

---

# *Première partie*

Le cadre

---



Cette première partie permet de placer le cadre général de la thèse.

Ainsi, dans le premier chapitre, nous verrons comment s'est développée l'astronomie gamma à partir du milieu du XX<sup>e</sup> siècle, et comment elle continue à se développer avec des expériences toujours plus performantes. Nous donnerons ensuite une liste non exhaustive des différentes sources de rayonnement gamma observées jusqu'ici. Enfin, nous décrirons dans les grandes lignes les techniques d'observation des gamma au sol et en orbite.

Le deuxième chapitre présentera l'état actuel des connaissances en ce qui concerne les sursauts gamma. Nous passerons en revue les observations passées et présentes et nous donnerons leurs résultats majeurs. Nous évoquerons ensuite rapidement les expériences futures. Dans un deuxième temps, nous décrirons brièvement le modèle des chocs internes-externes qui est de plus en plus accepté pour expliquer l'émission des sursauts.

Dans le troisième chapitre, nous décrirons l'expérience AMS-02. Après un bref rappel des origines du projet et des résultats marquant du vol d'essai de 1998, nous passerons en revue les différents éléments de l'expérience et nous donnerons les caractéristiques principales ainsi que les performances attendues des différents sous-détecteurs. Nous ne détaillerons pas dans ce chapitre le fonctionnement du calorimètre électromagnétique et celui du trajectographe qui seront vus plus en détail dans la partie II.

Enfin, le quatrième chapitre décrira le satellite HETE-2 et plus particulièrement son détecteur gamma FREGATE (*French Gamma-ray Telescope*). Nous utiliserons en effet les données de FREGATE dans la partie III.



# Chapitre 1

---

## Astronomie gamma

Cinq ans après la découverte des rayons X par Wilhelm Conrad Röntgen en décembre 1895 et des “rayons uraniques”<sup>1</sup> par Henri Becquerel quelques mois plus tard, le physicien français Paul Villard met en évidence un rayonnement pénétrant de particules neutres.

Ernest Rutherford désigne ce nouveau type de rayonnement par la lettre grecque gamma ( $\gamma$ ) qui fait suite dans l’alphabet aux lettres alpha ( $\alpha$ ) et beta ( $\beta$ ), déjà utilisées pour désigner respectivement les rayonnements de noyaux d’hélium et d’électrons.

Il faut attendre 1914 pour que Rutherford et Edward Andrade identifient le rayonnement  $\gamma$  à un rayonnement de type électromagnétique, tout comme les rayons X, mais de longueur d’onde plus courte.

Dans les années 1900, l’utilisation généralisée de l’électroscope (cf. Fig. 1.1) permet de remarquer qu’il existe un rayonnement ambiant de particules chargées. Une part de ce rayonnement est identifié par Rutherford comme produit par la radioactivité naturelle, mais en 1912 et 1913, Victor Franz Hess (cf. Fig. 1.2) et Werner Kolhörster montrent que le flux de particules augmente lorsqu’on s’élève en altitude. C’est en 1925 que Robert Andrews Millikan appelle ces particules venues du ciel *rayons cosmiques*.

Aujourd’hui, la composition des rayons cosmiques est bien connue. Environ 90% sont des protons, 9% des électrons et les autres éléments composent le 1% restant. D’autre part, on sait depuis les années 60 qu’ils ne sont pas composés uniquement de particules chargées<sup>2</sup> mais aussi de photons. Le domaine qui se charge d’étudier les photons d’énergie typiquement supérieure à 100 keV est appelé *astronomie gamma*. Au contraire des rayons cosmiques chargés, il est possible avec les photons  $\gamma$  d’observer des sources car les photons ne sont pas déviés par les champs magnétiques.

Après avoir rappelé l’historique de l’astronomie gamma, nous verrons quels sont les mécanismes physiques qui produisent des photons  $\gamma$ . Nous décrirons ensuite rapidement les différents objets astrophysiques qui émettent ces photons. Enfin, nous passerons en revue les différents types d’instruments utilisés pour les détecter.

---

<sup>1</sup>Becquerel découvre la radioactivité de l’uranium en mars 1896.

<sup>2</sup>On parle alors de *rayons cosmiques chargés*. Chez certains auteurs, l’expression “rayons cosmiques” désigne uniquement les rayons cosmiques chargés. Dans ce cas, les photons ou les neutrinos d’origine astrophysique ne font pas partie des rayons cosmiques !



**Fig. 1.1:** Un électroscope à feuille d'or (vers 1900). L'appareil est constitué de deux feuilles métalliques très légère (ici de la feuille d'or). On commence par charger électriquement ces feuilles métalliques, qui s'écartent l'une de l'autre. Lorsqu'une particule chargée passe à proximité des feuilles, elle ionise l'air environnant et une partie de la charge électrique des feuilles est transmise à l'air. Ainsi, en mesurant le temps que mettent les feuilles métalliques pour se rejoindre, on peut avoir une idée du flux de particules ayant provoqué une ionisation dans l'air. Image Oak Ridge Associated Universities.



**Fig. 1.2:** Victor Hess après un de ses vols destinés à mesurer le flux des particules traversant l'atmosphère. Image National Geographic.

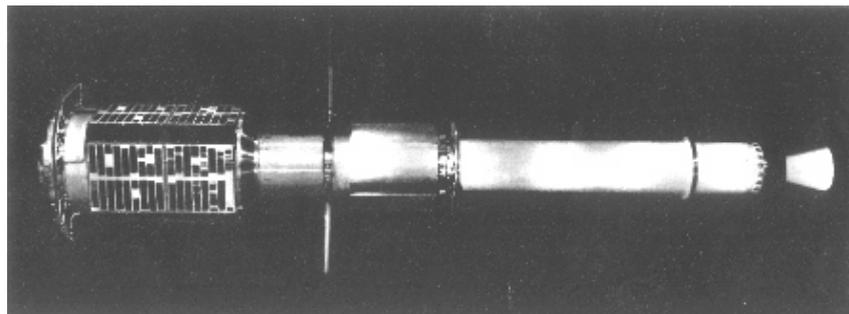
## 1.1 Historique

Feenberg et Primakoff en 1948 [1], Hayakawa en 1952 [2] puis Morrison en 1958 [3] montrent que de nombreux processus physiques intervenant dans l'univers sont susceptibles de produire des photons  $\gamma$ . Ils avancent que des phénomènes tels que les supernovae<sup>3</sup>, l'interaction des électrons dans les champs magnétiques et celle des rayons cosmiques dans les gaz du milieu interstellaire peuvent créer des photons de haute énergie.

À l'époque, les détecteurs de gamma au sol ne montrent pas de photon directement venu du ciel : l'atmosphère absorbe la plus grande partie du rayonnement électromagnétique au delà du domaine visible. Pourtant, Blackett [4] avait montré dès 1948 que les rayons cosmiques très énergétiques pourraient produire une certaine quantité de lumière Čerenkov<sup>4</sup> en pénétrant dans l'atmosphère terrestre, et c'est dans les années 50 que ces flashes de lumière sont observés pour la première fois. De nombreuses années s'écouleront avant que des détecteurs gamma

<sup>3</sup>Cf. section 1.3 pour la description des différentes sources.

<sup>4</sup>On utilise aussi l'orthographe "Tcherenkov". Du nom du physicien soviétique qui a découvert cet effet en 1934.



**Fig. 1.3:** Le satellite Explorer-XI. Le détecteur, situé dans la moitié gauche de l'image mesure 112 cm de long pour 47 cm de diamètre. Image NASA.



**Fig. 1.4:** Le déploiement du satellite CGRO vu depuis la navette Atlantis le 7 avril 1991. L'élément circulaire du bas protège le détecteur EGRET. Celui du milieu couvre COMPTEL. En haut se trouve le détecteur OSSE. Un peu en dessous d'EGRET, à gauche et à droite, on distingue deux des huit éléments de BATSE. Image NASA.

basés sur la détection de lumière Čerenkov soient construits.

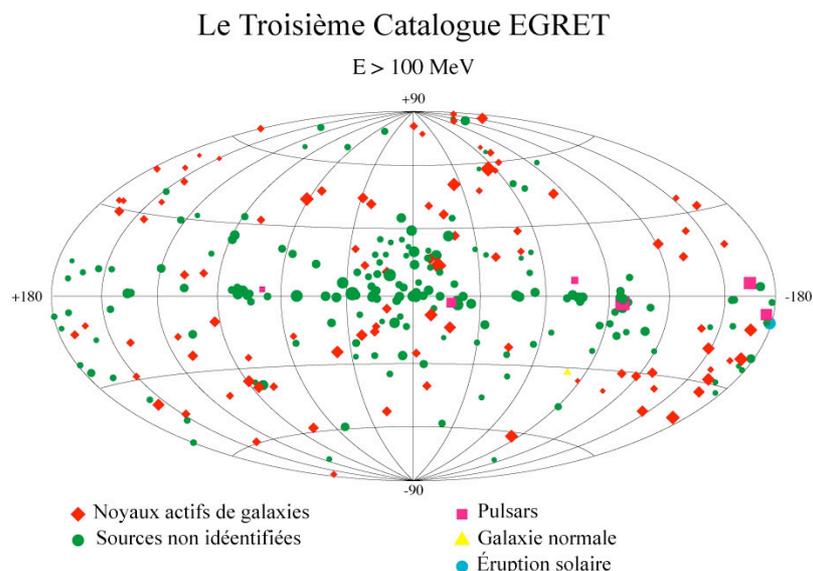
C'est avec les ballons sonde, mais surtout avec l'avènement des techniques spatiales, que les observations des photons  $\gamma$  d'origine astrophysique commencent dans les années 60.

De nombreux satellites (une cinquantaine) ont permis de détecter et d'étudier les rayons gamma astrophysiques. Nous n'en citerons que quelques uns dans ce chapitre. D'autres seront mentionnés dans le chapitre à propos des sursauts gamma (chapitre 2).

Le premier détecteur dédié aux  $\gamma$  à être placé en orbite est Explorer-XI en avril 1961 (Fig. 1.3). Pendant un vol de 23 jours, il permet d'enregistrer 22 photons gamma parmi 22000 autres événements dus aux particules chargées. Les quelques photons détectés, au dessus de 50 GeV, ne semblent pas provenir d'une région particulière du ciel [5].

À partir de 1967 et pendant trois ans, le satellite OSO-3 (*Orbiting Solar Observatory*) enregistre 621 événements attribués à des photons  $\gamma$  et réalise le premier relevé systématique du ciel au dessus de 50 GeV [6]. L'émission est très anisotrope. L'essentiel des photons détectés provient du disque et du centre galactique.

De grands progrès sont réalisés avec SAS-2 puis COS-B. En 1972 et 1973, SAS-2 (*Small*



**Fig. 1.5:** Les sources du troisième catalogue EGRET. Image NASA.

*Astronomy Satellite*) [7] permet pour la première fois une étude détaillée du ciel gamma entre 20 MeV et 1 GeV. D'autre part, il met en évidence la composante  $\gamma$  du fond diffus et découvre une corrélation entre la morphologie de la galaxie et les zones d'émission de gamma galactiques. Enfin, il détecte pour la première fois l'émission  $\gamma$  des pulsars<sup>5</sup> du Crabe, de Vela et découvre le pulsar Geminga.

COS-B (*COsmic ray Satellite*) [8] dresse de 1975 à 1982 la première carte d'émission gamma de la Galaxie entre 30 MeV et 5 GeV et permet une étude de détail de Geminga. Il permet de dresser un catalogue de 25 sources [9] parmi lesquelles figure une seule source extragalactique : le quasar 3C273.

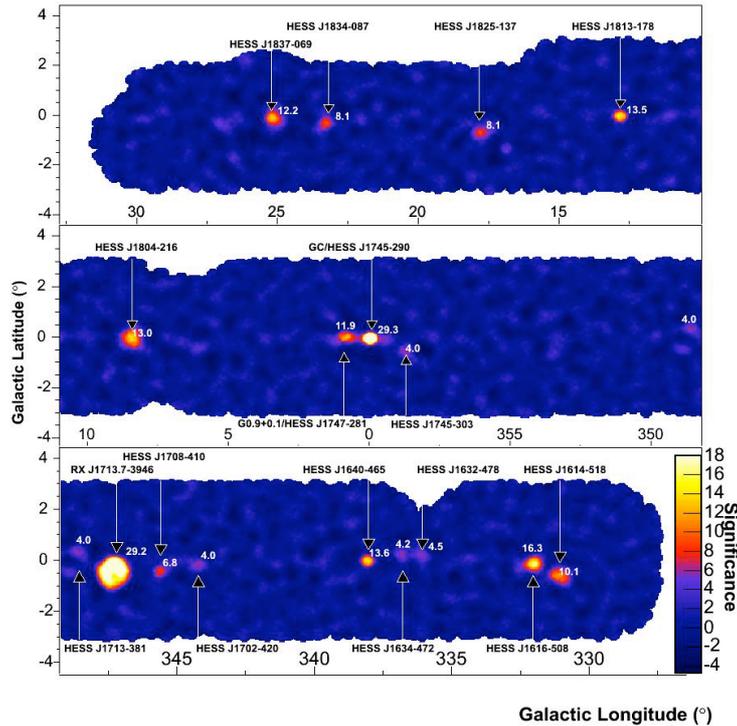
Dans les années 70, on découvre la première raie d'émission en gamma avec une expérience en ballon développée par le *Rice University Group*. En 1977, une autre expérience, toujours embarquée en ballon, observe la raie à 511 keV due à l'annihilation des électrons et des positrons dans la région du centre galactique.

C'est également en 1977 que germe l'idée de détecteurs au sol utilisant les gerbes atmosphériques pour étudier les astroparticules [10]. Pourtant, l'astronomie gamma au sol peine à se développer. On a en effet tendance à surestimer le flux des photons gamma et à sous-estimer le fond hadronique très mal connu. C'est seulement à la fin des années 80 que les techniques s'améliorent et permettent d'obtenir des résultats positifs. En 1989, le premier télescope atmosphérique, WHIPPLE, détecte le reste de supernova du Crabe [11].

Du côté des expériences spatiales, une étape décisive est franchie en 1991 avec le lancement de CGRO (*Compton Gamma-Ray Observatory*, Fig. 1.4). Parmi les quatre détecteurs embarqués à bord de CGRO, deux nous intéressent plus particulièrement : EGRET et BATSE. Nous évoquerons BATSE (*Burst and Transient Source Experiment*) plus en détail lorsque nous parlerons des observations des sursauts gamma.

EGRET (*Energetic Gamma Ray Experiment Telescope*) [12] profite de deux améliorations

<sup>5</sup>Cf. section 1.3 pour la description des différentes sources.



**Fig. 1.6:** Relevé du plan galactique effectué par HESS. Il s'agit d'une carte de significativité. À côté de chaque source figure la valeur de la significativité. D'après [14].

majeures par rapport à ses prédécesseurs : son domaine d'énergie (de 20 MeV à 30 GeV) est plus étendu et sa surface effective est 10 à 20 fois plus grande (1500 cm<sup>2</sup> entre 200 MeV et 1 GeV). Les résultats d'EGRET sont à la hauteur de ces avancées techniques. En neuf ans d'opération, il effectue une cartographie<sup>6</sup> complète du ciel entre 100 MeV et 10 GeV et étudie le fond diffus galactique. Il permet de plus de constituer un catalogue de 271 sources [13] (cf. Fig. 1.5). Parmi ces sources, on a identifié 6 pulsars, une éruption solaire et 93 blazars de manière plus ou moins certaine. D'autre part, le Grand Nuage de Magellan et une radio galaxie (Cen A) ont été repérés. Il reste encore 170 sources non identifiées dans le catalogue EGRET.

À partir des années 90, l'astronomie gamma au sol se développe fortement avec des seuils en énergies de plus en plus bas et des sensibilités meilleures. On citera par exemple les imageurs CANGAROO-I, II et III [15] (à partir de 1995), CAT [16] (1996), HEGRA [17], MAGIC [18], VERITAS [19], HESS [20] et les échantillonneurs CELESTE [21], STACEE [22] et CACTUS [23].

HESS est vraisemblablement l'instrument au sol le plus performant actuellement en fonctionnement. Il est constitué de quatre imageurs (cf. Sec. 1.4.3) fonctionnant en mode stéréoscopique. La grande surface de collecte (107 m<sup>2</sup>) et un seuil en énergie de 100 GeV environ ont permis de détecter plusieurs sources galactiques et extragalactiques. Quinze sources au TeV ont été découvertes par HESS dont certaines semblent coïncider avec des sources EGRET non identifiées. La figure 1.6 montre le relevé du plan galactique effectué en 2004 [14].

<sup>6</sup>Pour effectuer la cartographie du ciel, on utilise les données pour lesquelles la résolution angulaire est meilleure, c'est à dire les données à haute énergie (ici, au dessus de 100 MeV).

À l'heure actuelle, les satellites INTEGRAL, SWIFT et HETE-2 prennent des données gamma. GLAST [24], dont le lancement est prévu en 2007 leur succédera et sera alors le détecteur gamma spatial le plus performant.

Le futur des expériences au sol s'annonce riche en potentialités. De nombreuses expériences actuelles vont évoluer pour augmenter leur surface de collecte (en ajoutant des télescopes). Par exemple, la phase 2 de HESS [25] reprendra les télescopes existants et ajoutera une cinquième parabole d'une surface de 600 m<sup>2</sup>. Le seuil de HESS-II sera alors d'environ 50 GeV, ce qui fera de cet instrument le parfait complément d'une expérience spatiale comme GLAST, dont le domaine d'énergie va jusqu'à 300 GeV environ.

## 1.2 Les mécanismes de production

Plusieurs processus physiques peuvent entraîner la création de photons gamma (cf. Fig. 1.7).

La **collision** entre les particules du rayonnement cosmique et les noyaux et molécules du milieu interstellaires produisent des pions  $\pi^+$ ,  $\pi^-$  et  $\pi^0$ . Les pions neutres<sup>7</sup> se désintègrent immédiatement en donnant deux photons. Le spectre des photons gamma produits présente un maximum aux environs de 72 MeV.

Quand une particule rencontre son antiparticule, elles s'annihilent en produisant des photons. L'exemple le plus typique de ce processus est l'**annihilation** des électrons et des positrons dans la région du centre galactique. Des positrons peuvent être créés par radioactivité ou dans l'explosion de supernovae. Certains modèles de matière noire prévoient aussi la production de positrons (cf. aussi la section 3.2.2 du chapitre 3). Pour qu'un électron puisse l'attirer, un positron doit avoir une énergie inférieure à 100 eV. La signature de l'annihilation  $e^-e^+$  est une raie d'émission spectrale à 511 keV.

Un autre processus important pour la création de  $\gamma$  est la **décroissance de noyaux radioactifs**. Les processus explosifs créent des éléments qui peuvent être stables ou non. Dans ce dernier cas, des photons gamma sont émis. Leur énergie est caractéristique du noyau qui s'est désexcité.

Les particules chargées peuvent être déviées, c'est-à-dire accélérées, par les champs magnétiques. L'**accélération de particules chargées** produit des photons dont l'énergie est proportionnelle au rapport du carré de la force magnétique par le carré de la masse des particules. Pour les électrons, ce domaine d'énergie se situe souvent dans le domaine gamma.

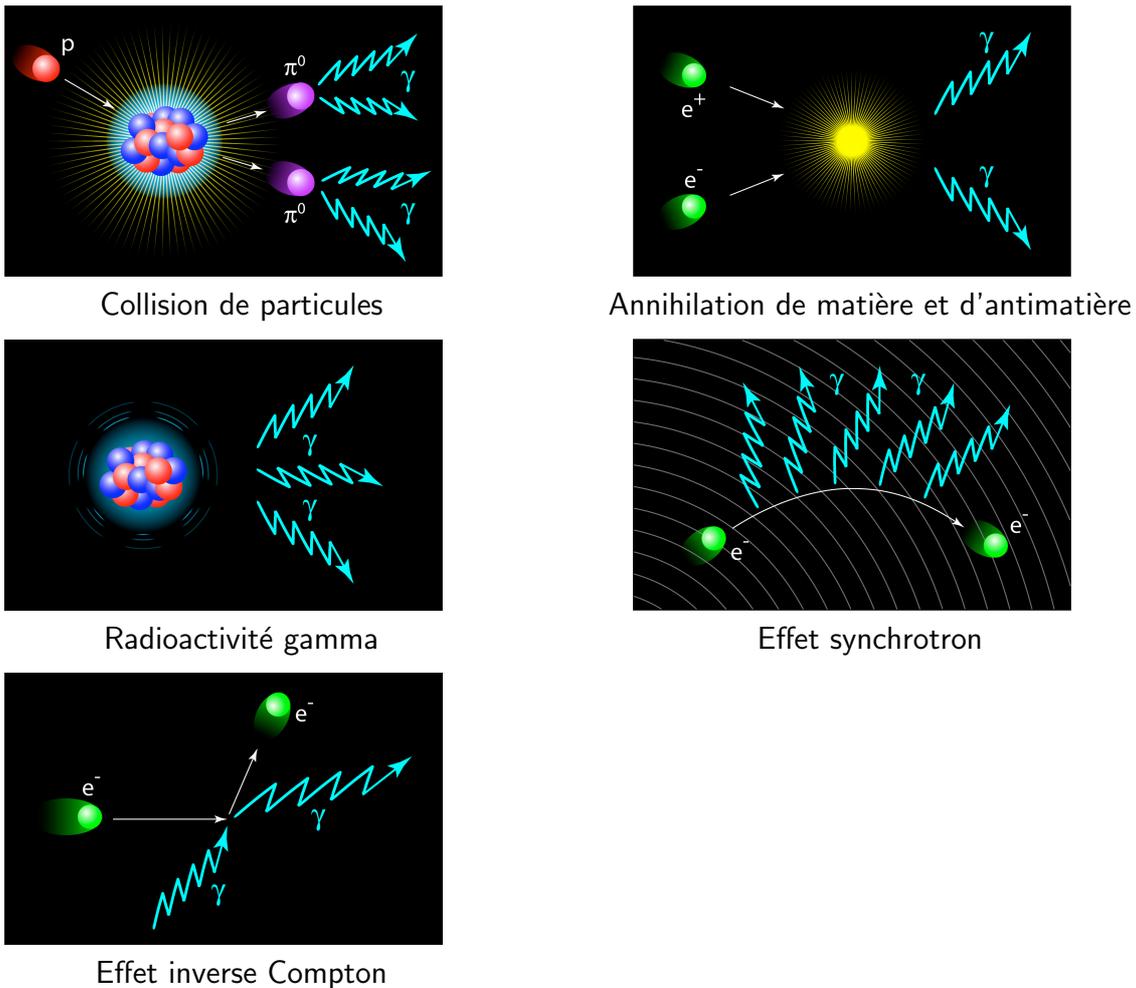
Le nom de l'interaction correspondante dépend de la nature de la force qui produit l'accélération. Si l'électron est accéléré dans le champ électrostatique près d'un noyau, on parle de rayonnement de freinage ou *bremsstrahlung*. Dans un champ magnétique, on a une *radiation synchrotron*. Quand le processus se produit dans le champ électromagnétique d'un photon, on parle de *diffusion Compton*<sup>8</sup>.

Le dernier processus que nous décrivons ici peut faire passer un photon du domaine X au domaine gamma. Il s'agit du mécanisme de *diffusion inverse compton*. Il se produit lorsqu'un électron très énergétique transfère une partie de son énergie à un photon. Cette énergie transférée varie comme le carré du facteur de Lorentz de l'électron incident. Ainsi, un photon X de 10 keV diffusé par des électrons avec un facteur de Lorentz<sup>9</sup>  $\Gamma = 1000$  passe dans le domaine  $\gamma$  avec une énergie d'environ 12 GeV.

<sup>7</sup>La masse du  $\pi^0$  est d'environ 135 MeV.

<sup>8</sup>Les expressions "Diffusion Compton" et "Effet Compton" désignent le même mécanisme.

<sup>9</sup>Le facteur de Lorentz est défini par  $\Gamma = 1/\sqrt{1-v^2/c^2}$ .



**Fig. 1.7:** Les mécanismes de production des rayons gamma. Images J. Bolmont.

## 1.3 Les différentes sources de rayonnements gamma

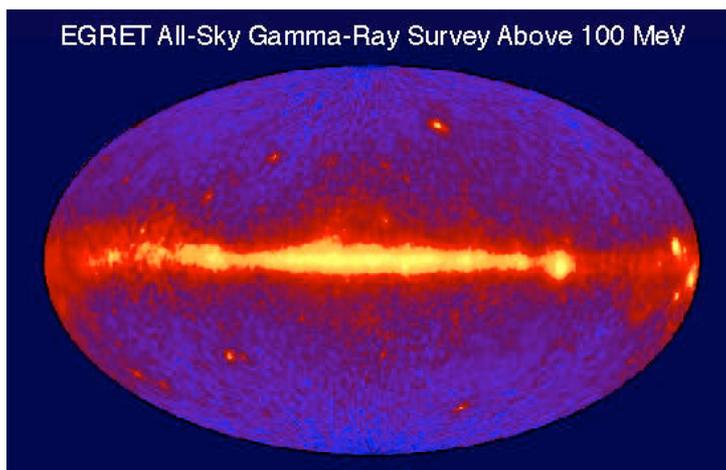
### 1.3.1 Sources gamma galactiques

Si on met à part les éruptions solaires, qui produisent des photons gamma de manière sporadique, et les photons  $\gamma$  produits par interactions des rayons cosmiques dans la haute atmosphère terrestre [26], il existe deux grandes familles de sources gamma galactiques. Les pulsars et les restes de supernova (SNR pour *Supernova Remnant*). En fait, les pulsars sont le résultat de supernovae et ils sont donc souvent associés à un SNR. D'autre part, l'interaction du rayonnement cosmique avec le milieu galactique est responsable de la création des photons gamma du fond galactique.

Les étoiles massives (plus de quelques masses solaires) finissent leur vie en explosant. L'explosion proprement dite est appelée *supernova*. Pendant cette explosion, les couches externes de l'étoile sont éjectées à des vitesses de l'ordre de  $10^4$  km/s. Lorsque ces couches rencontrent le milieu interstellaire, il se forme une onde de choc qui peut accélérer les particules chargées<sup>10</sup>.

Les **restes de supernova** peuvent accélérer des électrons jusqu'à une centaine de TeV et

<sup>10</sup>Notamment par le mécanisme de Fermi du premier ordre.



**Fig. 1.8:** Le ciel gamma vu par EGRET, pour des énergies supérieures à 100 MeV. Image NASA.

produire des photons gamma de haute énergie par effet inverse Compton. Une partie de la composante gamma de l'émission des SNR est vraisemblablement due à la création de  $\pi^0$  par interaction de hadrons accélérés par le reste de supernova avec des nuages de gaz environnants.

Les **pulsars** sont en fait des étoiles à neutrons dont le rayonnement nous parvient de manière périodique. Pendant leur effondrement, ces étoiles tournent de plus en plus vite, du fait de la conservation du moment cinétique. D'autre part, la conservation du flux magnétique ( $\propto Br^2$ ) fait qu'elles sont fortement magnétisées.

Il existe des pulsars qui émettent en radio, optique, X et gamma. C'est le cas pour le pulsar du Crabe. D'autres comme Geminga émettent peu en X, pas du tout en radio et optique et beaucoup en gamma.

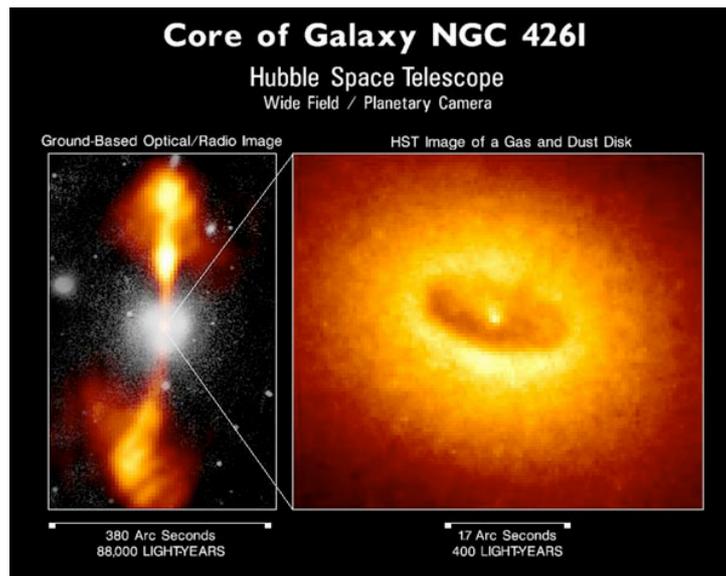
Les trous noirs de masse stellaire situés dans notre galaxie peuvent être associés à une étoile pour former un *système binaire*. Si la matière de l'étoile est attirée par le trou noir, il se forme un disque d'accrétion et deux jets de plasma sont produits de part et d'autre du disque, alignés avec son axe de rotation. Les jets émettent dans le domaine radio, mais le disque peut produire des photons X et  $\gamma$ . C'est ce que l'on appelle un **microquasar**.

Enfin, les photons du **fond diffus galactique** sont produits par l'interaction du rayonnement cosmique avec le milieu galactique [27]. Lorsque les protons interagissent avec le gaz interstellaire, ils produisent des pions neutres qui donnent des photons gamma. Des photons peuvent aussi être produits par rayonnement de freinage ou passer dans le domaine gamma par diffusion inverse Compton.

Sur l'image de la figure 1.8, les régions centrales de la galaxie se situent au centre du graphique. On remarque bien l'émission galactique puisqu'elle suit l'axe horizontal correspondant au plan de la galaxie.

### 1.3.2 Sources gamma extragalactiques

Quelques pourcents des galaxies présentent une activité importante. Cette activité se traduit par une émission intense en gamma, radio et visible. C'est un trou noir qui est à l'origine des AGN (*Active Galactic Nuclei*), les **noyaux actifs de galaxies**. Ce trou noir, d'environ  $10^6$ - $10^{10}$  masses solaires, accrète la matière environnante en un disque qui produit un rayonnement du



**Fig. 1.9:** Le noyau de la galaxie NGC 4261. À gauche, la galaxie vue en optique et en radio. Les jets sont bien visibles. À droite, le tore de poussière vu par le télescope spatial Hubble. Image NASA STScI.

domaine optique au domaine X dans une petite région d'environ  $0.01 \text{ pc}$ <sup>11</sup> autour du trou noir. Le disque d'accrétion, d'une taille approximative de  $0.1 \text{ pc}$  est entouré d'un tore de poussière de  $10^2\text{-}10^3 \text{ pc}$  qui est plus froid et qui émet en infrarouge. Autour de cet ensemble gravitent des nuages de matière ionisée qui émettent dans le domaine visible.

Certains AGN possèdent des jets relativistes le long de leur axe de rotation. C'est le cas de la galaxie NGC 4261 (cf. Fig. 1.9). Les jets émettent principalement dans le domaine radio mais on a observé de brusques séquences d'émission<sup>12</sup> en optique, X et  $\gamma$ .

Selon l'angle sous lequel on observe les AGN et selon l'intensité de l'émission radio, ils reçoivent des noms différents. Par exemple, les blazars sont des AGN avec une émission radio forte et un jet dirigé vers la Terre. Ce sont des objets variables avec une émission gamma très intense.

Au même titre que les AGN, les **sursauts gamma** font parties des sources gamma extragalactiques. Ils seront vus en détails au chapitre 2.

L'image de la figure 1.8, met en évidence l'existence d'un **fond diffus extragalactique** (régions en bleu). L'émission gamma extragalactique est isotrope. Mesuré par EGRET [28], le spectre a montré une ressemblance avec le spectre des blazars jusqu'à une énergie de  $10 \text{ GeV}$ . Il est donc possible que le fond diffus extragalactique soit, au moins en partie, dû à la superposition de blazars qui n'auraient pas été résolus.

## 1.4 Détection

Le but d'un détecteur est de créer un courant électrique au passage d'une particule. Ce courant électrique peut ensuite être traité, et analysé. Lorsque cette particule est neutre électriquement, comme un photon, la détection n'est pas possible directement. Il faut utiliser un matériau dans lequel le photon interagit pour donner une particule chargée.

<sup>11</sup>  $1 \text{ pc}$  (parsec) = 3.26 années lumière.

<sup>12</sup>Le terme anglais approprié est *flare*.

Ce matériau est une sorte de révélateur. Il en existe différents types. Cela peut être du plomb ou un scintillateur dans le cas des détecteurs spatiaux, ou bien encore l'atmosphère terrestre pour les détecteurs au sol.

### 1.4.1 Interactions des photons avec la matière

Les photons peuvent interagir de différentes manières avec la matière<sup>13</sup>.

Ces différents processus sont représentés schématiquement par la figure 1.10. Lorsqu'un photon éjecte un électron du nuage électronique d'un atome, on parle d'effet photoélectrique. L'effet Compton est l'interaction d'un photon avec un électron, mais l'électron est peu ou pas lié. Pendant l'interaction, l'électron est éjecté et le photon est dévié. La production de paire, matérialisation d'un photon en une paire  $e^+e^-$ , ne peut avoir lieu que dans le champ électrique d'un atome ou d'un électron.

Les sections efficaces d'interaction correspondantes aux processus précédemment cités sont données par la figure 1.11, dans le cas du plomb. Jusqu'à environ 100 keV et 300 keV, c'est l'effet photoélectrique qui domine. Entre 300 keV et 30 MeV, c'est l'effet Compton qui devient prépondérant. Enfin, au delà de 30 MeV, les photons donnent majoritairement des paires électron-positron.

### 1.4.2 Observation au sol ou en vol ?

Cette question en appelle une autre, presque équivalente : observation à basse énergie ou à haute énergie ?

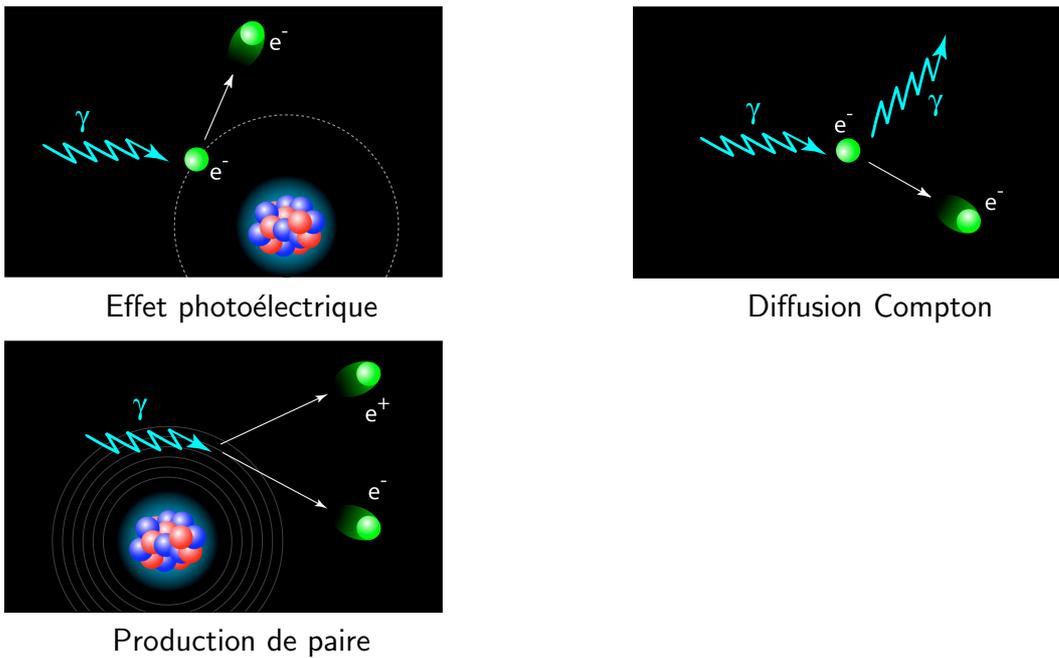
En effet, c'est la gamme d'énergie utile qui distingue vraiment les observations au sol et en orbite. La figure 1.12 de la page 32 montre la courbe d'absorption de l'atmosphère sur l'étendue du spectre électromagnétique. On voit que l'atmosphère laisse passer la lumière visible et les ondes radio. Cela permet d'utiliser des instruments au sol pour ces domaines d'énergie. Dans les domaines IR (infrarouge), UV (ultraviolet) et X, et si on veut observer directement des photons  $\gamma$ , il est nécessaire de faire des observations depuis des satellites.

Les détecteurs en orbites permettent surtout d'étudier les photons gamma de basse énergie (typiquement en dessous de 300 GeV). Aux énergies plus hautes, on peut détecter les gerbes de particules ( $e^-$  et  $e^+$ ) que les photons créent dans la haute atmosphère. Ces électrons et positrons vont à des vitesses supérieures à celle de la lumière dans l'air, si bien que des photons visibles sont émis par effet Čerenkov. Les détecteurs au sol travaillent plus dans le domaine des hautes énergies, typiquement supérieures à quelques dizaines de GeV.

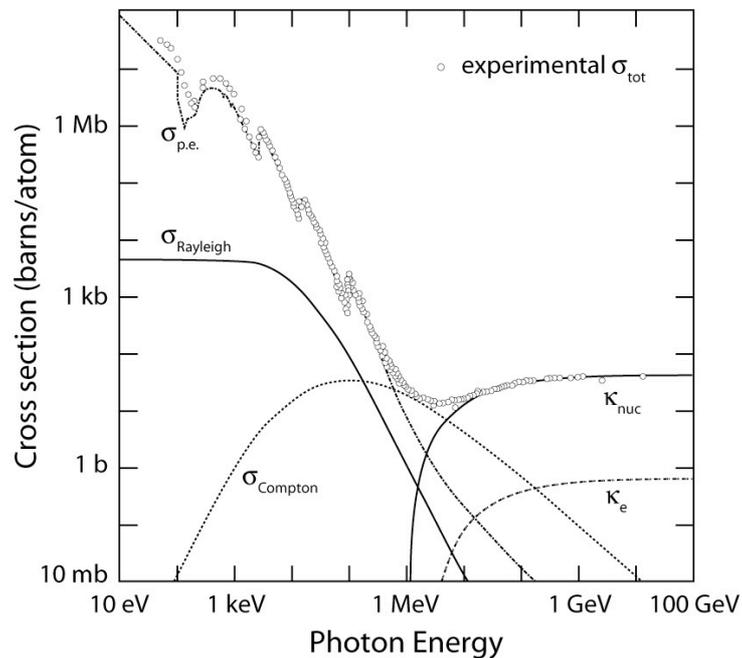
Un autre facteur est à prendre en compte : le flux des photons gamma décroît rapidement quand l'énergie augmente. Dans l'espace, où l'on a accès aux plus basses énergies, on a des flux plus importants, mais les détecteurs sont plus petits et plus coûteux<sup>14</sup>. Au sol, on peut détecter des photons plus énergétiques, mais les flux sont faibles et les détecteurs doivent être plus grands. Ils sont aussi moins coûteux.

<sup>13</sup>Nous ne parlerons pas ici de la diffusion Rayleigh qui est un processus de diffusion du photon par le nuage électronique d'un atome : aucune particule chargée n'est créée. Cette interaction n'intervient donc jamais pour la détection des photons

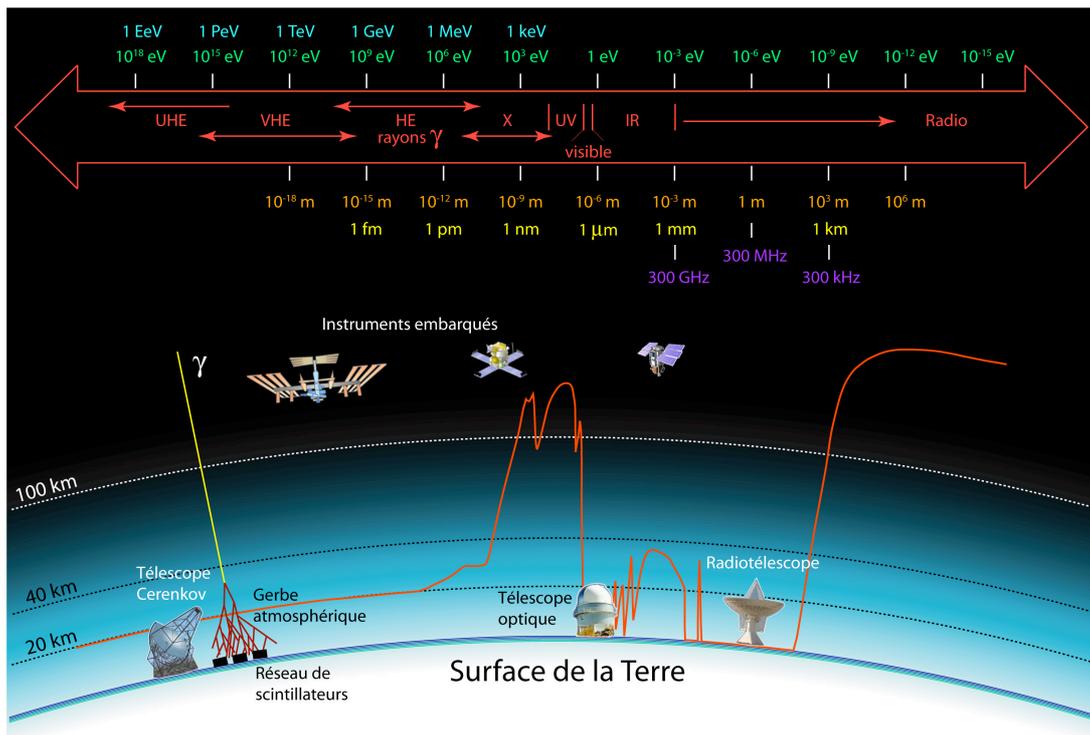
<sup>14</sup>Le lancement d'une fusée Delta-2 coûtait environ 55 millions de dollars en 2002 [30]. Le coût du lancement de la navette spatiale s'élève à plus de 300 millions de dollars. Cette valeur datant d'avant l'accident de *Columbia*, il est fort probable qu'elle ait encore augmenté.



**Fig. 1.10:** Les modes d'interactions des photons gamma avec la matière. Images J. Bolmont.



**Fig. 1.11:** Sections efficaces d'interaction des photons dans le plomb. Les points expérimentaux sont aussi représentés.  $\sigma_{p.e.}$  : section efficace pour l'effet photoélectrique.  $\sigma_{Rayleigh}$  : section efficace pour la diffusion Rayleigh.  $\sigma_{Compton}$  : section efficace pour la diffusion Compton.  $\kappa_{nuc}$  : section efficace pour la création de paire dans le champ électrique d'un noyau.  $\kappa_e$  : section efficace pour la création de paire dans le champ électrique d'un électron. D'après [29].



**Fig. 1.12:** Le spectre électromagnétique. Les différents moyens d'observations sont représentés. C'est l'absorption de l'atmosphère (courbe en rouge) qui détermine l'utilisation de détecteurs au sol ou embarqués sur satellites. L'énergie augmente de la droite vers la gauche. Image J. Bolmont.

### 1.4.3 Techniques d'observation au sol

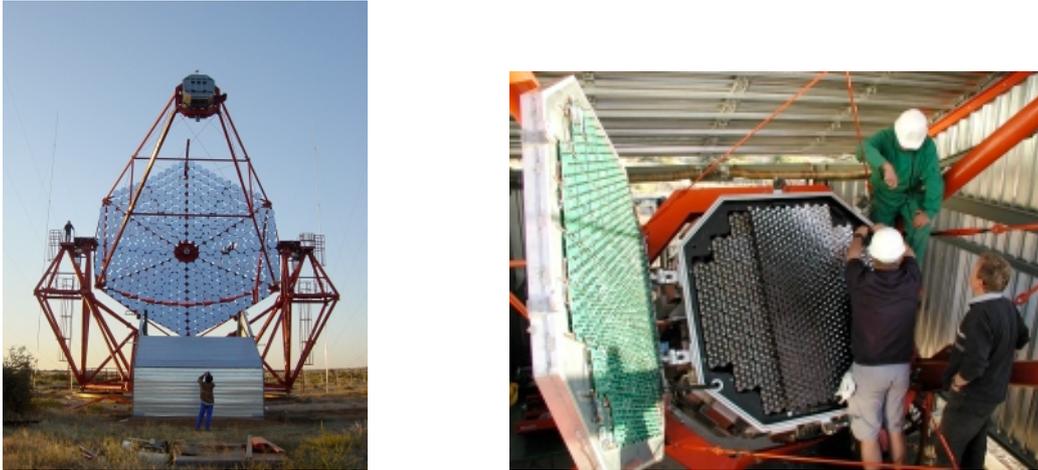
Les détecteurs au sol peuvent être groupés en trois familles : les détecteurs à effet Čerenkov atmosphérique, les instruments au sol qui détectent directement les particules des gerbes et les détecteurs à fluorescence.

#### Détecteurs à effet Čerenkov atmosphérique

Les détecteurs à effet Čerenkov atmosphérique sont conçus pour détecter la lumière Čerenkov produite par les particules des cascades électromagnétiques engendrées par les photons dans l'atmosphère.

Pour que les photons puissent initier une gerbe de particules, que ces particules puissent créer des photons par effet Čerenkov, et que les photons Čerenkov puissent être détectés au sol, plusieurs conditions doivent être remplies. Il faut d'abord que le photon en pénétrant dans la haute atmosphère crée une paire  $e^+e^-$ . Ceci se produit si le photon a une énergie supérieure à environ 2-3 MeV. Le deuxième facteur à prendre en compte est le seuil Čerenkov des électrons, l'énergie en dessous de laquelle les électrons ne peuvent produire de lumière. Pour les électrons, ce seuil se situe à environ 20 MeV au niveau de la mer et à environ 100 MeV à 20 km d'altitude. Pour que les photons Čerenkov puissent être détectés au sol, il faut qu'ils soient suffisamment nombreux. Autrement dit, il faut que les électrons et positrons créés à la première interaction du photon dans l'atmosphère aient une énergie suffisante<sup>15</sup> pour que la

<sup>15</sup>Il faut que leur énergie soit supérieure au seuil du rayonnement de freinage.



**Fig. 1.13:** Un des quatre télescopes de l'expérience HESS. Chaque réflecteur est constitué de 382 miroirs sphériques de 60 cm de diamètres. L'image de droite montre une caméra et ses 960 photomultiplicateurs. D'après [31].



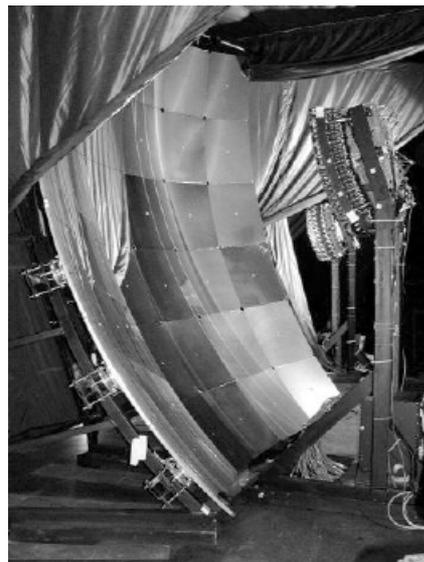
**Fig. 1.14:** Le détecteur CELESTE, sur le site de l'ancienne centrale solaire THEMIS dans les Pyrénées Orientales. Les miroirs visibles sur la photo renvoient la lumière des Čerenkov des gerbes vers la tour située à droite. Image EDF. À droite, dans la tour, les miroirs secondaires et en bas, les photomultiplicateurs. Un photomultiplicateur voit un miroir. Image R. Britto.

gerbe se forme et se propage. Un photon de 1 TeV donne environ 100 photons par  $m^2$  au sol.

Il faut encore ajouter une autre condition, que nous avons déjà évoquée dans la section précédente. Dans le domaine des hautes énergies, les flux de gamma sont faibles. Il faut donc des surfaces de collecte importantes. C'est donc un instrument capable de détecter de très faibles quantités de photons Čerenkov qui aura la meilleure sensibilité et donc qui sera le plus performant. C'est pour cette raison que les détecteurs aux sols ont des surface de collectes importantes.

Deux types d'appareils sont conçus pour collecter la lumière Čerenkov des gerbes atmosphériques : les imageurs et les échantillonneurs.

Les **imageurs** consistent en un ou plusieurs réflecteurs focalisant la lumière vers une caméra. La plupart des expériences actuelles ont des réflecteurs qui sont composés de miroirs sphériques disposés eux-mêmes sur une calotte sphérique selon la géométrie dite de "Davies-Cotton" [32]. Cette géométrie optimise les performances du miroir en réduisant les aberrations géométriques



**Fig. 1.15:** Un des 1600 détecteurs d'Auger installé dans la Pampa Argentine. Il s'agit en fait d'une cuve contenant 12 t d'eau et équipée de trois photomultiplicateurs. L'image de droite montre un télescope à fluorescence. D'après [33].

même si les photons n'arrivent pas dans l'axe.

La figure 1.13 à la page précédente montre un des quatre télescopes de l'expérience HESS ainsi qu'une caméra. Chaque télescope est équipé de 382 miroirs de 60 cm de diamètre. Chaque caméra de HESS compte 960 photomultiplicateurs. Ces caméras prennent plusieurs images d'une même gerbe de points de vue différents pour pouvoir reconstruire sa forme et sa direction en trois dimensions. C'est le principe de la stéréoscopie.

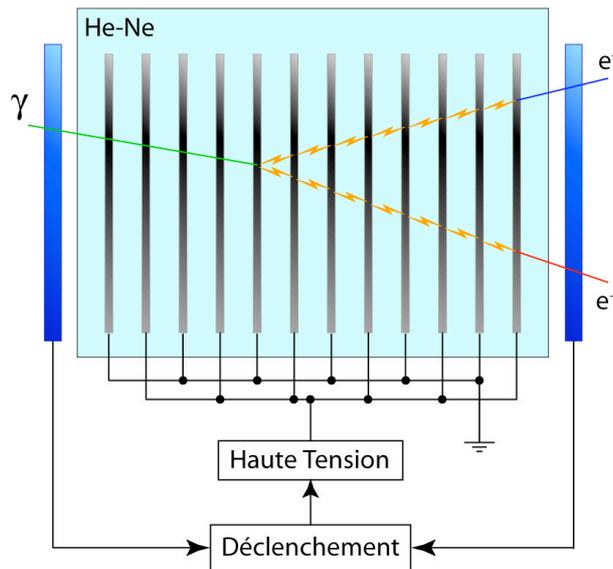
Les **échantillonneurs** disposent de nombreux réflecteurs plans qui renvoient la lumière Čerenkov chacun vers un photomultiplicateur. La figure 1.14 montre l'échantillonneur CELESTE et l'optique secondaire placée dans la tour. Chaque photomultiplicateur voit un miroir. La différence avec les imageurs vient du fait qu'ici, on échantillonne la tache laissée au sol par les photons Čerenkov.

### Autres détecteurs au sol

Les photons gamma de très haute énergie créent des gerbes qui peuvent descendre jusqu'à la surface de la Terre. On peut détecter directement les  $e^+$ ,  $e^-$  en plaçant un détecteur au sol. Cette détection est plus favorable à haute altitude car le sol est plus proche de la gerbe et les flux sont plus importants. C'est le principe de fonctionnement des expériences Tibet et Milagro, dont le seuil est de 1 TeV.

Pour les très hautes énergies, typiquement supérieures à  $10^{19}$  eV, on utilise aussi la fluorescence de l'azote présent dans l'air. Les particules de haute énergie excitent les atomes d'azote qui émettent à leur tour de la lumière en se désexcitant. Cette lumière peut alors être collectée par des télescopes de type imageur, appelés télescopes à fluorescence.

L'observatoire de rayons cosmiques Pierre Auger [34], actuellement en cours de construction, occupera deux sites géographiques différents. Chaque site sera équipé de 1600 détecteurs de particules couvrant une surface d'environ  $3000 \text{ km}^2$  et de 4 télescopes à fluorescence (cf. Fig 1.15). Chaque détecteur au sol est constitué d'une cuve de 12 t d'eau dans laquelle



**Fig. 1.16:** Principe de fonctionnement d'une chambre à étincelles. Le photon peut se convertir en paire  $e^+e^-$  dans une des plaques métalliques. Lorsque la haute tension est appliquée, des étincelles se forment le long de la trajectoire de l'électron et du positron. Image J. Bolmont.

les particules peuvent produire de l'effet Čerenkov. Chaque cuve est équipée de trois photomultiplicateurs.

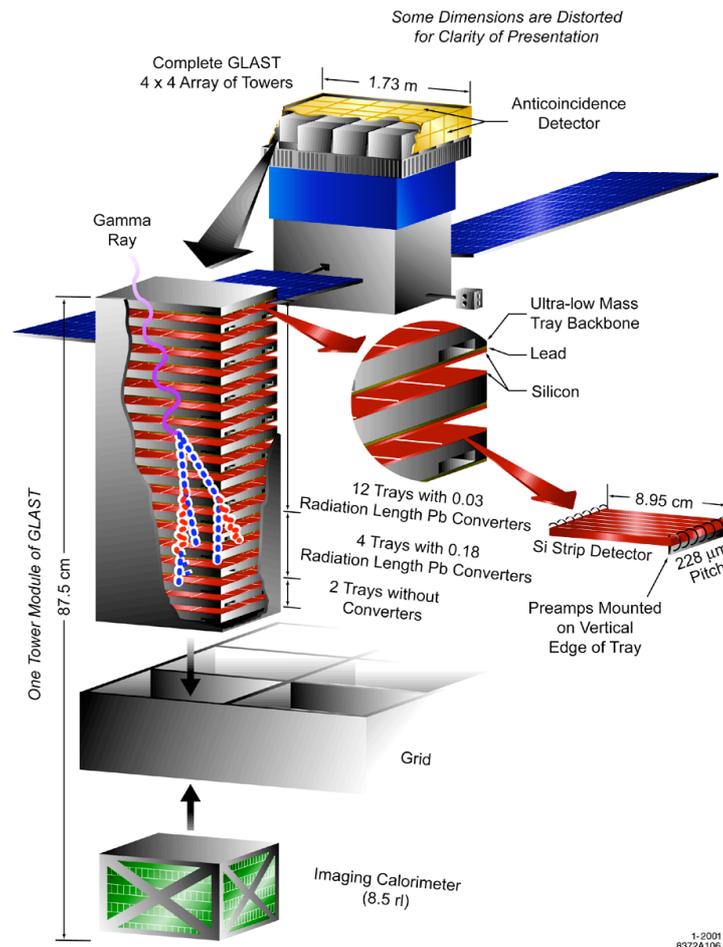
#### 1.4.4 Techniques d'observation en vol

Il existe différents types de détecteurs gamma embarqués sur satellite. Selon l'énergie que l'on veut étudier, on tire profit des différentes interactions possibles des photons dans la matière (cf. section 1.4.1). Entre 100 keV et 300 keV, quand l'effet photo-électrique est dominant, on utilise de préférence des *compteurs à scintillation*. Entre 300 keV et 30 MeV, on utilise un *télescope Compton*. Au dessus de 30 MeV, c'est la création de paire qui domine, et on utilise un *calorimètre* (pour mesurer l'énergie), un *trajectomètre* ou une *chambre à étincelles* (pour mesurer la direction). Généralement, un satellite embarque plusieurs instruments de types différents, pour avoir de bonnes performances sur un domaine d'énergie étendu.

Comme nous le verrons dans la partie II, AMS-02, après son lancement en 2008, sera capable de détecter des photons entre 1 GeV et 300 GeV. Pour cela, il disposera d'un trajectomètre et d'un calorimètre électromagnétique. Ces instruments seront décrits en détail au chapitre 5.

Au chapitre 4, nous verrons que l'instrument gamma d'HETE-2 (FREGATE) compte quatre modules avec un scintillateur NaI(Tl) et un photomultiplicateur chacun. Sa gamme d'énergie va de 6 keV à 400 keV.

Les **chambres à étincelles** (cf. Fig. 1.16) ne sont plus utilisées de nos jours mais elles ont équipés beaucoup d'instruments gamma ayant permis de grandes avancées comme EGRET ou COS-B. Conçues dans les années 60, les chambres à étincelles sont constituées de plans conducteurs parallèles séparés par des espaces remplis d'un gaz noble (hélium et néon principalement). Les plaques métalliques sont reliées alternativement à la masse et à une source de haute tension. Cette alimentation est déclenchée quelques dizaines de nanosecondes après le passage de la particule, à l'aide des signaux de deux scintillateurs disposés de part et d'autre de la chambre.



**Fig. 1.17:** GLAST : vue éclatée du LAT montrant l'assemblage d'un module du trajectomètre et d'un module du calorimètre. Cet assemblage de base est répété huit fois pour constituer l'ensemble du détecteur. D'après [35].

Une chambre à étincelles permet de détecter le passage de particules chargées si bien que dans le cas des photons, on cherche d'abord à provoquer la conversion en paire  $e^+e^-$ . En traversant la chambre, l'électron ionise le gaz le long de sa trajectoire. Lorsque l'alimentation haute tension est déclenchée, des décharges électriques se forment et leurs positions renseignent sur la trajectoire de l'électron. Pour COS-B, la résolution angulaire était d'environ un degré au dessus de 300 MeV.

Pour finir ce chapitre, nous allons donner l'exemple de GLAST [24] et décrire ses différents instruments.

GLAST (*Gamma Ray Large Area Space Telescope*), qui est actuellement en cours de construction et dont le lancement est prévu en 2007, comportera deux instruments : le LAT (*Large Area Telescope*) et le GBM (*Gamma Burst Monitor*).

Le LAT est constitué d'un trajectomètre de précision et d'un calorimètre. Le trajectomètre est construit à partir de huit modules identiques. Chaque module possède dix-huit plans de détection avec pour chaque plan, dix-neuf assemblages de plomb et de détecteurs au Silicium. Le plomb est utilisé pour favoriser la création de paire et le développement des gerbes

électromagnétiques<sup>16</sup>. Les détecteurs Si peuvent déterminer le point de passage des  $e^+$  et  $e^-$ .

Le calorimètre du LAT est constitué d'un empilement de barres de CsI(Tl) disposées dans deux directions, pour pouvoir reconstruire la direction de la gerbe électromagnétique en trois dimensions. Le LAT est couvert par un détecteur d'anticoïncidence, qui permet de donner un veto pour toutes les particules chargées.

Le LAT permettra l'étude des photons sur un intervalle d'énergie très étendu (de 20 MeV à 1 TeV) et il bénéficiera d'un grand champ de vue ( $> 2$  sr).

Le GBM a été conçu pour observer les sursauts gamma (cf. Chap. 2). Il a donc un maximum de sensibilité pour des énergies autour de quelques centaines de keV, et un grand champ de vue (il verra toute la partie du ciel non occultée par la Terre). Il est constitué de douze détecteurs à scintillation (NaI) équipés d'un photomultiplicateur chacun et de deux détecteurs BGO (germanate de bismuth) avec deux photomultiplicateurs chacun. Les détecteurs BGO permettront de couvrir la gamme d'énergie entre 150 keV et 30 MeV et les NaI seront sensibles aux photons entre quelques keV et 1 MeV.

---

<sup>16</sup>Autrement dit, le plomb est choisi parce que sa longueur de radiation est faible : 56 mm.



# Chapitre 2

---

## Sursauts gamma : état actuel des connaissances

### 2.1 Introduction

Les sursauts gamma (GRB de l'anglais *Gamma Ray Burst*) sont des bouffées, des flashes de photons gamma d'énergies comprises entre quelques keV et quelques dizaines de GeV. La plupart est suivie d'une émission retardée (en anglais *afterglow*) dans les domaines X, visible, IR et radio. Ils se produisent uniformément sur la voûte céleste à un rythme d'environ un ou deux par jour.

Nous savons maintenant que les sursauts sont les événements explosifs les plus violents, juste après le Big Bang. Ils libèrent une énergie d'environ  $10^{51}$  ergs<sup>1</sup> en quelques secondes. Au moment où l'émission d'un sursaut nous parvient, elle est tellement intense qu'elle domine tout le ciel gamma : elle est plus brillante que toutes les autres sources combinées. C'est ce qui permet de détecter les GRB avec des instruments à grand champ de vue.

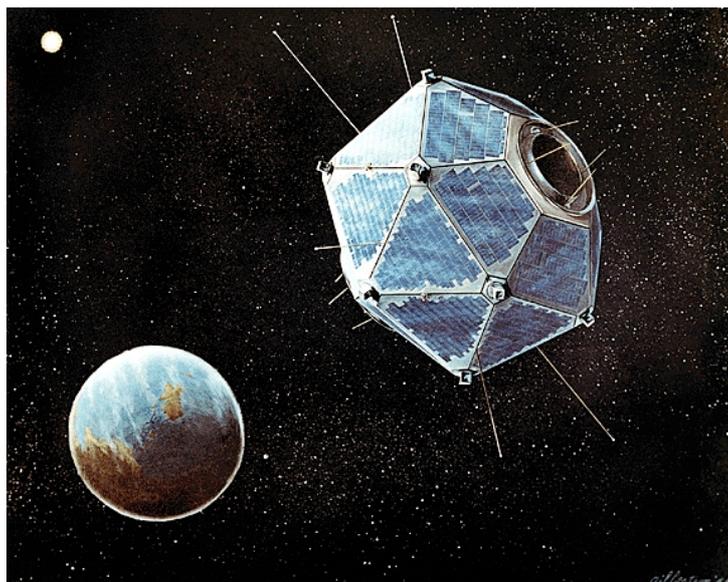
Depuis 1997, année où le premier redshift<sup>2</sup> de la galaxie hôte d'un sursaut a pu être déterminé, on sait que les sursauts sont à des distances cosmologiques. L'origine des sursauts gamma est longtemps restée mystérieuse. C'est seulement à partir de 2003 qu'il a été possible de relier les sursauts longs avec un certain type de supernovae.

Dans ce chapitre, nous allons revenir sur l'historique des découvertes concernant les sursauts et nous décrirons leurs caractéristiques principales. Pour finir, nous exposerons brièvement deux modèles théoriques : le modèle des chocs internes-externes et le modèle des *canonballs*.

---

<sup>1</sup>Pour les astroparticules, les énergies importantes sont souvent exprimées en ergs.  $1 \text{ erg} = 10^{-7} \text{ J} = 0.62 \text{ TeV}$ .

<sup>2</sup>Le *redshift* est le décalage vers le rouge des raies spectrales des objets lointains, du fait de l'expansion de l'Univers. Il est noté par la lettre  $z$ .  $z = 2$  correspond à une distance d'environ  $10^{10}$  a.l. et  $z = 5$  correspond à environ  $12 \times 10^9$  a.l..



**Fig. 2.1:** Vue d'artiste du satellite Vela-5B. Image Los Alamos National Laboratory.

## 2.2 Historique

### 2.2.1 Les découvertes fortuites

Dans un premier temps, les expériences qui collectent des données sur les sursauts gamma ne sont pas faites dans ce but. Les premières observations des sursauts sont donc fortuites.

Les sursauts gamma ont été découverts par hasard en 1967 par un satellite de la série Vela (cf. Fig. 2.1). Les satellites Vela, équipés de détecteurs X, gamma et neutrons étaient chargés de surveiller l'application du traité d'interdiction des essais d'armes nucléaires dans l'atmosphère et en dehors, y compris sur la Lune. Ils étaient donc conçus pour détecter des photons d'origine artificielle et pour donner la localisation des essais nucléaires par triangulation.

Or, le 2 juillet 1967, les photons gamma viennent du ciel et sont d'origine naturelle. Du fait du caractère très confidentiel des satellites Vela, c'est en 1973 que la découverte du premier sursaut est rendue publique [36].

La découverte de Vela, une fois rendue publique, est rapidement confirmée par d'autres expériences. On remarque *a posteriori* la présence d'un sursaut dans les données d'OGO-1 (1964-1969). Les séries de satellites OSO (huit satellite de 1962 à 1978) et OGO [37], ainsi que COSMOS-461 (1971), IMP-7 (1972) [38], PROGNOZ-2 (1972) et RADSAT (1972) découvrent une quinzaine de sursauts dont certains sont vus simultanément par plusieurs satellites.

### 2.2.2 Les observations systématiques

#### L'avant BATSE

Dans la deuxième partie des années 70, on est convaincu de l'existence d'un phénomène nouveau et on commence à installer des instruments dédiés à l'étude des sursauts sur différentes missions spatiales.



**Fig. 2.2:** L'un des huit modules de BATSE. Image NASA.

Helios-2, lancé en 1976, est le premier satellite prévu pour étudier le profil temporel des GRB [39]. Il trouve des similitudes dans les structures fines des courbes de lumière de différents sursauts. Lancé en 1976, Solrad 11 [40] fait des observations simultanées de huit sursauts avec au moins un satellite Vela et de quatre sursauts avec Helios-2.

À partir de 1978, les sondes Pioneer, qui embarquent un détecteur gamma (le *Orbiter Gamma Burst Monitor*) [41], ont pour but de déterminer avec précision la direction des sursauts. Pour la première fois, on utilise plusieurs expériences (Pioneer, Helios-2, ISEE-3 et Venera-11 et 12) simultanément pour déterminer la position des sursauts par une méthode de triangulation. C'est la naissance de l'*Interplanetary Network* (IPN).

Dans les années 80, on commence à recueillir les données des sursauts pour constituer des catalogues. En 1981, Mazets et ses collaborateurs rassemblent les sursauts observés par KONUS [42]. Un peu plus tard, en 1987, Atteia *et al.* constituent un catalogue à l'aide des observations de l'IPN [43]. Dès lors, on observe déjà la répartition isotrope des sursauts dans le ciel.

Lancées en 1978, les sondes Venera-11 et 12 voyagent à destination de Vénus séparées de 0.02 unités astronomiques. C'est la première fois qu'on utilise deux détecteurs identiques, séparés d'une telle distance pour observer les sursauts. À cette époque, on pense que les sursauts sont d'origine galactique et les estimations des énergies mises en jeu sont d'environ  $10^{40}$ - $10^{41}$  ergs.

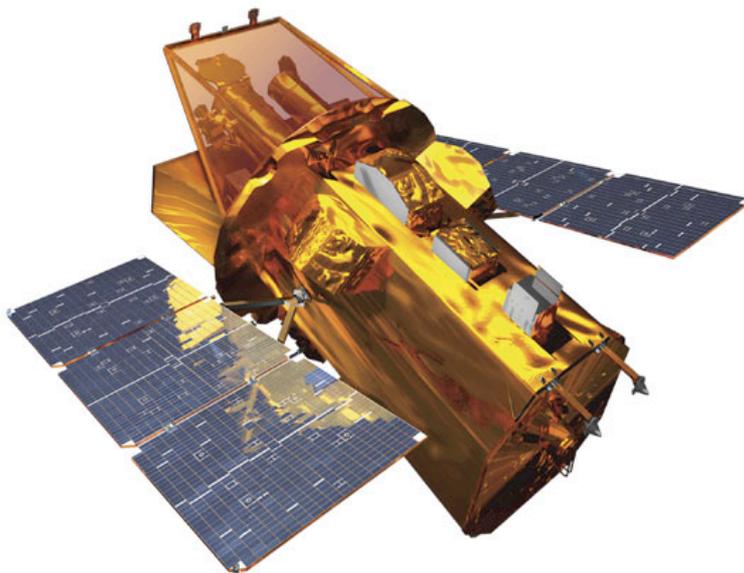
Toujours en 1978, Prognoz-7, en triangulation avec Venera-11 et 12, détecte 30 sursauts.

Venera-13 et 14, lancées en 1981, détectent 44 sursauts au rythme d'un tous les trois jours.

Entre 1981 et 1991, de nombreuses expériences se succèdent. Citons par exemple PHEBUS, expérience embarquée à bord du satellite russe GRANAT qui permet de constituer un catalogue de 66 sursauts [44], et ULYSSES, lancée en 1990, qui est toujours en état de fonctionnement et qui fait partie du réseau de localisation actuel (IPN3, cf. section 2.2.4).

## BATSE

Lancé en 1991, CGRO (*Compton Gamma-Ray Observatory*) embarque un instrument d'une importance capitale de par la quantité de connaissances qu'il a permis d'apporter à propos des



**Fig. 2.3:** Le satellite SWIFT. Image NASA E/PO.

GRB : BATSE. BATSE [45] est constitué de huit modules identiques de détecteurs NaI qui permettent de couvrir le ciel entier entre 20 keV et 10 MeV (cf. Fig. 2.2, page précédente). Chaque module se compose d'un détecteur grand champ d'une surface de 2000 cm<sup>2</sup>, optimisé pour la sensibilité et la réponse directionnelle et d'un spectrographe optimisé pour sa bande en énergie et sa résolution. La grande sensibilité de BATSE<sup>3</sup> a fait qu'il a détecté environ un sursaut par jour pendant les neuf ans de son fonctionnement en orbite, soit 2704 au total.

BATSE permet de confirmer la répartition isotrope des sursauts dans le ciel avec une très bonne statistique. Par là même, on fait un pas vers le fait que les sursauts sont situés à des distances cosmologiques, et non pas dans la galaxie. On remarque aussi qu'il existe des sursauts courts et des sursauts longs, et que leurs courbes de lumières ont des aspects très variables.

## BeppoSAX

Le satellite BeppoSAX [46], lancé en avril 1996, est équipé de deux caméras X à grand champ (les WFC, *Wide Field Camera*) et de quatre instruments à champ réduit (les NFI, *Narrow Field Instruments*).

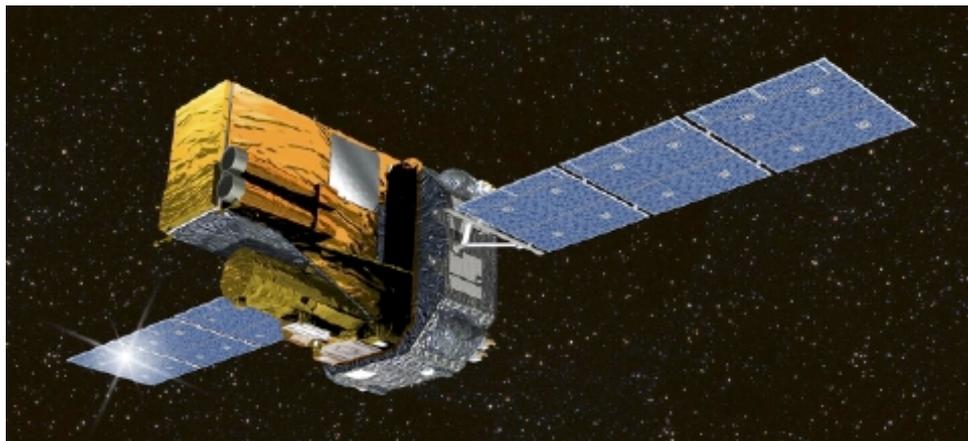
Chaque WFC a un champ de vue de 20° x 20°, une gamme d'énergie allant de 2 keV à 28 keV et une surface effective de 140 cm<sup>2</sup>. Équipées chacune d'un masque codé et d'un compteur proportionnel, les WFC permettent de localiser les sources à environ 1' près<sup>4</sup>.

Les NFI sont constitués de quatre télescopes X sensibles entre 0.1 keV et 10 keV et de deux instruments sensibles dans les gammes d'énergies 4-120 keV et 15-300 keV. À l'aide des instruments X, BeppoSAX dispose d'une bonne capacité de localisation qui fait défaut à BATSE<sup>5</sup> : les NFI ont une résolution angulaire de 75" à 6 keV.

<sup>3</sup>La sensibilité de BATSE était de 5 à 10 fois plus grande que celle des expériences antérieures.

<sup>4</sup>1' = une arcminute = 1/60 de degré. 1" = une arcseconde = 1/60 d'arcminute.

<sup>5</sup>BATSE ne permet pas de localiser un sursaut à mieux que 5° près et l'optimisation possible à l'aide de l'IPN est beaucoup trop lente (de un jour à quelques semaines) pour permettre l'observation d'une contrepartie optique.



**Fig. 2.4:** Vue d'artiste du satellite INTEGRAL. Image ESA.

En résumé, BeppoSAX a trois avantages importants pour l'observation des sursauts :

- il est sensible sur une large gamme d'énergie (0.1 keV à 300 keV) ;
- après la détection en gamma, BeppoSAX peut être orienté vers la source pour une détection éventuelle d'une émission en X. Cette opération prend de 6 à 8 heures à partir du déclenchement ;
- il dispose d'une bonne précision de localisation.

De fait, c'est BeppoSAX qui observe pour la première fois en 1997 l'afterglow d'un sursaut en X. Dès lors que cette émission retardée est identifiée, il est possible de déterminer la distance de la galaxie hôte, soit en étudiant les raies d'absorption visible de l'afterglow, soit en mesurant le spectre visible de la galaxie elle-même si elle est identifiée.

BeppoSAX a ainsi permis de confirmer la nature cosmologique des GRB.

### 2.2.3 Détecteurs actuels

Trois détecteurs gamma spatiaux sont en cours d'opération actuellement : HETE-2, SWIFT et INTEGRAL.

Nous décrivons HETE-2 en détail au chapitre 4.

SWIFT [47] (cf. Fig. 2.3) a été lancé en novembre 2004. Il est conçu pour transmettre au sol une localisation précise (1' à 4') dans un temps réduit (environ 15 s).

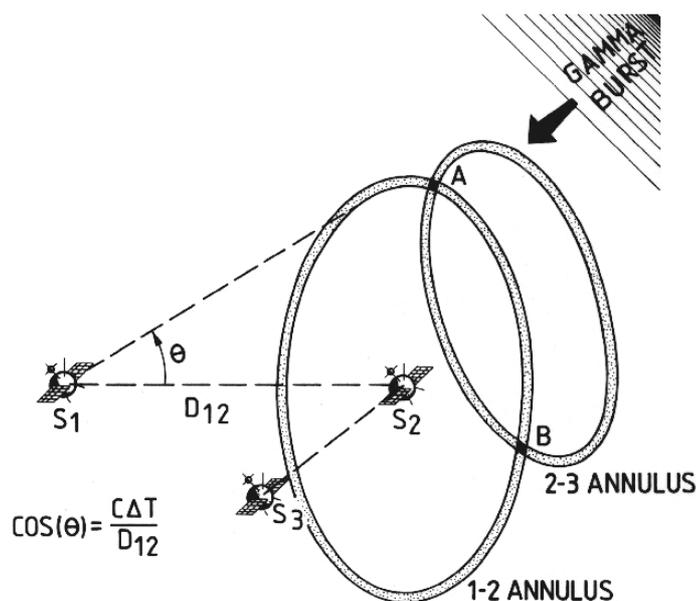
SWIFT dispose de trois instruments complémentaires :

- le *Burst Alert Telescope* (15-150 keV), disposant d'un grand champ de vue (2 sr) ;
- le *X-ray Telescope* (0.3-10 keV), qui permet d'obtenir un spectre de l'afterglow et de mesurer son redshift à partir des raies d'absorption ;
- le *UV/Optical Telescope* (170-650 nm) qui fournit la position des sursauts avec une précision de 0.3" à 5" .

Après la détection initiale en gamma, le satellite peut s'orienter (en 20-75 s) pour pointer ses instruments X/UV/optiques vers la position du sursaut.

SWIFT devrait détecter environ 200 sursauts sur une durée de deux ans. Il en a détecté 105 entre son lancement et décembre 2005, dont 27 ont une mesure de redshift.

INTEGRAL (*INTErnational Gamma-Ray Astrophysics Laboratory*) [48] (cf. Fig. 2.4) est un satellite de l'Agence Spatiale Européenne, lancé le 17 octobre 2002. Il emporte quatre instruments scientifiques permettant les observations simultanées dans plusieurs domaines de



**Fig. 2.5:** Principe de la triangulation par l'IPN. Chaque paire de satellite, comme S1 et S2, donne un anneau des directions d'arrivée possibles. Le centre de cet anneau est défini par le vecteur joignant les deux expériences. Son rayon  $\theta$  dépend de la différence entre les temps d'arrivée divisée par la distance entre les deux détecteurs. Plus les satellites sont éloignés les uns des autres, plus la localisation est précise. D'après [49].

longueur d'onde :

- le spectromètre SPI (20 keV - 8 MeV), qui a une résolution angulaire de  $2^\circ$  et un champ de vue de  $19^\circ$  ;
- l'imageur IBIS, avec une résolution de  $12'$  entre 15 keV et 10 MeV ;
- les détecteurs X JEM-X sensibles entre 3 keV et 35 keV et qui ont une résolution angulaire d'une arcminute ;
- une caméra optique CCD avec un champ de  $5^\circ$  sur  $5^\circ$ , sensible jusqu'à une magnitude de 18.

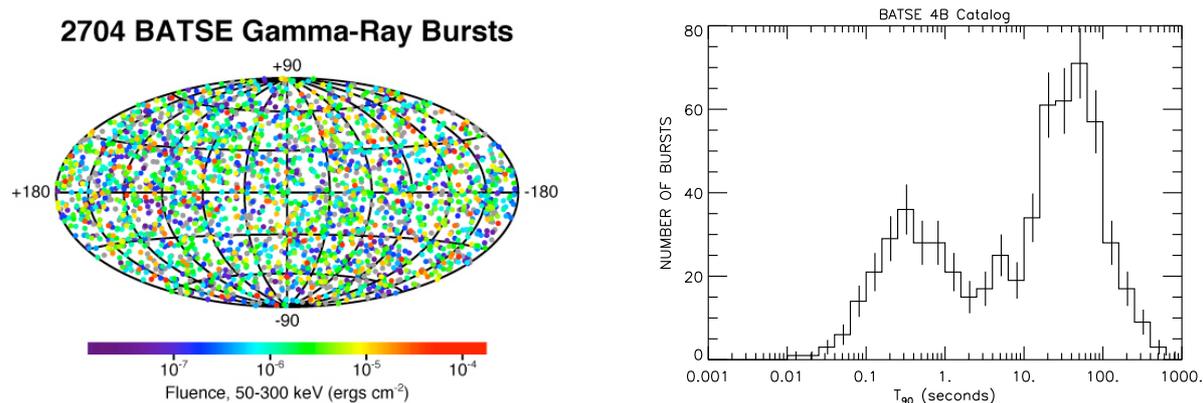
INTEGRAL a pu détecter 31 sursauts entre son lancement et décembre 2005.

## 2.2.4 Un mot sur l'IPN

L'IPN (*Interplanetary Network*) [49] regroupe des satellites susceptibles de détecter des GRB. Si les instruments sont suffisamment éloignés les uns des autres, ils détecteront un sursaut à des moments différents. En comparant les temps d'arrivée des photons dans chaque expérience et en employant une technique de triangulation, il est possible de donner une localisation précise de l'événement (cf. Fig. 2.5). En fait, plus les satellites sont éloignés les uns des autres, plus la localisation est précise. Avec des détecteurs séparés d'une unité astronomique, la précision atteint  $1'$ . Au mieux, la localisation peut-être fournie dans un délai d'un jour, ce qui limite les possibilités d'observer l'afterglow en X et donc de fournir une localisation plus précise.

Le premier IPN a été constitué au milieu des années 70. De nombreuses expériences parmi lesquelles on citera Helios-2, Venera-11 et 12, ainsi que Pioneer en ont fait partie.

Aujourd'hui, le troisième réseau (IPN3) est en activité. Il a été constitué en premier lieu par la sonde ULYSSES, rejointe peu après par CGRO. Aujourd'hui, CGRO n'est plus en activité



**Fig. 2.6:** Répartition des positions (à gauche) et des durées (à droite) des sursauts observés par BATSE. Sur le graphique de gauche, les couleurs correspondent à des fluences différentes. D'après [50].

et le détecteur gamma de ULYSSES est en sommeil pour des raisons d'économie d'énergie. Il pourra toutefois être remis en service. Les expériences SWIFT, HETE-2, INTEGRAL, Mars Odyssey (en orbite autour de Mars), KONUS, RHESSI et MESSENGER (qui se dirige vers Mercure) font actuellement partie de l'IPN3.

L'IPN détecte environ 200 GRB par an. Toutefois, le fait qu'ULYSSES, qui est très loin de la Terre, soit en sommeil, fait diminuer la précision de la localisation à quelques dizaines d'arcminutes.

## 2.3 Caractéristiques principales des GRB

### 2.3.1 Isotropie dans le ciel

La répartition isotrope des sursauts gamma<sup>6</sup> a été vérifiée avec une statistique importante. La figure 2.6 (à gauche) montre la répartition des 2704 sursauts observés par BATSE.

Le fait que la répartition soit uniforme exclut que les sursauts soit d'origine galactique. Dans ce cas, ils auraient été concentrés dans le plan du disque de la galaxie. Toutefois, certains auteurs ont cru qu'ils étaient situés dans le halo sphérique entourant la galaxie jusqu'à ce que la première mesure de redshift contredise cette hypothèse.

### 2.3.2 Durées et duretés

Les GRB sont des phénomènes extrêmement courts par rapport à beaucoup de phénomènes astrophysiques et cosmologiques.

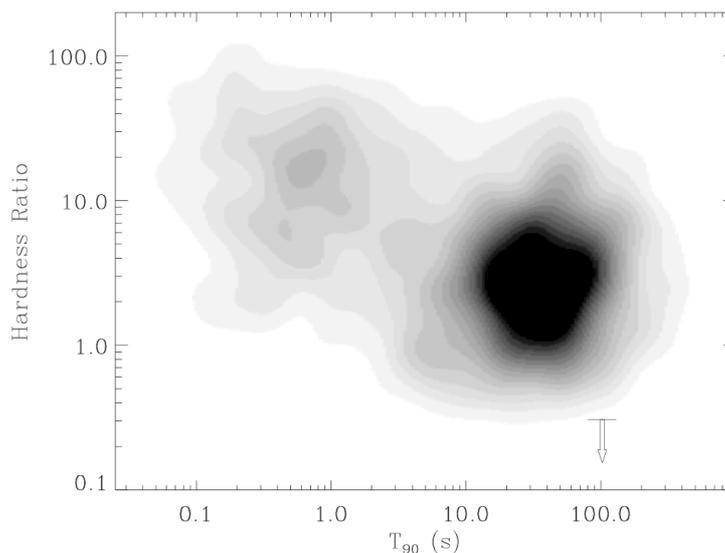
La durée des sursauts est souvent définie expérimentalement comme le temps pendant lequel le sursaut émet 5% à 95% de ses photons<sup>7</sup>. Ce temps est noté  $T_{90}$ .

La figure 2.6 (à droite) montre la distribution des valeurs de  $T_{90}$  pour les sursauts détectés par BATSE. Deux populations apparaissent clairement : l'une regroupe les sursauts dits *courts*. Ceux-ci durent quelques dixièmes de seconde et ils sont souvent difficiles à localiser<sup>8</sup>. L'autre

<sup>6</sup>Ceci est valable aussi bien pour les sursauts courts que pour les sursauts longs.

<sup>7</sup>Si on reçoit 100 photons d'un sursaut, son  $T_{90}$  est le temps qui s'écoule entre l'arrivée du 5<sup>e</sup> photon et celle du 95<sup>e</sup>.

<sup>8</sup>Le plus souvent, l'émission retardée et déjà trop faible lorsque l'on parvient à pointer les instruments X ou visible. En fait, elle est plus faible dès le début.



**Fig. 2.7:** Évolution du rapport de dureté moyen en fonction de la durée des sursauts. D'après [52].

regroupe les sursauts *longs*, qui durent quelques dizaines de secondes. En 1998, Horváth avance l'existence d'un troisième groupe de sursauts avec des durées comprises entre 2 s et 10 s [51].

Le fait que les sursauts courts et les sursauts longs appartiennent à des catégories à part est confirmé par le fait que les sursauts courts ont des spectres plus durs que les sursauts longs (cf. Fig. 2.7). Pour mesurer la dureté d'un spectre, on utilise le rapport entre les nombres de coups obtenus dans des bandes d'énergies différentes. C'est ce qu'on appelle le rapport de dureté ou en anglais *hardness ratio*. Ce rapport est souvent défini de manière à augmenter quand le spectre devient plus dur.

### 2.3.3 Propriétés temporelles

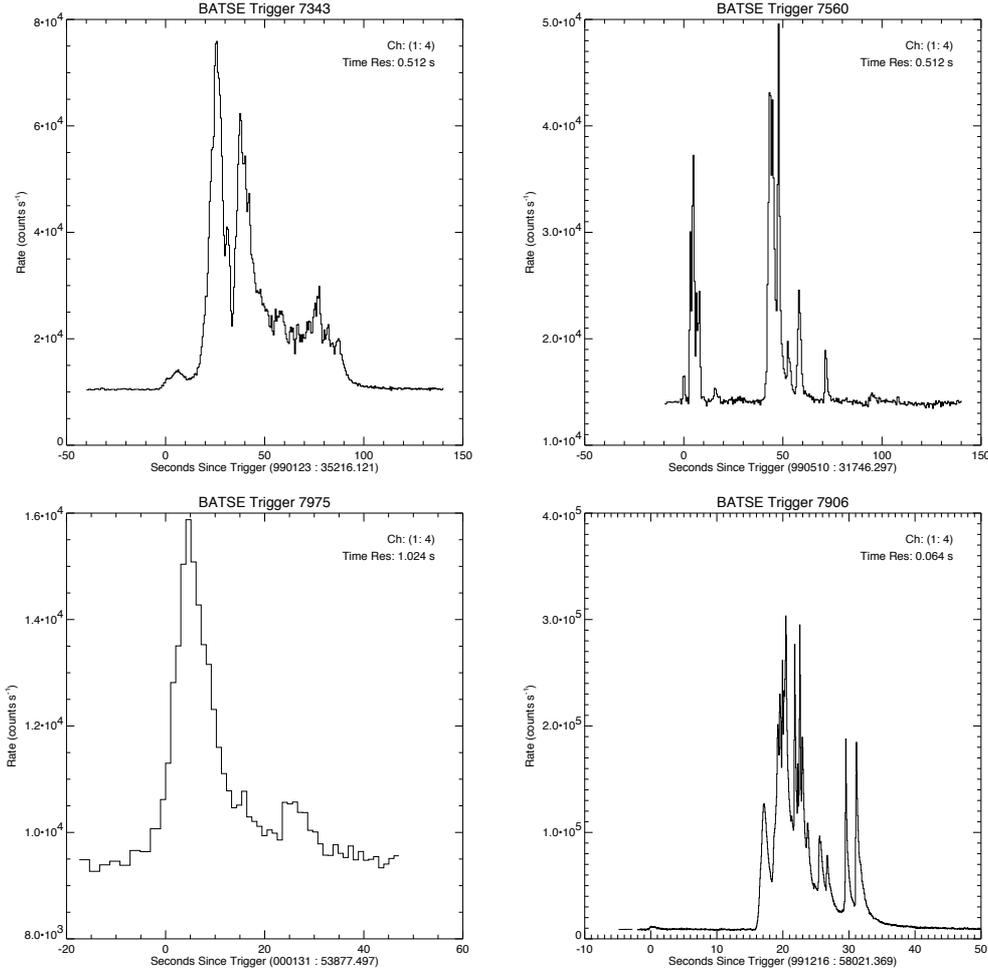
**Courbes de lumières** Si on observe les courbes de lumière des sursauts, c'est-à-dire le nombre de photons qu'ils émettent par unité de temps, on remarque une grande variété de formes. Comme l'illustre la figure 2.8<sup>9</sup>, il existe des courbes avec des pics bien séparés et entre lesquels il n'y a pas de signal (GRB 990510), des courbes avec une croissance rapide et une décroissance exponentielle (FRED pour *Fast Rise Exponential Decay*, GRB 000131), ou encore des courbes avec de nombreuses structures entremêlées.

Une classification des courbes de lumière en fonction de leurs formes est proposée dans [53].

**Caractéristiques** Les courbes de lumière présentent souvent une grande variabilité à petite échelle. Cette variabilité, qui peut être au minimum de l'ordre de la milliseconde, mais qui est plus souvent comprise entre 0.1 s et 1 s, ne peut être due qu'à une accélération importante de la matière du jet. C'est par cette observation que l'on a déduit que le moteur central à l'origine des sursauts devait être un objet compact.

D'autre part, en étudiant de manière systématique les courbes de lumière des sursauts gamma, on a mis au jour diverses relations intéressantes entre luminosité, variabilité et décalages temporels (*time lags*).

<sup>9</sup>Voir aussi la figure 9.1 du chapitre 9.



**Fig. 2.8:** Les courbes de lumière de quelques sursauts observés par BATSE. Dans le sens des aiguilles d'une montre : GRB 990123, GRB 990510, GRB 991216 et GRB 000131. D'après [50].

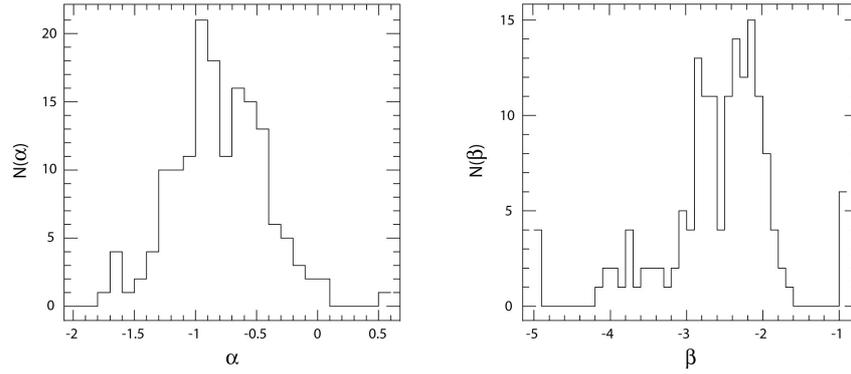
Ainsi, en étudiant une dizaine de sursauts, Reichart et ses collaborateurs [54] ont trouvé que les sursauts les plus variables ont une grande luminosité intrinsèque. Pour mesurer la variabilité  $V$ , les auteurs calculent l'écart entre la courbe de lumière et un lissage de cette même courbe sur un intervalle donné. Le lissage est obtenu en convoluant la courbe de lumière avec une fonction rectangulaire et d'aire égale à un. Ils en déduisent que la luminosité isotropique  $L$ , la luminosité totale du sursaut calculée en faisant l'hypothèse d'une émission isotrope, est telle que :

$$L \sim V^{3.3}. \quad (2.1)$$

En étudiant six sursauts de BATSE, et en mesurant les écarts temporels moyens  $\tau$  entre les pics d'émission dans deux bandes d'énergie différentes (25-50 keV et 100-300 keV), Norris *et al.* [55] ont montré qu'il existe une relation entre  $\tau$  et la luminosité isotropique maximale. En exprimant cette luminosité en unité de  $10^{53}$  erg.s<sup>-1</sup>, ils obtiennent la relation :

$$L_{53} \approx 1.3 \left( \frac{\tau}{0.01 \text{ s}} \right)^{-1.14}. \quad (2.2)$$

Ainsi, plus la luminosité est importante, plus les écarts temporels sont petits.



**Fig. 2.9:** Distributions des exposants  $\alpha$  et  $\beta$  caractérisant le spectre des sursauts d'après le modèle de Band. D'après [58].

Fenimore *et al.* avaient déjà montré auparavant que le pic devient plus large dans les basses énergies [56].

Un autre résultat important de Norris *et al.* est que le maximum du pic d'émission apparaît plus tôt dans les hautes énergies que dans les basses énergies. Ces observations sont importantes pour nous puisque dans la partie III, nous étudierons les variations de  $\tau$  pour douze sursauts observés par HETE-2, dans le cadre d'un modèle de gravitation quantique.

Comme nous venons de le voir, la variabilité et les écarts temporels sont tous deux liés à la luminosité. Schaefer *et al.* [57] vérifient avec 112 sursauts que ces deux grandeurs sont bien corrélées entre-elles :

$$V = 0.0021\tau^{-0.46}. \quad (2.3)$$

### 2.3.4 Spectres

L'étude spectrale menée à l'aide de BATSE a montré une grande homogénéité des caractéristiques des sursauts. Les spectres présentent un maximum autour de quelques centaines de keV et sont bien représentés par le modèle de Band [59]. Dans ce modèle, le spectre est représenté par deux lois de puissance qui se suivent de manière continue au maximum. :

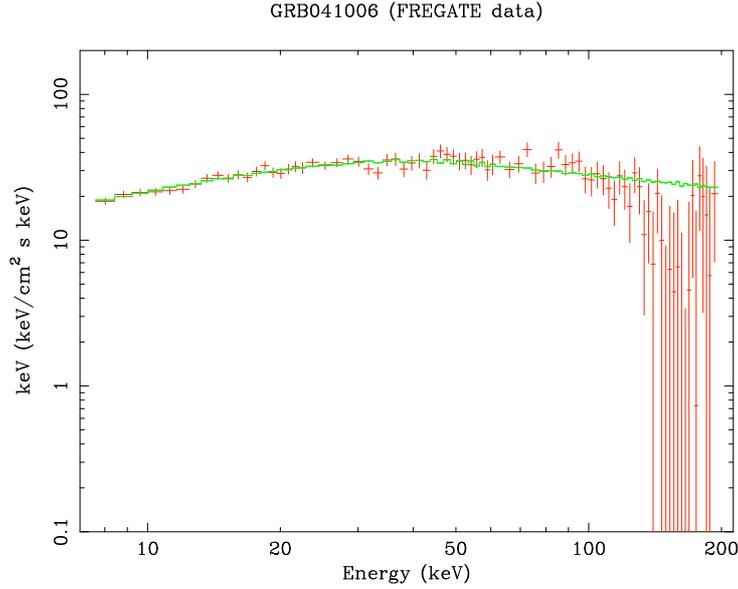
$$N(E) = \begin{cases} AE^\alpha e^{-E/E_0} & \text{si } E < E_0(\alpha - \beta) \\ A[(\alpha - \beta)E_0]^{(\alpha-\beta)} e^{\beta-\alpha} E^\beta & \text{si } E > E_0(\alpha - \beta) \end{cases} \quad (2.4)$$

Le maximum du spectre intervient à l'énergie notée  $E_{peak}$  et définie par  $E_{peak} = E_0(2 + \alpha)$  dès lors que  $\alpha \geq -2$  et  $\beta < -2$ . À basse énergie, on a donc  $N(E) \propto E^\alpha$  et à haute énergie,  $N(E) \propto E^\beta$ . Les distributions de  $\alpha$  et  $\beta$  obtenues pour les sursauts observés par BATSE sont montrées par la figure 2.9.

La figure 2.10 montre le spectre du GRB 041006 ajusté par une loi de Band.

### 2.3.5 Afterglows

L'émission prompte des GRB est suivie par une émission retardée, dont l'énergie et l'intensité décroissent progressivement. Cette émission retardée (l'*afterglow*) peut être détectée en X, visible, IR et radio. Selon les modèles, elle est la conséquence de l'interaction du vent relativiste avec le milieu interstellaire (cf. Sec. 2.5).



**Fig. 2.10:** Spectre du GRB 041006 mesuré par FREGATE, intégré sur la durée du sursaut, après passage dans la matrice de réponse de l'instrument et avec l'ajustement par une fonction de Band. L'ajustement donne  $\alpha = -1.22^{+0.03}_{-0.06}$ ,  $\beta = -2.3$  (paramètre fixé) et  $E_0 = 51.24^{+13}_{-12}$  keV. Ce graphique est à comparer avec la figure 9.5 du chapitre 9.

Le premier afterglow X a été observé par BeppoSAX huit heures après le GRB 970228 [61]. Peu de temps après, l'afterglow visible était détecté également.

L'émission X décroît au cours du temps, comme le montre la figure 2.11 de la page 50. En fait, Zhang *et al.* [62] ont montré que le flux peut être exprimé comme une fonction du temps  $t$  et de la fréquence  $\nu$  :

$$F(t, \nu) \propto t^\alpha \nu^\beta, \quad (2.5)$$

où  $\alpha \sim -0.9$  et  $\beta \sim -1.4$ .

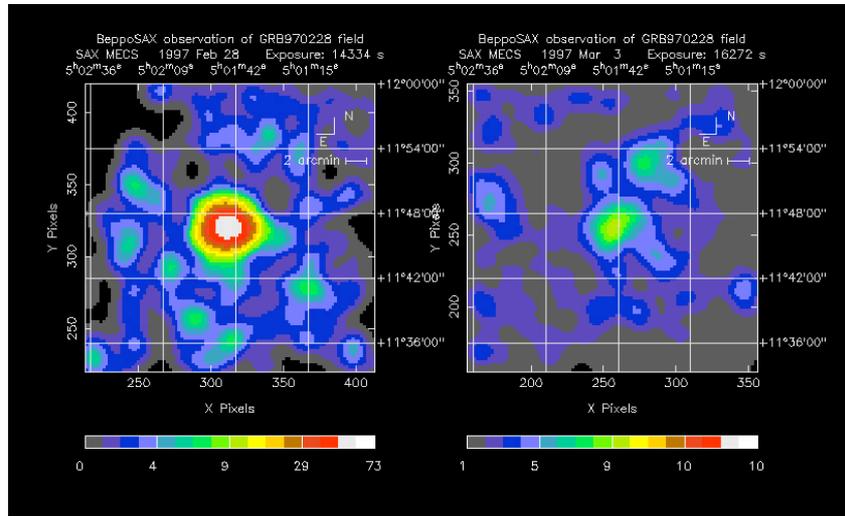
L'observation de l'afterglow optique (cf. Fig. 2.12) commence en général quelques heures après le sursaut. Pourtant, il est arrivé que l'on détecte l'afterglow visible alors que l'émission prompt n'était pas encore terminée. L'étude de ce phénomène nécessite des expériences capables de localiser très rapidement et avec précision les sursauts.

Comme l'afterglow X, l'afterglow visible décroît progressivement en suivant la même loi que celle de l'équation 2.5 mais avec  $\alpha \sim -1$  et  $\beta \sim -0.7$ .

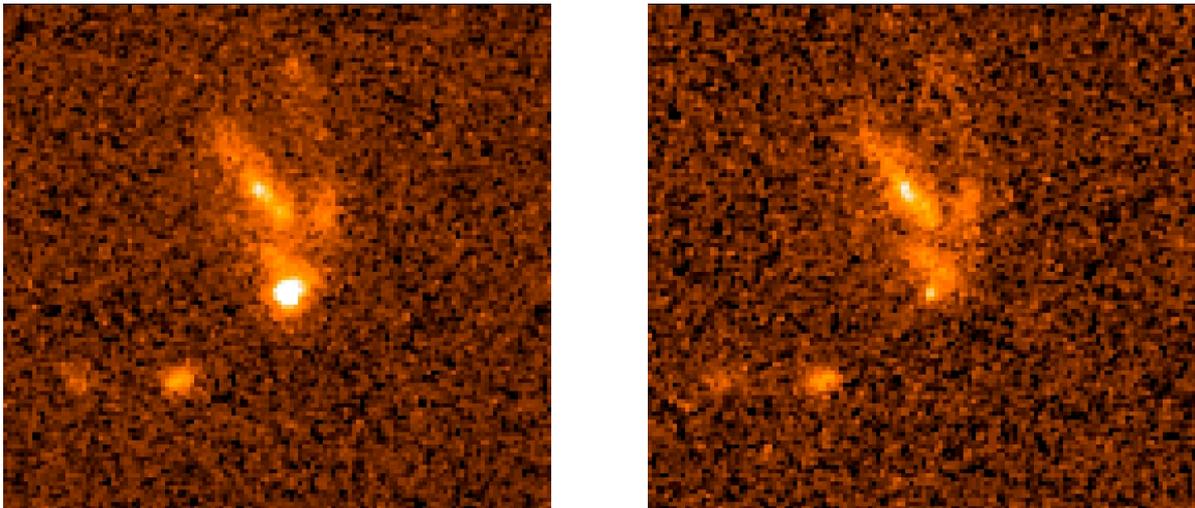
L'afterglow radio décroît beaucoup plus lentement que ses homologues X et visible. Il est parfois encore détectable plusieurs années après le sursaut. Le premier sursaut pour lequel l'afterglow radio a été détecté était GRB 970508. C'est aussi le premier sursaut pour lequel le redshift a pu être déterminé.

### 2.3.6 Redshifts

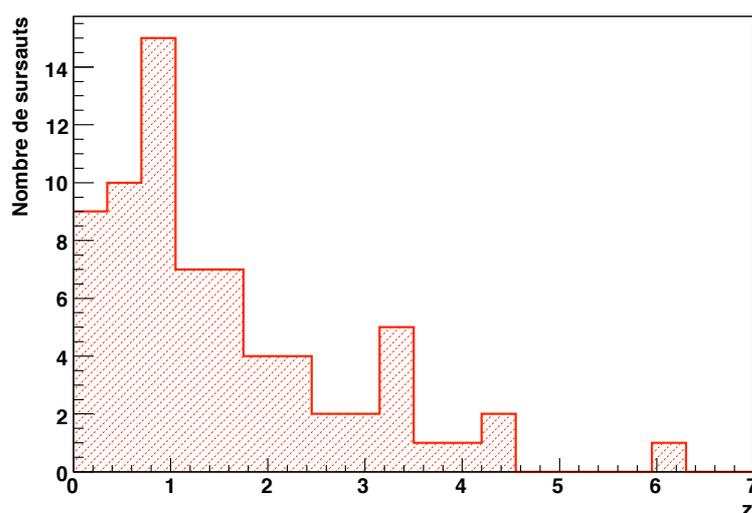
Bien que le GRB 970228 soit le premier sursaut pour lequel l'afterglow a été détecté, son redshift n'a pas pu être trouvé immédiatement. C'est donc quelques mois plus tard que le premier redshift, celui du GRB 970508 a été déterminé à  $z = 0.835$ . Il a été déduit en utilisant les raies d'absorption du spectre de son afterglow [63] et cette mesure est venue confirmer la nature cosmologique des GRB.



**Fig. 2.11:** Afterglow X du GRB 970228 observé par BeppoSAX. Les deux images sont prises à deux jours d'intervalle. D'après [60].



**Fig. 2.12:** Afterglow visible du GRB 990123 observé par le télescope spatial Hubble en février (à gauche) et mars 1999 (à droite). Images NASA STScI.



**Fig. 2.13:** Distribution des redshifts pour les 70 sursauts pour lesquels ils ont pu être déterminés jusqu'en décembre 2005.

Deux techniques peuvent être utilisées pour trouver le redshift d'un sursaut. Comme pour le GRB 970508, on peut déterminer le décalage vers le rouge des raies d'absorption du spectre de l'afterglow dans le domaine visible. C'est la méthode la plus rapide, la plus simple et celle qui donne le plus de résultats. Toutefois, il n'est pas toujours possible de mesurer le spectre ou d'observer des raies d'absorption suffisamment nettes. L'autre technique consiste d'abord à identifier la galaxie hôte du sursaut, puis de déterminer la distance de cette galaxie. Dans ce cas, encore faut-il être sûr d'identifier la bonne galaxie, et que celle-ci soit suffisamment brillante pour pouvoir mesurer son spectre. Il arrive aussi que la galaxie soit identifiée, mais que personne ne puisse mesurer son spectre, faute de temps d'observation disponible avec un télescope.

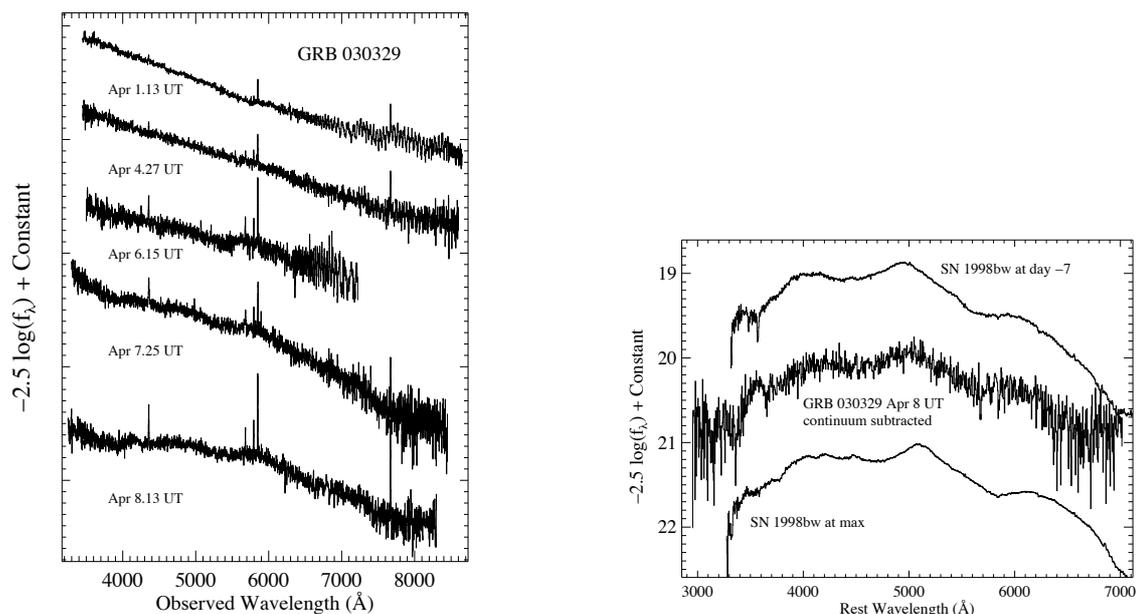
Fin 2005, on dispose d'une mesure de redshift pour seulement 70 sursauts. Les redshifts se répartissent entre 0.0085 (GRB 980425) et 6.29 (GRB 050904) pour une valeur moyenne d'environ 1.5 (cf. Fig. 2.13).

La difficulté de mesurer les redshifts a poussé certains auteurs à trouver des grandeurs permettant d'estimer la distance des sursauts. Il existe différentes approches pour trouver ces estimateurs. Par exemple, Norris *et al.* [55] et Reichart *et al.* [54] estiment la luminosité des sursauts en mesurant respectivement les décalages en temps et la variabilité et en déduisent la luminosité intrinsèque (avec les relations que nous avons vues dans la section 2.3.3) puis le redshift. Une autre méthode permet d'estimer le redshift en utilisant seulement les propriétés de l'émission gamma avec les paramètres  $\alpha$ ,  $\beta$  et  $E_{peak}$  des spectres [64]. Le *pseudo-redshift* ainsi obtenu est précis à un facteur deux près.

## 2.4 Lien avec les Supernovae

Le lien entre les sursauts et les supernovae (SN) était suspecté depuis la fin des années 90. Des preuves indirectes étaient données entre autres par la localisation des sursauts dans leurs galaxies hôtes [66] et l'étude statistique des types des galaxies hôtes [67].

Le GRB 980425 était le premier sursaut à être associé à une supernova (SN1998bw) mais sa



**Fig. 2.14:** Évolution du spectre de GRB 030329/SN2003dh entre le 1<sup>er</sup> et le 8 avril 2003 (à gauche). Spectre obtenu en soustrayant le spectre du 4 avril de celui du 8 avril (à droite), comparé avec le spectre de la SN1998bw. Voir le texte pour les explications. D'après [65].

luminosité intrinsèque était de quatre ordres de grandeur inférieure à celle des autres sursauts de redshifts connus. On a donc pensé à l'époque qu'il faisait partie d'une catégorie à part.

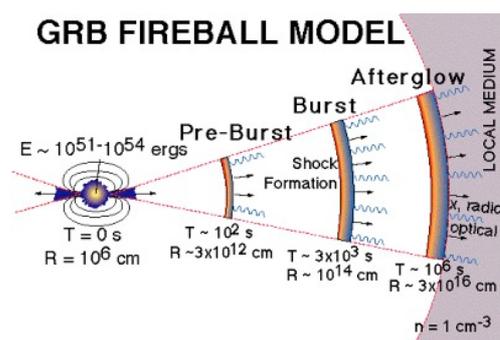
Pour avoir une chance d'observer une supernova en relation avec un sursaut, il faut que celui-ci soit suffisamment proche. Or l'essentiel des sursauts se produisent à  $z \approx 1$ . Cela explique pourquoi il n'existe pas beaucoup de couples connus GRB-SN.

La connexion GRB-SN la plus convaincante à ce jour est celle associant le GRB 030329 et la SN2003dh. Le sursaut 030329 est le sursaut le plus brillant détecté par HETE-2 et un des sursauts les plus brillants jamais détectés. Il s'agissait d'un sursaut long ( $> 25$  s), proche ( $z \approx 0.1685$ ) et son afterglow était lui aussi très brillant (il a même pu être observé plus d'une semaine après l'émission gamma).

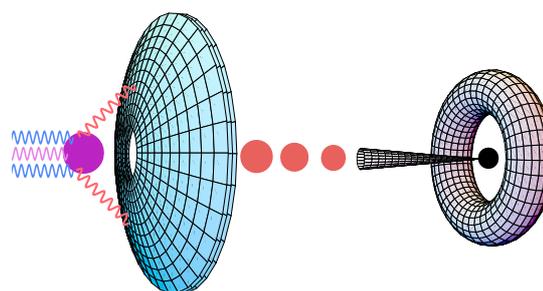
En mesurant le spectre de l'afterglow plusieurs jours d'affilée, Stanek et ses collaborateurs ont constaté l'apparition progressive de structures rappelant le spectre d'une supernova de type Ic (cf. Fig. 2.14) [65].

Sur la figure à gauche, on voit l'évolution du spectre entre le 1<sup>er</sup> avril 2003 (courbe du haut) et le 8 avril (en bas). Au début, le spectre suit une loi de puissance en  $F_\nu \propto \nu^{-0.9}$ . à partir du 6 avril, des structures en bosses commencent à apparaître. En soustrayant la loi de puissance du 4 avril, supposée caractéristique de l'afterglow, du spectre du 8 avril, Stanek *et al.* ont obtenu la courbe du milieu de la figure de droite. La ressemblance entre ce spectre et celui de la SN1998bw, associée au sursaut GRB 980425, est frappante.

Aujourd'hui, il semble donc établi que les sursauts longs sont liés à des supernovae. En ce qui concerne les sursauts courts, on pense qu'ils sont dus à l'effondrement d'un objet binaire compact (par exemple deux étoiles à neutrons ou une étoile à neutron et un trou noir) [68] mais le peu d'observation ne permet pas d'avoir de certitude pour le moment.



**Fig. 2.15:** Schéma illustrant le modèle des chocs. D'après [69].



**Fig. 2.16:** Schéma illustrant le modèle cannonball. D'après [70].

## 2.5 Un mot sur les modèles

Nous allons maintenant décrire brièvement deux modèles élaborés pour décrire la formation des sursaut gamma.

Le modèle des chocs internes-externes (cf. par exemple [71]), souvent appelé aussi modèle *fireball* (cf. Fig. 2.15) est le plus accepté par la communauté. Il se déroule en trois étapes :

- l'effondrement d'une étoile massive ou d'un système binaire provoque la création d'un jet relativiste composé surtout de photons et d' $e^-/e^+$ . Ce jet produit un vent relativiste composé de plusieurs couches ;
- les couches du vent relativiste n'allant pas toutes à des vitesses égales, les plus rapides rattrapent les plus lentes. Il se produit alors des chocs internes pendant lesquels l'énergie cinétique du vent est convertie en photons gamma, principalement par accélération des électrons aux chocs et émission synchrotron ;
- lorsque le vent atteint le milieu interstellaire, il se produit une onde de chocs, les chocs externes. L'énergie restante est rayonnée en X, visible, IR et radio par émission synchrotron et forme l'afterglow.

Le modèle des *canonballs* [70] suppose d'emblée que les sursauts sont engendrés par des supernovae. Après l'explosion, l'objet compact résultant émet des grumeaux de matière (les boulets de canon, ou *cannonballs*), qui ont une masse environ égale à celle de la Terre, et qui sont très relativistes ( $\Gamma \sim 1000$ ). En percutant la matière émise au préalable par la supernova, les grumeaux émettent des gamma (cf. Fig. 2.16). La variabilité des courbes de lumière est expliquée par la répartition de la matière éjectée par la SN et par le nombre de cannonballs.

## 2.6 Conclusions

Parce qu'ils sont très énergétiques et très lointains, les sursauts ont un intérêt scientifique indéniable. Nous verrons dans la partie III qu'ils peuvent être utilisés pour explorer la physique dans des conditions où le modèle standard est insuffisant.

Du fait de leur brillance, nous devrions être en mesure d'observer des sursauts à grand redshift. Il y a encore peu de temps, on pensait pouvoir accéder à des redshifts de 15 ou même

20 [72] mais aujourd'hui les prévisions sont plus modérées. On pense que 10% des sursauts ont un redshifts supérieur à 5 et que les observations seront possibles jusqu'à environ  $z \sim 8$ . Ces observations nous permettront de sonder l'Univers primordial et de nous renseigner sur le taux de formation d'étoiles à grand redshift.

Ces deux utilisations potentielles des GRB, qui pourraient être complétées par d'autres, motivent actuellement les chercheurs qui imaginent des expériences toujours plus performantes pour étudier les sursauts. Actuellement, les satellites SWIFT et INTEGRAL sont en opération.

Dès 2007, GLAST [24] sera capable de détecter une centaine de sursauts par an entre quelques keV et plusieurs dizaines de GeV (cf. Chap. 1).

Plus loin dans l'avenir (2011), le micro-satellite ECLAIRS [73], fruit d'une collaboration sino-française, sera dédié à l'étude de l'émission prompte. Il permettra d'observer environ 100 sursauts par an sur une gamme d'énergie de 4 keV à 10 MeV et de donner rapidement leur localisation à 1' près. Il sera en fait conçu pour servir de déclencheur aux télescopes robotisés au sol pour que ceux-ci puissent localiser les sursauts le plus tôt possible.

# Chapitre 3

---

## Un détecteur sur la Station Spatiale Internationale

Début 2008, une navette spatiale américaine emportera le spectromètre magnétique AMS-02 (AMS pour *Alpha Magnetic Spectrometer*) vers la Station Spatiale Internationale (ISS pour *International Space Station*) où il sera placé pour une durée de trois ans au moins.

Fruit de la collaboration de 56 laboratoires et d'environ 500 chercheurs d'Amérique, d'Europe et d'Asie, AMS-02 permettra l'étude des rayons cosmiques chargés, de la matière noire et de l'antimatière primordiale. En outre, son détecteur de trace au Silicium (noté dans la suite STD) et son calorimètre électromagnétique (ECAL pour *Electromagnetic Calorimeter*) lui permettront de détecter les photons entre environ 1 GeV et 300 GeV.

La mission AMS-02 fera suite au vol d'un prototype, AMS-01, dont nous décrivons les caractéristiques principales dans la première partie. Dans les sections suivantes, nous évoquerons AMS-02 et ses différents sous-détecteurs, ainsi que les différents buts physiques de cette mission.

### 3.1 Le vol précurseur

Le 2 juin 1998, la navette spatiale américaine *Discovery* décollait pour un vol de dix jours<sup>1</sup> avec à son bord le prototype de l'expérience AMS [74][75] (cf. figure 3.1).

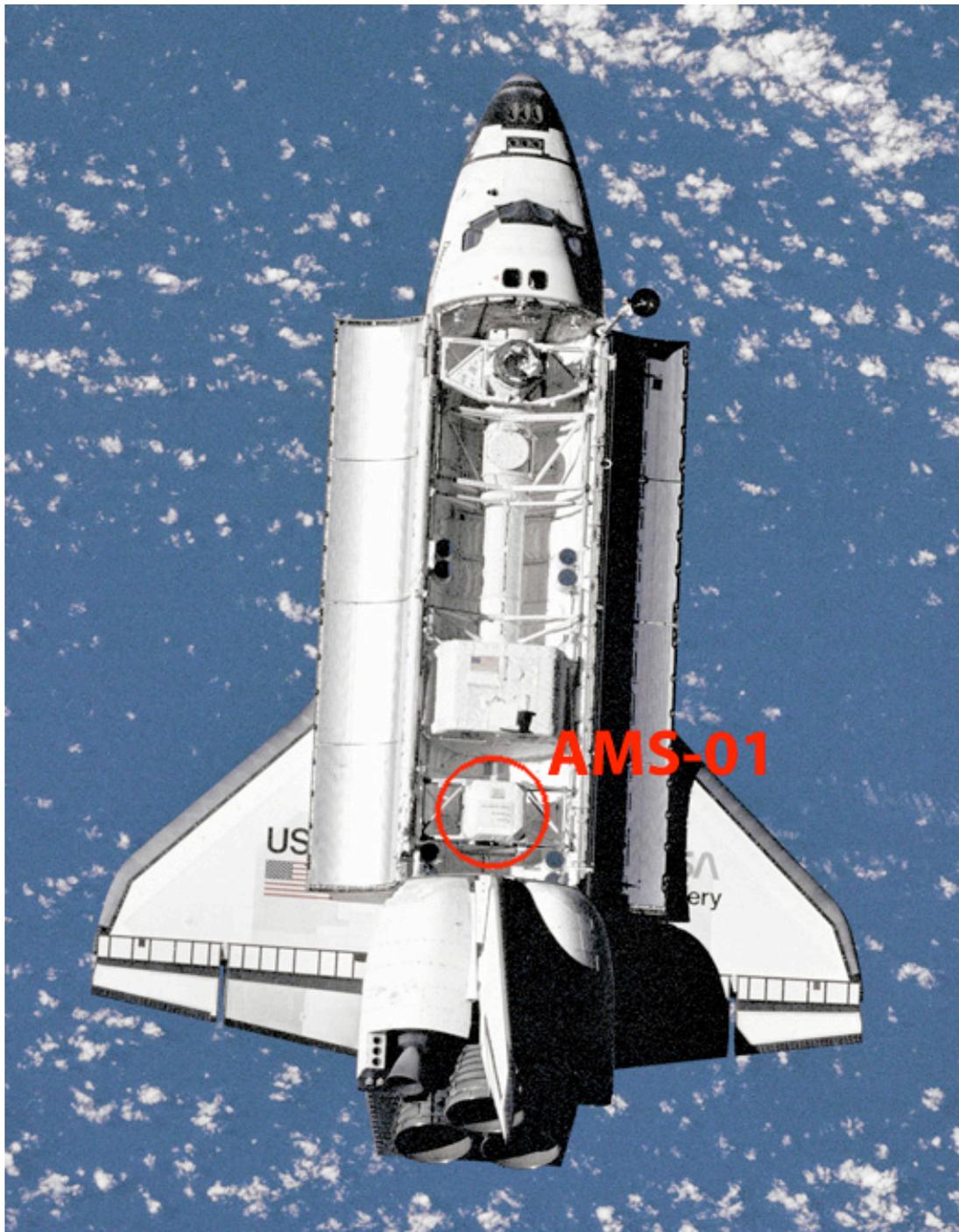
Le vol avait plusieurs objectifs :

- Tester le fonctionnement d'une expérience de physique des particules dans les conditions d'un vol spatial : variations de température entre -65 °C et +40 °C, vide, rayonnement important pouvant altérer les composants électroniques ;
- Tester la résistance du détecteur aux vibrations et aux accélérations du décollage (3 g) et aux manœuvres d'entrée dans l'atmosphère (décélération de 6.5 g).

En parallèle à ces tests techniques, la mission a permis d'obtenir des résultats significatifs dans l'étude des rayons cosmiques aux limites de l'atmosphère. Cette partie rappelle brièvement

---

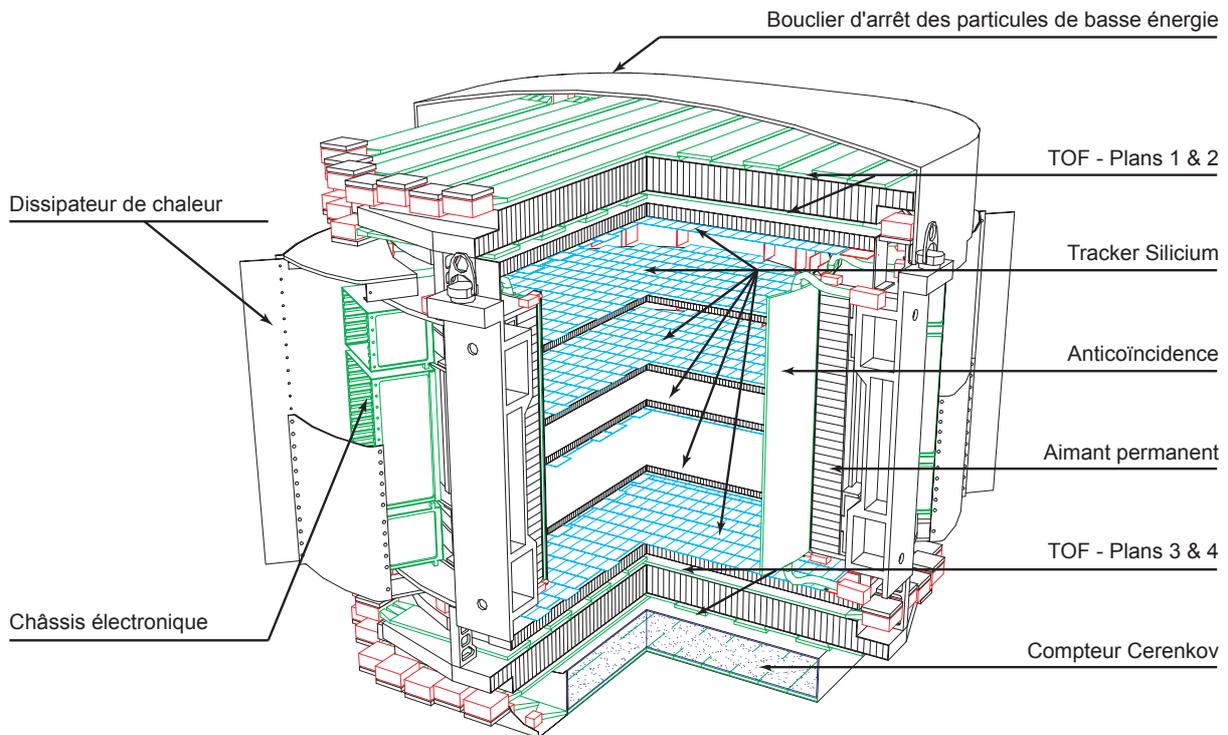
<sup>1</sup>Le vol STS-91 est le dernier pendant lequel la navette s'est arrimée à la station MIR avant la destruction de la station le 23 mars 2001.



**Fig. 3.1:** Le détecteur AMS-01 à bord de la navette *Discovery* pendant le vol STS-91 de juin 1998. Cette photo est prise depuis la station MIR. Photo NASA.

ces résultats après une brève description du détecteur.

### 3.1.1 Le détecteur AMS-01



**Fig. 3.2:** Schéma d'AMS-01 montrant les différentes parties du détecteur.

Les différentes parties d'AMS-01 se répartissent autour d'un détecteur de trace au silicium (par la suite, nous emploierons également l'acronyme STD) plongé dans un champ magnétique de 0.14 T fourni par un aimant permanent (cf. figure 3.2). Le STD compte six plans couverts de cellules de silicium. Dans chaque plan, on mesure la position d'impact des particules et leur perte d'énergie. La mesure des points sur la trace permet la reconstruction de la trajectoire de la particule. Le champ magnétique, en courbant la trajectoire, permet de déduire l'impulsion de la particule et le signe de sa charge.

Au dessus et en dessous du STD sont installés les quatre plans de scintillateurs pour la mesure de temps de vol (TOF de l'anglais *Time Of Flight*) : deux plans en haut et deux en bas. Ils permettent d'identifier les particules en déterminant leur charge absolue  $|Z|$  et leur direction (vers le haut ou vers le bas). En combinant les mesures du TOF et du STD, on peut déterminer la charge  $Z$  de la particule.

À la base du détecteur se trouve un compteur Čerenkov composé de blocs d'aérogel. Il permet d'étendre les capacités d'identification du TOF en exploitant la lumière Čerenkov créée par les particules pendant leur traversée du gel.

Enfin, un détecteur de véto entoure le STD pour rejeter les rayons cosmiques venant de côté.

## L'aimant

L'aimant d'AMS-01 est fabriqué avec un alliage Nd-Fe-B. Il est constitué de différents secteurs permettant d'avoir un champ dirigé perpendiculairement à l'axe de symétrie d'AMS-01. De cette manière, le champ magnétique courbe la trajectoire des particules chargées.

L'aimant, de forme cylindrique, mesure 1.30 m de diamètre pour 80 cm de haut.

Le champ au centre de l'aimant atteint 1.5 kG. Le champ de fuite est de 3 G à 2 m. Pour un détecteur de particules pourvu d'un aimant, il est important de bien connaître le champ de fuite. Il peut en effet avoir des effets sur les systèmes qui l'entourent (électronique, autres détecteurs).

## Le détecteur de trace au Silicium

Placé à l'intérieur de l'aimant, le STD est constitué de six plans en matériau composite supportant des détecteurs silicium. Ces détecteurs couvrent une surface de 3 m<sup>2</sup>. L'électronique de lecture compte 70000 canaux.

L'aimant courbe les trajectoires des particules chargées qui traversent le STD. Dans le plan de courbure de la trajectoire, la résolution est de 10  $\mu\text{m}$ . Dans le plan où la trajectoire n'est pas courbe, la résolution est de 30  $\mu\text{m}$ .

Un soin particulier est apporté à la construction du STD pour que toutes les déformations de la structure n'aient pas d'influence néfaste sur la précision de l'instrument. Un système de mesure par des lasers infrarouge<sup>2</sup> permet de vérifier l'alignement des plans entre-eux.

## Le véto

Autour du STD, et à l'intérieur de l'aimant, 16 lattes de scintillateur plastique permettent de rejeter les particules venant du côté, de l'intérieur ou de l'extérieur d'AMS. A chaque extrémité des scintillateurs se trouve un photomultiplicateur.

Ce compteur fonctionne en relation avec le système de mesure de temps de vol.

## Temps de vol

La mesure du temps de vol est assurée par quatre plans de scintillateurs. Chaque plan compte 14 lattes de scintillateurs. Chaque latte est équipée de six photomultiplicateurs, trois à chaque extrémité.

Le temps de vol est mesuré avec une précision d'environ 100 ps. Parallèlement, on mesure aussi la perte d'énergie  $dE/dx$  qui permet de déterminer la charge absolue  $|Z|$  des particules incidentes.

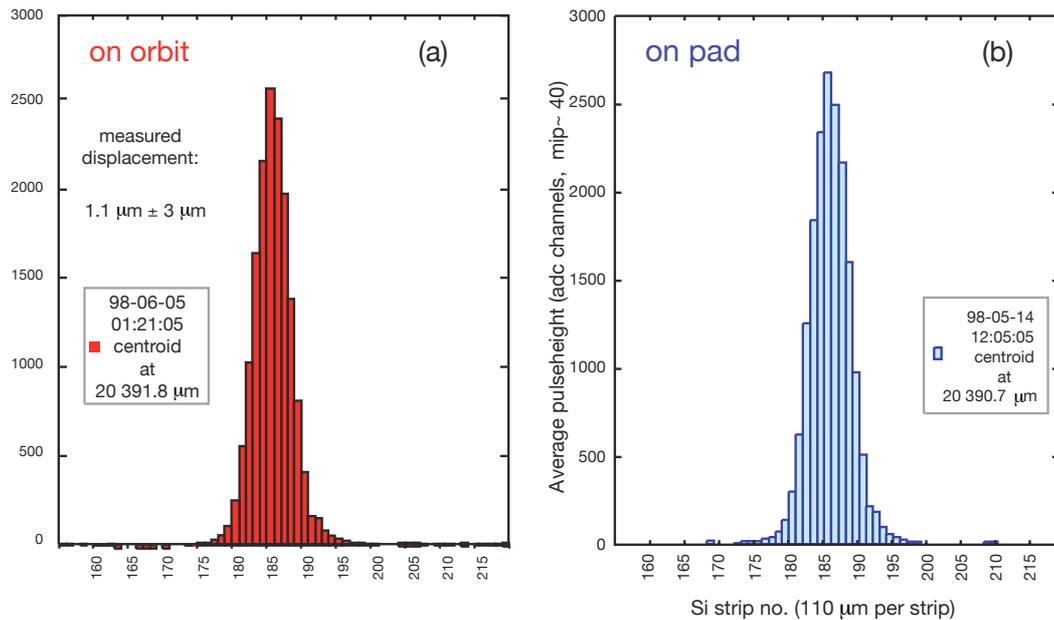
Le TOF fournit le trigger de niveau 1. Le déclenchement demande un signal en coïncidence dans les quatre plans, sans qu'il y ait un signal dans les compteurs de véto.

## Aérogel

Les compteurs Čerenkov à aérogel détectent la lumière Čerenkov créée au passage d'une particule dans un milieu d'indice  $n = 1.04$ . La lumière Čerenkov est collectée par un photomultiplicateur.

---

<sup>2</sup>Le laser infrarouge ionise partiellement les détecteurs silicium en traversant les plans.



**Fig. 3.3:** Déplacements des plans du STD mesurés en orbite (a) et au sol (b) au moyen du système laser.

AMS-01 dispose de deux couches superposées de cellules d'aérogel avec 80 cellules dans l'une et 88 dans l'autre. Chaque cellule mesure 11 cm sur 11 cm et est équipée de deux photomultiplicateurs.

Les compteurs à aérogel permettent d'identifier les particules : les électrons à partir de 2.1 MeV, les pions à partir de 560 MeV et les protons à partir de 4.05 GeV.

### 3.1.2 Les principaux résultats d'AMS-01

Les premiers tests effectués sur AMS-01 ont commencé deux heures après le lancement de la navette.

On a d'abord vérifié l'alignement du STD à l'aide des lasers. On a pu vérifier la très bonne stabilité de la structure puisque le déplacement mesuré était de  $1.1 \pm 3 \mu\text{m}$  (cf. Fig. 3.3).

Pendant le vol, 100 millions d'événements ont été enregistrés.

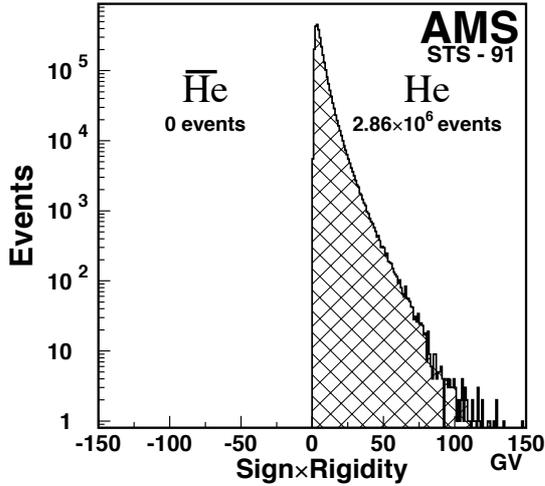
D'autres tests sur le détecteur ont été menés après le vol. Plusieurs tests sur faisceau ont permis de montrer que les performances du détecteur étaient restées extrêmement stables pendant toute la durée du vol et malgré les phases de décollage et d'atterrissage.

Le vol a aussi apporté bon nombre de résultats intéressants à propos des rayons cosmiques.

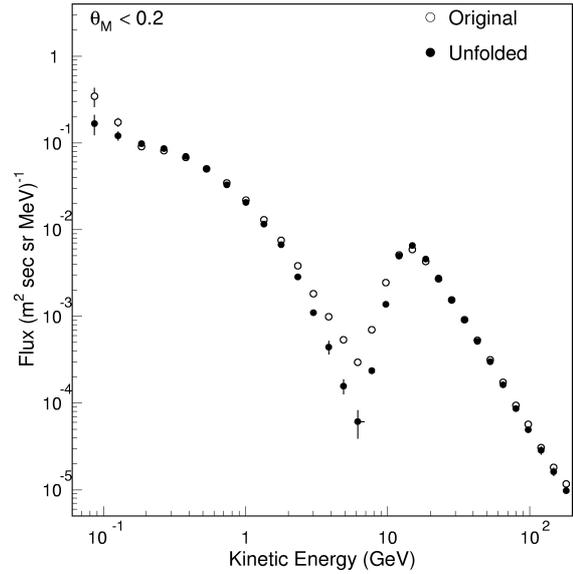
### Antihélium

Pendant les dix jours de la mission STS-91, AMS-01 a détecté  $2.86 \times 10^6$  He et aucun  $\overline{\text{He}}$  dans l'intervalle de rigidité 1-140 GV (cf. Fig. 3.4). Cela a permis de fixer une limite supérieure<sup>3</sup>

<sup>3</sup>Valeur obtenue en supposant que les spectres d' $\overline{\text{He}}$  et d'He ont la même forme [74].



**Fig. 3.4:** Produit de la rigidité et de la charge mesuré pour une sélection d'événements tels que  $|Z| = 2$ . D'après [76].



**Fig. 3.5:** Flux différentiel des protons mesuré par AMS-01 dans la région équatoriale. Les cercles montrent les données originales. Ces données sont biaisées du fait de l'acceptance et de la résolution du détecteur. Les points noirs montrent les données après correction. D'après [77].

sur le rapport des flux d' $\overline{\text{He}}$  et d' $\text{He}$  [76] :

$$\frac{N_{\overline{\text{He}}}}{N_{\text{He}}} < 1.1 \times 10^{-6}.$$

Jusqu'à présent, ce résultat est le plus compétitif obtenu sur l'abondance d'antihélium dans les rayons cosmiques.

## Protons

AMS-01 a permis de mesurer le spectre des protons dans la haute atmosphère entre 100 MeV et 200 GeV ainsi que celui des protons d'origine cosmique entre 0.2 et 200 GeV [77][78]. Il a ainsi pu mesurer les effets de l'Anomalie Sud-Atlantique <sup>4</sup> sur les spectres.

Au dessus de la coupure géomagnétique <sup>5</sup>, le spectre des protons de la haute atmosphère peut être approché par une loi de puissance. Pour des énergies plus basses, un second spectre est observé (cf. Fig. 3.5). Il est dû à des protons suivant des trajectoires complexes dans le champ magnétique terrestre.

## Leptons

Le spectre des électrons a été mesuré entre 200 MeV et 40 GeV et celui des positrons entre 200 MeV et 3 GeV [79]. Deux spectres distincts ont été observés : l'un à haute énergie et

<sup>4</sup>L'Anomalie Sud-Atlantique est une région de l'Atlantique sud où la ceinture de radiation entourant la Terre descend à basse altitude (environ 250 km). Dans cette zone, de nombreuses particules (protons, électrons) peuvent faire déclencher les détecteurs de manière intempestive.

<sup>5</sup>Le champ magnétique terrestre forme un bouclier qui protège la Terre des particules chargées. Cela se traduit par une coupure (*cutoff*) dans le spectre.

l'autre pour lequel les  $e^+$  sont plus abondants que les  $e^-$ . On a remarqué aussi que les leptons du second spectre voyagent plus longtemps dans le champ géomagnétique et que les électrons et positrons proviennent de régions géographiques distinctes.

Il faut noter que l'effet observé sur le rapport  $e^+/e^-$  par HEAT [80][81] entre 1 et 20 GeV n'a pas pu être confirmé par AMS-01 puisqu'en raison de son champ magnétique limité, il n'allait pas au delà de 3 GeV pour les  $e^+$ .

Actuellement, l'analyse directe des spectres  $e^-$  est en cours d'analyse pour rechercher un effet éventuel dû à la matière noire.

### Hélium en orbite basse

Une mesure du spectre entre 0.1 et 100 GeV/nucléon a permis de constater là encore l'existence de deux composantes du spectre en dessous et au delà de la coupure géomagnétique [82]. On a aussi pu trouver que  $^3\text{He}$  est plus abondant que  $^4\text{He}$  : plus de 90% de l'hélium présent aux limites de l'atmosphère est de  $^3\text{He}$ .

## 3.2 AMS-02

Le détecteur qui sera embarqué sur la Station Spatiale Internationale (ISS) bénéficie de nombreuses améliorations et avancées techniques par rapport au prototype AMS-01. Il s'agit en fait d'un système extrêmement complexe et coûteux<sup>6</sup>. L'exemple le plus représentatif est certainement l'aimant. L'aimant permanent d'AMS-01 est remplacé dans AMS-02 par un aimant supraconducteur refroidi à l'hélium superfluide ( $T \sim 1.8$  K).

Dans cette partie, nous allons décrire brièvement les éléments d'AMS-02 [75], exception faite du STD et du calorimètre, dont nous parlerons plus particulièrement dans le chapitre 5 car ils sont directement impliqués dans la détection des photons. Nous donnerons aussi les différents buts physiques de l'expérience.

### 3.2.1 Description

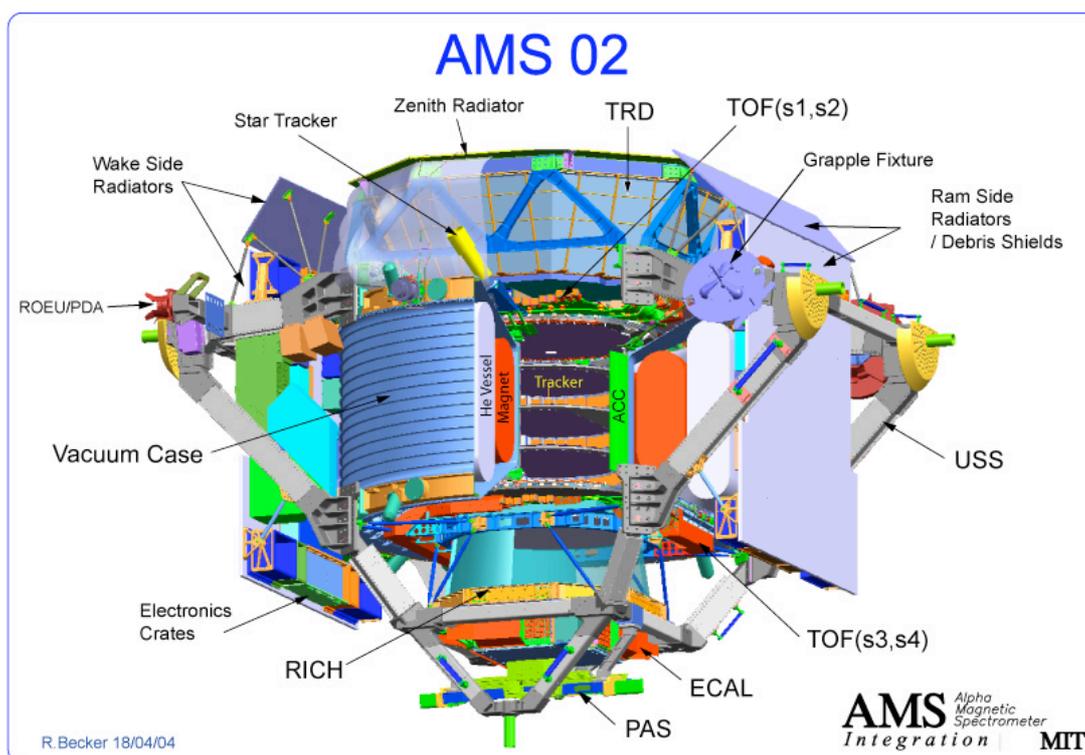
Les figures 3.6 et 3.7 montrent les différents éléments d'AMS-02 et permettent d'envisager la complexité de l'expérience. Comme dans AMS-01, l'élément central est le STD. Il est placé à l'intérieur des compteurs anti-coïncidence disposés en cylindre (ACC pour *Anti Coincidence Counter*). L'aimant supraconducteur entoure l'ACC et le STD. Il est refroidi par de l'hélium superfluide, contenu dans un réservoir spécial.

En dessous et au dessus du STD (le détecteur de traces au Silicium) se trouvent les quatre plans de scintillateurs (notés s1, s2, s3 et s4) pour la mesure du temps de vol (TOF pour *Time Of Flight*). Au dessus des plans s1 et s2 se trouve le détecteur à radiation de transition (TRD pour *Transition Radiation Detector*). Sous les plans s3 et s4, on trouve le RICH (*Ring-Imaging Čerenkov detector*). Enfin, tout en bas se trouve le calorimètre électromagnétique ECAL.

Un ensemble complexe de radiateurs entoure les éléments sensibles du détecteur. Il permet de maintenir des conditions thermiques stables.

La structure qui soutient l'ensemble des détecteurs (notée USS sur le schéma : *Unique Support Structure*) supporte aussi tous les châssis électroniques et d'autres éléments importants pour l'études des sources comme le *Star-Tracker*.

<sup>6</sup>~1 milliard de dollars, sans compter le lancement.



**Fig. 3.6:** Vue éclatée d'AMS-02 permettant de voir les différents éléments de l'expérience.

Le détecteur mesure environ 4 m de haut pour 2.5 m de diamètre et son poids avoisine les 7 tonnes.

### Détecteur à radiation de transition (TRD)

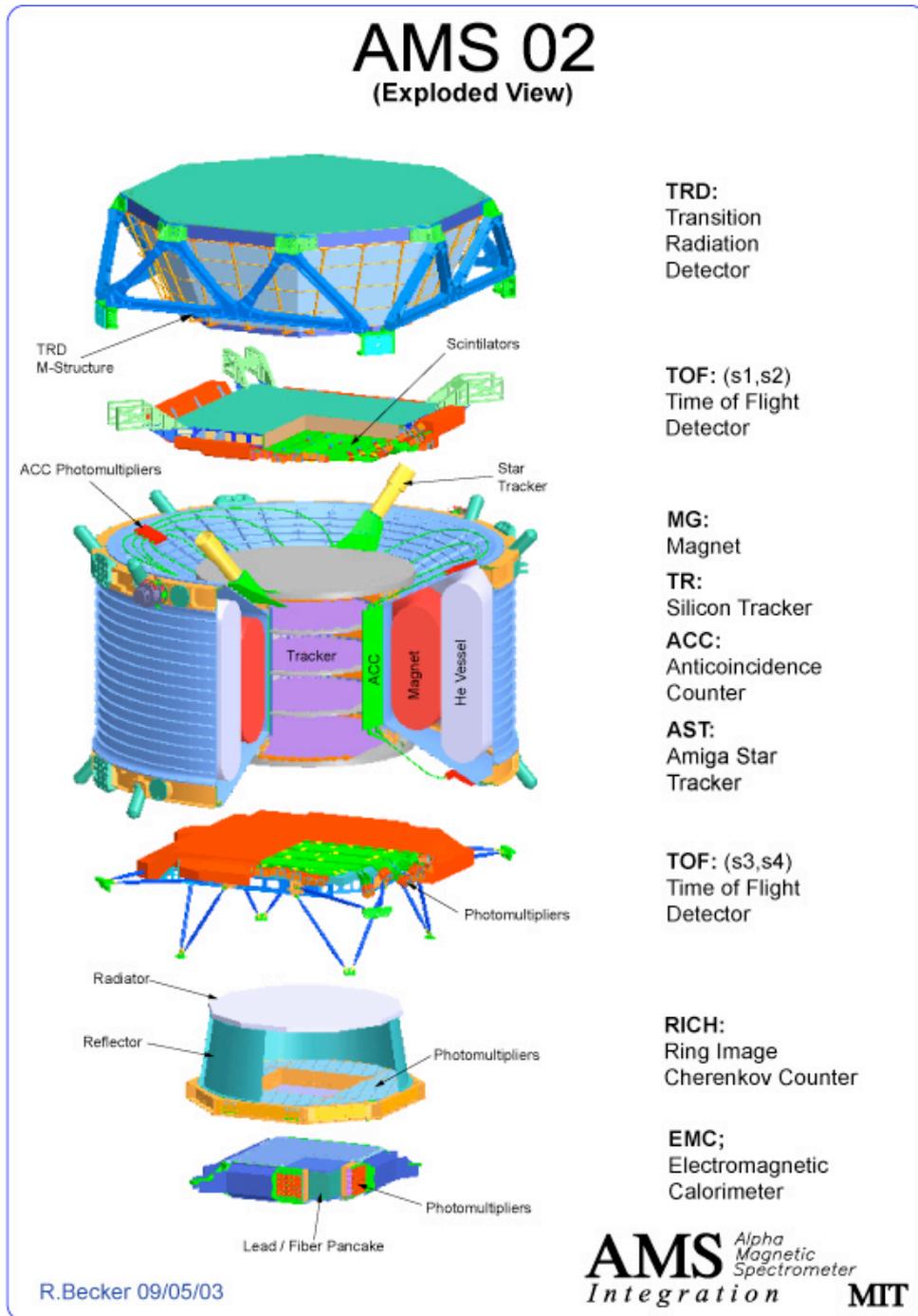
Lorsqu'une particule chargée et de haute énergie traverse l'interface entre deux milieux de constantes diélectriques différentes, elle émet une radiation dans le domaine X. L'énergie de cette radiation est proportionnelle au facteur de Lorentz de la particule.

Le TRD d'AMS-02 est constitué de 328 modules constitués chacun d'un radiateur et d'un détecteur. Le radiateur est un assemblage de 2 cm de hauteur d'une centaine de fibres de polypropylène. Cela permet environ 200 changements de milieu. Le radiateur est suivi de 16 compteurs proportionnels qui détectent les photons X et mesurent leur énergie. Il y a donc 5248 compteurs au total.

Le TRD permet de séparer les électrons et les protons. Il est efficace en dessous de 300 GeV. Pour une même énergie cinétique inférieure à 300 GeV, un proton et un électron ont un facteur de Lorentz très différents<sup>7</sup>, si bien que le signal donné par le TRD est très différent. Au delà de 300 GeV, les protons ont un facteur de Lorentz suffisant pour qu'il soit comparable à celui des électrons.

Le TRD permet un facteur de séparation de  $10^3$ - $10^2$  avec une efficacité de 90% pour des énergies entre 5 et 300 GeV.

<sup>7</sup>Le proton est plus massif que l'électron donc le facteur de Lorentz d'un proton est plus petit que le facteur de Lorentz d'un électron pour la même énergie.



**Fig. 3.7:** Les différents sous-détecteurs d'AMS-02.

### Compteur de temps de vol (TOF)

Le système de temps de vol est constitué de quatre plans de scintillateurs. Deux des plans se trouvent au dessus de l'aimant et les deux autres sont en dessous. L'écart entre les deux paires de plans est d'environ 1.3 m.

Chaque plan est constitué de plusieurs bandes de scintillateur mesurant 12 cm de large. Les plans sont orientés de manière alternée dans les directions  $x$  et  $y$ . Des photomultiplicateurs permettent de collecter la lumière Čerenkov créée dans les scintillateurs au passage des particules.

Le TOF permet de mesurer le temps de passage des particules chargées et aussi leur perte d'énergie par ionisation. Il est utilisé pour assurer le déclenchement de niveau 0 et participe au déclenchement de niveau 1 qui intervient lorsque trois plans sur quatre sont touchés et si les compteurs anti-coïncidence ne donne pas de veto.

À partir de la déduction de la vitesse des particules, le TOF peut être utilisé pour séparer les  $e^-$  et  $p$ . On attend ainsi un facteur de séparation  $p/e$  de  $10^3$  à 1.5 GeV. La mesure de la perte d'énergie par ionisation permet en plus de déterminer la charge absolue  $|Z|$  des particules.

### L'aimant supraconducteur

Lorsque AMS-02 sera lancé, son aimant supraconducteur sera le premier à fonctionner dans l'espace.

L'aimant d'AMS-02 mesure environ 1 m de diamètre intérieur pour une hauteur de 83 cm. Il est constitué de plusieurs bobines disposées de manière à ce que le champ magnétique soit transverse (perpendiculaire à l'axe  $z$ ). Au centre, le champ généré sera d'environ 0.8 T.

L'aimant est composé de deux dipôles et de 12 quadropôles permettant de refermer les lignes de champ. Cela permettra de réduire au maximum le champ résiduel. Ainsi, celui-ci sera d'environ 3.9 mT à 3 m. Un champ de fuite pourrait faire pivoter l'ISS en interagissant avec le champ magnétique terrestre. D'autre part, il pourrait aussi avoir un impact sur l'électronique et les sous-détecteurs avoisinants.

L'hélium qui permettra de faire fonctionner l'aimant sera stocké dans un réservoir de 2500 L. Cette quantité devrait suffire pour le fonctionnement de l'aimant pendant trois ans.

### Compteurs anti-coïncidence

Les compteurs anti-coïncidence forment un cylindre à l'intérieur de l'aimant. Ils sont constitués d'une bande de scintillateur de 10 cm de large. À chaque extrémité se trouve un photomultiplicateur.

Les compteurs sont destinés à fournir un veto pour le déclenchement de niveau 1 : ils permettent de rejeter toutes les particules venant de côté et qui interagissent dans la matière entourant les détecteurs.

### Le RICH

Le RICH, *Ring-Imaging Čerenkov detector*, est basé sur l'utilisation de l'effet Čerenkov. Une particule chargée qui traverse un milieu d'indice de réfraction  $n$  avec une vitesse supérieure à celle de la lumière dans ce milieu émet des photons dans un cône de demi-angle  $\theta$  qui dépend de la vitesse de la particule  $\beta$  :

$$\cos(\theta) = 1/(n\beta). \quad (3.1)$$

Si on mesure en plus la quantité de lumière émise, on peut accéder à la charge absolue  $|Z|$ . Cela permet d'identifier les éléments jusqu'à  $Z \approx 26$  jusqu'au TeV par nucléon.

L'effet Čerenkov est obtenu dans un aérogel de silice ( $n = 1.03$ ) comportant en son centre une cellule de NaF ( $n = 1.33$ ). Les deux matériaux utilisés permettent d'obtenir deux seuils en vitesse pour l'émission Čerenkov : 3 GeV/c pour l'aérogel et 1 GeV/c pour la cellule de NaF. Cela augmente la gamme dynamique de l'instrument.

L'effet Čerenkov produit des photons dans l'ultra-violet avec un spectre en  $1/\lambda^2$ . Il se forme un anneau de lumière dont le rayon dépend de la vitesse de la particule incidente.

Les photons atteignent (directement ou après réflexion sur un miroir) un plan tapissé de 680 photomultiplicateurs. Dans ce plan se trouve une ouverture carrée pour empêcher l'interaction des particules au dessus du calorimètre. En effet, le RICH est placé en dessous des plans inférieurs du TOF et juste au dessus du ECAL.

Couplé à la mesure de l'impulsion, le RICH permet la séparation e/p jusqu'à 15 GeV environ. D'autre part, en mesurant le rayon de l'anneau de lumière, on peut déduire la vitesse avec une précision de 0.1% pour des particules de charge unitaire. Si on utilise en plus l'impulsion donnée par le STD, on peut déduire la masse. Les isotopes sont séparés jusqu'à  $A \approx 25$  pour une énergie jusqu'à une dizaine de GeV par nucléon.

### Le Star-Tracker

Les rayons gamma provenant des sources astrophysique ne sont pas déviés par le champ magnétique solaire, galactique ou extragalactique, ce qui n'est pas le cas pour les rayons cosmiques chargés. Les gamma permettent donc de déterminer la direction de la source dont ils proviennent.

Pour pouvoir comparer les données gamma avec les observations en X, UV, visible, IR ou radio (analyse multi-longueur d'onde), il est nécessaire de connaître avec précision la direction de pointé du détecteur au moment de la détection. Le Star-Tracker fournira cette direction.

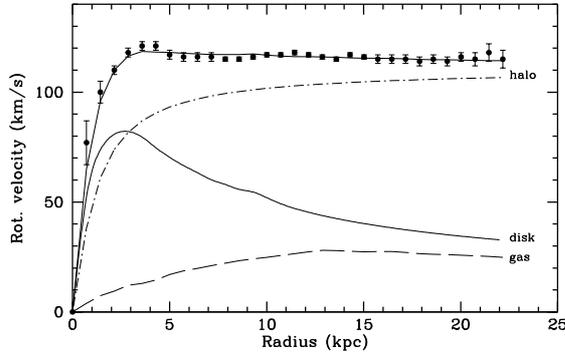
Le Star-Tracker d'AMS-02 est constitué de deux télescopes optiques équipés de caméras CCD (*Charge Coupled Device*) couvrant un champ de  $6.3^\circ \times 6.3^\circ$ . Les deux télescopes pointent des régions différentes du ciel pour faire en sorte qu'un des deux pointe toujours vers des régions intéressantes<sup>8</sup>. Les caméras prennent des images du ciel 20 fois par seconde et comparent la position des étoiles avec un catalogue de référence. La précision attendue de l'instrument est de quelques secondes d'arc.

### Le récepteur GPS

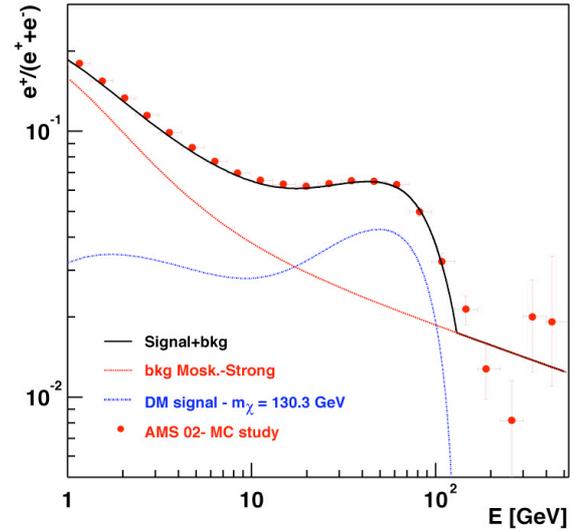
Si on veut observer les phénomènes astrophysiques dans plusieurs domaines de fréquence, et donc avec plusieurs instruments, il est nécessaire de mesurer avec précision le temps absolu universel pour chaque événement.

Dans AMS-02, le temps absolu sera fourni par un récepteur GPS (*Global Positioning System*), fixé sur un des radiateurs de côté. Pour chaque événement, le temps universel sera enregistré et figurera dans l'ensemble des données transmises au sol. La précision sur la mesure du temps absolu sera de quelques micro-secondes.

<sup>8</sup>Si une caméra est éblouie par le Soleil, l'autre peut fonctionner normalement.



**Fig. 3.8:** Courbe de rotation de la galaxie NGC 6503. Les points représentent les données. Les courbes notées *disc*, *gaz* et *halo* représentent respectivement les contributions du disque, du gaz et du halo de matière noire. L'introduction du halo est nécessaire pour reproduire les données expérimentales. D'après [83].



**Fig. 3.9:** Prédiction de la mesure de la fraction de positons pour trois ans d'opération. On a supposé ici une masse du neutralino de 130.3 GeV. Le signal est amplifié d'un facteur 54.6 pour l'ajuster aux données de HEAT. D'après [84].

## 3.2.2 Buts physiques

### Rayonnement cosmique

AMS-02 permettra de mesurer les spectres des rayons cosmiques chargés entre 0.1 GeV/nucléon et 1 TeV/nucléon pour des noyaux jusqu'à  $Z \approx 26$ . Ce rayonnement n'est pas encore bien connu et son étude pourrait nous permettre d'apprendre beaucoup sur les mécanismes de création, de transport et sur les sources.

AMS-02 permettra d'étudier entre autres les rapports  $^{10}\text{Be}/^9\text{Be}$  et  $\text{B}/\text{C}$ .  $^9\text{Be}$  est stable alors que  $^{10}\text{Be}$  est radioactif avec une durée de vie d'environ 1.5 million d'années. Or, les rayons cosmiques chargés créés par les étoiles sont confinés dans la galaxie pendant environ 100 millions d'années. En mesurant les abondances relatives entre les éléments et leurs isotopes radioactifs, il est possible de mesurer cette durée de confinement de manière précise. Le rapport  $\text{B}/\text{C}$  est sensible aux paramètres de propagation et d'accélération. Sa mesure permettra de contraindre les modèles de propagation des rayons cosmiques chargés galactiques.

### Matière noire

On sait aujourd'hui qu'environ 98% de la matière composant notre Univers n'est pas accessible aux observations directes. Elle n'est donc pas visible et c'est pourquoi elle est appelée *matière noire*.

La matière noire pourrait être en partie constituée de particules légères et relativistes comme les neutrinos qui voyagent dans l'Univers. En effet, depuis que l'oscillation des neutrinos a été détectée avec l'expérience Super-Kamiokande [85], on sait qu'ils ont une masse et qu'ils peuvent expliquer une partie de la matière noire (quelques pourcents). Dans ce cas, on parle

de matière noire chaude.

Si on ne peut pas la voir directement, on peut en revanche voir les effets de la matière noire sur la matière visible, à l'échelle des galaxies ou de l'Univers entier. Ainsi, les étoiles dans les galaxies ont des vitesses radiales trop grandes par rapport à la masse déduite de la seule matière visible (cf. Fig. 3.8).

Selon les modèles supersymétriques, la matière noire pourrait également être constituée de particules massives interagissant très peu (les WIMPs, *Weakly Interacting Massive Particles*), groupées en halos autour des galaxies. Dans ce cas, les WIMPs ayant des vitesses faibles ( $200\text{-}300\text{ ms}^{-1}$ ), on parle de matière noire froide.

Dans le cas où ces halos seraient constitués de la particule supersymétrique la plus stable, le neutralino  $\chi$ , il serait possible d'observer plusieurs produits de l'annihilation des neutralinos entre eux :

$$\begin{aligned}\chi + \chi &\rightarrow \bar{p} + \dots \\ &\rightarrow e^+ + \dots \\ &\rightarrow \gamma + \dots\end{aligned}$$

En mesurant précisément les spectres des antiprotons, des positrons et des gamma, AMS-02 permettra de préciser la nature de la matière noire et de dire si les particules supersymétriques en sont des constituants. En effet, la présence de neutralinos entraînerait une grande déformation des spectres. Cette déformation est bien visible sur la figure 3.9, qui montre la fraction de positons en fonction de l'énergie en supposant une masse du neutralino de 130 GeV.

D'autres hypothèses sur la nature du WIMP sont à envisager : axions, particules Kaluza-Klein ou Q-Balls.

### Antimatière

La théorie du Big-Bang prévoit que peu de temps après l'origine de l'Univers, la matière et l'antimatière devaient se trouver en quantités égales. Pourtant, les observations ne confirment pas ce point, ce qui fait croire que des lois de conservations ont été violées à un moment donné :

- violation du nombre baryonique ;
- violation de la symétrie CP.

Des antiatomes tels que l'antihélium ou l'anticarbone pourraient voyager jusqu'à la Terre et être détectés directement, ou bien s'annihiler pour former des gamma.

Or pour l'instant, aucune donnée expérimentale n'est susceptible de confirmer la présence d'antimatière, au moins dans l'amas local de galaxies. AMS-02 permettra peut-être de détecter la présence et d'identifier les antinoyaux d'hélium avec une proportion d'un noyau d'anti-hélium pour  $10^9$  noyaux d'hélium sur une gamme de rigidité de 1 à 200 GV. S'il détecte des noyaux d'anticarbone (attendus en proportion d'un noyau de  $\bar{C}$  pour  $10^8$  noyaux de C), l'existence des antiétoiles serait confirmée.

## 3.3 Conclusions

AMS-02 sera placé en orbite par une navette spatiale américaine début 2008. Dès lors, l'expérience permettra la mesure précise des spectres des rayons cosmiques chargés. Pour cela, il bénéficiera d'une grande acceptance ( $\sim 0.4\text{ m}^2\text{sr}$ ) si bien que le nombre de particules détectées sera important (environ  $10^9$  noyaux du D au Fe).

La mesure précise des spectres permettra des avancées majeures en ce qui concerne notre compréhension des processus de création des rayons cosmiques et de leur propagation. Elle permettra aussi peut-être de détecter des antiétoiles et de prouver l'existence de matière noire supersymétrique.

Pour atteindre ces objectifs, AMS-02 bénéficiera des techniques jusque là employées pour les détecteurs sur faisceau : on place le minimum de matière le long de la trajectoire des particules et on fait plusieurs mesures de l'impulsion et de la vitesse pour mieux rejeter le fond et améliorer la précision.

Tous les éléments du détecteur, y compris l'électronique, devront supporter les conditions extrêmes que l'on rencontre dans l'espace. C'est pourquoi ils ont été ou seront soumis à des tests d'accélération, à des tests sous vide et à des variations de températures importantes.

# Chapitre 4

---

## La mission HETE-2

### 4.1 Introduction

Au début des années 80, on commence à imaginer des expériences pour observer les sursauts gamma dans une large gamme d'énergies. C'est en 1986 qu'une collaboration menée par le *Massachusetts Institute of Technology* (MIT) propose la mission HETE (pour *High Energy Transient Explorer*) : un détecteur capable de détecter des photons UV, X et gamma et de fournir rapidement aux autres instruments un positionnement précis. La mission est approuvée par la NASA en 1989.

L'étude du satellite HETE-1 commence en 1992. La collaboration regroupe notamment le *Center for Space Research*<sup>1</sup> du MIT, l'institut japonais RIKEN (*Institute for Chemistry and Physics*), le *Centre d'Etude Spatiale des Rayonnements* (CESR) de Toulouse ainsi que plusieurs autres instituts et universités<sup>2</sup>.

Le 4 novembre 1996, la fusée *Pegasus* (cf. Fig. 4.1) destinée à placer l'instrument en orbite atteint normalement l'altitude de livraison. Malheureusement, le dispositif de libération des satellites ne fonctionne pas et le lancement d'HETE-1 échoue.

En juillet 1997, vu son faible coût et compte-tenu de la découverte des *afterglow* par BeppoSAX [46], la NASA autorise la reprise du programme. Il est prévu d'utiliser les éléments de remplacement d'HETE-1 pour constituer un nouvel instrument : HETE-2. Peu de changements sont apportés au détecteur par rapport à la version du premier vol. On tient compte des résultats de BeppoSAX qui ne détecte pas de composante ultra-violet dans l'émission des sursauts gamma : les caméras UV sont remplacées par des caméras X.

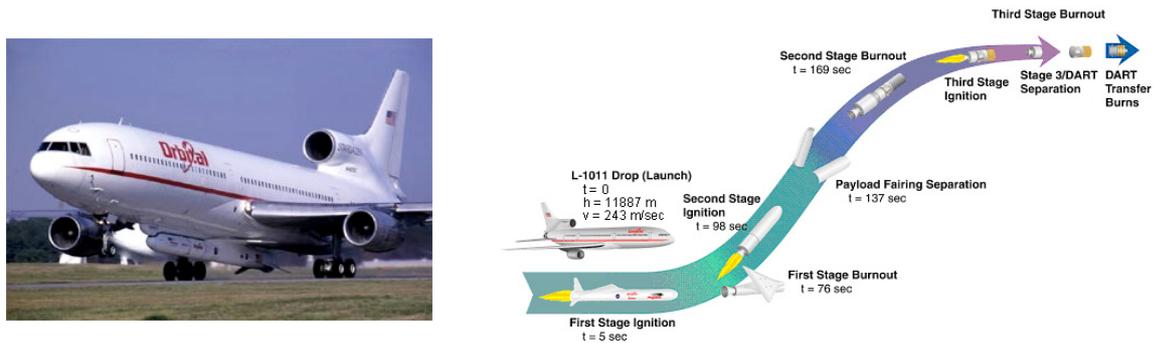
Prévu en janvier 2000, le lancement a finalement eu lieu le 9 octobre 2000. Depuis, HETE-2 a observé plus de 250 sursauts gamma avec de 25 à 30 sursauts localisations par an [87]. Sa capacité à localiser les sursauts rapidement a permis la détection en optique de 90% des sursauts détectés<sup>3</sup> contre 35% pour BeppoSAX.

---

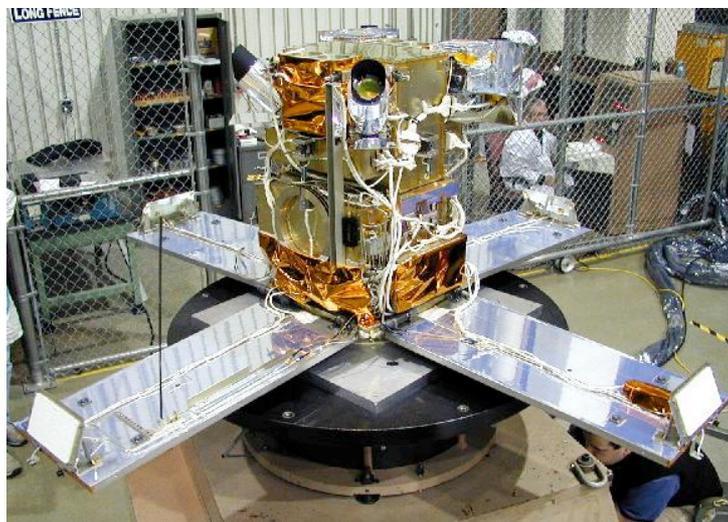
<sup>1</sup>Le CSR a depuis peu changé de nom est s'appelle désormais le *MIT Kavli Institute for Astrophysics and Space Research*, abrégé en MKI.

<sup>2</sup>Une liste complète est disponible sur Internet [86].

<sup>3</sup>Pour être plus précis, la proportion de sursauts localisés s'élève à 85-90% pour la SXC et 40-50% pour le WXM.



**Fig. 4.1:** Un lancement de la fusée Pegasus. Le lanceur est initialement accroché à un avion qui l'emporte jusqu'à une altitude d'environ 12000 m, avant de le larguer. Le reste de l'ascension s'effectue avec un moteur fusée. La figure de droite illustre le lancement de DART, un satellite destiné à expérimenter les rendez-vous spatiaux automatiques.



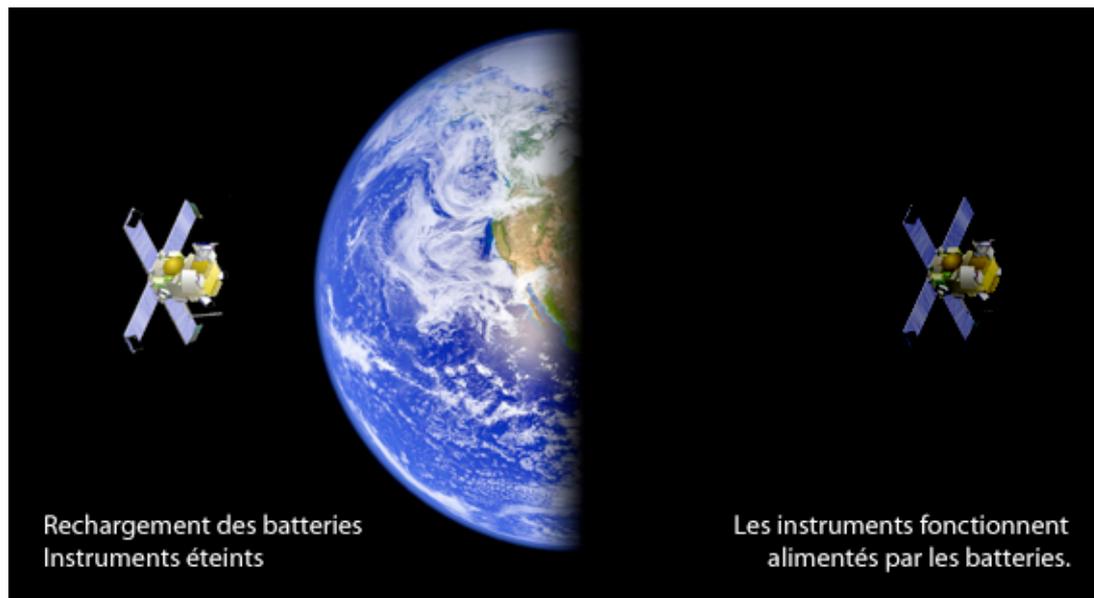
**Fig. 4.2:** Le satellite HETE-2 à l'achèvement de son assemblage.

Dans ce chapitre, nous commencerons par décrire l'expérience HETE-2. Dans un deuxième temps, nous nous attacherons plus particulièrement au fonctionnement de l'expérience, en centrant notre propos sur le détecteur FREGATE.

## 4.2 Description

HETE-2 [88] est un satellite mesurant un mètre de haut et environ 50 cm de diamètre pour une masse de 125 kg. La figure 4.2 montre HETE-2 à l'achèvement de son assemblage. Les instruments scientifiques sont disposés dans la partie supérieure et l'électronique et le contrôle d'attitude sont dans la partie inférieure.

Le satellite tourne autour de la Terre sur une orbite équatoriale inclinée de  $1.9^\circ$  à une altitude moyenne de 625 km.



**Fig. 4.3:** Le satellite HETE-2 tourne autour de la Terre en présentant toujours la même face au Soleil. Les instruments fonctionnent alimentés par les batteries dans la partie nocturne de l'orbite. Quand le détecteur est au Soleil, les batteries se rechargent et les instruments sont éteints. Image J. Bolmont.

### 4.2.1 Instruments scientifiques

HETE-2 dispose de trois instruments X et gamma complémentaires (FREGATE, WXM et SXC), ainsi que de caméras CCD. La figure 4.4 montre la disposition des instruments d'HETE-2.

#### FREGATE

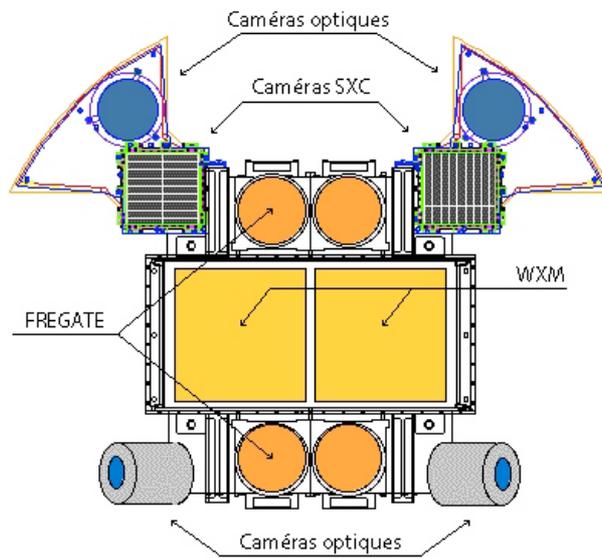
FREGATE [89] (*French Gamma-ray Telescope*), construit au CESR à Toulouse, détecte des photons entre 6 et 400 keV, avec une résolution en énergie d'environ 25% à 20 keV. La résolution en temps est de  $6.4 \mu\text{s}$  et le temps mort de  $10 \mu\text{s}$ . Le champ de vue couvre un angle solide de 4 sr. Un récepteur GPS embarqué permet de relever le temps absolu des événements. Le tableau 4.1 résume les caractéristiques de FREGATE.

FREGATE se compose de quatre détecteurs constitués chacun d'un cristal scintillant NaI dopé au Thalium et d'un photomultiplicateur. Un photon qui traverse le scintillateur provoque une émission de lumière. Cette lumière se propage vers le photomultiplicateur qui la traduit en signal électrique. Enfin, le signal électrique est amplifié et échantillonné.

#### WXM

Le WXM (*Wide field X-ray Monitor*) fournit la position des sursauts gamma. Il est constitué de deux détecteurs identiques (un pour la direction X et l'autre pour la direction Y) pourvus chacun d'un masque codé unidimensionnel<sup>4</sup> et d'un compteur proportionnel sensible à la

<sup>4</sup>On place un masque pourvu de motifs géométriques particuliers au dessus d'un capteur CCD ou d'un compteur proportionnel. Selon l'angle d'incidence de la lumière sur le masque, la caméra (ou le compteur) voit des images différentes. On peut donc reconstruire la direction des particules à partir de l'image formée. Voir par exemple [90].



**Fig. 4.4:** Les instruments d'HETE-2 vus du haut.

Gamme d'énergie	6 - 400 keV
Surface effective (4 detecteurs, incidence normale)	160 cm <sup>2</sup>
Champ de vue (HWZM)	70°
Sensibilité (50 - 300 keV)	10 <sup>-7</sup> erg cm <sup>-2</sup> s <sup>-1</sup>
Temps mort	10 μs
Résolution temporelle	6.4 μs
Flux de photons maximum accepté	10 <sup>3</sup> ph cm <sup>-2</sup> s <sup>-1</sup>
Résolution spectrale à 662 keV	~ 8 %
Résolution spectrale à 122 keV	~ 12 %
Résolution spectrale à 6 keV	~ 42 %

**Tab. 4.1:** Caractéristiques du détecteur FREGATE

position. Le WXM est sensible sur une gamme d'énergie allant de 2 keV à 25 keV. Il permet la localisation d'une source à 10' près lorsque la position est calculée à bord du satellite et de 6' lorsqu'elle est calculée au sol<sup>5</sup>.

## SXC

La SXC (*Soft X-ray Camera*) est constituée de deux caméra CCD pourvues de masques codés unidimensionnels et détecte les rayons X dans la gamme d'énergie 500 eV - 14 keV. Elle permet une localisation des sursauts plus précise que le WXM : 1' en temps réel et 50" après détermination au sol.

Suite à une détérioration du matériau protégeant les caméra CCD de la lumière, la SXC ne fonctionne plus que lorsque la Lune n'est pas trop brillante.

### 4.2.2 Alimentation électrique et contrôle d'attitude

#### Alimentation électrique

L'alimentation électrique est fournie par quatre panneaux solaires fournissant chacun 45 W de puissance. Les panneaux solaires sont orientés en permanence vers le Soleil mais le satellite passe la moitié de son orbite dans le cône d'ombre de la Terre (cf. Fig. 4.3). Pendant qu'ils sont au Soleil, les panneaux solaires rechargent les six batteries au CdNi. A ce moment, les instruments scientifiques pointent vers la Terre et ils sont éteints. Quand le satellite est dans l'ombre de la Terre, les instruments sont pointés vers le ciel et ils fonctionnent en étant alimentés par les batteries.

Le système de communication sera décrit dans la section 4.3 car il constitue un élément essentiel de la chaîne de détection des sursauts.

#### Contrôle d'attitude

Le système de contrôle d'attitude permet de contrôler l'orientation du satellite dans l'espace. Il utilise les informations de deux magnétomètres, de capteurs permettant de déterminer précisément la position du Soleil et d'une caméra optique qui donne le taux de dérive du satellite lorsqu'il est dans l'ombre de la Terre. Pour agir sur l'orientation du satellite, deux systèmes différents peuvent être utilisés. Trois bobines sont utilisées pour générer une force de Lorentz avec le champ magnétique terrestre : en faisant passer du courant dans les bobines, on peut faire tourner le satellite dans trois directions. Enfin, un volant d'inertie peut être utilisé pour intervenir sur la rotation du satellite.

## 4.3 La détection d'un sursaut par FREGATE

Dans cette section nous allons décrire plus en détail comment se passe la détection d'un sursaut par le détecteur FREGATE. Cela nous permettra d'évoquer le déclenchement du détecteur et la transmission des données au sol.

---

<sup>5</sup>L'algorithme utilisé en vol doit être rapide et cette contrainte entraîne une légère diminution des performances.

### 4.3.1 Le déclenchement

Pendant que le satellite est dans l'ombre de la Terre, FREGATE effectue le comptage des photons dans quatre bandes d'énergies : 6-40 keV (bande A), 6-80 keV (bande B), 32-400 keV (bande C) et au dessus de 400 keV (bande D), avec une résolution en temps de 160 ms.

Le niveau moyen de bruit est calculé en permanence à l'aide des trente dernières secondes du comptage. En parallèle, les fluctuations du bruit sont calculées sur 20 ms, 160 ms, 1.3 s et 5.2 s. Si à un moment donné, les taux de comptage dans les bandes B et C dépassent d'un facteur  $k$  les fluctuations du bruit, avec  $k$  compris entre 4 et 18, le détecteur déclenche.

Les données photon-photon<sup>6</sup> qui sont envoyées au sol ne peuvent excéder 80 s et sont constituées au maximum de 65000 photons par détecteur (donc 260000 en tout), dont 8000 sont enregistrés avant le déclenchement. Chaque photon est caractérisé par son temps d'arrivée, donné avec une précision de 6.4  $\mu$ s, et son énergie dans la gamme 6–400 keV. L'intervalle d'énergie de FREGATE est codé par 256 canaux d'ADC.

Quand le détecteur déclenche, une alerte est transmise au sol par l'intermédiaire de la station BAS (cf. Sect. 4.3.2) la plus proche et les données enregistrées sont transmises au sol dès que le satellite passe au dessus d'une station primaire. Si le volume des données est important, plusieurs stations primaires peuvent être mises à contribution.

### 4.3.2 Le dispositif au sol

Le système de communication utilise deux gammes de fréquences radio. La bande S (de 2.1 à 2.3 GHz) permet un débit de 250 kbit/s. Elle est utilisée pour envoyer des instructions au satellite et pour recevoir les gros volumes de données, en cas de détection d'un sursaut par exemple. L'autre type de liaison utilise une fréquence VHF de 137.96 MHz. Cette transmission a un débit de 300 bits/s et est utilisée pour la transmission des messages d'alerte ainsi que des informations concernant le statut du satellite. Les stations VHF sont uniquement réceptrices.

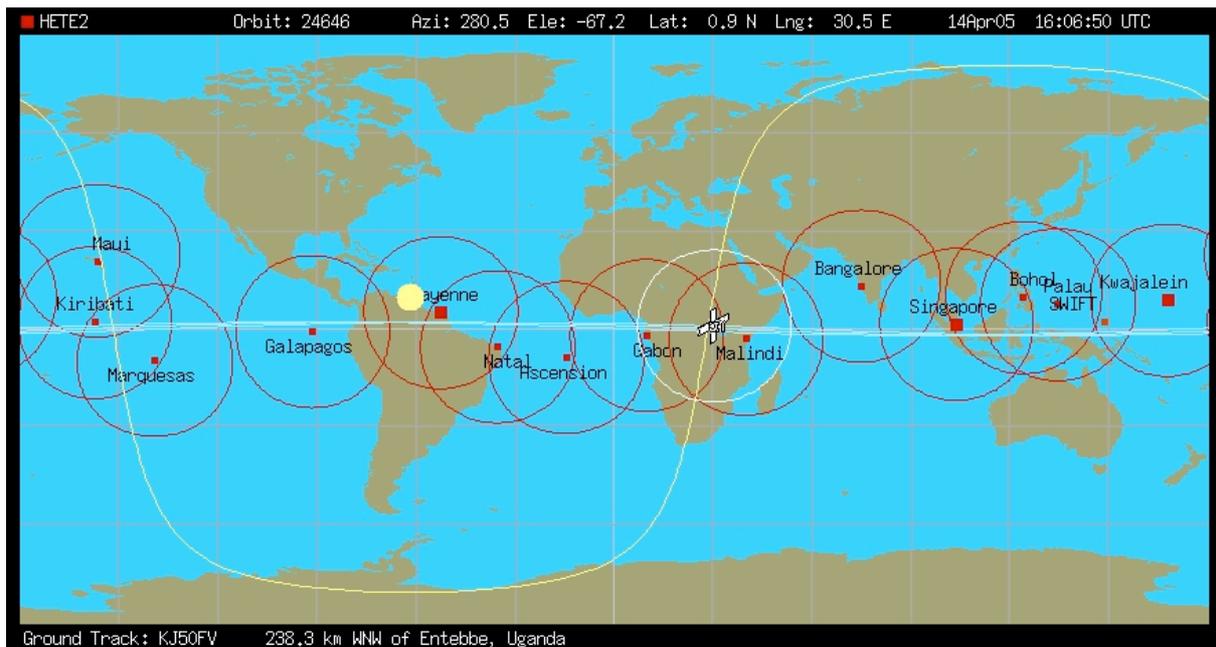
Les stations radio au sol sont réparties tout le long de l'équateur de manière à ce que le satellite soit toujours dans le rayon de réception d'au moins une station. La figure 4.5 montre les positions des 17 stations de réception dont dispose HETE-2, ainsi que leurs zones de réception.

Il existe deux types de stations. Les trois stations primaires (*Primary Ground Stations* ou PGS) sont situées à Cayenne, dans les Iles Marshall et à Singapour. Ces stations utilisent la bande S. Sur la figure 4.5, ces stations sont représentées par de gros carrés rouges. Les quatorze autres stations fonctionnent en VHF. Ces stations sont appelées Stations d'Alerte Sursaut (*Burst Alert Station* ou BAS) car elle permettent de transmettre les alertes du satellite quelle que soit sa position. Sur la figure 4.5, les BAS sont représentées par de petits carrés rouges.

### 4.3.3 Les alertes

HETE-2 peut effectuer une localisation du sursaut à l'aide de ses instruments X. En X, la précision peut être suffisante pour permettre de pointer des télescopes à grand champ vers la localisation présumée du sursaut.

<sup>6</sup>Dans la suite, nous appellerons *photon-photon* les données pour lesquelles l'énergie et le temps d'arrivée sont données de manière individuelle pour chaque photon détecté. On peut aussi dire "données photon par photon".



**Fig. 4.5:** Cette figure montre la position des différentes stations radio au sol utilisées par HETE-2. La position du satellite est montrée pour le 14 avril 2005 à 16h06 UTC. Il se trouve au dessus du continent Africain. La position de SWIFT est également représentée, par un carré rouge orangé au Nord de la Papouasie Nouvelle-Guinée. La courbe jaune indique la limite jour-nuit. Le disque jaune donne le point de la Terre où le Soleil est au zénith. D'après [86].

Les alertes concernant les détections de sursauts sont transmises à la communauté des observateurs à l'aide du réseau GCN (*Gamma ray bursts Coordinates Network*) [91]. Pour peu que le sursaut ait été observé par plusieurs satellites, l'IPN (*Interplanetary Network*, voir chapitre 2) [49] peut calculer des coordonnées plus précises par triangulation.

Les télescopes à grand champ, s'ils identifient une contrepartie optique, peuvent encore affiner les coordonnées célestes du sursaut. Cette localisation plus précise permet aux grands télescopes de trouver la galaxie hôte, et de déterminer son redshift.

Les alertes doivent être transmises rapidement. En effet, la phase d'émission du sursaut peut être trop courte pour permettre la détermination de coordonnées suffisamment précises pour pointer un gros télescope. Parfois, on ne peut pas détecter de contrepartie optique. Cela explique le relativement faible nombre de sursauts pour lesquels une localisation et une mesure de redshift sont disponibles. Seulement dix-huit sursauts vus par HETE-2 ont une mesure de redshift.



---

# Références

- [1] E. Feenberg et H. Primakoff, Interaction of Cosmic-Ray Primaries with Sunlight and Starlight. *Phys. Rev.*, 73:449–469, 1948.
- [2] S. Hayakawa, *Prog. Theor. Phys.*, 8 :571, 1957.
- [3] P. Morrison, *Nuovo Cimento*, 6 :858, 1958.
- [4] P. M. S. Blackett, A possible contribution to the night sky from the Cerenkov radiation emitted by cosmic rays. In *The Emission Spectra of the Night Sky and Aurorae*, pages 34–+, 1948.
- [5] W. L. Kraushaar et G. W. Clark, Gamma Ray Astronomy. *Scientific American*, mai 1962.
- [6] W. L. Kraushaar *et al.*, High-Energy Cosmic Gamma-Ray Observations from the OSO-3 Satellite. *ApJ*, 177:341, 1972.
- [7] C. E. Fichtel *et al.*, Gamma ray Telescope, Mission Overview. *ApJ*, 198:163, 1975.
- [8] K. Bennett, COS-B Mission Overview. *Nucl. Phys. B (Proc. Suppl.)*, 14B:23–34, 1990.
- [9] B. N. Swanenburg *et al.*, Second COS B catalog of high-energy gamma-ray sources. *ApJ*, 243:69–73, 1981.
- [10] T. C. Weekes et K. E. Turver, Gamma-ray astronomy from 10-100 GeV : A new approach. In *ESA SP-124 : Recent Advances in Gamma-Ray Astronomy*, pages 279–286, 1977.
- [11] T. C. Weekes *et al.*, Observation of TeV gamma rays from the Crab nebula using the atmospheric Cerenkov imaging technique. *ApJ*, 342:379–395, 1989.
- [12] G. Kanbach *et al.*, The project EGRET (Energetic Gamma-Ray Experiment Telescope) on NASA's Gamma-Ray Observatory (GRO). *Space Science Reviews*, 49, 69-84, 1988.
- [13] R. C. Hartman *et al.*, The third EGRET catalog of high-energy gamma-ray sources. *ApJS*, 123:79–202, 1999.
- [14] F. Aharonian *et al.*, The H.E.S.S. survey of the Inner Galaxy in very-high-energy gamma-rays. astro-ph/0510397.
- [15] H. Kubo *et al.*, Status of the CANGAROO-III project. *New Astronomy Review*, 48:323–329, avril 2004.

- [16] A. Barrau *et al.*, The CAT imaging telescope for very-high-energy gamma-ray astronomy. *Nucl. instrum. methods phys. res., A*, 416:278–292, 1998.
- [17] P. Murdin, HEGRA Experiment. *Encyclopedia of Astronomy and Astrophysics*, novembre 2000.
- [18] E. Lorenz et M. Martinez, High energy astrophysics : The MAGIC telescope. *Astronomy and Geophysics*, 46:21–6, décembre 2005.
- [19] T.C. Weekes, VERITAS : the Very Energetic Radiation Imaging Telescope Array System. *Astropart. Phys.*, 17:221–243, 2002.
- [20] W. Hofman, Status of the High Energy Stereoscopic System (H.E.S.S.) Project. *International Cosmic Ray Conference Proceedings*, pages 2785–2788, 2001.
- [21] E. Paré *et al.*, CELESTE : an atmospheric Cherenkov telescope for high energy gamma astrophysics. *Nucl. instrum. methods phys. res., A*, 490:71–89, 2002.
- [22] D.S. Hanna *et al.*, The STACEE-32 ground based gamma-ray detector. *Nucl. instrum. methods phys. res., A*, 491:126–151, 2002.
- [23] <http://ucdcms.ucdavis.edu/solar2/>.
- [24] S. Ritz *et al.*, The Gamma-ray Large Area Space Telescope (GLAST) Mission. *Bulletin of the American Astronomical Society*, 205:606–+, 2004.
- [25] P. Vincent *et al.*, H.E.S.S. Phase II. *In 29th International Cosmic Ray Conference Proceedings*, 2005.
- [26] D. Petry, The Earth's Gamma-ray Albedo as observed by EGRET. *In AIP Conf. Proc. 745 : High Energy Gamma-Ray Astronomy*, pages 709–714, février 2005. astro-ph/0410487, images disponibles à l'adresse [http://www.nasa.gov/vision/earth/lookingatearth/gamma\\_earth.html](http://www.nasa.gov/vision/earth/lookingatearth/gamma_earth.html).
- [27] S. W. Digel *et al.*, The Origin of Cosmic Rays and the Diffuse Galactic Gamma-Ray Emission. *AIP Conf. Proc.*, 587:449–458, 2001. astro-ph/0110630.
- [28] P. Sreekumar *et al.*, EGRET Observations of the Extragalactic Gamma-Ray Emission. *ApJ*, 494:523–534, 1998.
- [29] S. Eidelman *et al.*, Review of Particle Physics. *Physics Letters B*, 592:1+, 2004.
- [30] Futron Corporation. *Space Transportation Costs : Trends in Price Per Pound to Orbit – 1999-2000*, septembre 2002.
- [31] <http://www.mpi-hd.mpg.de/hfm/HESS/HESS.html>.
- [32] J. M. Davies et E. S. Cotton, 1957.
- [33] <http://auger.cnrs.fr>.
- [34] K.-H. Kampert, The Pierre Auger Observatory – Status and Prospects. astro-ph/0501074.
- [35] <http://www-glast.stanford.edu/>.
- [36] R. Klebesadel, I. Strong et R. Olson, Observations of Gamma-Ray Bursts of Cosmic Origin. *ApJ*, 182:L85, 1973.
- [37] J. E. Jackson and J. I. Vette, The Orbiting Geophysical Observatories : OGO Program Summary. NASA SP-7601, 1975.

- [38] T. L. Cline et U. D. Desai, Observations of cosmic gamma-ray bursts with IMP-7 - Evidence for a single spectrum. *ApJL*, 196:L43–L46, février 1975.
- [39] T. L. Cline *et al.*, Gamma-ray burst observations from Helios-2. *NASA STI/Recon Technical Report N*, 79:28115–+, mai 1979.
- [40] J. G. Laros *et al.*, Preliminary results from SOLRAD 11 gamma-burst detectors. *Nature*, 267:131–+, mai 1977.
- [41] R. W. Klebesadel, W. D. Evans, J. P. Glore, R. E. Spalding et F. J. Wymer, The Pioneer Venus Orbiter Gamma Burst Detector. *IEEE Transactions on Geoscience and Remote Sensing*, 18:76–80, 1980.
- [42] E. P. Mazets *et al.*, Catalog of cosmic gamma-ray bursts from the KONUS experiment data. I. *ApSS*, 80:3–83, novembre 1981. Cet article est le premier d'une série concernant le catalogue KONUS.
- [43] J.-L. Atteia *et al.*, A second catalog of gamma-ray bursts - 1978-1980 localizations from the interplanetary network. *ApJS*, 64:305–317, mai 1987.
- [44] O. V. Terekhov *et al.*, GRANAT/PHEBUS catalog of cosmic gamma-ray bursts (Terekhov+, 1994-2002). *VizieR Online Data Catalog*, 9036:0–+, novembre 2002.
- [45] R. Mallozzi, <http://www.batse.msfc.nasa.gov/batse/instrument/>.
- [46] G. Boella *et al.*, BeppoSAX, the wide band mission for X-ray astronomy. *A&AS*, 122:299–307, avril 1997.
- [47] N. Gehrels, Swift Science Team, Swift - The Next GRB MIDEX Mission. *Bulletin of the American Astronomical Society*, 31:1512–+, décembre 1999.
- [48] C. Winkler *et al.*, The INTEGRAL mission. *A&A*, 411:L1–L6, novembre 2003.
- [49] K. Hurley, The third interplanetary network, 1990. <http://ssl.berkeley.edu/ipn3/>.
- [50] R. Mallozzi, <http://www.batse.msfc.nasa.gov/batse/grb/>.
- [51] I. Horvath, A Third Class of Gamma-Ray Bursts? *ApJ*, 508:757, 1998.
- [52] G. Ghisellini, Gamma Ray Bursts : Some Facts and Ideas. astro-ph/0111584.
- [53] G. J. Fishman et C. A. Meegan, Gamma-Ray Bursts. *Annu. Rev. Astron.*, 33:415, 1995.
- [54] D. E. Reichart *et al.*, A Possible Cepheid-like Luminosity Estimator for the Long Gamma-Ray Bursts. *ApJ*, 57:552, 2001. astro-ph/0004302.
- [55] J. P. Norris, G. F. Marani et J. T. Bonnell, Connection between Energy-dependent Lags and Peak Luminosity in Gamma-Ray Bursts. *ApJ*, 248:534, 2000.
- [56] E. E. Fenimore *et al.*, Gamma-Ray Burst Peak Duration as a Function of Energy. *ApJ*, 448:L101+, août 1995. astro-ph/9504075.
- [57] B. E. Schaefer *et al.*, Redshifts and Luminosities for 112 Gamma-Ray Bursts. *ApJL*, 123:563, 2001.
- [58] N. M. Lloyd et V. Petrosian, Synchrotron Radiation as the Source of Gamma-Ray Burst Spectra. *ApJ*, 543:722, 2000.
- [59] D. Band *et al.*, BATSE observations of gamma-ray burst spectra. I - Spectral diversity. *ApJ*, 413:281, 1993.
- [60] <http://bepposax.gsfc.nasa.gov/bepposax/first/grb970228.html>.

- [61] E. Costa *et al.*, Discovery of an X-ray afterglow associated with the  $\gamma$ -ray burst of 28 February 1997. *Nature*, 387:783–785, 1997.
- [62] B. Zhang, S. Kobayashi et P. Mészáros, Gamma-Ray Burst Early Optical Afterglows : Implications for the Initial Lorentz Factor and the Central Engine. *ApJ*, 595:950, 2003.
- [63] M. R. Metzger *et al.*, Spectral constraints on the redshift of the optical counterpart to the gamma-ray burst of 8 May 1997. *Nature*, 387:878–880, 1997.
- [64] J.-L. Atteia, A simple empirical redshift indicator for gamma-ray bursts. *A&A*, 407:L1–L4, août 2003.
- [65] K. Z. Stanek *et al.*, Spectroscopic Discovery of the Supernova 2003dh Associated with GRB 030329. *ApJ*, 591:L17–L20, 2003.
- [66] S. T. Holland et J. Hjorth, Star-forming regions near GRB 990123. *A&A*, 344:L67, 1999.
- [67] D. W. Hogg et A. S. Fruchter, The Faint-Galaxy Hosts of Gamma-Ray Bursts. *ApJ*, 520:54, 1999.
- [68] J. S. Bloom *et al.*, Closing in on Short-Hard Burst Progenitor : Constrints from Early-Time Optical Imaging and Spectroscopy of a Possible Host Galaxy of GRB 050509b. astro-ph/0505480, 2005.
- [69] <http://rst.gsfc.nasa.gov/Sect20/A6.html>.
- [70] A. Dar et A. De Rujula, A cannonball model of gamma-ray bursts : superluminal signatures, 2000. astro-ph/0008474.
- [71] T. Piran, The physics of gamma-ray bursts. *Reviews of Modern Physics*, 76:1143–1210, janvier 2005. astro-ph/0405503.
- [72] D. Q. Lamb et D. E. Reichart, Gamma-Ray Bursts as a Probe of the Very High Redshift Universe. *ApJ*, 536:1–18, juin 2000.
- [73] S. Schanne *et al.*, The ECLAIRs micro-satellite for multi-wavelength studies of gamma-ray burst prompt emission. In *Nuclear Science Symposium Conference Record, 2004 IEEE*, volume 1, pages 301–308, octobre 2004.
- [74] M. Aguilar *et al.*, The Alpha Magnetic Spectrometer (AMS) on the International Space Station : Part I - Results from the test flight on the Space Shuttle. *Physics Reports*, 366:331–404, 2002.
- [75] J. Alcaraz *et al.*, The Construction of the Alpha Magnetic Spectrometer (AMS) for the International Space Station. À paraître dans NIM.
- [76] J. Alcaraz *et al.*, Search for Antihelium in Cosmic Rays. *Phys. Lett.*, B461:387–396, 1999. hep-ex/0002048.
- [77] J. Alcaraz *et al.*, Protons in Near Earth Orbit. *Phys. Lett.*, B472:215–226, 2000. hep-ex/0002049.
- [78] J. Alcaraz *et al.*, Cosmic Protons. *Phys. Lett.*, B490:27–35, 2000.
- [79] J. Alcaraz *et al.*, Leptons in Near Earth Orbit. *Phys. Lett.*, B484:10–22, 2000.
- [80] M. A. Duvernois *et al.*, Cosmic ray electrons and positrons from 1-100 GeV : HEAT balloon measurements. *APS Meeting Abstracts*, pages 709–+, avril 1998.
- [81] S. Coutu *et al.*, Positron Measurements with the Heat-Pbar Instrument. In *International Cosmic Ray Conference*, pages 1687–+, 2001.

- [82] J. Alcaraz *et al.*, Helium in Near Earth Orbit. *Phys. Lett.*, B494:193–202, 2000.
- [83] R. Bottema, The maximum rotation of a galactic disc. astro-ph/9706230.
- [84] P. Maestro, A Study on background rejection and e+ and gamma detection in AMS 02. AMS-Note 2003-01-01.
- [85] Y. Fukuda *et al.*, Evidence for Oscillation of Atmospheric Neutrinos. *Phys. Rev. Lett.*, 81:1562–1567, août 1998.
- [86] <http://space.mit.edu/HETE/>.
- [87] D. Q. Lamb *et al.*, Highlights of the HETE-2 Mission. *New Astron. Rev.*, 48:423–430, 2004.
- [88] G. R. Ricker *et al.*, In-Flight Performance and First Results of FREGATE. *In AIP Conf. Proc.*, volume 662, page 17, 2003.
- [89] J.-L. Atteia *et al.*, The High Energy Transient Explorer (HETE) : Mission and Science Overview. *In AIP Conf. Proc.*, volume 662, pages 3–16, 2003.
- [90] G. K. Skinner et T. J. Ponman, Coded mask telescopes for X-ray astronomy. *Journal of the British Interplanetary Society*, 40:169–172, avril 1987.
- [91] <http://gcn.gsfc.nasa.gov/>.

