

**INTRO  
UNE  
INTRODUCTION  
À  
TION  
DU**

**NAISSANCE,  
ÉVOLUTION  
ET MORT  
DES ÉTOILES**

James Lequeux



**Collection « Une Introduction à »  
dirigée par Michèle Leduc et Michel Le Bellac**

# **Naissance, évolution et mort des étoiles**

**James Lequeux**

**Astronome à l'Observatoire de Paris**



17, avenue du Hoggar  
Parc d'activités de Courtabœuf, BP 112  
91944 Les Ulis Cedex A, France

*Retrouvez tous nos ouvrages et nos collections sur  
<http://www.edition-sciences.com>*

Imprimé en France.

© 2011, EDP Sciences, 17, avenue du Hoggar, BP 112, Parc d'activités de Courtabœuf,  
91944 Les Ulis Cedex A

Tous droits de traduction, d'adaptation et de reproduction par tous procédés réservés pour tous pays. Toute reproduction ou représentation intégrale ou partielle, par quelque procédé que ce soit, des pages publiées dans le présent ouvrage, faite sans l'autorisation de l'éditeur est illicite et constitue une contrefaçon. Seules sont autorisées, d'une part, les reproductions strictement réservées à l'usage privé du copiste et non destinées à une utilisation collective, et d'autre part, les courtes citations justifiées par le caractère scientifique ou d'information de l'œuvre dans laquelle elles sont incorporées (art. L. 122-4, L. 122-5 et L. 335-2 du Code de la propriété intellectuelle). Des photocopies payantes peuvent être réalisées avec l'accord de l'éditeur. S'adresser au : Centre français d'exploitation du droit de copie, 3, rue Hautefeuille, 75006 Paris. Tél. : 01 43 26 95 35.

ISBN 978-2-7598-0638-6



James Lequeux, né en 1934, est astronome émérite à l'Observatoire de Paris. Après une thèse en radioastronomie, il s'est intéressé à de nombreux sujets en astrophysique, en particulier le milieu interstellaire, l'évolution stellaire et l'évolution des galaxies. Il a été impliqué dans différents projets spatiaux, notamment le satellite européen d'observation dans l'infrarouge ISO. Il a dirigé la station de radioastronomie de Nançay et l'Observatoire de Marseille, et a été pendant quinze ans Rédacteur en chef de la revue européenne *Astronomy & Astrophysics*. Ces dernières années, il a écrit un ouvrage de référence, « Le milieu interstellaire », qui a été traduit en anglais, de nombreux articles et plusieurs livres consacrés à l'histoire de l'astronomie, dont des biographies scientifiques d'Arago et de Le Verrier dont la traduction est en cours.

**Vj ku' r ci g'kpvgpvkppcm( 'igh' drc pm**

# Remerciements

Jean-Paul Zahn a bien voulu relire entièrement le manuscrit. Je lui en suis très reconnaissant. Je voudrais également exprimer ma gratitude à André Maeder, à Klaas de Boer et à Wilhelm Seggewiss pour m'avoir permis d'utiliser des figures de leurs ouvrages. Je remercie enfin Nolan Walborn et Sylvaine Türck-Chièze pour m'avoir fourni des figures.

**Vj ku' r ci g'kpvgpvkppcm( 'igh' drc pm**

# Table des matières

|   |           |
|---|-----------|
| <b>Remerciements</b>  | <b>3</b>  |
| <b>Introduction</b>   | <b>7</b>  |
| <b>1 La naissance des étoiles</b>   | <b>11</b> |
| 1.1 La matière interstellaire . . . . .   | 11        |
| 1.2 La formation des étoiles . . . . .  | 17        |
| 1.3 L'évolution des étoiles avant la séquence principale . . . . .  | 33        |
| <b>2 La physique des étoiles</b>  | <b>37</b> |
| 2.1 Les paramètres fondamentaux : masse, rayon, luminosité ;<br>le diagramme de Hertzsprung-Russell . . . . . | 37        |
| 2.2 L'atmosphère des étoiles . . . . .  | 44        |
| 2.3 Les équations de base de la structure des étoiles . . . . .   | 48        |
| 2.4 Les réactions nucléaires, sources d'énergie des étoiles . . . . .   | 51        |
| 2.5 La modélisation de l'intérieur des étoiles . . . . .  | 54        |
| 2.6 Matière normale et matière dégénérée . . . . .  | 58        |
| 2.7 Les oscillations stellaires . . . . .   | 60        |
| <b>3 L'évolution des étoiles isolées</b>  | <b>67</b> |
| 3.1 L'évolution du Soleil . . . . .   | 67        |
| 3.2 L'évolution des étoiles de masse faible et moyenne . . . . .  | 72        |
| 3.3 L'évolution des étoiles de grande masse . . . . .   | 74        |
| 3.4 Complications : la rotation et le champ magnétique des étoiles . . . . .                                  | 80        |
| <b>4 La mort des étoiles</b>  | <b>83</b> |
| 4.1 La mort des petites étoiles . . . . .   | 83        |
| 4.2 La mort des grosses étoiles . . . . .   | 91        |



|          |   |            |
|----------|---|------------|
| <b>5</b> | <b>Le zoo des étoiles doubles</b>                                 | <b>109</b> |
| 5.1      | Étoiles doubles et masse des étoiles . . . . .                    | 109        |
| 5.2      | Le transfert de masse dans les étoiles doubles . . . . .          | 114        |
| 5.3      | Binaires cataclysmiques, novae et supernovae de type Ia . . . . . | 122        |
| 5.4      | Étoiles binaires gamma et microquasars . . . . .                  | 126        |
| 5.5      | Les pulsars milliseconde . . . . .                                | 128        |
| <b>6</b> | <b>Étoiles et évolution des galaxies</b>                          | <b>131</b> |
| 6.1      | Introduction . . . . .  | 131        |
| 6.2      | La production des éléments par les étoiles . . . . .              | 133        |
| 6.3      | Des étoiles au milieu interstellaire . . . . .                    | 137        |
| 6.4      | L'évolution de la composition chimique des galaxies . . . . .     | 138        |
| 6.5      | L'évolution de la couleur et du spectre des galaxies . . . . .    | 149        |
|          | <b>Bibliographie</b>  | <b>157</b> |
|          | <b>Index</b>  | <b>159</b> |

# Introduction

L'astrophysique est une science récente. François Arago est le premier à avoir montré, en 1811, que la surface du Soleil est un gaz incandescent, et non un solide ou un liquide ; plus tard, il montrera que c'est aussi le cas pour les autres étoiles. En 1860, Robert Bunsen et Gustav Kirchhoff découvrent dans le spectre du Soleil les raies de plusieurs éléments terrestres, ce qui est souvent considéré comme le début de l'astrophysique. Puis on voit cette science naissante suivre les progrès de la physique, jusqu'à ce que soit définitivement établie par Hans Bethe et Carl Friedrich von Weizsäcker l'origine de l'énergie des étoiles, juste avant la dernière guerre mondiale. Quant à l'évolution des étoiles, elle n'a commencé à être comprise qu'après 1950 ; la naissance et la mort des étoiles conservent encore pour nous bien des aspects mystérieux.

Le présent ouvrage fait le point, d'une manière que nous espérons aisément accessible à un lecteur ayant des connaissances en physique, sur les différents aspects de la formation, de la nature, de l'évolution et de la mort des étoiles. Bien que ce livre ne soit nullement destiné aux spécialistes, nous n'avons pas hésité à y insérer des formules et des démonstrations simples, quand elles nous ont paru plus parlantes qu'un exposé vulgarisé fait « avec les mains ». Une bonne compréhension de la physique stellaire passe par là.

Le premier chapitre décrit succinctement le milieu interstellaire à partir duquel se forment les étoiles et les différentes étapes de cette formation, jusqu'à ce que se stabilisent les réactions nucléaires qui fournissent leur énergie. Ce sont des sujets où l'on ignorait tout avant l'avènement des radiotélescopes, puis des satellites artificiels qui permettent l'observation dans l'infrarouge ; bien des observations nouvelles nous apportent encore leur lot de surprises.

On aborde ensuite les principes de la physique des étoiles. Il y a ici moins de mystères que dans le chapitre précédent : on parvient en effet à rendre compte très convenablement des propriétés observées des étoiles par des modèles numériques,

mais au prix de l'introduction de paramètres plus ou moins arbitraires qui décrivent de façon empirique des phénomènes physiques mal connus, comme la turbulence et la convection. Il est donc nécessaire de confronter continuellement le résultat des modèles aux observations, ce que nous ne manquerons pas de faire.

Le troisième chapitre décrit l'évolution temporelle des étoiles, en commençant par celle du Soleil. Elle dépend beaucoup de leur masse : on constatera que les étoiles de grande masse consomment leur combustible de façon effrénée, et ne vivent que quelques millions d'années, tandis que celles de petite masse, plus économes, ont une durée de vie qui peut atteindre plusieurs milliards d'années.

Pendant toutes les étoiles finissent par mourir, par épuisement de leur combustible nucléaire. Cette mort, qui fait l'objet du chapitre 4, est relativement douce pour les étoiles de faible masse, mais se traduit pour les grandes masses par une explosion spectaculaire, dont on est loin de comprendre encore toute la physique.

Les étoiles ne sont pas toujours isolées : près de la moitié font partie d'un système double ou plus complexe, et nous verrons ce qui leur arrive dans le chapitre 5. Ce n'est que depuis l'avènement de l'astronomie spatiale en lumière ultraviolette, puis en rayons X et gamma, que l'on a vraiment observé les phénomènes étranges et spectaculaires que provoque le transfert de matière entre les composantes de ces systèmes. Tout n'est pas encore compris dans ce domaine, où les découvertes se succèdent à un rythme soutenu.

Comme les étoiles, les galaxies évoluent, et cette évolution est déterminée par leur contenu stellaire. En effet, les étoiles consomment continuellement du gaz interstellaire, qu'elles restituent partiellement à la fin de leur vie, enrichi en éléments lourds par la nucléosynthèse qui se produit dans leurs profondeurs ou lors de leur explosion finale. Puis d'autres étoiles naissent à partir de ce gaz, qu'elles enrichiront encore, tandis que la matière qu'elles n'ont pas réussi à éjecter subsistera éternellement sous la forme de restes inertes. C'est cette évolution qui est décrite dans le dernier chapitre, où nous montrons comment on peut l'observer.

Nous espérons que le lecteur aura autant de plaisir à découvrir le monde passionnant des étoiles que nous en avons eu en écrivant ce livre.

### **Encadré. La nomenclature des étoiles.**

De l'Antiquité au <sup>xvii</sup>e siècle, les étoiles étaient seulement désignées par un nom. On a conservé cette habitude pour les étoiles les plus brillantes, en utilisant des noms qui sont généralement d'origine arabe, tels Sirius, Aldébaran, Bételgeuse, etc. Quelques noms plus récents sont également utilisés, par exemple Mira Ceti qui désigne une étoile variable particulièrement remarquable de la constellation de la Baleine (Cetus). Cependant, cette nomenclature a assez vite paru insuffisante et peu pratique. En 1601, l'allemand Johann Bayer, dans son atlas céleste *Uranometria*, a désigné les étoiles par une lettre grecque suivie du génitif de la constellation auxquelles elles appartiennent. En principe,  $\alpha$  est la plus brillante de la constellation (par exemple  $\alpha$  Cygni = Deneb), suivie de  $\beta$ ,  $\gamma$ , etc. Mais il y a bien souvent plus d'étoiles visibles à l'œil nu dans une constellation que de lettres dans l'alphabet grec, si bien qu'au <sup>xviii</sup>e siècle l'anglais John Flamsteed a introduit un nouveau système, où les étoiles de chaque constellation sont désignées par un nombre entier croissant avec l'ascension droite. Ce système est encore utilisé : par exemple, l'étoile 51 Pegasi est la première autour de laquelle a été découverte une planète extrasolaire. Mais les astronomes qui ont construit de grands catalogues d'étoiles à partir du début du <sup>xix</sup>e siècle, par exemple Lalande qui en a catalogué 50 000 en 1801, ont trouvé cette nomenclature encore insuffisante et peu commode. Ils ont le plus souvent classé les étoiles par ordre d'ascension droite sans tenir compte des constellations. C'est le cas pour le célèbre catalogue d'Henry Draper (HD). Le catalogue Bonner Durchmusterung (BD), qui contient énormément d'étoiles, est divisé en zones de 1° en déclinaison, dans chacune desquelles les étoiles sont classées par ascension droite. Pour compliquer encore la situation, les étoiles variables sont souvent désignées par une ou deux lettres romaines majuscules précédant le nom de la constellation. De surcroît, le nombre et les limites des constellations ont changé au cours du temps : ce n'est qu'en 1930 que l'Union astronomique internationale a fixé définitivement les limites des constellations, ce qui a amené quelques changements. À l'heure actuelle, on tend plutôt à désigner les étoiles, comme d'ailleurs les autres objets célestes, par leur position (ascension droite et déclinaison) ; encore faut-il préciser à quelle date se rapporte cette position, car les coordonnées d'un astre varient au cours du temps en raison de la précession des équinoxes : la lettre B qui précède ces coordonnées, ou l'absence de lettre, précise qu'il s'agit de 1950, tandis que la lettre J indique qu'il s'agit de 2000.

De la coexistence entre tous ces systèmes résulte une grande confusion. Une même étoile peut posséder un très grand nombre de noms différents : par exemple, Bételgeuse est désignée par une bonne quarantaine de noms, dont voici quelques exemples :  $\alpha$  Orioni, 58 Orioni, HD 39801, BD+07 1055, IRAS 05524+0723, 2MASS J055108+0724255, etc.

Pour s'y retrouver dans cet imbroglio, il faut consulter la base de données d'accès gratuit SIMBAD du Centre de données de Strasbourg (<http://simbad.u-strasbg.fr/>) où l'on peut retrouver à partir d'une désignation quelconque tous ces différents noms et les catalogues auxquels ils se rapportent, avec en prime énormément de données sur l'étoile recherchée.

**Vj ku' r ci g'kpvgpvkppcm( 'igh' drc pm**

# 1

## La naissance des étoiles

### 1 La matière interstellaire

#### 1.1 Les différentes phases de la matière interstellaire

Les étoiles naissent à partir de la matière interstellaire. Celle-ci est composée de gaz et de poussières. Ces poussières, qui sont des silicates ou de la matière carbonée, et peuvent être couvertes de glace d'eau, de monoxyde de carbone ou d'autres produits gelés, renferment 1 à 2 pour cent de la masse de la matière interstellaire. Elles sont constituées essentiellement d'éléments plus lourds que l'hydrogène et l'hélium : le gaz interstellaire est donc en partie déficient en éléments lourds par rapport à la composition chimique de la Galaxie au voisinage du Soleil, qui est donnée dans le tableau 1.1. Cette déficience du gaz a une grande importance pour la physique du milieu interstellaire, mais importe peu pour la composition chimique des étoiles : en effet, lorsque celles-ci se forment à partir du milieu interstellaire, elles en englobent aussi bien les poussières que le gaz.

Il existe plusieurs phases dans le milieu interstellaire, qui sont déterminées par la densité, ainsi que par la nature et l'intensité du rayonnement ambiant.

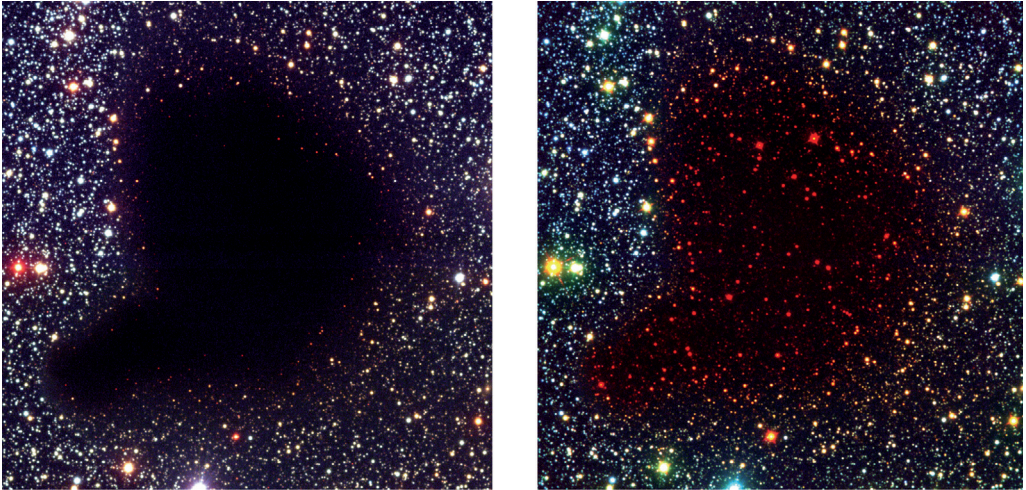
Sauf dans ses régions les plus denses, le milieu interstellaire est soumis au rayonnement des étoiles. Ceux des photons ultraviolets stellaires dont la longueur d'onde est plus petite que 91,2 nm ionisent l'hydrogène, qui est le constituant de loin le plus abondant du gaz interstellaire. Comme la section efficace d'ionisation de l'hydrogène est très grande, cette ionisation est en pratique un phénomène de tout ou rien. L'hydrogène est donc presque complètement ionisé dans un certain volume autour des étoiles chaudes ; au-delà de cette zone, le rayonnement qui provient de ces étoiles est

| Élément (X) | $12 + \log(n_X/n_H)$ | Élément (X) | $12 + \log(n_X/n_H)$ |
|-------------|----------------------|-------------|----------------------|
| H           | 12,00                | Si          | 7,27                 |
| He          | 10,99                | P           | 5,57                 |
| Li          | 3,31                 | S           | 7,09                 |
| C           | 8,56                 | Ar          | 6,56                 |
| N           | 7,97                 | K           | 5,13                 |
| O           | 8,77                 | Ca          | 6,34                 |
| Ne          | 8,03                 | Ti          | 4,93                 |
| Na          | 6,31                 | Fe          | 7,50                 |
| Mg          | 7,40                 | Ni          | 6,25                 |

**Tableau 1.1.** Composition chimique de la galaxie au voisinage du Soleil ; seuls les éléments les plus intéressants sont listés.  $n_X$  et  $n_H$  désignent respectivement le nombre d'atomes de l'élément X et le nombre d'atomes d'hydrogène, qui sert de référence. Conventionnellement, on donne les abondances par rapport à l'hydrogène dans une échelle logarithmique augmentée de 12. Les proportions en masse sont approximativement : hydrogène :  $X = 0,70$  ; hélium :  $Y = 0,28$  ; éléments lourds :  $Z = 0,02$ .

privé par cette ionisation des photons de longueur d'onde inférieure à 91,2 nm : l'hydrogène est alors presque entièrement neutre. Il y a donc dans le milieu interstellaire des régions où l'hydrogène est pratiquement ionisé à 100 % : ce sont les *nébuleuses gazeuses*, aussi nommées *régions HII*<sup>1</sup>. En se dilatant, ces nébuleuses remplissent l'espace environnant d'un gaz ténu, où les ions et les électrons mettent longtemps à se recombiner ; c'est le *milieu ionisé diffus*. Les régions où l'hydrogène est essentiellement neutre et à l'état atomique sont les *régions HI*, qui peuvent avoir des densités et des températures très variées, depuis des nuages relativement denses et froids à un milieu diffus ténu et tiède. Si la densité du milieu neutre est grande, disons plus de 1 000 atomes par  $\text{cm}^3$ , l'hydrogène s'y trouve à l'état de molécules : on parle alors de *nuages moléculaires* (figure 1.1). Enfin, il existe des régions qui sont remplies de gaz ionisé très chaud (de l'ordre de  $10^6$  K) et très dilué (quelques  $10^{-3}$  ion par  $\text{cm}^3$ ) éjecté par des étoiles en fin de vie : ces *régions très chaudes* occupent plus de volume que toutes les autres phases réunies, mais ne contiennent que peu de masse.

<sup>1</sup> Les astronomes ont l'habitude de désigner comme suit les degrés d'ionisation d'un élément X. Neutre : XI, ionisé une fois : XII, deux fois : XIII, etc. L'hydrogène neutre  $\text{H}^0$  est donc HI, et l'hydrogène ionisé  $\text{H}^+$ , HII.



**Figure 1.1.** Le nuage moléculaire B68. À gauche, image en lumière visible, prise avec un des télescopes de 8 m de diamètre du Very Large Telescope (VLT) de l'Observatoire européen austral (ESO). La lumière visible des étoiles d'arrière-plan est totalement obscurcie par les poussières que contient ce nuage. À droite, image composite en fausses couleurs obtenue dans l'infrarouge aux longueurs d'onde de  $1,25 \mu\text{m}$  (bleu),  $1,65 \mu\text{m}$  (vert) et  $2,17 \mu\text{m}$  (rouge). L'extinction étant plus faible dans l'infrarouge que dans le visible, on voit apparaître les étoiles situées dans ou derrière le nuage, surtout à  $2,17 \mu\text{m}$ . © ESO Education and Public Relations Department.

Les différentes phases de la matière interstellaire neutre sont approximativement en équilibre de pression les unes avec les autres et avec les régions très chaudes : cette pression est proportionnelle au produit de la densité  $n$  par la température absolue  $T$ , avec  $nT$  de l'ordre de  $3\,000 \text{ atomes cm}^{-3} \text{ K}$  au voisinage du Soleil. En revanche, la pression est plus grande dans les régions HII, car leur température est de l'ordre de  $10\,000 \text{ K}$ , si bien qu'elles sont en expansion, et sont entourées d'un front d'ionisation et éventuellement d'un choc. Le tableau 1.2 résume les propriétés de la matière interstellaire dans notre Galaxie.

Dans les régions neutres, circulent des photons ultraviolets de longueur d'onde plus grande que  $91,2 \text{ nm}$ , qui sont susceptibles d'arracher des électrons aux grains de poussière qu'ils rencontrent et à ceux des atomes dont l'énergie d'ionisation est inférieure à celle de l'hydrogène ( $13,6 \text{ électron-volts, eV}$ ) : le carbone, le soufre et les métaux, mais pas l'hélium, l'azote et l'oxygène. Cela a une grande importance pour la physique du milieu. Le chauffage des régions HI est produit par l'ionisation des poussières : les électrons arrachés, qui ont une énergie d'une dizaine d'eV, se mettent en équilibre thermique avec les électrons déjà présents, qu'ils chauffent, puis l'équilibre thermique s'établit plus lentement entre les électrons et les autres particules. Dans les régions particulièrement peu denses du milieu neutre, une source de chauffage



| Milieu        |             | Densité<br>(atome $\text{cm}^{-3}$ ) | Température<br>(K)     | Masse totale<br>(Masses solaires) |
|---------------|-------------|--------------------------------------|------------------------|-----------------------------------|
| Atomique (HI) | Froid       | $\approx 25$                         | $\approx 100$          | $1,5 \cdot 10^9$                  |
|               | Tiède       | $\approx 0,25$                       | $\approx 8\,000$       | $1,5 \cdot 10^9$                  |
| Moléculaire   |             | $\geq 1\,000$                        | 5–100                  | $2 \cdot 10^9 ?$                  |
| Ionisé        | Régions HII | $1-10^4$                             | $\approx 10\,000$      | $5 \cdot 10^7$                    |
|               | Diffus      | $\approx 0,03$                       | $\approx 8\,000$       | $10^9$                            |
|               | Chaud       | $\approx 6 \cdot 10^{-3}$            | $\approx 5 \cdot 10^5$ | $10^8 ?$                          |

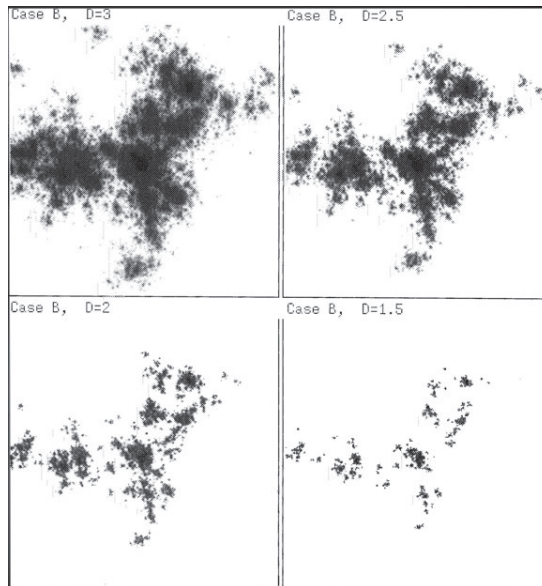
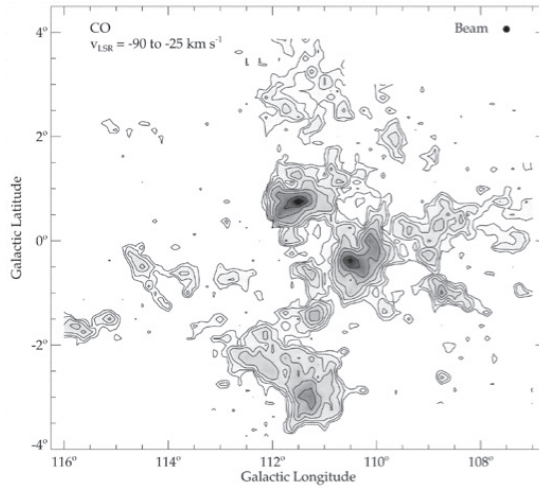
**Tableau 1.2.** La matière interstellaire dans la Galaxie.

supplémentaire provient des rayons X émis par les restes de supernovae et par certaines étoiles doubles. Le refroidissement est essentiellement produit par l'émission d'une raie du carbone ionisé CII à  $158 \mu\text{m}$  de longueur d'onde.

Le milieu interstellaire est dans un état d'agitation permanente, par l'effet mécanique des explosions des étoiles les plus massives à la fin de leur vie (supernovae) et des vents violents émis par les étoiles de grande masse, dont le vent solaire n'est qu'un pâle reflet. La turbulence ainsi engendrée lui donne une structure fractale, bien visible en radio dans les cartes du milieu HI obtenues par l'observation de la raie de l'hydrogène atomique à 21 cm de longueur d'onde, ou dans les cartes du milieu moléculaire observées dans les raies de CO (figure 1.2), ou enfin dans celles de l'émission thermique des poussières dans l'infrarouge lointain. Le champ magnétique galactique affecte aussi le milieu, qui est toujours plus ou moins conducteur de l'électricité et est donc sensible à ce champ : il en résulte des structures en nappes ou en filaments, lesquels suivent les lignes de force du champ. La gravité joue également un rôle, en produisant des condensations plus au moins importantes de matière interstellaire : c'est ainsi qu'apparaissent les nuages moléculaires au sein desquels se forment les étoiles par effondrement gravitationnel. Nous allons donc examiner de plus près la physique de ces régions denses, car ce sont celles où se forment les étoiles.

## 1.2 Les nuages moléculaires

Les processus de chauffage et de refroidissement dans les régions moléculaires denses diffèrent profondément de ceux dans le milieu HI. En effet, les photons ultraviolets ne peuvent plus y pénétrer car ils sont absorbés par les poussières des



**Figure 1.2.** En haut, carte d'un complexe de nuages moléculaires obtenu dans la raie de la molécule CO à 115 GHz (longueur d'onde : 2,6 mm). En bas, simulation d'un nuage fractal de dimension fractale  $D$  à 3 dimensions<sup>2</sup>. Il y a une bonne ressemblance globale entre l'aspect observé et l'aspect du nuage avec  $D = 2$  à 2,5. On pourrait faire des constatations semblables quelle que soit l'échelle considérée, ce qui est typique d'une structure fractale. D'après Ungerecht, H. et al. (2000) *Astrophysical Journal* 537, 221, avec l'autorisation de l'American Astronomical Society (AAS), et Pfenniger, D. & Combes, F. (1994) *Astronomy & Astrophysics* 285, 94, avec l'autorisation de l'ESO.

<sup>2</sup> La dimension fractale  $D$  est telle que le nombre  $N (>L)$  de structures de taille supérieure à  $L$  est donné par l'expression  $N (>L) \propto L^{-D}$ .

régions périphériques, et la composition chimique est différente. Il n'y a plus d'atomes isolés, sauf ceux des gaz rares, car ils se sont combinés en molécules qui sont présentes soit sous forme de glaces à la surface des grains de poussières, soit à l'état gazeux : on en a observé plus de 130 grâce à leurs raies de rotation millimétriques et submillimétriques, sans compter les molécules symétriques qui sont inobservables de cette façon car leurs transitions de rotation sont interdites par les règles de sélection. Le chauffage est maintenant assuré par les rayons cosmiques, qui sont des particules chargées de haute énergie et peuvent se propager dans ces nuages denses. Les plus efficaces ont des énergies de quelques millions d'électron-volts (MeV). Leurs collisions avec les molécules arrachent des électrons qui se mettent en équilibre thermique, comme pour le milieu HI, avec les électrons déjà présents et chauffent ainsi le gaz. Dans les régions les plus profondes des nuages moléculaires, où même les rayons cosmiques ont du mal à pénétrer, la seule source de chauffage du gaz est la collision des molécules avec les grains de poussière, qui sont eux-mêmes bien difficiles à chauffer : la température est alors extrêmement basse, de quelques degrés K seulement. Le refroidissement provient principalement de l'émission de raies de rotation des molécules du milieu, surtout le monoxyde de carbone CO qui est particulièrement abondant. Les transitions dipolaires de rotation de l'hydrogène moléculaire sont interdites puisque cette molécule est symétrique : les raies de rotation sont seulement quadrupolaires et extrêmement faibles, et ne participent que très peu au refroidissement bien que cette molécule domine la composition chimique.

Il y a bien entendu des zones de transition entre le milieu extérieur et les nuages moléculaires. En particulier, les étoiles chaudes émettrices d'ultraviolet se trouvent souvent au voisinage de tels nuages. Leur rayonnement pénètre plus ou moins dans le nuage moléculaire selon son énergie, et il en résulte une structure en couches de composition différente les unes des autres, représentée figure 1.3. Ces *régions de photodissociation* reçoivent beaucoup d'énergie de l'étoile, énergie dont une grande partie est re-rayonnée dans différentes raies spectrales, en particulier dans l'infrarouge lointain la raie de CII à  $158 \mu\text{m}$ , celle de l'oxygène neutre OI à  $63 \mu\text{m}$  et celle du carbone neutre CI à  $370 \mu\text{m}$ . On y observe également des raies de rotation-vibration et même de rotation de l'hydrogène moléculaire dans l'infrarouge proche et moyen, et de nombreuses raies moléculaires en ondes millimétriques et submillimétriques, dont les plus fortes sont celles de la molécule CO. Enfin, les poussières, fortement chauffées par le rayonnement ultraviolet, produisent une émission intense dans l'infrarouge. Les régions de photodissociation jouent un rôle important dans le bilan énergétique de la Galaxie. Elles sont aussi le siège d'une chimie très active, qui diffère de celle qui se produit dans les nuages moléculaires, car la température peut y atteindre des valeurs plus élevées, de l'ordre de 1 000 K.



**Figure 1.3.** La région de photodissociation M 17. Cette image composite en fausses couleurs a été obtenue dans l'infrarouge aux longueurs d'onde de  $1,25 \mu\text{m}$  (bleu),  $1,65 \mu\text{m}$  (vert) et  $2,17 \mu\text{m}$  (rouge), avec le télescope NTT de l'ESO. À droite se trouve un nuage moléculaire totalement opaque (les quelques étoiles visibles sont à l'avant). À gauche, les étoiles les plus brillantes sont des étoiles chaudes qui ionisent le gaz de cette région. Entre les deux, la région de photodissociation très brillante, dont l'émission est dominée par le continuum du gaz ionisé. Elle a une structure très fragmentée. © ESO Education and Public Relations Department.

Le schéma précédent est en réalité simpliste en raison de l'extrême complexité et de la fragmentation du milieu interstellaire. Le principal effet de cette fragmentation en ce qui nous concerne est de permettre au rayonnement ultraviolet de pénétrer plus profondément dans les nuages moléculaires, augmentant d'autant l'épaisseur de la région de photodissociation qui les entoure. Mais elle ne modifie pas profondément ce qui se passe à l'intérieur.

## 2 La formation des étoiles

Les étoiles se forment dans les nuages moléculaires par effondrement gravitationnel de leurs parties les plus denses. L'observation indique que les nuages les plus froids sont le siège de la formation d'étoiles de faible masse que l'on observe d'abord en infrarouge à l'intérieur de ces nuages, puis qui apparaissent à leur surface au fur et à mesure qu'ils se dissipent (figure 1.4). Les nuages moléculaires géants, plus chauds, sont le siège de la formation d'étoiles de toutes masses : on peut observer les plus massives en infrarouge avant même qu'elles aient dissipé le nuage qui leur a donné naissance, et aussi par des phénomènes secondaires dont les plus remarquables sont les émissions maser naturelles observées dans certaines molécules (OH à 18 cm de

## Quelques textes ou ouvrages fondateurs qu'il est intéressant de consulter pour compléter les livres précédents

- Bruzual, G.A., & Charlot, S. (1993) Spectral evolution of stellar populations using isochrone synthesis, *Astrophysical Journal*, 405, 538-553 ; accessible gratuitement via [http://cdsads.u-strasbg.fr/abstract\\_service.html](http://cdsads.u-strasbg.fr/abstract_service.html)
- Burbidge, E.M., Burbidge, G.R., Fowler, W.A. & Hoyle, F. (B<sup>2</sup>FH, 1957) Synthesis of the Elements in Stars, *Reviews of Modern Physics* 29, 547-650 ; accessible gratuitement via [http://rmp.aps.org/pdf/RMP/v29/i4/p547\\_1](http://rmp.aps.org/pdf/RMP/v29/i4/p547_1)
- Chandrasekhar, S. (1939, nouvelle ed. 1958) *Introduction to the Study of Stellar Structure*, Dover, New York.
- Larson, R.B., & Tinsley, B.M. (1978) Star formation rates in normal and peculiar galaxies, *Astrophysical Journal*, 219, p. 46-59 ; accessible gratuitement via [http://cdsads.u-strasbg.fr/abstract\\_service.html](http://cdsads.u-strasbg.fr/abstract_service.html)
- Maeder, A. (1992) Stellar yields as a function of initial metallicity and mass limit for black hole formation, *Astronomy & Astrophysics*, 264, p. 105-120 ; erratum (1993) *Astronomy & Astrophysics*, 268, p. 833 ; accessibles gratuitement via [http://cdsads.u-strasbg.fr/abstract\\_service.html](http://cdsads.u-strasbg.fr/abstract_service.html)
- Renzini, A., & Voli, M. (1981) Advanced evolutionary stages of intermediate-mass stars. I – Evolution of surface compositions, *Astronomy & Astrophysics*, 94, p. 175-193 ; accessible gratuitement via [http://cdsads.u-strasbg.fr/abstract\\_service.html](http://cdsads.u-strasbg.fr/abstract_service.html)
- Tinsley, B.M. (1980) Evolution of stars and gas in galaxies, *Fundamentals of Cosmic Physics*, 5, p. 287-388 ; Noter une petite erreur relevée par Maeder (1992), p. 109.

# Index

## A

- Accrétion, 19, 34, 118, 122, 124
  - disque d', 32, **118**, 128
- Ae, Be, étoile, 35
- Amas globulaire
  - 47 Tucanae, 129
  - M 3, 75
- Amas ouvert
  - M 67, 43
  - NGC 3603, 140
  - Pléiades, 36
- Asymptotique, branche (AGB), voir Géante
- Atmosphère stellaire, **44-47**

## B

- Binaire, étoile, voir Double, étoile
- Branche horizontale, 74, 75
- Bulle interstellaire, **139-141**

## C

- Carbonée, étoile, 47, 84
- Catalogues d'étoiles, 9
- Céphéide, 42, 73
  - relation période-luminosité, 61
- Chandrasekhar, masse limite de, 60, 96, 126
- Champ magnétique
  - interstellaire, 14, 18
  - protostellaire, 27
  - stellaire, 81-82

- Chromosphère, 47
- Classification stellaire, 38-39, **45-49**
- Collapsar, voir hypernova
- Comète, 34
- Composition chimique
  - des étoiles, 133-137
  - de la Galaxie, 12, 57, 77, 146-147
  - des galaxies, 144, 146-149
  - des nébuleuses planétaires, 87
  - du Soleil, voir Soleil
- Convection, **49-51**, 56
  - dépassement convectif, 56
  - longueur de mélange, 56
- Couronne, 47
- Cycle proton-proton, CNO, voir réactions nucléaires

## D

- Dégénérée, matière, **58-59**
- Disque protostellaire, **26-27**
- Double, étoile, 27-28
  - à éclipses, 42-43, 110, **113-114**
  - astrométrique, 112
  - cataclysmique, 122-123
  - gamma, 126
  - spectroscopique, **112-113**, 122
  - transfert de masse, **114-120**
  - visuelle, **109-112**
- Dragage (dredge up), 69, 70
- Dynamo, effet, 81-82