

L'énigmatique formation des étoiles massives

Les étoiles massives, malgré leur petit nombre, jouent un rôle fondamental dans l'Univers. Comme leurs consœurs de faible masse, elles naissent de l'effondrement d'un nuage interstellaire, mais on ignore encore comment elles peuvent atteindre des dizaines de masses solaires. La découverte de disques d'accrétion autour de certaines d'entre elles éclaire leur formation.

Mohammad Heydari-Malayeri

1. Cent fois plus massive que le Soleil, Pismis 24-1 (l'étoile la plus brillante de l'amas ci-dessus) est l'une des plus grosses étoiles connues à ce jour. On pensait auparavant qu'elle dépassait 200 masses solaires, mais le télescope spatial *Hubble* a révélé que cette étoile est constituée d'au moins deux composantes, dont l'une approcherait 100 masses solaires. L'amas stellaire Pismis 24 se trouve au centre d'une vaste nébuleuse de gaz ionisé, NGC 6357, située à 8 000 années-lumière, dans la constellation du Scorpion.



avec ses quelque 2×10^{27} tonnes – 300 000 fois la masse de la Terre – et une température de surface de 5 800 kelvins, le Soleil n'est jamais qu'une étoile naine qui fait pâle figure à côté de certains monstres cosmiques. Les étoiles peuvent être des dizaines de fois plus massives, plus chaudes

et plus brillantes. Une étoile 60 fois plus massive que le Soleil brille par exemple d'un éclat jusqu'à un million de fois plus intense, tandis que la température à sa surface dépasse 30 000 kelvins. Les étoiles les plus imposantes identifiées avec certitude à ce jour sont un couple d'étoiles dénommé WR 20a niché au cœur de l'amas Westerlund 2, à environ 25 000 années-lumière : elles pèsent chacune l'équivalent de 80 Soleils. Des mesures récentes laissent même penser qu'une étoile nommée Pismis 24-1 pourrait culminer à 100 masses solaires !

Les étoiles massives jouent un rôle de premier plan dans le cosmos. Les premières étoiles qui se sont allumées étaient des astres gigantesques ; elles ont mis fin à l'âge sombre de l'Univers, qui est alors sorti de l'obscurité. Les étoiles massives dirigent l'évolution chimique des galaxies : elles produisent par exemple l'essentiel de l'oxygène au cours des réactions de fusion qui se déroulent dans leurs profondeurs, et on leur doit la totalité des éléments lourds libérés lorsqu'elles explosent en supernovæ de type Ib, Ic ou II. Elles modèlent le milieu interstellaire tout au long de leur vie, en soufflant de puissants vents de matière, et lors de leur mort, en explosant.

Les étoiles massives sont cependant très rares. Il ne naît en moyenne que dix étoiles de 20 masses solaires pour un million d'étoiles semblables au Soleil, et une seule de 100 masses solaires : la formation d'une étoile semble être d'autant plus difficile que sa masse est élevée. De fait, les mécanismes qui président à la naissance des étoiles légères comme le Soleil devraient empêcher la formation des étoiles plus massives. Or elles existent ! Comment se forment-elles ? Après avoir détaillé ces mécanismes et les difficultés qu'ils soulèvent, nous évoquerons les scénarios envisagés pour expliquer la formation des étoiles massives. Mais d'abord, commençons par décrire ce qui fait leur particularité.

Une étoile est dite massive lorsque sa masse dépasse environ huit fois celle du Soleil. Au-delà de cette limite, la production d'énergie nucléaire, la structure interne, la perte de masse ou encore les processus de formation diffèrent radicalement de ceux des étoiles plus légères. Les étoiles massives se regroupent en deux familles selon leurs caractéristiques spectrales : les étoiles de type B, d'environ 5 à 15 masses solaires, et les étoiles de type O, entre 15 et 150 masses solaires. Cette dernière valeur est une limite statistique, encore jamais observée de façon fiable.

La luminosité des étoiles massives est des centaines de milliers, voire des millions de fois, supérieures à celle du Soleil. C'est qu'elles sont le siège d'un processus de fusion de l'hydrogène en hélium bien plus efficace. Dans les étoiles légères, la réaction passe par la chaîne « proton-proton » – quatre protons sont utilisés pour former un noyau d'hélium –, dans laquelle le dégagement d'énergie est proportionnel à la température du gaz élevée à la puissance quatre. Au centre des étoiles massives, en revanche, la température

et la densité beaucoup plus élevées – 40 millions de kelvins pour une étoile de 60 masses solaires, contre 15 pour le Soleil –, favorisent un autre processus, nommé cycle carbone-azote-oxygène (CNO), où l'énergie dégagée est proportionnelle à la puissance 17 de la température ! La production énergétique des étoiles massives est donc gigantesque.

Par ailleurs, la température colossale régnant au centre des étoiles massives modifie leur structure. Le cœur des étoiles légères est entouré d'une couche radiative, où l'énergie est transmise par absorption et réémission de photons gamma, suivie d'une zone convective, où le gaz est animé de bouillonnements qui dissipent l'énergie. En revanche, dans les étoiles massives, c'est le cœur qui est convectif, tandis que le reste de l'astre est radiatif.

De plus, les étoiles massives perdent énormément de matière au cours de leur vie, par le biais de vents stellaires intenses. Le flot de photons énergétiques émis est tel qu'il arrache l'atmosphère de l'étoile. Les étoiles dites de Wolf-Rayet, des étoiles massives en fin de vie, peuvent ainsi perdre un millième de masse solaire par an en éjectant du gaz ionisé dans l'espace à plus de 3 000 kilomètres par seconde. Par comparaison, le vent solaire est dix milliards de fois plus ténu. Une étoile de 100 masses solaires peut ainsi perdre plus de 90 pour cent de sa masse au cours de sa vie. Enfin, les processus qui président à la formation des étoiles massives diffèrent de ceux des étoiles plus légères. Voyons pourquoi.

Un effondrement par à-coups

La vie d'une étoile ordinaire commence par l'effondrement d'un nuage interstellaire – constitué principalement d'hydrogène moléculaire et de poussières – sous l'effet de son propre poids. Mouvements turbulents du gaz, pression du vent d'étoiles massives proches ou onde de choc d'une supernova suffisent à provoquer une concentration locale de matière, dont la gravité attire le gaz environnant, d'autant plus que cette région devient dense et massive. La pression du gaz s'oppose à la contraction, mais si la masse du nuage dépasse une limite, dite masse de Jeans, la gravité l'emporte. Cette masse dépend directement de la température et inversement de la densité du nuage : plus le gaz est dense, plus la masse critique est faible. Pour une densité de 100 000 particules par centimètre cube, la limite de Jeans est d'environ une masse solaire à une température de dix kelvins.

Dans sa contraction, le nuage moléculaire se fragmente. En effet, l'énergie produite par la contraction est dissipée sous forme d'ondes radio millimétriques par les molécules du nuage, de sorte que l'effondrement se produit à température constante. Comme les régions les plus denses gagnent en densité, des masses de Jeans moins élevées sont atteintes localement, si bien que le nuage se fragmente. La taille de ces « cœurs denses » varie de 6 000 à 60 000 unités astronomiques (la distance de la Terre au Soleil) et ils contiennent l'équivalent de 0,1 à 100 masses solaires.

Ces fragments, initialement en équilibre, se contractent lentement durant quelques millions d'années, jusqu'à devenir instables et s'effondrer brutalement sur eux-mêmes. Cette phase est isotherme, car l'énergie est évacuée par le rayonnement thermique de la poussière. Lorsque la densité au centre atteint 30 milliards de molécules par centimètre cube,

Un nuage de poussière et d'hydrogène moléculaire se contracte sous son propre poids – échelle : 300 000 unités astronomiques (UA) – pour les progéniteurs des étoiles de faible masse, et jusqu'à 10 millions pour les nuages géants qui donnent les étoiles massives.

Une zone plus dense s'effondre sur elle-même, formant un cœur dense.
Échelle : 10 000 à 100 000 UA
Durée : un million d'années

Étoiles de faible masse

Étoiles de type B
(5 à 15 masses solaires)

Étoiles de type O
(15 à 100 masses solaires)

Au centre du cœur dense, un disque se forme et la protoétoile commence à éjecter de la matière.
Échelle : 8 000 UA
Durée : 10 000 à 100 000 ans

Le disque d'accrétion est formé et transfère la matière de l'enveloppe à la protoétoile.
Échelle : 8 000 UA
Durée : entre 100 000 ans et un million d'années

L'accrétion est terminée. La fusion du deutérium s'amorce.
Échelle : 1 000 UA
Temps : un à dix millions d'années

L'étoile commence à brûler de l'hydrogène. Le disque a disparu, formant éventuellement des planètes.
Échelle : 50 UA
Durée : plusieurs milliards d'années

La fusion de l'hydrogène s'amorce très tôt, avant que l'accrétion ne soit terminée, et le rayonnement repousse le gaz. Cependant, un disque et des jets bipolaires se formeraient comme pour les étoiles légères, permettant à l'accrétion de se poursuivre.
Échelle : 1 000 à 10 000 UA
Durée : entre 100 000 et 500 000 ans

Comme pour les étoiles de type B, la fusion commence avant la fin de l'accrétion, qui se poursuit néanmoins. On n'observe pas de disques, mais de vastes structures instables, nommées toroïdes.
Échelle : 4 000 à 30 000 UA
Durée : environ 100 000 ans

L'enveloppe a disparu. Durant environ un million d'années, l'étoile est entourée d'une région d'hydrogène ionisé.
Durée : quelques dizaines de millions d'années.

L'enveloppe a disparu. Durant environ un million d'années, l'étoile est entourée d'une région d'hydrogène ionisé.
Durée : quelques millions d'années.

2. La formation des étoiles se déroule différemment selon qu'elles sont légères ou massives. Tout commence de façon identique, par l'effondrement gravitationnel d'un nuage interstellaire. Mais alors que les étoiles de faible masse ne s'allument que lorsque l'accrétion de matière est presque terminée, la fusion s'amorce trop tôt dans les étoiles massives et perturbe l'accrétion qui, pourtant, se poursuit jusqu'à son terme.

la région interne du cœur dense devient opaque au rayonnement, si bien que la température s'élève et ralentit l'effondrement. Lorsque la température atteint 2000 kelvins, l'hydrogène moléculaire se dissocie, ce qui provoque l'effondrement du cœur en un embryon d'étoile.

L'embryon stellaire, qui a encore une masse inférieure à celle de son enveloppe de gaz, commence alors à accrêter de la matière, au rythme d'environ 10^{-5} masse solaire par an. Encore profondément enfoui dans son enveloppe, il n'est visible qu'en ondes radio submillimétriques. Cette phase protostellaire dure quelques dizaines de milliers d'années.

L'effondrement de la matière et son accrétion par la protoétoile ne se déroulent pas de façon homogène dans toutes les directions. La conservation du moment angulaire amplifie en effet le mouvement de rotation initial du nuage moléculaire durant l'effondrement, comme un patineur qui accélère sa rotation en rapprochant ses bras le long du corps, si bien que la matière se regroupe dans un disque d'accrétion autour de la protoétoile.

Toute la matière accrétée n'est pas pour autant ingérée par l'embryon stellaire. Si l'intégralité de son moment angulaire était transférée à la protoétoile, celle-ci tournerait tellement vite qu'elle serait disloquée par la force centrifuge.

Une partie de la matière amassée est donc rejetée dans l'espace sous la forme de deux jets étroits de gaz brûlant et ionisé, qui jaillissent de part et d'autre du disque d'accrétion le long de son axe de rotation et s'étendent sur des dizaines d'années-lumière. Les mécanismes qui président à la formation de ces jets bipolaires sont encore mal connus, mais on pense que ce sont les lignes de champ magnétique interstel-

laires traversant le disque qui sont entraînées par la rotation et enroulées les unes sur les autres, formant une hélice qui canalise l'éjection de plasma en un fin pinceau. De nombreux exemples de jets bipolaires ont été observés en lumière visible. Leur présence dans une région indique que des étoiles sont en cours de formation. Les jets bipolaires interagissent aussi parfois avec les nuages moléculaires voisins, les entraînant avec eux pour former ce que l'on nomme des flots moléculaires, que l'on observe en ondes radio millimétriques.

Lorsque la phase d'accrétion principale se termine, l'astre central a accumulé la quasi-totalité de sa masse finale, supérieure à tout ce qui reste dans l'enveloppe. Portée à un million de degrés, la protoétoile commence à brûler le deutérium en se contractant durant quelques dizaines de millions d'années. Quand la température est suffisante, autour de dix millions de degrés, ce qui se produit lorsque 0,08 masse solaire de gaz – au moins – a été accrétée, les conditions sont réunies pour que la fusion thermonucléaire de l'hydrogène s'amorce. L'astre entre dans la séquence principale, phase qui va occuper les neuf dixièmes de sa vie. Une étoile est née.

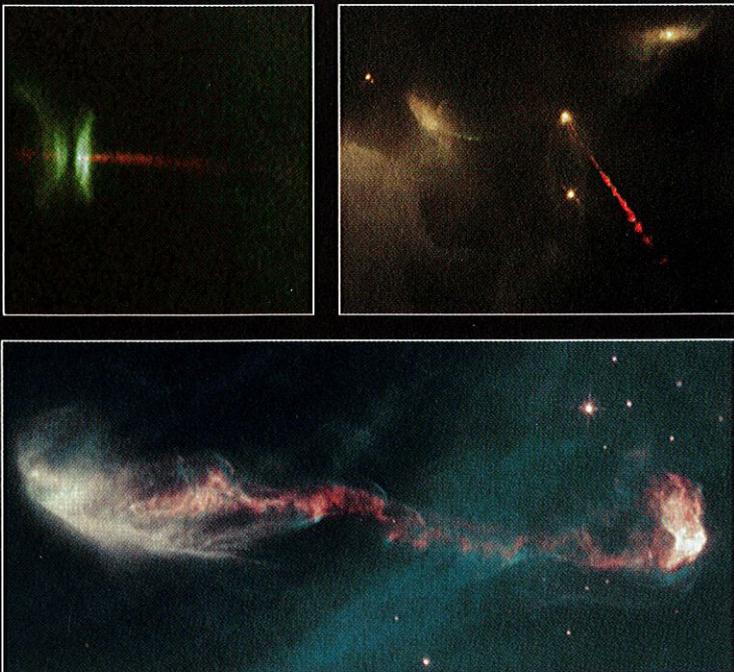
En prenant du poids, les étoiles bloquent leur croissance

D'innombrables observations de protoétoiles à différents stades d'évolution confirment que ce modèle décrit de façon satisfaisante la naissance des étoiles de faible masse. En revanche, si on le suit à la lettre, les étoiles massives ne devraient pas exister ! Des masses beaucoup plus importantes sont en effet en jeu et, par conséquent, l'objet central atteint très vite – trop vite – les conditions nécessaires à la fusion de l'hydrogène. Or le dégagement d'énergie qui en découle contrecarre l'accrétion du gaz.

Deux échelles de temps sont en concurrence. Le temps caractéristique pour que l'énergie gravitationnelle de la contraction du nuage soit convertie en énergie thermique et que la fusion puisse s'amorcer est nommé temps de Kelvin-Helmholtz. Il diminue avec la masse, car plus celle-ci est importante, plus l'effondrement et l'échauffement sont rapides. Si pour une étoile de masse solaire, le temps de Kelvin-Helmholtz est d'environ 30 millions d'années, il n'est plus que d'une centaine de milliers d'années pour une étoile de 50 masses solaires.

Par ailleurs, le temps nécessaire pour qu'une certaine masse soit accumulée avec un taux d'accrétion donné, ou temps d'accrétion, augmente directement avec la masse – il faut plus de temps pour accumuler plus de matière. Le temps d'accrétion est aussi inversement proportionnel à la température du milieu, car la pression de gaz ralentit l'accrétion.

En deçà de huit masses solaires, le temps de Kelvin-Helmholtz est plus grand que temps d'accrétion, c'est-à-dire que l'accrétion est terminée bien avant que la fusion ne s'amorce. Mais au-delà de cette limite, le temps d'accrétion devient vite très supérieur au temps de Kelvin-Helmholtz : dans les étoiles massives, la fusion thermonucléaire démarre alors que l'effondrement n'est pas encore achevé. Les étoiles massives ne passent pas par la phase de fusion du deutérium et de contraction : elles s'embrasent d'un coup



STScI/MASA/WPC 2 investigation definition team

3. Des jets de gaz ionisé sont éjectés de part et d'autre du plan du disque d'accrétion par les protoétoiles de faible masse durant la phase d'accrétion. S'étendant sur des dizaines d'années-lumière, ils évacuent le moment angulaire excédentaire du système stellaire en gestation. Les étoiles à l'origine de ces objets ne sont pas visibles, cachées au cœur de concentrations de gaz et de poussière.

et deviennent rapidement des dizaines de milliers de fois plus lumineuses que le Soleil.

Or, comme l'avait étudié de façon théorique l'astrophysicien anglais Arthur Eddington dans les années 1920, une luminosité importante peut, en exerçant une pression radiative très forte, contrebalancer l'attraction gravitationnelle. En particulier, une étoile massive brille si intensément qu'elle peut repousser le gaz environnant et freiner l'effondrement du nuage moléculaire au point de mettre fin à l'accrétion. En d'autres termes, la croissance des étoiles massives devrait être contrecarrée par leur propre luminosité.

Un élément complique néanmoins la situation : la poussière, mêlée au gaz dans le nuage moléculaire. Au milieu des années 1970, Franz Kahn, alors à l'Université de Manchester, imagina que la poussière joue un « rôle tampon » entre le rayonnement de la protoétoile massive et le gaz. Le rayonnement ultraviolet détruit les poussières autour de l'astre ou les repousse à distance, si bien que les grains s'accumulent dans une coquille dense, centrée sur l'étoile. Le sort de l'étoile dépend des propriétés des grains constituant cette coquille.

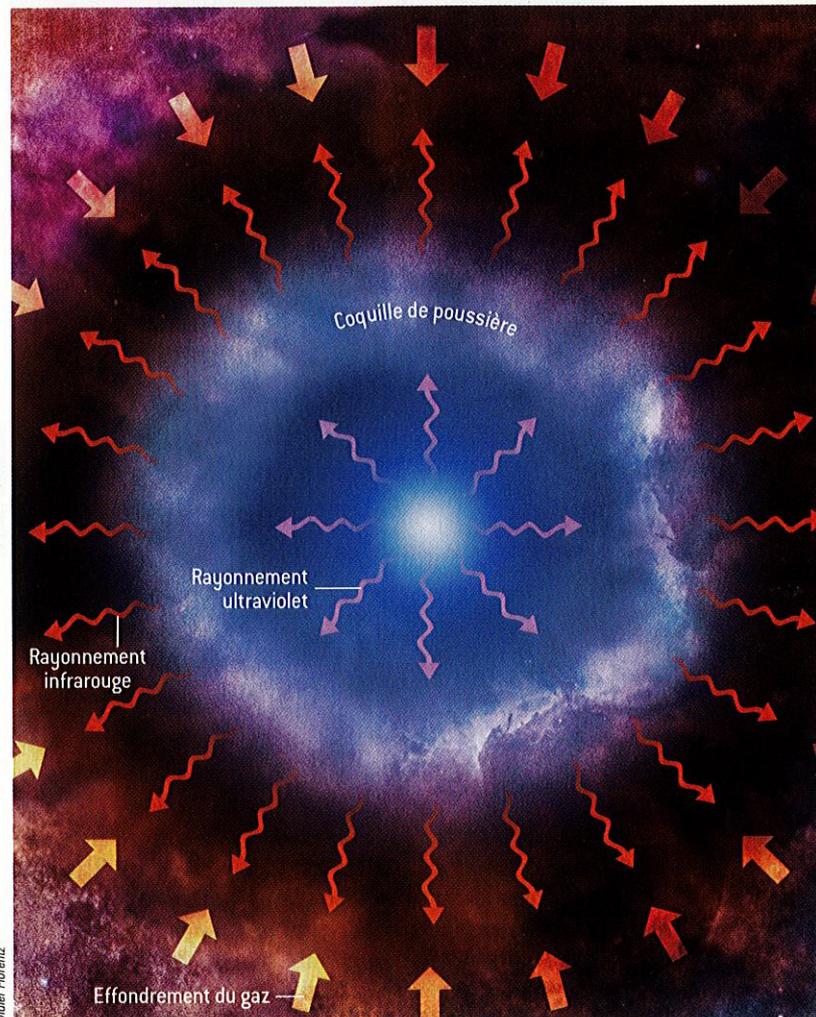
Si les grains sont fragiles, ils seront détruits par le rayonnement de l'étoile. Le rayonnement ne sera alors plus assez puissant pour arrêter l'effondrement du gaz, et la formation de l'étoile massive ira à son terme. En revanche, si leur température de sublimation (ou vaporisation) est élevée, ils absorberont le rayonnement ultraviolet et le réémettront dans l'infrarouge. La pression radiative de ce rayonnement secondaire contrebalancera l'effondrement du gaz et mettra un terme à la croissance de l'étoile massive.

À la recherche des disques

Dans les années 1970, on pensait que les grains – essentiellement des graphites et des silicates – pouvaient supporter sans dommage des températures s'élevant jusqu'à 4 000 degrés. Kahn calcula ainsi que la masse maximale d'une étoile ne pouvait excéder 50 fois celle du Soleil. Or, à la fin des années 1980, les chercheurs se sont rendu compte que la température de sublimation des grains était moins élevée que prévue, environ 2 000 kelvins. Cela implique une limite de masse supérieure, et certains astronomes ont été jusqu'à soupçonner la présence d'une étoile de plus de 1 000 masses solaires au centre de la nébuleuse de la Tarentule, dans le Grand Nuage de Magellan !

Les travaux sur les effets du rayonnement secondaire des grains en fonction de leurs propriétés (taille, composition ou abondance) réalisés peu après par Mark Wolfire, de l'Université du Maryland, et Joseph Cassinelli, de l'Université de Washington, ont cependant vite tempéré ces spéculations : en supposant que la concentration de poussière dans les nuages moléculaires est équivalente à celle du milieu interstellaire, et qu'elle est principalement constituée de grains de graphite et de silicates de même taille, les deux chercheurs ont montré que la formation des étoiles massives est quasi impossible, car la pression de radiation de l'émission secondaire des grains l'emporte presque dans tous les cas sur la force gravitationnelle.

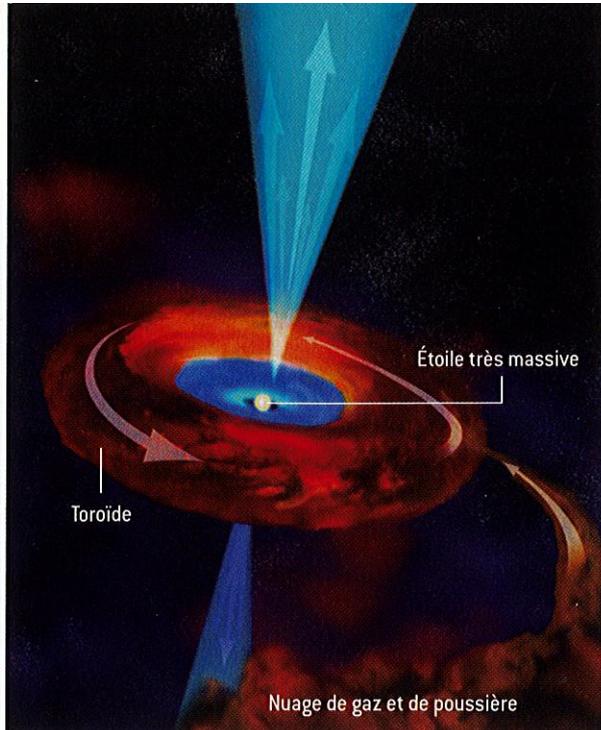
Pour expliquer la formation des étoiles massives avec ce modèle, M. Wolfire et J. Cassinelli ont été contraints de



4. La luminosité des étoiles massives contrecarre l'accrétion du gaz. En effet, la fusion démarre avant que toute la matière ne soit accumulée. Selon les modèles, le rayonnement ultraviolet de l'étoile repousse les poussières dans une coquille, qui réémet l'énergie en infrarouge. Ce rayonnement secondaire freinerait l'effondrement et empêcherait l'étoile de croître. Si l'on suppose que la matière ne tombe pas de tous les côtés et que la lumière peut s'échapper suivant un axe, le rôle de la poussière est réduit et une plus grande masse peut être accrétée.

supposer que la poussière est quatre fois moins abondante dans les nuages moléculaires que dans le milieu interstellaire, que les grains de graphite sont au moins quatre fois plus petits que ce qu'on observe dans le milieu interstellaire et que le taux d'accrétion est très élevé, de l'ordre de un millième de masse solaire par an. Ces conditions sont pour le moins irréalistes. Or plusieurs travaux récents, notamment de Tracy Huard, du Centre pour l'astrophysique de Harvard, indiquent que les grains de poussière au sein des nuages moléculaires sont beaucoup plus gros – de 0,2 à 1 millimètre – que ceux localisés en dehors des nuages. Par ailleurs, les observations suggèrent aussi que la proportion de poussière par rapport au gaz est identique, de l'ordre de un pour cent, dans les nuages et à l'extérieur. En l'état, le modèle d'accrétion est ainsi incapable de rendre compte de la formation des étoiles massives.

Un de ses principaux défauts est qu'il suppose que l'effondrement présente une symétrie sphérique, c'est-à-dire que la matière est accrétée de façon homogène dans



Bill Saxton, NRAO/AUI/NSF

5. Y a-t-il des disques autour des étoiles très massives ?

Les astronomes n'en ont encore jamais détectés, mais ils ont décelé des structures en rotation bien plus imposantes, jusqu'à 30 000 unités astronomiques de diamètre et 500 masses solaires. Ces « toroïdes » (ici en vue d'artiste) sont instables et temporaires.

toutes les directions. À la fin des années 1990, Takenori Nakano, de l'Université de Kyoto, au Japon, a suggéré que si l'effondrement était asymétrique, une partie du rayonnement pourrait s'échapper sans contrecarrer l'effondrement. Le rôle des grains amoindri, l'étoile pourrait alors se former. Comment la masse pourrait-elle être accrétée de façon asymétrique ? Le plus simple est de supposer que cela se produit par l'intermédiaire d'un disque d'accrétion, comme pour les étoiles de faible masse.

Pour valider cette théorie, les observateurs tentent depuis lors de dénicher des disques d'accrétion en orbite autour de protoétoiles massives. La tâche est ardue. La principale difficulté est leur éloignement, qui rend leur observation peu aisée. Plus rares que leurs comparses de faible masse, les protoétoiles massives les plus proches sont situées dix fois plus loin, à plusieurs milliers d'années-lumière de distance. De surcroît, elles sont profondément enfouies dans des cœurs très denses au sein des nuages moléculaires. Enfin, la confusion qui doit y régner, l'effondrement et l'expulsion de matière s'y déroulant simultanément, brouillent le signal de disques éventuels.

Ces dernières années, de nombreux astrophysiciens ont recherché systématiquement des disques dans la direction des protoétoiles massives. D'autres équipes ont étudié des régions d'hydrogène ionisé « ultra-compactes » (régions HII), ou des masers interstellaires (des sources émettrices d'ondes radio ou micro-ondes cohérentes) ainsi que certaines sources infrarouges lumineuses (IRAS).

L'indice de la présence d'un disque le plus facile à détecter est le flot moléculaire. De tels flots moléculaires ont été observés dans 39 à 90 pour cent des régions explorées. Ils sont donc omniprésents dans les zones de formation d'étoiles massives. Les caractéristiques de ces flots moléculaires, tels la masse, le moment angulaire et le débit d'éjection de masse par la protoétoile sont au moins un ordre de grandeur supérieurs à ceux des flots moléculaires visibles dans les régions

de formation d'étoiles de faible masse. À supposer que l'association des disques et des flots moléculaires soit correcte, les disques sont ainsi monnaie courante là où se forment les étoiles massives.

On peut aussi identifier les disques à partir de leur distribution d'énergie selon la longueur d'onde, mais cette mesure dépend du modèle utilisé. Enfin, des observations interférométriques à très haute résolution spatiale et spectrale peuvent révéler la présence de disques, car le spectre d'un disque vu par la tranche présente des décalages dus à l'effet Doppler engendré par la rotation. Ces décalages peuvent néanmoins résulter d'autres phénomènes, par exemple du gaz tombant sur la protoétoile.

Ricardo Cesaroni, de l'Observatoire d'Arcetri, à Florence, et ses collègues ont récemment établi une liste des 12 meilleurs candidats au titre de disque d'accrétion d'une étoile massive. Toutefois, l'incertitude sur les paramètres déduits de ces mesures, en particulier la masse de la protoétoile, reste élevée. Dans un petit nombre de cas, la masse de la protoétoile a pu être déduite directement de la courbe de rotation du disque. La source IRAS 20126+4104 serait ainsi une protoétoile de sept masses solaires associée à un flot moléculaire. C'est la protoétoile la plus massive déterminée avec certitude. Dans la majorité des cas, néanmoins, la masse ne peut être déterminée qu'indirectement à partir de la luminosité du cocon de gaz et de poussière chauffé par le jeune objet stellaire. La conversion en masse est alors très incertaine et dépend de la distance, souvent mal connue, de l'évolution de la protoétoile, du pouvoir absorbant de la poussière, voire du nombre d'embryons stellaires cachés au sein du cocon !

Malgré ces incertitudes, il apparaît que toutes les protoétoiles associées aux disques potentiels ont une luminosité de l'ordre de 10 000 fois celle du Soleil, typique des étoiles de type B naine, et une masse inférieure à 20 fois celle du Soleil. Le taux d'accrétion est estimé à 10^{-4} masse solaire par an. Il en résulte que le temps d'accrétion est de l'ordre de 100 000 ans, dix fois plus que la période de rotation estimée des disques. Ces disques, de quelques milliers d'unités astronomiques de diamètre, doivent donc être en équilibre, la force gravitationnelle de la protoétoile étant contrebalancée par la rotation et par la pression radiative.

Fusions d'étoiles

En revanche, la recherche de disques autour d'étoiles très massives (de type O) reste infructueuse à ce jour. Dans la plupart des cas, les astronomes ont détecté des structures en rotation beaucoup plus grandes, de 4 000 à 30 000 unités astronomiques, et d'une masse de 60 à 50 masses solaires, avec des taux d'accrétion variant de 2×10^{-3} à 2×10^{-2} masse solaire par an. Ces paramètres correspondent à un temps d'accrétion caractéristique de 10 000 ans. Or c'est dix fois plus court que la période de rotation des parties externes de ces structures. La force centrifuge ne peut donc maintenir ces structures en équilibre ; elles sont instables et sans doute transitoires. Les astrophysiciens les ont nommées toroïdes. Ces toroïdes cachent peut-être de vrais disques en leur sein, inaccessibles aux télescopes actuels, à moins qu'ils ne deviennent par la suite des disques circumstellaires.

Face aux difficultés rencontrées par le modèle d'accrétion, Ian Bonnel, de l'Université Saint-Andrews, en Écosse, a récemment proposé une théorie alternative susceptible d'expliquer aussi bien la masse que la localisation des étoiles massives. Les étoiles massives sont fréquemment situées au centre d'amas stellaires. Cette répartition s'explique par le processus « d'accrétion compétitive » : toutes les étoiles qui se forment au sein de l'amas sont en compétition pour puiser dans le même réservoir fini de gaz. Les étoiles situées au fond du puits de potentiel gravitationnel, c'est-à-dire au centre de l'amas, sont favorisées et accrètent plus de masse que les autres. La densité de protoétoiles de masse intermédiaire peut être suffisamment importante pour que les probabilités de collision cessent d'être négligeables. Des étoiles massives pourraient alors naître par coalescence d'étoiles intermédiaires. Le processus prendrait fin lorsque les premières étoiles massives formées disperseraient le gaz qui les entoure.

Ce scénario collisionnel suppose des densités élevées de gaz et implique un fort taux d'étoiles binaires parmi les étoiles massives résultantes, ainsi qu'une faible proportion d'étoiles de masse intermédiaire. Des observations confirment que le taux d'étoiles binaires massives peut atteindre 60 pour cent dans certains amas, et des simulations numériques réalisées par I. Bonnel viennent à l'appui de ce scénario. En revanche, les densités d'étoiles nécessaires pour que les collisions aient lieu – supérieures à trois millions d'étoiles par année-lumière cube! – semblent peu réalistes.

L'énigme de la formation des étoiles massives est en partie résolue. Si le modèle d'accrétion semble expliquer la naissance des étoiles de masse intermédiaire comme celle des étoiles légères, quoique à des échelles temporelles et spatiales différentes, il n'y a jusqu'ici aucune preuve convaincante que les étoiles les plus massives résultent du même mécanisme : aucun disque n'a encore été détecté autour de ces poids lourds stellaires. Or les performances des télescopes actuels sont en théorie suffisantes pour qu'on les détecte, à condition que leur masse ne soit pas négligeable devant celle de l'étoile. Cela signifie peut-être qu'ils n'existent pas ! Pour autant, bien qu'incomplet, le modèle d'accrétion reste le scénario le plus plausible à ce jour.

Mohammad HEYDARI-MALAYERI est astrophysicien à l'Observatoire de Paris.

H. ZINNECKER et H.-W. YORKE, *Toward understanding massive star formation*, in *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, vol. 45, à paraître. <http://arxiv.org/abs/0707.1279>

R. CESARONI et al., *Disks around young 0-B (proto)stars: Observations and theory*, in *Protostars and Planets V*, sous la direction de B. Reipurth et al., University of Arizona Press, Tuscon, 2006. <http://arxiv.org/abs/astro-ph/0603093>

Massive star birth: A crossroads of astrophysics, in *Actes du colloque de l'Union astronomique internationale 227*, 16-20 mai 2005, sous la direction de R. Cesaroni et al., Cambridge University Press.

Auteur & Bibliographie

17 ET 18 OCTOBRE 2007
BORDEAUX - MERIADECK

Développement durable et changement climatique :
les enjeux de la lutte contre l'effet de serre et les solutions d'adaptation

LES ATELIERS DU DEVELOPPEMENT DURABLE

En partenariat avec

Renseignements, programme et inscription :
www.reseau-ideal.asso.fr/add4
Email : m.moreno@reseau-ideal.asso.fr