# DETECTORES

- 1912 -Viktor Hess descubre radiación ionizante
  -origen extraterrestre → Rayos Cósmicos (RC)
- 1950+ -Fuentes de Radio no-térmico → partículas cargadas aceleradas
  -núcleos atómicos: mayormente protones

Los procesos de interacción entre radiación y materia permiten concluir que en los lugares (fuentes) donde existan partículas aceleradas, habrá producción de radiación gamma.

Partículas cargadas aceleradas + campo magnético → sincrotrón Nucleones acelerados + material circundante→ piones → radiación gamma Electrones acelerados + fotones → gamma (IC)

Fuentes de RC implica posible fuente de rayos gamma: Rayos gamma no se deflectan → fuente gamma indicaría ubicación de fuente de RC.

Los RC se desvían con los campos magnéticos, entonces llegan desde todas direcciones a la atmósfera terrestre y producen efectos similares en los detectores → Constituyen el fondo para astronomía gamma.

A pesar del tiempo transcurrido, no se han detectado fehacientemente fuentes de RC. La ASTRONOMÍA GAMMA, en cambio, creció como ciencia. Los problemas y desafíos que plantea la detección y medición de rayos  $\gamma$  de origen cósmico son formidables  $\gamma$  la situación de la astronomía a estas energías es única, en el sentido de que sólo en esta banda el RUIDO DE FONDO es mucho mayor que las señales a detectar.

Para cuantificar este problema, consideremos el flujo medio de rayos X de 1 keV en órbita es de 15 cm<sup>-2</sup>s<sup>-1</sup> sr<sup>-1</sup>, lo que es unas 100 veces más que el flujo de rayos cósmicos en las mismas condiciones.

En cambio, el flujo medio de rayos  $\gamma$  con  $E_{\gamma} > 100 \text{ MeV}$  es de  $\sim 2 \times 10^{-4} \text{ cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ sr}^{-1}$ , esto es, unas mil veces menor que el correspondiente flujo de rayos cósmicos.

Los rayos cósmicos, al interaccionar con un detector, producen partículas secundarias que a su vez producen rayos  $\frac{\gamma}{2}$  localmente. La eliminación de estas contribuciones locales al "fondo" de radiación ha sido y es el principal problema técnico en la astronomía  $\frac{\gamma}{2}$ .

> Mayor problema: separar fenómenos locales de los que proceden de la fuente.<sub>8</sub>

#### Dado que los rayos $\gamma$

interaccionan en diferentes formas a diferentes energías, las técnicas de detección varían con la frecuencia de los fotones a detectar.

Importancia relativa de las distintas formas de pérdidas de energía

para los rayos de distintas energías en distintos materiales (caracterizados por el Número atómico):



#### Light-matter interaction

Low energy phenomenaPhoMid-energy phenomenaConHigh energy phenomenaPair

Photoelectric effect Compton scattering Pair production 9 Photoelectric effect: electrons are emitted from matter (metals and non-metallic solids, liquids or gases) as a consequence of their absorption of energy from electromagnetic radiation of very short wavelength, such as visible or ultraviolet light.



Electrons emitted in this manner may be referred to as "photoelectrons".

First observed by Heinrich Hertz in 1887.

The photoelectric effect requires photons with energies from a few electronvolts to, in high atomic number elements, over 1 MeV.



At high photon energies comparable to the <u>electron rest energy of 511 keV</u>, Compton scattering Outgoing X-ray photon Incomina man X-ray photon may take place.

### Compton scattering

is a type of scattering that X-rays and gamma rays undergo in matter. The inelastic scattering of photons in matter results in a decrease in energy (increase in wavelength) of an X-ray or gamma ray photon, called the Compton effect. Part of the energy of the X/gamma ray is transferred to a scattering electron, which recoils and is ejected from its atom (which becomes ionized), and the rest of the energy is taken by the scattered, "degraded" photon being emitted in a different direction from the original, so that the overall momentum of the system is conserved. If the photon still has enough energy left, the process may be repeated. In this scenario, the electron is treated as free or loosely bound.



Outgoing electron



11

Above twice the electron rest energy (1.022 MeV) pair production may take place.

Pair production refers to the creation of an elementary particle and its antiparticle, usually from a photon (or another neutral boson). This is allowed, provided there is enough energy available to create the pair – at least the total rest mass energy of the two particles - and 120 that the situation allows both 100 energy and momentum to be conserved Z of absorber 80 All other conserved quantum numbers 60 (angular momentum, electric charge) 40 of the produced particles must sum to zero, 20 thus the created particles shall have 0 opposite values of each.





In nuclear physics, electron-positron pair production occurs when a high-energy photon interacts in the vicinity of a nucleus, allowing the production of an electron and a positron pair without violating conservation of momentum.



El coeficiente de absorción total de rayos gamma del aluminio (número atómico 13) según distintas energías de rayos gamma y las contribuciones de los tres efectos. En la mayoría de la región de energía mostrada, el efecto Compton domina.



El coeficiente de absorción total de rayos gamma del plomo (número atómico 82) según distintas energías de rayos gamma y las contribuciones de los tres efectos. Aquí, el efecto fotoeléctrico domina en energía bajas. A partir de 5 MeV, la <u>creación de pares</u> empieza a dominar. 14

#### Dado que los rayos $\gamma$

interaccionan en diferentes formas a diferentes energías, las técnicas de detección varían con la frecuencia de los fotones a detectar.

### Importancia relativa de las distintas formas de pérdidas de energía

para los rayos de distintas energías en distintos materiales (caracterizados por el Número atómico):



Los distintos instrumentos harán uso de estos efectos a las distintas energías. A energías muy altas  $E_{\gamma} > 100 \text{GeV}$  los rayos  $\gamma$  producen cascadas en la atmósfera y sus características pueden ser inferidas a partir de la reconstrucción de las cascadas.

16

Comenzaremos describiendo estos instrumentos y luego iremos hacia energías decrecientes, revisando los principales detectores espaciales.

### Cómo se detectan los rayos gamma:



### Rangos de energía:



## **RADIACIÓN CHERENKOV (Repaso)**

La radiación Cherenkov ocurre cuando una partícula viaja a través de un medio dieléctrico *con una velocidad que localmente excede la velocidad de la luz en ese medio.* 

Si la velocidad de la partícula es v la radiación se emite en un cono centrado en la dirección de la velocidad de la partícula y que tiene una amplitud angular  $\theta$  que depende del índice de refracción del medio:



Los efectos Cherenkov aparecen sólo si n > 1, lo cual corresponde a la emisión de luz visible para la mayoría de los materiales.



Frentes de onda de la emisión Cherenkov

## **RADIACIÓN CHERENKOV (cont.)**

Cuando la partícula cargada pasa por el medio dieléctrico interacciona con las moléculas locales induciéndoles una polarización que desaparece cuando la partícula de aleja.

En el proceso, se emite un pulso electromagnético en forma de luz visible. Las moléculas del medio polarizadas, emiten luz al despolarizarse.



Poca velocidad Alta velocidad



dx

La energía radiada por unidad de frecuencia, por unidad de ongitud dx recorrida por la partícula en el material es:

$$\left(\frac{dE}{d\omega dx}\right)_{\rm Cher} = \frac{2\pi e^2}{c^2} \,\omega \left[1 - \frac{c^2}{n(\omega)^2 v^2}\right]$$

Diferencial de distancia recorrida en el medio. Salvando las distancias, puede decirse que la emisión de radiación Cherenkov es un fenómeno análogo a la formación de ondas de choque por un objeto que se mueve en un fluido a una velocidad mayor



a la de propagación del sonido en dicho medio.

Ej: cuando el F-18 supera la velocidad del sonido ya no hay frentes de onda principalmente esféricos que se alejan del avión en todas direcciones, sino que aparece una superficie cónica que marca un claro límite entre dos zonas. Este cono es denominado <u>Cono de Mach</u>. Intuitivamente este es el resultado que uno esperaría, ya que al no poder las ondas de sonido viajar más rápido que el F-18, esos frentes esféricos que aparecen en el dibujo ya no pueden estar uno dentro del otro por corresponder a perturbaciones generadas en tiempos sucesivos. Luego, solo queda trazar la tangente común a todos los frentes esféricos en un determinado instante y tenemos el cono de Mach. Estableciendo un análogo podríamos reemplazar al F-18 por una partícula cargada y al aire por agua o hielo.

En el caso anterior, el avión al moverse producía variaciones en el valor local de la presión, y estas variaciones se propagaban dando lugar a las ondas sonoras.

Lo que tenemos ahora es que la presencia de la partícula en el medio produce variaciones en el campo de polarización del medio, y estas variaciones se propagan a la velocidad de la luz en el medio.

Como la partícula viaja más rápido que las perturbaciones, el Cono de Mach marca los frentes de onda de la radiación emitida.

La longitud de onda de esta radiación se encuentra dentro del visible, por lo que es fácilmente detectable en fotodetectores.



Cuando un rayo 🎢 llega a la atmósfera inicia una cascada electromagnética.

Si  $E_{\gamma} > 100 \text{GeV}$  la cascada se desarrolla hasta una altitud de unos pocos km sobre el nivel del mar y la **luz Cherenkov** producida por los leptones relativistas en la atmósfera puede detectarse en la forma de una columna de luz.

El eje de la columna coincide con la proyección del eje de la cascada y su punto inicial indica el punto del cielo donde el rayo  $\gamma$  interaccionó.

Técnica que empezó a desarrollarse en 1950. Primera detección: 1989.



## **RADIACIÓN CHERENKOV (cont.)**

### Rayo gamma entrando en la atmósfera:

Cascada electromagnética: electrones y positrones



La luz Cherenkov, tal como la ve el detector, proviene de 3 regiones:

El 25% viene de la región entre la interacción original y una altitud de unos 10 km.

El grueso de la luz (50%) viene de un cilindro de unos 4 km de longitud y un radio de ~ 21 cm centrado en el eje de la lluvia de partículas. La luz de esta región es una buena medida de la energía total.

El último 25% de la luz viene de la componente local de la cascada, a altitudes por debajo de los 6 km. Esta luz cae cerca la intersección del eje de la cascada con la tierra y está sujeta a grandes fluctuaciones debido a las partículas sobrevivientes.

La duración del pulso Cherenkov es muy corta: 35 ns.

### **RADIACIÓN CHERENKOV (cont.)**

### Producción de luz Cherenkov:

Distribución temporal



Partículas y fotones Cherenkov avanzan a la misma velocidad

### Destello de pocos ns

El brillo del destello es ~10<sup>4</sup> veces más brillante que el cielo

## **RADIACIÓN CHERENKOV (cont.)**

### **Detectores:**

Pocos fotones: grandes colectores + Fotomultiplicadores (PMT)



### **Fotomultiplicadores**

**Photomultiplier tubes** (**photomultipliers** or **PMT**s for short), members of the class of <u>vacuum tubes</u>, and more specifically <u>phototubes</u>, are extremely sensitive detectors of light in the <u>ultraviolet</u>, <u>visible</u>, and <u>near-infrared</u> ranges of the electromagnetic spectrum.

These detectors multiply the current produced by incident light by as much as 100 million times, enabling individual photons to be detected when the incident flux of light is very low.

They are uniquely well-suited for applications requiring lownoise, high-sensitivity detection of light that is imperfectly collimated.

### **Fotomultiplicadores (cont.)**

- The invention of the photomultiplier is predicated upon two prior achievements:
- the discoveries of the photoelectric effect and
- the secondary emission (i.e., the ability of electrons in a vacuum tube to cause the emission of additional electrons by striking an electrode).

Electrode: is an electrical conductor used to make contact with a nonmetallic part of a circuit (e.g. a semiconductor, an electrolyte or a vacuum). It is referred to as either an anode or a cathode (words that were also coined by Faraday). The anode is now defined as the electrode at which electrons leave the cell and oxidation occurs, and the cathode as the electrode at which electrons enter the cell and reduction occurs. Each electrode may become either the anode or the cathode depending on the direction of current through the cell.

### **Fotomultiplicadores (cont.)**

Además del cátodo fotoemisor el tubo contiene una serie de electrodos recubiertos llamados dínodos cada uno sometido a un potencial (50-100 volts) más positivo que el precedente. El cátodo está recubierto con una superficie fotoemisora como la utilizada en los fototubos. Los dínodos están recubiertos con compuestos como BeO (monóxido de berilio), CsSb (cesio) que desprenden varios electrones cuando son bombardeados con electrones de alta energía. Cada dínodo está configurado para enfocar los electrones emitidos hacia el dínodo siguiente.



Fotomultiplicadores (cont.) La radiación que llega al fotocátodo provoca la emisión de electrones primarios que son acelerados hasta el primer dínodo.



Al incidir en él, cada fotoelectrón origina la emisión de varios electrones adicionales; éstos a su vez son acelerados hasta el dínodo siguiente y así sucesivamente hasta que al final, la corriente producida se recoge en el ánodo, se amplifica electrónicamente y se mide.

Los tubos fotomultiplicadores contienen 9 o 10 dínodos, los cuales originan hasta 100000 electrones por cada fotoelectrón generado en el cátodo. Esta alta amplificación interna significa que pueden ser detectadas potencias radiantes muy bajas sin necesidad de una amplia amplificación externa.

El detector consiste en un espejo que colecta y refleja la luz sobre un foco donde hay un tubo fotomultiplicador.

Si el tiempo de integración del tubo fotomultiplicador (PMT) es mayor que la duración del destello Cherenkov, la señal detectada es:

$$C = \int_{E_1}^{E_2} C(E)\zeta(E)AdE$$



Flujo Cherenkov dentro de los límites de sensibilidad de energía.



Límites de sensibilidad de energía del PMT.



Curva de respuesta del PMT.



Área colectora.

C(E)

Depende de la transmisión atmosférica T(E)

y del espectro de emisividad de la cascada  $\frac{\mathcal{E}(E)}{\mathcal{E}(E)}$ 

$$C(E) = \kappa \ \epsilon(E) \ T(E); \ \kappa = \text{cte.}$$

La señal Cherenkov se detecta sobre un ruido producido por el cielo nocturno. El brillo del cielo es:

$$B = \int_{E_1}^{E_2} B(\bar{E}) \, \zeta(E) \, \tau \, A \, \Omega \, dE$$

Intervalo de integración.



τ

Dependencia del brillo con la energía de los fotones.



Ángulo sólido cubierto por el telescopio.



Curva de respuesta del PMT.

La relación señal-ruido es:

$$\frac{S}{N} = \frac{S}{\sqrt{B}} = \int_{E_1}^{E_2} C(E) \left\{ \frac{\zeta(E)A}{B(E)\tau\Omega} \right\}^{1/2} dE$$

La mínima señal detectable es  $\propto [S/N]^{-1}$ .

De aquí que la mínima energía detectable sea:

$$E_{\gamma}^{\min} \propto \left\{ \frac{B(E)\tau\Omega}{\zeta(E)A} \right\}^{1/2} \frac{1}{C(E)}$$

El brillo del cielo está constituido por la luz de las estrellas, el sol, la luna, el brillo nocturno, meteoros, rayos, nubes y fuentes de origen artificial.

Para minimizar estos efectos, se observa en sitios aislados, durante noches sin luna.

El principal problema para las observaciones Cherenkov, sin embargo, es el ruido de fondo producido por los rayos cósmicos. Las cascadas hadrónicas iniciadas por los rayos cósmicos tienen componentes electromagnéticas que emiten luz Cherenkov.

Hay diferencias, no obstante, entre las cascadas iniciadas por rayos y aquellas iniciadas por rayos cósmicos que permiten identificarlas.

La tarea no es fácil: las cascadas iniciadas por rayos cósmicos, a una energía dada, son  $10^3$  veces más numerosas que las iniciadas por rayos  $\gamma$ .

### También protones llegan a la atmósfera: Diferencias entre gamma y protón



La diferenciación efectiva de ambos tipos de eventos se hace sobre la base de una técnica conocida como Cherenkov imaging o "mapeo Cherenkov".

La técnica consiste en "pixelar" la imagen de la lluvia Cherenkov utilizando un arreglo de muchos PMT que forman una cámara colocada en el foco del telescopio.

#### Cherenkov imaging o "mapeo Cherenkov":

Imágenes típicas obtenidas por la cámara de un telescopio Cherenkov.

Imagen producida por una cascada hadrónica: parte de imagen de anillo de muones.

γ

Imagen producida por un rayo



Al obtenerse una imagen de la lluvia Cherenkov es posible descartar eventos de fondo en base a dos criterios:

 Geometría: las lluvias de los rayos γ tienen una forma aproximadamente elíptica alrededor del eje óptico.

 Físico: las lluvias debidas a rayos <sup>γ</sup> son más angostas.

Las imágenes obtenidas de cascadas hadrónicas son más anchas e irregulares.



Figure 2.1. Main panel: Monte Carlo simulations of 320 GeV gamma-ray shower and a 1 TeV proton shower. The tracks of Cherenkov light emitting particles are shown but not all to avoid saturation. The horizontal scale is magnified by a factor of five [10]. A schematic development of a gamma-ray shower (left) and a hadronic shower (right) are shown in the two small panels. (Figure: D Horan.)

#### Algunas diferencias:

### Distribuciones de los parámetros de cascadas de rayos y cascadas hadrónicas

Distribución radial de la luz alrededor del núcleo de la cascada a nivel del detector.

Distribución de tiempos de llegada de fotones ópticos al detector.

Luz Cherenkov en función de la longitud de onda [nm].



- La luz Cherenkov ilumina la superficie sobre un área de aprox.
  250 m diámetro: *Cherenkov light pool*.
- Para un fotón primario de energía del orden de TeV (10<sup>12</sup> eV), sólo alrededor de 100 fotones por m<sup>2</sup> son vistos en la superficie.
- Un telescopio ubicado en algún lugar dentro de la *light pool* verá la cascada siempre que el área de su espejo sea lo suficientemente grande para colectar suficientes fotones.
- La imagen obtenida por el telescopio muestra el camino de la cascada, que señala al objeto celeste donde el rayo *<sup>y</sup>* incidente se originó. La intensidad de la imagen está relacionada con la energía del rayo


#### **ASTRONOMÍA GAMMA DESDE TIERRA:**

#### Sistemas actuales de telescopios Cherenkov:

2 a 4 telescopios de entre 10 y 17 m de diámetro Campo visual: 4º Cámara: 500 – 1000 pixeles Resolución angular: peor que 0.1º Rango de energía: 0.1 – 10 TeV

#### VERITAS (EEUU)



#### CANGAROO (Australia)





Estos sistemas no producen contaminación alguna para la astronomía



La nueva generación de telescopios Cherenkov incluye a los siguientes instrumentos:

#### HESS (HIGH ENERGY STEREOSCOPIC SYSTEM) - Namibia

Una colaboración entre Alemania y Francia. Está ubicado en Namibia y consta de 4 telescopios de 12 m de diámetro. En operación desde diciembre de 2003; oficialmente inaugurado en septiembre de 2004. Hay uno más, de 28 m de diámetro, en construcción.

Se usan múltiples telescopios para ver la cascada desde distintas direcciones y permitir la reconstrucción estereoscópica de la geometría de la cascada.

Este instrumento permite explorar fuentes de rayos ∑ con intensidades del orden de unos pocos miles del flujo de la Crab nebula (la fuente de rayos ∑ estable más brillante en el cielo. 1 Crab (>0.2 TeV)~10<sup>-9</sup> fotones cm<sup>-2</sup> seg<sup>-1</sup> ) 54

#### H.E.S.S. - High Energy Stereoscopic System



Four telescopes, 107 m<sup>2</sup> mirror area each

960 PMT cameras, field of view 5°

Observation in moonless nights, ~1000 h / year

Each night several objects are tracked and ~300 images recorded per second First analysis (almost) online in the same night on PC cluster in Namibia

Final analysis and calibration in Europe

Energy threshold: ~ 100 GeV

Sensitivity: ~10<sup>-12</sup> erg cm<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup>

CANGAROO III - Australia Se trata de una colaboración entre Japón y Australia. Se encuentra en Australia y actualmente consta de 4 telescopios de 10 m de diámetro, en operación desde marzo de 2004.



 VERITAS (VERY ENERGETIC RADIATION IMAGING TELESCOPE ARRAY SYSTEM). – E.E.U.U.
 Es un instrumento estadounidense en Arizona.
 Consta de 4 telescopios de 12 m de diamétro.
 El diseño del telescopio se basa sobre uno ya existente:
 el telescopio de rayos <sup>?</sup> de 10 m del Observatorio Whipple
 (Mauret Liapking)

(Mount Hopkins)





Figure 2.10. The 490 pixel camera of the Whipple Observatory made up of indevidual phonomultiplices. The 379 inner pixels each sublend an angle of 0.12°, the 111 outer pixels each sublend an angle of 0.25°.

El arreglo permite tener máxima sensibilidad entre 100 GeV y 10 TeV. Este observatorio de altas energías complementa a Fermi.

MAGIC (MAJOR ATMOSPHERIC GAMMA-RAY IMAGING CHERENKOV) – La Palma Es una colaboración entre Alemania y España.

MAGIC-I: único telescopio de 17 m de diámetro ubicado en La Palma, construido entre 2001 y 2003.

MAGIC-II: telescopio con las mismas características que MAGIC-I ubicado a 85 m de distancia de este, en 2009.

Han permitido alcanzar un límite inferior en detección para telescopios terrestres de 25 GeV.







Con la excepción de MAGIC, todos estos instrumentos (HESS, CANGAROO III y VERITAS) utilizan tecnología estereoscópica:

Varios telescopios que detectan la lluvia desde localizaciones diferentes, facilitando la reconstrucción de la misma y por lo tanto permitiendo descartar lluvias iniciadas por rayos cósmicos.

Todos estos telescopios se caracterizan por tener una gran área efectiva (> 0.1 km<sup>2</sup>), lo que da sensibilidad para medidas de variabilidad sobre escalas de tiempo cortas.

Tienen además:

Buena sensibilidad de flujo  $(\sim 0.5\%$  de CRAB a 200 GeV en 50 horas)

Energía de umbral baja (< 100 GeV, o en el caso de MAGIC llega a 30-50 GeV)

↔ Buena resolución espectral  $\Delta E/E < 0.15$ 

Muy buena resolución angular (< 0.05° para fotones individuales y menor de 0.005 · para localizar una fuente)

♦ Gran campo visual ( $\sim 3^{\circ}$ ).

El telescopio Whipple, en Arizona, fue el primer telescopio de este tipo que detectó la primera fuente de rayos  $\frac{\gamma}{2}$  con una significancia de más de 5 $\sigma$  en 1989. La fuente detectada fue la nebulosa de CRAB.

Ahora ha sido reemplazado por VERITAS.



Complementariamente a los telescopios Cherenkov basados en cámaras, se han utilizado detectores de partículas.

Estos detectores consisten de grandes tanques donde las partículas cargadas de las cascadas emiten luz Cherenkov:
La resolución angular es ~ 1°
la resolución espectral es ~ 30%
la superficie colectora es inmensa (~ 10000 m2).

Tal como partículas cargadas relativistas generan luz Cherenkov en el aire, también emiten luz Cherenkov cuando pasan a través del agua.

Sin embargo, hay varias diferencias fundamentales:

- 1) El índice de refracción del agua es mucho mayor que el del aire, lo cual da lugar a dos efectos:
- El número de fotones Cherenkov por unidad de longitud del camino seguido por la partícula cargada es mucho mayor en el agua que en el aire (por un factor de alrededor 1400).
- El ángulo Cherenkov en el agua es 41°, mientras que en el aire es 1°.
- Los rayos gamma interaccionan más rápidamente en el agua (simplemente porque ésta es más densa), y crean electrones y/o positrones de alta energía. Estas partículas emiten entonces luz Cherenkov que puede ser detectada.

Los detectores de partículas se ubican a gran altitud.

El descarte de las lluvias hadrónicas es complejo y se suele hacer sobre la base de las razones de muones a electrones medidos.  $\pi^{\pm} \rightarrow \mu^{\pm} + \overline{v}_{\mu}(v_{\mu})$ , 99.99%

Estos instrumentos operan a energías altas (10<sup>14</sup> – 10<sup>16</sup> eV).

Su interés radica en que operan en forma continua, día y noche.

Los dos instrumentos de esa clase que han detectado fuentes (ya detectadas por los instrumentos atmosféricos) son

MILAGRO (cerca de Los Alamos, USA); construcción finalizada en 1998, en operación hasta 2008.

El detector de AS-gamma experiment del Tibet en el Himalaya (a 4.3 km de altura), en colaboración con China.

Air shower experiments with particle detectors

 AGASA [Akeno Giant Air Shower Array]
 ARGO-YBJ: new experiment under construction in Tibet

□ ASCE [Air-Shower Core Experiment] (Sydney, operational 1989-1991)

□ Buckland Park Extensive Air Shower Array (Australia) (operational 1994-1998)

□ CASA [Chicago Air Shower Array] (operational 1990-1998)

□ CRT [Cosmic Ray Tracking] (prototypes, operational 1992-1996)

□ EAS-TOP experiment (Italy, above the Gran Sasso underground laboratory, until April 2000)

71

Air shower experiments with particle detectors

Haverah Park (former experiment of Leeds University, operational until 1993)
 GRAND [Gamma Ray Astrophysics at Notre Dame] (an array of tracking detectors)
 GREX [Gamma Ray Experiment] array (Haverah Park, operational 1986-1995)
 HEGRA [High Energy Gamma Ray Astronomy] (operational 1988-2002)

Air shower experiments with particle detectors

- □ KASCADE [KArlsruhe Shower Core and Array DEtector]
- □ MILAGRO (Water Cherenkov experiment near Los Alamos)

Pierre Auger Project (originally also known as the Giant Airshower Detector Project).
 SPASE 2 [South Pole Air Shower Array]
 SUGAR [Sydney University Giant Air shower Recorder] (was operational from 1968 to 1979)
 Tian-Shan Mountain Cosmic Ray Station (pages by Lebedev Institute)
 Tibet AS-gamma experiment: scintillation counter array

Tibet AS gamma experiment



Current systems of Cherenkov telescopes use at most four telescopes, providing best stereo imaging of particle cascades over a very limited area, with most cascades viewed by only two or three telescopes.

An array of many tens of telescopes will allow the detection of gamma-ray induced cascades over a large area on the ground, increasing the number of detected gamma rays dramatically, while at the same time providing a much larger number of views of each cascade. This results in both improved angular resolution and better suppression of cosmic-ray background events.

CHERENKOV TELESCOPE ARRAY (CTA) CTA constituye la próxima generación de instrumentos de rayos gamma terrestres. Se estima que tendrá:

- una mejora en un factor 5-10 en sensibilidad en el actual rango de energía de aproximadamente 100 GeV a algunos 10 TeV,

- una extensión en el rango de energía accesible llegando bien por debajo de los 100 GeV y por arriba de los 100 TeV. ASTRONOMÍA GAMMA DESDE TIERRA: TELESCOPIOS CHERENKOV (cont.) > CHERENKOV TELESCOPE ARRAY (CTA) El observatorio consistirá en dos arreglos:

Un arreglo en el hemisferio sur (Paranal, Chile), que cubre el rango de energías completo, desde 10 GeV a unos 100 TeV, permite la investigación de fuentes galácticas, y la parte central de nuestra Galaxia, asi como objetos extragalácticos.

Un arreglo en el hemisferio norte (La Palma, España)
 consistente en instrumentos de baja energía (desde algunos
 10 GeV a ~1 TeV), dedicados a objetos extragalácticos.

The CTA Consortium consists of over 1000 members working in 27 countries: Argentina, Armenia, Austria, Brazil, Bulgaria, Croatia, Czech Republic, Finland, France, Germany, Greece, India, Ireland, Italy, Japan, Mexico, Namibia, Netherlands, Norway, Poland, Slovenia, South Africa, Spain, Sweden, Switzerland, the UK, and the USA.

CHERENKOV TELESCOPE ARRAY (CTA)

In a possible design scenario,

- The southern hemisphere array of CTA will consist of three types of telescopes with different mirror sizes in order to cover the full energy range.

- The northern hemisphere array would consist of the two larger telescope types.



CHERENKOV TELESCOPE ARRAY (CTA)

- The low energy instrumentation will consist of a few 24 metre-class telescopes with a moderate field of view (FoV) of the order of 4-5 deg, spaced approximately 100m apart.

- The medium energy range, from around <u>100 GeV to 1 TeV</u>, will be covered by telescopes of the 10-12 m class with a FoV of 6-8 degrees.

- The high energy instruments, operating <u>above 10 TeV</u>, will consist of a large number of small (4-6 metre diameter) telescopes with a FoV of around 10 degrees



CHERENKOV TELESCOPE ARRAY (CTA)

- The low energy instrumentation: The Large-Size Telescopes (LSTs) of CTA are required to achieve the goal sensitivity in the photon energy domain from a few tens of GeV up to about a hundred GeV.

To detect showers down to a few tens of GeV, the Cherenkov light needs to be sampled and detected efficiently, with the fraction of area covered by light collectors of the order of 10%. Since event rates are high and systematic background uncertainties are likely to limit the achievable sensitivity, the area of this part of the array can be relatively small, of order a few times 10,000 square metres. Efficient photon detection can be reached either with a few large telescopes or many telescopes of modest size.

- > CHERENKOV TELESCOPE ARRAY (CTA)
  - The medium energy range:

The medium-size telescopes (MSTs) of CTA will be built to achieve a sensitivity of a milli-Crab in the photon energy domain from about one hundred GeV to ten TeV – the 'core' energy range of CTA.

Shower detection and reconstruction in this energy range are well-known from current instruments, and an appropriate solution seems to be a grid of telescopes of the 10 to 15m class, with a spacing in the 100m range. Improved sensitivity is obtained both by the increased area covered, and by the higher quality of shower reconstruction, since showers are typically imaged by a larger number of telescopes than for current few-telescope arrays.

- CHERENKOV TELESCOPE ARRAY (CTA)
  - The high energy range:

The small-size telescopes (SSTs) of CTA are required to achieve the goal sensitivity in the domain above a few TeV.

In this energy range, the key limitation is the number of detected gamma-ray showers and the array needs to cover an area of many square kilometers for the best performance. Efficient detection makes use of the fact that at high energies the light yield is large, and that showers can be detected well beyond the 150 m radius of a typical Cherenkov light pool.

#### Objetivos

- Objetivos:
  - -Bajar el umbral de detección en un orden de magnitud (sensibilidad x 10)
  - -Mejorar resolución angular (de 0.1º a 0.02º)
  - -Extender rango de energía (10 GeV 100 TeV)



Adrián C.Rovero - AAA Salta 2010

34

# Kifune's Plot



#### Rangos de energía:



#### ASTRONOMÍA GAMMA ESPACIAL: 30 MeV < E < 300 GeV

En este rango de energía se utilizan instrumentos basados en la creación de pares.

A estas energías, con instrumentos orbitales, el detector es el telescopio mismo y la superficie del detector el área colectora.



Históricamente, el principal tipo de telescopio por producción de pares ha sido "la cámara de chispas" (spark chamber). Los principales instrumentos que utilizaron esta tecnología fueron SAS-II (1973), COS-B (1975-1982) y EGRET (1991-2000). Above twice the electron rest energy (1.022 MeV) pair production may take place.

Pair production refers to the creation of an elementary particle and its antiparticle, usually from a photon (or another neutral boson). This is allowed, provided there is enough energy available to create the pair – at least the total rest mass energy of the two particles - and 120 that the situation allows both 100 energy and momentum to be conserved Z of absorber 80 All other conserved quantum numbers 60 (angular momentum, electric charge) 40 of the produced particles must sum to zero, 20 thus the created particles shall have 0 opposite values of each.





In nuclear physics, electron-positron pair production occurs when a high-energy photon interacts in the vicinity of a nucleus, allowing the production of an electron and a positron pair without violating conservation of momentum.

# ASTRONOMÍA GAMMA ESPACIAL: 30 MeV < E < 300 GeV

The first satellite designed as a "dedicated" gamma-ray mission was the second Small Astronomy Satellite (SAS-2) in 1972. It lasted only seven months due to an electrical problem, but provided an exciting view into the high-energy Universe

In 1975, the European Space Agency launched a similar satellite, COS-B, which operated until 1982.

These two satellites, SAS-2 and COS-B, confirmed the earlier findings of the gamma-ray background, and also detected a number of point sources. However, the poor resolution of the instruments made it impossible to identify most of these point sources with individual stars or stellar systems.


The Compton Gamma-Ray Observatory was named in honor of Dr. Arthur Holly Compton, who won the Nobel Prize for Physics in 1927 for his work on the scattering of high-energy photons by electrons - which is something very basic to most gamma-ray detection techniques.

Compton Gamma-Ray Observatory went into orbit in April 1991. It continued to operate until June 2000, giving scientists the best look they have ever got of the gamma-ray universe.



Compton had four instruments that covered an unprecedented six decades of the electromagnetic spectrum, from 30 keV to 30 GeV.

In order of increasing spectral energy coverage, these instruments were

- the Burst And Transient Source Experiment (BATSE),
- the Oriented Scintillation Spectrometer Experiment (OSSE),
- the Imaging Compton Telescope (COMPTEL), and
- the Energetic Gamma Ray Experiment Telescope (EGRET).

For each of the instruments, an improvement in sensitivity of better than a factor of ten was realized over previous missions.

Los elementos básicos en una cámara de chispas son:

El rastreador (tracker): Su función es determinar la dirección de llegada del rayo a través de las trayectorias de un par creado por él.







El rastreador (tracker): El gas que llena la cámara suele ser una mezcla de neón y etano. Las placas pueden estar hechas de tungsteno (número atómico 74).



Las placas deben ser suficientemente gruesas como para que un rayo 🧭 en el rango de energía del instrumento sea absorbido y cree un par e±, pero no tan gruesas como para que afecten en forma significativa la trayectoria del par e± una vez creado. El área efectiva y la resolución angular del instrumento quedan determinadas por la geometría de la cámara de

chispas.

Los elementos básicos en una cámara de chispas son:

El rastreador (tracker): Las placas están conectadas de forma tal que cuando una partícula cargada se mueve en la cámara hay una diferencia de potencial entre placas sucesivas.



Al pasar las partículas cargadas del par producido ionizan el gas, las placas atraen los electrones libres y se produce una chispa eléctrica entre placas. Las posiciones en las que se producen las chispas permiten determinar el movimiento de las dos partículas cargadas. 95

Los elementos básicos en una cámara de chispas son:

#### El disparador (trigger ):

El disparador activa la diferencia de potencial entre las placas cuando la cámara es atravesada por una partícula cargada. En general se utilizan centelleadores plásticos.

Un centellador consiste en un material plástico o cristalino que produce luz al irradiarse con partículas cargadas, con una respuesta rápida y eficiencia razonable. Esta luz se convierte en una señal eléctrica por medio de un fotomultiplicador.

La eficacia de los disparadores es la que básicamente determina el campo visual del instrumento.

Los elementos básicos en una cámara de chispas son:



#### ➢El calorímetro:

Su función es absorber los e± para así medir su energía y por tanto la del rayo 7 original. Su espesor debe ser de varios caminos libres medios del electrón en el material usado. EGRET usaba un cristal de NaI (T1).

**ASTRONOMÍA GAMMA ESPACIA** SCINTILLATION **30 MeV < E < 300 GeV (cont.)** Los elementos básicos en TIME OF FLIGHT una cámara de chispas son: SYSTEM El escudo de anti-coincidencias MEASUREMENT COUNTER (anticoincidence shield): interacción con rayos 🍸 .



Rodea al receptor e indica el paso de partículas cargadas. Tiene, por el contrario, una sección eficaz muy baja para

Generalmente es un centellador plástico monitoreado por fotomultiplicadores. Cuando los fotomultiplicadores se disparan (indicando el paso de un rayo cósmico) no se aplica una diferencia de potencial a las placas y el evento no se registra. Esto permite eliminar el ruido de fondo producido por rayos cósmicos cargados (aunque no por neutrones). 98

Esquema de una cámara de chispas:



La principal limitación de las cámaras de chispas es que el contenido de gas se agota y a medida que eso sucede el rendimiento del instrumento se va deteriorando.

El mayor telescopio que utilizó una cámara de destellos fue EGRET, uno de los 4 telescopios del satélite COMPTON (Lanzado el 5 de abril de 1991, y vuelto a tierra el 4 de julio de 2000)

- Peso total era de 1.9 toneladas.
- ✤ Área efectiva de 1600 cm<sup>2</sup>.
- El rango de energía en que operaba era 20 MeV - 30 GeV.

♦ Resolución en energía  $\Delta E/E \approx 0.2$ 



La sensibilidad en el continuo era ~ 5 × 10<sup>-8</sup> ph s<sup>-1</sup> cm<sup>-2</sup> a energías  $E_{\gamma} > 100 \text{ MeV}$ 

Una caja de error típica en la localización de una fuente tenía un radio ~ 0.5°.

Los telescopios actuales que operan por creación de pares utilizan los mismos principios físicos pero no usan cámaras con gas. Esta tecnología ha sido remplazada por la de detectores de silicio.

Estos son semiconductores que permiten medir el punto de interacción de una partícula cargada con gran precisión.

La interacción con la partícula cargada genera corrientes en el semiconductor. Esto permite una inmediata digitalización de la lectura del instrumento.

Al no depender de chispas, el gas no es necesario para rastrear el camino de las partículas.

Los satélites GLAST (renombrado como Fermi Gamma Ray Space Telescope) y AGILE incorporan esta tecnología.

#### LAT, el "LARGE AREA TELESCOPE" de GLAST,

es un telescopio de producción de pares con tecnología de silicio. El instrumento tiene 16 módulos de conversión/rastreo de pares en una disposición de 4× 4 torres independientes, cada una con su calorímetro.

Las placas (18) de cada torre utilizan tungsteno como elemento de conversión  $\gamma \rightarrow e^{\pm}$  y luego tiras de semiconductores de silicio como trazadores. Cada torre mide 87.5 cm. Los calorímetros están hechos de CsI(TI) (ioduro de Cesio).

Todos los sistemas están rodeados por un escudo de anticoincidencia construido con un centellador plástico y fototubos en miniatura para las lecturas. No hay elementos consumibles (gas) en el instrumento. El peso total es de 3 toneladas y sus carácterísticas implican una mejora notable respecto de EGRET.

GLAST fue lanzado el 11 de junio de 2008y opera en el rango de energía entre 20 MeV y 300 GeV.El área efectiva supera los 8000 cm2 con un campo visual de más de 2 sr.La sensibilidad es 2 órdenes de magnitud mayor que la de EGRET.

Simulaciones de la resolución de EGRET y GLAST (en la región de Cygnus X: región HII, asociación estelar)



## GLAST design

#### elements of a pair-conversion telescope



 photons materialize into matter-antimatter pairs:
 E<sub>γ</sub> --> m<sub>e+</sub>c<sup>2</sup> + m<sub>e-</sub>c<sup>2</sup>

 electron and positron carry information about the direction, energy and polarization of the γ-ray

### Gamma Ray Large Area Space Telescope

- Launch in 2008
- 20 MeV to 300 GeV
- Wide-field imaging telescope





### ASTRONOMÍA GAMMA ESPACIAL: 1 MeV < E < 30 MeV

El coeficiente de absorción de un rayo  $\gamma$  en un medio material alcanza un máximo en el rango de 1 a 10 MeV.

El mecanismo de interacción dominante es el de la interacción Compton directa: un rayo 🎢 es dispersado por un electrón, transfiriendo parte de su energía a éste.



El rayo  $\gamma$  original pierde energía y altera su dirección de propagación. La energía transmitida al electrón  $E_1^e$  y la energía del fotón original se relacionan con el ángulo de dispersión por:

$$E_1^e = \frac{E_{\gamma}^2 (1 - \cos \varphi)}{E_{\gamma} (1 - \cos \varphi) + m_e c^2}$$

Un telescopio Compton consiste de dos planos de detección  $P_1$  y  $P_2$ . En el primer plano hay un detector-dispersor y en el segundo un detectorabsorbente.

Ambos detectores se separan por una distancia d  $\sim 2$  m.

El detector  $P_1$  está hecho de un material de bajo z (ej. un centelleador orgánico) mientras que  $P_2$  está hecho con materiales de alto z a fin de facilitar la absorción (ej. Csl o Nal).



La determinación de  $E_1^e$  y  $E_2^e$  permiten obtener  $E_{\gamma}$  y  $\varphi$ :

$$E_{\gamma} = E_1^e + E_2^e$$
  
$$\varphi = \arccos\left[1 - m_e c^2 \left(\frac{1}{E_2^e} - \frac{1}{E_1^e + E_2^e}\right)\right]$$

Sin embargo, esto no es suficiente para determinar la dirección de llegada del rayo  $\gamma$  original en forma unívoca. Hay todo un cono de posibilidades. Esto hace que la resolución angular del instrumento no sea muy buena.

El primer telescopio Compton que se construyó tenía una resolución angular de solo 30° (FWHM). Esto fue en 1973.

**COMPTEL**, el telescopio Compton del Compton Gamma Ray Observatory logró mejorar sustancialmente la resolución angular hasta  $\sim 1.25^{\circ}$  a 10 MeV (3.5° a 0.5 MeV).

En COMPTEL los planos de detección, compuestos de varios módulos, son monitoreados por el PMT lo que permite fijar los puntos de interacción dentro de un círculo de sólo 2 cm y de allí se obtiene una mejor caracterización del ángulo de dispersión.

La determinación unívoca de la dirección de llegada del rayo  $\frac{\gamma}{\gamma}$  puede lograrse midiendo la dirección de movimiento del electrón que absorbe  $\frac{E_1^e}{E_1^e}$ .

Ciertos materiales orgánicos permiten estas determinaciones.

### ASTRONOMÍA GAMMA ESPACIAL: E < 1 MeV

A bajas energías el efecto fotoeléctrico es dominante y se utilizan distintos tipos de centelladores en los telescopios.

Un centellador consiste de un material que convierte parte de la energía perdida por una partícula cargada por ionización en luz.

Se suele acoplar con un instrumento fotoeléctrico que convierte la luz en una señal eléctrica.

Los materiales para el centellador pueden ser orgánicos (incorporados a plásticos) o cristales inorgánicos como Nal o Csl.





### ASTRONOMÍA GAMMA ESPACIAL: E < 1 MeV (cont.)

El principal problema de estos detectores es la contaminación de la señal por eventos disparados por rayos cósmicos.

Una forma de disminuir el problema es utilizar un escudo activo, formado por centelladores, que indican cuando pasa a través de ellos una partícula cargada.

Los eventos disparados en el detector principal se descartan.

El problema con este tipo de protección es el costo.

La dirección de los rayos  $\gamma$  suele determinarse a través del uso de colimadores. Estos son opacos a los rayos  $\gamma$  y su geometría permite determinar un rango de ángulos de llegada para los rayos  $\gamma$ .



### EMISIÓN DIFUSA Y DETECCIÓN DE FUENTES PUNTUALES

La interacción de los rayos cósmicos con el medio interestelar de la Galaxia produce **emisión**  $\frac{\gamma}{2}$  difusa.

Toda fuente discreta debe ser detectada contra este fondo.

Hay dos técnicas básicas para remover la contaminación del fondo difuso:

 Una es la llamada técnica on/off: Consiste en observar alternativamente en dirección a la supuesta fuente y luego a una región cercana libre de fuentes. El resultado de esta última observación se sustrae de la primera a fin de determinar el flujo real de la fuente. El problema de esta técnica es que la radiación de fondo dista de ser uniforme y una mala elección de la región off puede introducir errores

considerables.

### **EMISIÓN DIFUSA Y DETECCIÓN DE FUENTES PUNTUALES (cont.)**

La otra técnica consiste en hacer un modelo teórico del fondo que se sustrae a las observaciones.

El modelo tiene como entradas las distribuciones de gas y polvo en la Galaxia, así como campos de radiación.

Se calcula entonces, utilizando todos los procesos radiativos relevantes, la distribución de emisión  $\frac{\gamma}{r}$  resultante, que será una función de  $\frac{E_{\gamma}}{r}$ , I y b (energía de los fotones, longitud y latitud galáctica, respectivamente).

El modelo de emisión difusa se sustrae sistemáticamente de todas las observaciones realizadas con el instrumento a fin de identificar fuentes discretas.

El problema de esta técnica es que si el modelo es incompleto (por ejemplo si no incluye alguna clase de material que no es fácilmente trazable por las observaciones disponibles a otras longitudes de onda) entonces se pueden generar fuentes espurias.



Fig. 6. The fluxes of diffuse radiation produced by both electronic and nucleonic components of cosmic rays in the inner Galaxy, calculated for a hard power-law source functions of the electrons with  $\Gamma_{e,0} = 2.15$ , and of the protons with  $\Gamma_{p,0} = 2.1$ , and the escape time parameters  $\delta = 0.65$ ,  $\tau_{10} = 1.4 \times 10^7$  yr,  $\tau_{conv} = 2 \times 10^7$  yr. Other model parameters are:  $w_e = 0.075 \text{ eV/cm}^3$ ,  $w_p = 1 \text{ eV/cm}^3$ ,  $N_{\rm H} = 1.5 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ ,  $l_{\rm d} = 15 \text{ kpc}$ ,  $B = 6 \mu \text{G}$ . Contributions from  $\pi^0$ -decay (thin solid line), bremsstrahlung (dashed), inverse Compton (dot-dashed), and positron annihilation in flight (dotted line, for  $C_+ = 0.5$ )  $\gamma$ -radiation mechanisms are shown. The heavy solid line shows the total flux without contribution from the positron annihilation, and the heavy dashed line takes this flux into account. La contribución de rayos gamma por decaimiento de piones neutros contribuye a explicar el "GeV bump" (Aharonian & Atoya 2000)

### **EMISIÓN DIFUSA Y DETECCIÓN DE FUENTES PUNTUALES (cont.)**

Una técnica alternativa, similar a la on/off es la llamada de ocultación.

En esta técnica se utiliza un ocultador hecho de algún material pesado como ser Pb para "tapar" la fuente del campo visual.

Se miden entonces los fotones que llegan del fondo. Luego, la fuente se descubre y se vuelve a medir. El espectro de la fuente se obtiene sustrayendo ambos espectros.

En algunos casos, el ocultador se mueve hacia delante y hacia atrás produciendo una modulación de la señal. De los cambios en la modulación pueden inferirse cambios en el fondo, especialmente si el instrumento se está moviendo.

Esta técnica de la modulación se llama "chopper technique".

#### **DETECTORES DE NEUTRINOS**



Spectrum

The only part of the spectrum we are sure from where it comes is this:



Only below 100 MeV the flux is local (the Sun): the solar wind shield most particles with less than this energy coming from outside the solar system.

Spectrum



At energies up to 10<sup>15</sup> eV, cosmic rays are strongly bent in galactic magnetic fields. They likely originate in our galaxy. Supernovae remnants are the most likely sources. Their strong magnetic fields and shock wayes can accelerate charged particles.



#### Spectrum

Galactic magnetic fields are too weak to confine more energetic particles, which are thought to be primarily extra-galactic. Possible sources are active galactic nuclei (AGNs) or gamma-ray bursts (GRBs).





#### Spectrum

Above 10<sup>20</sup> eV the origin of the cosmic rays is a mystery. The highest CR energy measured is 3 10<sup>20</sup> eV: a tennis ball at 100 km/s (10<sup>8</sup> times higher than achievable



#### The most energetic cosmic rays:

The most energetic cosmic rays have limited ranges. At energies above about  $4 \times 10^{19}$  eV, cosmic protons are excited by collisions with the 3<sup>o</sup>K microwave background radiation, creating a  $\Delta$  resonance.

Recordamos que ...

Los quarks dentro de los bariones tienen una variedad de niveles energéticos, por lo que pueden dar lugar a partículas más pesadas llamadas resonancias. Las más conocidas de estas partículas son:

$$\Delta^{-} \equiv ddd \quad \Delta^{0} \equiv uud \quad \Delta^{+} \equiv uud \quad \Delta^{++} \equiv uuu$$

The decaying  $\Delta$  emits a lower-energy proton. This energy loss limits the range of more energetic protons to about **100 Mpc**.

Heavier nuclei are photodissociated by interactions with the microwave background; this leads to a similar range limitation

### 1) Interacciones de partículas relativistas con *campos de radiación:* b) hadrónicas: - producción de foto-mesones

$$p + \gamma \rightarrow p + \pi^{+} + \pi^{-}$$
$$p + \gamma \rightarrow p + n\pi^{0} + m(\pi^{+} + \pi^{-}); \quad n, m = 0, 1, 2, \dots$$

$$-\left(\frac{\mathrm{d}E_{p}}{\mathrm{d}t}\right)_{\pi}^{p\gamma} = \frac{m_{p}c^{3}}{2\gamma_{p}}\int_{\frac{E_{\mathrm{th}}}{2\gamma_{p}}}^{\infty}n_{\mathrm{ph}}\left(E_{\mathrm{ph}}\right)E^{-2}\mathrm{d}E_{\mathrm{ph}}\int_{E_{\mathrm{th}}}^{2\gamma_{p}E_{\mathrm{ph}}}\sigma_{p\gamma}\left(E\right)k_{p}\left(E\right)E\,\mathrm{d}E$$

la energía del fotón en el sistema del protón debe superar el umbral

$$E_{\rm th} = 144.7 \,{\rm MeV}$$



Fig. 2.37 Cross sections for a photon-proton collision versus the energy of an incident photon in the laboratory system.

> Las pérdidas se calculan en forma similar al caso de producción por foto-mesones

Es interesante notar que la sección eficaz para la producción de pares es  $\sim$  100 veces más grande que la de la creación de fotomesones.

Sin embargo, la inelasticidad del proceso de creación de pares es muy pequeña,  $\kappa e \pm \leq 2me/mp$ . Esto significa que, apenas se supera el umbral para la creación de piones, este proceso pasa a dominar las pérdidas radiativas de los protones.

# 1) Interacciones de partículas relativistas con campos de radiación: b) hadrónicas: - producción de foto-mesones formación de pares por interacciones fotohadrónicas

Tasa de pérdida de energía de un protón en función de su energía debido a la interacción con fotones del fondo cósmico de radiación de acuerdo con los cálculos de Kelner & Aharonian (2008).

Para energías mayores a Ep  $\sim 6 \times 10^{19}$  eV las pérdidas por creación de mesones dominan completamente el enfriamiento.



#### Greisen-Zatsepin-Kuz'min effect (GZK)

This should results in a cutoff of the cosmic-ray spectrum. The situation for nuclei is considered to be worse because of the photodisintegration mechanism

#### The most energetic cosmic rays:

All but the most energetic cosmic-rays are bent in the intergalactic magnetic fields and so do not point back toward their origins.

At energies above 6×10<sup>19</sup> eV, bending by interstellar magnetic fields may be tolerable.

Only the very highest-energy cosmic rays are likely to retain any memory of the source direction. The exact <u>source</u> of the high-energy cosmic rays is thus <u>unknown</u>, although supernova remnants and active galactic nuclei have been proposed.

Whatever the source, it is clear that accelerating protons to such high energies is likely to generate a large associated flux of photo-produced pions, which decay to yield gamma rays and neutrinos.

#### **Neutrinos**

have very small cross-sections
 are electrically neutral, so that its trajectory will not be affected by magnetic fields,
 and stable

and so can freely travel cosmic distances.

They are the only particle able to probe high-energy accelerators out to cosmic distances.
#### **Atmospheric neutrinos**

Neutrinos with energies above about 100 GeV are the most relevant for understanding cosmic-ray acceleration.

These neutrinos are produced in  $\pi$ 

$$\pi^{\pm} \rightarrow \mu^{\pm} + \overline{\nu}_{\mu}(\nu_{\mu})$$

followed by  $\mu^{\pm} \rightarrow e^{\pm} + v_e(\overline{v}_e) + \overline{v}_{\mu}(v_{\mu})$ 

producing a 2:1 ratio of  $v_{\mu}: v_{e}$ 

$$V_{\mu}$$
;  $V_{\mu}$ 

Over long distances, neutrino oscillations change this 2:1 ratio into a 1:1:1 ratio  $v_{\tau}: v_{\mu}: v_{e}$ 

**Neutrino oscillations** are a <u>quantum mechanical</u> phenomenon whereby a neutrino created with a specific lepton flavor (electron, muon or tau) can later be measured to have a different flavor. The probability of measuring a particular flavor for a neutrino varies periodically as it propagates.

# Atmospheric Neutrinos



#### **Neutrino Interactions**

#### Neutrinos can interact via

the neutral current (involving the exchange of a Z boson) or charged current (involving the exchange of a W boson) weak interactions.

In a neutral current interaction, the neutrino leaves the detector after having *transferred* some of its energy and momentum to a target particle.

All three neutrino flavors can participate regardless of the neutrino energy. However, no neutrino flavor information is left behind.

#### **Neutrino Interactions**

In a charged current interaction, the neutrino transforms into its partner lepton (electron, muon, or tau). However, if the neutrino does not have sufficient energy to create its heavier partner's mass, the charged current interaction is unavailable to it.

<u>Solar and reactor neutrinos</u> have enough energy to create electrons. Most accelerator-based neutrino beams can also create muons, and a few can create taus.

	Generación 1	Generación 2	Generación 3
Partícula	$e^-$	$\mu^-$	$\tau^{-}$
Masa	$5.11 \times 10^{-4} \mathrm{~GeV/c^2}$	$0.106 \ \mathrm{GeV/c^2}$	$1.78 \ { m GeV/c^2}$
Carga	-1	-1	-1
Partícula	$\nu_e$	$ u_{\mu}$	$ u_{ au}$
Masa	$\sim 2 - 3 \ \mathrm{eV/c^2}$	$< 0.19  { m MeV/c^2}$	$< 18.2  { m MeV/c^2}$
Carga	0	0	0

A detector which can distinguish among these leptons can reveal the flavor of the incident neutrino in a charged current interaction.

#### **DETECTORES DE NEUTRINOS**

Experimentos de primera generación:

Detección de neutrinos con energías por encima de 10 GeV observando la radiación Cherenkov originada a partir de partículas secundarias producidas por la interacción de neutrinos con electrones o núcleos de agua dentro de grandes volúmenes de agua o hielo altamente transparente con una red de tubos fotomultiplicadores.

Detector de este tipo: Kamiokande y SuperKamiokande.

> Detectores de segunda generación:

Tienen dimensiones del orden de 1 Km<sup>3</sup> y permitirían detectar neutrinos con energías mayores a 1 TeV.

El primer detector de esta generación es **lceCube**: se encuentra en el <u>Polo Sur geográfico</u> y fue completado el 18 de diciembre de 2010.

KM3NeT: detector similar que sería construido en el hemisferio norte<sup>35</sup>

#### **DETECTORES DE NEUTRINOS: 1ra. generación**

Detectores que se basaban en la colisión de neutrinos con electrones o núcleos de agua contenidos en un medio acuoso.  $\frac{\nu_e + e^- \rightarrow e^- + \nu_e}{\nu_e}$ 

Estos detectores se basan en el hecho de que el neutrino al impactar contra un electrón le transmite parte de su momento confiriéndole a éste una velocidad en ocasiones superior a la de la luz en ese mismo medio acuoso: radiación de Cherenkov, que es captada por los fotomultiplicadores que recubren las paredes del recipiente. **DETECTORES DE NEUTRINOS: 1ra. generación** El patrón característico de este destello (radiación Cherenkov) provee información sobre la dirección y, en el caso de los neutrinos atmosféricos la clase de neutrino que llega.

La diferencia en el tiempo que se experimenta entre la llegada a la pared del detector de la parte superior del cono y la inferior puede usarse para calcular la dirección en la que se aproxima la partícula; cuanto más grande sea la diferencia, mayor será el ángulo de la horizontal de la trayectoria de la partícula.

El tipo de partícula puede inferirse dependiendo de la nitidez del borde del cono.

- Un muón penetra fácilmente, tal que raramente interactúa con el agua, por lo que produce un cono bien definido.

 - Un electrón regularmente interactuará, causando lluvias de partículas adicionales y, por ello, se detectará un cono más borroso. Detector de neutrinos Kamiokande (Kamioka Nucleon Decay Experiment):

Recibe su nombre de la mina japonesa de Kamioka.
Diseñado para estudiar el decaimiento de protones (1983)

Tanque que contenía 3.000 toneladas de agua pura. y unos 1.000 tubos fotomultiplicadores acoplados a la superficie interna.

Tenía un tamaño de 16,0 m de altura por 15,6 m de diámetro.

#### **DETECTORES DE NEUTRINOS: 1ra. generación**

Detector de neutrinos Kamiokande II

Actualizado para detectar los neutrinos solares (1985)

Lo primero que se hizo fue detectar los neutrinos procedentes de la supernova 1987A: determinó que la masa del neutrino no era nula llegando a acotar su valor a partir de la medición del retraso con que llegaron los neutrinos procedentes de la explosión. Si estos hubiesen carecido de masa hubiesen llegado junto a los fotones (la luz de la supernova).

Neutrinos provenientes del Sol fueron detectados en 1988. La habilidad del experimento Kamiokande para detectar la dirección de los electrones producidos en la interacción de los neutrinos solares permitió demostrar, por primera vez, que el Sol, verdaderamente, produce neutrinos. DETECTORES DE NEUTRINOS: 1ra. generación A pesar del éxito en la observación de neutrinos, Kamiokande no detectó el *decaimiento de protones*, su primer objetivo. Era necesaria mayor sensibilidad para observar neutrinos con una precisión estadística más confiable: construcción del **Super-Kamiokande**, con un volumen diez veces mayor que el inicial:

 Recipiente de 40 metros de diámetro por 40 de altura, unicado a 1000 m de profundidad en Japón, dotado de unos 11.000 tubos fotomultiplicadores
 Super-Kamiokande inició sus observaciones en 1996.

Anunció la primera evidencia de oscilaciones de neutrinos en 1998, consistente con la teoría de que los neutrinos no tienen masa nula: Premio Nobel de Física 2015 a Takaaki Kajita y Arthur McDonald.

El 12 de noviembre de 2001, varios miles de tubos fotomultiplicadores del detector Super-Kamiokande implosionaron en una aparente reacción en cadena. El detector ha sido parcialmente reparado: SuperKamiokande-II.

En julio de 2005, se comenzaron las preparaciones para restaurar el detector a su forma original, reinstalando unos 6.000 tubos fotomultiplicadores. Se completó en junio de 2006 (SuperKamiokander JII). Cherenkov light emission and propagation The Cherenkov light is efficiently emitted by relativistic particles in water at UV-blue wavelengths under the condition:  $\beta n(\lambda) > 1$ 



n (300÷700nm) ~ 1.35

 $\theta_{\rm c}$  ~ 42°

#### Superkamiokande muon event



**DETECTORES DE NEUTRINOS: 2da. Generación Detectores de neutrino de 1 km<sup>3</sup>** 

La principal razón para construir detectores de neutrinos de estas dimensiones es:

encontrar las fuentes de rayos cósmicos de alta energía.

#### Neutrinos con energías por encima de 100 GeV:

The neutrino flux from cosmic-ray accelerators has been estimated by two methods:

The first uses the measured cosmic-ray flux and the estimated photon and matter densities at acceleration sites.

The second extrapolates the measured TeV photon flux to higher energies, assuming that the photons are from  $\pi^0$  decay.

That leads to an estimate of the number of  $\pi^\pm$  .

Both approaches find similar neutrino fluxes, and both lead to a similar conclusion:

that a neutrino detector with an area of ~ 1 km<sup>3</sup> is needed to observe neutrinos from astrophysical sources.

**DETECTORES DE NEUTRINOS: 2da. Generación Detectores de neutrino de 1 km<sup>3</sup>** 

For obvious cost reasons, a 1 km<sup>3</sup> detector must use a **natural detecting medium.** 

One approach to such a large detector is to search for optical Cherenkov radiation from charged particles produced in neutrino interactions.

Three media have been proposed:

- seawater
- freshwater (in a lake)
- Antarctic ice

All three have advantages and disadvantages.

**DETECTORES DE NEUTRINOS: 2da. Generación Detectores de neutrino de 1 km<sup>3</sup>** 

All three approaches have been pursued:

Detector in the Mediterranean Sea:
 ANTARES collaboration (finalizado en 2008)

Detector in Lake Baikal (Russian-German collaboration)

 Neutrino detection in ice was pioneered by the AMANDA collaboration (1996-2004), the predecessor of ICECUBE, completed in december 2010.

#### DETECTORES DE NEUTRINOS: 2da. generación The km3 telescope: Detection principle



Since the *Earth acts as a shield* against all particles except neutrinos, a neutrino telescope uses the detection of upwardgoing muons as a signature of muon neutrino interactions in the matter below the detector.

#### DETECTORES DE NEUTRINOS: 2da. generación The km3 telescope: Detection principle



Since the *Earth acts as a shield* against all particles except neutrinos, a neutrino telescope uses the **detection of upwardgoing muons** as a **signature of muon neutrino interactions** in the matter below the detector.

The muon detection medium may be a natural body of water or ice through which the muon emits Cherenkov light.

Its detection allows the determination of the muon trajectory.

#### The km3 telescope: a downward looking detector

This detection technique requires discriminating upward going muons against the much higher flux of downward atmospheric muons.

To simplify the discrimination, the detector is installed in a deep site where a layer of water or ice would shield it: muons cannot travel in rock or water more than  $\approx$  50 km at any energy



Atmospheric neutrinos: upward tracks are good neutrino candidates

#### shielded and optically transparent medium



# optical modules

#### The km3 telescope: Detector design

#### The basic unit of the detector is the optical module, consisting of a

- photomultiplier tube,
- various sensors,
- and the associated electronics,

housed in a pressure-resistant glass sphere.



The electronics includes a custom-built digital electronic circuit which captures and stores waveforms, pulse heights and timing information, as well as the HV power supply for the photomultiplier tubes and the network nodes for data transmission and slow control



#### The km3 telescope: Detector design



This illustrates Cherenkov light emitted by a charged particle moving through ice which will trigger IceCube optical sensors resulting in a track as illustrated by multiple colored optical modules.

#### Cherenkov track reconstruction

Cherenkov photons emitted by the muon track are correlated by the causality relation:

$$c(t_j - t_0) = l_j + d_j ctg(\vartheta_c)$$

The track can be reconstructed during offline analysis of spacetime correlated PMT signals (hits).



### **Detector design: ANTARES**

The detector consists of an array of approximately 1000 photomultiplier tubes in 12 vertical strings, spread over an area of about 0.1 km<sup>2</sup> and with an active height of about 350 metres.



The optical modules are grouped together in `storeys' of three modules and interconnected via an electro-mechanical cable. are arranged with the axis of the photomultiplier tubes 45° below the horizontal. The angular acceptance of the optical modules is broad, falling to half maximum at around 70° from the axis. This means that the proposed arrangement of OMs detects light in the lower hemisphere with high efficiency, and has some acceptance for muon directions above the horizontal.



Since 2007 ANTARES scrutinizes the sky in the search for neutrinos of a cosmic origin that could witness the most violent phenomena in the Universe.

At present, more than one thousand neutrinos have been detected, enabling the first view of the sky through this unique messenger.

The search for neutrinos started actually before the detector was completely installed, in 2008.

C Prencus Monta



### New generation of neutrino telescopes: IceCUBE



IceCube consists of 80 km-length strings, each instrumented with 60 10-inch photomultipliers spaced 17m apart. The deepest module is located at a depth of 2450m so that the instrument is shielded from the large background of cosmic rays at the surface by approximately 1.5 km of ice.

Southern Hemisphere ICECUBE

The instrumented detector volume is a cubic kilometer of dark, highly transparent and sterile Antarctic ice.



It is a large, segmented tracking calorimeter that measures the energy deposition in segmented volumes of Antarctic ice.

It can differentiate between the topologies for electron, muon and tau neutrino interactions.

It also has very good timing resolution, which is used to accurately reconstruct muon trajectories and to find the vertices of contained events.

The size of IceCube is well matched to the energy scale; a muon with an energy of about 200 GeV travels about 1 km in ice.



A STREET

1-1-1-



#### Amundsen-Scott South Pole Station



# IceCube construction ato be finished in 2011



1 million pounds of cargo
C-130 planes: > 50 flights

### one of 21 drill modules arrive in antarctica







# AMANDA skyplot 2000-2003

#### 3369 events



# **33 selected sources**



Declination (degree)

# IceCube

# • v's per day :

## > 100 per day

# total statistics

### > 10° over 10yr

# • energy

### 0.1 ~ 10,000 TeV
# IceCube

On 19th April 2013, the IceCube collaboration reported the first observation of PeV-energy neutrinos.

Two neutrino-induced events which are christianed 'Bert' and 'Ernie' have deposited in the IceCube detector at the Southpole an estimated energy of 1.04 and 1.14 PeV (1e<sup>15</sup> eV) respectively.

They represent the highest neutrino energies observed so far.

Sensitivity / event rates



Models of the radiation producing processes in active galaxies can provide a prediction as to the "diffuse" flux of high-energy neutrinos. Figure shows the results of a variety of such models and illustrates the discovery reach of IceCube. The broad, dark, steep spectrum is the atmospheric background.

## The future neutrino telescopes: KM3NeT



#### Northern Hemisphere Mediterranean km<sup>3</sup>

KM3NeT is a future deep-sea research infrastructure hosting a neutrino telescope with a volume of several cubic kilometres, to be constructed in the Mediterranean Sea. In February 2006, the Design Study for the infrastructure, funded by the EU FP6 framework, started. The KM3NeT research infrastructure has been singled out by ESFRI (the European Strategy Forum on Research Infrastructures). The Preparatory Phase of the infrastructure, funded by the EU FP7 framework, started in March 2008. 180

## The future neutrino telescopes: KM3NeT



#### Northern Hemisphere Mediterranean km<sup>3</sup>

On 16th April 2013, the first KM3NeT DOM (Digital Optical Module) was put into operation in the deep sea. For this, the module has been installed on the instrumentation line of the ANTARES neutrino telescope. The deployment and connection of the line at a depth of 2475m was executed using two ships and a remotely operated underwater vehicle, the Apache ROV of the COMEX company.

El flujo de rayos cósmicos a energías mayores que 10<sup>15</sup> eV comienza a ser lo suficientemente bajo (~1 partícula / año / m<sup>2</sup>), como para que puedan ser registrados con técnicas directas de detección.

Por ende a esas energías, las <u>técnicas</u> <u>de detección son indirectas</u> y están basadas en el registro de las lluvias o cascadas de partículas secundarias, que originan los rayos cósmicos en su interacción con las moléculas del aire.



Cascadas de partículas secundarias, <u>que originan los rayos cósmicos</u> en su interacción con las moléculas del aire:





Este fenómeno fue dado a conocer en 1938 por Pierre Auger, quien basándose en resultados obtenidos con contadores de partículas Geigger – Mueller (posicionados entre sí a distancias de hasta 300 metros), señaló que las partículas secundarias producidas durante el desarrollo de una cascada de partículas en la atmósfera, podían ser originadas por rayos cósmicos con energías mayores a 10<sup>15</sup> eV



Fue entonces y gracias a este descubrimiento, que se dio comienzo a la construcción de **arreglos de detectores cada vez más grandes y sofisticados** (provistos con centelladores y contadores de partículas), con el fin de comenzar a explorar el espectro de los rayos cósmicos en el rango de energías mayores a 10<sup>15</sup> eV.

El primer detector en importancia de estas características fue el de Volcano Ranch, construido en 1959 en el desierto de Nueva México (EE.UU.) por Linsley y sus colaboradores.

El arreglo de Volcano Ranch consistía en 19 detectores de centelleo cubriendo un área de aproximadamente 7 km2, y operó entre los años 1958 a 1972.

**Volcano Ranch** 

Este detector fue el primero en reportar un evento producido por un rayo cósmico con una <u>energía superior a  $10^{20} \text{ eV}$ </u> (febrero de 1962)



Desde aquel momento (1962) no ha cesado el interés por entender qué son y de dónde vienen los rayos cósmicos de más alta energía, motivo por el cual una variedad de experimentos han sido llevados a cabo en distintas partes del mundo en las últimas décadas, desarrollando y/o mejorando las distintas técnicas de detección:

Detección de superficie (DS)

Detección de fluorescencia (DF)



#### Técnica DS

Se basa en la <u>producción de luz Cherenkov</u> detectada mediante fotomultiplicadores ubicados dentro de tanques de agua.

Las partículas de una cascada producida por un rayo cósmico viajan a una velocidad mayor que la velocidad de la luz en el agua dando lugar a luz Cherenkov.

La cantidad de luz Cherenkov producido es proporcional al número de partículas y al camino que estas recorren en el agua.



### Técnica DF

Al atravesar la atmósfera, las partículas de la cascada producen la excitación e ionización de las moléculas de aire. Al desexcitarse emiten luz de fluorescencia que a diferencia de la radiación Cherenkov es emitida en todas direcciones.



En el proceso, una molécula absorbe un fotón de alta energía, el cual es emitido como un fotón de baja energía (mayor longitud de onda). La diferencia de energía entre la absorción y la emisión, es disipada como calor (vibraciones moleculares). Todo el proceso es muy corto (millonésimas de segundo)

Si nuestros ojos tuvieran suficiente sensibilidad podríamos ver la entrada de los rayos cósmicos en la atmósfera de forma similar a la de un meteorito, aunque a mucha mayor velocidad.

Entre los experimentos más relevantes pueden ser citados el de:

Haverah Park en el <u>Reino Unido</u> (operativo entre 1968 y 1987) Basado en la técnica de técnica de detección de superficie (DS).

SUGAR en <u>Australia</u> (operativo entre 1968 y 1979)

>Yakutsk en Siberia - antigua URSS (operativo a partir de 1974),

AGASA en Japón (operativo entre 1990 y 2004), Técnica DS: 111 detectores de partículas distribuidos con una separación de alrededor de 1 kilómetro sobre una superficie de 100 km<sup>2</sup>. Cada detector ocupa una pequeña cabaña de 2,2 metros

Fly's Eye en Utah (USA) (operativo entre 1981 y 1993) y su sucesor el moderno: HiRes (operativo desde Mayo 1997 hasta Abril 2006) Basados en la técnica de detección de fluorescencia atmosférica.

De todos estos detectores el Fly's Eye es el que posee mayor fama, por ser el que registró el <u>evento de mayor energía</u> hasta nuestros días (1991),  $E = 3,2 \times 10^{20} \text{ eV}$ 

Fly's Eye consiste en una disposición de 880 fotomultiplicadores que observan cada uno una dirección del cielo. Este <u>Ojo de Mosca</u> permite detectar la llegada de rayos cósmicos de muy alta energía (10<sup>17</sup> eV) mediante la observación de toda la cascada. Su eficiencia es muy alta ya que puede cubrir un volumen de atmósfera de muchos kilómetros cúbicos.

Fly's Eye



FE1 and FE2 detectors allowed the trajectory of the air shower to be reconstructed by a process of triangulation: "stereoscopic" reconstruction technique

Las partículas cargadas de una cascada de rayo cósmico viajan juntas a una velocidad muy próxima a la de la luz, de modo que los detectores ven un punto fluorescente que se mueve rápidamente a lo largo de una línea a través de la atmósfera.

Midiendo cuanta luz proviene de cada etapa de la cascada, se puede inferir no sólo la energía del rayo cósmico sino también si era más probablemente un simple protón o un núcleo más pesado. 191

The most important aspect of this  $3.2 \times 10^{20}$  eV event is that it is ~5 times above the theoretical Greisen-Zaptsepin-K'uzmin (GZK) cut-off at ~6x10<sup>19</sup> eV.

Super-GZK events (those above 6x10<sup>19</sup> eV) had previously been reported by a number of ground array experiments, including Volcano Ranch, Yakutsk, and Haverah Park.

The Fly's Eye event is the first such event seen with the fluorescence technique and is significantly higher in energy than the other candidates.

This discovery was seen to give strong evidence for a non-zero flux of cosmic rays above the GZK cut-off. Since the Fly's Eye event, the AGASA group has reported a number of super-GZK events.

In 2010 results from AUGER collaboration confirm the cutoff found by The High Resolution Fly's Eye (HiRes) experiment



The Auger Observatory is a "hybrid detector" employing two independent methods to detect and study highenergy cosmic rays.

 One technique (DS) detects high energy particles through their interaction with water placed in surface detector tanks.

The other technique (DF) tracks the development of air showers by observing ultraviolet light emitted high in the Earth's atmosphere.

The first detection method uses the Observatory's main visible feature - the 1,600 water tanks that cover an enormous section (3000 km<sup>2</sup>) and serve as particle detectors.

Each 3,000-gallon (12,000 liter) tank, separated from each of its neighbors by 1.5 kilometers, is completely dark inside - except when particles from a cosmic ray air shower pass through it.





Extensive air showers contain billions of secondary particles and can cause nearly simultaneous bursts of light in more than five tanks.

Scientists can determine the energy of the primary cosmic ray particle based on the amount of light they detect from a sample of secondary particles.

Slight differences in the detection times at different tank positions help scientists determine the trajectory of the incoming cosmic ray.





Detector de fluorescencia (FD) consiste de 24 telescopios posicionados, en grupos de seis, en puntos perimetrales del SD.



An aerial view of the Fluorescence Detector building at Los Leones. The building contains 6 bays, each of which houses a complete telescope and camera assembly viewing a part of the sky over the array.

The communications tower is behind the detector building.



A cosmic ray event viewed by all four of the Fluorescence Detectors. Each detector records the growth and decay of the extensive cosmic ray air shower comprised of billions of secondary particles.

El SD registra las partículas secundarias de la lluvia al nivel del suelo y el FD colecta la luz de la fluorescencia atmosférica emitida por el nitrógeno durante el desarrollo longitudinal de la lluvia.

El objetivo del *Observatorio Pierre Auger* es caracterizar las propiedades de los rayos cósmicos de ultra elevada energía (~10<sup>18</sup> eV) para determinar su espectro, composición química y direcciones de arribo, a fin de establecer su origen y naturaleza.

The Auger Observatory has been collecting data since early 2004 near Malargüe.

Cosmic Ray Detectors: Pierre Auger Observatory Employing these two complementary observation methods provides the Auger Observatory with high quality information about the types of particles in the primary cosmic rays.

Comparing results from the different types of detectors also helps scientists reconcile the two sets of data and produce the most accurate results about the energy of primary cosmic rays.

The fluorescence detectors are able to detect the total energy of an air shower, which is approximately equal to the energy of the primary cosmic ray.

Total cosmic ray energy is more difficult to determine with the surface detectors, which sample a small fraction of the energy of an air shower. 202

# Stereoscopic Hybrid Detection



#### Algunos eventos muy energéticos:



#### Agosto 2005

primer evento triocular-híbrido

#### E ~ 5.10<sup>19</sup> eV

#### Espectro y determinación de energías:



experimen1) M. Takeda *et al.* Astroparticle Physics 19, 447 (2003)collaborati

2) R.U. Abbasi et al. Phys Lett B (to be published)

In 2010 final results of The High Resolution Fly's Eye (HiRes) experiment confirmed the GZK cutoff, confirming the AUGER collaboration results. En 2007, un grupo de científicos argentinos del Observatorio Pierre Auger realizó un espectacular descubrimiento que inauguró una nueva rama de la astronomía.

Este grupo encontró evidencias de que la mayor parte de las partículas de rayos cósmicos proviene de una constelación cercana, Centaurus.

Esta constelación en tal caso contiene una galaxia de núcleo activo



y su núcleo activo se debe a la presencia de un agujero negro ustralian observatory (probablemente supermasivo), al caer la materia a la ergosfera del agujero negro y rotar velozmente, parte de tal materia fuga a enormes velocidades, centrífugamente, en forma de protones y neutrones; al alcanzar la Tierra (u otros planetas con atmósferas lo suficientemente densas) sólo llegan los protones que caen en cascadas de rayos cósmicos tras chocar contra las capas superiores atmosféricas. El descubrimiento observado en Centaurus parece ser extrapolable a todas las galaxias con núcleos activados por agujeros negros.