Astrophysique des Très Hautes Énergies

(Préversion pour l'oral)

Xavier Bertou et Petru Nistor

28 février 1997

Table des matières

1 introduction

Les rayons cosmiques sont formés de noyaux atomiques et de particules élémentaires qui voyagent dans l'espace à des vitesses voisines de celle de la lumière. Elles ont été découvertes en 1912 par le physicien autrichien Victor Franz Hess, qui volait à bord de ballons ouverts et qui constata que, au-delà d'un kilomètre d'altitude, son électroscope enregistrait une charge électrique [1].

En 1938, les physiciens français Pierre Auger et Roland Maze découvrent les "grandes gerbes atmosphériques", montrant ainsi l'existence de rayons cosmiques d'au moins 10^{15} eV.

Des rayons cosmiques plus énergétiques (jusqu'à 3.10^{20} eV) ont été observés pendant les dernières décades. De nombreuses questions sur les rayons cosmiques de très haute énergie sont encore ouvertes [2]. Quelques hypothèses sur la nature et l'origine de ces rayons de très haute énergie ont été proposées recemment [3]. Pour progresser dans l'étude de ces phénomènes, des collaborations expérimentales internationales se sont formées.AMANDA est l'un de ces projets, utilisant de la glace comme "télescope à neutrinos".

2 AMANDA : Antartic Muon And Neutrino Detectors Array

2.1 Motivations et principe

L'intérêt de la détection des neutrinos est double. D'une part, les méthodes conventionnelles d'astronomie n'explorent que des photons d'énergie inférieure à 50 TeV ou des rayons cosmiques ayant des énergies supérieures à 1 EeV (en dessous de cette énergie, les gerbes atmosphériques qui permettent de les détecter deviennent trop ténues). Elles laissent ainsi inexplorés plus de 4 ordres de grandeur dans un spectre en énergie. L'observation des neutrinos devrait combler ce gap. D'autre part, les neutrinos, au contraire des photons d'énergie supérieure au TeV, ne sont pas absorbés par la matière interstellaire.

Les neutrinos ayant de très faibles interactions avec la matière, ils sont en fait observés de façon indirecte. Dans l'expérience AMANDA, c'est via leur interaction avec la glace ou la terre sous la glace, en produisant des muons de très hautes énergies, qu'ils sont identifiés.

La constante dielectrique de la glace pure est de 3; la vitesse de la lumière y est donc d'environ 60% de c (c vitesse dans le vide). Ainsi les muons de très hautes énergies entrent dans la glace avec une vitesse supérieure à celle de la lumière dans ce milieu, et emettent ainsi de la lumière Čerenkov. C'est cette lumière qui sera détectée, puis analysée pour reconstruire la trace des muons, puis celle des neutrinos.

2.2 Installation et technologie

Le principe de ce télescope est assez simple. Il consiste à plonger un ensemble de photomultiplicateurs dans la glace de l'Antartique, à une profondeur telle que la pression limite la présence de bulles d'air. La lumière produite par les interactions de neutrinos se propage à grande distance dans la glace très froide (-50 C) et très pure, et donc très transparente, et éclaire les photomultiplicateurs. Les photomultiplicateurs d'AMANDA amplifient cent millions de fois les faibles signaux. Pour installer ces systèmes optiques, la technique est en principe élémentaire; les trous dans la glace sont percés avec de l'eau chaude! En pratique il faut compter quatre jours pour atteindre une distance de deux kilomètres.

Un système d'aquisition de données est placé sur chaque détecteur et relié par un cable propre à la surface. Cette méthode donne un acces non hierarchisé à chaque module optique et permet ainsi un traitement très souple des données. Cette structure en parallele assure aussi une très bonne fiabilité et rend les améliorations du système plus praticables.

Notons que la glace est un milieu non radioactif; le taux de comptage y est très faible: de l'ordre de quelques centaines de Hertz (taux de comptage qu'il faut comparer à celui du fond, produit par la radioactivité naturelle: on mesure environ 60kH au fond des océans). Cette radioactivité est principalement due au potassium, élément absent de la glace. Ainsi cette expérience ne nécessite pas d'électronique très sophistiquée et est donc financièrement intéressante. Cet argument a été l'une des motivations initiales de ce projet, montrant que la glace était une alternative compétitive à l'eau, même si la longueur d'absorption de la lumière bleue était évaluée à environ huit mètres de trajet.

2.3 Les expériences AMANDA A et B

En 1993-1994, 80 modules optiques ont été placés entre 810 et 1000 mètres sous la glace (AMANDA A). Il a été constaté que la longueur d'absorption est supérieure à 200m pour des longueurs d'onde en dessous de 425nm; c'est à dire, un ordre de grandeur de plus que pour la glace de laboratoire. En fait, les bulles d'air dans la glace étaient plus nombreuses que prévu, limitant ainsi la longueur de diffusion à quelques dizaines de centimètres. Il était alors impossible de reconstruire à partir de ces données les traces des muons.

L'expérience AMANDA B, pour contourner ces problèmes, a donc été faite à 1500m de profondeur sous la surface de la glace, ou les bulles ont presque totalement disparu.

Les signaux, amplifiés 10^9 fois, sont transmis par cable coaxial, avec une résolution temporelle à l'arrivée de 3ns. Une technologie nouvelle est testée: le signal des dynodes déclenche des lasers ou des LED (Light Emitting Diod) rapides qui transmettent le signal analogique par fibre optique.

2.4 Les résultats d'AMANDA

Les principaux résultats d'AMANDA sont la mesure de l'énergie des neutrinos ainsi que des sursauts de neutrinos de quelques MeV, très en dessous de la limite prévue.

A des énergies de l'ordre du TeV et au-delà, les directions du muon et du neutrino incident sont alignées à environ 1^o, permettant de faire de l'astronomie. Pour exploiter les données il faut comprendre comment la lumière se propage dans le milieu Čerenkov. On mesure donc la propagation des photons Čerenkov émis par les muons cosmiques pour étalonner le système. D'autres méthodes indépendentes sont aussi utilisées. Autant il est important de savoir comment la lumière se propage dans le milieu, autant il n'est pas nécessaire de savoir pourquoi elle se propage de la façon observée, ce qui serait beaucoup plus complexe à déterminer.

AMANDA B enregistre des muons atmosphériques en bon accord avec les simulations Monte Carlo qui décrivent la propagation des photons Čerenkov en termes de distributions temporelles, obtenues en étudiant la propagation de la lumière laser envoyée sur des sphères diffusantes installées avec chaque module optique.

A 850m de profondeur dans de la glace formée juste après la dernière glaciation, la longueur d'absorption passe par un pic supérieur à 300m autour de la longueur d'onde Čerenkov. La longueur de diffusion est inférieure à un mètre pour des profondeurs de moins d'un kilomètre; au delà de cette profondeur, cette longueur de diffusion est cent fois supérieure. Pour AMANDA B on donc peut considérer que les propriétes optiques de la glace ne varient pas sur les 500m que couvrent l'expérience.

La reconstitution des signaux Čerenkov tient compte du retard des photons diffusés en utilisant la méthode du maximum de vraissemblance. Des simulations Monte Carlo montrent qu'une résolution angulaire de 2.5 degrés peut être atteinte sur une aire effective de plus de $10^4\,m^2$. La simulation montre une réjection adequate des muons cosmiques qui se déplacent vers le bas. La reconstitution et la réjection des muons qui se déplacent vers le bas est d'autant plus facile que le détecteur est plus grand. De plus, la diffusion peut être exploitée pour mesurer la perte d'énergie des muons. Le détecteur fonctionne comme un détecteur Čerenkov directionnel et comme un calorimètre avec absorption totale. La mesure de l'énergie est critique car si l'on peut prouver que l'énergie du neutrino dépasse 10 TeV, l'origine cosmique du signal est établie car le fond atmosphérique est négligeable.

La glace est un milieu Čerenkov idéal pour un détecteur comme AMANDA. Les simulations montrent qu'une gerbe ayant une énergie de quelques PeV, produite par un ν_e ou ν_τ ou due à une perte d'énergie catastrophique d'un muon se déplace sur plus de 500m dans la glace. A ce moment, la gerbe est isotropisée par diffusion et on peut déterminer son énergie. Le premier photon qui arrive sur un module optique n'est pas diffusé par la glace à condition qu'il soit dans les 200m du point d'origine de la gerbe. Une information sur sa direction est ainsi obtenue.

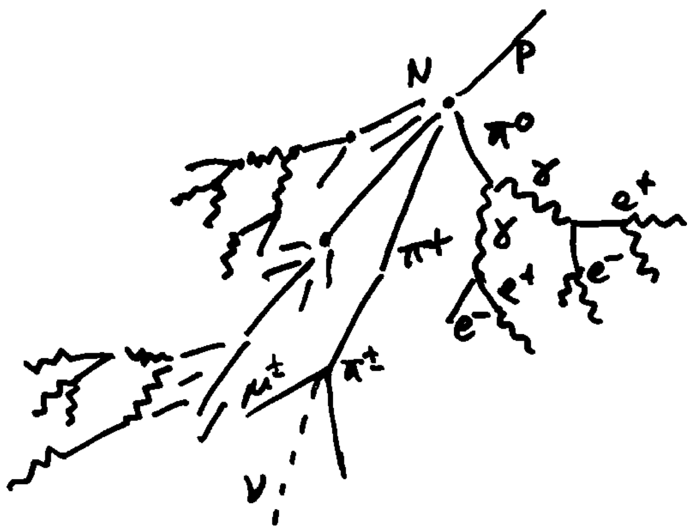
Un autre résultat directement exploitable est une mesure d'énergie d'un événement supérieure à celle des muons cosmiques les plus énergétiques, le problème de la discrimination au/bas étant automatiquement résolu.

La partie la moins profonde d'AMANDA a été utilisée pour mesurer le spectre des neutrinos jusqu'à quelques TeV. On observe des muons de fond jusqu'à 1 PeV. Avec une longueur de diffusion d'environ 50cm, AMANDA A est un calorimètre avec absorption totale malgrès sa petite taille. Les bulles diffusent et contiennent la lumière de la gerbe, qui peut ainsi être cartographiée. De plus son énergie peut être mesurée, à condition que son point d'origine soit à plus de 50m des détecteurs. En revanche, dans la glace contenant des bulles l'information directionnelle est perdue. Le fond très réduit mesuré par les modules optiques est augmenté d'une quantité significative par des signaux produits par des sursauts des neutrinos de quelques MeV en provenance d'une supernovae ou par un sursaut gamma. La mesure des temps d'arrivée des neutrinos et des rayons gamma en provenance d'un sursaut gamma pourrait déterminer la masse du neutrino avec une précision couvrant le domaine donné par l'anomalie solaire.

Ajoutons que depuis 1991 des efforts sont faits pour rendre fiable la détection radio des neutrinos très énergétiques, en utilisant le fait que le spectre Čerenkov inclus le domaine radio.

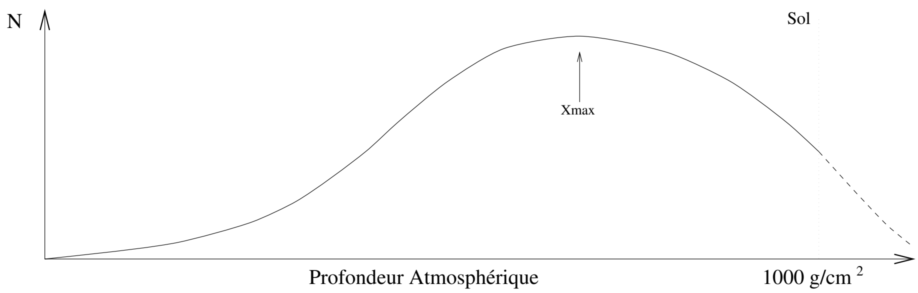
3 Gerbes atmosphériques

Alors qu'il est nécessaire d'avoir d'immenses quantité d'eau ou de glace pour pouvoir espérer détecter le passage d'un neutrino, le problème est totalement différent pour les autres particules incidentes (photons, électrons, protons, atomes...). En effet, leur section efficace électro-magnétique ne leur permet pas de traverser l'atmosphère. Ils interagissent donc très rapidement avec les molécules qui la composent. Ces interactions donnent naissance à une grande quantité de particules qui déclanchent une reaction en chaîne. Il se crée ainsi une gerbe de particules (atmospheric shower en anglais). Une particule incidente de grande énergie donne ainsi naissance à plusieurs milliard de particules au niveau du sol :



Exemple de gerbe atmosphérique générée par un proton

La quantité de particules à une certaine altitude dépend de l'épaisseur atmosphérique traversée. En effet, la cascade s'intensifie à chaque interaction avec les molécules de l'atmosphère. De même, lorsque la gerbe s'est développée, les particules qui la forment ont une énergie bien inférieure à celle de la particule incidente. Elles sont donc ralenties, diffusées, thermalisées par l'atmosphère. Le nombre de particules composant la gerbe est donc décroissant avec l'altitude au bout d'une certaine épaisseur d'atmosphère traversée. On a donc au final un profil longitudinal de la gerbe semblable a celui ci-après :



Profil longitudinal d'une gerbe atmosphérique

(en Nombre de particule par épaisseur d'atmosphère traversée)

La composition de la gerbe dépend par ailleurs de la particule incidente. Pour un proton, elle est constituée essentiellement de photons (80%) de l'ordre d'1 MeV, d'électrons (9%) de quelques MeV et de muons (1%) de l'ordre d'1 GeV. Pour une autre particule incidente, la distribution est différente, mais les ordres de grandeur sont similaires. Du fait de cette différence d'énergie entre les particules de la gerbe, on détecte d'abord les muons qui arrivent les premiers, puis les électrons et les photons (5 μs plus tard).

Le problème observationnel qui nous est posé ici peut se résumer ainsi : l'évènement qu'on détecte est défini par trois paramètres,

- la direction d'incidence ;
- la nature de la particule incidente ;
- son énergie.

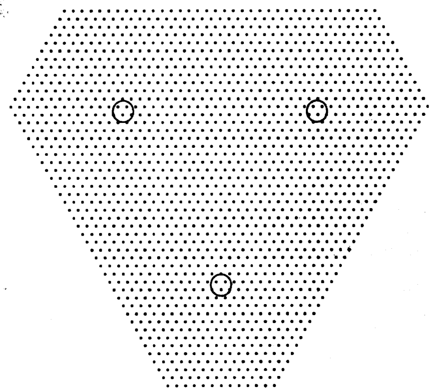
La détection et l'analyse de la gerbe atmosphérique nous donne accès aux informations suivantes,

- le vertex primaire (lieu de la première interaction entre la particule et l'atmosphère) ;
- la direction de la gerbe ;
- son profil longitudinal ;
- son profil radial (au niveau du sol) ;
- sa composition au sol ;
- son énergie au niveau du sol.

Malgré les nombreuses inconnues qui gouvernent la physique aux très hautes énergies et les perturabtions causées par l'atmosphère, on peut espérer avec toutes ces informations pouvoir remonter aux paramètres de la particule incidente. Néanmoins, receuillir et analyser toutes les informations ci-dessus est un travail colossal. C'est dans ce but que doit être construit l' Observatoire Pierre Auger [4].

4 L'Observatoire Pierre Auger

Étant donné le faible flux de particules à très haute énergie (1 partcule par km^2 et par an a 10^{19} eV, voir annexe A), on se doit d'avoir une surface collectrice la plus importante possible si l'on veut détecter suffisamment d'évènements pour pouvoir faire une statistique. L'Observatoire Pierre Auger sera donc immense : 2 observatoires de 3000 km^2 seront construit, un dans l'Utah, l'autre en Argentine, de façon à pouvoir couvrir le ciel de manière isotropique. Ces observatoires se composeront de plus de 1600 cuves de détection Čerenkov placées sur un réseau à maille triangulaire et de trois détecteurs de fluorescence comme le montre de dessin ci-dessous :



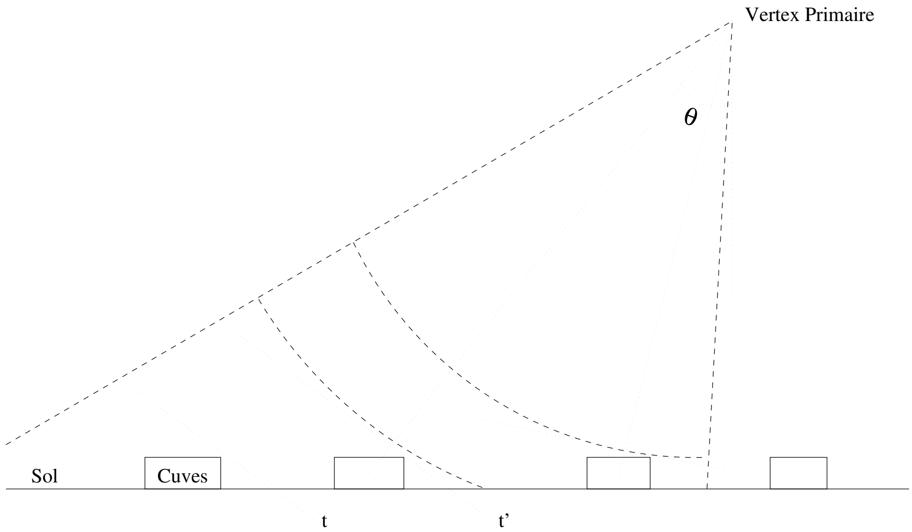
Disposition des détecteurs
Chaque point représente une cuve Čerenkov.
Les cercles représentent les détecteurs à fluorescence.
La largeur totale est de 60 km.

4.1 Détection Čerenkov

Celle-ci est effectuée par les 1600 cuves réparties sur chaque site. Elles font 10m de diamètre pour 1,2m de haut, et sont remplies d'eau. À leur sommet se trouvent trois photomultiplicateurs. On enregistre la lumière Čerenkov émise par les particules de la gerbe traversant l'eau de la cuve. Cette méthode simple a été choisie pour des raisons de fiabilité et de faible coût de maintenance.

4.1.1 Détermination de la direction d'incidence

Si l'on considère la propagation d'un front de particules, il est possible de déduire du retard du signal à l'arrivée aux différents détecteurs la direction incidente. Mieux encore, comme on peut le voir sur la figure ci-dessous, le fait que la gerbe prenne naissance à distance finie des détecteurs permet de ne pas considérer ce front de particule comme plan mais sphérique. On peut ainsi non seulement reconstituer la direction d'incidence mais aussi le vertex primaire à partir de deux directions.



Principe de détermination de la direction d'incidence
Le cone de propagation des particules de la gerbe est représenté en pointillés. La différence t-t' permet de déterminer l'angle θ

La relation entre le temps d'arrivée et l'angle d'incidence est simplement $\sin\theta = c\,\Delta t/d$ avec d la distance entre deux détecteurs (1,5 km).

La détection s'effectue à l'aide de photocatodes afin d'avoir un temps très rapide de réponse (de l'orde de 20 ns), ce qui permet de remonter à l'angle d'incidence avec une précision de l'ordre de 2°.

4.1.2 Utilisation de l'énergie collectée

L'utilisation la plus directe de l'énergie collectée par les cuves Čerenkov est la reconstitution de l'énergie de la particule incidente. Il s'agit d'une simple extrapolation effectuée en fonction de la direction d'incidence et de l'énergie reçue par chaque cuve. Cette fonction d'extrapolation est donnée par des modèles de développement de gerbes dans l'atmosphère, modèles que l'on doit à la physique des particules.
Néanmoins, outre la difficulté d'établir un tel modèle pour des énergies où la physique est mal connue, il faut voir que seule une infime partie de l'énergie de la particule incidente est

collectée. Une gerbe typique de 10^{20} eV fera de l'ordre de 50 km^2 au sol, et laissera de l'énergie dans une trentaine de cuves de 70 m^2... Il s'agit donc de faire une forte extrapolation. La résolution attendue n'est donc pas très bonne, de l'ordre de 20%, mais suffisante néanmoins pour être significative.

La nature des particules détectées dans la cuve peut être très bien déterminée par leur temps d'arrivée (5 μs de décalage entre muons, électrons et photons) et leur énergie (1 eV pour les photons, 5 eV pour les électrons et 1 GeV pour les muons). On peut ainsi à partir de l'énergie déposée dans chaque cuve remonter à la composition de la gerbe. Le rapport entre la quantité d'énergie sous forme hadronique (muons) et celle sous forme électromagnétique permet alors de déterminer la nature de la particule incidente, avec une très faible incertitude si l'évènement a bien été détecté [8].

4.2 Detection de la fluorescence

Lorsque la gerbe se développe dans l'atmosphère, elle excite les molécules qui la composent. Ces particules peuvent perdre l'énergie reçue par simple fluorescence si elles ne se désexcitent pas par choc avant. La fluorescence de l'azote est assez importante dans le proche ultra-violet (voir spectre en annexe B). Cette émission de photons se fait de manière isotrope. On peut ainsi en observant le ciel voir une trainée de lumière laissée par la gerbe. Néanmoins, cette émission se fait sur un très courte durée (car sinon l'énergie est perdue par chocs et non par fluorescence). Les détecteurs à fluorescence captent donc ce flash de très courte durée. Celà n'est bien sur possible que si l'on a aucune lumière parasite, et doit donc être fait par nuit sans lune, ce qui limite la période de fonctionnement de ces détecteurs.

La détection s'effectuera à l'aide de trois télescopes composés de 48 miroirs chargés de receuillir la lumière émise par fluorescence [5]. Chaque télescope couvre un angle solide de près de 2π sr. On obtient ainsi le profil de la gerbe en fonction de la profondeur atmosphérique. Cela permet de déterminer la direction d'incidence si on a détecté la gerbe par deux télescopes différents avec une très bonne précision (moins d'1°), de déterminer l'énergie de la particule incidente (fonction de l'énergie diffusée par fluorescence), et sa nature (d'après le profil de la gerbe en fonction de la profondeur atmosphérique) [6].

Ces résultats, combinés avec ceux de la détection Čerenkov permettront une résolution de 10 % en énergie et de 0,2° sur l'angle d'incidence.

5 Retour aux sources

5.1 Spectre d'énergie et coupure GZK

Le spectre du flux des rayons cosmiques ci-dessous montre qu'on a à partir d'une certaine énergie (de l'ordre de 10^{20} eV) un comportement nouveau. Ceci pourrait tout à fait être interprété comme un nouveau phénomène invisible à basse énergie car masqué par d'autres phénomènes [7]. L'intérêt des physiciens pour ces évènements à très haute énergie est donc grand.

Qui plus, est, une particule comme un proton se déplaçant à de telles énergies voit le fond cosmologique comme beaucoup plus énergétique qu'il ne l'est par un effet de blue-shift. On montre ainsi qu'il existe une énergie limite appelée coupure GZK (pour Greisen Zatsepin Kuzmin) au dela de laquelle tout proton se photodésintègre en interagissant avec le fond cosmologique. Cette limite est de 5.10^{19} eV [9]. Tout proton d'énergie supérieure se voit ramené à cette énergie GZK sur une distance de l'ordre de 500 Mpc.

Cela pose un problène colossal. Les quelques évènements détectés au dela de cette coupure (8 identifiés à l'heure actuelle) ne peuvent donc avoir été causés que par des sources proches de nous. Hors, dans un rayon de 500 Mpc, aucune source exotique n'a été détectée...

5.2 Les sources classiques

Car il est très difficile d'expliquer des évènements de plus de 10^{18} eV par des phénomènes classiques de type accélération de Fermi (accélération par chocs succéssifs dans des supernovae pour les plus efficaces [10]). De plus, s'il paraissait possible d'invoquer l'existence de phénomènes cataclysmiques d'énergie phénoménale pour accélérer des particules à des EeV, la nécessité pour ces sources de se trouver à moins de 500 Mpc à cause de la coupure GZK exclue désormais toute approche de ce genre.
Il faut donc parvenir à partir des quelques sources dont nous disposons (AGN, blazars...) parvenir à accélérer des particules à très haute énergie. Si l'Observatoire Pierre Auger ne donnera probablement pas la réponse quand au phénomène d'accélération à l'oeuvre, il pourra indiquer avec précision si les directions des évènements sont corrélées ou non avec les sources proposées.

5.3 Les sources exotiques

Pour expliquer des évènements si proches et si énergétiques, de nombreuses sources exotiques ont été invoquées. Bon nombre d'entre elles tournent autour des défauts topologiques,

et supposent l'existence de particules nées lors de brisures de symétrie.
Quoi qu'il en soit, il est important que toutes les théories avancées, aussi surprenantes soient elles, pourront être vérifiées ou infirmées par les résultats de l'O.P.A., étant donné la grande statistique attendue (plus de 6000 évènements de 10^{19} eV et 60 de 10^{20} eV par an).

5.4 Autres informations

L'O.P.A. ne se bornera pas à nous donner des informations sur ces rayons cosmiques et leur provenance. Les spectres en énergie de ces particules pourraient nous en apprendre beaucoup sur la physique de leurs sources. Des évènements de type neutrino pourraient également être détectés lors de gerbes atmosphériques horizontales (à forte épaisseur d'atmosphère traversée, pour compenser la faible section efficace d'interaction des neutrinos).
Des mesures annexes pourraient également être déduites des observations, comme par exemple une meilleure estimation du champ magnétique intergalactique. Enfin, il est propable que ce nouveau champ d'investigation de l'astrophysique apporte de nombreuses surprises et nous fasse découvrir des éléments encore insoupsonnés.

Bibliographie

Références

[1] Encyclopaedia Universalis (1995)

[2] G. Sigl et al., Astropart. Phys. 2, 401 (1994)

[3] A. M. Hillas, Ann. res. Astr. Astrophys. 22, 425 (1984)
preprint LANL astro-ph/960711 and references therein
G. E. Romero et al., Astropart. Phys., in press
T. W. Kephart et al., Astropart. Phys. 4, 271 (1996)
S. Bonazzola, P. Peter, preprint Obs. Meudon (Feb. 1997)

[4] Paul M. Mantsch, *The Pierre Auger Project*, in FERMILAB-Conf-96/007

[5] Bruce R. Dawson, *Fluorescence Detector Techniques*, in a talk given at the Auger Project Fluorescence Workshop, University of Utah, March 4-7 1996

[6] Konrad Bernlöhr, *Measuring the UHE cosmic-ray composition with tracking detectors in air shower arrays*, preprint

[7] Todor Stanev & H.P. Vankov, *The nature of the highest energy cosmic rays*, preprint

[8] A. Linder, *A New Method to Reconstruct the Eenery and Determine the Composition of Cosmic Rays from the Measurement of Cherenkov Light and Particle Densities in Extended Air Showers*, in talks given at the XVth Cracow Summer School of Cosmology, Lodz, 1996

[9] L.A. Anchordoqui et al. , *On the Effect of the 3K Background Radiation on Ultrahigh Energy Cosmic Rays*, Internal note

[10] R.J. Protheroe, *Origin and Propagation of the Highest Energy Cosmic Rays*, preprint

La majorité des documents ci-dessus sont disponibles sur le site du LPNHE à Jussieu :

http://cdfinfo.in2p3.fr/Experiences/Astrop/Auger/auger.html