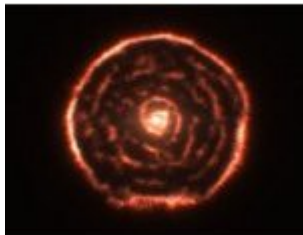


L'évolution temporelle des proto-étoiles à neutrons



Date de mise en ligne : dimanche 1er février 2004

**Observatoire de Paris - PSL Centre de recherche en astronomie et
astrophysique**

Les proto-étoiles à neutrons, objets astrophysiques compacts, chauds et riches en neutrinos, sont parmi ceux dont la durée de vie est la plus courte. De leur naissance dans l'effondrement réussi d'une supernova gravitationnelle à "l'apparition" d'un trou noir ou d'une étoile à neutrons, il se passe en effet moins d'une minute. Mais la complexité de ces quelques secondes, pendant lesquelles elles vont se contracter, se refroidir et perdre leur contenu en neutrinos, est telle que l'état initial des étoiles à neutrons ou des trous noirs reste en grande partie inconnu.

Ainsi, l'un des problèmes majeurs de l'étude des proto-étoiles à neutrons est la détermination de leur profil rotationnel et de son influence sur leur évolution. Pour la première fois, une équipe, formée de chercheurs de l'Observatoire de Paris-Meudon et des Universités de Valence et Alicante (Espagne), a étudié l'évolution thermodynamique des proto-étoiles à neutrons en rotation, se reposant sur les résultats les plus récents concernant l'étude des ours d'étoiles massives et prédisant le possible développement d'instabilités hydrodynamiques, sources d'ondes gravitationnelles peu après le maximum dans l'émission des neutrinos. L'occupation principale des étoiles tout au long de leur existence est de lutter contre la force qui leur a donné naissance, la gravitation. En effet, l'histoire de toute étoile commence avec le lent effondrement, sous son propre poids, d'un nuage gazeux initialement dispersé dans l'espace. Peu à peu, la température et la densité du gaz croissent, et des réactions de fusions nucléaires finissent par s'amorcer si la masse du nuage (et donc la pression atteinte) est suffisante : il faut pour cela que le nuage ait au moins une masse égale à 10% de celle du Soleil. Une fois les réactions nucléaires déclenchées dans le our de ce qui est devenu une proto-étoile, de l'hydrogène est consommé, et des éléments plus lourds sont produits, à commencer par l'hélium. Mais avant tout, la matière de l'étoile libère ainsi de l'énergie (énergie de rayonnement + énergie thermique) qui crée une pression capable de résister à la gravitation. L'étoile s'engage alors dans la période de sa vie où elle est mature et cesse de changer : on dit qu'elle entre dans "la séquence principale". Selon sa masse initiale, le taux auquel elle brûle son hydrogène est plus ou moins élevé et elle reste ainsi entre quelques millions d'années (pour les plus massives) et quelques 10 milliards d'années (pour les moins massives) dans cette séquence. Cependant, lorsqu'une grande partie de l'hydrogène du our a été utilisée, celui-ci devient stérile. L'hydrogène des couches environnantes entre donc à son tour en combustion. Ce phénomène s'accompagne de l'expansion et du refroidissement des couches externes, et l'on dit que l'étoile quitte la séquence principale. Dans le our, la pression de dégénérescence des électrons prend le relais pour résister à la gravitation. Néanmoins, la lente contraction se poursuit, et finalement, au bout d'un milliard d'années environ, l'hélium du our commence lui aussi à réagir et à produire des éléments encore plus lourds, tels le carbone, l'azote et l'oxygène. Suivant la valeur de la masse initiale de l'étoile, deux grandes catégories de destins s'offrent à elle : si sa masse est trop faible, l'étoile devient stérile une fois tous les carburants possibles épuisés. Dans ce cas, il reste, après diverses périodes, un cadavre petit (un rayon de l'ordre de celui de la Terre) et dense (la même masse que le soleil environ, soit un million de fois celle de la Terre), de composition variable (une structure en couches dont l'élément central est le plus lourd d'entre les éléments qui ont été produits), une naine blanche, condamnée à se refroidir lentement ; si la masse initiale de gaz est assez importante (cas qui va nous intéresser pour la suite), les diverses réactions qui se succèdent vont au contraire le faire jusqu'à ce que du fer soit produit en grande quantité au our de la structure "en pelure d'oignon" de l'étoile. L'élément ^{56}Fe étant le plus stable, il ne peut plus réagir. Ce fer s'accumule donc, et lorsque la masse du our dépasse une valeur critique dite de Chandrasekhar (1.2 masses solaires), il s'effondre brusquement sous l'effet de la gravitation. Cet effondrement s'accompagne de l'augmentation de la densité et engendre l'apparition de captures électroniques $e + p \rightarrow n + \nu$ faisant disparaître certains des électrons, ce qui diminue la source principale de résistance à la gravitation et accélère donc le processus d'effondrement. Cependant, lorsque la densité atteint des valeurs de l'ordre de 10^{11} grammes par centimètres cubes pour une température d'environ 1011 K, la matière devient soudain opaque aux neutrinos (ν) produits. A partir de ce moment, l'évolution se poursuit donc de manière adiabatique jusqu'à

ce qu'À peine 10 ms aprÀs le dÀbut de l'effondrement, la densitÀ centrale avoisine la densitÀ de saturation $\approx 2.6 \cdot 10^{14} \text{ g.cm}^{-3}$. Or, cette valeur est aussi typique de la matiÀre nuclÀaire au sein des noyaux usuels. Cette similaritÀ n'est pas fortuite et s'explique par le fait qu'elle correspond À une distance moyenne entre les particules qui minimise l'Ànergie par nuclÀon. Ainsi, si la matiÀre est comprimÀe au-delÀ de cette densitÀ, l'interaction nuclÀaire forte devient rÀpulsive. Le cœur Àtant en chute libre, ses constituants parviennent À cette densitÀ avec une Ànergie cinÀtique non nulle et un mouvement d'ensemble contractant. Si cette Ànergie est suffisante, l'interaction forte ne parvient donc pas À arrÅter l'effondrement, et un trou noir finit par apparaÅtre. Mais pour des Ànergies cinÀtiques de valeurs infÀrieures, la chute de la matiÀre finit par provoquer le rebond de l'intÀrieur, entourÀ de l'extÀrieur qui s'effondre toujours. Il s'ensuit une onde de choc qui conduit À l'Àjection des couches externes, accompagnÀe d'une intense Àmission ÀlectromagnÀtique : un observateur ÀloignÀ assiste À une supernova de type Ib, Ic ou II (voir la Figure 1, photo de la matiÀre ejectÀe au cours d'une supernova de type II et formant la cÀlÀbre nÀbuleuse du Crabe).

Figure 1. Image de la nÀbuleuse du Crabe formÀe de la superposition d'une image en rayons X (bleu) et en optique (rouge). La taille de l'image en X est plus petite car les Àlectrons qui rayonnent en X (les plus ÀnergÀtiques) perdent plus rapidement leur Ànergie au cours de leur mouvement. La taille de l'anneau central est d'environ une annÀe lumiÀre de diamÀtre (Credits : X-ray : NASA/CXC/ASU/J. Hester et al. ; Optical : NASA/HST/ASU/J. Hester et al.) Cliquez sur l'image pour l'agrandir.

Une fois l'explosion de la supernova ayant eu lieu, la masse externe "soufflée", il subsiste un objet central trÀs dense : une proto-Àtoile À neutrons. En fonction des conditions initiales, dans les secondes ou minutes qui suivent, cette dernière va se refroidir et devenir une étoile à neutrons proprement dite, ou bien s'effondrer en trou noir. Par la suite, nous ne nous intéresserons qu'au cas plus simple où la proto-étoile à neutrons donne une étoile à neutrons et non un trou noir, cas qui est le probablement le plus courant.

Typiquement, l'évolution d'une proto-étoile à neutrons peut être décrite en 3 phases principales : la contraction du manteau qui est accompagnÀe d'un rapide refroidissement des couches externes en moins d'une seconde. Durant cette pÀriode, de la matiÀre appartenant À la partie ÀjectÀe retombe probablement sur la proto-Àtoile ; la dÀleptonisation du cœur par la diffusion hors de celui-ci des neutrinos les plus ÀnergÀtiques. Cette diffusion s'accompagne d'un rÀchauffement du cœur provoquÀ par la conversion de l'Ànergie chimique des neutrinos en Ànergie thermique (effet similaire À l'effet Joule) ; le refroidissement par diffusion des neutrinos thermiques. Ainsi, en quelques secondes la température chute suffisamment pour qu'après quelques 20 secondes la proto-étoile devienne transparente pour les neutrinos. Finalement, elle perd tout son contenu neutrinique et devient une Àtoile À neutrons. Ce scÀnario semble trÅs bien connu, et c'est en effet le cas tant que l'on "oublie" l'influence de la rotation. Mais les Àtoiles À neutrons sont des objets en rotation trÅs rapide, le moment cinÀtique Àtant conservÀ au cours de l'effondrement du cœur de fer de la progÀnitrice massive. Ainsi, leur pÀriode À la naissance pourrait Åtre aussi petite que quelques millisecondes. Or, les effets induits par la rotation dans les proto-Àtoiles À neutrons, tels un affaiblissement de la densitÀ qui accÀlÀrerait la diffusion des neutrinos et celle de la chaleur, peuvent Åtre assez importants. On peut ainsi tout aussi bien envisager une accÀlÀration ou un ralentissement de la proto-Àtoile, mais Àgalement son effondrement. Par ailleurs, l'effondrement du cœur de fer ne se dÀroulant pas de maniÀre exactement sphÀrique, le profil de rotation (c'est-À-dire la variation de la vitesse angulaire en fonction de la distance À l'axe de rotation) a toutes les chances d'Åtre complexe, correspondant À un profil de rotation diffÀrentielle. C'est d'ailleurs ce qui ressort de simulations numÀriques d'effondrements de cœur d'Àtoiles massives comme l'illustre la Figure 2.

Figure 2. Illustration des profils de rotation et de densitÀs obtenus par des simulations d'effondrement de cœur d'Àtoiles massives. On note que le profil de rotation n'est pas constant (rotation diffÀrentielle) mais que pour chaque profil la distance caractÀristique reste la mÅme. Par ailleurs, ces profils sont assez bien reproduits À l'aide d'une fonction simple qui est Àgalement reprÀsentÀe sur les courbes. Pour plus de dÀtails, voir Villain et al. (2004). Cliquez sur l'image pour l'agrandir.

Les profils de rotation ainsi obtenus ont récemment été utilisés pour étudier l'évolution possible d'une proto-étoile à neutrons en rotation [Villain et al (2004)]. De cette étude, il apparaît que la rotation différentielle, bien que moins "intense" qu'on le supposait parfois par le passé, pourrait avoir des implications notables. Parmi celles-ci, il s'avère que la forme elle-même de l'étoile pourrait être affectée. En effet, pour des profils de rotation différentielle caractérisés par des variations de la vitesse de rotation sur des distances assez courtes (quelques kilomètres), la proto-étoile semble pouvoir acquérir une forme non convexe, la densité centrale devenant de plus en plus faible à mesure que l'astre accélère en se contractant. Ce phénomène est illustré sur la Figure 3 qui représente l'allure d'une proto-étoile à neutrons en rotation (âgée d'environ 1 seconde) pour deux

profils de rotation différents. Dans un premier cas, la vitesse de rotation est supposée assez homogène dans l'étoile, ce qui implique que pour des grandes vitesses angulaires centrales, elle adopte une forme assez classique : l'équateur ressemble de plus en plus à une sorte de "lignes de points singuliers". Ceci se comprend aisément car plus une étoile est en rotation rapide, plus la matière qui la constitue est soumise à une forte force centrifuge. Or, pour toute étoile en rotation, il existe une vitesse angulaire maximale (dite de Kepler) au-delà de laquelle la gravitation ne parvient plus à compenser la force centrifuge et l'étoile commence à perdre de la matière. La Figure 3 (Gauche) illustre ainsi la forme qui caractérise une étoile lorsque la matière à l'équateur est tout juste retenue par la gravitation.

Figure 3 (Gauche) Lignes d'isodensité pour une proto-étoile âgée de 1 seconde en rotation très rapide (plus de 99% de la vitesse de Kepler) mais avec un profil de rotation différentielle faible. La surface de l'étoile est représentée par une ligne plus épaisse. La forme reste "usuelle". Cliquer sur les images pour les agrandir

Figure 3 (Droite) Même schéma pour la même étoile mais avec un profil de rotation fortement différentiel. Bien que la vitesse angulaire au centre de l'étoile soit environ 4,5 fois plus élevée que pour la figure de gauche, la matière à l'équateur de l'étoile n'est pas sur le point d'être perdue, mais la forme de l'étoile est fortement changée. En revanche, ce qui apparaît sur la Figure 3 (Droite), c'est que si l'on "accroît de plus en plus" une proto-étoile à neutrons dans laquelle le profil de rotation varie assez brusquement, avant que l'objet ne puisse adopter une forme typique des étoiles à la vitesse keplerienne [Figure 3 (Gauche)], la densité centrale va diminuer tendant à faire prendre une forme de beignet au fluide. Ce phénomène avait déjà été prouvé par des études théoriques d'objets fluides en rotation (dont les proto-étoiles à neutrons), mais sans que l'on puisse auparavant affirmer sa pertinence dans des scénarios réalistes d'évolution de proto-étoiles à neutrons. Par ailleurs, la possibilité "d'observer" un tel phénomène (par son implication sur des rayonnements émis par exemple) repose sur la quantité d'énergie cinétique de rotation (et donc sur le moment cinétique) contenu dans une proto-étoile à neutrons à la naissance. Or, cette quantité reste également assez mal connue, l'effet du champ magnétique au cours de l'évolution du γ des étoiles massives étant également encore incertain. Ainsi, selon les calculs récents [voir Heger et al. (2003)], il se pourrait que le freinage magnétique ralentisse assez considérablement le γ en rotation. Toutefois, même dans ce cas, l'évolution de la proto-étoile en rotation résultante pourrait inclure un phénomène intéressant pour les détecteurs d'ondes gravitationnelles en cours de calibration : le développement d'une instabilité hydrodynamique source d'ondes gravitationnelles quelques secondes après le maximum dans l'émission des neutrinos (détectable par des détecteurs de neutrinos tel SuperKamiokande) [Villain et al. (2004)]. La détection d'un tel rayonnement en quasi-coïncidence avec celle de neutrinos produits par une supernova galactique serait alors une source d'information de grande importance pour notre connaissance de la structure de la matière très hautes densités ainsi que pour celle des états initiaux des étoiles à neutrons ou trous noirs. Mais pour cela, beaucoup de travail reste à accomplir autant pour ce qui est de l'étude théorique des étoiles relativistes que pour ce qui est de l'analyse des données à venir.

L'occupation principale des étoiles tout au long de leur existence est de lutter contre la force qui leur a donné naissance, la gravitation. En effet, l'histoire de toute étoile commence avec le lent effondrement, sous son propre poids, d'un nuage gazeux initialement dispersé dans l'espace. Peu à peu, la température et la densité du gaz croissent, et des réactions de fusions nucléaires finissent par s'amorcer si la masse du nuage (et donc la pression atteinte) est suffisante : Il faut pour cela que le nuage ait au moins une masse égale à 10% de celle du Soleil. Une fois les réactions nucléaires déclenchées dans le γ de ce qui est devenu une proto-étoile, de l'hydrogène est consommé, et des éléments plus lourds sont produits, à commencer par l'hélium. Mais avant tout, la matière de l'étoile libère ainsi de l'énergie (énergie de rayonnement + énergie thermique) qui crée une pression capable de résister à la gravitation. L'étoile s'engage alors dans la période de sa vie où elle est mature et cesse de changer : on dit qu'elle entre dans "la séquence principale". Selon sa masse initiale, le taux auquel elle brûle son hydrogène est plus ou moins élevé et elle reste ainsi entre quelques millions d'années (pour les plus massives) et quelques 10 milliards d'années (pour les moins massives) dans cette séquence. Cependant, lorsqu'une grande partie de l'hydrogène du γ a été utilisée, celui-ci devient stérile. L'hydrogène des couches environnantes entre donc à son tour en combustion. Ce phénomène s'accompagne de l'expansion et du refroidissement des couches externes, et l'on dit que l'étoile quitte la séquence principale. Dans le γ , la pression de dégénérescence des électrons prend le relais pour résister à la gravitation. Néanmoins, la lente contraction se poursuit, et finalement, au bout d'un

milliard d'années environ, l'hélium du $c\&\#339ur$ commence lui aussi à réagir et à produire des éléments encore plus lourds, tels le carbone, l'azote et l'oxygène. Suivant la valeur de la masse initiale de l'étoile, deux grandes catégories de destins s'offrent à elle : si sa masse est trop faible, l'étoile devient stérile une fois tous les carburants possibles épuisés. Dans ce cas, il reste, après diverses réactions, un cadavre petit (un rayon de l'ordre de celui de la Terre) et dense (la même masse que le soleil environ, soit un million de fois celle de la Terre), de composition variable (une structure en couches dont l'élément central est le plus lourd d'entre les éléments qui ont été produits), une naine blanche, condamnée à se refroidir lentement ; si la masse initiale de gaz est assez importante (cas qui va nous intéresser pour la suite), les diverses réactions qui se succèdent vont au contraire le faire jusqu'à ce que du fer soit produit en grande quantité au $c\&\#339ur$ de la structure "en pelure d'oignon" de l'étoile. L'élément ^{56}Fe étant le plus stable, il ne peut plus réagir. Ce fer s'accumule donc, et lorsque la masse du $c\&\#339ur$ dépasse une valeur critique dite de Chandrasekhar (1.2 masses solaires), il s'effondre brusquement sous l'effet de la gravitation. Cet effondrement s'accompagne de l'augmentation de la densité et engendre l'apparition de captures électroniques $e + p \rightarrow n$ faisant disparaître certains des électrons, ce qui diminue la source principale de résistance à la gravitation et accélère donc le processus d'effondrement. Cependant, lorsque la densité atteint des valeurs de l'ordre de 1011 grammes par centimètres cubes pour une température d'environ 1011 K, la matière devient soudain opaque aux neutrinos (ν) produits. A partir de ce moment, l'évolution se poursuit donc de manière adiabatique jusqu'à ce qu'à peine 10 ms après le début de l'effondrement, la densité centrale avoisine la densité de saturation $\approx 2.6 \cdot 10^{14} \text{ g.cm}^{-3}$. Or, cette valeur est aussi typique de la matière nucléaire au sein des noyaux usuels. Cette similarité n'est pas fortuite et s'explique par le fait qu'elle correspond à une distance moyenne entre les particules qui minimise l'énergie par nucléon. Ainsi, si la matière est comprimée au-delà de cette densité, l'interaction nucléaire forte devient répulsive. Le $c\&\#339ur$ étant en chute libre, ses constituants parviennent à cette densité avec une énergie cinétique non nulle et un mouvement d'ensemble contractant. Si cette énergie est suffisante, l'interaction forte ne parvient donc pas à arrêter l'effondrement, et un trou noir finit par apparaître. Mais pour des énergies cinétiques de valeurs inférieures, la chute de la matière finit par provoquer le rebond de l'intérieur, entouré de l'extérieur qui s'effondre toujours. Il s'ensuit une onde de choc qui conduit à l'éjection des couches externes, accompagnée d'une intense émission électromagnétique : un observateur éloigné assiste à une supernova de type Ib, Ic ou II.

Ce scénario semble très bien connu, et c'est en effet le cas tant que l'on "oublie" l'influence de la rotation. Mais les étoiles à neutrons sont des objets en rotation très rapide, le moment cinétique étant conservé au cours de l'effondrement du $c\&\#339ur$ de fer de la progénitrice massive. Ainsi, leur période à la naissance pourrait être aussi petite que quelques millisecondes. Or, les effets induits par la rotation dans les proto-étoiles à neutrons, tels un affaiblissement de la densité qui accélérerait la diffusion des neutrinos et celle de la chaleur, peuvent être assez importants. On peut ainsi tout aussi bien envisager une accélération ou un ralentissement de la proto-étoile, mais également son effondrement. Par ailleurs, l'effondrement du $c\&\#339ur$ de fer ne se déroulant pas de manière exactement sphérique, le profil de rotation (c'est-à-dire la variation de la vitesse angulaire en fonction de la distance à l'axe de rotation) a toutes les chances d'être complexe, correspondant à un profil de rotation différentielle. C'est d'ailleurs ce qui ressort de simulations numériques d'effondrements de $c\&\#339ur$ d'étoiles massives comme l'illustre la Figure 2.

En revanche, ce qui apparaît sur la Figure 3 (Droite), c'est que si l'on "accélère de plus en plus" une proto-étoile à neutrons dans laquelle le profil de rotation varie assez brusquement, avant que l'objet ne puisse adopter une forme typique des étoiles à la vitesse keplerienne [Figure 3 (Gauche)], la densité centrale va diminuer tendant à faire prendre une forme de beignet au fluide. Ce phénomène avait déjà été prédit par des études théoriques d'objets fluides en rotation (dont les proto-étoiles à neutrons), mais sans que l'on puisse auparavant affirmer sa pertinence dans des scénarios réalistes d'évolution de proto-étoiles à neutrons. Par ailleurs, la possibilité "d'observer" un tel phénomène (par son implication sur des rayonnements émis par exemple) repose sur la quantité d'énergie cinétique de rotation (et donc sur le moment cinétique) contenu dans une proto-étoile à neutrons à la naissance. Or, cette quantité reste également assez mal connue, l'effet du champ magnétique au cours de l'évolution du $c\&\#339ur$ des étoiles massives étant également encore incertain. Ainsi, selon les calculs récents [voir Heger et al. (2003)], il se pourrait que le freinage magnétique ralentisse assez considérablement le $c\&\#339ur$ en rotation. Toutefois, même

dans ce cas, l'évolution de la proto-étoile en rotation résultante pourrait inclure un phénomène très intéressant pour les détecteurs d'ondes gravitationnelles en cours de calibration : le développement d'une instabilité hydrodynamique source d'ondes gravitationnelles quelques secondes après le maximum dans l'émission des neutrinos (détectable par des détecteurs de neutrinos tel SuperKamiokande) [Villain et al. (2004)]. La détection d'un tel rayonnement en quasi-coïncidence avec celle de neutrinos produits par une supernova galactique serait alors une source d'information de grande importance pour notre connaissance de la structure de la matière à très hautes densités ainsi que pour celle des états initiaux des étoiles à neutrons ou trous noirs. Mais pour cela, beaucoup de travail reste à accomplir autant pour ce qui est de l'étude théorique des étoiles relativistes que pour ce qui est de l'analyse des données à venir.

Références

- L. Villain, J.A. Pons, P. Cerdá-Durán and E. Gourgoulhon, Evolutionary sequences of rotating protoneutron stars, *Astron. & Astrophys.*, in press astro-ph/0310875 J.A. Pons et al. , Evolution of PNSs, *ApJ*, 513, 780-801 (1999) A. Heger et al. , astro-ph/0301374 to appear in *Stellar Collapse (Astrophysics and Space Science)* edited by C.L. Fryer (2003)