cm (à l'origine du pic à 2 200 Å),
 a = rayon des grains ;
- des grains de SiC (carbure de silicium) : $a = 7 \cdot 10^{-6}$ cm (absorption dans le visible et infrarouge) ;
- des grains de silicate d'aluminium et de magnésium :
 $a = 4 \cdot 10^{-7}$ cm (forte extinction dans l'ultraviolet).

Sur la fig. 2 sont tracées les lois d'extinction de chacune de ces espèces et la loi obtenue en les additionnant ; on peut considérer l'accord comme convenable, quelques points restant non satisfaisants :

- l'extinction dans l'ultraviolet lointain n'est pas bien reproduite ;

- le pic à 2200 Å peut être expliqué avec certains silicates ou du quartz ;
- la théorie de MIE prévoit que la position de ce pic ainsi que sa forme dépendent fortement de la forme et des dimensions des particules responsables, ce qui paraît difficile à concilier avec le fait que ce pic a la même position, même si les courbes d'extinction sont différentes.

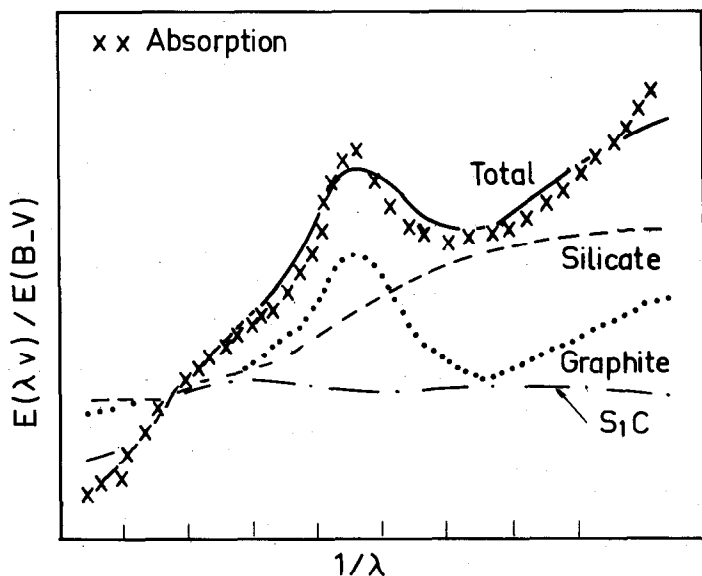


Fig. 2

Modèle II : association d'un noyau très réfractaire et d'un manteau plus volatil.

La loi d'extinction est assez bien reproduite si on envisage que les grains de poussière sont des petits bâtonnets de silicate — rayon $\approx 8 \cdot 10^{-6}$ cm — enveloppés d'un manteau de glace — rayon $\approx 10^{-5}$ cm ; d'autres observations (voir plus loin) ont révélé, dans le spectre d'objets fortement associés à de la poussière, des molécules : H_2O , NH_3 , CH_4 , etc. On peut alors envisager que ces molécules sont fixées sur le manteau des grains. Nous reviendrons plus loin sur la chimie du milieu interstellaire.

Conclusion.

L'étude de la composante solide du milieu interstellaire a, certes, bénéficié d'observations multiples dans des domaines spec-

traux nouveaux. L'image obtenue n'est pas pour autant devenue plus claire ni plus précise.

Au contraire, il se dégage une grande hétérogénéité du « contenu » poussiéreux du milieu interstellaire ; les courbes d'extinction dans le domaine ultraviolet en sont la signature. Dans chaque région du ciel, l'interaction des poussières avec les autres particules présentes dans le nuage — photons, particules cosmiques, gaz atomique ou moléculaire — doit être précisée.

B) LE GAZ INTERSTELLAIRE

Le gaz interstellaire a été détecté par HARTMANN (1904). Au fur et à mesure que les techniques d'observation progressaient, il a été abondamment étudié :

- en radio à partir de 1940,
- en ultraviolet et infrarouge dans les années 1970.

La première observation de la raie 21 cm de l'hydrogène en 1951 a fourni aux astronomes un outil très puissant pour l'étude des nuages d'hydrogène froids et dilués.

Le gaz interstellaire est très hétérogène : suivant les sources d'excitation présentes, il est neutre ou ionisé :

- le gaz neutre est plus ou moins froid,
- le gaz ionisé se voit dans les nébuleuses diffuses.

LE GAZ NEUTRE.

Le gaz neutre, comme tout objet astronomique, s'étudie à partir des propriétés du rayonnement qu'il émet ; à la suite des conditions physiques qui y règnent, la lumière émise possède un certain nombre de propriétés spectrales :

- les raies d'absorption interstellaires,
- la raie de l'hydrogène à 21 cm,
- les raies moléculaires (domaines radio et submillimétrique).

1. Raies d'absorption interstellaires optiques.

L'étoile δ Orionis (type spectral B1) est une étoile double à éclipses : le couple est trop serré pour qu'on puisse voir chacune des deux composantes mais la nature binaire en est établie par des observations spectroscopiques : les raies du spectre oscillent autour d'une position moyenne avec une certaine période ; le déplacement des raies permet de mesurer la vitesse radiale d'approche ou d'éloignement des deux étoiles.

HARTMANN (1904) étudiant le spectre de cette étoile constate qu'une raie, la raie K à $\lambda = 3934 \text{ \AA}$ de CaII — et celle-là seule —

demeure fixe, avec une vitesse radiale totalement différente : il en conclut qu'elle ne participe pas au déplacement périodique des autres raies, qu'elle n'appartient pas au spectre de l'étoile δ Orionis. Il lance l'idée de la présence d'un nuage de calcium sur la ligne de visée.

Plus généralement, dans certains spectres, on trouve :

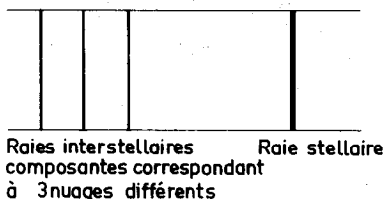
- des raies qui ne correspondent pas au spectre présumé de l'étoile, raies de sodium dans le spectre d'une étoile chaude, par exemple,
- des raies plus fines que les autres (voir par exemple cette raie de CaII dans le spectre de Zeta Ophiuchi),



- des raies non décalées alors que les autres le sont (binaires, etc.).

Ces raies sont dissociées du spectre de l'étoile : sont-elles formées dans une enveloppe plus ou moins associée à l'étoile ou sont-elles d'origine interstellaire ; la question a été résolue lorsque STRUVE (1929) a montré que l'intensité de la raie du calcium « anormale » était d'autant plus grande que l'étoile était plus distante.

Par ailleurs, des observations à grande dispersion ont montré que cette raie, lorsqu'elle est d'origine interstellaire, a une structure complexe avec dédoublement : il est maintenant admis que les atomes de CaII présents sur la ligne de visée sont groupés dans des nuages distincts animés de vitesses différentes. On rappelle qu'à la suite de l'effet Doppler-Fizeau, le décalage d'une raie est proportionnel à la vitesse relative de la source de lumière et de l'observateur.



Portion de spectre d'une étoile vue au travers de nuages différents.

Si elles existent, les raies atomiques du spectre stellaire sont plus larges que les raies du même élément d'origine interstellaire : ceci indique une vitesse d'agitation thermique, dans le milieu interstellaire, très petite ; ce dernier milieu est dit « froid ».

Dans le domaine optique, on n'observe qu'une trentaine de raies interstellaires ; peu d'espèces atomiques sont répertoriées : le sodium (Na), le calcium (Ca), le potassium (K), etc. ; ces espèces sont présentes à l'état neutre ou ionisé. Trois molécules ont été détectées : CH, CH⁺, CN.

1. Raies d'absorption interstellaires dans le domaine ultraviolet ($500 \text{ \AA} < \lambda < 3\,600 \text{ \AA}$).

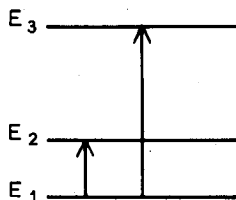
Des centaines de raies d'origine interstellaire ont été détectées à partir de fusées, du satellite Copernicus (1972), du satellite IUE (1978) (International Ultraviolet Explorer) : HI, l'élément le plus abondant dans le milieu interstellaire a été également détecté grâce à l'observation de la raie Lyman α à $1\,216 \text{ \AA}$; beaucoup d'autres éléments l'ont été grâce à leur raie de résonance CI, CII, NI, NIII, MgI, MgII, SiII, SiIII, SiIV, etc. Le carbone interstellaire présente environ 100 raies dans l'ultraviolet.

Raie de résonance d'un élément : c'est une transition entre le niveau fondamental et un niveau d'excitation plus grand.

$$(h\nu)_{21} = E_2 - E_1$$

ou :

$$(h\nu)_{31} = E_3 - E_1.$$



Le fait que les éléments dans le milieu interstellaire soient détectés à partir de leurs raies de résonance confirme que ce milieu est « froid » : il y existe peu de photons énergétiques et la densité de particules est suffisamment faible pour que les atomes subissent peu d'excitations et soient dans leur majorité au niveau d'énergie le plus bas.

Les observations du milieu interstellaire dans l'ultraviolet ont permis la détection de trois molécules :



(118 raies observées dans la direction de ζ Ophiuchi).

La présence de OH et CO (découverts en radio) a été confirmée grâce à des observations dans l'ultraviolet.

2. Physique des nuages diffus. Analyse des raies interstellaires.

A partir de l'étude des raies interstellaires, on a pu entreprendre des études :

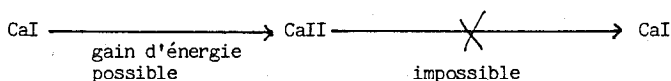
- sur la dynamique des nuages de gaz (application de l'effet Doppler-Fizeau),
- sur la détermination des abondances des éléments dans le gaz interstellaire,
- sur la détermination des températures - densités dans ce même gaz.

Les mêmes éléments sont présents dans le milieu interstellaire et dans les atmosphères stellaires. Il existe néanmoins des différences importantes dans les abondances obtenues.

2. a) La plupart des éléments lourds (tous les éléments, sauf H et He) sont moins abondants que dans l'atmosphère du Soleil : en particulier Ca, Fe, Si ont un facteur de sous-abondance proche de 1000. Il se trouve que ces éléments sont très réfractaires. On pense que ces éléments se retrouvent dans les grains de poussière.

2. b) Le fait que les éléments présents dans le milieu interstellaire soient détectés à partir de leurs raies de résonance indique que la température d'excitation du milieu est faible ; que ces raies soient fines révèle un milieu très dilué, l'élargissement par collision étant faible.

2. c) La présence d'ions — tels CaII, MgII, etc. — s'explique si on admet que le milieu interstellaire est très pauvre en électrons :



2. d) Des observations faites par COPERNICUS et IUE ont montré la présence de OVI — oxygène cinq fois ionisé — dans le spectre de certaines étoiles : cette observation révèle l'existence d'un gaz à très forte température assez répandu dans le voisinage du Soleil. Cette interprétation n'est pas sans ambiguïté, l'oxygène ainsi détecté pouvant être l'oxygène éjecté des couches superficielles des étoiles chaudes observées. Par contre, aucune raie de NV n'a été détectée.

Les observations du milieu interstellaire dans l'ultraviolet sont limitées à « la proche région du Soleil » :

- 1 kpc (sauf dans la direction perpendiculaire au plan galactique) si on observe des étoiles O,
- 500 pc dans le cas des étoiles B.

La très forte absorption dans l'ultraviolet de la poussière interstellaire (voir les courbes d'extinction dans le paragraphe précédent) empêche une étude plus en profondeur à partir des observations dans l'ultraviolet.

II. La raie à 21 cm de l'hydrogène atomique : domaine radio.

L'hydrogène est le principal constituant du milieu interstellaire : la raie à 21 cm, découverte en 1951 permet l'étude des nuages d'hydrogène froid et dilué.

$$\underbrace{n=1} \quad \left\{ \begin{array}{l} \overline{\Delta E = 6 \cdot 10^{-6} \text{ eV}} \\ \begin{array}{cc} \phi_p & \phi_e \\ \phi_p & \phi_e \end{array} \end{array} \right.$$

La raie à 21 cm (1 420, 450 MHz) correspond à la transition entre deux sous-niveaux du niveau fondamental résultant de la structure hyperfine de l'atome. Le niveau supérieur de cette transition correspond au spin de l'électron parallèle à celui du proton, le niveau inférieur aux deux spins antiparallèles. Le niveau supérieur a une durée de vie $\simeq 10^8$ ans ; la probabilité de la transition est $A_{ij} = 10^{-15} \text{ s}^{-1}$: c'est une transition « interdite », c'est-à-dire qu'elle n'est pas possible dans les conditions de température - densité dans les laboratoires terrestres.

La présence de cette raie dans le milieu interstellaire implique que :

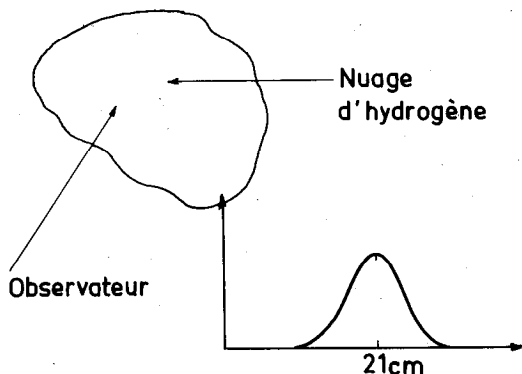
- l'élargissement thermique des deux sous-niveaux est inférieur à leur différence d'énergie ; la température cinétique du milieu doit être faible ($\Delta E = 6 \cdot 10^{-6} \text{ eV}$),
- l'atome n'est ni excité ni désexcité par collision pendant un temps suffisamment long pour qu'il puisse y avoir soit absorption soit émission de photons à $\lambda = 21 \text{ cm}$.

Cette raie a été prédite en 1944 par VAN DE HULST, elle a été observée la première fois en 1951 à Leyde. Dès 1952, elle a permis de définir la structure spirale de notre Galaxie : cette raie — suivant la nature des milieux traversés — est soit en émission, soit en absorption.

1) Formation de la raie 21 cm en émission.

On observe un nuage d'hydrogène neutre : dans ce nuage, des collisions se produisent, qui font passer les atomes d'hydrogène du niveau fondamental au sous-niveau supérieur ; une fois que

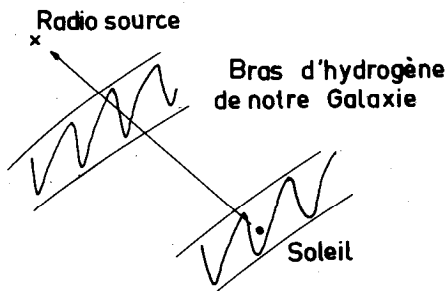
l'atome a été excité, au bout d'un certain temps, il se désexcite, soit par collision, soit en émettant un photon de longueur d'onde 21 cm, ce qui correspond à la différence d'énergie entre les deux sous-niveaux.



Bien que peu d'atomes d'hydrogène soient excités — le milieu est peu dense — il y en a suffisamment sur la ligne de visée pour qu'on observe la raie. Si le nuage observé a une vitesse d'approche ou d'éloignement par rapport au Soleil, la raie sera décalée vers le bleu ou le rouge (cette terminologie a encore cours même si on considère des photons radio !)

2. Formation de la raie en absorption.

Certains objets présentent, dans leur spectre, une raie d'absorption à la longueur d'onde 21 cm. Quand on observe ces radiosources à 21 cm au travers d'un bras de notre Galaxie, on observe simultanément leur rayonnement radio et l'émission propre du nuage d'hydrogène.



La détermination du spectre de la radiosource nécessite la mesure de l'émission à 21 cm de l'hydrogène neutre dans le bras galactique.

3. Apport de la raie 21 cm.

L'observation en 21 cm permet de détecter l'hydrogène neutre jusqu'à 30 kpc car l'absorption interstellaire dans le domaine radio est négligeable. Les observations en 21 cm ont permis :

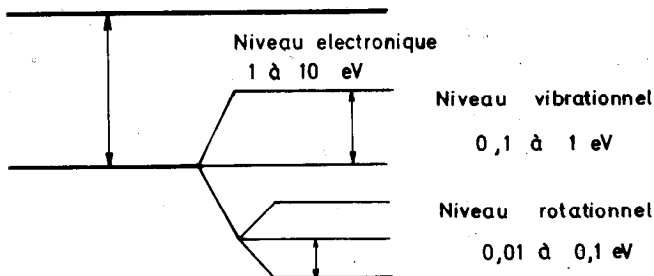
- de décrire la structure spirale de notre Galaxie,
- de mettre en évidence une grande concentration d'hydrogène neutre dans le plan de notre Galaxie,
- de détecter des mouvements « globaux » : rotation d'un disque central, éjection de nuages individuels qui s'échappent du centre à grande vitesse,
- de détecter des nuages à des latitudes élevées qui « tombent » sur la Galaxie,
- etc.

Le milieu interstellaire, vu en 21 cm, est également hétérogène : on y distingue des nuages froids $T \simeq 100$ K, de densité $n \simeq 10-100$ atomes par cm^3 immergés dans un gaz plus chaud $T \simeq 1000$ K, moins dense $n \simeq 0,5$ atome par cm^3 . Le gaz très chaud, détecté à partir des raies d'absorption interstellaires dans l'ultraviolet, ne peut évidemment pas être observé avec la raie 21 cm. De même, lorsque la densité est suffisamment grande, l'hydrogène n'est plus présent sous la forme atomique (*).

III. Raies interstellaires moléculaires : domaines radio centimétrique et millimétrique.

1. Nombre d'états d'énergie quantifiés dans une molécule.

Une molécule peut avoir un certain nombre d'états d'énergie quantifiés. Considérons la molécule H_2 : chaque noyau peut avoir un mouvement de rotation, ou un mouvement de vibration. Enfin les électrons peuvent avoir des énergies différentes.



La molécule — comme les atomes — peut passer d'un état d'énergie à un autre par absorption ou émission d'un photon dont

(*) Se trouvant sous forme moléculaire, il est alors détecté par les raies du spectre de la molécule H_2 .

l'énergie $E = h\nu$ correspond à la différence d'énergie entre le niveau de départ et le niveau d'arrivée. Suivant les valeurs d'énergie mises en jeu, la lumière absorbée ou émise correspondra au domaine visible, infrarouge ou radio.

Les molécules CN, CH, CH⁺ ont été détectées à partir de leurs transitions dans le visible ; en 1969, H₂ et CO étaient découvertes grâce à leurs raies de résonance situées dans l'ultraviolet spatial. En 1963, le radical hydroxyl OH a été observé à $\lambda = 18$ cm dans la direction de Cassiopée A. On connaît maintenant plus de 200 sources où cette transition est détectée, en absorption ou émission. En 1965, une émission très intense de OH à $\lambda = 18$ cm a été observée dans Orion : cette raie est alors produite par un processus hors équilibre : *l'effet maser*.

2. Détection des molécules.

La plupart des 50 molécules interstellaires connues maintenant ont été découvertes par leurs raies d'absorption dans les domaines centimétriques et millimétriques (H₂ est une exception : elle n'est observée qu'en ultraviolet et maintenant dans l'infrarouge).

Les molécules découvertes sont en grande majorité des molécules organiques : ceci s'explique aisément par le fait que les atomes constituant ces molécules — H, C, N, O sont les plus abondants dans l'Univers (hélium excepté). Certaines molécules sont très complexes, l'une HC₉N comprend 11 atomes, 4 molécules associent 9 atomes. Il existe également un certain nombre de molécules isotopiques, telles H₂, HD, NH₃, ¹⁴NH₂D, H₂¹⁶O, HD¹⁶O, H₂¹⁸O, etc. Il est certain que la liste des molécules présentes dans le milieu interstellaire n'est pas close.

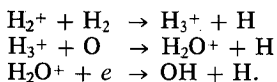
3. Nuages moléculaires.

H₂, CO, OH, etc. sont réparties (*) dans toute la Galaxie, du moins dans les parties neutres et froides ; cependant ces molécules, et d'autres plus complexes, se trouvent surtout dans des nuages très *denses*, qui se trouvent être les nébuleuses sombres, régions riches en poussière : les nuages moléculaires du Sagittaire B et d'Orion A ont fait l'objet de nombreuses cartographies : ils ont des dimensions importantes $\sim 1 \rightarrow 150$ pc, la densité y est grande $\simeq 10^5$ molécules par cm³, leur masse $\simeq 10^5 \cdot 10^6$ masses solaires. On présume que ces nuages moléculaires sont les sites où se forment les étoiles.

(*) D'après des considérations théoriques, on associe CO et H₂. Les nuages détectés en CO sont donc présumés riches en H₂. L'hydrogène, alors présent sous forme moléculaire, ne peut pas être détecté par la raie $\lambda = 21$ cm caractéristique de H atomique.

4. Chimie du milieu interstellaire.

La découverte de nombreuses molécules dans des nuages associés aux nuages de poussière a fait avancer la chimie du monde interstellaire. Les molécules ne sont pas formées dans les atmosphères des étoiles froides : celles-ci ne sont pas assez nombreuses pour « alimenter » les masses élevées des nuages moléculaires. Les molécules se forment sans doute à l'intérieur des nuages soit par rencontre avec des atomes constituant les grains de poussière — c'est le cas de H_2 , H_2O — soit par réaction en phase gazeuse avec intervention d'ions. Citons par exemple :



Dans les nuages diffus, quelques atomes ou molécules sont ionisés par le rayonnement cosmique qui a réussi à franchir le « mur » de poussière : les ions formés amorcent la chimie interstellaire. Notons que les molécules ainsi formées seraient rapidement détruites (≈ 100 ans) par les photons ultraviolets présents dans le milieu sans la présence de cet écran de poussière. On explique ainsi l'association des molécules et des régions riches en poussière.

5. L'effet Maser [Microwave Amplification by stimulated Emission of Radiation].

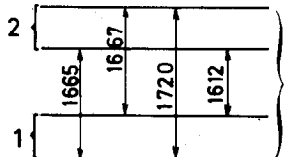
On connaît, à l'heure actuelle, 4 émissions moléculaires maser :

OH (18 cm),
 H_2O (1,35 cm, 170 sources détectées),
 SiO C-ion,
 CH_3OH Orion (méthanol).

Exemple : émission de OH à $\lambda = 18$ cm.

La transition $\lambda = 18$ cm de OH — hydroxyl — correspond à la transition entre deux niveaux (états de rotation) eux-mêmes dédoublés en 2 sous-niveaux : à ces 4 sous-niveaux correspondent quatre raies.

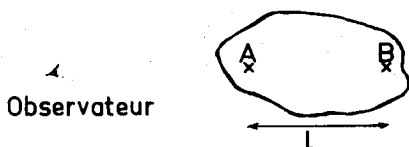
Lorsque le milieu est en équilibre, il est alors caractérisé par une température T ; les molécules sont dans des états d'excitation différents, dont la distribution dépend de cette température. L'intensité de chacune des raies est alors parfaitement définie ; dans les conditions de température du milieu interstellaire, CHLOVSKI (1953) avait estimé les intensités relatives comme suit :

$\lambda = 18$ cm		MHz	I
		1612	1
		1665	5
		1667	9
		1720	1

[MHz = mégahertz]

En 1965, l'hydroxyl OH est observé en émission, les raies ont des intensités dont les rapports sont très différents de la valeur annoncée. Depuis lors, on a observé dans certaines sources, une raie en émission tandis que les trois autres sont en absorption : ces résultats signifient que dans le milieu interstellaire, la molécule OH est loin d'être en équilibre. D'autres faits d'observation révèlent une situation complexe :

- la température déduite de l'étude du profil des raies observées peut être aussi élevée que 10^{13} K,
- les raies sont très fines ; cet élargissement, interprété comme un élargissement Doppler statistique, indique une température inférieure à 5 K,
- la variabilité de certaines émissions révèle une source de très petite dimension,



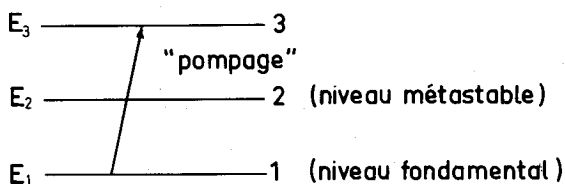
soit Δt l'intervalle de temps séparant la réception du signal émis

$$\text{par A du signal émis par B : } \Delta t \simeq \frac{L}{c} \quad L \simeq c \times \Delta t,$$

si $\Delta t \simeq$ quelques jours, $L \simeq$ quelques unités astronomiques,
 $\simeq$ dimension du système solaire.

Ces observations indiquent que la raie s'est formée dans un milieu où il n'y a aucune relation entre « une température » et le peuplement des niveaux d'énergie. Le processus par lequel les différents niveaux d'énergie sont peuplés est autre que les collisions.

Un mécanisme de formation des raies est alors l'effet MASER.



La molécule, au niveau fondamental, absorbe un photon IR qui la fait passer au niveau 3 (le photon absorbé a une énergie $E = E_3 - E_1 = h\nu_{13}$).

Il y a « pompage » car le niveau 3 est alors surpeuplé par rapport à l'équilibre thermique. La molécule, ici le radical OH, se désexcite spontanément et retombe normalement sur le niveau d'excitation 2 : si ce niveau est métastable — ceci se produit lorsque les transitions spontanées vers le niveau d'excitation 1 d'énergie moindre sont très difficiles, on peut se trouver dans la situation où $n_2 > n_1$, relation parfaitement incompatible avec l'équilibre thermique : on montre alors que le milieu n'est pas absorbant mais amplificateur : en présence de photons d'énergie $h\nu_{12}$ les atomes présents au niveau d'excitation $n = 2$ se dés excitent en émettant des photons de même énergie ; ce phénomène est l'émission induite ou stimulée (par opposition à l'émission spontanée) découverte par EINSTEIN.

Ces photons émis interagissent avec d'autres molécules qui se dés excitent : on a création de 2, 4, etc. photons d'énergie ($h\nu_{12}$) au fur et à mesure qu'ils se propagent dans le milieu, d'où la formation d'une raie beaucoup plus intense qu'à l'équilibre. Cette émission par effet maser est très directionnelle (ceci vient du rôle de l'émission induite, elle-même très directionnelle, le photon émis se propageant dans la même direction que le photon absorbé).

Dans le cas du radical OH, plusieurs types de masers sont observés qui diffèrent par les intensités relatives des 4 raies : dans chaque cas, on doit rechercher l'origine du « pompage » (surpeuplement du niveau 3) qui initie le processus. Ce peut être des photons IR émis par une étoile froide lorsque la source maser OH est proche d'une telle étoile ; dans le milieu inter-stellaire, l'effet maser OH est souvent observé en même temps que d'autres molécules : on ne connaît pas clairement le mécanisme qui permet le pompage.

LE GAZ IONISÉ.

Le gaz situé dans le voisinage immédiat d'une étoile très chaude est ionisé par le rayonnement ultraviolet de l'étoile. La recombinaison des ions et d'autres mécanismes expliquent le spectre d'émission de ces régions, dites nébuleuses gazeuses (ou nébuleuses diffuses, nébuleuses à émission, régions HII, HII = hydrogène ionisé). La nébuleuse à émission la plus connue est la Grande Nébuleuse d'Orion M42 découverte en 1610 par FABRI DE PEIRESC. (On ne doit pas confondre une telle nébuleuse avec Andromède M31 qui est une galaxie extérieure, comprenant elle-même environ 1 000 régions HII). Ces nébuleuses gazeuses à émission ne doivent pas être confondues avec les nébuleuses brillantes comme celle associée aux Pléiades M45 : on a vu que, dans le cas de M45, la lumière était celle des étoiles, diffusée par les poussières présenter.

Parmi les nébuleuses à émission, on connaît les nébuleuses planétaires : nébuleuse annulaire M57 de la Lyre, nébuleuse M27 la Dumbbell, etc. et les nébuleuses diffuses : M42 dans Orion, M8 la Lagune, M20 la Triffid, etc. Cette distinction repose sur une morphologie différente de la nébuleuse qui indique que ce sont des objets à des stades d'évolution différents. Néanmoins, les mécanismes qui expliquent l'émission sont identiques.

Le rayonnement émis par les nébuleuses est caractérisé par un spectre de raies en émission :

* Les raies de **BALMER** de l'hydrogène sont prédominantes. Les raies de l'hélium neutre sont toujours présentes. Parfois, on trouve des raies d'émission, plus faibles, d'autres éléments, HeII, S, etc.

* Il existe des raies de recombinaison dans le domaine radio.

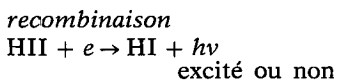
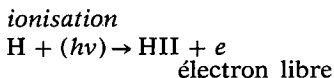
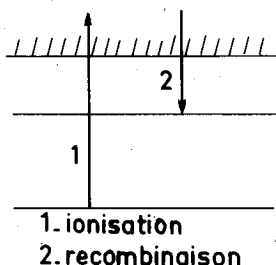
* On détecte des raies « interdites ».

* Il existe une émission continue « thermique », faible dans le domaine visible, plus importante en infrarouge et dans le domaine radio.

D'après les raies présentes, on distingue des régions plus chaudes que d'autres : dans le spectre des premières, on observe des raies de OIII, NII, HeII, SIII, etc., dans le spectre des régions plus froides, on observe des raies de SII, HeI, OII, etc.

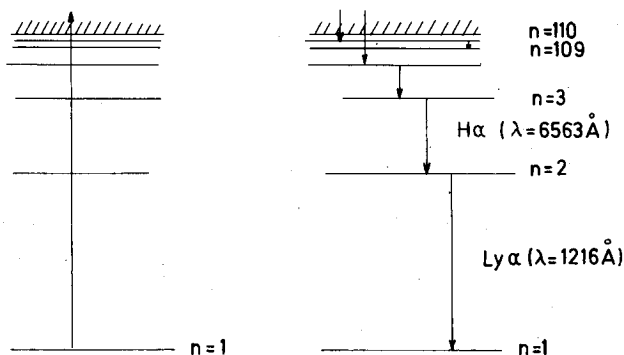
I. Etat physique des nébuleuses diffuses.

Suivant l'intensité du rayonnement ionisant qu'il reçoit, l'hydrogène du milieu interstellaire est neutre ou ionisé. Dans le voisinage d'une étoile très chaude, $T \sim 50\,000\text{ K} \rightarrow 20\,000\text{ K}$, il existe une forte densité de rayonnement ultraviolet : ce sont ces photons très énergétiques qui ionisent les atomes d'hydrogène présents : la région où l'hydrogène est ionisé est une région HII. Au-delà d'une zone de transition mince, il n'y a plus de rayonnement ionisant : l'hydrogène reste dans l'état neutre : c'est une région HI.



Les photons capables d'ioniser l'hydrogène interstellaire doivent avoir une énergie supérieure à 13,6 eV (voir le diagramme d'énergie de l'atome d'hydrogène). Inversement, les ions et les électrons libérés lors de l'ionisation se recombinent en reformant des atomes : il s'établit une situation d'équilibre. Le rayonnement émis par les régions où l'hydrogène est ionisé s'explique par des processus qui tiennent compte de la présence d'électrons et d'ions.

II. Les raies de recombinaison.



La recombinaison des ions avec les électrons peut se faire sur tous les niveaux d'énergie de l'atome : puis, par cascades successives, l'atome retourne à l'état fondamental. A chaque passage d'un niveau E_i à un autre E_j , il y a émission d'un photon : sa longueur d'onde est telle que :

$$h\nu_{ij} = \frac{hc}{\lambda_{ij}} = E_i - E_j.$$

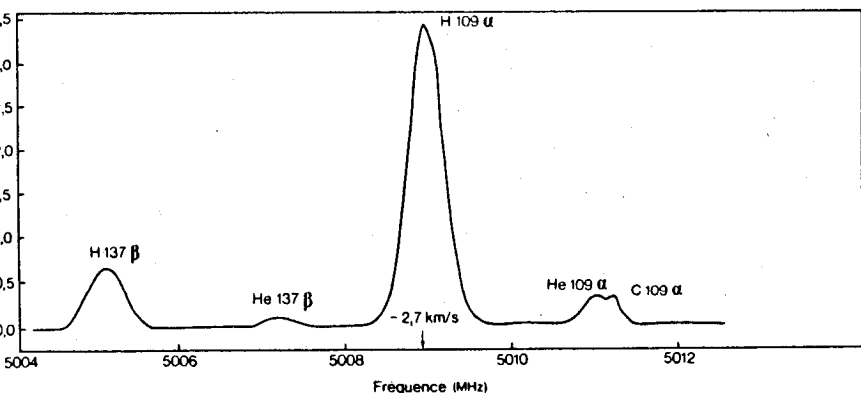
Suivant la densité et la dimension de la région HII, ces photons sont absorbés ou sortent de la nébuleuse : c'est l'émission à $\lambda = 6\,563 \text{ \AA}$ (H_α) par ce processus qui explique la couleur « rose » de certaines nébuleuses diffuses.

Il y a une quinzaine d'années, on a découvert des raies de recombinaison de l'hydrogène et de l'hélium dans le domaine radio : ces raies correspondent à des transitions entre des niveaux de nombre quantique élevé (à partir de $n = 50$ jusqu'à $n = 200$).

On connaît ainsi :

H 109 α	$n = 110 \rightarrow n = 109$	$\lambda \simeq 6 \text{ cm}$
H 137 β	$n = 139 \rightarrow n = 137$	

M42

émission autour de $\lambda = 6 \text{ cm}$ *d'après Churchwell et Mezger, 1970*

Ces niveaux ont une énergie très proche (on rappelle que

$E_n \propto \frac{1}{n^2}$ pour l'atome d'hydrogène) : dans les milieux denses,

l'élargissement de chaque niveau étant plus grand que la différence d'énergie entre eux, il est alors hors de question d'observer des raies correspondant à des transitions d'un niveau à l'autre.

D'autres éléments produisent des raies de recombinaison dans le domaine radio : citons l'hélium, le carbone, etc.

Il est établi maintenant que les raies d'émission dans le visible et les raies de recombinaison dans le domaine radio sont formées à partir du même processus ; la présence des raies de recombinaison dans le domaine radio révèle un milieu où la densité des particules est très faible.

III. Raies interdites.

En plus des raies de l'hydrogène, de l'hélium et de quelques autres éléments, identifiées par des mesures de laboratoire ou des calculs, d'autres raies, souvent les plus intenses, sont caractéristiques des spectres nébulaires : il en est ainsi de raies situées à $\lambda = 5007 \text{ Å}$, $\lambda = 4949 \text{ Å}$, $\lambda = 4363 \text{ Å}$, etc. Le problème de l'identification de ces raies est resté très longtemps sans solution : l'hypothèse de l'existence d'un élément inconnu sur terre « le nébulium » a été assez vite abandonnée ; le problème a été résolu à partir de 1928 : il s'agit de raies appartenant à des atomes ou ions fort communs tels NII, OII ou OIII mais difficiles à exciter

en laboratoire : le niveau supérieur de la transition est métastable : sa durée de vie est de l'ordre de quelques minutes à la place des 10^{-8} s pour un niveau ordinaire : dans les conditions de densité/température du laboratoire, l'atome, lorsqu'il est au niveau d'énergie métastable est excité avant d'avoir pu se désexciter en émettant un photon ; dans le « vide » interstellaire, à cause du peu de collisions et d'excitations radiatives, l'atome sur un niveau métastable peut perdre spontanément son énergie par émission d'un photon. Les raies mentionnées ci-dessus sont parmi les principales raies interdites identifiées dans les nébuleuses :

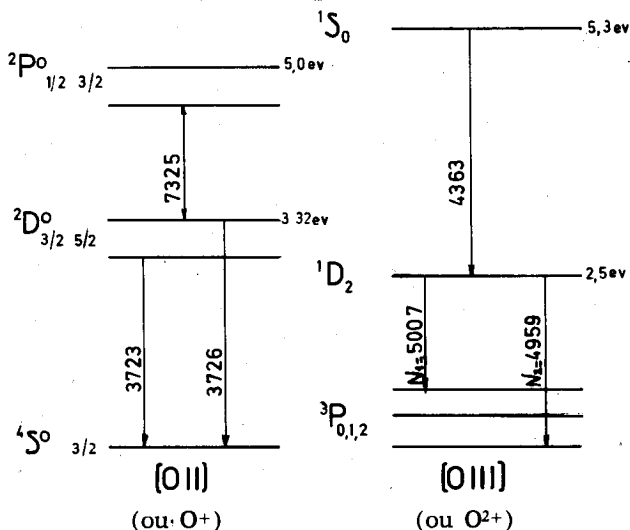
$$\lambda = 5\,007 \text{ \AA} \rightarrow [\text{OIII}],$$

la dénomination [] indique une raie interdite

$$\lambda = 4\,959 \text{ \AA} \rightarrow [\text{OIII}]$$

$$\lambda = 4\,363 \text{ \AA} \rightarrow [\text{OIII}].$$

On trouve d'autres raies interdites appartenant notamment à OII, AIII, AIV, NEIII, FeIII, etc.



Les raies interdites sont couramment utilisées pour déterminer les conditions de température et de densité dans les nébuleuses. On sait que c'est l'énergie cinétique des électrons qui est responsable de la température électronique. Or, dans le cas de l'excitation de niveau métastable par collision avec des électrons, l'énergie cinétique des électrons est transformée en énergie lumineuse rayonnée. La quantité d'énergie cinétique disponible dans le milieu est diminuée, ce qui implique une température plus basse.

IV. Emission continue des nébuleuses gazeuses.

Les nébuleuses diffuses émettent également un rayonnement continu dans tous les domaines de longueur d'onde. Cette émission est plus importante dans deux domaines :

1) L'émission radio-continue « thermique » : les électrons, très nombreux dans la nébuleuse, interagissent avec les particules présentes dans le milieu, soit en excitant les atomes et les ions (mécanisme de formation des raies interdites et de recombinaison), soit en se recombinant avec les ions en provoquant alors des transitions free-free. Ce rayonnement est dit thermique, la source d'énergie étant l'énergie cinétique des électrons du milieu.

2) Les nébuleuses gazeuses sont également des sources infrarouge puissantes : une partie de ce rayonnement est la composante infrarouge du rayonnement free-free des électrons. Il semble que l'essentiel de cette émission soit dû à des poussières chauffées par le rayonnement ultraviolet des étoiles. Cette émission infrarouge, dans certains cas, peut être très grande comparée à l'émission dans le visible. Il est alors nécessaire de trouver d'autres mécanismes.

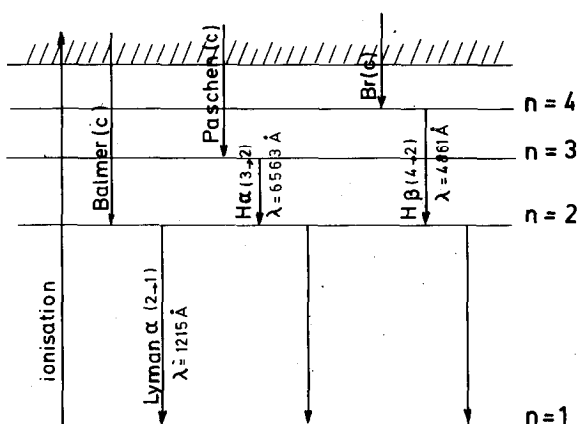
V. Conditions physiques dans les nébuleuses diffuses.

A partir du spectre d'émission de la nébuleuse (spectre de raies + émission continue), on essaie de connaître :

- les caractéristiques de l'étoile excitatrice (température effective),
- les conditions physiques de température, de densité dans la nébuleuse.

Il est nécessaire d'avoir une théorie cohérente expliquant le rayonnement et associant des grandeurs observées à des caractéristiques physiques (problème du diagnostic).

1) Dès 1931, ZANSTRA a donné une forme quantitative à la théorie de l'émission dans les nébuleuses gazeuses : cette théorie permet de déduire du spectre de l'hydrogène d'une nébuleuse les caractéristiques de l'étoile excitatrice. ZANSTRA imagine une nébuleuse exclusivement formée d'hydrogène de densité constante : en présence du rayonnement ultraviolet d'une étoile chaude $T > 20\,000\text{ K}$, les atomes sont ionisés par absorption de photons d'énergie convenable (supérieure à l'énergie d'ionisation de l'hydrogène). Soit N_0 le nombre de photons ionisants émis par l'étoile en une seconde : la nébuleuse est en équilibre : il y a donc N_0 recombinaisons par seconde. Lors d'une recombinaison, le retour de l'atome d'hydrogène au niveau fondamental peut s'effectuer de diverses manières schématisées sur la figure qui suit :



Deux trajets sont possibles :

- un certain nombre d'atomes reviennent directement en émettant des photons du spectre continu, soit $N(\text{Ly } c)$,
- par ailleurs, il y a émission en cascades de photons, réabsorbés dans la nébuleuse, qui se terminent toujours par l'émission d'un photon dans la transition $(2 \rightarrow 1)$: soit $N(\text{Ly } \alpha)$ le nombre de photons émis dans cette transition.

On suppose le nombre de recombinaisons égal au nombre d'ionisations.

On a donc $N_0 = N(\text{Ly } c) + N(\text{Ly } \alpha)$. Ces photons ne sont pas observables (non transparence de l'atmosphère terrestre). On évalue leur nombre par d'autres observations. Par un raisonnement analogue, on trouve que :

$$N(\text{Ly } \alpha) = N(\text{Bc}) + N(\text{Ba})$$

$N(\text{Bc})$: nombre de photons émis dans le continu de BALMER,

$N(\text{Ba})$: nombre de photons émis dans les raies de BALMER $3 \rightarrow 2$, $4 \rightarrow 2$, etc.

On a alors :

$$N_0 = N(\text{Ly } c) + N(\text{Bc}) + N(\text{Ba}) \simeq N(\text{Bc}) + N(\text{Ba}).$$

Donc, à partir des mesures du rayonnement émis par la nébuleuse dans le domaine « visible », on déduit le nombre de photons ionisants émis par l'étoile excitatrice. Dans le cas où le milieu est parfaitement homogène, la région ionisée est une

sphère : la théorie des sphères de STROMGREN permet d'obtenir le rayon de cette sphère lorsque le type spectral de l'étoile excitatrice est connu :

$$\underbrace{N_0}_{\text{nombre d'ionisations}} = \frac{4}{3} \pi R^3 \underbrace{n_e n_{H^+}}_{\text{nombre de recombinaisons}} \alpha(T) \simeq f(R, n_e, n_{H^+}, \alpha),$$

α est le coefficient de recombinaison.

Le rayon de la région HII est proportionnel à la densité à la puissance $-2/3$ avec l'hypothèse $n_e = n_{H^+}$.

Bien entendu, l'hydrogène n'est pas le seul élément ionisé dans une nébuleuse homogène, chaque élément est censé avoir sa sphère d'ionisation, plus ou moins grande selon le potentiel d'ionisation de l'élément en question.

Rayon des zones HII

type spectral	T	à $N_H = 1$ atome cm^{-3} rayon en parsecs (normalisé)
O6	40 000 K	80
O9	32 000 K	53
B0	25 000 K	28
B2	20 000 K	11,6
B5	15 500 K	4,2
A0	10 700 K	0,6

On note la disparition des zones HII lorsque l'étoile excitatrice est de type spectral A.

La réalité est en fait beaucoup plus complexe :

- les nébuleuses ne sont pas homogènes,
- les observations en infrarouge ont révélé, au sein des régions HII répertoriées, l'existence de poussières qui interagissent aussi avec le rayonnement ultraviolet des étoiles (voir le problème du chauffage des poussières).

2) Diagnostics spectroscopiques simples.

Supposons néanmoins un gaz ionisé homogène : certains rapports de raies fournissent directement des renseignements sur le gaz.

a) *Mesure de T_e* : à basse densité, le rapport d'intensité de deux raies d'un même ion émanant de niveaux d'énergie différents permet une mesure de T_e (proportionnel à $\exp^{-(E_2 - E_1)/kT_e}$).

Les rapports les plus utilisés sont :

$$\frac{[\text{OIII}] \ 4363}{[\text{OIII}] \ 5007} ; \quad \frac{[\text{NII}] \ 5755}{[\text{NII}] \ 6584}, \quad \text{etc.}$$

b) *Mesure de n_e* : une fois qu'un ion a été excité, il se désexcite soit en émettant un photon, soit en cédant de l'énergie par collision avec un électron thermique. Ce deuxième processus dépend de la densité électronique.

Les raies les plus utilisées sont :

$$\begin{array}{cc} [\text{OII}] & 3726 & [\text{SII}] & 6716 \\ & \hline [\text{OII}] & 3729 & [\text{SII}] & 6730 \end{array}$$

Ces critères se déduisent de théories très simplifiées. Pour connaître réellement les conditions physiques dans une nébuleuse, il est clair qu'il faut connaître précisément les divers processus en jeu.

Les régions HII sont très nombreuses, en particulier dans les bras de la Galaxie. Elles sont très diversifiées. Certains caractères semblent communs :

$n \sim 100 \text{ atomes cm}^{-3}$:

- avec variations à grande échelle,
- certaines régions HII présentent des variations sur 1 parsec,
- la densité semble plus élevée sur les bords des régions HII et sur le front d'ionisation ;

$T \sim 12\,000 - 15\,000 \text{ K}$:

- il peut exister des fluctuations à l'intérieur d'une même région.

Remarque.

Ces valeurs numériques résultent de théories très simplifiées. Rappelons que la température électronique d'un milieu n'est strictement définie que si les échanges d'énergie dans ce milieu se font préférentiellement par les collisions. Il est douteux que cela soit le cas dans un milieu si dilué, sauf peut-être en ce qui concerne l'excitation de quelques niveaux.

On a observé des régions HII de toutes dimensions, des plus petites ultra-compactes aux géantes. Les nébuleuses diffuses sont en général associées à des régions riches en poussière.

Conclusion.

Il est évident que nous n'avons fait qu'aborder ici quelques-unes des propriétés les plus marquantes du milieu interstellaire ; les phénomènes les plus caractéristiques — les raies interdites, les raies de recombinaison dans le domaine radio, le rayonne-

ment par effet Maser — sont la signature d'un milieu très dilué et violemment hors équilibre. L'étude d'un tel milieu est souvent difficile et nécessite un bilan précis de tous les processus microscopiques faisant intervenir les différentes composantes présentes, à savoir les particules solides, les différentes espèces atomiques et moléculaires, ainsi que le rayonnement ambiant.

REFERENCE

- L. GOUGUENHEIM. — Bulletin de l'Union des Physiciens, n° 593, p. 843 :
« *La lumière transporte le message des Astres* ».
- L. GOUGUENHEIM. — *Méthodes de l'astrophysique*. Collection liaison scientifique. Hachette et C.N.R.S.
- DYSON J.-E., WILLIAMS D.-A. — *Physics of the interstellar medium*, Manchester University Press.
-