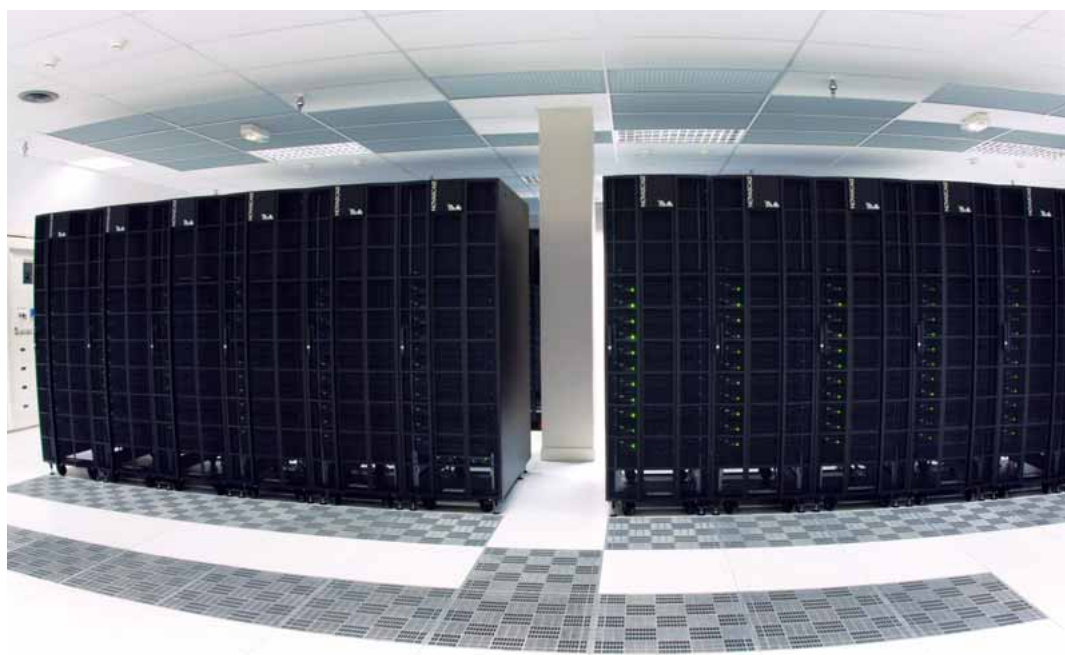


# La simulation numérique en astrophysique

Au dialogue exclusif entre théorie et observation, s'est substitué, depuis quelques années déjà, le triptyque théorie/simulation/observation. Entre des modèles théoriques toujours plus complexes et l'observation qui demeure le test ultime pour la validation des théories, la simulation numérique vient faire office de lien.

## Informatique et prédictions théoriques en astrophysique

Pour la plupart, les théories physiques reposent sur des équations complexes et non linéaires. Elles mettent également en jeu des systèmes dynamiques propices au chaos et à l'imprédictibilité. Sans appui informatique, il devient donc quasiment impossible de calculer les prédictions d'une théorie, particulièrement en astrophysique.



Supercalculateur Bull du Centre de calcul recherche et technologie (CCRT) du CEA.

**A** lors que la plupart des sciences physiques parviennent à simplifier, à l'extrême, leur appareillage expérimental de façon à ne garder que le processus élémentaire à étudier, rien de tel en matière d'observation astronomique. La raison tient à l'impossibilité pour les chercheurs d'intervenir sur leur objet d'étude : ils ne peuvent généralement accéder qu'à des mesures partielles d'objets complexes se trouvant dans des états dynamiques divers et incontrôlables. D'où le rôle fondamental joué par la **simulation** (voir encadré) qui va établir le lien entre théorie et observation. La simulation permet également d'explorer certaines propriétés de modèles en réalisant des expériences numériques : il s'agit alors moins de confronter la

théorie à l'expérience que d'explorer les conséquences de tel ou tel modèle. En astrophysique, la **gravité**, l'hydrodynamique, le **rayonnement** et le **champ magnétique** figurent comme les quatre principaux modèles à décrire.

### La gravité

Il s'agit de la principale force intervenant dans la formation des structures cosmologiques quelle qu'en soit l'échelle. Parmi les plus grandes d'entre elles se trouvent les **amas de galaxies** dominés par la **matière noire** dont la gravité reste la seule force d'interaction. Sur la liste des plus petites, figurent notamment les **étoiles** et **planètes** en formation. Là, c'est la matière classique, dite **baryonique**, qui

## Des processeurs travaillant avec une précision symphonique pour la simulation numérique

Outil très technique, la **simulation numérique** commence par la traduction, en **algorithme**, du jeu des équations modèles décrivant la théorie à valider. Comme ces algorithmes ne donnent qu'une approximation informatique des équations modèles, il faut ensuite mettre au point des algorithmes stables et précis, dont la solution s'approche de la réalité physique. L'opération relève du domaine des mathématiques appliquées permettant seul de créer et de valider de tels algorithmes. En astrophysique, les principaux phénomènes physiques que l'on cherche à décrire sont au nombre de quatre : **la gravité**, l'hydrodynamique, le **rayonnement** et le **champ magnétique**. Dans ces domaines spécifiques, il faut souvent développer des algorithmes sans équivalent dans d'autres domaines de la physique (notamment la gravité), même si on peut de temps en temps exploiter les travaux réalisés au profit de l'industrie (la mécanique

des fluides par exemple). La simulation numérique impose, de surcroît, une parfaite maîtrise de l'outil informatique, notamment celle des supercalculateurs. En astrophysique, les modèles exigent toujours plus de mémoire et de puissance de calcul pour atteindre un réalisme suffisant. D'où le développement d'applications complexes qui exécutent nos algorithmes sur des architectures parallèles pour lesquelles plusieurs milliers de processeurs travaillent ensemble avec une précision symphonique. Le développement et l'utilisation de ces applications complexes n'est pas sans rappeler les défis de l'instrumentation spatiale. Pour filer la métaphore, les supercalculateurs seraient les nouveaux lanceurs et les applications développées, les nouveaux détecteurs. Aujourd'hui, la simulation n'en est encore qu'à l'ère des pionniers mais il y a fort à parier sur un développement croissant dans les prochaines années.

domine la masse. La **gravité** y demeure la force fondamentale de formation des structures mais viennent s'y ajouter tous les processus hydrodynamiques, magnétiques et de couplage au rayonnement. La **modélisation** de la gravité traverse donc toute l'astrophysique.

Pour représenter une distribution de masse, la méthode classique consiste à utiliser des « particules » numériques, dont chacune possède une masse, une position, une vitesse, et une constitution : matière noire, étoile, nuage de gaz, planète... Selon les problèmes et les calculateurs, le nombre  $N$  de ces particules se compte en millions, voire en milliards, dans les simulations modernes. Celles-ci se décomposent en **pas de temps** successifs, une problématique revient couramment, celle de calculer, aussi précisément que possible, la force gravitationnelle subie par une particule, exercée par les  $N-1$  autres particules. La technique la plus simple et la plus

précise consiste à calculer cette force pour toutes les paires de particules possibles puis à additionner les résultats. Néanmoins, cette méthode nécessite  $N(N-1)$  calculs de distances, ce qui exige un temps de calcul prohibitif lorsque la simulation comporte de nombreuses particules. C'est pourquoi son emploi se restreint à des cas particuliers.

La plupart des codes de simulation calculent en réalité la gravité par des méthodes plus rapides qui, au prix de légères approximations, autorisent un plus grand nombre de particules, donc une haute résolution. Les deux techniques principales, le *treecode* et les « codes sur grille », permettent d'accélérer le calcul des forces gravitationnelles en ne demandant que  $N(\log N)$  calculs de distance.

- Le *treecode*, ou « code en arbre », conçu de manière adaptative, sert à résoudre l'interaction d'autant mieux que les particules s'avèrent proches. La figure 1 montre la distribution spatiale de quelques

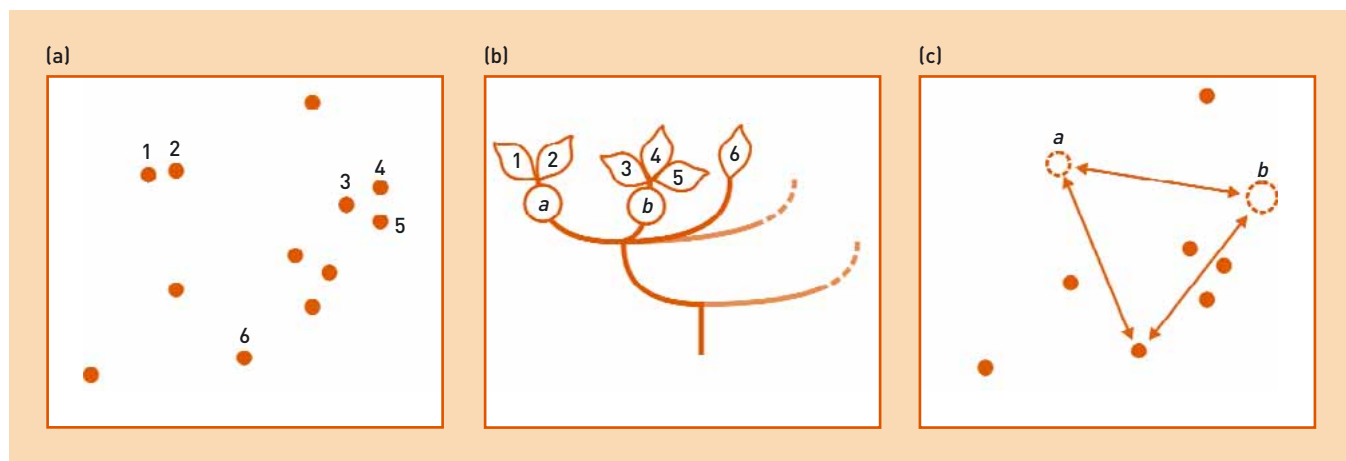


Figure 1.

Les particules représentant une distribution de corps massifs (par exemple des étoiles) sont regroupées en plus proches voisins à l'extrémité de la structure en arbre d'un *treecode*, ici détaillée pour les particules 1 à 6. Leurs interactions mutuelles sont calculées de manière exacte, puis elles sont regroupées en pseudo-particules (ici a et b) pour calculer les interactions à plus grande distance.

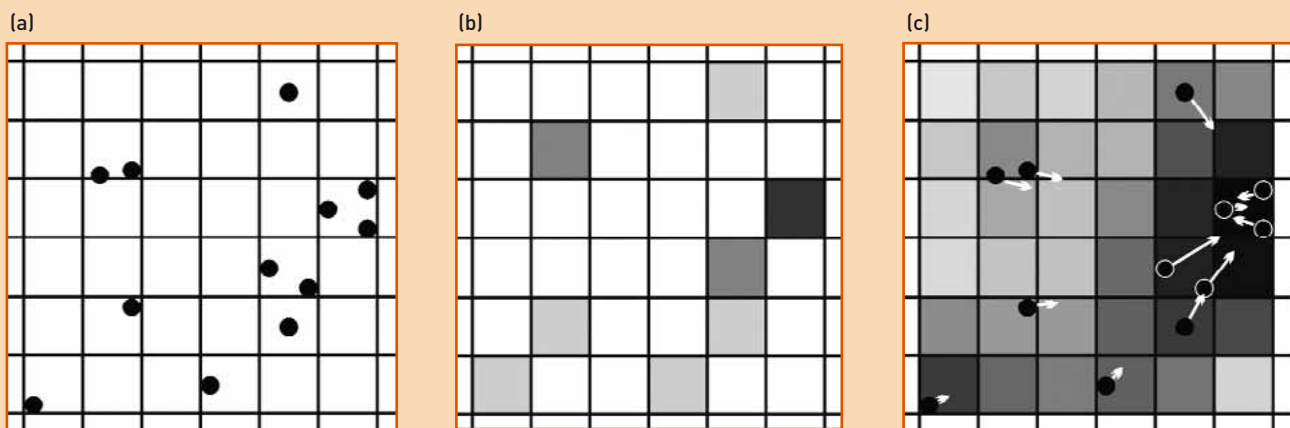


Figure 2.

La même distribution de particules est ici traitée dans un code sur grille (a). L'opération de fusion des particules sur la grille aboutit au calcul de la densité de masse (b, représentée par les niveaux de gris). La résolution de l'équation de Poisson permet de calculer le potentiel gravitationnel (grille c) à partir de la densité, puis la force gravitationnelle subie par chaque particule en fonction de la position sur la grille du potentiel.

particules numériques. Une structure « en arbre » se construit dans la mémoire de l'ordinateur pour regrouper « les plus proches voisins ». Sur cette figure, deux feuilles d'une même branche de l'arbre représentent les particules 1 et 2. Leur interaction gravitationnelle se calcule de manière exacte (aux arrondis informatiques près), c'est-à-dire proportionnellement à chacune de leur masse et inversement proportionnelle au carré de leur distance. L'interaction entre les particules 3, 4 et 5 se traite aussi de manière exacte. En revanche, concernant des particules plus éloignées les unes des autres, l'estimation des interactions se simplifie afin d'accélérer le calcul. Si l'on descend d'un niveau sur l'arbre, les particules 1 et 2 sont remplacées par une seule particule *a*, dont la masse revient à la somme des deux et se place au centre de gravité. La particule distante 6 subit une seule force, celle exercée par la pseudo-particule *a*, au lieu des deux forces exercées indépendamment par les particules 1 et 2. De même, le groupe de particules 3, 4 et 5 est remplacé par une autre pseudo-particule *b*, au même niveau que *a* sur l'arbre. Il suffit donc de calculer une seule force exercée par la particule *b* sur la particule *a*, au lieu des six forces exercées par chacune des particules 3, 4 et 5 sur les particules 1 et 2 individuellement.

Le regroupement des particules selon les niveaux de l'arbre n'entraîne pas forcément une dégradation de précision. Certes, l'interaction gravitationnelle entre les pseudo-particules *a* et *b* reste une approximation de la réalité, cependant elle demeure fiable en cas d'application à des particules suffisamment éloignées. Mais surtout, le gain en temps de calcul permet d'augmenter le nombre de particules entrant dans la simulation et donc la précision du modèle. Ainsi, une **galaxie** spirale contient cent milliards d'étoiles dans un disque de 10 **kiloparsecs** de rayon. Un calcul exact de toutes les interactions limiterait le nombre de particules à environ dix mille et la **résolution** du modèle (distance entre particules proches) ne serait que de 200 parsecs. L'emploi d'un code en arbre permet, à temps de calcul égal, de modéliser le **disque** à

l'aide d'un à dix millions de particules, autorisant des résolutions spatiales de l'ordre d'une dizaine de parsecs.

Le grand avantage du *treecode* réside dans sa conception adaptative. Le calcul des interactions étant plus fin à petite distance, la résolution devient optimale pour suivre les structures denses et massives. En revanche, ce code ne figure pas parmi les meilleurs pour modéliser la formation de nouvelles structures dans des régions qui ne sont pas déjà denses. Pour cette raison, les simulations de formation des structures s'intéressent souvent à d'autres codes, dits de « particules sur grille ».

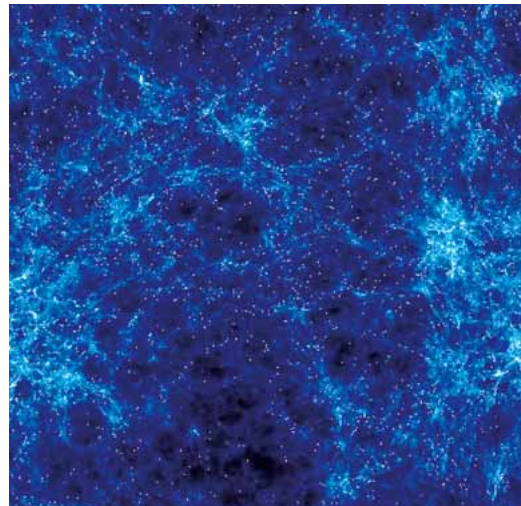
- Les codes dits de « particules sur grille » découpent l'espace simulé à l'aide d'une grille (figure 2). Dans sa version la plus simple, celle-ci se présente comme étant cartésienne et de résolution uniforme, c'est-à-dire que toutes les cellules  $\gamma$  sont cubiques et de même taille. Les particules fusionnant sur cette grille, la première étape de l'opération consiste à compter le nombre de particules présentes dans chaque cellule – en réalité, les particules positionnées au bord d'une cellule sont partiellement attribuées aux cellules voisines pour accroître la précision du calcul. Une fois cette étape réalisée, la grille donne la densité de masse dans l'espace simulé. La résolution de l'**équation de Poisson**<sup>(1)</sup> indique que le potentiel gravitationnel s'obtient par la convolution de cette densité par la fonction universelle  $1/r$ , où  $r$  représente la distance d'une cellule à une autre. Plusieurs calculs de cette convolution sont possibles en fonction de la forme de la grille. Sur une grille cartésienne, la technique la plus rapide consiste à effectuer la **transformée de Fourier**<sup>(2)</sup>

(1) Siméon-Denis Poisson (1781-1840), mathématicien, géomètre et physicien français qui a réalisé d'importants travaux sur l'électricité et le magnétisme qu'il contribua à fonder. En astronomie, il a essentiellement étudié l'attraction des planètes.

(2) Joseph Fourier (1768-1830), mathématicien et physicien français, connu pour ses travaux sur la décomposition de fonctions périodiques en séries trigonométriques convergentes appelées séries de Fourier.

de la densité : dans l'espace transformé, la convolution se réduit à un produit classique, puis la transformée inverse indique la valeur du potentiel gravitationnel dans chaque cellule de la grille. Connaissant, à ce stade, le potentiel gravitationnel sur la grille entière, le code calcule la force gravitationnelle qui s'exerce sur chaque particule puis en déduit l'avancement des particules à chaque pas de temps. La résolution spatiale d'une telle simulation est relative à la taille des cellules. Dans les **algorithmes** élaborés, la grille peut être « raffinée », en recoupant les cellules les plus intéressantes en unités plus petites. Pour « raffiner » les régions les plus denses, il faut procéder comme dans un *treecode*, mais aussi selon tout autre critère lié à la question étudiée (régions les plus froides, présence de **chocs**...).

Les codes sur grille offrent encore un autre avantage, celui de pouvoir incorporer une composante de gaz diffus, par exemple le gaz interstellaire d'une galaxie. Une telle composante suit les équations de l'hydrodynamique et ne se représente plus par des particules mais par une masse diffuse contenue dans chaque cellule. La gravité, calculée sur la grille, s'applique à cette masse tandis que diverses techniques résolvent les équations hydrodynamiques. À titre d'exemple, la formation des plus grandes structures de l'Univers (amas de galaxies et les filaments cosmologiques) s'étudie, avec succès, à l'aide des codes à particules sur grille (figure 3). Les simulations cosmologiques utilisent les fluctuations de densité de l'Univers **primordial**, observées dans le rayonnement fossile à 3 degrés K. Elles calculent l'amplification de ces fluctuations sous l'effet de leur



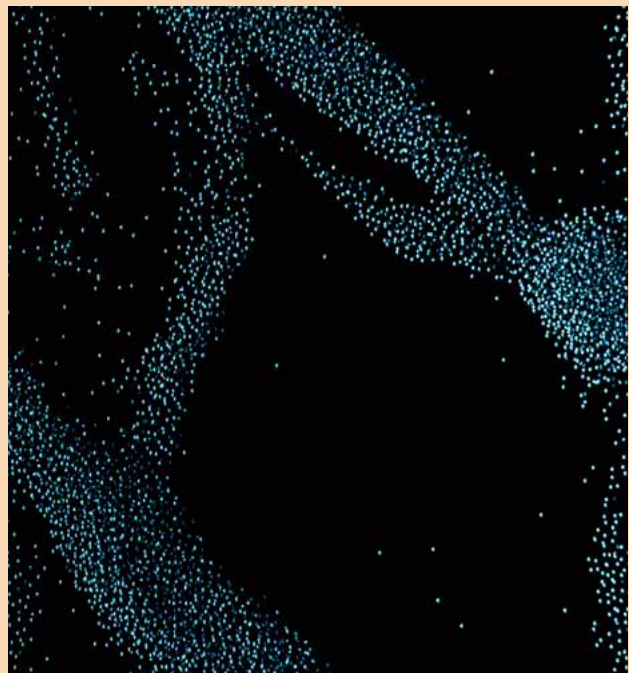
R. Teyssier/CEA

**Figure 3.** Une simulation cosmologique de la formation des grandes structures de l'Univers. La simulation montre l'état de l'Univers après environ 3 milliards d'années d'évolution dans une boîte de 50 mégaparsecs de côté. À cette échelle, la matière noire domine largement la masse de l'Univers. Son interaction, purement gravitationnelle, est modélisée à l'aide d'un code à « particules sur grille » et une grille raffinée, qui permet de suivre la formation des filaments cosmologiques et des amas de galaxies. Les plus petites structures visibles sur l'image correspondent aux halos de matière noire dont chacun contient une galaxie.

propre gravité et de l'expansion de l'Univers. Ainsi, pour tester le scénario cosmologique standard, on compare les propriétés statistiques des galaxies (distribution spatiale, masse) avec les observations.

## Particules et collisions

Les interactions entre les particules de l'Univers se trouvent principalement régies par la gravité. Pour la **matière noire**, il s'agit même de la seule interaction possible. On considère qu'il n'existe pas d'autre force (à courte portée) pour décrire les trajectoires de ces particules étranges. Cette matière noire se présente comme un fluide dit « non collisionnel » tout comme les **étoiles** d'une **galaxie**, tellement éloignées les unes des autres (par rapport à leur taille), qu'elles n'entrent presque jamais en collision. La **modélisation** passe par l'**équation de Vlassov-Poisson**. En revanche, certains systèmes comme les nuages de gaz (**nébuleuses**) d'une galaxie ou les **planétésimaux** d'un **disque** protoplanétaire, montrent des dimensions propres non négligeables par rapport à la séparation de l'un avec l'autre. Ces objets cosmiques entrent en collision mutuelle à un rythme qui modifie la trajectoire de chacun. Ensuite, leur destin varie. Dans une galaxie, les nuages interstellaires rebondissent entre eux selon des collisions inélastiques qui dissipent une partie de l'énergie cinétique ; les planétésimaux d'un disque protostellaire s'agglomèrent en objets de taille croissante. La simulation numérique des anneaux de Saturne (figure 4) illustre l'évolution d'un système de corps gravitants et collisionnels. Les particules numériques modélisent les planétésimaux qui constituent les anneaux. Ils interagissent par gravité, peuvent s'agglomérer par collisions. Ils peuvent aussi fragmenter un gros corps en plusieurs autres plus petits. La gravité façonne des **ondes dites de Jeans** qui se propagent dans les anneaux et engendrent une morphologie filamentaire. Les propriétés observables des anneaux sont modifiées et se prédisent par ces simulations numériques.



S. Charnoz/CEA/Université de Paris Diderot et F. Durillon/Animesa

**Figure 4.** Une simulation de la structure des anneaux de Saturne à l'échelle de quelques dizaines de mètres. Les particules numériques interagissent par gravité, et par collisions mutuelles.

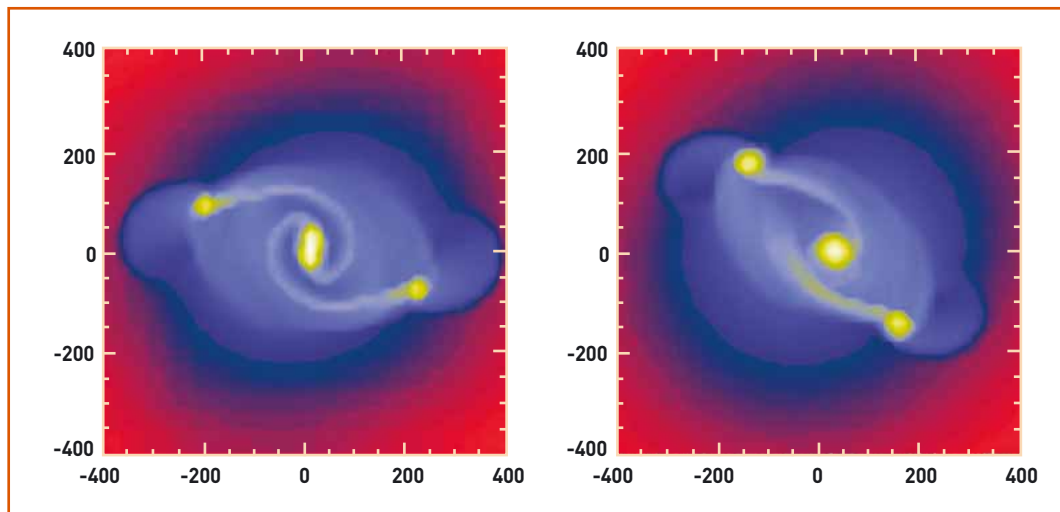


Figure 5.  
La formation d'un système protostellaire au sein d'un nuage moléculaire, avec un code AMR à gauche, et un code SPH à droite. (Les distances sont en unités astronomiques : une unité astronomique équivaut à la distance entre la Terre et le Soleil, soit 150 millions de kilomètres).

### L'hydrodynamique

La matière ordinaire (environ 15 % de la masse totale dans l'Univers) se spécifie d'être fortement collisionnelle et les interactions à courte portée dominent la dynamique des atomes d'**hydrogène** et d'**hélium**. Les collisions y sont tellement nombreuses que le **plasma** s'établit à un équilibre thermodynamique local. Aujourd'hui, les chercheurs savent décrire ce système grâce aux **équations d'Euler**<sup>(3)</sup>-**Poisson** qui entérinent le règne des chocs et de la mécanique des fluides. Il s'agit des mêmes équations-modèles qu'utilisent les ingénieurs de l'aérospatiale pour étudier l'écoulement des fluides autour des avions ou les climatologues pour la physique de l'atmosphère. Quant aux astrophysiciens, ils ont poussé plus loin l'exercice en proposant une technique originale, baptisée *Smooth Particle Hydrodynamics* (SPH), capable de simuler la mécanique des fluides à l'aide de particules. Son atout réside dans sa nature « **lagrangienne** », c'est-à-dire que les points d'échantillonnage du fluide sont des particules se déplaçant avec l'écoulement.

Par ailleurs, la présence de la gravité dans la matière ordinaire, fait qu'elle se concentre souvent dans de petits volumes très denses. Pour l'étudier, les astrophysiciens utilisent encore les techniques classiques de l'hydrodynamique, même si la résolution du maillage ne leur permet pas d'atteindre les toutes petites échelles. Mais depuis le début des années 1990, une nouvelle technique a révolutionné la discipline. Il s'agit du maillage adaptatif, en anglais *Adaptive Mesh Refinement* (AMR), qui permet à la grille de calcul de s'adapter dynamiquement aux

propriétés de l'écoulement en ajoutant des mailles, aux endroits stratégiques du calcul, notamment dans les régions denses aux petites échelles. L'AMR allie donc deux avantages : l'adaptabilité de la méthode SPH ainsi que la précision et la stabilité des méthodes sur grilles. Des études récentes ont effectivement démontré que la méthode SPH, dans sa version courante, ne peut décrire correctement des processus hydrodynamiques tels que l'**instabilité de Kelvin-Helmholtz**<sup>(4)</sup>. Les méthodes à base de grilles, par exemple les codes AMR, ne connaissent pas ces limites. En revanche, concernant les écoulements froids en rotation que l'on trouve notamment dans les galaxies, la méthode SPH peut s'avérer plus efficace que les codes AMR. La bonne stratégie consiste donc à utiliser et comparer les deux méthodes aussi souvent que possible. Lorsque les résultats s'accordent, la crédibilité du modèle s'en trouve naturellement renforcée. Ce fut le cas récemment lors de l'observation d'un effondrement de nuage moléculaire (figure 5). En revanche, cette crédibilité devient moins probante en cas d'ajout d'autres processus physiques – par exemple les fluides magnétisés et l'hydrodynamique radiative.

#### ➤ Frédéric Bournaud et Romain Teyssier

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)

(3) Leonhard-Paul Euler (1707-1783), mathématicien et physicien suisse, qui a fait d'importantes découvertes en matière de calcul infinitésimal, de théorie des graphes, en mécanique et dynamique des fluides pour l'astronomie.

(4) William Thomson, mieux connu sous le nom de Lord Kelvin, (1824-1907), physicien britannique reconnu pour ses travaux en thermodynamique, et Hermann Ludwig Ferdinand von Helmholtz (1821-1894), physiologiste et acousticien, professeur d'anatomie et de physiologie, puis de physique à Berlin.

#### POUR EN SAVOIR PLUS

R. TEYSSIER ; S. FROMANG ; E. DORMY, *Kinematic dynamos using constrained transport with high order Godunov schemes and adaptive mesh refinement*, 2007, JCP, 218, 44.

## Le rayonnement

Le transfert **radiatif** est le domaine de la physique qui décrit la propagation et les interactions des photons avec la matière. La presque totalité des informations sur les astres nous parvenant sous forme de lumière, la communauté des astrophysiciens s'implique fortement dans le traitement du transfert radiatif pour comprendre l'émission de photons et leur propagation jusqu'à nous. Il s'agit donc d'un outil puissant, capable de diagnostiquer les conditions physiques au sein des astres (densité, pression, température, composition chimique). Ce qui ne veut pas dire que le **rayonnement** doit être seulement considéré comme un élément passif pour le diagnostic. Il s'agit également d'un acteur dynamique important qu'il faut prendre en compte pour reproduire la formation et l'évolution des systèmes astrophysiques. Aujourd'hui, grâce à la puissance croissante des ordinateurs, de nouvelles méthodes voient le jour, permettant de coupler dynamiquement le transfert radiatif et l'hydrodynamique. Cet article présente, de manière schématique, les méthodes numériques relatives au transfert radiatif. Vu leur nombre, il reste impossible de décrire les photons pris individuellement. Il faut passer par leur fonction de distribution :  $I(x,t,n,\nu)$ . Dans cette fonction,  $I$  correspond au nombre de photons par unité de volume au point  $x$ , au temps  $t$ , ayant une direction de propagation  $n$  et une fréquence  $\nu$ . L'équation du transfert radiatif détermine l'évolution, dans le temps et dans l'espace, de la fonction de distribution : en l'absence de matière, les photons se propagent en ligne droite mais s'ils rencontrent de la matière, ils peuvent se voir absorbés ou diffusés dans une autre direction tandis que la matière émet alors de nouveaux photons. L'équation du transfert indique alors que la variation du nombre de photons se propageant suivant une direction équivaut au nombre de photons émis ou diffusés par la matière dans cette direction, moins le nombre de photons absorbés ou diffusés dans une autre direction.

En théorie, suivre l'évolution de la fonction de distribution ne présente pas de difficulté. Mais en pratique, il s'agit d'un problème véritablement délicat et coûteux en temps de calcul. En effet, en plus du facteur temps, la fonction de distribution dépend d'autres paramètres : trois pour la position  $x$ , deux pour déterminer la direction  $n$  et un autre pour la fréquence  $\nu$ . Échantillonner chaque paramètre avec  $N$  points, suppose alors que la grille de simulation comporte  $N^6$  éléments, ce qui devient rapidement impossible pour des valeurs « raisonnables » de  $N$ . À titre de comparaison, pour une simulation hydrodynamique, il faut seulement  $N^3$  éléments pour échantillonner chaque variable. Mais au regard de ces difficultés, inhérentes à la résolution de l'équation du transfert, de nombreuses approches simplificatrices se développent. La plus simple d'entre elles suppose un milieu complètement transparent – le cas de nombreux systèmes astrophysiques où la densité de gaz s'avère très faible. Dans cette hypothèse, un photon émis s'échappe du système sans interagir avec la matière. Connaître ou calculer sa trajectoire devient inutile puisqu'il suffit de prendre en compte la perte d'énergie correspondante pour le gaz. Dans ce cas,

les chercheurs parlent plutôt de refroidissement que de transfert radiatif. Sur le plan technique, il faut ajouter, dans l'équation sur l'énergie du gaz, un terme qui permet de prendre en compte tous les processus d'émission du gaz à l'origine de la perte d'énergie. En présence de molécules ayant de nombreuses raies d'émission, il peut s'agir de processus complexes. La figure 1 présente une carte de densité issue d'une simulation du milieu interstellaire. Les petites structures denses (les plus claires) résultent d'un refroidissement plus intense qui a baissé l'énergie interne, et donc la pression, dans ces régions ensuite comprimées par le milieu extérieur. Ce processus de fragmentation par instabilité thermique marque une étape importante dans la formation des cœurs protostellaires, notamment parce qu'il fixe leur masse.

Mais au fur et à mesure qu'elle se densifie, la matière devient opaque au rayonnement, ce qui empêche de partir du postulat de la transparence du milieu – il s'agirait d'une très mauvaise approximation. Une solution existe pour étendre la méthode précédente à des régions optiquement épaisses, tout en conservant une technique numérique simple : elle consiste à supprimer le refroidissement radiatif au-delà d'un certain seuil en densité. C'est notamment ce qui est

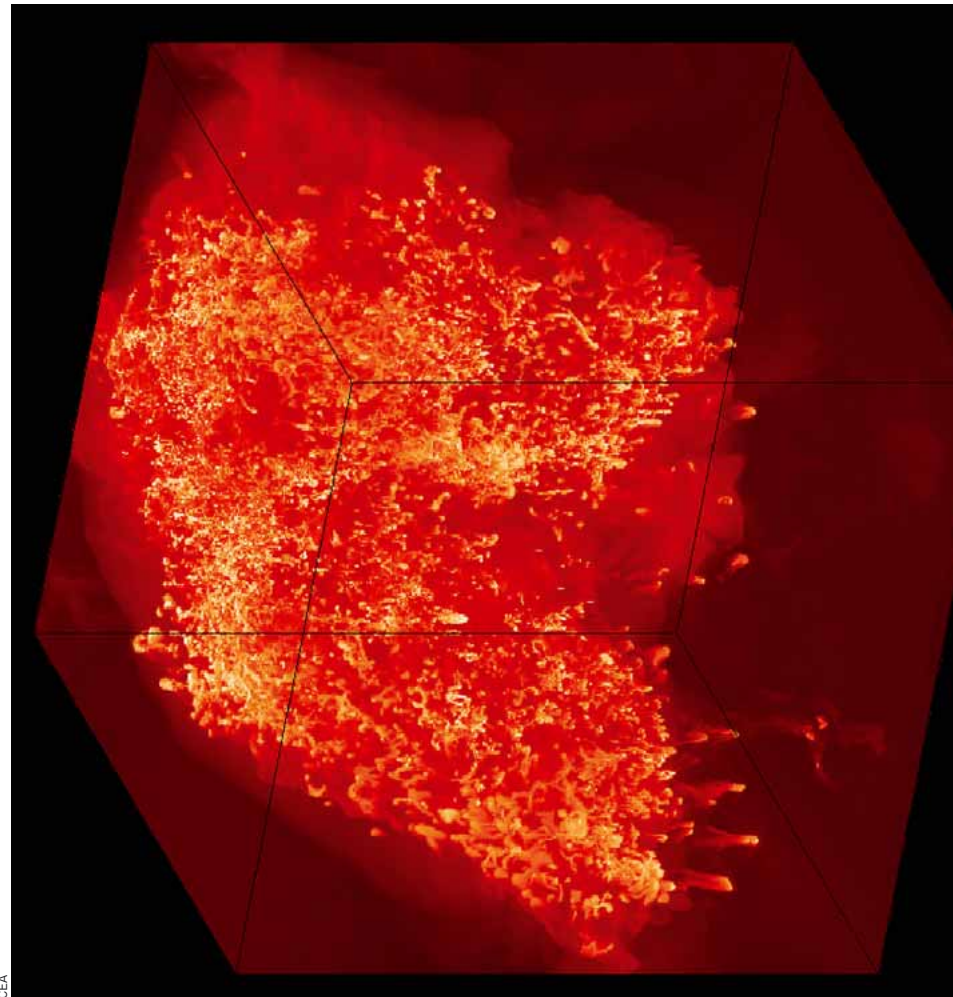


Figure 1. Carte de densité d'une simulation du milieu interstellaire. Le domaine de simulation fait environ 50 années-lumière. Les petites structures denses (les plus claires) se sont formées par l'instabilité thermique due au refroidissement. Ce sont des cœurs denses dans lesquels se forment les étoiles.

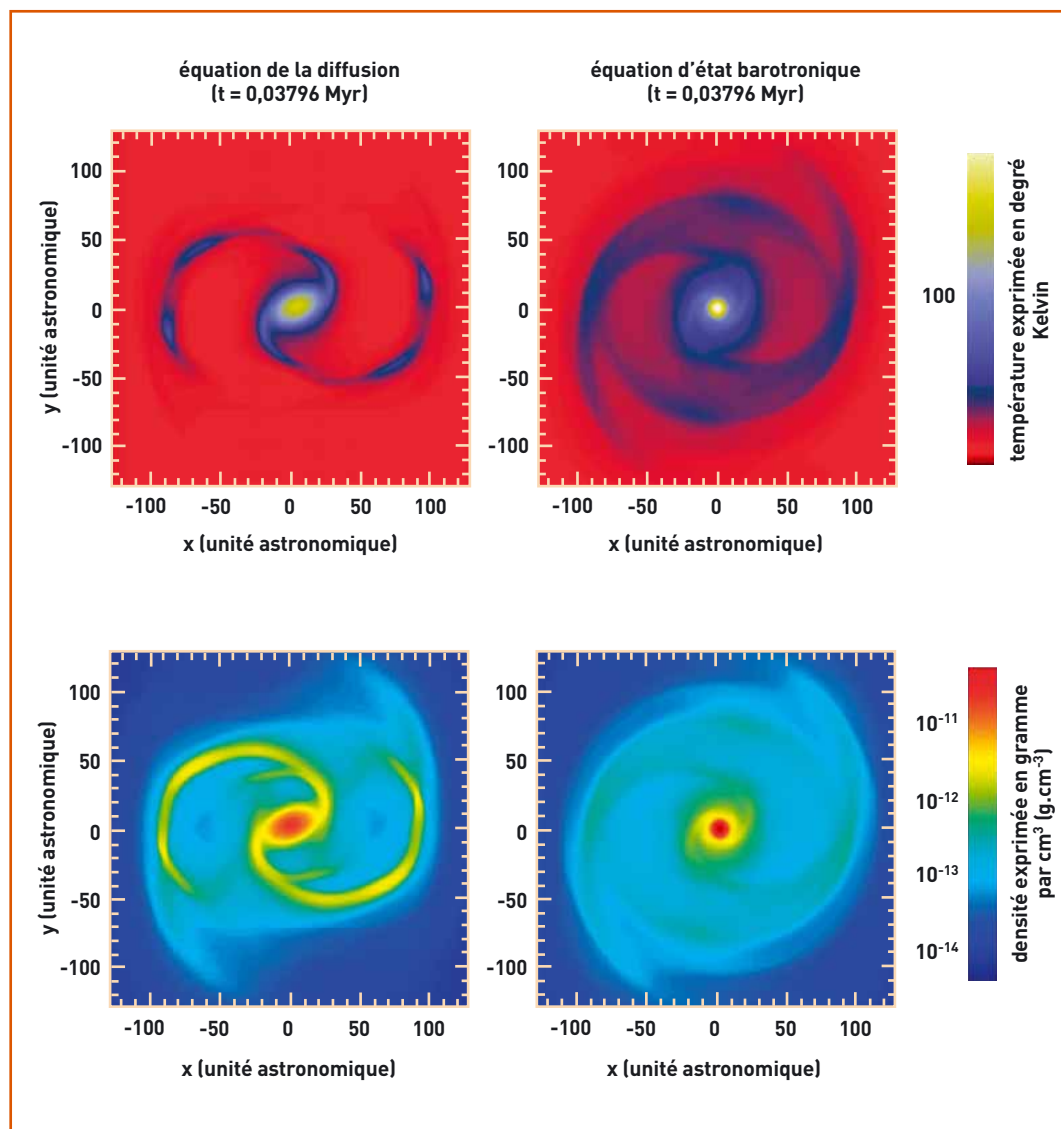


Figure 2. Simulation de la formation et de la fragmentation d'un cœur dense proto-stellaire. Les deux figures de gauche ont été obtenues en utilisant, pour le transfert, l'approximation de la diffusion ; alors que, pour les figures de droite, c'est une équation d'état barotrope qui a été utilisée. Les deux figures du haut montrent des cartes de température et celles du bas des cartes de densité. L'unité astronomique correspond à la distance entre la Terre et le Soleil (150 millions de km) et  $t = 0,03796$  millions d'années.

fait quand on utilise une **équation d'état barotrope** où le gaz, isotherme à basse densité, devient **adiabatique** au-delà d'un « seuil en densité ». Généralement, celui-ci se calcule en déterminant, sur des simulations monodimensionnelles avec transfert radiatif, la densité à partir de laquelle la structure devient opaque, ce qui dépend de nombreux paramètres. Les images de la figure 2 (colonne droite) montrent une simulation de la fragmentation d'un **disque protostellaire**, réalisée avec une équation d'état barotrope.

Si elles présentent l'avantage de la simplicité, les approches précédentes laissent néanmoins apparaître une lacune : elles ne transportent pas l'énergie, laquelle, si elle peut rayonner hors du système étudié, ne peut se transporter d'une région à une autre de ce système. Retrouver cet aspect important du transfert radiatif suppose des méthodes, plus complexes et plus proches de l'équation du transfert. Pour éviter l'équation

complète du transfert, trop lourde numériquement, la solution consiste à utiliser des moyennes angulaires de la fonction de distribution des **photons** dites « moments de la fonction de distribution ». Le moment d'ordre 0 correspond à l'énergie radiative, le moment d'ordre 1 au flux radiatif, le moment d'ordre 2 à la pression radiative, etc. À partir de l'équation du transfert, il devient alors possible d'écrire les équations d'évolution de ces moments. Ces équations, proches de celles utilisées par l'hydrodynamique, relient la dérivée temporelle du moment d'ordre  $n$  à la divergence du moment d'ordre  $n+1$ . Il s'avère donc impossible d'intégrer directement cette hiérarchie d'**équations aux moments** puisque, pour déterminer l'évolution temporelle d'un moment, il faut connaître le moment suivant. Il devient donc indispensable d'opérer des approximations physiques et d'introduire une relation de fermeture pour relier un moment à ceux d'ordres inférieurs. Le plus simple



Figure 3. Simulation d'un conduit transparent dans lequel du rayonnement arrive de la gauche (flèche) et rencontre un obstacle opaque (ovale noir). En haut, avec le modèle M1, l'ombre derrière l'obstacle est bien préservée. En revanche, en bas, avec l'approximation de la diffusion, le rayonnement qui se propage selon les gradients de température remplit la zone d'ombre.

des modèles consiste à garder seulement l'équation sur l'énergie radiative (moment d'ordre 0). La relation de fermeture est ensuite obtenue en supposant que la dérivée temporelle du flux soit nulle. Cette opération permet d'obtenir une équation uniquement sur l'énergie radiative. Ce modèle, exact pour les milieux optiquement épais, s'appelle approximation de la diffusion. Avec lui, l'énergie radiative est transportée d'un point à un autre en suivant les gradients de température. Les deux images de la figure 2 (colonne gauche) présentent une simulation de fragmentation d'un disque protostellaire utilisant cette approximation de la diffusion. Celle-ci donne des résultats sensiblement différents à ceux obtenus au moyen d'une équation d'état barotropique : par exemple, les bras spiraux sont plus marqués. L'approximation de la diffusion constitue donc une avancée considérable comparée à l'équation d'état barotropique.

Néanmoins, il peut être utile de recourir à des modèles un peu plus complexes en conservant deux équations aux moments (sur l'énergie et le flux radiatif) au lieu d'une seule. Pour ce type de modèle, il faut une relation de fermeture permettant de calculer la pression radiative en fonction de l'énergie et du flux radiatif. C'est, par exemple, le cas du modèle dit M1 qui calcule la pression radiative en minimisant l'entropie du rayonnement. Le principal intérêt de M1 réside en ce que le flux radiatif ne s'aligne plus systématiquement avec le gradient de température, d'où la préservation des ombres (figure 3).

En simplifiant considérablement l'équation du transfert, ces modèles aux moments ramènent à un système d'équations voisin de celui de l'hydrodynamique. Néanmoins, le fait que la vitesse de la lumière soit élevée (notamment par rapport à la vitesse des fluides étudiés) implique des temps caractéristiques liés au rayonnement extrêmement petits. D'où la nécessité d'intégrer, en temps de manière implicite, le transfert de rayonnement. Il s'agit d'une opération qui impose de résoudre un système linéaire couplant l'ensemble des points de la **simulation numérique**. Outre un coût élevé en calcul, cette résolution nécessite des **algorithmes** dédiés et sophistiqués qui soient efficaces sur des ordinateurs « massivement parallèles ».

Enfin, si nécessaire (et si possible !), l'équation du transfert doit se résoudre par un minimum

d'approximations physiques. C'est notamment le cas lorsqu'il s'agit d'établir des comparaisons fines avec certaines observations. La figure 4 correspond à un calcul de transfert radiatif dans un disque de poussière, autour d'une **étoile** binaire. Afin de résoudre l'équation du transfert exactement, tout

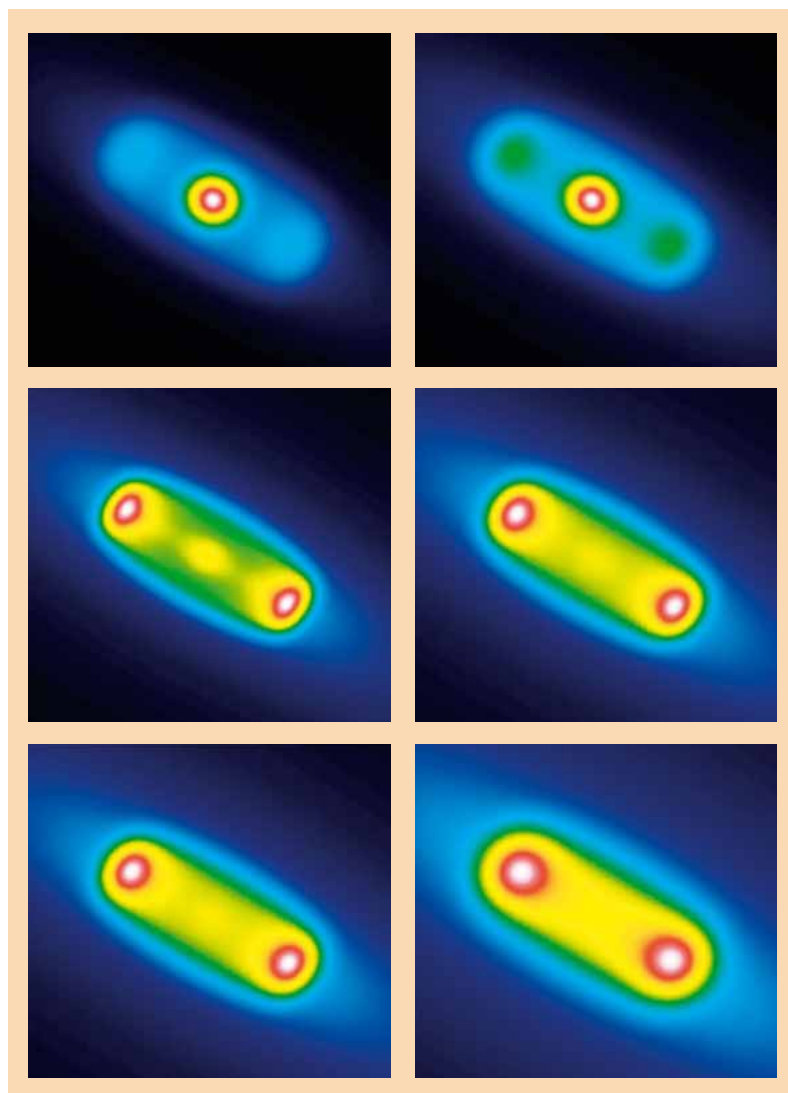


Figure 4. Images simulées dans différentes longueurs d'onde d'un disque de poussière autour d'une étoile binaire. Ces images peuvent ensuite être directement comparées aux observations.





en gardant un coût numérique acceptable, on a supposé que le **disque** était à **symétrie cylindrique**. Avec cette approximation géométrique, il est possible de calculer le transfert radiatif dans le disque, en prenant notamment en compte les propriétés radiatives complexes des poussières qui le constituent.

Qu'elles soient simples ou complexes, il existe donc de nombreuses méthodes de **modélisation** du transfert radiatif. Le rôle du physicien consiste ensuite à cerner, au mieux, les propriétés physiques

essentielles et nécessaires à l'étude de son problème pour, finalement, choisir le meilleur compromis entre les contraintes techniques et numériques, et les nécessités physiques.

#### > Édouard Audit

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)

### Le magnétisme

Dans l'Univers, le **champ magnétique** est omniprésent. Pour en comprendre son origine et son influence sur l'évolution des objets célestes, les chercheurs du CEA développent des programmes numériques performants capables de suivre l'évolution et la génération du champ magnétique dans des objets aussi variés que les **étoiles**, les **disques d'accrétion** ou les **galaxies**. Il s'agit d'un des enjeux majeurs de l'astrophysique du XXI<sup>e</sup> siècle.

L'Univers étant principalement constitué de gaz ionisé (autrement dit de plasma, quatrième état de la matière), les effets du champ magnétique se font sentir dans la plupart des objets célestes puisque les courants électriques peuvent y circuler librement. Par exemple, sur Terre, le champ géomagnétique agit sur les aiguilles des boussoles en les orientant vers le Nord géographique qui, en fait, se trouve être le pôle Sud magnétique. Mais dans le **Soleil**, où il s'avère

1000 fois plus intense que sur Terre, le champ magnétique prend, tour à tour, la forme de points brillants, de taches solaires ou de protubérances. Dans les galaxies, on peut également observer un champ ambiant de quelques micro**Gauss**, principalement le long des bras spiraux. Enfin, l'interaction entre deux structures cosmiques magnétisées s'avère également très instructive sur le rôle joué par le champ magnétique dans l'Univers – par exemple, dans le cas d'un système étoile/**planète** ou d'un objet central avec un disque de matière orbitant autour de cet objet. D'où, l'incise d'Eugene Parker<sup>(1)</sup> dans *Cosmic Magnetic Fields* où il écrit : « *Les champs magnétiques sont communs dans les laboratoires, et même dans les maisons, où leurs propriétés sont bien connues. Avec les grandes échelles présentes dans l'Univers, cependant, le champ magnétique joue un rôle particulier, assez différent de celui qu'il joue dans les laboratoires. Le champ magnétique se comporte dans l'Univers comme un "organisme", se nourrissant des mouvements créés par les étoiles et galaxies.* » C'est donc à cause de l'énorme taille caractéristique des conducteurs cosmiques<sup>(2)</sup> que les courants électriques qu'ils contiennent sont déterminés par le mouvement du plasma plutôt que par la conductivité électrique. La **force de Lorentz**, associée au champ magnétique qui en résulte, agit directement sur les mouvements du plasma. On peut décomposer l'effet de cette force en une composante reliée à un gradient de pression magnétique perpendiculaire aux lignes de champ magnétique, et en une autre, reliée à la tension des lignes, le long desquelles les **ondes d'Alfvén** se propagent. En raison de la longueur de l'échelle de temps cosmologique, la force de Lorentz, bien que petite par rapport à la **gravité** à ces grandes échelles, produit des effets systématiques et importants.

- Origine du magnétisme : batterie de Biermann et effet dynamo.

L'Univers baigne dans un champ magnétique infini-tésimal. Son origine est liée à l'existence de gradients

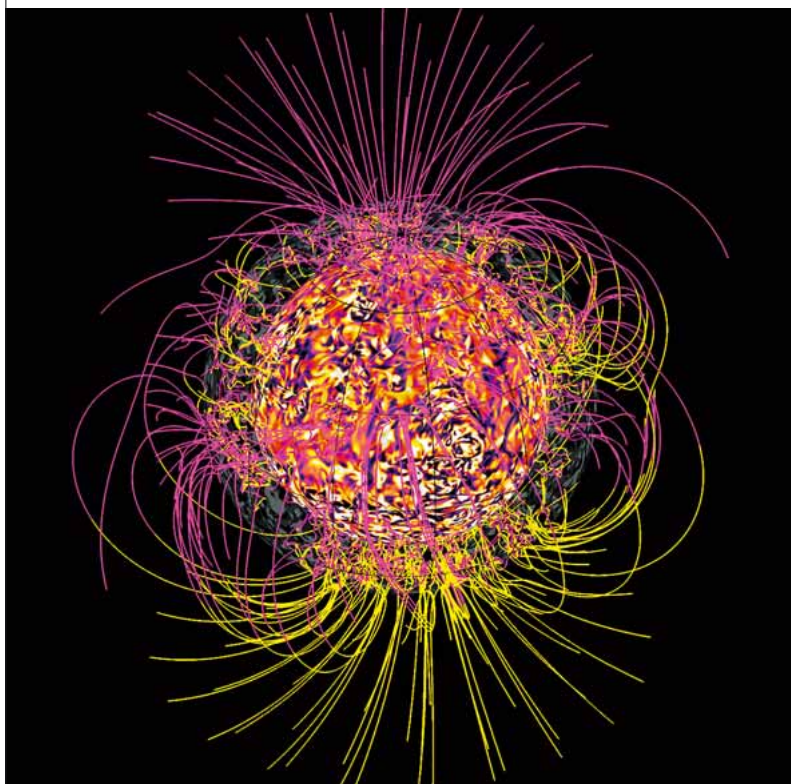


Figure 1.  
Ligne de champ magnétique dans, et hors de la zone convective solaire. En violet, les zones dirigées vers le Soleil et en jaune celles dirigées vers l'observateur.

(1) Eugene Parker (né en 1927), astrophysicien américain qui a développé la théorie du vent solaire, prédit la forme spirale du champ magnétique à l'intérieur du système solaire, démontré que la couronne solaire se constituait d'une multitude de minuscules éruptions solaires couvrant la totalité de la surface du Soleil.

(2) Leur nombre de Reynolds magnétique ( $R_m = VL/\eta$ ) est gigantesque. Dans cette équation,  $V$  et  $L$  représentent la vitesse et la longueur caractéristique du système ;  $\eta$  étant la diffusivité magnétique (inversement proportionnelle à la conductivité du plasma).

de densité et de pression électroniques non alignés dont l'association crée des sources de champ magnétique : c'est le phénomène dit de la batterie de Biermann<sup>(3)</sup>. Pour amplifier le champ magnétique vers des valeurs plus élevées (de quelques micro à plusieurs centaines de milliards de Gauss comme dans les objets compacts), on peut soit le comprimer (par la conservation du flux magnétique, l'amplitude du champ croît avec la réduction de la taille du système), soit l'amplifier *via* l'action d'une dynamo fluide. À titre de comparaison, prenons l'exemple d'une dynamo installée sur un vélo pour convertir l'énergie mécanique fournie par une personne pédalant, en énergie électrique, par exemple, pour allumer l'ampoule d'un phare. Pour les objets célestes, il existe un principe équivalent capable de transformer l'énergie cinétique en énergie magnétique. Ce principe dépend du mouvement du plasma composant ces objets célestes. On lui a donné le nom de « dynamo fluide ». Selon toute vraisemblance, il serait à l'origine du magnétisme de la Terre, de Jupiter, du Soleil, de certaines étoiles et des galaxies.

- Méthodes numériques et contrainte de conservation du flux magnétique.

Étudier le magnétisme des objets cosmiques nécessite l'utilisation d'une équation dynamique décrivant l'évolution du champ magnétique : il s'agit de l'équation d'induction<sup>(4)</sup>. Des solutions analytiques existent pour résoudre cette équation dans certaines configurations magnétiques simples. Mais la plupart des problèmes liés au magnétisme cosmique nécessitent le développement de programmes numériques multidimensionnels (2-D ou 3-D) pour résoudre cette équation et son comportement complexe. Ces dernières années, les chercheurs du CEA ont donc développé des programmes capables d'y parvenir, par approximation numérique. Ceci consiste à coupler l'équation d'induction, de manière non linéaire, aux équations de la mécanique des fluides. C'est le cas des programmes RAMSES, Heracles, ASH (pour *Alelastic Spherical Harmonic*). De nombreuses techniques numériques existent pour donner une approximation numérique à un système d'équations aux dérivées partielles (EDP) : par exemple, les différences finies, les méthodes spectrales, les éléments finis ou spectraux.

De plus, deux difficultés supplémentaires surgissent quand il s'agit de modéliser un plasma magnétisé

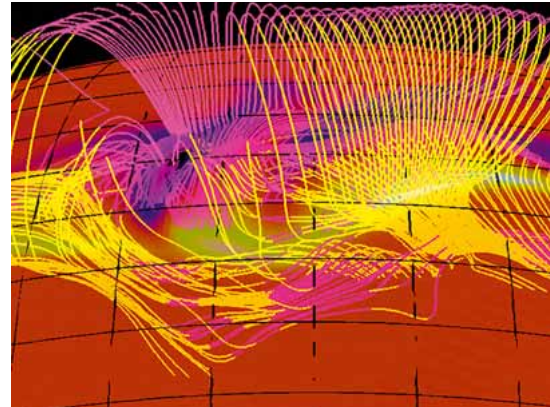


Figure 2. Émergence d'un tube de flux magnétique à la surface d'une simulation du magnétisme solaire illustrant l'apparition des taches solaires. On remarque la connectivité des lignes de champ magnétique entre l'intérieur et la basse couronne, la surface étant représentée par la grille semi-transparente (en jaune la ligne est dirigée vers le lecteur et en mauve vers l'étoile).

et de comprendre l'évolution de son champ magnétique : la première vient de la conservation du flux magnétique découlant directement des équations de Maxwell<sup>(5)</sup> et la seconde de la présence d'ondes spécifiques telles que les ondes transverses incompressibles d'Alfvén. Le Service d'astrophysique du CEA a exploité les différences finies sur grilles et les méthodes spectrales afin de traiter, le plus précisément possible, les équations de la **magnétohydrodynamique** (MHD). Les méthodes grilles présentent l'avantage d'une mise en œuvre simple car les équations sont directement projetées sur la grille de calcul. De plus, elles s'avèrent flexibles puisque l'on peut toujours ajouter de nouveaux points de grille, en cours d'évolution (d'où le terme de grille adaptative), pour améliorer la précision numérique du calcul et pouvoir ainsi capturer les chocs. En revanche, elles sont d'une précision limitée en fonction de l'ordre du

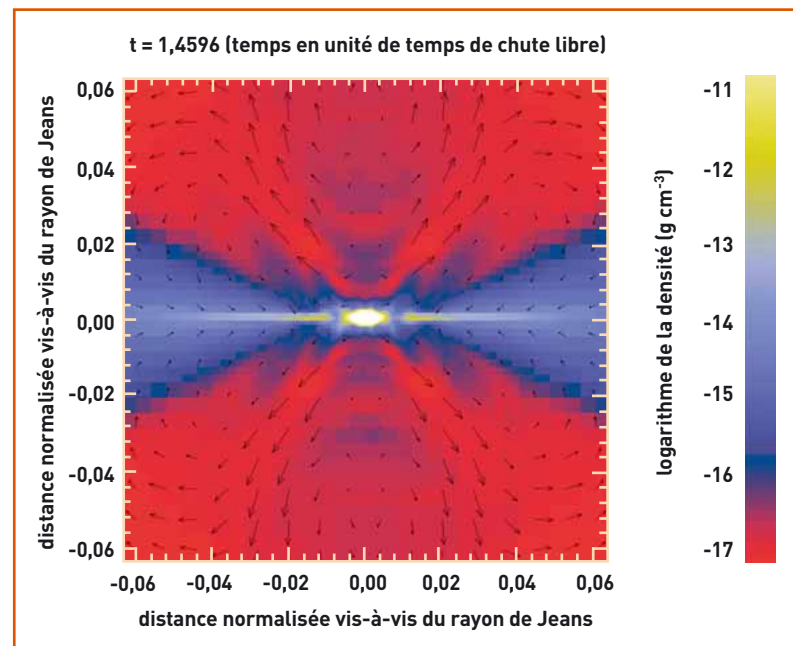


Figure 3. Formation d'un disque circumstellaire par effondrement gravitationnel d'un nuage de gaz ionisé baigné d'un champ magnétique.

(3) Ludwig Biermann (1907-1986), astronome allemand qui a étudié les queues des comètes et leurs interactions avec le vent solaire. Il a également contribué à la physique des plasmas, notamment à l'étude de la chromosphère et de la couronne solaire.

(4) Cette équation dérive des équations de Maxwell et de la loi d'Ohm. Comme pour celles-ci, il s'agit d'une équation aux dérivées partielles vectorielles :

$\delta B / \delta t = \text{Rot } x (u \times B) - \text{Rot } x (\text{eta Rot } x B)$ . Le premier terme représente l'advection, le cisaillement et la compression du champ magnétique par les mouvements du plasma ; le second, sa dissipation par l'effet Joule (« B » correspond au champ magnétique, « u » au champ de vitesse, « Rot » le rotationnel d'un vecteur, « x » le produit vectoriel et «  $\delta / \delta t$  » la dérivée partielle en fonction du temps.

(5) James Maxwell (1831-1879) : physicien et mathématicien écossais connu pour avoir unifié en un seul ensemble d'équations, les équations de Maxwell, l'électricité, le magnétisme et l'induction, en incluant une importante modification du théorème d'Ampère.



développement utilisé pour évaluer numériquement les dérivées et autres gradients présents dans les systèmes d'EDP/MHD. Au contraire, l'intérêt de la seconde approche, celle dite des méthodes spectrales, réside dans la précision : ici, les dérives spatiales deviennent des multiplications dans l'espace spectral plutôt que des variations. Ces méthodes spectrales reposent sur des transformations directes et indirectes faisant passer de l'espace physique (réel) à l'espace spectral, et vice versa, ce qui est préférable pour évaluer les termes non linéaires. Pour la plupart de ces transformations, il existe des **algorithmes** utilisant les **transformées de Fourier**, ce qui les rend numériquement très efficaces et rapides (FFT pour *Fast Fourier Transform*). En revanche, les méthodes spectrales s'avèrent moins efficaces pour traiter des chocs car il est difficile de décrire des discontinuités avec des fonctions trigonométriques (phénomène dit des anneaux de Gibbs<sup>(6)</sup>).

Afin de mettre en œuvre la contrainte concernant la conservation du flux magnétique, les chercheurs disposent de deux stratégies, à savoir la méthode dite de la « décomposition toroïdale/poloïdale du champ » et celle dite du « flux contraint ». La première de ces approches consiste à introduire directement la contrainte dans les équations, ce qui entraîne une augmentation de l'ordre du système d'équations à résoudre : dès lors, ce n'est plus le

champ magnétique que l'on évalue mais les potentiels magnétiques dont il dérive. Cette stratégie convient particulièrement aux méthodes spectrales pour lesquelles les dérivées successives restent précises. En revanche, mieux vaut utiliser la méthode dite de « flux contraint » pour les grilles capturant les chocs, par exemple celle dite de Godunov ou la *Piecewise parabolic method* (PPM) : ce sont des méthodes numériques permettant un traitement spécifique des discontinuités réduisant le lissage du choc que des méthodes plus classiques opèrent. La méthode dite de « flux contraint » repose sur le fait que l'intégrale, sur le volume élément de la divergence du champ magnétique, se réduit à l'intégrale de surface du flux magnétique défini au centre de la surface. Or, en utilisant l'équation d'induction dans son approximation idéale (on néglige les effets liés à la conductivité électrique finie du plasma), on peut relier cette intégrale de surface sur le flux magnétique au calcul d'une circulation de la force électromotrice (emf)<sup>(7)</sup>. Un simple bilan des contributions des différentes forces électromotrices sur les différents segments formant le contour (par exemple les quatre côtés d'un carré) montre que les contributions s'annulent 2 à 2, laissant le flux magnétique inchangé. Dès lors, si une simulation est initialisée avec un flux magnétique nul, il le restera à la précision machine près.

Dans les simulations, le nombre de types d'ondes dépend des hypothèses considérées pour l'évolution du plasma : incompressible, anélastique ou compressible. Par exemple, dans le code ASH, les ondes d'Alfvén et les ondes magnéto-sonores lentes sont bien prises en compte, mais pas les ondes purement compressibles. À l'inverse, avec le code RAMSES, toutes les ondes sont traitées, même les ondes compressibles ou les chocs. Elles sont traitées dans une approche de MHD idéale (la dissipation est purement numérique afin de stabiliser le schéma numérique). La **modélisation** du magnétisme cosmique appelle le développement de codes sur des machines massivement parallèles capables d'effectuer des calculs en quelques jours ou semaines, alors que des ordinateurs domestiques mettraient plusieurs décennies. On les trouve notamment au **Centre de calcul recherche et technologie** (CCRT), l'une des composantes du complexe de calcul scientifique du CEA localisé sur le site de Bruyères-le-Châtel (Centre DAM/Ile-de-France) ou au Grand équipement national de calcul intensif (Genci)<sup>(8)</sup>. Là encore, le SAP a développé deux stratégies : le parallélisme par décomposition de domaines (distribution de sous-domaines parmi les processeurs) ou le parallélisme dans l'espace spectral (distribution des nombres d'ondes). Le choix du problème astrophysique peut donc amener à des solutions numériques très variées alors même que le système d'équations physiques initial reste similaire.

corps céleste	amplitude champ magnétique B en Gauss (G)	taille caractéristique (L) ou forme (topologie) du champ
champ intergalactique	$10^{-9}$	
galaxie	$2 \times 10^{-6}$	B régulier, L ~ plusieurs kiloparsec
nuage interstellaire	$10^{-5}$	10 parsec
mazer, nuage dense froid	$10^{-2}$ à $10^{-3}$	$< 10^{16}$ cm
quasars (radio galaxie)	100	~ 1 parsec
Soleil		
champ poloïdal	1 à 10	0,1 à 1 rayon solaire (dipôle et quadripôle)
champ toroïdal	$> 10^3$	5 000-50 000 km
champ coronal	$10^{-5}$	quelques rayons solaires
étoiles Ap	$10^4$	dipôle oblique, starpôle
naines blanches	$10^6$ à $10^8$	dipôle
pulsar (étoiles à neutrons)	$10^{12}$ (magnestar $10^{15}$ )	dipôle
binaires X-ray (avec trou noir)	$10^{-9}$	3 à 100 rayon (R) gravitationnel
planètes		
Terre	0,5 à 1	plusieurs rayons de la Terre
Jupiter	4	plusieurs rayons de Jupiter
Saturne	0,2 à 0,4	plusieurs rayons de Saturne
Mercurure	$5 \times 10^{-3}$	1 à 2 rayon de Mercurure
Mars	$< 3 \times 10^{-4}$	reliquat dans la croute

Propriétés du magnétisme cosmique pour différents objets célestes. Nous listons l'amplitude typique du champ magnétique en Gauss ( $10^4$  G = 1 Tesla) et leur taille caractéristique (L). Les méthodes d'observation du champ magnétique reposent essentiellement sur trois approches : soit la polarisation de la lumière traversant le champ magnétique de l'objet observé (effet Hanle, rotation Faraday), soit la modification des niveaux d'énergie des atomes baignés dans un champ magnétique (effet Zeeman), soit par émission cyclotron ou synchrotron des électrons en mouvement giratoire le long des lignes de champ de l'objet.

(6) Il s'agit d'un bruit numérique se caractérisant par des anneaux concentriques autour des structures les plus raides.

(7)  $emf = u \times B$  ( $u$  étant la vitesse du plasma,  $B$  désignant le champ magnétique et  $\times$ , les produits vectoriels).

(8) Société civile détenue à 50 % par l'État représenté par le ministère de la Recherche et de l'Enseignement Supérieur, 20 % par le CEA, 20 % par le CNRS et 10 % par les universités.

Les figures 1, 2, 3 et 4 montrent des simulations 3-D MHD illustrant les récents résultats obtenus par le SAP sur le magnétisme cosmique. Le calcul de l'effet dynamo et de l'activité magnétique solaire avec ASH (figure 1) a permis de mettre en évidence l'efficacité de la convection turbulente pour générer et entretenir un champ magnétique à toutes les échelles spatiales (y compris à des échelles supérieures à celles de l'écoulement, on parle de dynamo grande échelle). Il a également permis de montrer le rôle de la **tachocline** à la base de cette zone pour organiser le champ sous forme de « ruban » et de contribuer à l'établissement d'un cycle de 11 ans ainsi que l'évaluation quantitative de la rétroaction de la force de Lorentz sur l'écoulement moyen et l'émergence de flux magnétique à la surface du Soleil (figure 2). Enfin, grâce aux calculs réalisés par RAMSES, il a encore été possible de modéliser la diffusion ambipolaire et le rôle régulateur du champ magnétique dans la formation des étoiles, favorisant l'effondrement le long des lignes plutôt que perpendiculairement ainsi que la formation de jets le long de l'axe de rotation du corps central (figure 3) ou l'organisation le long des bras spiraux des galaxies du champ magnétique (figure 4).

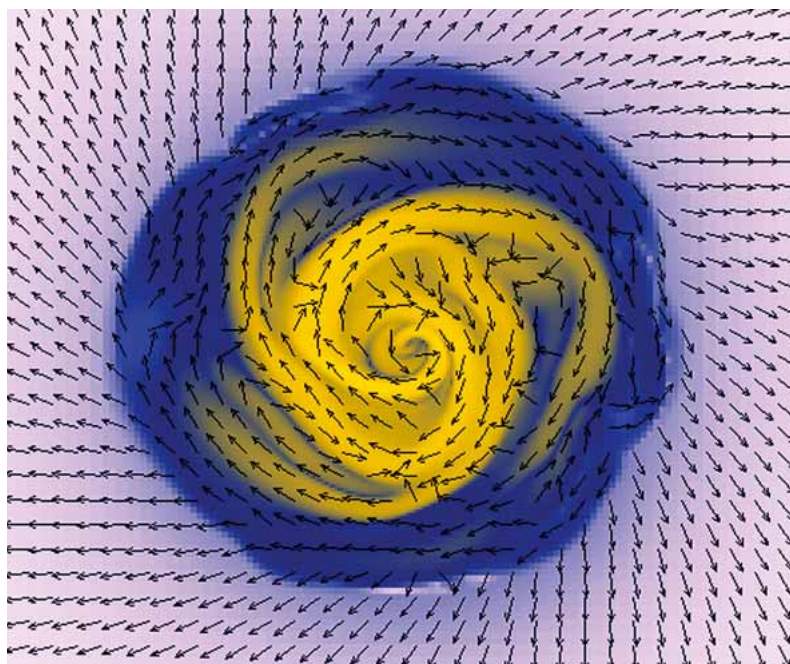


Figure 4. Disque galactique vu de dessus montrant le logarithme de la densité (où on remarque les bras spiraux de la galaxie) et l'organisation du champ magnétique (flèches) le long des bras.

**> Allan-Sacha Brun**

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)

**POUR EN SAVOIR PLUS**

A. S. BRUN, M. MIESCH, J. TOOMRE, *Global-Scale Turbulent Convection and Magnetic Dynamo Action in the Solar Envelope*, 2004, *ApJ*, 614, 1073.

## Des supercalculateurs pour mieux connaître l'Univers

La diffusion du parallélisme dans toute la pyramide de l'informatique et la prise en compte de contraintes multiples, comme la gestion des données ou l'architecture hiérarchisée des supercalculateurs, plongent les spécialistes du calcul scientifique au cœur d'une tourmente. En effet, l'installation, l'utilisation et l'administration de leurs nouveaux moyens de calcul s'opèrent désormais à l'instar des très grands équipements et la communauté des usagers doit donc apprendre à s'organiser en équipes pluridisciplinaires autour d'eux.



Supercalculateur BULL hybride installé au CCRT en 2009.

**A**insi, pour réussir pleinement les changements d'échelles résultant des avancées technologiques enregistrées dans le domaine du calcul de haute performance (le HPC pour *High Performance Computing*), les chercheurs en sciences fondamentales et appliquées doivent avoir accès à des ressources de calcul pouvant aller jusqu'au calculateur entier, au moins pendant des périodes limitées de temps. Il existe un moment propice pour une utilisation dite « grand challenge ». Il s'agit de la période de mise en production de la machine qui va de 3 à 6 mois après la réception du calculateur. Et pour cause, il s'agit d'un moment privilégié pendant lequel les équipes du centre de calcul (ingénieurs systèmes et spécialistes applicatifs) et les experts du constructeur informatique se retrouvent tous ensemble et mobilisés sur le site pour régler d'éventuels problèmes liés au démarrage de l'instrument. Les chercheurs peuvent alors bénéficier de cette étroite collaboration entre spécialistes pour optimiser leur logiciel de simulation et pour espérer franchir de nouvelles étapes dans la réalisation de simulations de très grande taille. Ainsi, les simulations de quelques milliers de processeurs qui relevaient, il y a peu de temps encore, du défi technique, sont-elles désormais très fréquentes.

En astrophysique, les grands challenges visent une meilleure prise en compte des couplages d'échelles inhérents à la plupart des phénomènes physiques rencontrés, cela en augmentant la **résolution spatiale**

et/ou temporelle. La très grande quantité de mémoire disponible sur les supercalculateurs, associée à des techniques numériques novatrices, favorise l'accès à des résolutions spatiales de plus en plus importantes. L'objectif reste de s'approcher des échelles de dissipation dans les écoulements **turbulents**, de résoudre les cœurs protostellaires lors de la simulation d'un nuage moléculaire, ou encore de simuler finement les **galaxies** dans un contexte cosmologique. De cette dernière problématique naquit, en 2007, le code RAMSES, développé par le Sap, pour étudier la formation des grandes structures et des galaxies. Il s'agit d'un code s'inscrivant dans le cadre du projet Horizon visant à fédérer les activités de simulation numérique autour d'un projet ciblé sur l'étude de la formation des galaxies. Cette réflexion fut menée pendant la période de démarrage du calculateur Bull Platine, au Centre de calcul recherche et technologie (CCRT) du CEA, avec pour objectif la simulation de la formation d'une moitié de l'Univers observable. Pour la première fois dans l'histoire du calcul scientifique, il fut possible de décrire une galaxie comme la **Voie lactée** avec plus d'une centaine de particules tout en couvrant la moitié de l'Univers observable. Pour simuler un tel volume avec autant de détails, les acteurs du projet Horizon utilisèrent 6 144 processeurs Intel Itanium2® du calculateur Bull Platine pour activer le programme RAMSES à plein régime. Ce logiciel de simulation met en jeu une grille adaptative permettant d'atteindre une finesse spatiale inégalée. Avec près de 70 milliards de particules et plus de 140 milliards de mailles, ce grand challenge représente le record absolu pour un système à N corps modélisés par ordinateur.

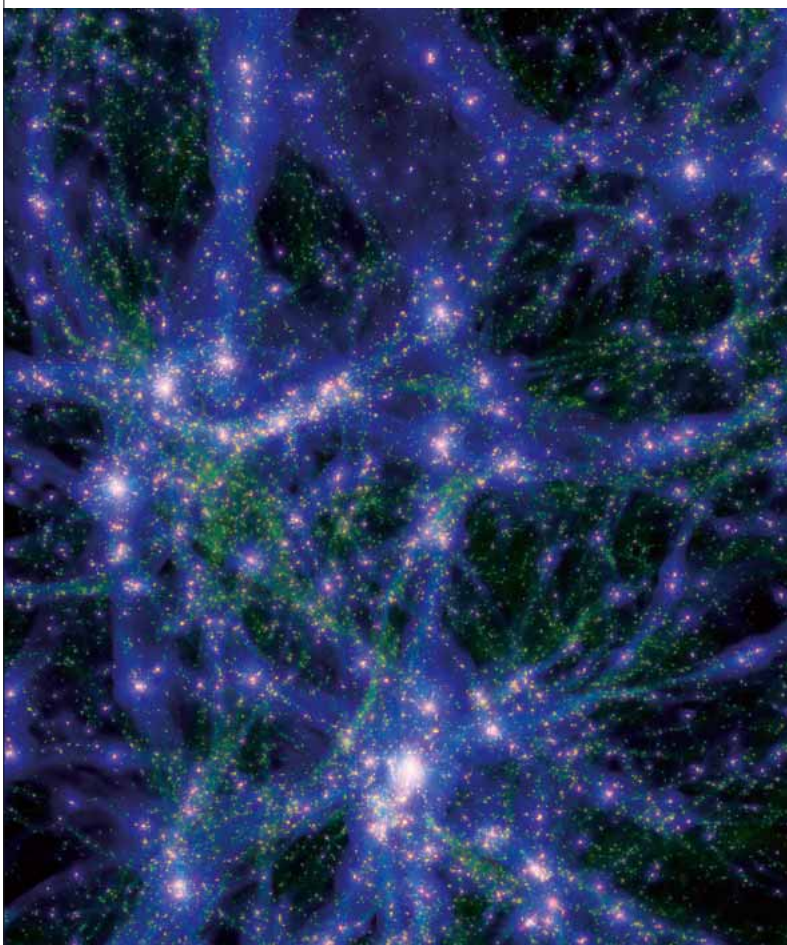
Cet exemple montre bien, qu'en matière de simulation, les avancées promises par les ordinateurs de grande puissance ne s'obtiennent qu'au prix d'une maîtrise de la complexité – celle concernant à la fois les modèles physiques, les méthodes et les **algorithmes** numériques, les méthodologies et les techniques de programmation et d'optimisation parallèles. De plus, la nécessité de contenir la consommation électrique a favorisé l'apparition d'un nouveau type de supercalculateurs capables de combiner un très grand nombre de processeurs généralistes avec des processeurs spécialisés (processeurs graphiques, reconfigurables, vectoriels...). Dès l'été 2009, la communauté scientifique française a pu accéder à ces supercalculateurs hybrides grâce à la machine BULL installée au CCRT. Avec plus de 2 100 processeurs Intel de nouvelle génération, associés à 48 serveurs graphiques Nvidia, c'est le premier supercalculateur de ce type implanté en Europe.

#### > Pierre Leca et Christine Menaché

Département des sciences de la simulation  
et de l'information (DSSI)  
Direction des applications militaires (DAM)  
CEA Centre DAM Ile-de-France

#### > Édouard Audit

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)



Le code RAMSES permet l'étude des structures de l'Univers à grande échelle ainsi que la formation des galaxies. La plus grande simulation de la formation de ces structures a été réalisée dans le cadre du projet Horizon, soutenu par l'Agence nationale pour la recherche (ANR).

## La visualisation des simulations astrophysiques

La **simulation** numérique des **plasmas** astrophysiques produit des données de taille et de complexité considérables. Pour les comprendre et les interpréter, les astrophysiciens doivent les visualiser avec des outils logiciels adaptés. À cette fin, le logiciel SDvision (*Saclay Data Visualization*), développé à l'Irfu, permet une visualisation interactive de simulations produites sur des ordinateurs massivement parallèles, utilisant des milliers de processeurs, produisant des données de taille pouvant dépasser le **téraoctet** (figure 1). La complexité des simulations réside essentiellement dans la mise en œuvre du maillage de l'espace dont la résolution varie en fonction de différents critères physiques.

La technique numérique du maillage à résolution adaptative (figure 2) concentre le temps de calcul, et la mémoire allouée, sur des zones accueillant des phénomènes significatifs comme la formation d'**amas de galaxies**. En revanche, dans les zones à plus faible densité, les calculs restent à des résolutions plus modestes. Pour visualiser et analyser de telles structures de données, les chercheurs ont dû recourir à des **algorithmes** spécifiques et relever un défi : celui de la gestion de la mémoire. Il leur a fallu, en outre, s'adapter à divers modes d'utilisation. La visualisation et l'analyse de telles structures de données représentent un véritable défi, qui a conduit au développement d'algorithmes spécifiques, notamment en termes de gestion de la mémoire. En outre, le logiciel SDvision est adapté à des modes d'utilisation divers, par exemple sur des plateformes de visualisation locales bénéficiant de l'accélération matérielle des cartes graphiques modernes ou distantes sur des nœuds graphiques proposant d'importantes ressources (multicœurs, mémoire partagée

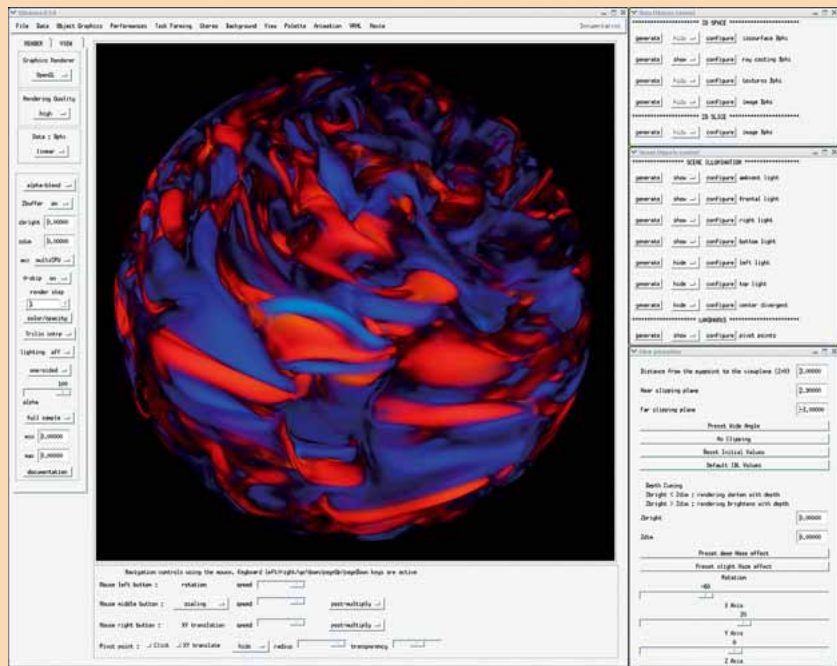


Figure 1. Le logiciel de visualisation interactive SDvision utilisé, ici, pour visualiser le champ magnétique obtenu dans une simulation de la zone convective solaire.

élevée dépassant 100 Gigaoctets par nœud). Véritable instrument d'exploration des simulations, ce logiciel permet de naviguer interactivement et en immersion dans les données. Elles contribuent également à découvrir ou à étudier des structures astrophysiques à échelles multiples : par exemple, la formation des grandes structures cosmologiques, des **galaxies**, **turbulences** du milieu interstellaire participant à la création des « cœurs protostellaires » où se forment les **étoiles**, dynamique des **disques d'accrétion** planétaires, **magnétohydrodynamique** de la zone convective solaire...

Le logiciel est employé dans une salle de visualisation stéréoscopique installée au Service d'astrophysique (SAP/Irfu). Il s'agit d'une technique qui appréhende complètement la structuration des volumes simulés dans les trois dimensions. Ces développements, qui ont pour moteur principal la recherche fondamentale en astrophysique, devraient également bénéficier à d'autres domaines de la recherche et de la technologie utilisant la simulation numérique : par exemple, pour explorer des simulations du transport turbulent dans le plasma du futur réacteur expérimental ITER (pour *International Thermonuclear Experimental Reactor*) actuellement en construction sur le centre du CEA de Cadarache. Il s'agit d'une collaboration avec l'Institut de recherche sur la fusion magnétique (DSM).

La montée en puissance des grands centres de calculs nationaux laisse prévoir l'obtention de simulations toujours plus massives et plus complexes mais aussi de nouveaux défis à relever en matière de visualisation des simulations destinées à l'astrophysique.

> **Daniel Pomarède**  
et **Bruno Thooris**

Service de l'électronique, des détecteurs  
et de l'informatique (Sedi)  
Institut de recherche sur les lois fondamentales  
de l'Univers (Irfu)  
Direction des sciences de la matière (DSM)  
CEA Centre de Saclay

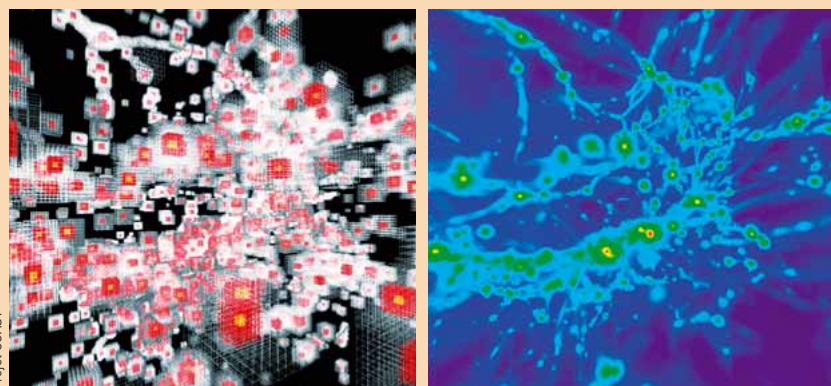


Figure 2. Visualisation d'une simulation cosmologique. À gauche : le maillage à résolution adaptative employé dans la simulation, représenté à travers les mailles de résolutions les plus élevées. À droite : la distribution de la densité de matière calculée sur ce maillage.

## Godunov, une plate-forme numérique pour l'enseignement-recherche

Il devient indispensable d'enseigner les techniques et les méthodologies destinées à la **modélisation** et la **simulation numérique** aux étudiants, aux doctorants et postdoctorants, ainsi qu'aux chercheurs et ingénieurs, impliqués ou non en astrophysique, et qui souhaitent voir évoluer leurs connaissances. D'où la mise en place, depuis 2007, de la plate-forme numérique pour l'enseignement et la recherche *Godunov* (du nom du mathématicien qui développa une méthode classique de résolution des équations de l'hydrodynamique). Il s'agit d'une collaboration entre le SAp, l'Unité d'enseignement en sciences de la matière et de simulation (UESMS) de l'Institut national des sciences et techniques nucléaires (INSTN) et l'Université Paris 7/ Denis-Diderot. Située sur le centre du CEA de Saclay, cette plate-forme a été équipée de vingt postes de travail, reliés par un réseau rapide à un *cluster* de calcul, c'est-à-dire un ordinateur

(1) Technique qui permet de cartographier la distribution de la matière noire dans l'Univers et de caractériser les propriétés de l'énergie noire.

parallèle comportant 240 cœurs de calcul. Bien que la plate-forme soit également destinée à la recherche, les activités pédagogiques demeurent néanmoins prioritaires. Ainsi, pendant les sessions de formations, le *cluster* demeure exclusivement réservé aux étudiants afin qu'ils s'initient au calcul haute performance à l'aide d'un outil à la fois performant et disponible, avant de se confronter à des ordinateurs de plus grande taille. Les enseignements correspondent à un niveau postdoctoral, principalement dans le cadre de l'École doctorale d'astrophysique, mais aussi à celui des masters dans lesquels le CEA s'implique *via* l'INSTN : par exemple, astronomie & astrophysique, modélisation et simulation (M2S), matériaux pour les structures et l'énergie (MSE) et interaction climat et environnement (ICE). À ces enseignements s'ajoutent deux formations continues. L'une menée conjointement par l'INSTN et le SAp où sont abordées les méthodes de **Monte-Carlo** et les techniques de programmation parallèle (bibliothèque MPI) ; l'autre étant dédiée aux utilisateurs du Centre de calcul du CEA (CCRT).

Outre sa vocation pédagogique, *Godunov* sert au traitement de données pour l'astrophysique. Par exemple, la préparation des **algorithmes** de traitement de données émanant du satellite GLAST (pour *Gamma-ray Large Area Space Telescope*) et la réalisation du catalogue des sources. D'autres expériences, comme le *weak lensing*<sup>(1)</sup>, bénéficient également de cette plate-forme pour leurs besoins de calcul, importants mais ponctuels, en matière de traitement des images.

### > Édouard Audit

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 de Paris 7-CNRS)  
CEA Centre de Saclay (Orme des Merisiers)

### > Constantin Meis

Institut national des sciences et techniques du nucléaire (INSTN)  
Unité d'enseignement en sciences de la matière et de simulation (UESMS)  
CEA Centre de Saclay



Enseignement dans la salle de calcul de la plate-forme Godunov : simulation de plasma.

CEA/L. Godart