

2

Evolution stellaire

2.1 La séquence principale

Lorsqu'une étoile s'est formée, des réactions nucléaires commencent à s'amorcer dans son cœur sous l'effet de la pression engendrée par la force gravitationnelle. Ces réactions qui peuvent durer plusieurs milliards d'années consistent principalement à fusionner de l'hydrogène en hélium. Il existe deux processus pour arriver à cela : la chaîne proton-proton et le cycle Carbone-Azote-Oxygène.

2.1.1 La chaîne proton-proton



La fusion de l'hydrogène ne fait pas que de produire de l'hélium, elle libère aussi beaucoup d'énergie. Ce processus crée une pression qui est capable de compenser la compression gravitationnelle et ainsi permet d'équilibrer thermodynamiquement l'étoile (§1). Nous pouvons expliquer la longévité de cette phase de vie d'une étoile par la lenteur de la réaction (Eq. 2.1). En effet, l'Eq. 2.1 décrit une interaction faible qui est par définition extrêmement lente à cause de sa faible section efficace (probabilité qu'une interaction de type faible se produise).

2.1.2 Le cycle CNO

Les étoiles composées de gaz enrichis de plusieurs générations stellaires possèdent déjà des éléments lourds comme le carbone, l'azote ou bien encore l'oxygène dans leur composition. Ces éléments servent de très bons catalyseurs pour créer de l'hélium.



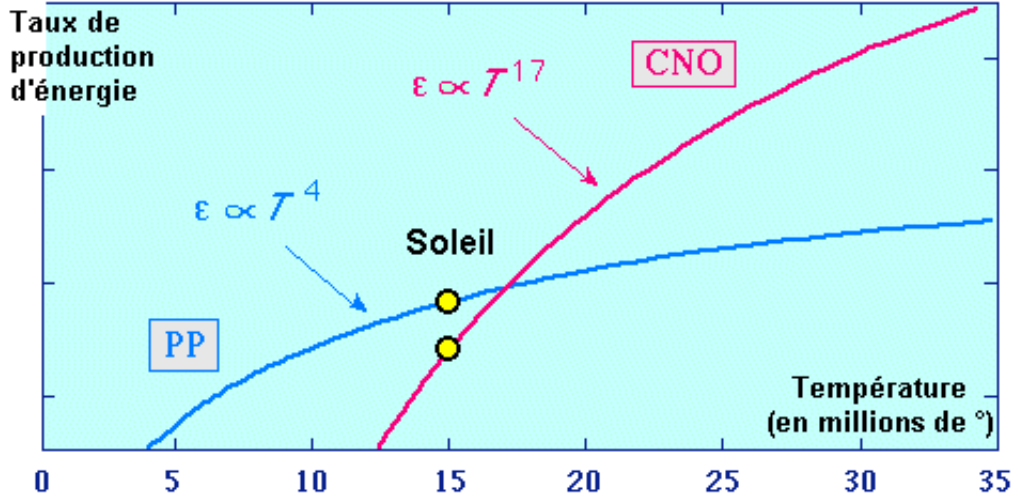


Fig. 2.1 : Comparaison des deux cycles

Le graphique ci-dessus nous montre que la chaîne proton-proton reste la principale source d'énergie des étoiles allant jusqu'à $2 M_{\odot}$. Dans les étoiles de ce type, l'énergie est transmise de manière radiative dans le cœur, tandis que dans les couches supérieures, c'est la convection qui la transporte. Lorsque les $2 M_{\odot}$ sont dépassées, le cycle CNO devient plus fréquent que la chaîne proton-proton. Cette limite franchie, les couches intérieures de l'étoile reçoivent leur énergie plutôt de manière convective, alors que les couches supérieures la reçoivent par radiation.

2.1.3 Le diagramme de Hertzsprung-Russell

Même si toutes les étoiles sont soumises à ces cycles de production de l'hélium, elles ne sont pas toutes les mêmes. Elles se distinguent notamment par des différences de luminosité, de types spectrales (couleurs) ou bien encore de masse. Ce diagramme, nommé d'après ses créateurs, représente des populations d'étoiles classées selon leur luminosité et leur type spectral. La masse n'est pas représentée comme l'un des axes car elle est étroitement liée à la luminosité de l'étoile (Eq. 2.10).

$$L \propto M^3 \quad (2.10)$$

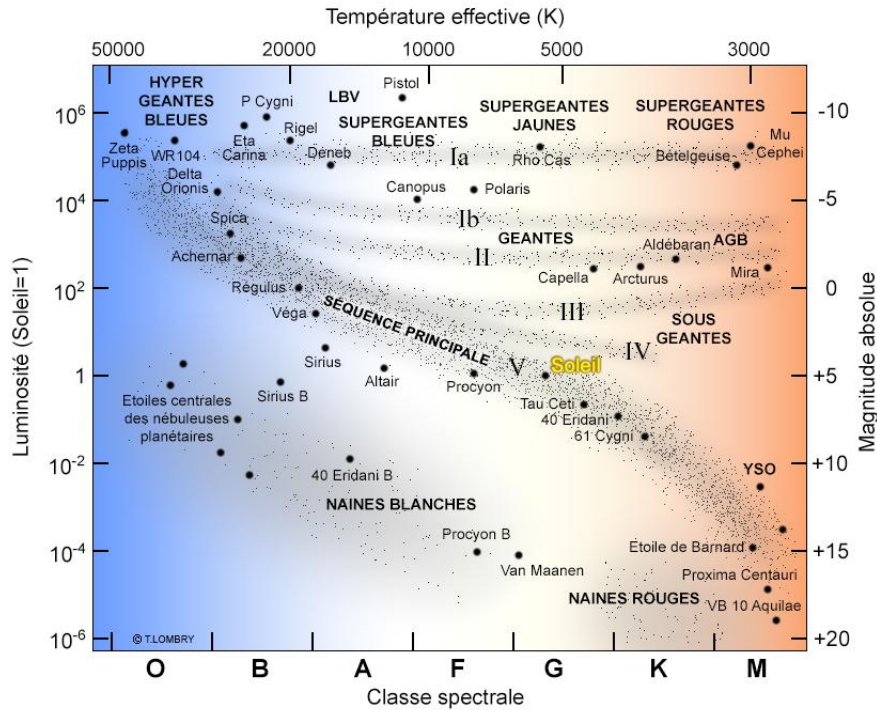


Fig. 2.2 : Diagramme de Hertzsprung-Russell

Nous pouvons facilement distinguer que certaines zones bien précises se délimitent, elles représentent les différents types d'étoiles. De plus, tout au long de sa vie une étoile se déplace dans ce diagramme. Par exemple, le soleil achèvera son existence dans la branche des naines blanches. Le diagramme HR représente l'un des outils les plus importants de l'astrophysique moderne, car il permet de prédire l'emplacement d'une étoile et en suite de le comparer avec les observations effectuées sur ce même objet.

2.2 La phase géante rouge

Les réserves d'hydrogène d'une étoile ne sont pas illimitées. En effet, il arrive un moment où il n'y a plus assez d'hydrogène dans le cœur de l'étoile pour entretenir les fusions nucléaires, la pression engendrée par ces réactions disparaît et donc l'équilibre hydrostatique est rompu. Le cœur, alors principalement composé d'hélium, ne possède pas la température nécessaire pour débiter la fusion de l'hélium (10^8 K), il se contracte alors à cause de la pression gravitationnelle. Sous l'effet de cette contraction, l'enveloppe d'hydrogène entourant le noyau atteint une température suffisante pour réamorcer la fusion nucléaire. L'agrandissement du rayon de l'étoile s'explique de deux manières différentes :

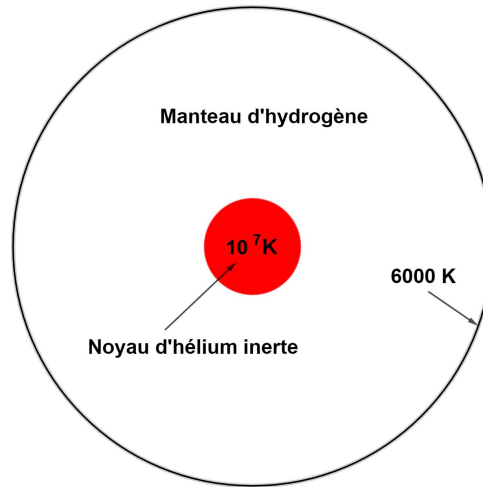


Fig. 2.3 : Composition d'une étoile à la fin de la séquence principale

1. L'énergie produite par la fusion en couche de l'hydrogène réchauffe et donc dilate l'enveloppe stellaire.
2. La contraction du noyau de l'étoile est stoppée par la pression de dégénérescence des électrons (annexe). Cette pression d'origine quantique découle tout droit du principe d'exclusion de Pauli (deux électrons ne peuvent pas se trouver dans le même état quantique). Autrement dit, il existe une pression limite que nous ne pouvons pas franchir car toutes les couches électroniques de basses énergies d'un atome sont occupées. Lorsque cette limite est atteinte, l'énergie associée à la compression gravitationnelle se transforme en énergie thermique. La température du cœur va alors augmenter drastiquement, sans que pour autant la pression ne varie, et ainsi dilater les couches extérieures de l'étoile qui, elles, vont diminuer de température, d'où la couleur rouge, orange qui correspond à une plus faible température.

2.2.1 Flash de l'hélium

Pour les étoiles comprises entre $0,5$ et $2 M_{\odot}$, il existe un phénomène extrêmement puissant qui se produit lorsque le cœur de l'étoile atteint les 10^8 K, température nécessaire pour amorcer la fusion de l'hélium. En quelques instants, tout le noyau de l'étoile enclenche la fusion de l'hélium en carbone (réaction triple alpha). Cette explosion génère autant de luminosité que toute une galaxie, cependant la majorité de cette énergie est absorbée par le plasma de l'étoile qui se dilate fortement. Lorsque l'énergie thermique du noyau redevient inférieure à l'énergie de Fermi, son gaz n'est plus dégénéré. L'étoile se retrouve donc sur une sorte de nouvelle séquence principale (en plus courte), mais cette fois-ci elle fusionne de l'hélium pour former du carbone et de l'oxygène en son centre. De plus, l'enveloppe d'hydrogène qui entoure le noyau continue aussi à former de l'hélium.

Quant aux étoiles supérieures à $2 M_{\odot}$, elles sont suffisamment massives pour atteindre les conditions requises à la réaction triple alpha sans passer par les flashs de l'hélium.

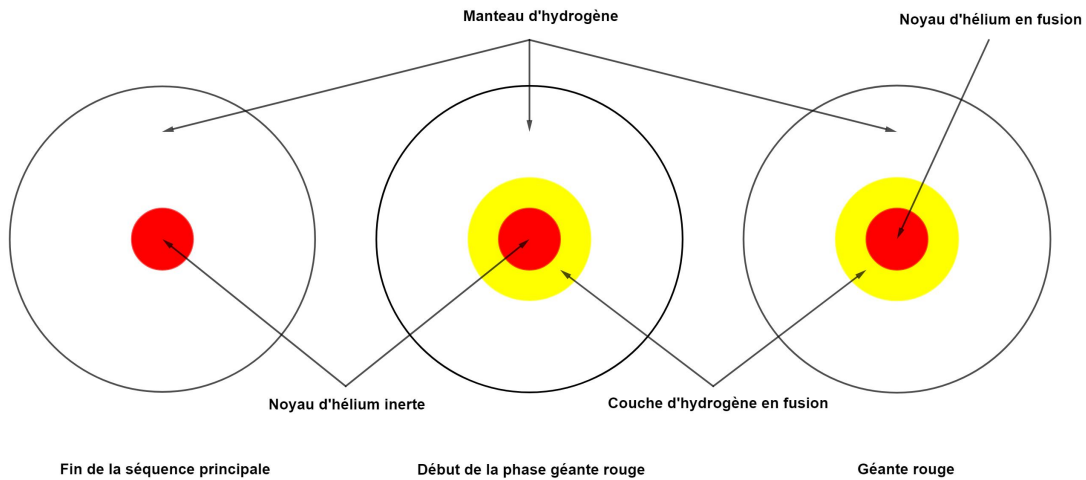


Fig. 2.4 : Comparaison entre les différentes premières phases de fusion d'une étoile (pas à l'échelle)

2.2.2 AGB (branche asymptotique des géantes)

Une fois l'hélium épuisé dans le noyau stellaire le cycle recommence : contraction du cœur, augmentation de la température, reprise des fusions thermonucléaires dans les coquilles d'hydrogène ainsi que d'hélium. La fusion en couche de l'hydrogène et de l'hélium se révèle être très agitée. Ces couches deviennent par moment instables et créent des pulsations thermiques. Ces pulsations ont pour effet de créer des vents stellaires qui font perdre de la masse à l'étoile.

2.3 Les naines blanches

Les étoiles sont sujettes à expulser d'énormes quantités de masses à cause des vents stellaires. Les étoiles, allant jusqu'à $9 M_{\odot}$, se retrouvent avec des masses situées entre $0,6$ et $1,1 M_{\odot}$ sous l'effet de ces vents. Ces étoiles sont destinées à devenir des naines blanches car elles se trouvent en-dessous de la masse de Chandrasekhar ($1,44 M_{\odot}$) (annexe). La matière est éjectée de l'étoile de manière symétrique, ainsi se forme une enveloppe, appelée circumstellaire, tout autour du centre de l'étoile. Il ne reste donc plus que le noyau de l'étoile composé d'oxygène et de carbone. Du fait de l'arrêt des réactions thermodynamiques, le centre se contracte jusqu'à ce qu'il s'équilibre une nouvelle fois grâce à la pression de dégénérescence des électrons. Le rayon moyen des naines blanches correspond plus ou moins à celui de la Terre. Cependant, elles possèdent une masse similaire à celle du Soleil, qui possède un rayon 09 fois supérieur à celui de la Terre. De plus, l'enveloppe circumstellaire est illuminée pendant des milliards d'année par la naine blanche en son sein qui se refroidit gentiment, on appelle cela une nébuleuse planétaire. Ces nébuleuses n'ont rien à voir avec des planètes, elles sont historiquement nommées ainsi du fait de leur apparence qui peut faire penser à une planète.



Fig. 2.5 : M27, nébuleuse planétaire de l'haltère

2.4 Evolution tardive des étoiles massives

Les étoiles de plus de $9 M_{\odot}$ ne s'arrêtent pas à la fusion de l'oxygène et du carbone. En effet, leur grande masse leur permet d'atteindre de plus grandes échelles de pressions et de températures, ce qui leur permet de produire des éléments plus lourds comme le magnésium, le néon, le soufre, le silicium ou bien encore le fer. Ces atomes sont produits de manière analogue au carbone et à l'oxygène mais avec des réactions plus complexes. Une des principales caractéristiques de ces étoiles massives est que leur gaz n'est jamais dégénéré (soumis à la pression de dégénérescence des électrons) jusqu'à leur dernier stade d'évolution, lorsque le noyau est constitué de fer. La nucléosynthèse par fusion s'arrête obligatoirement au fer. En effet, le rendement énergétique des réactions de fusion décroît lorsque la masse de l'atome augmente, et c'est à partir de l'élément fer que ces réactions de fusions qui étaient exothermiques, deviennent endothermiques. A ce stade, on dit que l'étoile, appelée supergéante, possède une structure en pelures d'oignon.

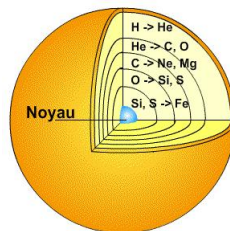


Fig. 2.6 : Structure en pelures d'oignon d'une supergéante

Lorsque les réactions thermonucléaires prennent fin dans le cœur de l'étoile, ce-dernier se contracte brutalement. Même la pression de dégénérescence des électrons ne suffit pas à compenser la pression gravitationnelle. Les protons capturent les électrons pour ne former plus que des neutrons. Cet effondrement, qui ne dure que quelques secondes, produit une onde de choc pulvérisant la supergéante. Ce phénomène est désigné par le terme de supernova de type II (§3.1.1). Il ne reste de cette explosion que le cœur composé de fer. En fonction de sa masse, il deviendra soit une étoile à neutrons soit un trou noir. De plus, toute la matière éjectée forme ce qu'on l'on appelle, le rémanent de la supernova. Les différents mécanismes des supernovas seront plus détaillés au chapitre 3 (§3)

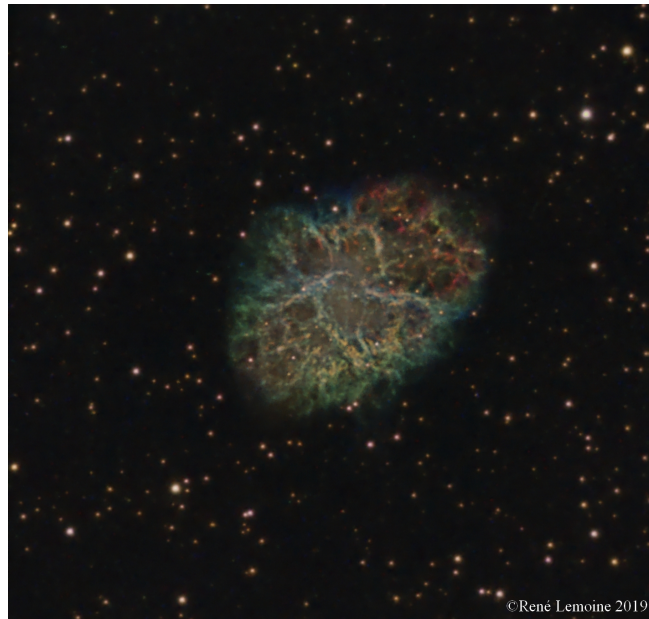


Fig. 2.7 : M1, nébuleuse du Crabe, rémanent d'une supernova datant de 1054

2.5 Tableau récapitulatif de la nucléosynthèse stellaire

3

Supernovas

Les étoiles dépassant $9 M_{\odot}$ produisent obligatoirement une supernova au terme de leur vie (§2). Ces explosions, qui peuvent atteindre des luminosités équivalentes à 1 milliard de soleils, éjectent leur matière à quelques fractions de la vitesse de la lumière. En effet, la supernova relâche une quantité d'énergie, sous forme cinétique, égale à 1 Bethe. 1 Bethe correspond à 10^{44}J ; cette unité a été nommée en l'honneur de Hans Bethe pour ses travaux sur les supernovas. A titre de comparaison, la bombe Tsar, plus puissante bombe nucléaire jamais utilisée, dégagée une énergie de 10^{17}J , ce qui est 10^{27} fois moins fort que l'énergie cinétique d'une supernova. Cependant, toutes les supernovas ne sont pas causées par l'effondrement gravitationnel d'une étoile massive (§2), il existe d'autres processus qui permettent d'aboutir à de telles explosions.

3.1 Types de supernovas

Les supernovas ont été historiquement classées selon leur spectre électromagnétique. Si l'on détecte de l'hydrogène dans l'explosion, alors la supernova est de type II. A l'opposé, si l'on n'en détecte pas, alors la supernova est de type I. Cependant, cette classification ne tient pas compte de l'origine du phénomène, c'est pourquoi des subdivisions supplémentaires ont été créées afin de tenir compte d'autres critères. Les supernovas résultant d'un effondrement gravitationnel d'une étoile massive sont appelées supernovas à effondrement de cœur et sont classées dans les type Ib, Ic et II (§3.1.1). Le groupe Ia correspond aux supernovas appelées thermonucléaires. Ces-dernières sont causées par une naine blanche accrétant de la matière à une étoile proche (§3.1.2).

3.1.1 Supernovas à effondrement gravitationnel

Les supernovas à effondrement gravitationnel marquent la fin de vie des étoiles dont la masse est supérieure à $9 M_{\odot}$. Ces étoiles possèdent un noyau en fer, entouré par des couches de différentes compositions (Fig. 2.6). Comme plus aucune réaction nucléaire n'a lieu dans le cœur (§2.4), celui-ci commence donc à se contracter. Seul la pression de dégénérescence permet de freiner cette contraction, seulement, lorsque le noyau dégénéré dépasse la masse de Chandrasekhar ($1,46 M_{\odot}$), le cœur poursuit sa contraction. Du fait que le gaz est dégénéré, la température peut monter extrêmement rapidement sans occasionner des changements de pression. A partir de 10^9K , la température est suffisante pour déclencher la photodésintégration du fer.



Cette réaction hautement endothermique, favorisant la contraction du cœur, décompose le fer en hélium et en neutrons. De plus, les photons, de plus en plus énergétiques sous l'effet de la pression,

deviennent capable de briser l'hélium en protons et en neutrons. La pression devient telle que les électrons sont capturés par les protons dans un processus qui s'appelle la neutronisation.



Ce processus diminue le nombre d'électrons et par extension, la pression de dégénérescence des électrons ; l'effondrement est encore une fois favorisé. Comme il ne reste bientôt plus que des neutrons, de manière analogue aux électrons, une pression de dégénérescence liée aux neutrons se crée. Cette-fois ci, la contraction peut être stoppée. La force nucléaire forte, qui lie les protons et les neutrons dans le noyau atomique, devient répulsive lorsque la pression est supérieure à la densité d'un noyau atomique, qui est de l'ordre de $10^{17} \text{ kg m}^{-3}$. Ainsi, une énorme onde de choc est créée par les couches supérieures de l'étoile lorsqu'elles rebondissent contre le noyau qui est devenu répulsif. Les neutrinos créés lors de la neutronisation, environ 10^{57} , emportent 99% de l'énergie de l'explosion ; les 1% restants sont répartis entre l'énergie cinétique de la matière expulsée (0,9%) et la luminosité de l'explosion (0,1%). Ces particules très énergétiques possèdent une masse quasiment nulle et voyagent à des vitesses proches de celle de la lumière, en plus de cela, elles n'interagissent presque pas avec la matière. Seulement, vu leur nombre élevé (10^{57}), une partie d'entre-eux vont chauffer les couches de l'étoile lors de leur expulsion. Aujourd'hui, nous pensons que les neutrinos sont les principaux responsables de l'explosion de la supernova. Les supernovas de type Ib, Ic et II se déroulent toutes selon le processus vu ci-dessus. Ce qui les différencie, c'est leur spectre ainsi que leur courbe de lumière.

- Type Ib : Premièrement, il se caractérise par une absence d'hydrogène dans son spectre électromagnétique, ce qui fait de lui une supernova de type I. En plus de cela, nous retrouvons de l'hélium dans sa composition. Sa courbe de lumière montre un taux de décroissance inférieure aux supernovas de type IIL.
- Type Ic : Comme le type Ib, il ne possède pas d'hydrogène dans son spectre. Cependant, nous ne trouvons non plus pas d'hélium. La raison pour laquelle l'hydrogène ou l'hélium ne font pas partie du spectre électromagnétique des types Ib et Ic est soit que l'étoile a été balayée par de forts vents stellaires, soit qu'il s'est produit un transfert de matière dans un système binaire. Pour finir, les types Ib et Ic possèdent la même courbe de lumière.
- Type II : Le type II se distingue de tout les autres grâce à la présence d'hydrogène dans son spectre électromagnétique. Lors d'observations de supernovas composées notamment d'hydrogène, on a remarqué que 2 courbes de lumière bien distinctes se délimitaient. C'est pourquoi les supernovas de type II sont encore séparées en type IIL (L pour linéaire) et IIP (P pour plateau). La courbe de lumière du type IIP forme un plateau dans les premiers mois suivants la supernova, tandis que la luminosité du type IIL décroît presque linéairement.

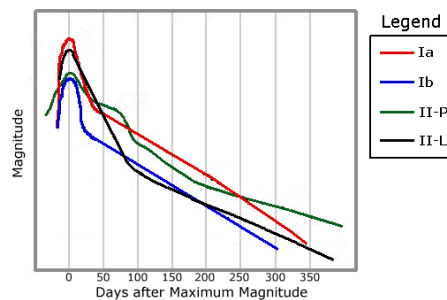


Fig. 3.1 : Comparaison des courbes de lumière des différents types de supernovas

3.1.2 Supernovas thermonucléaires

Les supernovas thermonucléaires nécessitent un système composé d'au moins deux étoiles. Parmi ces étoiles, l'une d'entre elle doit être une naine blanche tandis que l'autre doit se situer sur la fin de la séquence principale. Pour qu'un transfert de matière puisse s'opérer, il faut que la compagne de la naine blanche dépasse son lobe de Roche. Un lobe de Roche est le volume autour d'une étoile dans lequel la matière reste en orbite autour de celle-ci, dépassé ce volume la matière quitte son orbite. De plus, il n'y a pas que la force gravitationnelle qui est prise en compte dans le calcul du lobe, la force centripète associée au système binaire l'est aussi. Si l'on projette les deux lobes sur un plan, ils forment une sorte de huit. Lorsque les couches supérieures de la géante dépassent la surface limite, il peut y avoir transfert de matière entre les étoiles. Cependant, la matière ne transite pas d'une étoile à l'autre par n'importe quel chemin, elle passe par l'intersection entre les deux lobes de Roche, le centre du huit (Fig. 3.2).

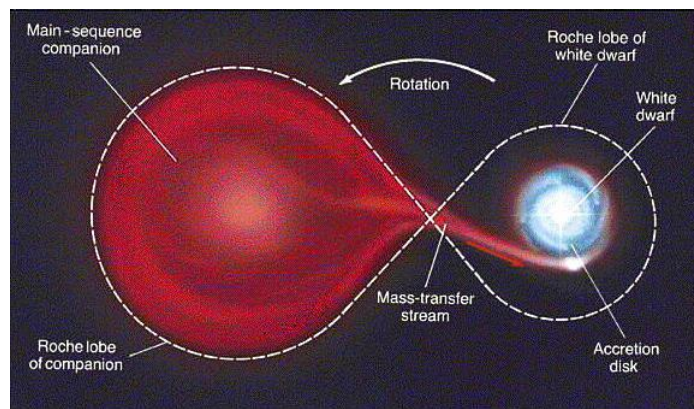


Fig. 3.2 : Transfert de matière dans un système binaire et lobes de Roche

De plus en plus de matière commence donc à orbiter autour de la naine blanche, ce qui forme un disque d'accrétion autour de celle-ci. Ce disque, augmentant de masse, a pour effet d'accroître la pression et la température de l'étoile. Juste avant que la naine blanche n'atteigne la masse de Chandrasekhar $1,44 (M_{\odot})$, le carbone ainsi que l'oxygène se mettent à fusionner, chacun indépendamment, de manière anarchique. Comme le gaz composant l'étoile est dégénéré, la température peut donc croître extrêmement rapidement (§3.1.1). L'augmentation de température accélère la fusion chaotique de l'oxygène et du carbone. Par un phénomène encore mal compris et sujet à débat, l'étoile explose sous l'effet d'un ultime emballement des fusions thermonucléaires. Il ne reste plus rien après cette explosion, la matière s'éparpille dans le milieu interstellaire.

Les supernovas de type Ia sont les seules supernovas thermonucléaires. Comme les types Ib et Ic, elles ne possèdent pas d'hydrogène dans leur spectre électromagnétique, cependant, contrairement à eux, on distingue la présence de raies de silicium dans sa composition.

3.1.3 Nucléosynthèse lors d'une supernova

L'explosion d'une supernova permet de créer des éléments plus lourds que ceux produits lors de la nucléosynthèse stellaire standard. Lors d'une supernova, un important flux de neutrons (10^{20} neutrons $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$) balaie les couches supérieures de l'étoile. Ces neutrons, ne possédant pas de charge électrique, peuvent être capturés par des atomes avoisinants grâce aux exceptionnelles conditions de pression et de température ($T=10^9 \text{K}$ et $P=10^9 \text{g cm}^{-3}$); ce phénomène s'appelle la capture de neutrons rapide, ou processus r¹. Plus un atome capte des neutrons, plus il deviendra un grand isotope. Le processus r s'arrête soit lorsque le noyau remplit toutes ses couches

nucléaires et devient donc extrêmement stable, soit parce que le noyau est trop instable et est soumis à la radioactivité β^- .

Le noyau, lorsqu'il remplit toutes ses couches nucléaires, devient moins sensible aux réactions nucléaires. Remplir ses couches nucléaires signifie atteindre un nombre de nucléons égale à 2, 2, 8, 20, 28, 50 ou encore 126. Ces nombres déterminés expérimentalement, pour lesquels un noyau atomique est très stable, sont aussi appelés nombres magiques.

Si l'isotope devient instable, alors un neutron se dégrade en un proton, un électron et un anti-neutrino par radioactivité β^- (Eq. 3.3).

$$n \longrightarrow p^+ + e^- + \bar{\nu}_e \quad (3.3)$$

Comme le noyau a gagné un proton, un nouvel élément est créé. Grâce à ce processus, des atomes tels que le plomb, l'or ou l'uranium peuvent être créés. Ce cycle peut se répéter tant que les conditions de flux neutronique, de pression et de température à la capture de neutrons sont remplies. Cependant, ces conditions ne sont remplies que pendant quelques secondes lors de l'explosion de la supernova. Tous ces éléments lourds sont par la suite répandus dans le milieu interstellaire à cause de l'explosion (§5).

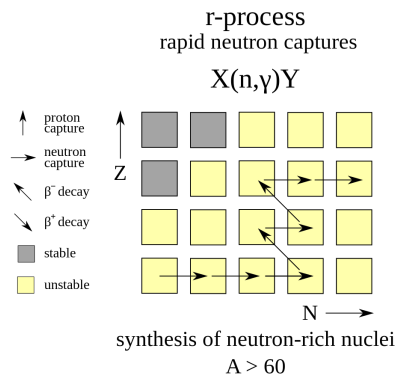


Fig. 3.3 : Trajectoire d'un atome capturant des neutrons dans le tableau périodique des éléments

1. Il existe aussi un processus s (slowly) de capture de neutrons qui prend lieu dans des étoiles AGB (§2.2.2) déjà enrichies par une supernova précédente.

- [1] Jean AUDOUZE et Sylvie VAUCLAIR. *L'astrophysique Nucléaire*. 4e éd. mise à jour. Que Sais-Je? 1473. Paris : Presses universitaires de France, 2003. 127 p. ISBN : 978-2-13-053300-9.
- [2] Alain BOUQUET. « INTRODUCTION AUX SUPERNOVAE ». In : (), p. 48.
- [3] David BRANCH et J. Craig WHEELER. *Supernova Explosions*. Garching : Springer, 2017. 721 p. ISBN : 978-3-662-55052-6.
- [4] COMTE GEORGES et al. *La synthèse des éléments chimiques - ppt télécharger*. URL : <https://slideplayer.fr/slide/1139670/> (visité le 28/03/2019).
- [5] Olivier ESSLINGER. *Les géantes rouges*. URL : <https://www.astronomes.com/le-soleil-et-les-etoiles/geante-rouge> (visité le 27/03/2019).
- [6] Olivier ESSLINGER. *Les nébuleuses planétaires*. URL : <https://www.astronomes.com/le-soleil-et-les-etoiles/nebuleuse-planetaire> (visité le 30/03/2019).
- [7] Olivier ESSLINGER. *Les supergéantes*. URL : <https://www.astronomes.com/la-fin-des-etoiles-massives/supergeante> (visité le 30/03/2019).
- [8] Dina PRIALNIK. *An Introduction to the Theory of Stellar Structure and Evolution*. 2nd ed. Cambridge : Cambridge University Press, 2009. 314 p. ISBN : 978-0-521-86604-0.
- [9] *Une Façon de Vivre Propre Aux Étoiles - La Phase d'étoile Géante*. URL : <http://www.astrosurf.com/luxorion/vie-etoiles5.htm> (visité le 27/03/2019).