



## L'origine des éléments lourds

La plupart des éléments présents dans l'Univers ont été créés par synthèse nucléaire au cœur des étoiles, puis dispersés à la mort de celles-ci... avant de contribuer à la formation des générations ultérieures d'astres. L'évolution des étoiles est donc un élément clé de celle de l'Univers, à toutes les échelles.



V838 Monocerotis  
supergéante rouge  
de la constellation  
de la Licorne,  
photographiée par  
le télescope spatial Hubble,  
est située à environ  
20 000 **années-lumière**.  
Le 6 janvier 2002, elle  
a produit un éclat très  
intense qui a illuminé  
le cocon de poussière  
l'entourant.

La compréhension de  
la formation des étoiles –  
constituants élémentaires  
de notre Univers – de leur  
évolution dynamique et  
de leur fin de vie est une  
des briques de base de  
l'astrophysique moderne.

**V**éritables réacteurs **thermonucléaires**, les **étoiles** fabriquent des **noyaux lourds** à partir des **éléments primordiaux** créés au moment du **big bang** : **hydrogène**, **hélium** et **deutérium**. Lorsque l'étoile arrive en fin de vie, ces éléments enrichissent les couches externes puis le **milieu interstellaire**. Cela modifie la composition chimique des **galaxies** et donc les sites potentiels de formation des géné-

rations ultérieures d'étoiles. Pour comprendre comment ce qui était à l'origine essentiellement une boule d'hydrogène peut, à la fin de son existence, disperser des **éléments lourds** dans l'espace, il faut remonter le « film » de cette évolution. Quand une étoile a achevé sa phase de formation (voir *Voyage dans les nurseries stellaires*, p. 17), elle entre dans sa **séquence principale**, très longue période durant

laquelle la **fusion** de l'hydrogène produit au moins 99 % de l'énergie rayonnée. Durant cette phase, la **luminosité** (ou puissance rayonnée) et la **température effective** de surface changent relativement peu. Dans les étoiles de masse inférieure à 1,3 fois celle du **Soleil**, la fusion de l'hydrogène pour former de l'hélium s'effectue par interaction de **protons** (réactions p-p). Dans les astres plus massifs, à la température centrale plus élevée qui permet de franchir la **barrière coulombienne**, le processus suit le **cycle CNO (carbone-azote-oxygène)**. Pendant toute cette séquence, les réactions nucléaires sont régulées par l'**équilibre hydrostatique** entre le gradient de la pression du gaz et la **gravitation**. Si les réactions s'emballent, l'étoile se dilate. Par contre, lorsque le **combustible** s'épuise, le cœur se contracte et sa température augmente, allumant ainsi les réactions, jusqu'à ce que l'hydrogène resté intact dans les couches supérieures puisse aussi se transformer en hélium. Cette combustion « en couche » s'accompagne de la dilatation des régions externes, qui de ce fait sont de moins en moins retenues par la **gravité**. À la fin de cette évolution, l'étoile devenue une **géante rouge** perd une partie de son enveloppe.

### Comment les étoiles ensemencent l'espace

La suite de l'histoire dépend alors de la masse initiale de l'étoile. Les astres de faible masse (entre 0,07 et 0,5 fois la **masse solaire**) terminent leur vie comme des **naines blanches** formées d'hélium. Au-delà de la moitié de la masse solaire, au contraire, l'hélium fusionne pour donner du carbone et de l'oxygène. L'évolution s'accélère et l'hélium est rapidement consommé. Les astres de moins de 8 fois la masse solaire donnent ainsi naissance à des naines blanches, mais cette fois-ci composées de carbone et d'oxygène. Toutes les naines blanches sont des astres compacts dégénérés, d'une densité d'environ une tonne par centimètre cube. Ces « restes d'étoiles », de masse généralement inférieure à celle du Soleil du fait de

la dispersion des couches externes, peuvent accumuler de la matière par **accrétion**. Certains atteignent alors une **masse critique**, dite **de Chandrasekhar**, et explosent en une **supernova** thermonucléaire (voir *L'explosion des supernovae*, p. 26).

Les étoiles massives (de 9 à 120 fois la masse solaire) évoluent différemment. Leur température centrale étant plus élevée, les réactions de fusion peuvent aller au-delà de la création de carbone et d'oxygène, synthétisant successivement le néon, le silicium et ainsi de suite jusqu'au fer, qui est l'élément le plus stable. L'étoile est alors à court de combustible nucléaire et elle s'effondre en libérant une quantité énorme d'énergie sous forme de **photons** et de **neutrinos**. En quelques minutes, elle devient un milliard de fois plus lumineuse : c'est l'explosion d'une supernova gravitationnelle (voir *L'explosion des supernovae*, p. 26). Les couches externes sont alors éjectées et enrichissent le milieu interstellaire en éléments lourds. Le cadavre stellaire qui en résulte est un objet extrêmement compact d'une dizaine de kilomètres de rayon, constitué de **neutrons**, d'une densité de plus d'un million de tonnes par centimètre cube, qui s'effondre en un **trou noir stellaire** lorsque sa masse dépasse trois fois celle du Soleil.

Le milieu interstellaire est donc constamment enrichi en éléments lourds en provenance d'anciennes étoiles (on dit que sa métallicité augmente), qui entreront à leur tour dans la composition des astres futurs. Cependant, si ce scénario régit par l'équilibre hydrostatique et la physique microscopique explique les grandes lignes de l'évolution des étoiles, il ne prend pas en compte les processus dynamiques internes, ni les interactions des astres avec leur environnement.

### Des astres très agités

Les étoiles sont en effet des objets dynamiques en rotation, dotés d'un **champ magnétique**, où divers types d'**ondes** se manifestent (voir *Les enseignements du Soleil*, p. 10 et *Du Soleil aux étoiles*, p. 16). De plus,

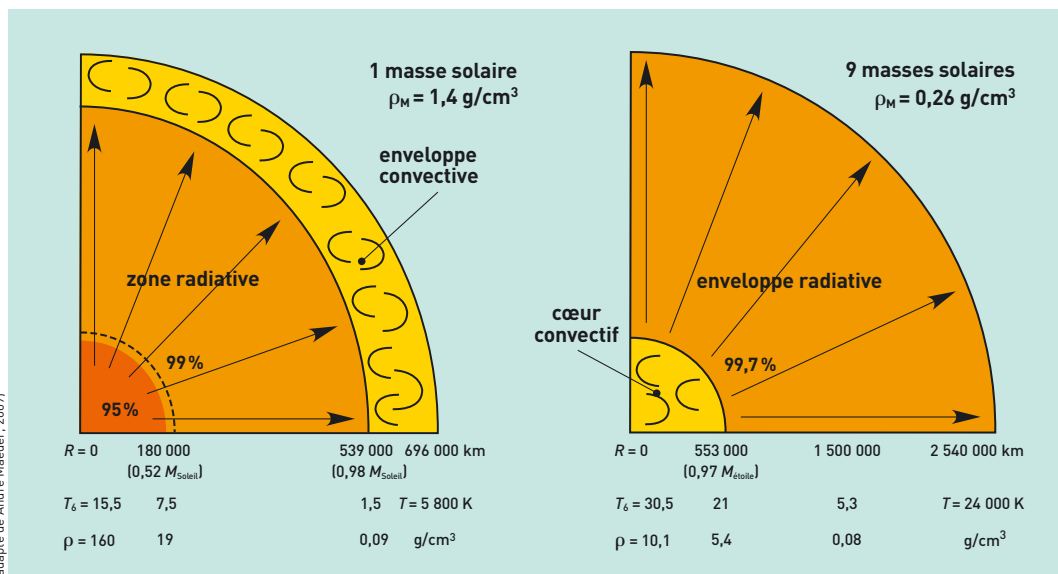


Figure 1. Structures d'une étoile de même masse que le Soleil (à gauche) et d'une étoile neuf fois plus massive (à droite). Les rayons  $R$ , les températures  $T$  (en K) ou  $T_c$  (en millions de K) ainsi que les densités  $\rho$  sont indiqués pour le centre et les limites des régions radiatives et convectives.  $\rho_M$  représente la densité moyenne de l'étoile. Les pourcentages correspondent à la fraction de l'énergie totale produite.

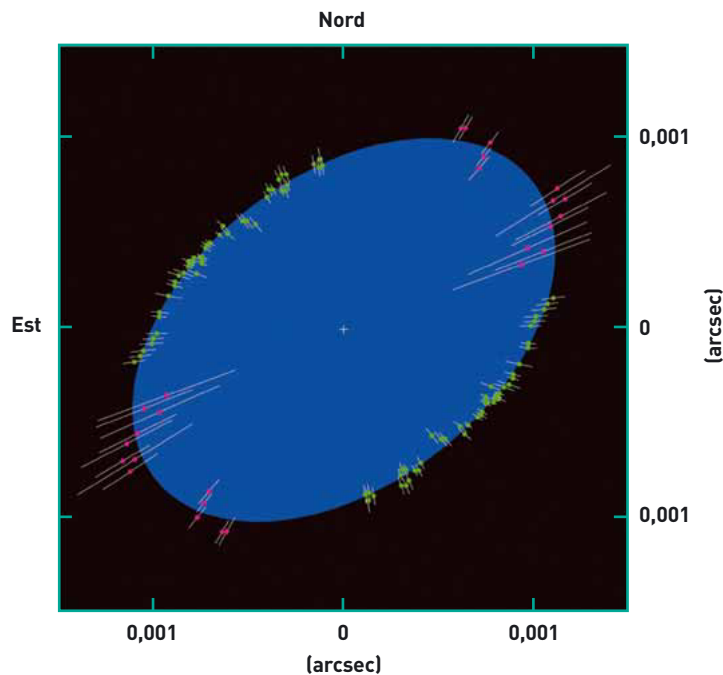


Figure 2. Achernar, une étoile de **type B** de 6,07 fois la masse solaire. Elle est très aplatie du fait de sa rotation très rapide : en surface, sa vitesse de rotation vaut 150 fois celle du Soleil.

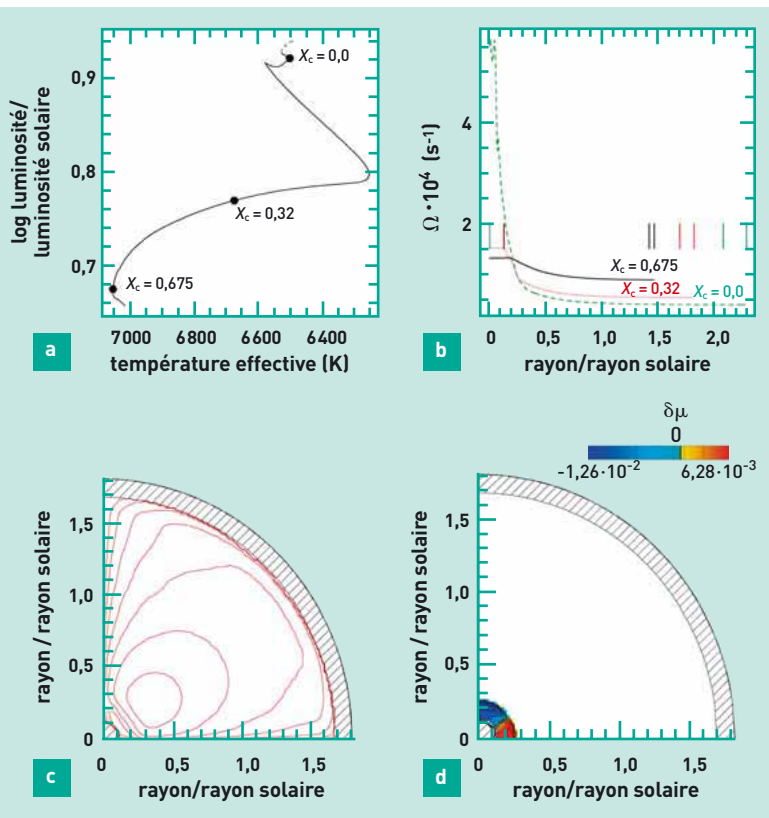


Figure 3. Modèle dynamique d'une étoile en rotation de 1,5 fois la masse solaire. En a, chemin évolutif dans le **diagramme de Hertzsprung-Russell** ;  $X_c$  désigne la fraction de masse en hydrogène au cœur de l'étoile. En b, profil de rotation interne à trois instants de sa vie. Le rayon de l'étoile augmente au cours de son évolution. Les barres verticales indiquent les positions des zones convectives. En c, lignes tangentes aux champs de vitesse induits par la rotation différentielle dans le plan méridien de l'étoile pour  $X_c = 0,32$ . Les boucles tournent dans le sens inverse des aiguilles d'une montre signifiant que le moment cinétique est transporté vers l'extérieur. Les zones hachurées correspondent aux régions convectives. En d, pollution chimique provoquée par la rotation pour  $X_c = 0,32$ .  $\mu$  représente le poids moléculaire moyen qui permet de décrire le mélange des éléments dans le plasma stellaire. Dans le cas d'un plasma pur d'hydrogène ionisé, il vaut 1/2.

elles émettent dans l'environnement des **vents stellaires** (conduits par le magnétisme dans le cas des étoiles de type solaire et par la pression de radiation pour les étoiles massives). Durant leur phase de pré-séquence principale, elles sont couplées à des **disques d'accrétion**, et peuvent aussi interagir, par transfert de masse ou **effet de marée**, avec un astre compagnon si elles appartiennent à un **système binaire**. Décrire l'évolution stellaire en considérant tous ces phénomènes exige de prendre en compte simultanément des phénomènes physiques microscopiques et macroscopiques, dont les échelles spatiales et temporelles diffèrent de plusieurs ordres de grandeur. Par exemple, l'évolution nucléaire des étoiles se déroule durant des millions ou des milliards d'années, alors que des processus hydrodynamiques – tels que la **convection** ou les instabilités conduisant à la **turbulence** – prennent place sur des échelles de temps de l'ordre du mois, voire moins. Pour relever un tel défi, le CEA s'est fortement investi dans la **modélisation** et la **simulation** des processus **magnétohydrodynamiques** internes. Ce que l'on sait aujourd'hui des mécanismes de transport du **moment cinétique** et de la matière à l'intérieur des étoiles peut se décrire comme suit. Dans les **régions radiatives** des étoiles, l'énergie créée par les réactions nucléaires est transportée par l'interaction entre les photons et la matière. Le **plasma** stellaire est en effet peu **opaque**, et les photons sont **absorbés** et réémis des millions de fois au cours de leurs collisions avec les **atomes ionisés**. Dans les **régions convectives**, la matière chaude monte des couches profondes vers les régions supérieures où elle dépose sa chaleur avant de redescendre. Ces grands mouvements d'ensemble, dits convectifs, sont dus au fort gradient de température et au fait que la densité de la matière diminue quand sa température augmente (figure 1). Les étoiles de type solaire ont un cœur radiatif et une enveloppe convective (où le plasma est opaque du fait d'une ionisation seulement partielle des atomes), alors que la situation est inversée dans les astres massifs – de masse supérieure à 1,3 fois celle du Soleil – où les photons ne peuvent évacuer l'énergie produite près du centre (voir la figure 1 de *Du Soleil aux étoiles*, p. 16).

### Une histoire complexe

Le mélange des éléments formés par **nucléosynthèse** s'effectue dans les régions radiatives, sur de très longues durées. Les mécanismes de transport entrant en jeu se répartissent en deux grandes familles selon leur échelle, microscopique ou macroscopique. Les mécanismes microscopiques comprennent le triage gravitationnel et les forces dues au rayonnement, qui influencent le déplacement de chaque particule ou atome. Les processus magnétohydrodynamiques, eux, agissent à l'échelle macroscopique.

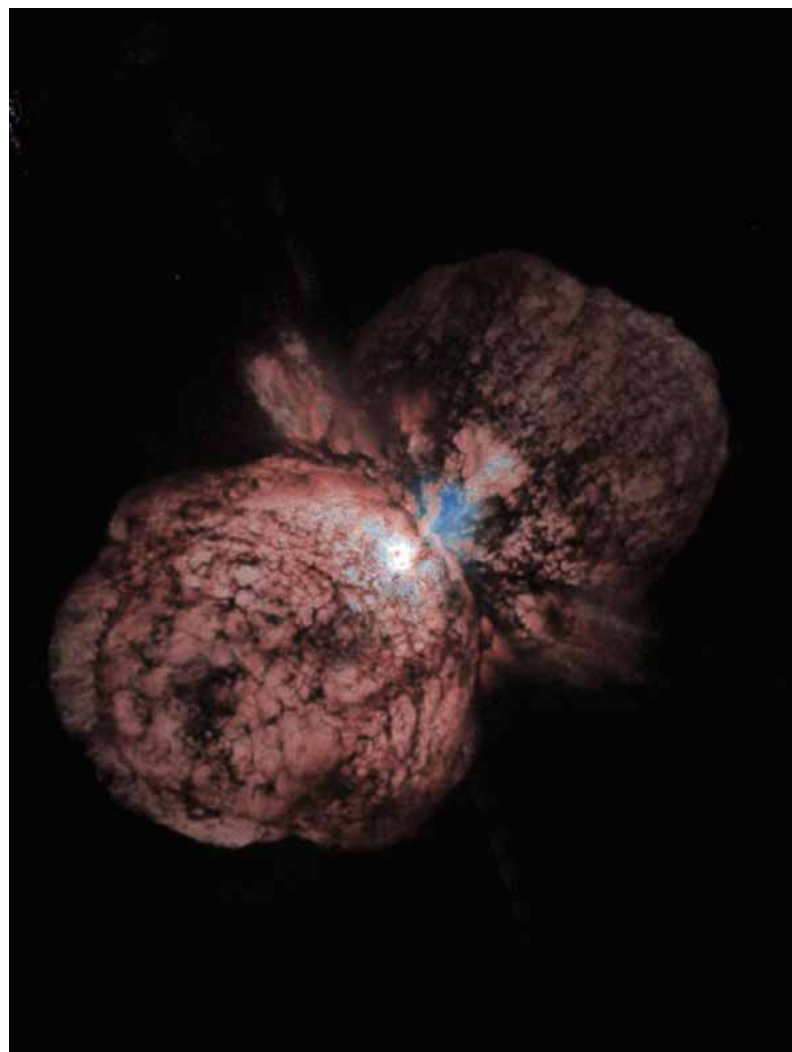
Ainsi, les régions radiatives sont en rotation, parfois très rapide (figure 2). Celle-ci n'est ni constante ni uniforme au cours de l'évolution de l'étoile. En fait, chacune des différentes couches de l'étoile a sa propre vitesse angulaire. Cette rotation différentielle crée des champs de vitesse à grande échelle (équivalents des grandes circulations des atmosphères

planétaires) et de la turbulence associée au cisaillement (équivalente à celle observée dans l'atmosphère terrestre ou les océans). Ceux-ci transportent le moment cinétique et provoquent un mélange qui modifie la structure de l'étoile.

D'autre part, les étoiles ont vraisemblablement piégé un champ magnétique, appelé « fossile » car il remonte à l'époque de leur formation, dans leurs régions radiatives. Ce champ interagit avec les processus précédents, engendrant un transport de moment cinétique supplémentaire qui modifie le couplage entre les différentes couches de l'étoile. Qui plus est, sous l'influence opposée de la poussée d'Archimède (qui pousse la matière vers le haut) et de la gravité (qui l'attire vers le centre), les régions radiatives sont également parcourues de phénomènes oscillatoires appelés « ondes internes de gravité ». Pour mieux se représenter ces ondes, qu'il ne faut pas confondre avec l'onde gravitationnelle chère à Einstein, il suffit d'évoquer les vagues à la surface de l'océan. Excitées par les mouvements convectifs turbulents, ces ondes transforment le profil de vitesse angulaire. L'interaction de ces différents acteurs, évidemment non linéaire, modifie la dynamique et la structure de l'étoile.

Pour compliquer encore le tableau, les étoiles sont couplées, parfois de manière violente, à leur environnement par l'intermédiaire des vents stellaires, des phénomènes d'accrétion ou d'autres transferts de masse, voire d'effets de marée dans le cas des **systèmes binaires serrés**. Ces couplages modifient à leur tour les processus internes, ce qui rend encore plus complexe l'évolution de l'étoile.

La modélisation de cette évolution dynamique constitue aujourd'hui l'axe central du travail des physiciens stellaires du CEA et de leurs partenaires. Ils mettent ainsi au point, pas à pas, les outils théoriques nécessaires à l'élaboration de modèles de nouvelle génération (figures 3 et 4) ainsi que les simulations numériques des processus magnétohydrodynamiques (sur les échelles de temps qui leur sont propres). D'autre part, ils participent simultanément au développement et à l'exploitation des instruments d'observation qui fournissent



Jon Morse (University of Colorado), and NASA

L'étoile Eta Carina, photographiée par le télescope spatial Hubble, est située à environ 8 000 années-lumière dans la nébuleuse de la Carène. Très massive, plus de 100 fois la masse du Soleil, elle est sans doute très proche d'une explosion imminente. Un petit astre compagnon gravite autour d'elle avec une période de cinq ans, leur interaction provoquant des échanges violents de gaz et de matière.

les contraintes introduites dans les modèles (voir *Voyage dans les lumières de l'Univers*, p. 90 et *Scruter le Soleil avec GOLF-NG*, p. 130). Fort de ces différentes expertises et grâce au développement simultané des expériences auprès des grands lasers, le CEA s'investit donc dans la mise en place de l'étude de l'évolution dynamique des seuls réacteurs à fusion thermonucléaire naturels que sont les étoiles.

**> Stéphane Mathis**

Service d'astrophysique (SAP)  
Institut de recherche sur les lois fondamentales de l'Univers (Irfu)  
Direction des sciences de la matière (DSM)  
Unité mixte de recherche astrophysique  
interactions multi-échelles (CEA-Université Paris 7-CNRS)  
CEA Centre de Saclay (Orme des Merisiers)

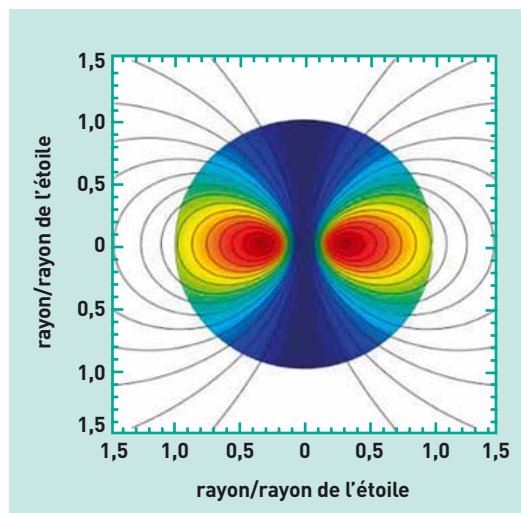


Figure 4. Champ magnétique fossile d'une étoile de **type A** (de 2,37 fois la masse solaire et trois fois le **rayon solaire**).

**POUR EN SAVOIR PLUS**

« Physics, Formation and Evolution of Rotating Stars » par André Maeder, *Astronomy & Astrophysics Library*, Springer (2009).

## L'explosion des supernovae



La nébuleuse du Crabe a été découverte en 1731 par le physicien britannique John Bevis. Il s'agit des restes de l'explosion d'une supernova qui s'est produite en 1054, et a été observée par des astronomes d'Extrême-Orient.

Certaines **étoiles** finissent leur vie dans une gigantesque explosion, projetant dans le **milieu interstellaire** la matière qu'elles ont synthétisée pendant des millions d'années. Ces phénomènes, appelés **supernovae**, sont tellement lumineux que certains ont été vus à l'œil nu. En 1054, les astronomes chinois ont ainsi observé une « étoile supplémentaire », en fait l'explosion qui a donné naissance à la nébuleuse du Crabe. Environ deux supernovae explosent chaque siècle dans **notre Galaxie**, mais les télescopes automatiques en détectent plusieurs centaines par an dans l'ensemble des autres **galaxies**. Les **cosmologistes** les recherchent activement car elles permettent de mesurer les distances dans l'Univers. De plus, elles stimulent la formation de nouvelles étoiles et représentent une source majeure de **rayons cosmiques**.

On sait que les étoiles comparables au **Soleil** n'explosent pas : elles finissent leur vie en se dispersant lentement tandis qu'une **naine blanche** se forme en leur centre. Quelles sont donc ces étoiles dont la mort est si violente ? Les supernovae observées se répartissent en deux catégories, thermonucléaire et gravitationnelle, selon que leur

progéniteur est une naine blanche ou le cœur de fer d'une étoile au moins neuf fois plus massive que le Soleil.

Lorsqu'une naine blanche parvient à capter suffisamment de matière d'une étoile voisine pour grossir jusqu'à la **masse critique de Chandrasekhar** (environ 1,4 fois la **masse du Soleil**), les réactions nucléaires en son centre s'emballent. La **fusion** du carbone et de l'oxygène en **éléments plus lourds**, comme le fer, libère alors assez d'énergie pour pulvériser intégralement l'astre. Une supernova thermonucléaire est née.

En revanche, le fer synthétisé au cœur d'une **étoile massive** ne peut libérer d'énergie nucléaire, ni par fusion, ni par **fission**. Lorsque sa masse atteint la limite de Chandrasekhar, le cœur de fer s'effondre sous son propre poids jusqu'à la formation d'une **étoile à neutrons**. Son diamètre diminue d'un facteur cent en moins d'une seconde, libérant une énergie **gravitationnelle** considérable essentiellement sous forme de **neutrinos**, et aussi de **photons** (figure 1). En 1987, les observatoires terrestres ont capté les neutrinos provenant de la supernova gravitationnelle SN1987A, confortant ainsi la compréhension théorique de ce phénomène.

### Une instabilité créatrice

Certaines questions demeuraient cependant sans réponse. Comment expulser rapidement les couches successives de carbone, oxygène, **hélium** et **hydrogène** qui entourent le cœur de fer effondré, avant que la masse de l'étoile à neutrons centrale n'atteigne le seuil critique de formation d'un **trou noir** (environ 3 masses solaires) ? Ce trou noir engloutirait en effet rapidement toute l'étoile, sans explosion spectaculaire. En 1985, les physiciens américains Hans Bethe et James Wilson proposaient un scénario d'explosion retardée, selon lequel les neutrinos déposent

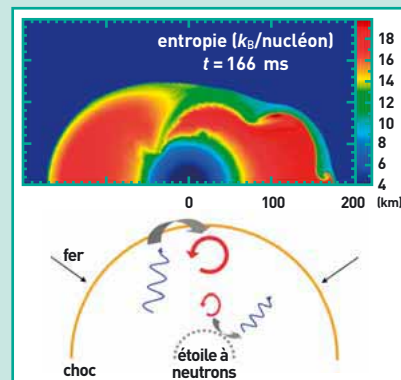


Figure 2. Simulation numérique de l'instabilité - définie par l'entropie exprimée en  $k_B$  par nucléon - qui déforme le choc de façon asymétrique (collaboration **MPA** Garching). Son mécanisme est fondé sur l'interaction entre ondes acoustiques (flèches bleues) et tourbillons (flèches rouges), qui forment un cycle instable.

suffisamment d'énergie dans l'enveloppe pour l'expulser. Les **simulations numériques** semblaient infirmer ce scénario, jusqu'à la découverte en 2003 des effets bénéfiques d'une nouvelle instabilité hydrodynamique. Celle-ci se développe à moins de 200 kilomètres du centre de l'étoile à neutrons, pendant quelques dixièmes de seconde après sa formation. Les travaux théoriques conduits au Service d'astrophysique du CEA/Irfu ont élucidé son mécanisme par l'interaction entre **ondes** acoustiques et tourbillons de matière (figure 2). Les mouvements **turbulents** qu'elle induit ont pour effet de retarder la chute de l'enveloppe vers l'étoile à neutrons, et de l'exposer ainsi plus longtemps au flux de neutrinos. Cet effet décisif semble être la clé d'une explosion réussie.

Cette instabilité est déterminante pour le mécanisme d'explosion et le destin de l'étoile à neutrons résiduelle. D'après les simulations numériques, elle est en particulier responsable du caractère asymétrique de l'explosion. Cette asymétrie propulse l'étoile à neutrons dans l'espace, à des vitesses pouvant dépasser 1 000 kilomètres par seconde, en bon accord avec les observations.

Les travaux futurs doivent permettre de mieux comprendre la diversité des explosions de supernovae, en particulier leur lien avec les **sursauts gamma**.

### > Thierry Foglizzo

Service d'astrophysique (SAp)  
Institut de recherche sur les lois fondamentales de l'Univers (Irfu)  
Direction des sciences de la matière (DSM)  
Unité mixte de recherche astrophysique interactions multi-échelles  
(CEA-Université Paris 7-CNRS)  
CEA Centre de Saclay (Orme des Merisiers)

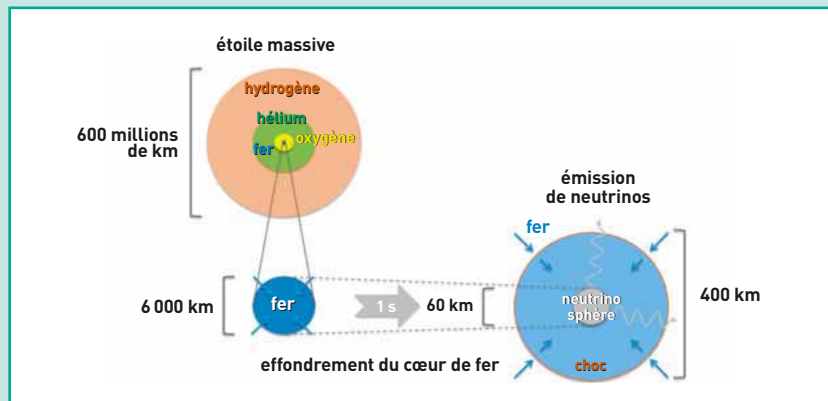


Figure 1. Vue schématique d'une supernova gravitationnelle. L'effondrement du cœur de fer d'une étoile massive est ralenti par une onde de choc stationnaire, à environ 200 kilomètres du centre.

## Les restes de supernova

L'explosion d'une **supernova** libère une énergie énorme (de l'ordre de  $10^{44}$  J), dont seule une petite fraction sous forme de **lumière visible**. Au moment de l'explosion, une supernova **brille** autant qu'une **galaxie** entière, mais sa lumière visible décroît ensuite assez rapidement et disparaît en quelques années. Dans la **Voie lactée**, les plus récentes observations de supernovae datent de la fin du 16<sup>e</sup> et du début du 17<sup>e</sup> siècle. Bien que des instruments exceptionnels soient maintenant à la disposition des astronomes, que ce soit au sol ou dans l'espace, aucune nouvelle supernova n'a pu être observée dans notre Galaxie ! Or il se produit en moyenne 2 ou 3 explosions par siècle dans une **galaxie spirale** telle que la nôtre. Une dizaine de supernovae ont donc dû exploser durant les quatre derniers siècles, mais cela a vraisemblablement eu lieu dans des régions obscures.

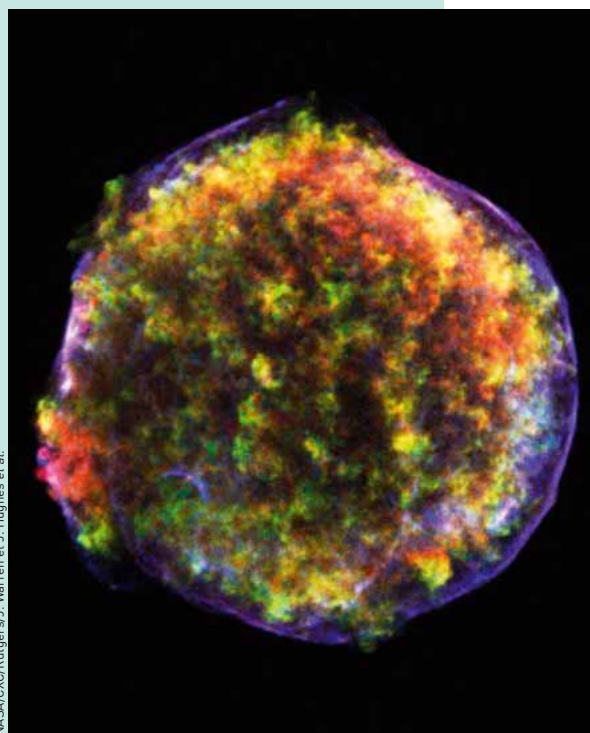
Les **éléments lourds** synthétisés durant la phase finale de la vie de l'**étoile** sont dispersés par l'explosion et enrichissent le **milieu interstellaire** et intergalactique. Les restes de l'astre détruit perdurent plusieurs milliers d'années dans l'espace et les **rayons X** émis fournissent de précieux indices sur la nature et la physique de telles explosions.

Un reste de supernova est une structure complexe. La matière stellaire, éjectée à très grande vitesse (quelque 10 000 km/s) par l'explosion, percute le milieu interstellaire environnant et, comme un piston, le repousse. Dans une première phase, qui dure moins de mille ans, deux chocs opposés façonnent la structure. D'une part le choc de l'explosion, qui se propage vers l'extérieur dans le milieu environnant, d'autre part le choc en retour, lié à la décélération des débris stellaires par le

milieu, qui se propage vers l'intérieur dans la matière éjectée. Plus tard, le milieu interstellaire prend le dessus et la matière fraîchement synthétisée ne domine plus. Comprimés et chauffés à des dizaines de millions de degrés par les chocs, les débris stellaires et le milieu environnant deviennent de puissants émetteurs de rayons X. C'est ce qui permettra de les détecter. L'atmosphère terrestre constituant un écran à ces rayons, les observations depuis le sol sont impossibles : il faut placer les instruments en orbite. Les satellites européens XMM-Newton (voir *Voyage dans les lumières de l'Univers*, p. 90) et américain Chandra ont apporté une moisson de résultats nouveaux dans ce domaine.

### Des rayons très instructifs

Les deux télescopes ont notamment pointé dans la direction de la supernova observée en 1572 par l'astronome danois Tycho Brahé (supernova dite de Tycho). La figure 1 montre l'image en rayons X du reste de cette supernova, prise 432 ans après l'explosion. Son **spectre global** (figure 2) dénote la présence d'éléments lourds très **ionisés** comme le silicium, le soufre, l'argon et le fer. La composition du spectre permet par exemple de distinguer les explosions thermonucléaires des explosions gravitationnelles (voir *L'explosion des supernovae*, p. 26). La répartition spatiale des éléments dans les éjectas apporte un nouvel éclairage sur les processus de mélange des couches dans la supernova ou sur l'asymétrie de l'explosion. L'émission en rayons X fournit aussi des renseignements sur des processus physiques tels que les instabilités hydrodynamiques se développant à l'interface entre la matière éjectée et le milieu ambiant. Des **simulations numériques** à



NASA/CXC/Rutgers/J. Warren et J. Hughes et al.

Figure 1. Image en rayons X du reste de la supernova de Tycho observée par le satellite Chandra plus de 400 ans après l'explosion. La matière éjectée (en rouge ou en vert selon sa composition chimique) apparaît grumeleuse du fait d'instabilités hydrodynamiques. L'onde de choc se propageant dans le milieu interstellaire ambiant est signalée par un fin filament d'émission synchrotron (en bleu) produite par des électrons accélérés à des vitesses proches de celle de la lumière.

trois dimensions sont ensuite confrontées aux observations. Les instruments X peuvent aujourd'hui réaliser de la **spectroscopie spatialement résolue** (permettant la production d'images dans des bandes d'énergie étroites, comme des **raies d'émission**, et la spectroscopie dans des régions spatiales de petite extension), ce qui a ouvert l'étude de la physique des chocs dits « non collisionnels ». Cela a en particulier apporté une meilleure compréhension de l'accélération des **rayons cosmiques** par les restes de supernova (voir *Élucider le mécanisme d'accélération des rayons cosmiques*, p. 50).

### > Anne Decourchelle et Jean Ballet

Service d'astrophysique (SAP)  
Institut de recherche sur les lois fondamentales de l'Univers (Irfu)  
Direction des sciences de la matière (DSM)  
Unité mixte de recherche astrophysique interactions multi-échelles (CEA-Université Paris 7-CNRS)  
CEA Centre de Saclay (Orme des Merisiers)

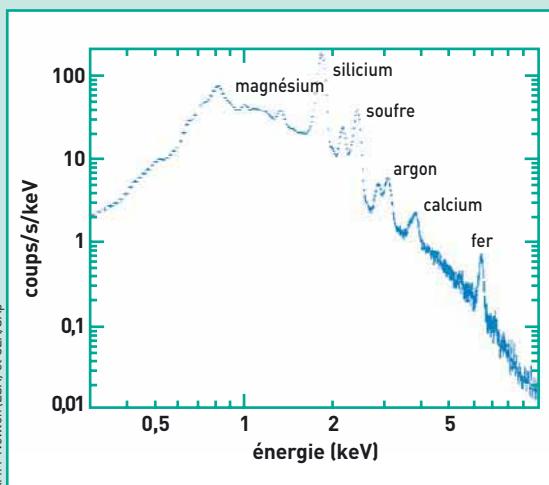


Figure 2. Spectre en rayons X du reste de la supernova de Tycho, obtenu par l'une des caméras du satellite XMM-Newton plus de 400 ans après l'explosion. Il montre d'intenses raies d'émission provenant d'éléments lourds synthétisés juste avant et lors de l'explosion. Ces éléments, chauffés à des dizaines de millions de degrés par le choc se propageant dans la matière éjectée, sont fortement ionisés. L'étude de ces raies renseigne sur la nature de la supernova (explosion thermonucléaire ou effondrement gravitationnel).