

IV. Naissance et évolution des étoiles

IV.1. Introduction

Les étoiles sont des boules de gaz composées essentiellement d'hydrogène et d'hélium au cœur de lesquelles se produisent des réactions nucléaires qui en font une source de lumière et de chaleur. Elles **naissent** de la contraction d'un nuage **de gaz et de poussières (les nébuleuses gazeuses)**. Lorsque la température au centre de la protoétoile devient suffisante (supérieure à **10 millions de degrés**) les réactions thermonucléaires se déclenchent : quatre noyaux d'hydrogène se combinent pour donner un noyau d'hélium. Cette réaction s'accompagne d'un dégagement important d'énergie (dû à une perte de masse qui est transformée en énergie selon la loi d'Einstein $E = m.c^2$) qui fournit à l'étoile son rayonnement. Pendant la majeure partie de leur vie, les étoiles tirent leur énergie de cette réaction de fusion. On dit que l'étoile est dans la **séquence principale**, et connaît alors une longue période de stabilité qui peut durer de quelques millions à plus de 10 milliards d'années.

IV.2. Le diagramme de Hertzsprung-Russell

Le diagramme de Hertzsprung-Russell (HR) répartit les étoiles en fonction de leur couleur et de leur luminosité. Il a été établi par le Danois E. Hertzsprung en 1911 et l'Américain H.N. Russell en 1913. Ce diagramme comporte en abscisse la température et les types spectraux (couleur) des étoiles et en ordonnée leur luminosité (qui est exprimée habituellement en fonction de la luminosité du Soleil) (figure 1). Dans ce diagramme, les étoiles ne sont pas réparties n'importe comment. La plupart (90 % des étoiles connues) se situent dans une bande bien définie qui traverse le diagramme en diagonale, du haut à gauche au bas à droite. Cette bande porte le nom de « séquence principale » et comprend en haut à gauche les étoiles très chaudes de type O, passe au milieu par celles de type G comme le Soleil et se termine en bas à droite par les naines rouges de type M peu lumineuses. Les étoiles de la séquence principale sont dans la phase de combustion de l'hydrogène, la plus longue dans la vie d'une étoile ce qui explique pourquoi tant d'étoiles se trouvent groupées sur la série principale du diagramme HR.

Le diagramme HR comporte également la branche des géantes et des supergéantes (étoiles de type K et M) située en haut à droite et qui sont des étoiles en fin de vie, ainsi que la branche des naines blanches situées en bas à gauche. Ces dernières sont des étoiles très chaudes mais peu lumineuses et représentent les résidus des étoiles dont la masse initiale est inférieure à 6 masses solaires.

Notons que les étoiles de type K et M se divisent en deux classes bien différentes du point de vue évolutive : celle des géantes et supergéantes qui comprend des étoiles en fin de vie et de très fortes luminosités et celle des naines, appartenant à la séquence principale et très peu lumineuse. Le seul point commun entre ces deux classes d'étoiles est leur température superficielle qui est la même : entre 3000°C et 5000°C.

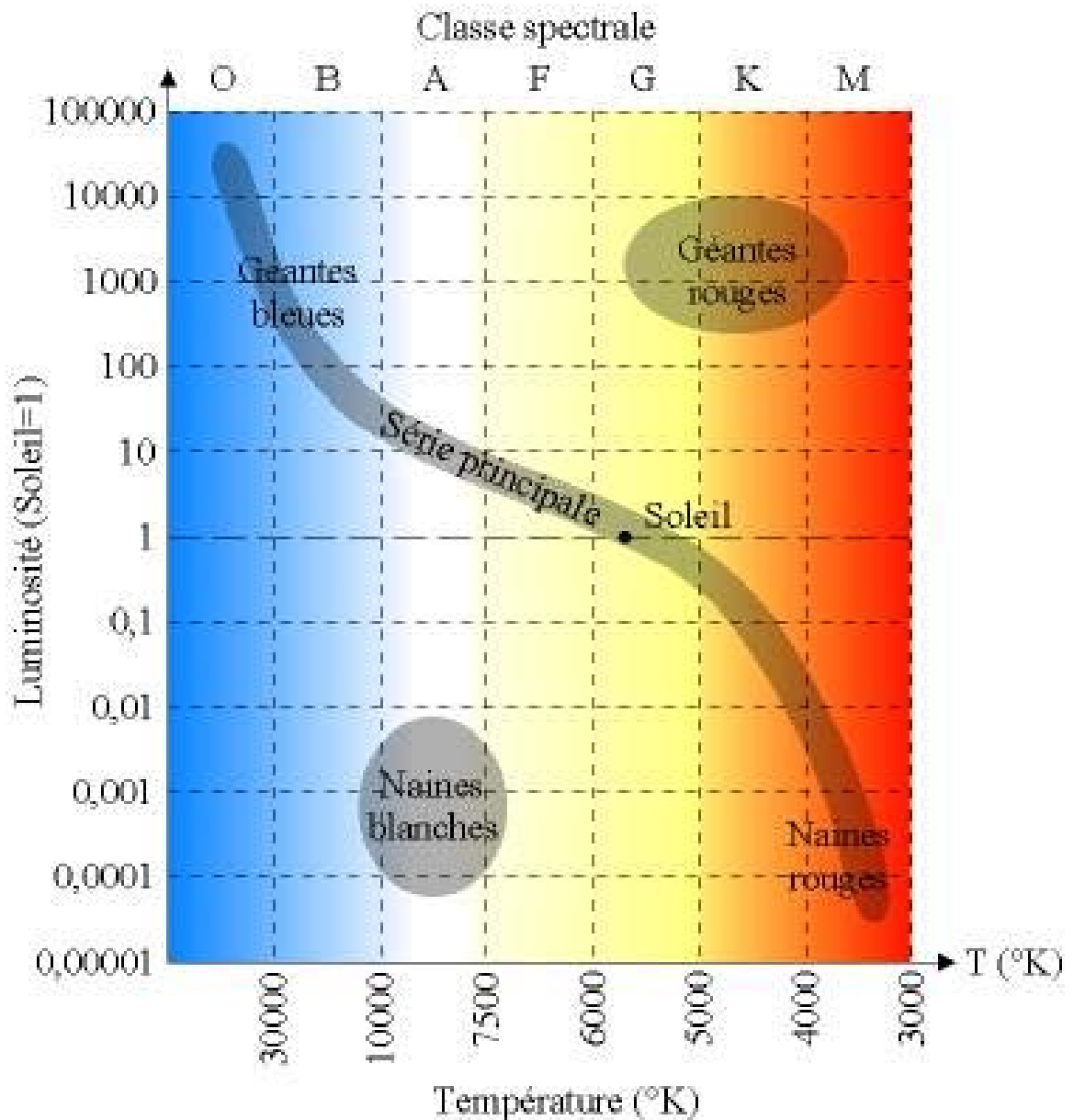


Figure 1 : Le diagramme de Hertzsprung-Russel

IV.3. Les naines brunes (étoiles ratées)

Lors de la contraction d'une nébuleuse, si la masse de la protoétoile est très faible (inférieure à **0,07 masses solaires**) les réactions nucléaires ne peuvent se déclencher. Dans ce cas la contraction gravitationnelle du nuage va continuer et la densité augmenter au fur et à mesure de la contraction. A un certain moment, la densité sera tellement élevée que les électrons vont être arrachés des noyaux et vont se rapprocher. On aura alors un astre composé d'un gaz d'électrons dégénérés qui vont se repousser entre eux : la pression ainsi engendrée va stopper l'effondrement de l'astre et va équilibrer la force de contraction gravitationnelle. Ces objets denses et froids sont nommés **naines brunes**. Une naine brune est donc une étoile avortée, qui n'a pas pu naître faute d'une masse suffisante.

La première naine brune fut découverte en 1995 : il s'agit de Gliese 229B qui orbite autour d'une étoile naine rouge Gliese 229A (figure 5). Gliese 229B se trouve à plus de 6 milliards de km de son étoile compagnon.

IV.4. Evolution des étoiles

Une étoile est en équilibre entre deux forces antagonistes : la force de gravitation qui tend à contracter l'étoile et les forces de pression dues à l'énergie libérée par les réactions nucléaires qui ont tendances à dilater l'étoile. Lorsque ces deux forces s'équilibrent, l'étoile entre dans la séquence principale. La durée de vie d'une étoile dans la séquence principale dépend en premier lieu de sa masse : plus une étoile est massive, plus son hydrogène sera brûlé rapidement. Ainsi, le Soleil a une durée de vie de 10 milliards d'années (sachant qu'il consomme 4 millions de tonnes d'hydrogène par seconde), alors qu'une étoile géante bleue ne vivra que 10 millions d'années. Les étoiles les plus massives dans l'Univers ont une durée de vie qui ne dépasse pas 3 millions d'années. A l'inverse, les naines rouges peuvent vivre jusqu'à 200 milliards d'années. Le tableau 1 donne la durée de vie des principaux types d'étoiles.

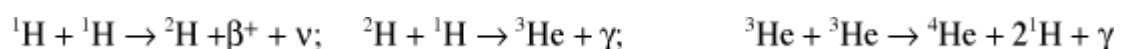
L'évolution d'une étoile dépend également de sa **masse**. Si la masse initiale est inférieure à 6 masses solaires, l'étoile finira en naine blanche. Pour les étoiles plus massives, l'étoile finira soit en étoile à neutrons, soit pour les plus massives, en trou noir. Cette évolution est synthétisée sur la figure 2.

Tableau 1 : durée de vie des principaux types d'étoiles

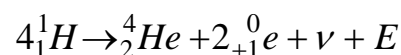
Types d'étoiles	Durée de vie
Etoile O	3 MA
Etoile B	15 Ma
Etoile A	500 Ma
Etoile F	2,5 Ga
Etoile G	10 Ga
Etoile K	13 Ga
Etoile M	200 Ga

a. Evolution des étoiles de type solaire (masse < 6 masses solaire), géantes rouges, nébuleuses planétaires et naines blanches

Lorsqu'une étoile de type solaire gagne la séquence principale, elle y restera pendant plus de 10 milliards d'années. Durant cette période, les réactions thermonucléaires qui se produisent au cœur de l'étoile sont appelées **chaînes proton-proton**, ou **chaîne p-p**, et comprennent trois réactions principales : la fusion de deux noyaux d'hydrogène (1 proton) produit un noyau de deutérium (1 proton et 1 neutron) : dans cette réaction, un proton se transforme en neutron avec libération d'un électron. Le deutérium synthétisé capture un autre proton et forme un noyau d'hélium 3 (2 protons et un neutron) ; enfin, deux noyaux d'hélium 3 fusionnent en noyau d'hélium 4 (deux protons et deux neutrons) ce qui libère en même temps deux protons.



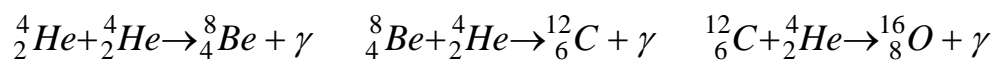
On peut résumer ces réactions dans la réaction suivante :



L'énergie libérée lors de ces réactions permet de maintenir le cœur de l'étoile stable pendant des milliards d'années.

Lorsque l'hydrogène est épuisé au cœur de l'étoile, celui-ci se contracte et sa température augmente. La température des couches supérieures va augmenter en même temps : l'hydrogène de ces couches qui était resté jusque là intact commence à se transformer en hélium. Cette combustion des couches périphériques de l'étoile provoque la dilatation des régions externes, l'étoile grossit, sa température de surface diminue et devient rouge. L'étoile n'appartient plus à la séquence principale dans le diagramme H-R : c'est **une géante rouge**.

Lorsque la température du cœur de l'étoile atteint 100 millions de degrés, la fusion des noyaux d'hélium se déclenche et donne naissance à des noyaux de carbone et d'oxygène selon les réactions suivantes :



(Le béryllium n'est pas stable à l'intérieur des étoiles et se transforme instantanément en carbone)

L'énergie libérée par la fusion de l'hélium stoppe la contraction de l'étoile, mais cette phase ne dure pas longtemps car l'hélium est très vite consommé. Lorsque tout l'hélium est épuisé, l'étoile se contracte à nouveau. Cependant, pour les étoiles dont la masse est < 6 masse solaire, la température centrale ne devient jamais suffisante pour fusionner des noyaux plus lourds. Le cœur se contracte jusqu'à ce que la densité atteigne un seuil où les électrons sont arrachés des noyaux et se rapprochent les uns des autres. On obtient alors un gaz d'électrons dégénérés qui stoppe la contraction du cœur de l'étoile qui se transforme en **naine blanche**.

Les naines blanches sont des astres très denses : plus d'une tonne par centimètre cube (soit un million de fois plus élevée que la densité du Soleil) ; une cuillère à café de matière d'une naine blanche pèserait une tonne. La masse d'une naine blanche est d'environ 0,6 fois la masse du Soleil pour un diamètre égal à celui de la Terre (10 000 km environ). La température superficielle de ces objets est de 10000°C (qui correspond à une couleur blanche, d'où le nom de naine blanche). La pression du gaz d'électrons « dégénérés » assure l'équilibre de l'étoile face à la gravitation. L'objet refroidit ensuite avec le temps, et au bout de quelques dizaines de milliards d'années, il se transforme en naine noire, astre dense et froid.

Lorsque l'étoile se contracte en naine blanche, elle émet un puissant vent stellaire qui va éjecter dans l'espace les couches externes de la géante rouge sous la forme d'un nuage de gaz. Le résidu de l'étoile (naine blanche) chauffe le gaz et le fait briller. Ainsi, durant quelques milliers d'années, l'étoile mourante est entourée d'un nuage de gaz sphérique nommé **nébuleuse planétaire** (figure 6). C'est William Herschell qui donna en 1785 le nom de nébuleuses planétaires à ces nuages de gaz qui apparaissent au télescope sous une forme sphérique semblable à celle des planètes. En quelque dizaines de milliers d'années, ces nébuleuses se diluent dans l'espace et disparaissent.

Notons que pour les étoiles dont la masse est inférieure à 0,3 masse solaire, on n'observe pas le stade de géante rouge et de nébuleuses planétaires : l'étoile se transforme directement en naine blanche formée d'hélium après épuisement de l'hydrogène. Mais étant donné que la durée de vie ces étoiles sur la séquence principale dépasse l'âge de l'Univers, aucune naine blanche de ce type ne s'est encore formée dans l'Univers.

b. Evolution des étoiles massives (masse > 6 masses solaires), supergéantes rouges, supernovae II, étoiles à neutrons et trous noirs

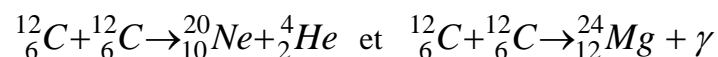
Pour les étoiles dans la masse est supérieure à 6 masses solaires, l'évolution est différente. La phase de la séquence principale est la même que dans le cas précédent : quatre noyaux d'hydrogène se combinent pour donner un noyau d'hélium selon la réaction : $4\text{}^1_1\text{H} \rightarrow \text{}^4_2\text{He} + 2\text{}^0_{+1}\text{e} + \nu + E$ avec cependant deux différences :

- d'abord la réaction se fait par l'intermédiaire des noyaux de carbone (C), azote (N) et oxygène (O), qui servent de catalyseurs : c'est le cycle CNO.
- Ensuite, la durée de passage de ces étoiles dans la séquence principale est beaucoup plus courte, car le cœur de l'étoile est massif et chaud et consomme rapidement son hydrogène.

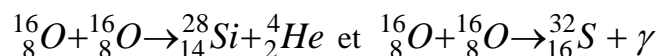
Au bout de quelques millions d'années, lorsque l'étoile aura épuisé ses réserves en hydrogène, le cœur va se contracter à nouveau jusqu'à ce que la température dépasse 100 millions de degrés. La fusion de l'hélium se déclenche ($3\text{}^4_2\text{He} \rightarrow \text{}^{12}_6\text{C} + \gamma$ et $\text{}^{12}_6\text{C} + \text{}^4_2\text{He} \rightarrow \text{}^{16}_8\text{O} + \gamma$), ce qui va stopper la contraction pour un moment. Les couches externes de l'étoile se sont entre temps dilatées et l'astre est devenu une supergéante rouge.

Lorsque l'étoile aura consommé tout son hélium, le cœur va se contracter, mais dans ce cas la masse de l'étoile est suffisante pour que la température atteigne les seuils de déclenchement de fusion des noyaux plus lourds que l'hélium. Dans ce cas, le cycle de « combustion-épuisement du combustible central-contraction de cœur-augmentation de température-allumage du combustion suivant » se reproduit plusieurs fois.

Lorsque la température atteint 800 millions de degrés, les noyaux de carbone 12 fusionnent pour donner naissance au néon 20 et au magnésium 24 selon les réactions :

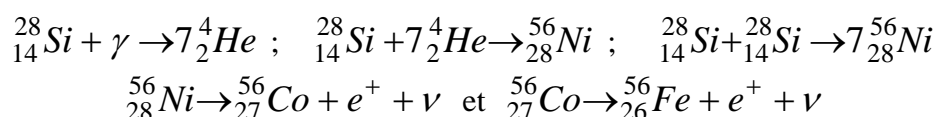


A 2 milliards de degrés, les noyaux d'oxygène 16 fusionnent en silicium 24 et en soufre 32 selon les réactions :



La combustion de l'oxygène est la dernière phase de fusions d'éléments identiques au cœur de l'étoile.

A des températures supérieures à 3 milliards de degrés, les noyaux de silicium sont brisés par les photons (qui sont très énergétiques à ces températures colossales) qui libèrent des particules (protons, neutrons et noyaux d'hélium 4) qui sont ensuite capturés par les noyaux de ^{28}Si présents pour former tous les éléments jusqu'au fer, le noyau le plus stable dans l'Univers. Les principales réactions qui se produisent sont les suivantes :



Les différentes étapes précédentes sont de plus en plus courtes et les températures atteintes de plus en plus élevées. Par exemple, la fusion du silicium dure seulement 1 jour. Le tableau 2 donne les durées des différents stades évolutifs des étoiles selon leurs masses. La structure de l'étoile est alors composée d'un noyau de fer enveloppée de couches concentriques dont la composition correspond du centre vers l'extérieur aux produits de fusion successifs : silicium, soufre, oxygène, néon, carbone et hélium. L'enveloppe externe est composée d'hydrogène et d'hélium. C'est la structure en « pelure d'oignons » (figure 2).

Tableau 2 : durée des stades évolutifs des étoiles

	Etoile de 0,3 masse solaire	Etoile de 1 masse solaire	Etoile de 25 masses solaires
Fusion de l'hydrogène	800 milliards d'années	10 milliards d'années	7 millions d'années
Fusion de l'hélium		10 millions d'années	500 000 ans
Fusion du carbone			200 ans
Fusion du néon			1 an
Fusion de l'oxygène			5 mois
Fusion du silicium			1 jour

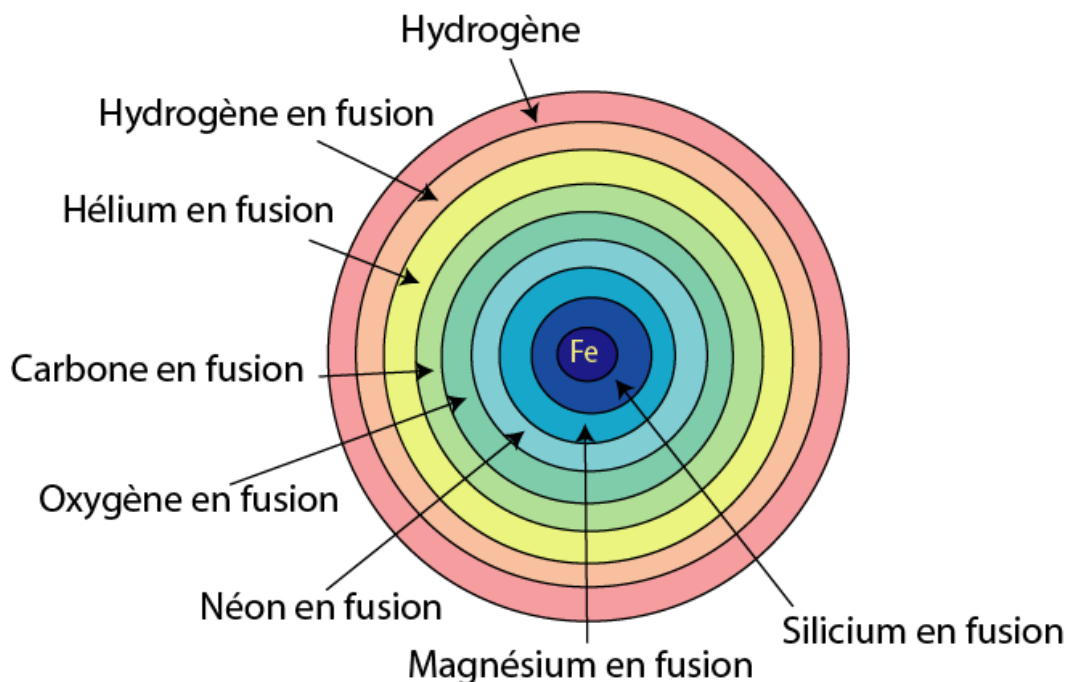


Figure 2 : Le cœur d'une étoile massive ayant une structure en « pelure d'oignons » avant l'explosion d'une supernova. Dans chaque couche, un élément brûle et le centre de fer est inerte.

Le fer est très stable et les réactions de fusion s'arrêtent à ce stade. Le cœur de l'étoile s'effondre alors en une fraction de seconde et la masse du cœur de l'étoile est telle que même la pression du gaz d'électrons dégénères est insuffisante pour stopper la contraction. Dans ce cas, l'évolution ultérieure va dépendre de la masse du cœur de l'étoile :

- Si elle est supérieure à 1,4 masse solaire et inférieure à 3 masses solaires, la contraction va s'arrêter lorsque les électrons seront tellement proches des noyaux qu'ils se combinent avec les protons pour donner des neutrons : $p + e^- \rightarrow n + \nu_e$. Le cœur de l'étoile sera alors composé essentiellement de neutrons et se transformera en un objet extrêmement dense d'une dizaine de kilomètres de diamètres appelé : **étoile à neutrons**. La densité de ces objets est de l'ordre de 100 millions de tonnes par cm^3 . Les pressions engendrées par la répulsion entre les neutrons seront suffisantes pour stopper la contraction de l'étoile.
- Si la masse du cœur de l'étoile est supérieure à 3 masses solaires, alors rien ne pourra stopper la contraction de l'étoile. Celle-ci se poursuivra jusqu'à ce que la force de gravité du cœur de l'étoile soit telle que même la lumière ne pourra s'échapper de cet objet : le cœur se transforme alors en **trou noir**. C'est les objets les plus denses de l'Univers.

Lorsque le cœur de l'étoile se transforme en étoile à neutrons ou en trou noir, la contraction de l'étoile qui se faisait à des vitesses extrêmement élevées s'arrête brusquement (en quelques fractions de secondes) : les enveloppes externes de l'étoile qui étaient entraînées à grandes vitesses dans cette chute vont rebondir sur la cœur de l'étoile et une onde de choc se propage vers l'extérieur et va porter la température des couches de l'étoile à des milliards de degrés : une gigantesque explosion va se produire, c'est la **supernova II**.

La supernova disperse dans l'espace toutes les couches supérieures de l'étoile (enrichies en éléments lourds). Des neutrons rapides seront émis lors de cette explosion et vont se combiner aux éléments présents pour former tous les éléments chimiques plus lourds que le fer. C'est la **nucléosynthèse explosive**.

Les supernovae sont l'un des phénomènes les plus violents de l'Univers. La supernova peut « rayonner plus d'énergie » qu'une, ou plusieurs galaxies entières et ceci en un laps de temps très court.

L'explosion d'une supernova contribue à enrichir le milieu interstellaire en éléments chimiques plus lourds que l'hydrogène et l'hélium. Les supernovae sont la source de la plupart des éléments lourds trouvés dans l'Univers. Par ailleurs, c'est l'onde de choc des supernovae qui favorise la formation de nouvelles étoiles en initiant ou en accélérant la contraction des nébuleuses gazeuses.

La matière éjectée forme **une nébuleuse (reste de Supernova)** en expansion rapide au centre de laquelle subsiste le vestige de l'étoile (étoile à neutrons ou trou noir). L'un des exemples les plus célèbres est la nébuleuse du Crabe dans la constellation du Taureau. Il s'agit du résidu de la supernova observée en 1054 par les Chinois et les arabes et qui a été visible en plein jour. Au centre de la nébuleuse se trouve une étoile à neutrons visible au télescope (figure 7). La plus récente supernova visible à l'œil nu est celle qui est apparue en 1987 dans le Grand Nuage de Magellan (galaxie satellite de la Voie Lactée) : la supernova SN 1987A.

Tableau 3 : récapitulatif de quelques propriétés des résidus stellaires

Objet	Taille	Masse	Densité
Naine blanche	Environ celle de la Terre (10000 km)	De l'ordre de celle du Soleil (mais inférieure à 1,4 fois sa masse).	1 tonne/cm ³
Etoile à neutrons	Une dizaine de kilomètres	Entre 1,4 fois et 3 fois la masse du Soleil	10 ⁹ tonnes/cm ³
Trou noir	Inconnue (quelques kilomètres probablement) car on ne peut rien « voir » à l'intérieur du trou noir	Plus grande que 3 fois la masse du Soleil	Inconnue mais plus grande que celle d'une étoile à neutrons

c. Evolution d'un système double étoile géante-naine blanche, novae et supernovae Ia

Dans un système d'étoile double très serrée (moins de 1 million de km de distance entre les 2 composants du système) dans lequel l'une des étoiles est une naine blanche et l'autre est une géante rouge, les couches extérieures de la géante rouge riches en hydrogène sont attirées par la naine blanche et de la matière s'accumule autour de cette dernière puis percute sa surface ce qui engendre une élévation importante de la température. Ce transfert de matière conduit à une augmentation importante de la masse de la naine blanche. Quand la température dépasse 20 million de degrés, des réactions thermonucléaires se déclenchent et une explosion se produira. On distingue deux cas, selon la masse de la naine blanche :

- si la masse de la naine blanche (après accumulation de la matière à sa surface) est inférieure à 1,4 masse solaire, la couche d'hydrogène qui s'est accumulée s'embrace (fusion de l'hydrogène) provoquant une explosion et une éjection violente de la matière accrétée. On appelle ce phénomène : **nova**. Cette explosion en surface n'affecte pas la naine blanche. La luminosité de l'étoile augmente de 10000 à 100000 fois pendant un laps de temps très court (quelques heures à quelques jours). Après l'explosion, le cycle reprend et le phénomène nova se reproduira de manière cyclique.
- si la masse de la naine blanche (après accumulation de la matière à sa surface) dépasse 1,4 masse solaire, c'est toute la naine blanche qui va exploser : le carbone et l'oxygène qui la constituent vont s'allumer au centre de l'étoile et on aura une gigantesque explosion : c'est **les supernovae de type Ia**. Cette explosion est encore plus violente que celle des supernovae II et la combustion explosive du carbone et de l'oxygène fabrique en grande quantités des éléments du groupe de fer. On pense que ce type de supernovae est le principal pourvoyeur de fer dans l'Univers. Après l'explosion, toute la matière est éjectée dans l'espace et il ne reste plus aucun résidu de l'étoile qui a explosée !!

Tableau 4 : récapitulatif des phases d'évolution stellaire en fonction de la masse initiale de l'étoile. M_E : masse de l'étoile. M_S : masse du Soleil. M_{CE} : masse du cœur de l'étoile.

$M_E < 0,07 M_S$		La température centrale de l'étoile est inférieure à la température de fusion de l'hydrogène. L'objet est une étoile avortée : une naine brune.
$0,07 M_S < M_E < 0,3 M_S$		L'hydrogène fusionne en hélium lorsque l'étoile est sur la séquence principale mais, ensuite, la température centrale de l'étoile est inférieure à la température de fusion de l'hélium. L'étoile finit avec formation au centre d'une naine blanche d'hélium. Il faut tout de même noter que le temps d'évolution sur la séquence principale est supérieur à l'âge de l'Univers et que cette évolution est hypothétique (aucune naine blanche d'hélium ne peut encore être observée).
$0,3 M_S < M_E < 6 M_S$		Fusion de l'hydrogène, puis de l'hélium. Ensuite la température centrale de l'étoile est inférieure à la température de fusion du carbone. L'étoile finit en nébuleuse planétaire avec formation au centre d'une naine blanche de carbone et d'oxygène.
$M_E > 6 M_S$		Fusion de l'hydrogène sur la séquence principale puis fusion de l'hélium, puis du carbone, puis de l'oxygène... lors de la phase de supergéante rouge. L'étoile finit par avoir une structure en pelure d'oignon avec un cœur de fer entouré d'éléments de plus en plus légers en train de fusionner. L'étoile finit par exploser en supernova de type II.
	$1,4M_S < M_{CE} < 3M_S$	Le résidu de la supernova donne une étoile à neutrons.
	$M_{CE} > 3M_S$	Le résidu de la supernova donne un trou noir de masse stellaire.

d. Les étoiles de Wolf-Rayet, supernovae Ib

Les étoiles de **Wolf-Rayet** sont un type d'étoiles chaudes et massives dont la température superficielle dépasse 80000°C. Leur masse est supérieure à 50 masses solaires. C'est les étoiles les plus massives que l'on connaisse. Leur durée de vie est très brève et au cours de la phase de supergéante, ils émettent un vent stellaire très fort et perdent beaucoup de matière. Ainsi, leur enveloppe d'hydrogène est éjectée dans l'espace et ce type d'étoiles n'est constitué que d'un noyau riche en hélium. Arrivée en fin de vie, ces étoiles explosent en supernova comme dans le cas des étoiles massives, mais tandis que les supernovae II sont riches en hydrogène, la matière éjectée lors de l'explosion des étoiles de Wolf-Rayet est très pauvre en hydrogène. Ces supernovae pauvres en hydrogène sont classées dans la catégorie **supernova Ib**.

Le tableau 3 résume les principales caractéristiques des restes d'étoiles. Le tableau 4 et la figure 3 résument l'évolution des étoiles dans l'Univers selon leurs masses initiales. Un ordre de grandeur de la taille des étoiles et des résidus d'étoiles est donné dans la figure 4.

IV.5. Conclusion concernant la formation des éléments chimiques dans l'Univers

L'hydrogène et l'hélium (et quelques traces de deutérium et de lithium ⁷) ont été formés essentiellement au tout début de l'histoire de l'Univers, entre 3' et 15' après la naissance de l'Univers durant la **nucléosynthèse primordiale**.

Les autres éléments du tableau périodique jusqu'au **fer (Fe)** ont été formés à l'intérieur des étoiles = la **nucléosynthèse stellaire**.

Les éléments plus lourds que le fer ont été formés lors de l'explosion des étoiles (supernovae) = la **nucléosynthèse explosive**.

Les premières étoiles qui se sont formées 1 milliard d'années après le Big Bang étaient constituées essentiellement d'hydrogène et d'hélium. Elles étaient dépourvues d'éléments lourds. C'est les étoiles de **la population II**. Les étoiles qui se sont formées après ont été enrichies en éléments lourds synthétisés au cœur des étoiles massives de la population II et éjectées dans l'espace par les supernovae. Chaque nouvelle génération d'étoiles se voit ainsi dotée à la naissance d'une quantité plus importante de produits synthétisés par les générations qui l'ont précédée. Ces étoiles enrichies en éléments lourds sont classées dans **la population I**. Le Soleil est une étoile qui s'est formée bien après la naissance de l'Univers et a hérité des éléments lourds formés dans le cœur d'étoiles massives qui ont explosées en supernovae. C'est une étoile typique de population I. Ces éléments lourds accrétés à la nébuleuse qui a donné naissance au système solaire ont formé les planètes du système solaire, et notamment la Terre.

La plupart des éléments chimiques qui constituent la Terre et les êtres vivants (dont l'homme) ont été synthétisés au cœur d'anciennes étoiles massives qui ont explosées en supernovae avant la naissance du système solaire !!!

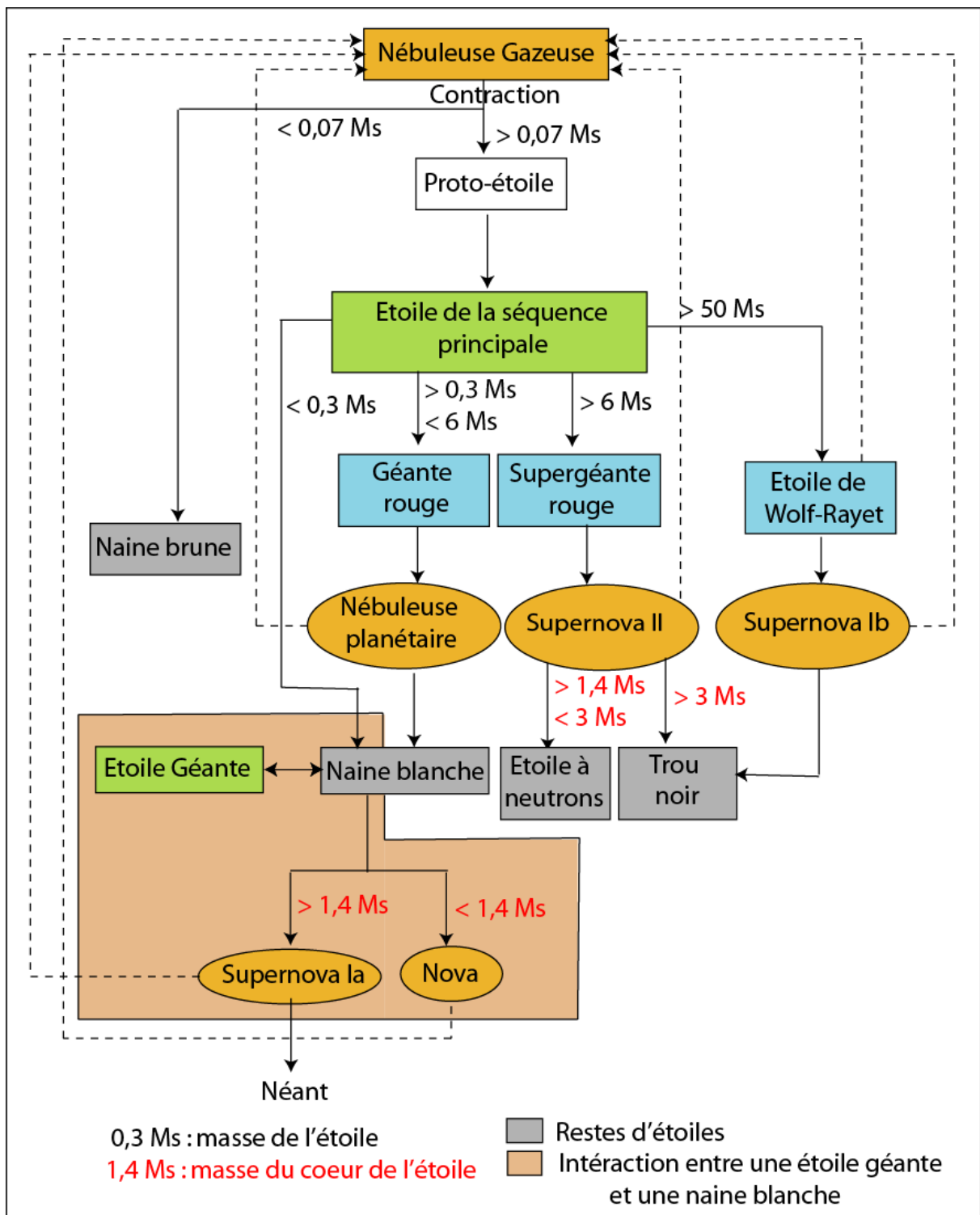


Figure 3 : Schéma synthétique de l'évolution des étoiles dans l'Univers

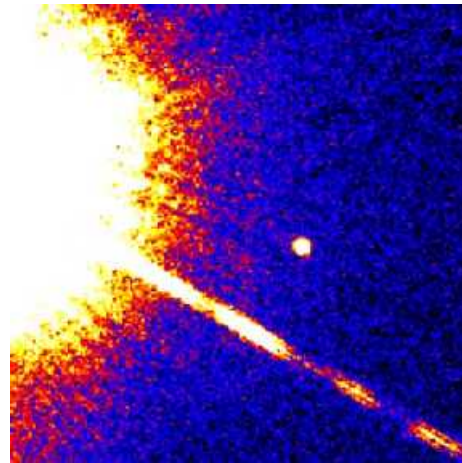
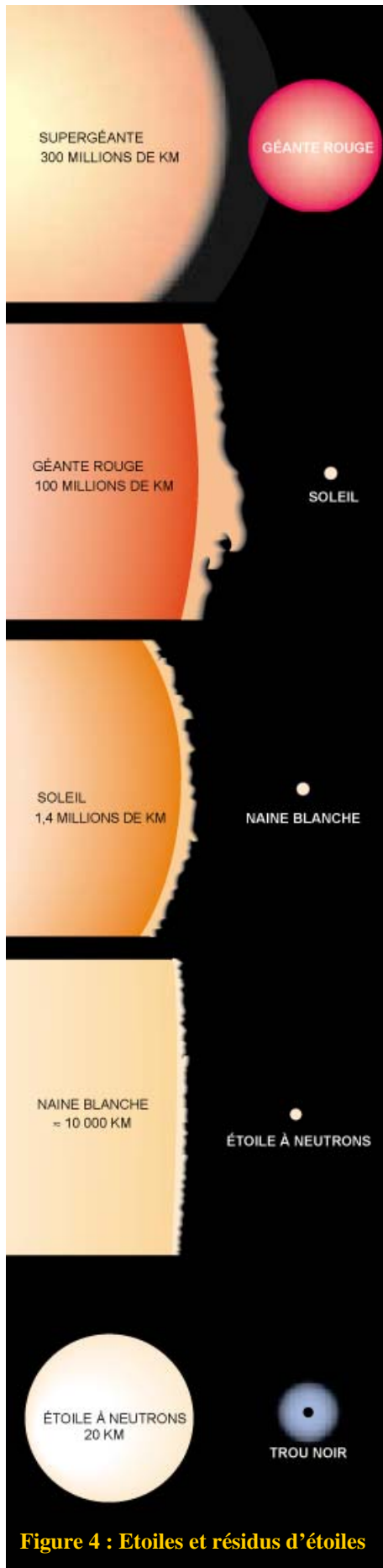


Figure 5 : La petite étoile visible sur cette photo (Gliese 229B) est une naine brune



Figure 6 : La nébuleuse planétaire Hélix au centre de laquelle se trouve une naine blanche visible sur cette image.

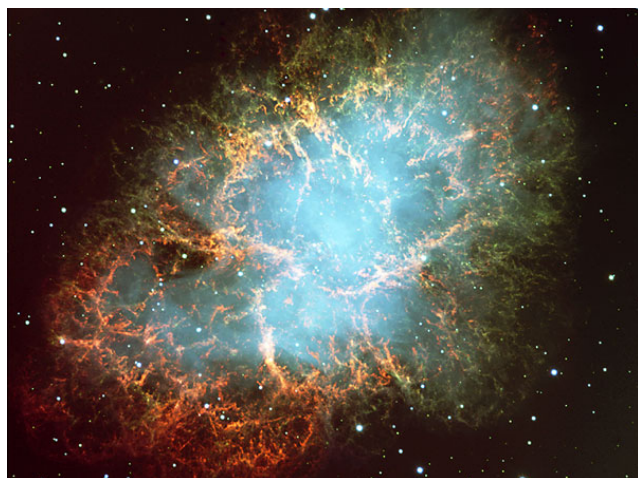


Figure 7 : La nébuleuse du Crabe est le reste d'une supernova qui a explosé en l'an 1054. Au centre de la nébuleuse se trouve une étoile à neutrons.