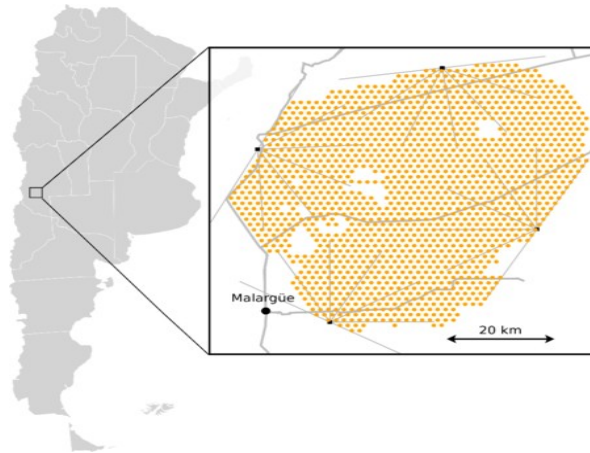


El Observatorio de Rayos Cósmicos Pierre Auger.

Cursos en LA-CoNGA physics
2021-2022



Dra. Hansen Patricia María

IFLP (CCT La Plata-CONICET),

Dpto. de Física, Fac. de Cs. Exactas y
Dpto. de Cs. Básicas, Facultad de Ingeniería,
Universidad Nacional de La Plata,
1900 La Plata, Argentina.

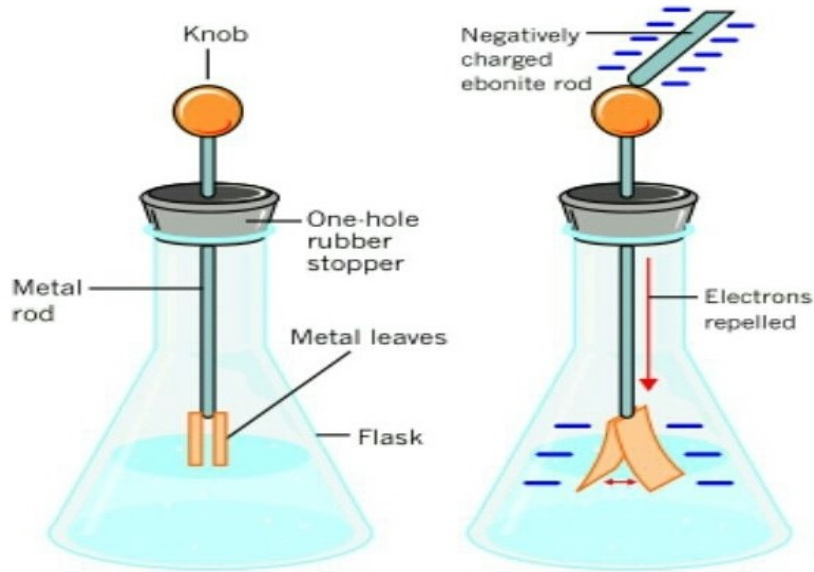


Contenidos

1. Historia del descubrimiento de la radiación cósmica
2. ¿Qué sabemos de la radiación cósmica?
3. El Observatorio de Rayos Cósmicos Pierre Auger

La Radiación Cósmica: Breve historia

Electroscopio



Electroscopio
descargado

Electroscopio
cargado

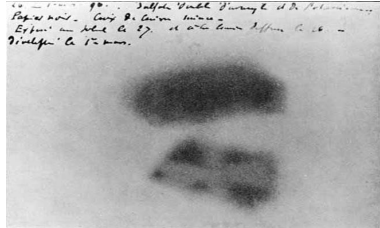
1785 **Coulomb**: un objeto metálico cargado y **aislado** se descargaba espontáneamente en contacto con el aire.

Confirmado por **Faraday** en 1835. Propuso que la única manera de comprender ese fenómeno era suponiendo que el ambiente debía estar rodeado de algún tipo de “flujo de partículas cargadas” moviéndose por el aire que permitían la descarga del electroscopio.

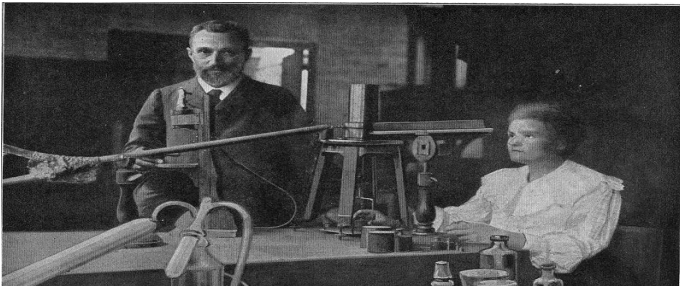
Sin embargo, no explica la naturaleza de ese “flujo de partículas cargadas” (responsable de la descarga de un electroscopio).

La Radiación Cósmica: Breve historia

1896 **Henri Becquerel**: descubre la **radiactividad** en elementos como el **Uranio**



1898 **Marie y Pierre Curie**: descubren los elementos radiactivos **Radio** y **Polonio**.



Robert Duncanson: descubrió que una fuente radiactiva podría descargar rápidamente un electroscopio a través del aire, sin contacto.



La radiactividad es la principal causa de la descarga de un electroscopio.

1903 **Rutherford**: Propone un posible origen al flujo de partículas cargadas propuestas por Faraday. Las rocas de la tierra con sus diferentes elementos producen radiactividad natural en forma de radiación que emanaría del suelo, se movería a través del aire y neutralizaría la carga en el electroscopio descargándolo.

Becquerel, los Curie: Premio Nobel de Física 1903

La Radiación Cósmica: Breve historia

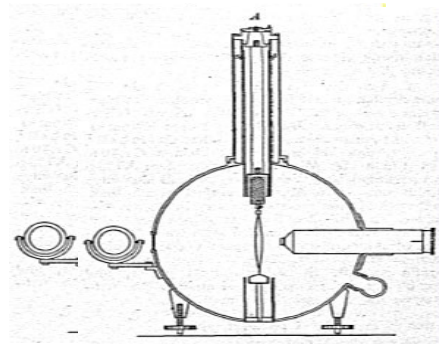
Si la ionización del aire es debida a la presencia de elementos radiactivos en el suelo, debería **disminuir con la altura**

=> experimentos con electros copios en altura

1910: **Theodore Wulf** lleva a cabo experimentos en la cima de la **Torre Eiffel (300 m)**: La disminución de ionización observada estaba dentro de la incertidumbre experimental de sus medidas.



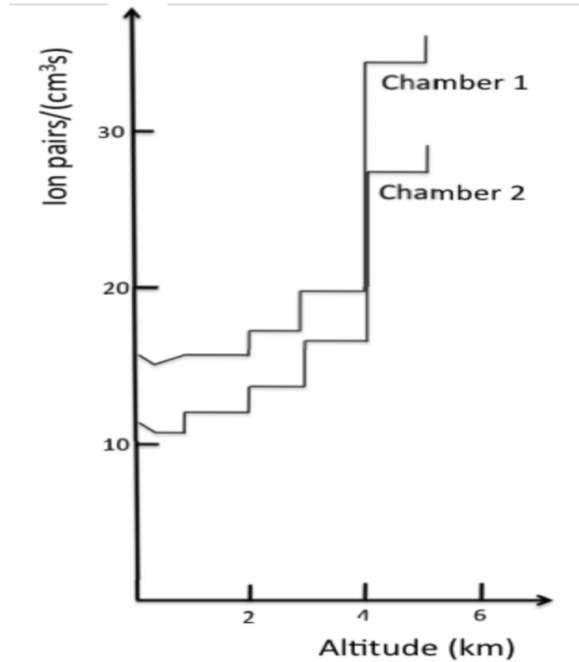
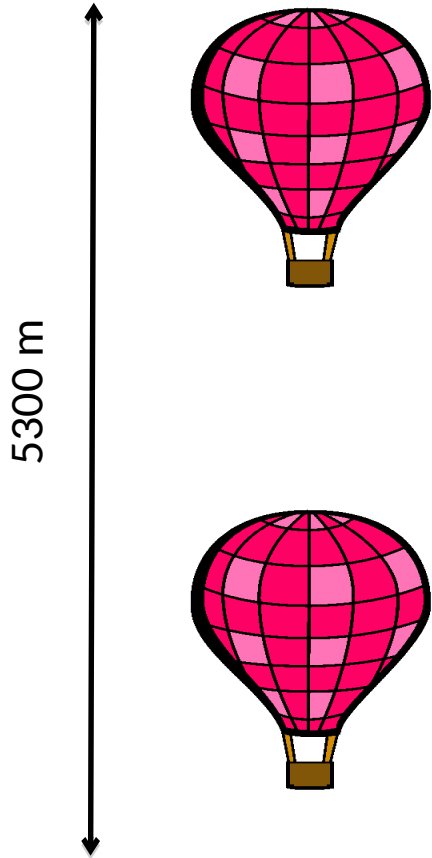
T. Wulf



Electroscopio de Wulf



La Radiación Cósmica: Breve historia



Medidas de ionización en función de la altura realizadas por V. F. Hess

1911-1912 **Victor Hess**: lleva a cabo experimentos con electrómetros en globo (9 viajes en total) alcanzando alturas de hasta 5300 m !!

Hess observó que la ionización y por tanto la radiación **aumentaba con la altura** en lugar de disminuir !



Hess on gondola in 1912 probably in test flight. The date and place is not clear at present.

Hess: Premio Nobel de Física 1936

Descubrimiento de la radiación cósmica

La Radiación Cósmica: Breve historia

Victor Hess concluía en su célebre artículo publicado en *Physik, Zeitschrift*, XIII, 1912:

“Los resultados de estas observaciones parecen poder interpretarse admitiendo sencillamente que una radiación con gran poder de penetración procede de la parte superior de la atmósfera y, aunque progresivamente atenuada por ésta, produce, incluso en las zonas más bajas, una parte de la ionización observada en las cámaras cerradas. La intensidad de esta radiación parece estar afectada por pequeñas variaciones aleatorias”.



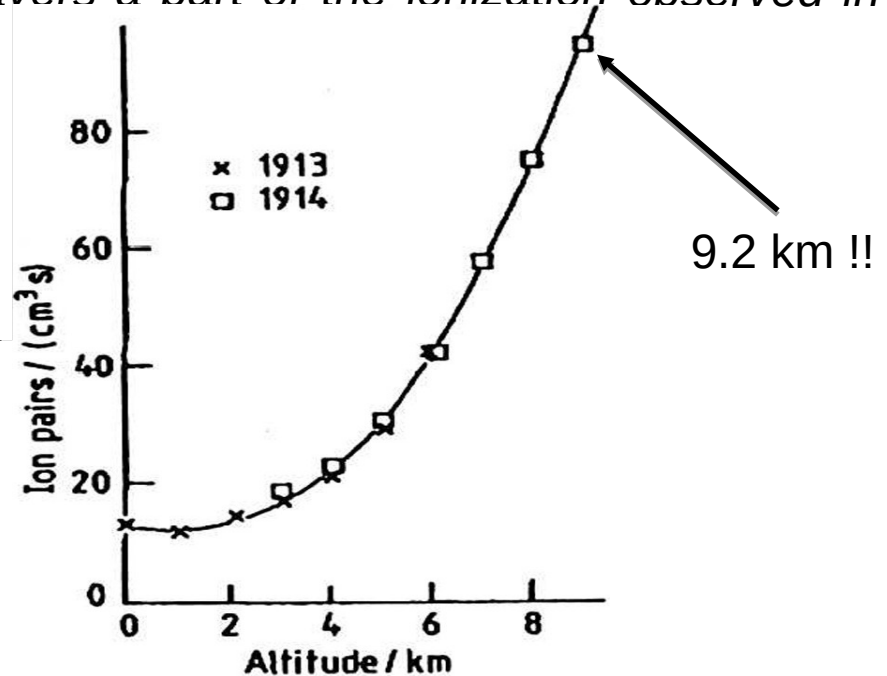
V.F. Hess a bordo de un globo sonda (1912)

La Radiación Cósmica: Breve historia

Descubrimiento de la radiación cósmica: Hess escribe en su artículo de 1912

*“The results of the present observations seem to be most readily explained by the assumption that **a radiation of a very high penetrating power enters our atmosphere from above** and still produces in the lowest layers a part of the ionization observed in closed vessels.”*

1913-14 **Werner Kolhörster:** confirma el aumento de radiación (ionización) con la altura. Alcanza altitudes de hasta 9200 m (necesitando botellas de O₂ para respirar)

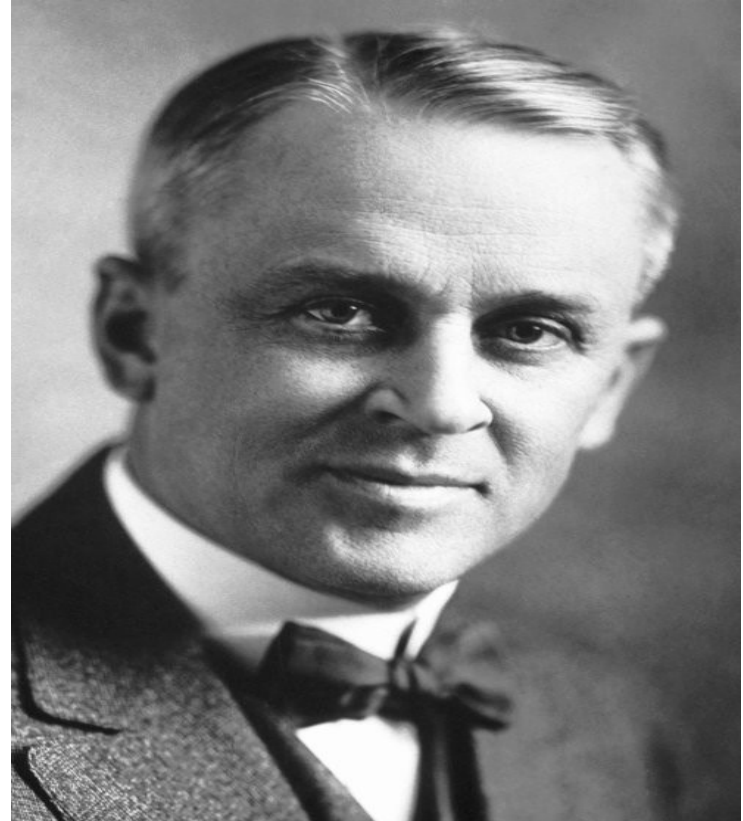


La Radiación Cósmica: Breve historia

1928: **Robert Millikan**, al principio excéptico sobre la existencia de esta radiación, después la denominó:

”rayos cósmicos”

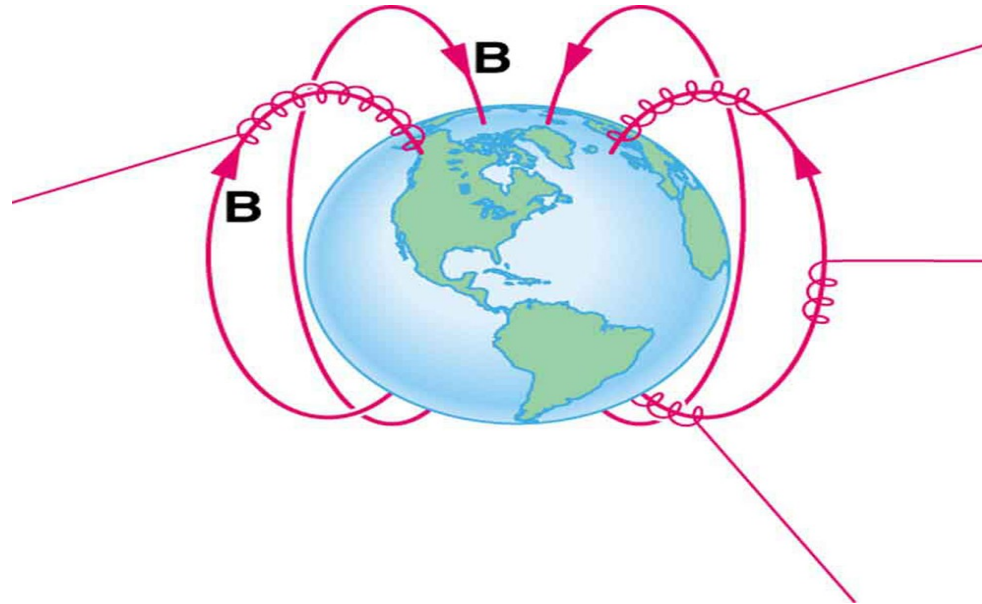
Millikan creía que estaba fundamentalmente compuesta por fotones de alta energía (rayos gamma) de ahí su nombre de ”rayos”.



Millikan: Premio Nobel de Física 1923

La Radiación Cósmica: Breve historia

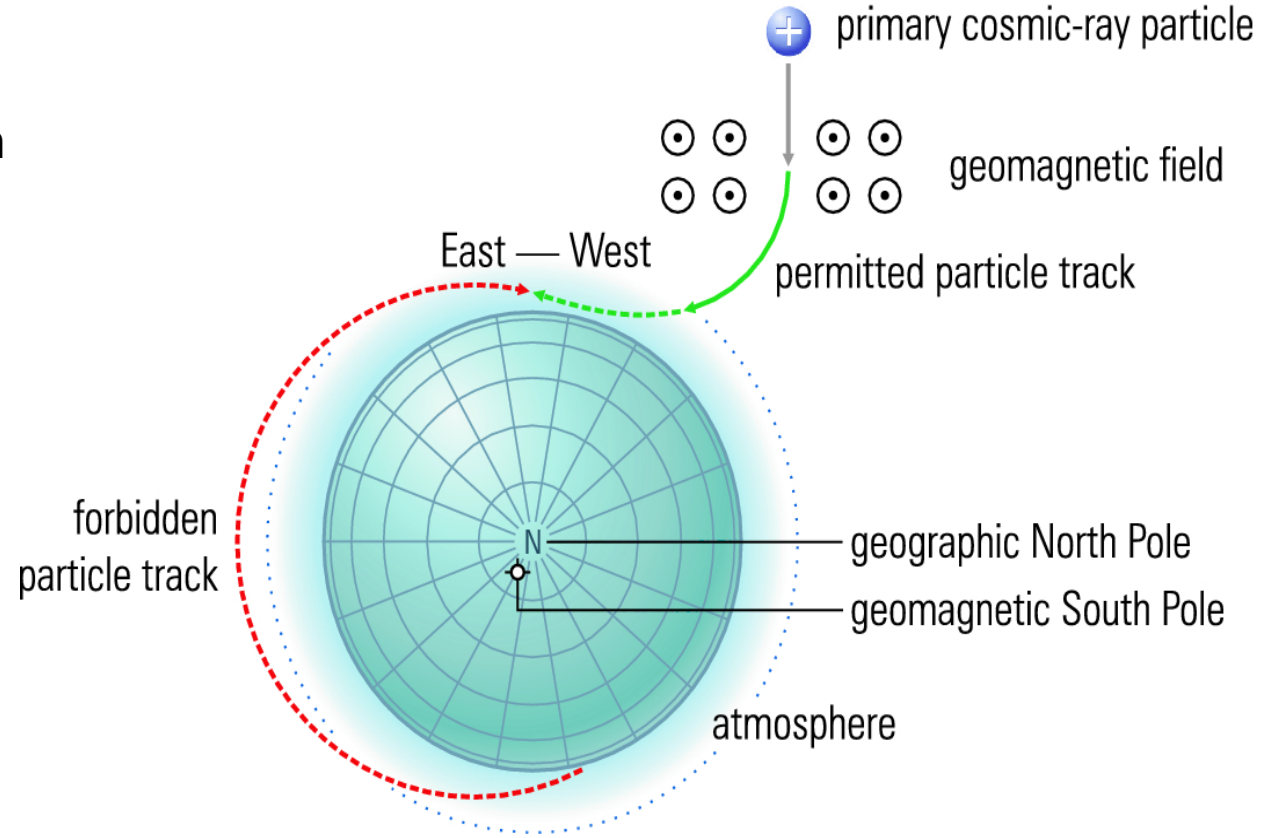
1932: **J. Clay, Arthur Compton**
muestran la dependencia de la
intensidad de la radiación con la latitud
terrestre => partículas cargadas.



La Radiación Cósmica: Breve historia

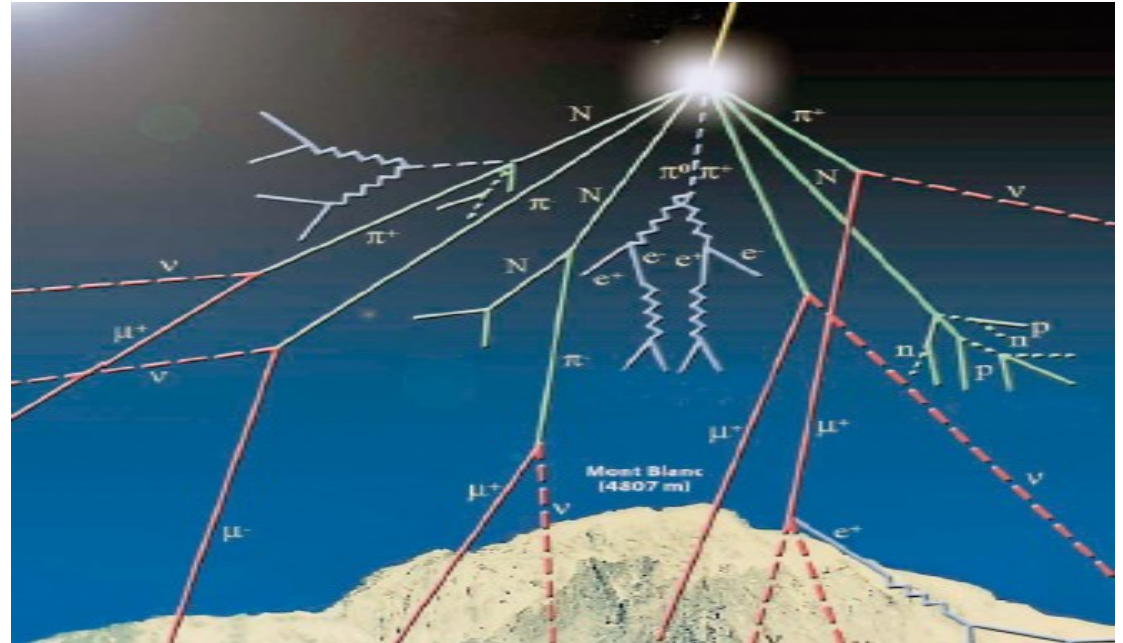
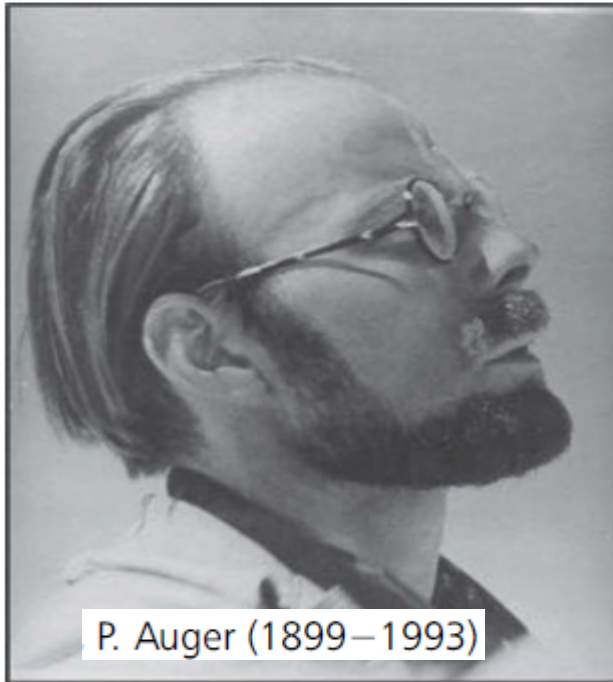
1934 **Johnson, Alvarez, Compton & Rossi:** demuestran que la radiación cósmica son fundamentalmente partículas con **carga positiva:**

Efecto Este-Oeste: debido a la desviación del campo magnético terrestre esperamos más partículas del Oeste que del Este si la carga es positiva (y viceversa si es negativa).



La Radiación Cósmica: Breve historia

En 1938 el físico francés, Pierre Auger, descubrió las llamadas cascadas atmosféricas extensas al observar que detectores de partículas, en la superficie terrestre, separados hasta 300 m de distancia, registraban señales prácticamente simultáneas con una frecuencia muy superior a la esperada en el caso de que las coincidencias fueran fortuitas.



“Luz Cherenkov - Efecto Cherenkov”

Sabemos que nada puede viajar más rápido que la luz en el vacío, como demostró Einstein.
Pero... ¿será posible en otro medio? ¿por ejemplo en agua?

- La teoría de la relatividad indica que ninguna partícula puede viajar a la velocidad de la luz en el vacío.
- La luz viaja a velocidades menores en ambiente densos como el agua.
- Una partícula viajando en agua debe tener una velocidad menor que la velocidad de la luz en el vacío.
- Una partícula viajando en agua puede moverse más rápido que la velocidad de la luz en el agua.

Partículas en un medio distinto del vacío, pueden viajar a velocidades superiores a la de los **fotones** en dicho medio.

- Si las partículas están cargadas emiten radiación.



Radiación Cherenkov

La radiación de Cherenkov surge cuando una partícula en un medio material se mueve con una velocidad mayor que la velocidad de la luz en el medio.

Si n (índice de refracción)

$$n = \frac{c}{v_{\text{luz en medio}}}$$

Reducción de la velocidad de la luz al propagarse en un medio homogéneo.

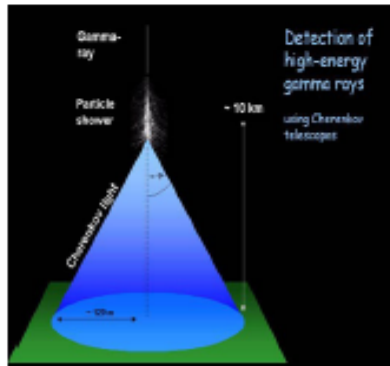
$$v_{\text{luz en medio}} = \frac{c}{n}$$

$$v_{\text{part}} > \frac{c}{n}$$

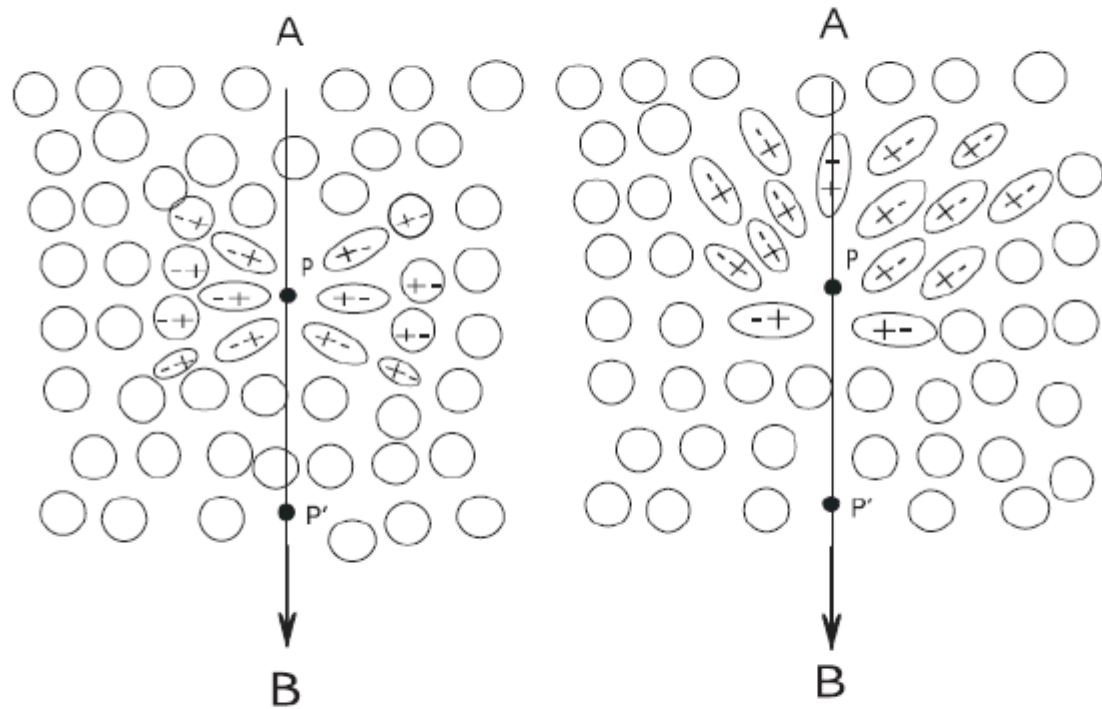
Luz Cherenkov



Se crea una onda de choque igual que el caso en que el avión traspasa la velocidad del sonido (traspasa la barrera del sonido) y produce una explosión sónica.



Electrón moviéndose a través de un trozo de vidrio u otro medio transparente.



Electrón moviéndose a baja velocidad.

Electrón moviéndose a alta velocidad.

Sección de vidrio en las vecindades de la trayectoria de un electrón.

Esta radiación se observa sólo a un determinado ángulo θ con respecto a la trayectoria de la partícula.
 Esto se puede entender con la construcción de Huygens.

Si:

$v_p \rightarrow$ velocidad de la partícula.

$c \rightarrow$ velocidad de la luz en el vacío.

$\tau \rightarrow$ tiempo que tarda la partícula en recorrer el tramo AB .

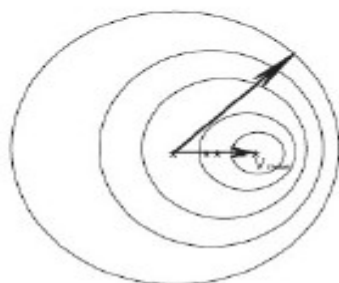


$$AB = v_p \tau$$

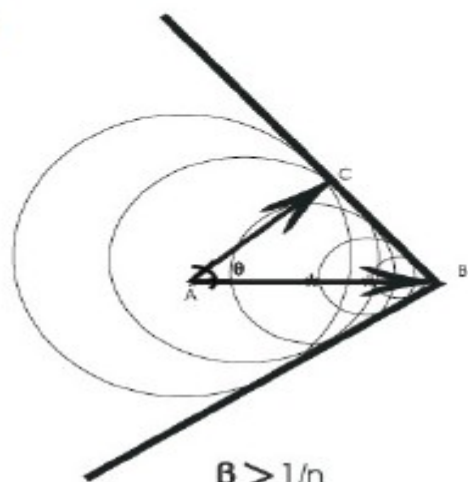
$$AC = v_{\text{luz medio}} \tau = \left(\frac{c}{n}\right) \tau$$

$$\cos(\theta) = \frac{AC}{AB} = \frac{c \tau}{n v_p \tau} = \frac{c}{n v_p} = \frac{1}{n \beta}$$

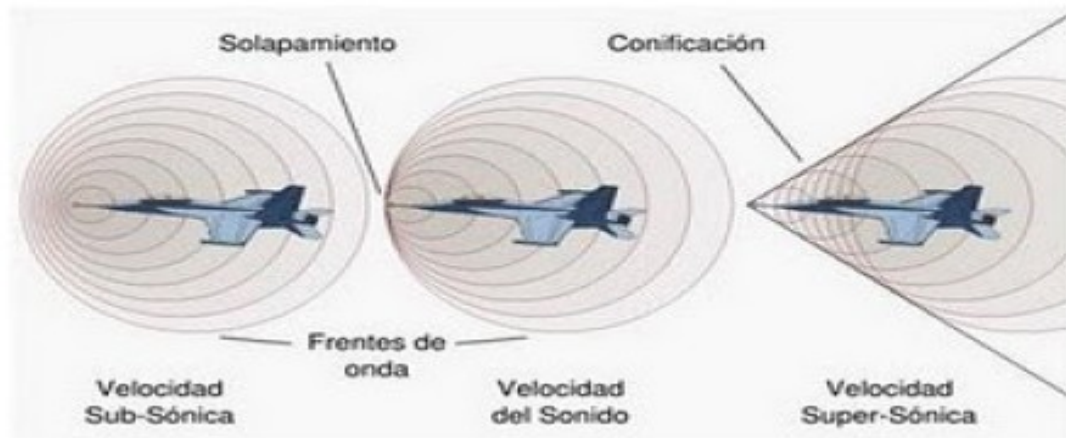
$$\beta = \left(\frac{v_p}{c}\right) \quad \cos \theta = \frac{1}{\beta n}$$



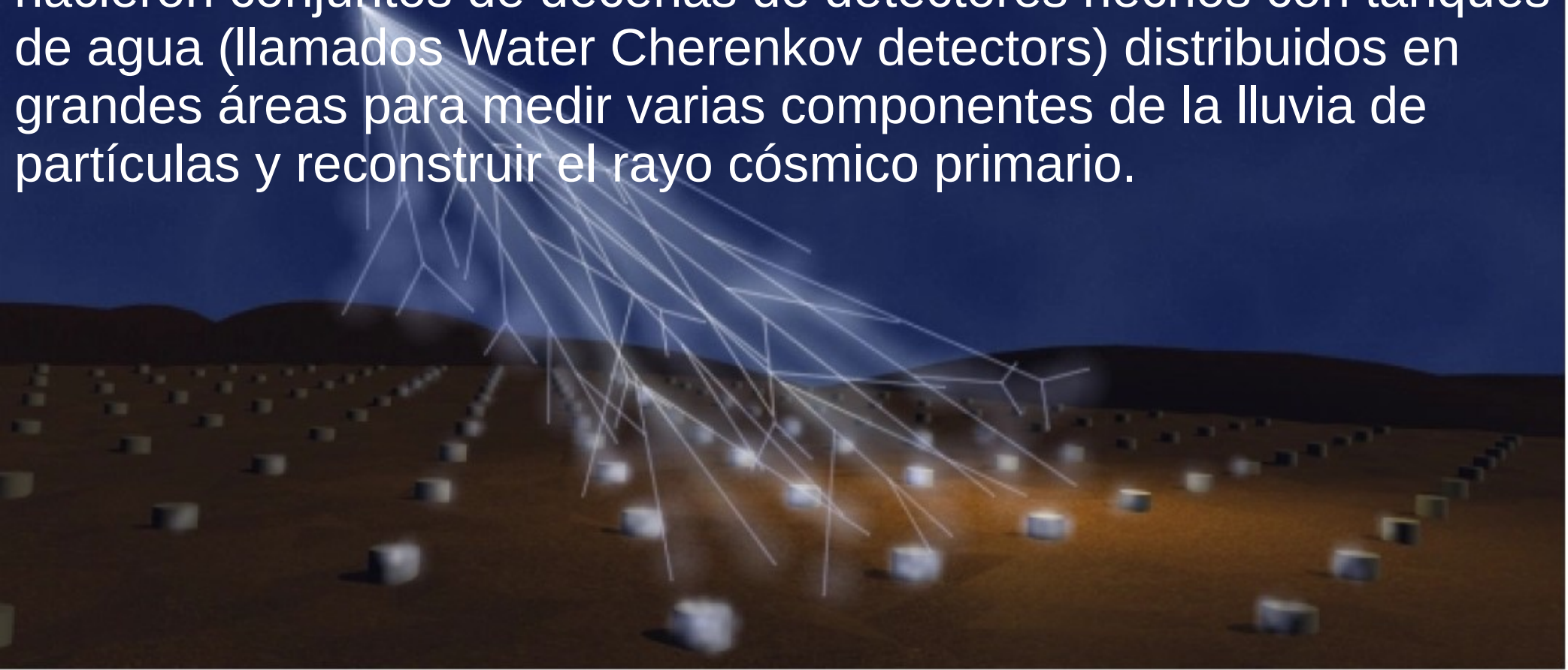
$\beta < 1/n$



$\beta > 1/n$



De esta forma, combinando las ideas de Auger y Cherenkov, nacieron conjuntos de decenas de detectores hechos con tanques de agua (llamados Water Cherenkov detectors) distribuidos en grandes áreas para medir varias componentes de la lluvia de partículas y reconstruir el rayo cósmico primario.



representación artística de una lluvia de partículas sobre un conjunto de detectores

En 1950, los detectores de rayos cósmicos se convirtieron en una herramienta muy usada

Volcano Ranch (Estados Unidos)

Haverah Park (Inglaterra)

SUGAR (Australia)

Yakutsk (Rusia)

Akeno Air Shower Experiment- Akeno Giant Air Shower Array (AGASA)-(Japón)

Fly's Eyes-High Resolution Fly's Eyes (HiRes)-(Estados Unidos)

AGASA (detector de superficie-centelladores) reportó no detectar la supresión del flujo (ausencia de un corte GZK en el espectro)

HiRes (detector de fluorescencia, contradiciendo los resultados de AGASA reportó la supresión del flujo debido al efecto GZK.

Justamente el Observatorio Pierre Auger se construye para esclarecer esta controversia.

Partículas del espacio exterior

Diversos tipos de partículas *golpean* la atmósfera de la Tierra



● protón

● Helio

⋮

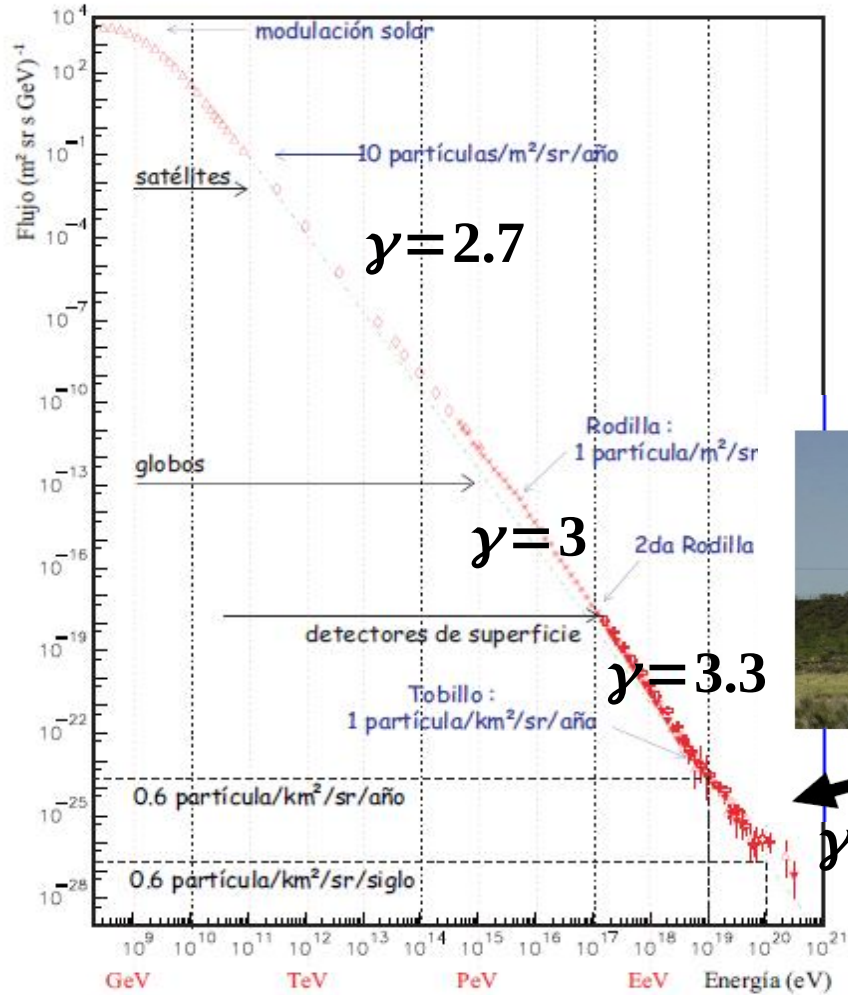
● Hierro

RAYOS CÓSMICOS (RC):
Núcleos ionizados (átomos sin electrones): partículas relativistas, aceleradas hasta altas energías

Rayos cósmicos primarios: son partículas, sobre todo protones (y en mucha menor cantidad núcleos atómicos más pesados, electrones, fotones, etc.) que vienen del espacio exterior.

Rayos cósmicos secundarios: son producto de la interacción de las partículas primarias con la atmósfera

Flujo de rayos cósmicos en función de la Energía.



Se puede parametrizar como una ley de potencia con varios cambios de índice espectral

$$\frac{dN(E)}{dE} \sim E^{-\gamma}$$



AUGER

γ=2.7

Alcanza energías macroscópicas del orden de 5×10^{20} eV, unos 16 Joule (equivale a la energía cinética de una pelota de tenis a la Velocidad de 100km/h).

Espectro de rayos cósmicos

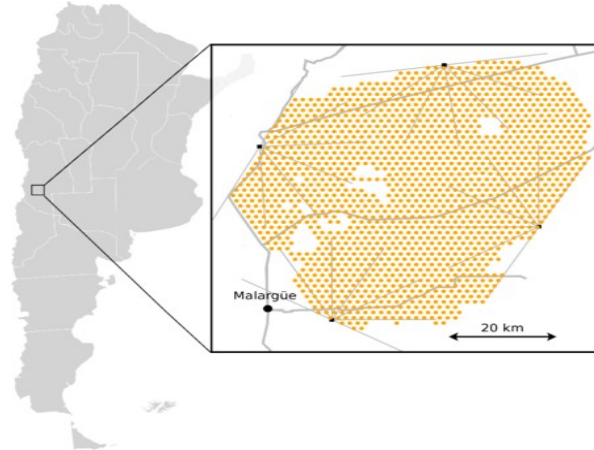
El Observatorio de Rayos Cósmicos Pierre Auger

La colaboración Pierre Auger consiste en alrededor de 400 científicos de 90 instituciones de 17 países.

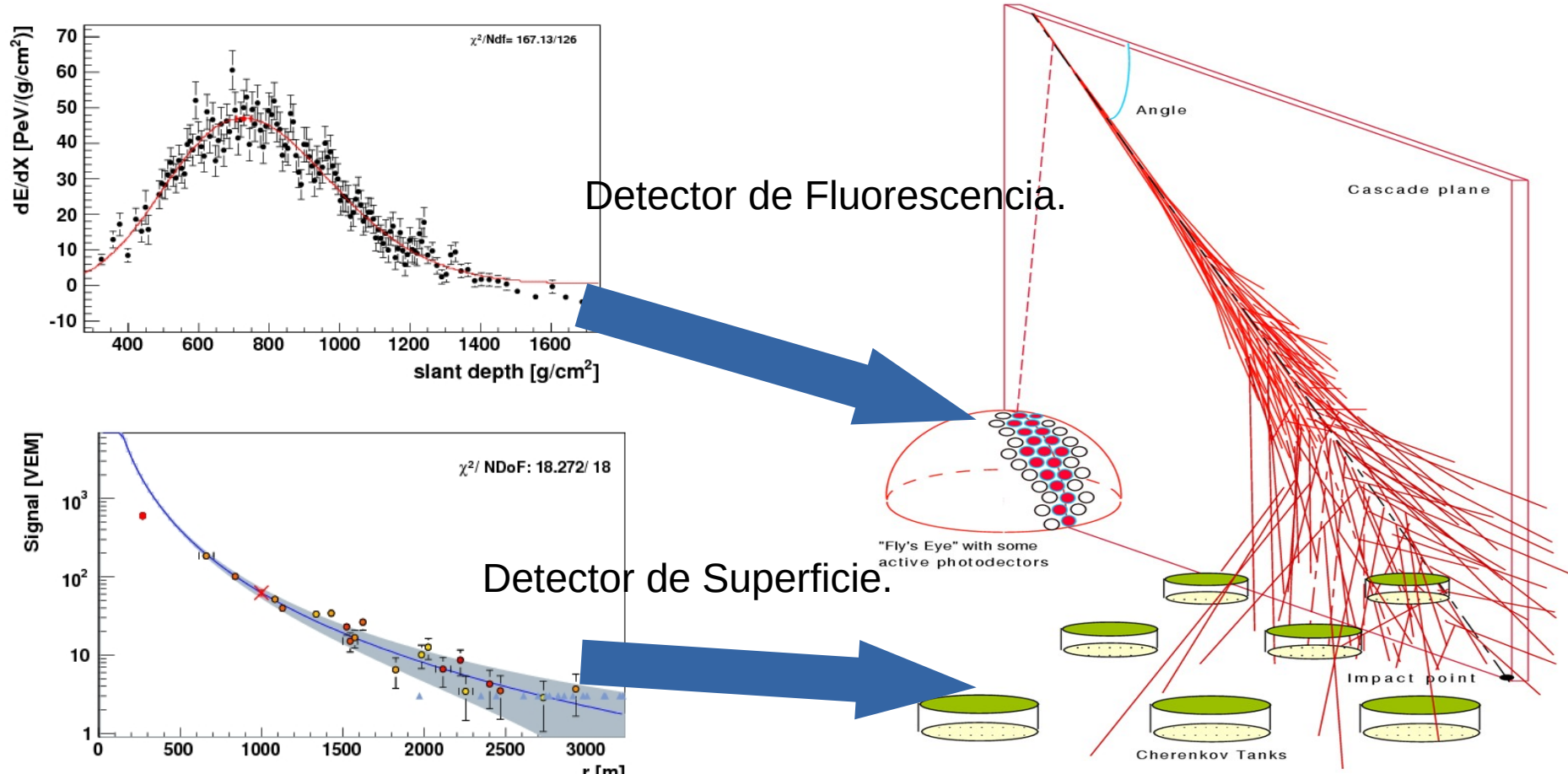
Los países participantes son:

Alemania, Argentina, Australia, Bélgica, Brasil, Colombia, Eslovenia, España, Estados Unidos, Francia, Italia, México, Países Bajos, Polonia, Portugal, República Checa y Rumania.

Se encuentra en el hemisferio Sur, en la ciudad de Malargüe, provincia de Mendoza, República Argentina.



El observatorio Pierre Auger emplea dos métodos independientes para detectar rayos cósmicos: sistema de detección híbrido.

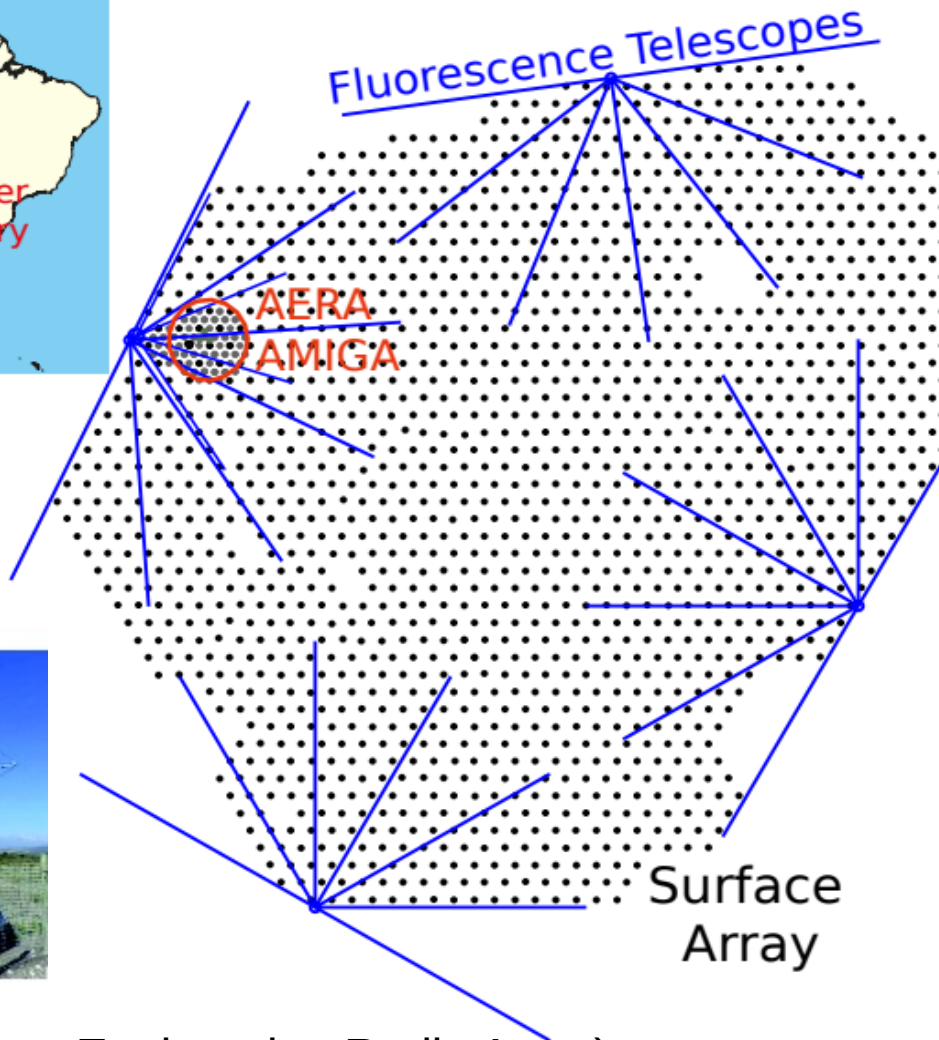


Detector de Fluorescencia.

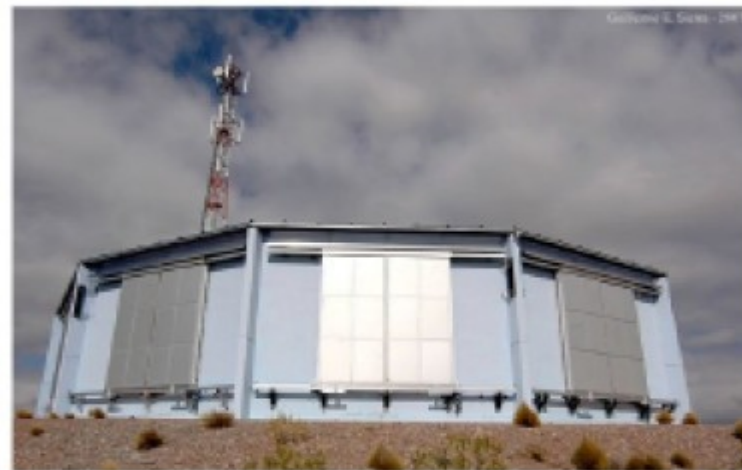
Detector de Superficie.

~10% de los eventos son observados con ambos sistemas.

Mapa esquemático del Observatorio Pierre Auger.



AERA (Auger Engineering Radio Array)



Detector de fluorescencia.



Detector de superficie.

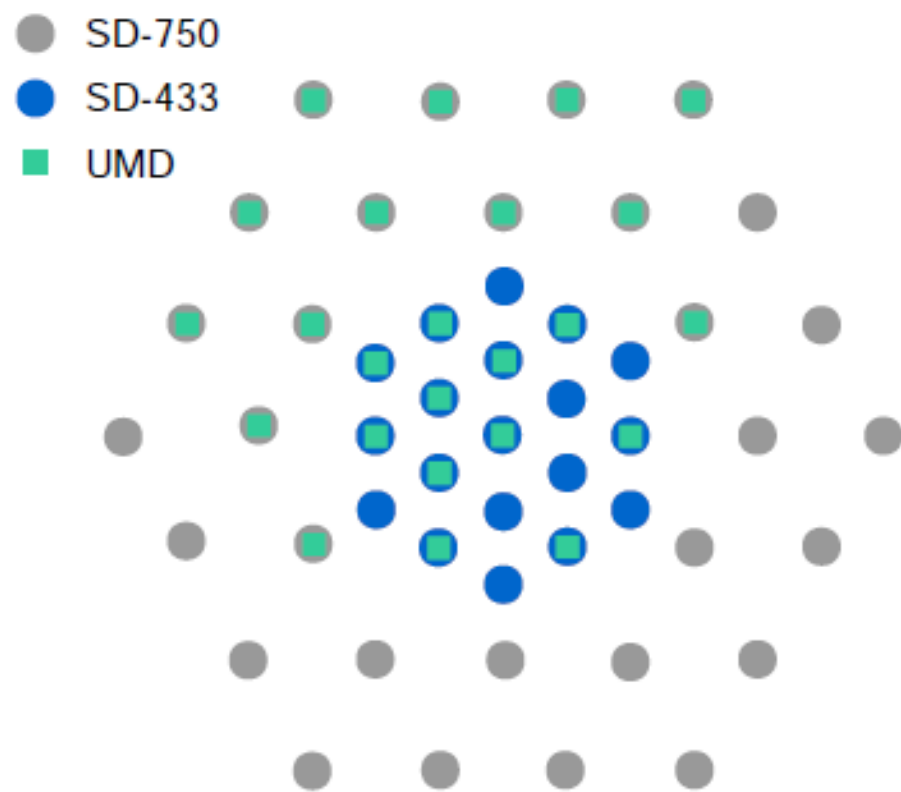
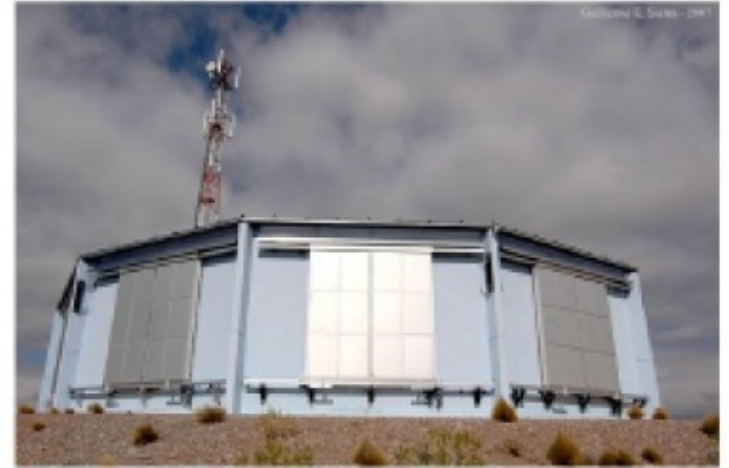
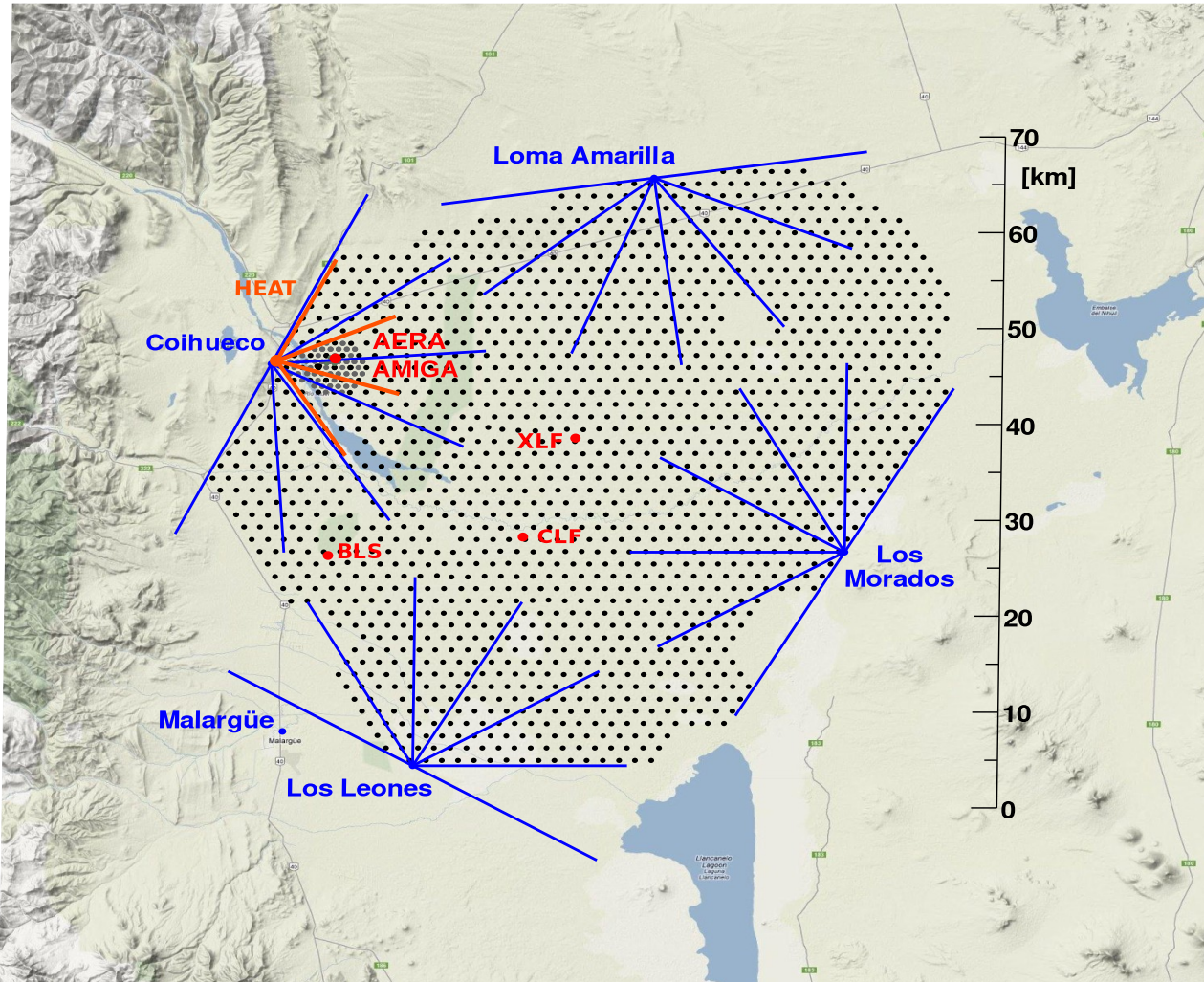


Figure 1: The schematic map of the SD-433. The complete array consists of two crowns (seven hexagons) of 19 WCDs spaced at 433 m.

Mapa esquemático del Observatorio Pierre Auger.



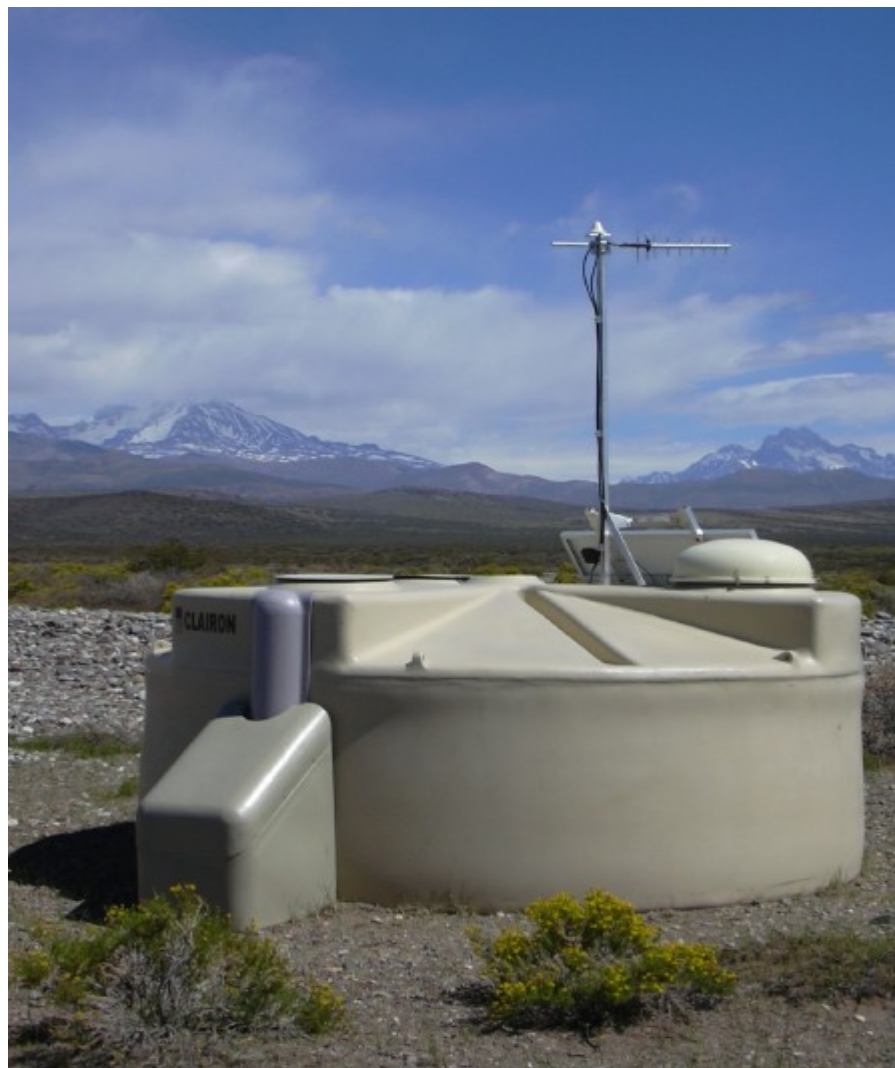
Detector de fluorescencia.



Detector de superficie.



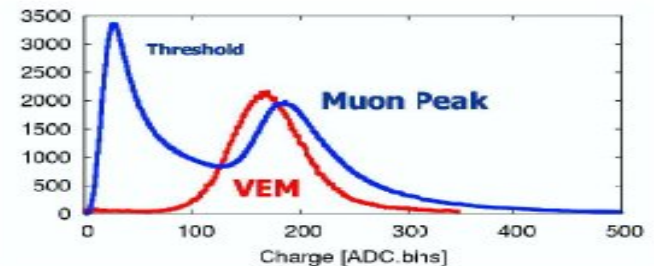
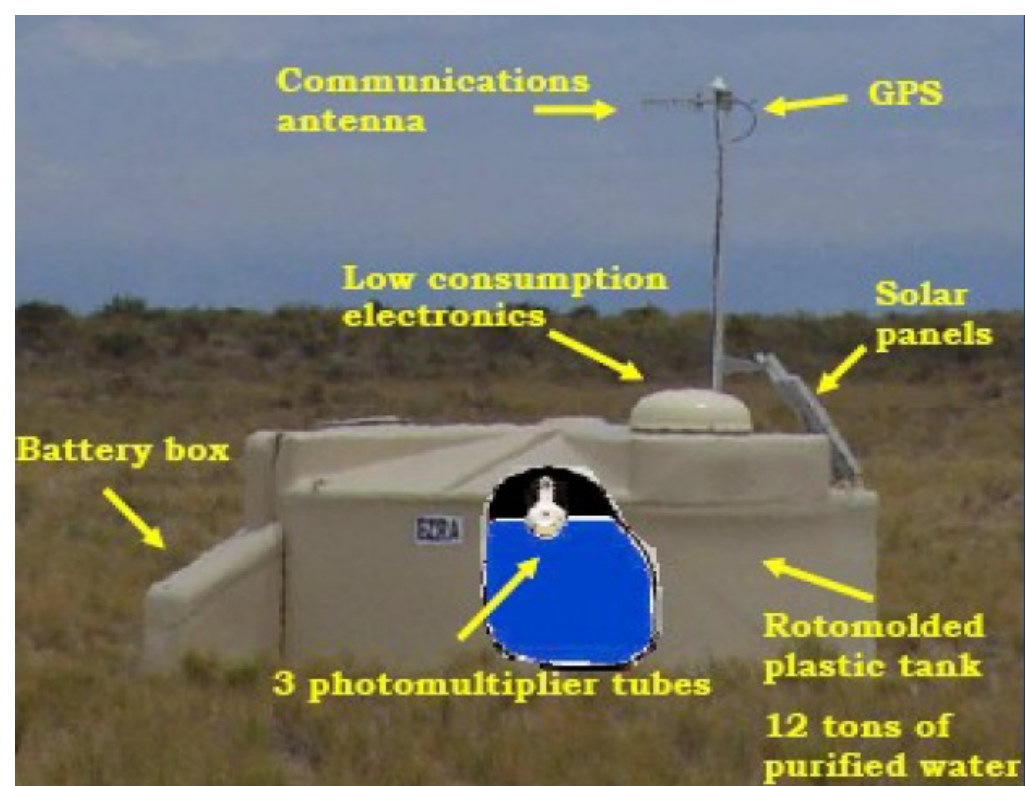
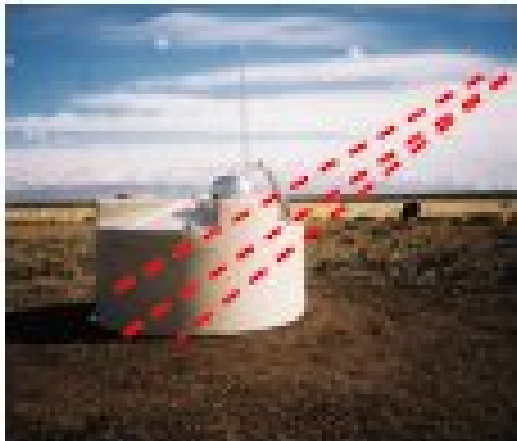
Observatorio Pierre Auger.

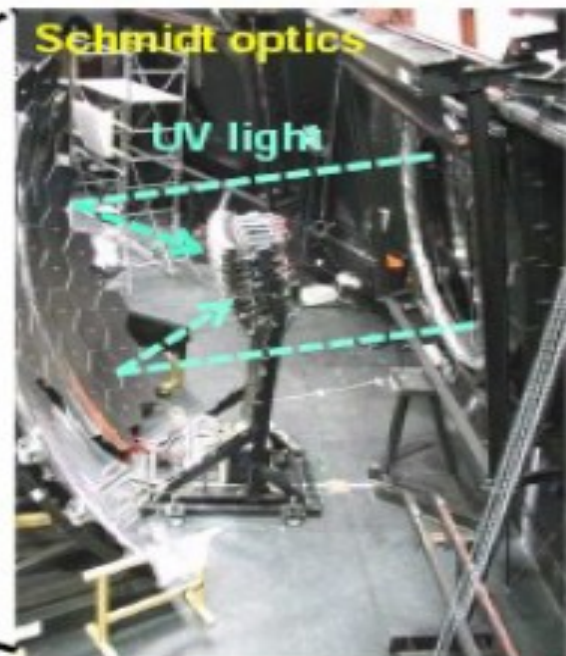
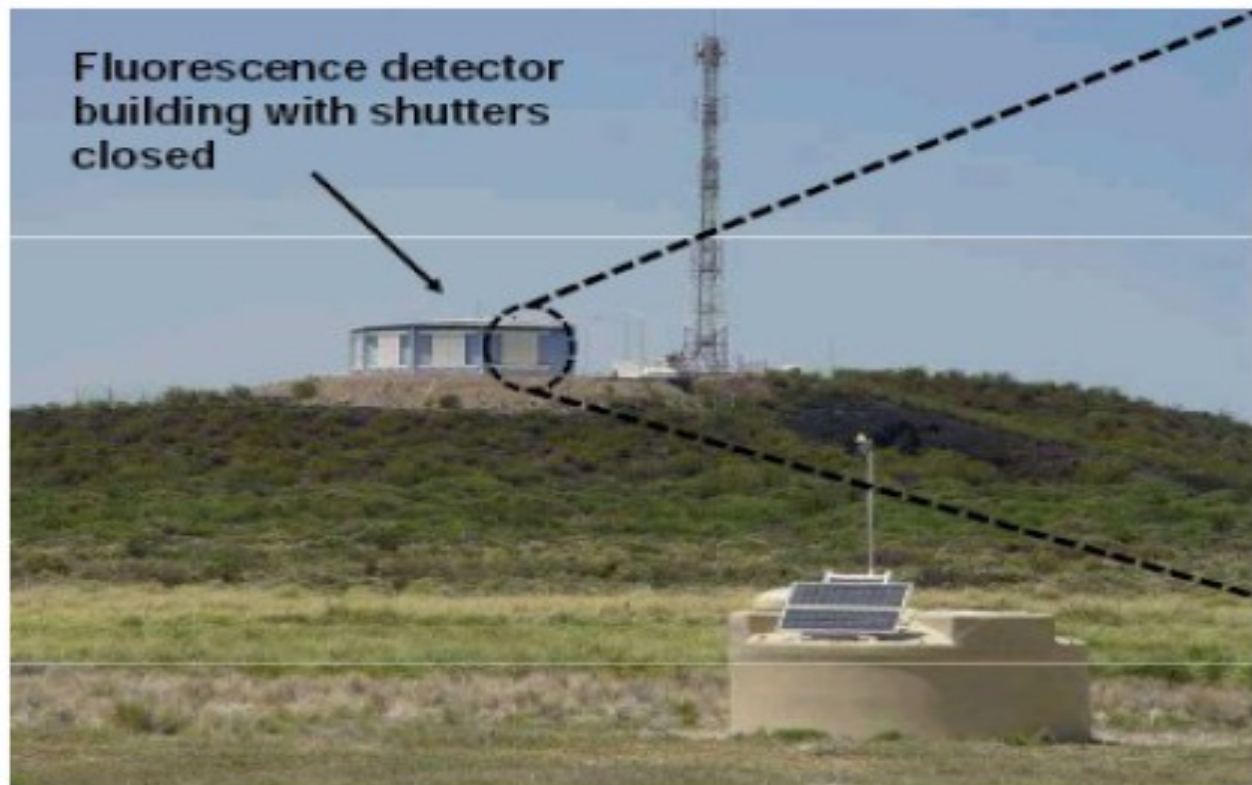


Detector de superficie.

Detector de superficie

Cada uno de los tanques se calibran cada pocos minutos mediante la detección de muones que atraviesan cada tanque

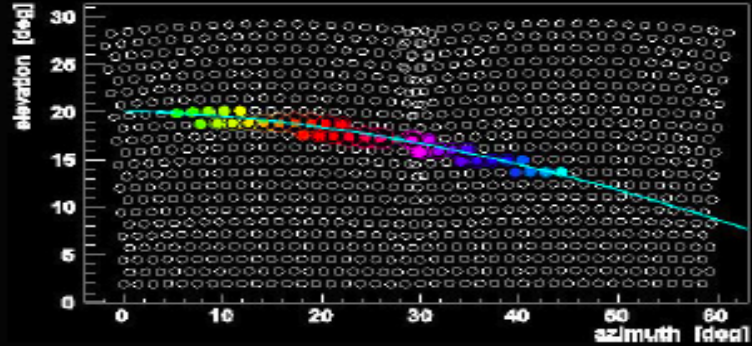
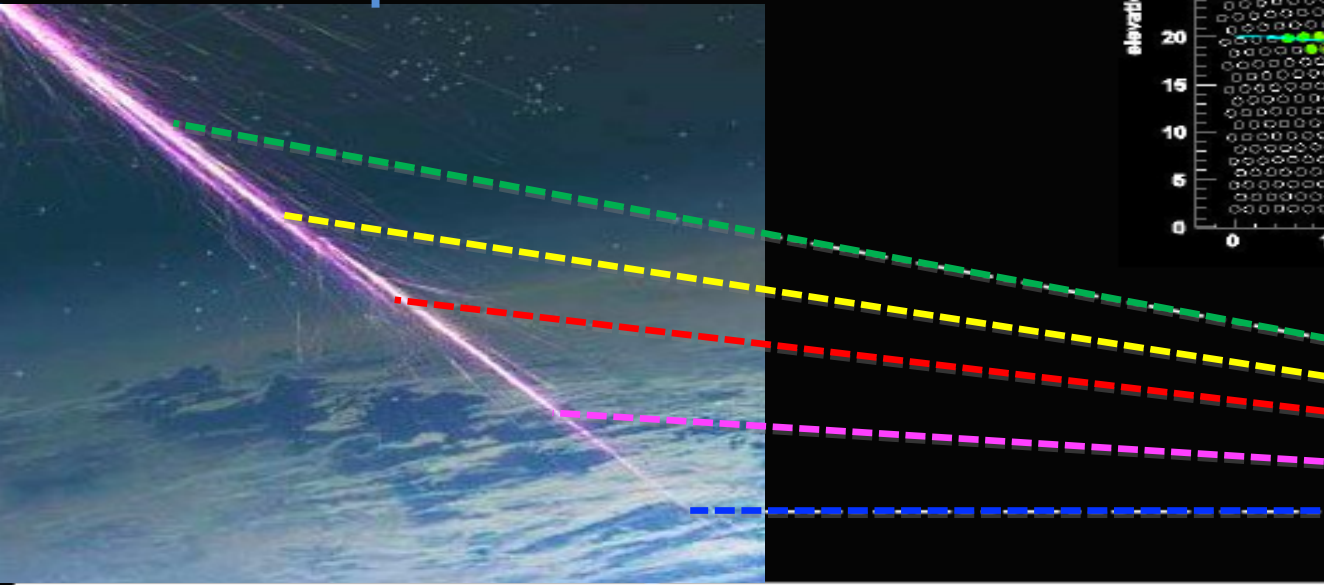




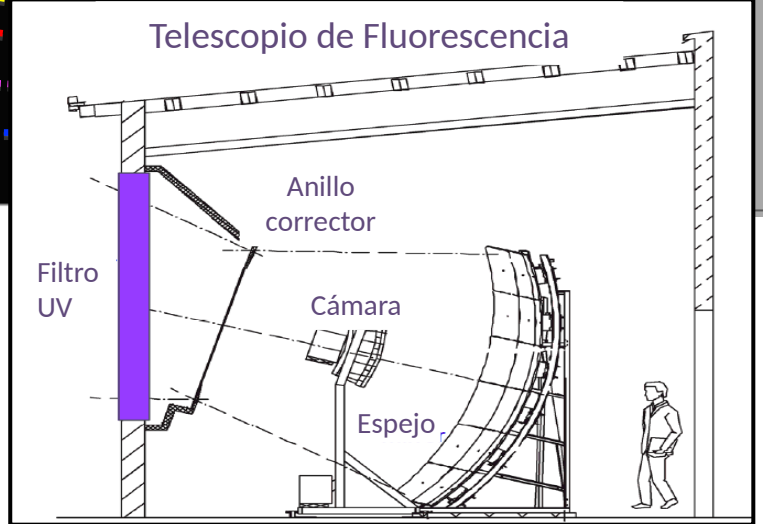
Each telescope observes a $30^\circ \times 30^\circ$ patch of the sky

La técnica de medida de la Fluorescencia

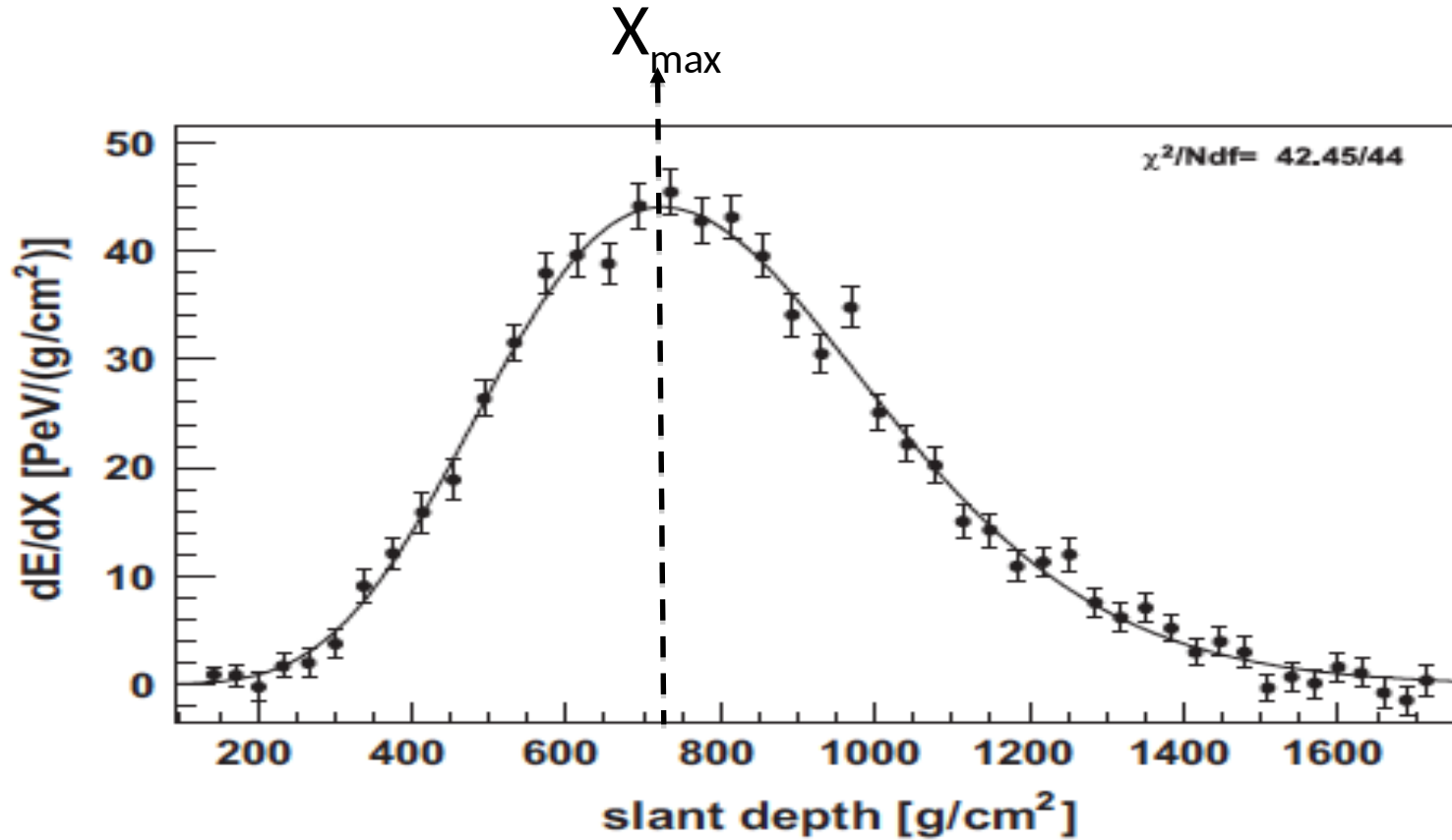
Lluvia de partículas



Los telescopios de fluorescencia detectan la luz Ultra-Violeta emitida por el N_2 del aire al pasar los electrones de la cascada



Cascada medida con el detector de Fluorescencia

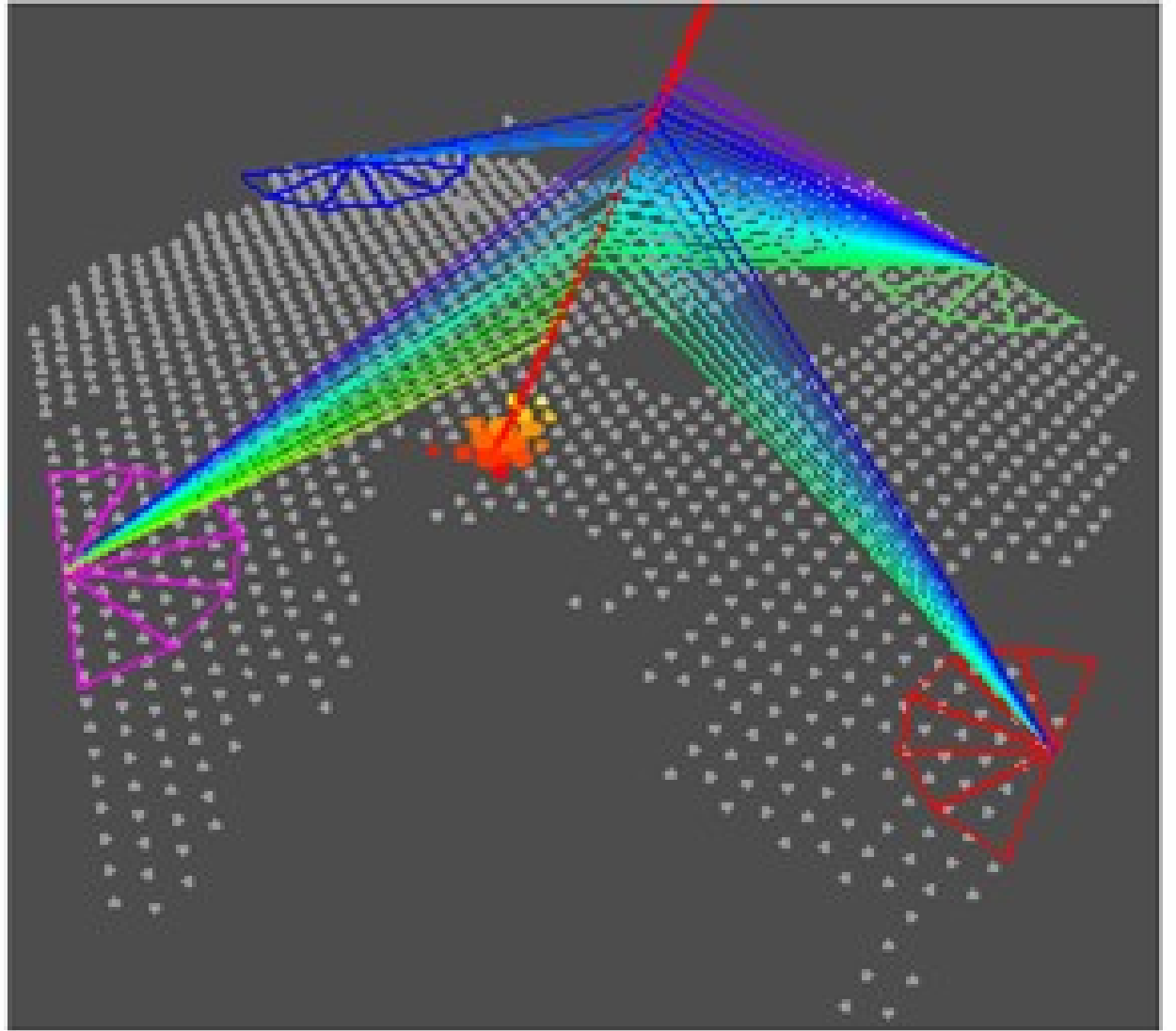


Energía depositada frente a profundidad en la atmósfera

Los eventos registrados se clasifican de la siguiente manera:

- Eventos SD: sólo detectados por la grilla de superficie.
- Eventos FD:
 - Mono: sólo un detector de fluorescencia la observa
 - Stereo: lo observan dos o más detectores de fluorescencia.
- Eventos Híbridos:
 - Simple: 1 detector FD + 1 tanque SD o algunos tanques SD.
pero no suficientes como para hacer una reconstrucción independiente SD.
 - Dorados: 1 detector FD + n tanques SD, con n suficientemente grande
como para hacer una reconstrucción SD independiente.
 - Platino: 2 o más detectores FD + cualquier información del SD.

Evento híbrido iniciado por un rayo cósmico de aproximadamente 10^{19} eV de energía y que fue observado simultáneamente por telescopios de los 4 edificios de fluorescencia y por el detector de superficie.



Calibración de la energía de SD

El procedimiento de reconstrucción de las lluvias se inician con las estaciones candidatas que permitieron que un evento pase el “trigger”.

La información de tiempo, posición y señal de estas estaciones permite la reconstrucción geométricas de la lluvia:

- punto de incidencia (x,y).
- dirección del eje de la lluvia (ángulo cenital, ángulo azimutal)
- perfil lateral de la lluvia (señal en función de la distancia al eje de la lluvia-LDF función de distribución lateral). → se obtiene la energía.

¿Cómo se obtiene la energía?

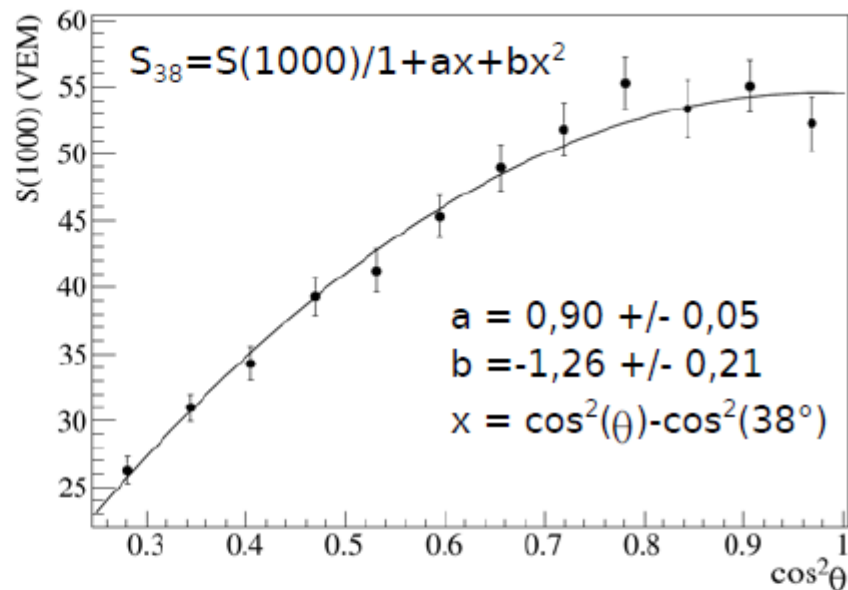
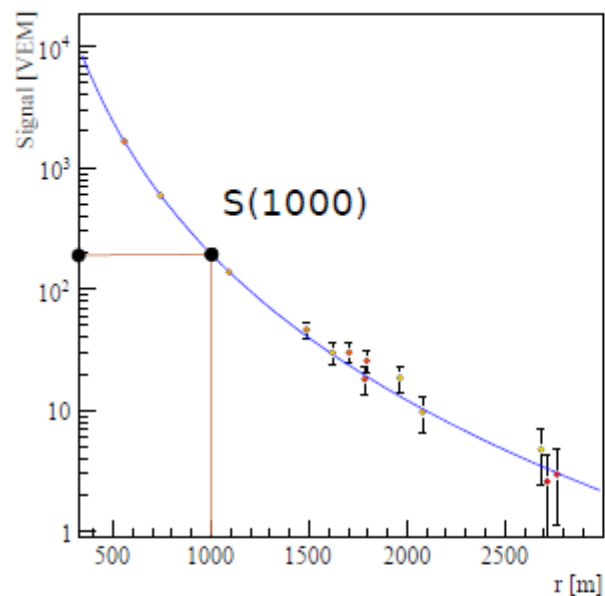
1)- Se ajusta la función de distribución lateral (LDF) $f(r) = \left(\frac{r}{r_{op}}\right)^\beta \left(\frac{r+700}{r_{opt}+700}\right)^{-(\beta+\gamma)}$

obteniendo la señal a una cierta distancia del eje de la lluvia (1000m) que da lugar al estimador de la energía.

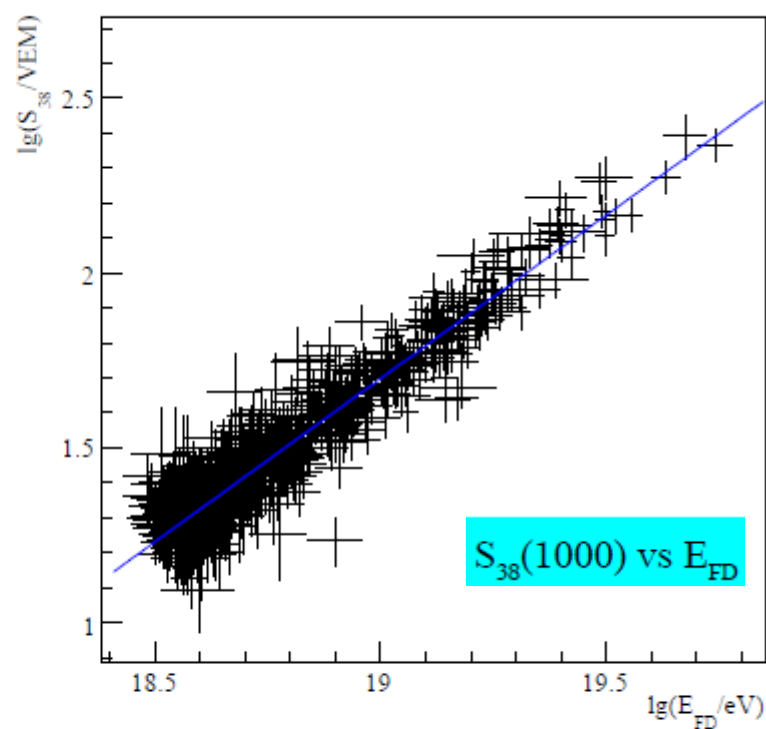
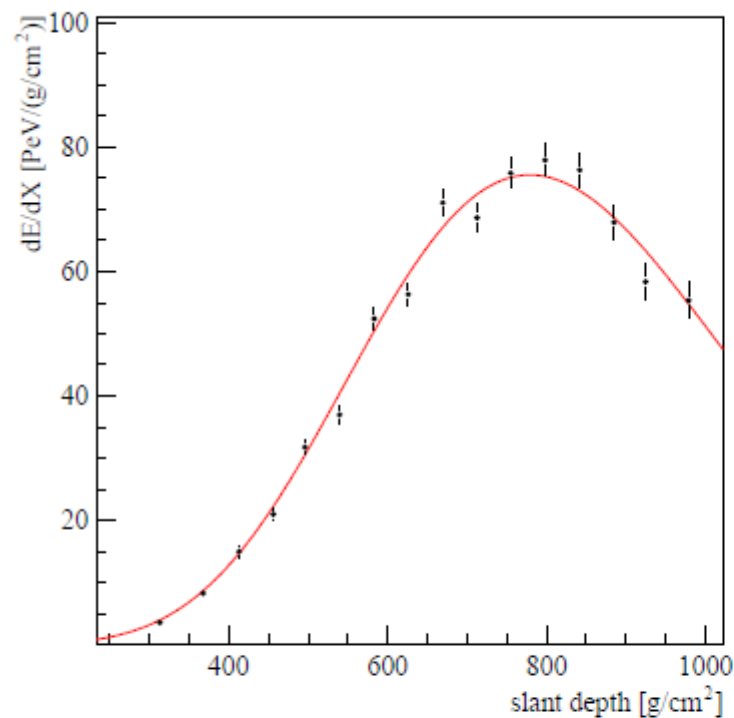
2)- Se corrige el valor de $S(1000)$ debido a la atenuación atmosférica de la cascada, utilizando el método de CIC (Constant Intensity Cut - Método de corte a intensidad constante.)
Obtenemos S_{38} , que es la señal que la lluvia hubiera producido si el primario entrase con una Inclinación igual al valor de la mediana del ángulo cenital.

3)- Utilizando eventos híbridos, la energía de la lluvia es obtenida del perfil longitudinal medido por el telescopio FD.

4)- Se obtiene la curva de calibración mediante la correlación entre $\log(S_{38})$ vs $\log(E_{FD})$.



Izquierda: puede observarse el perfil lateral de la lluvia, los datos corresponden a la señal medida por cada estación SD; el $S(1000)$ obtenido a partir del ajuste da lugar al estimador de la energía. Derecha: la curva $CIC(\theta)$ se utiliza para llevar el $S(1000)$ a S_{38} , el estimador de la energía del rayo cósmico primario.



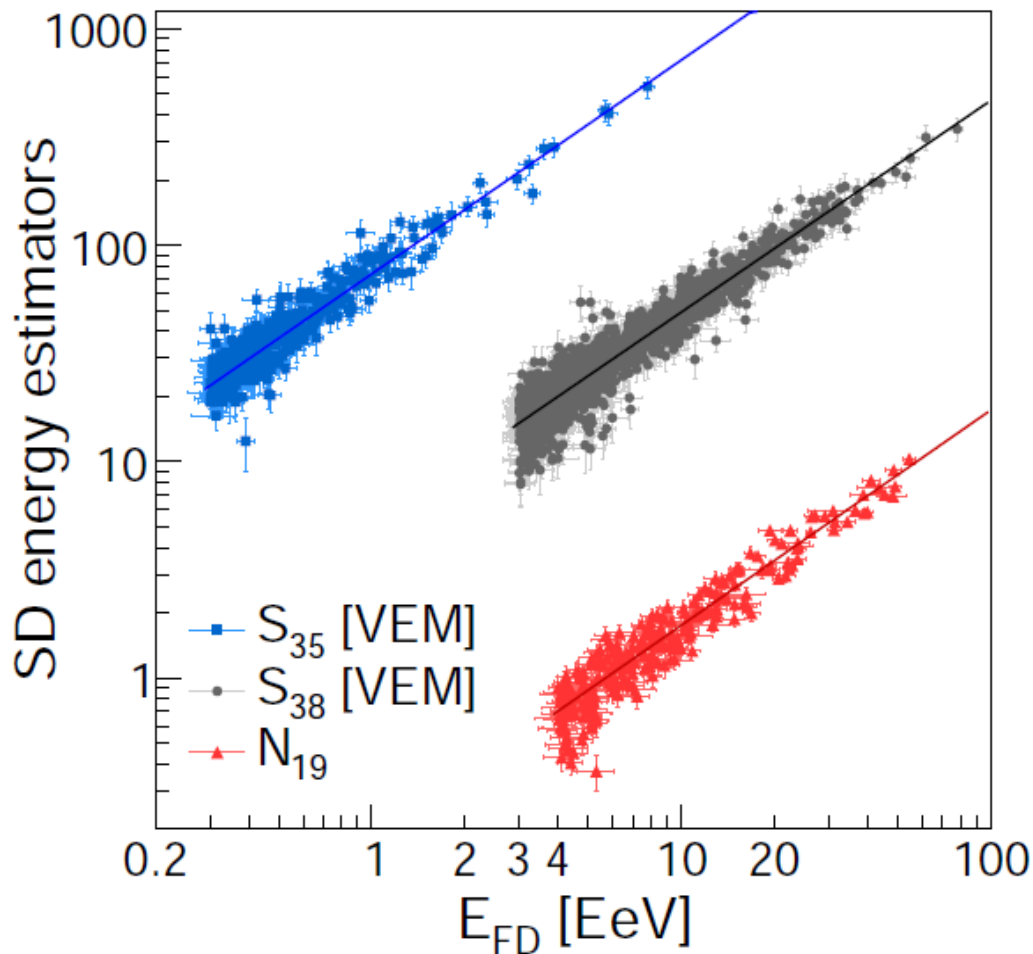
*Izquierda: perfil longitudinal medido por uno de los FD.
 Derecha: curva de calibración que muestra la correlación para un mismo evento, la energía FD con el estimador S_{38} .*

Curva de calibración que muestra la correlación para un mismo evento de la energía FD con el estimador de la energía.

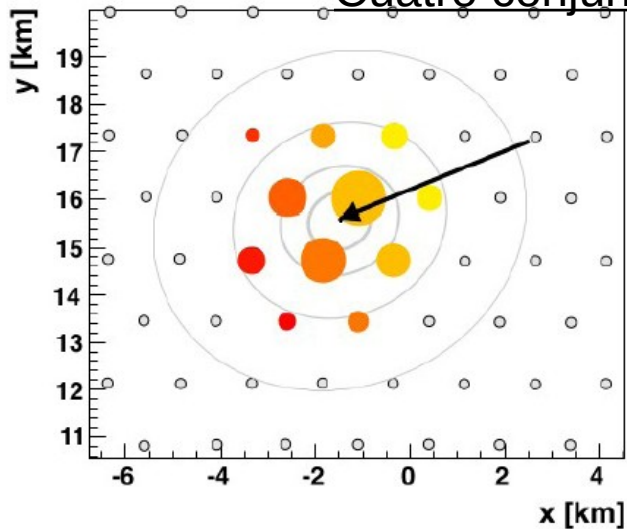
SD-1500 zenith $<60^{\circ}$ $E > 3 \times 10^{18}$ eV
Estimador de la energía: S_{38} .

SD-1500 zenith $>60^{\circ}$ $E > 4 \times 10^{18}$ eV
Estimador de la energía: N_{19} .

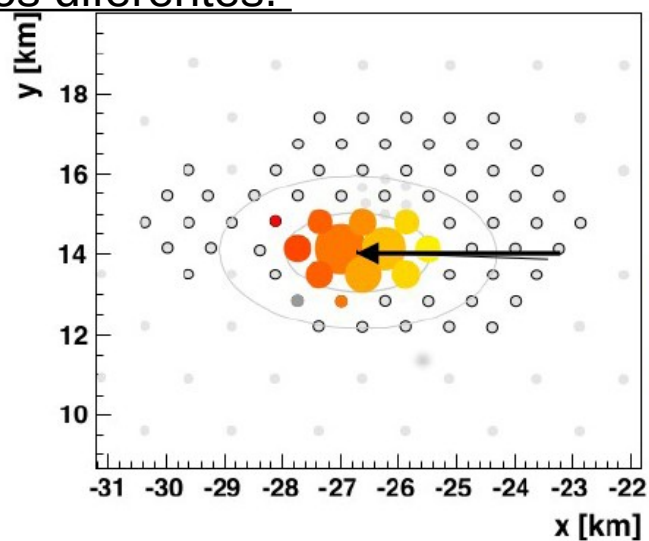
SD-750 zenith $<55^{\circ}$ $E > 3 \times 10^{17}$ eV
Estimador de la energía: S_{35} .



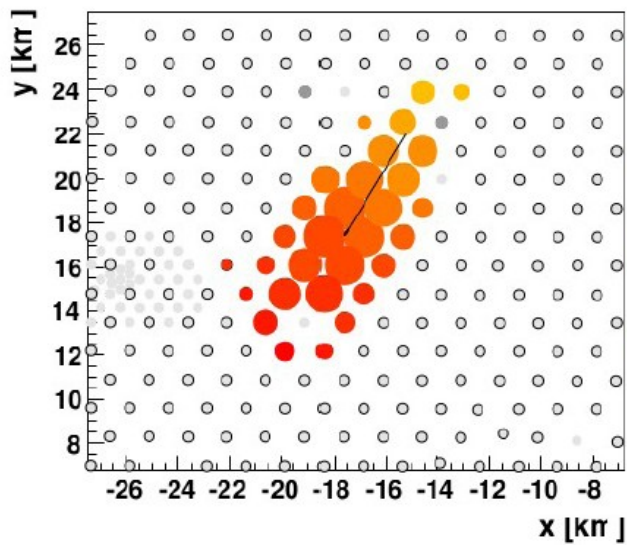
Cuatro conjuntos de datos diferentes.



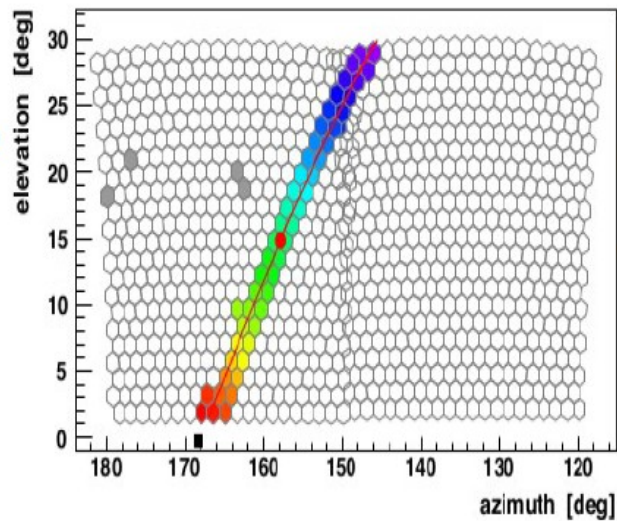
1500 m
 $\Theta < 60^\circ$
 $E > 3\text{EeV}$
 $E = A S_{38}^B$



750 m
 $\Theta < 55^\circ$
 $E > 0.3\text{EeV}$
 $E = A S_{35}^B$



1500 m
 $60 < \Theta < 80^\circ$
 $E > 4\text{EeV}$
 $E = A N_{19}^B$



FD + 1 SD stat
 $E > 1\text{EeV}$
Calorimetric

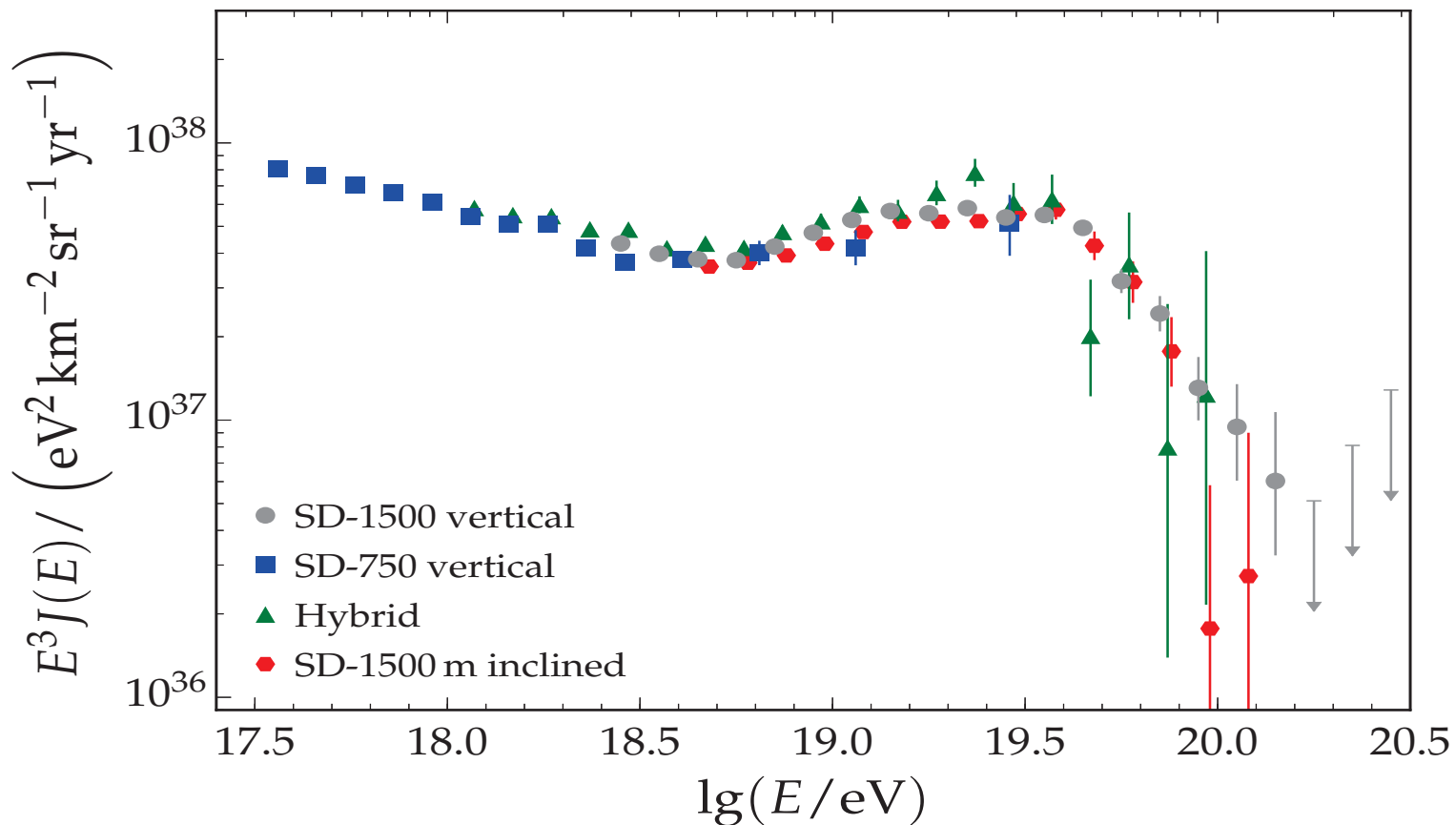
Resultados

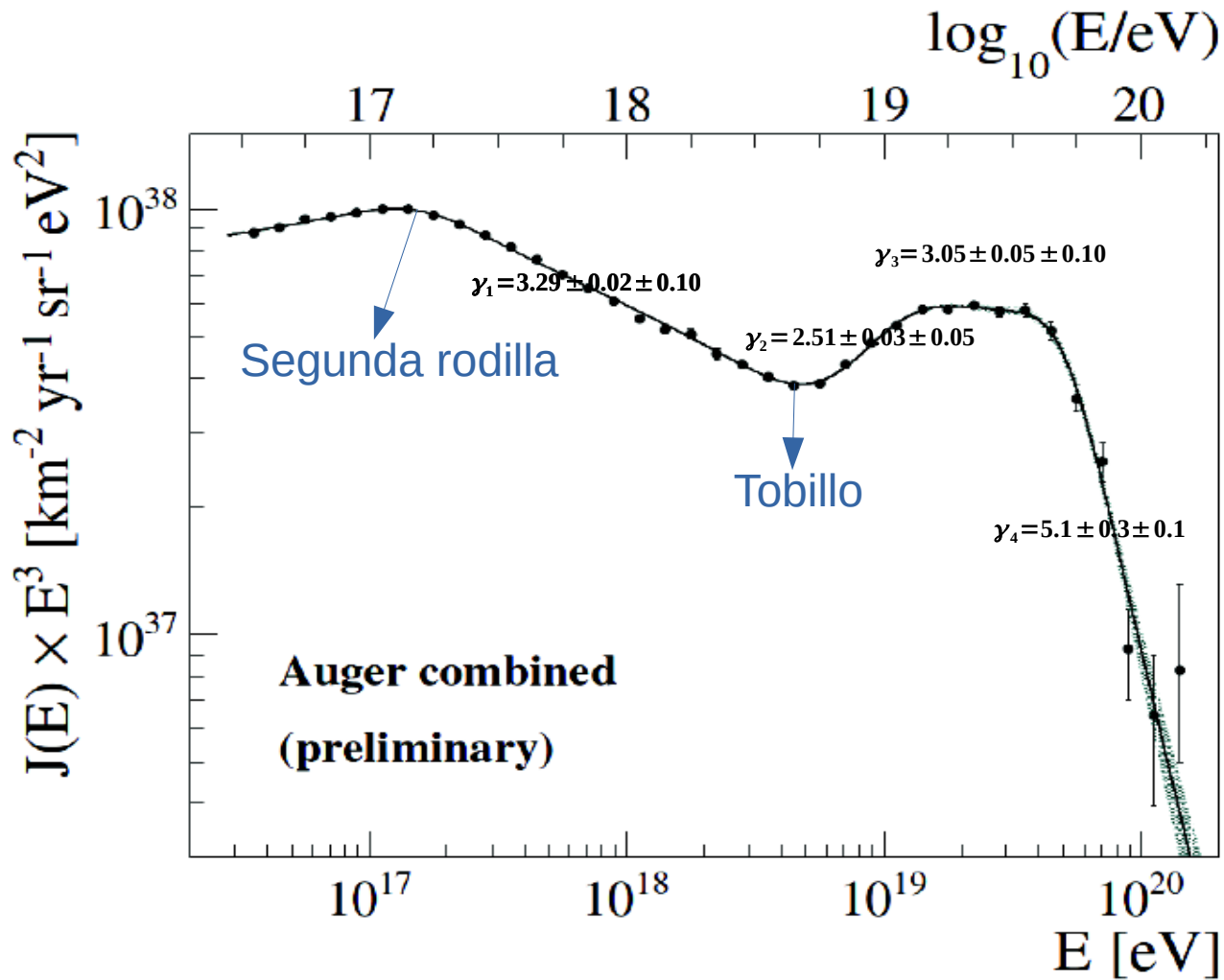
- Espectro de rayos cósmicos de energía extremadamente alta.
- Composición de los rayos cósmicos.
- Anisotropía en la dirección de arribo.
- Búsqueda de fotones.
- Búsqueda de neutrinos.
- Comparación de los datos de Auger con las predicciones de los modelos de Interacción hadronica (Testeando modelos de interacción hadronica)

Espectro de rayos cósmicos de energía extremadamente alta.

Lluvias verticales:
Zenith $< 60^\circ$

Lluvias horizontales:
Zenith $> 60^\circ$





$$\frac{dN(E)}{dE} \sim E^{-\gamma}$$

γ : índice espectral
 $\gamma \pm \sigma_{stat} \pm \sigma_{sys}$

Figure 6. The combined spectrum of the Pierre Auger Observatory, multiplied by E^3 to emphasize its features.

Simulaciones numéricas

El estudio de observables capaces de discriminar partículas se realizan a través de simulaciones. Las simulaciones abarcan dos etapas:

- simulación de la lluvia de partículas; y
- simulación del detector.

Simulación de la lluvia de partículas

AIRES (AIRshower Extended Simulations)

CORSIKA (Cosmic Ray Simulations for KASCADE)

Modelos hadronicos de alta energía:

SiBYLL

QGSJET

EPOS-LHC

Baja energía (<200 GeV)

Fluka

EHSA (Hillas splitting algorithm)

Las partículas tenidas en cuenta en las simulaciones son las siguientes: gamma, electrones, positrones muones, piones, kaones, mesones, bariones lambda, nucleones, antinucleones y núcleos hasta $Z=36$.

Entre todos los procesos físicos que se desarrollan en una lluvia de partículas los más importante desde el punto de vista probabilístico son tenidos en cuenta.

Número total de partículas producida por una lluvia de protones de 10^{20} eV es aproximadamente 10^{11} . Imposible seguir a todas!!!!

Algoritmo de thinning: mecanismo de muestreo estadístico.

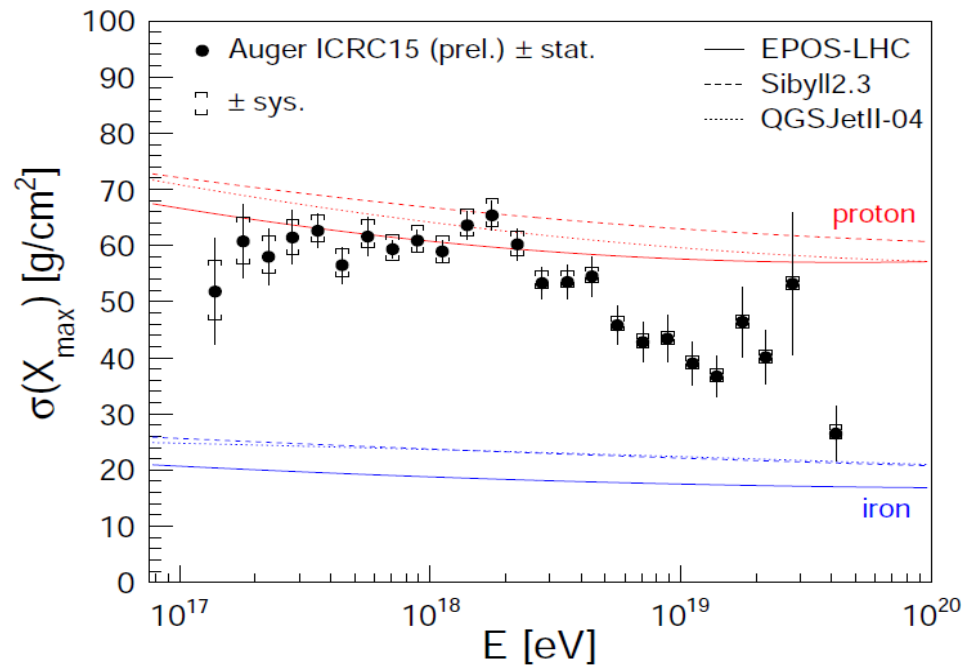
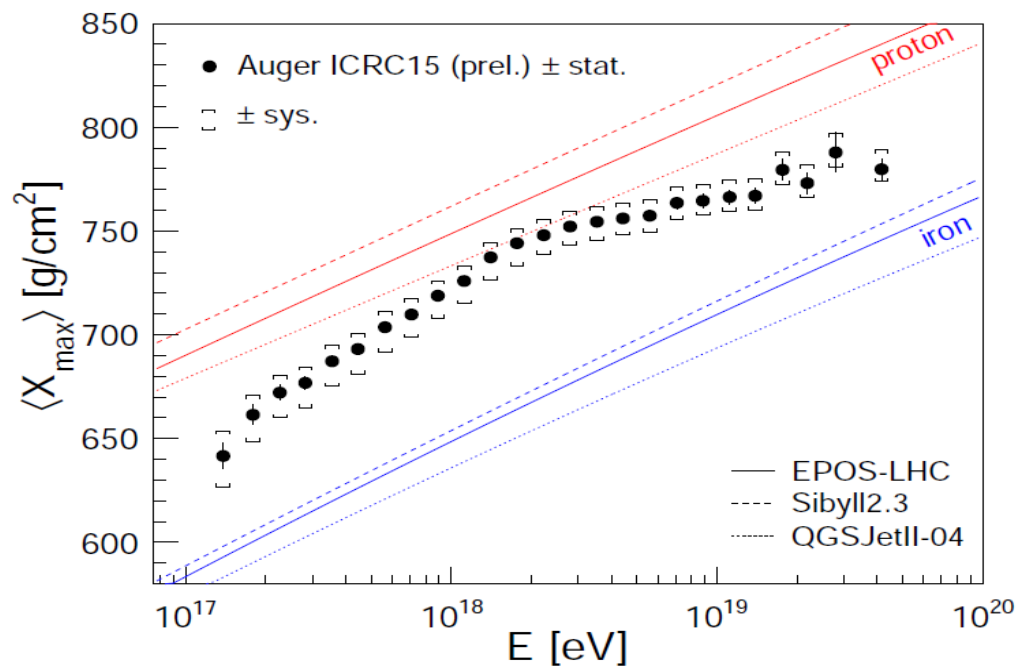
Simulación del detector

La reconstrucción completa de los eventos se realizan mediante el software oficial de análisis llamado “Offline”. Puede realizarse el análisis considerando el modo híbrido o sólo los detectores FD o SD.

El “Offline” provee un entorno de trabajo para tareas de simulación y reconstrucción donde los usuarios pueden procesar datos o lluvias simuladas.

Para las lluvias simuladas, se toma como entrada las lluvias generadas por CORSIKA o ARES y se simulan los eventos hasta el punto de calcular los fotoelectrones que se producirían en los PMTs (fotomultiplicadores).

Composición de los rayos cósmicos de energía extremadamente alta.



Medidas del observable X_{\max} y $\sigma(X_{\max})$ en el Observatorio Pierre Auger
Comparadas con los valores obtenidos por los modelos de interacción hadrónica
EPOS-LHC, Sibyll 2.3 y QGSJETII-04.

X_{\max} : profundidad atmosférica del máximo desarrollo de la lluvia.

$\sigma(X_{\max})$: fluctuaciones de X_{\max}

Tasa de elongación (elongation rate): tasa de variación del $\langle X_{\max} \rangle$ en función de $\log_{10}(E/eV)$,

$$ER = \frac{d \langle X_{\max} \rangle}{d \log_{10}(E_0)} \text{ gcm}^{-2} / \text{década}$$

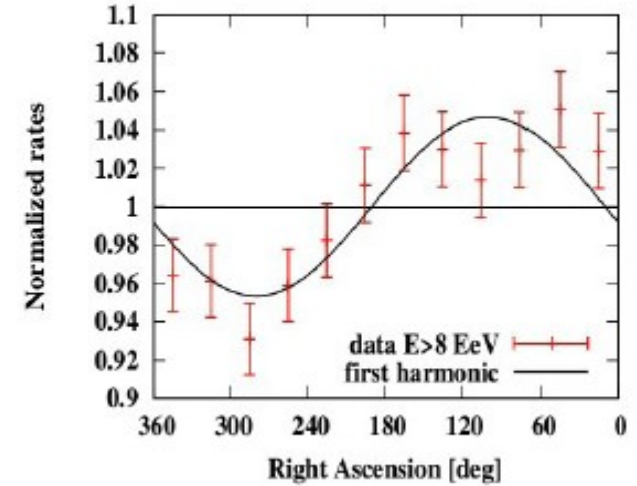
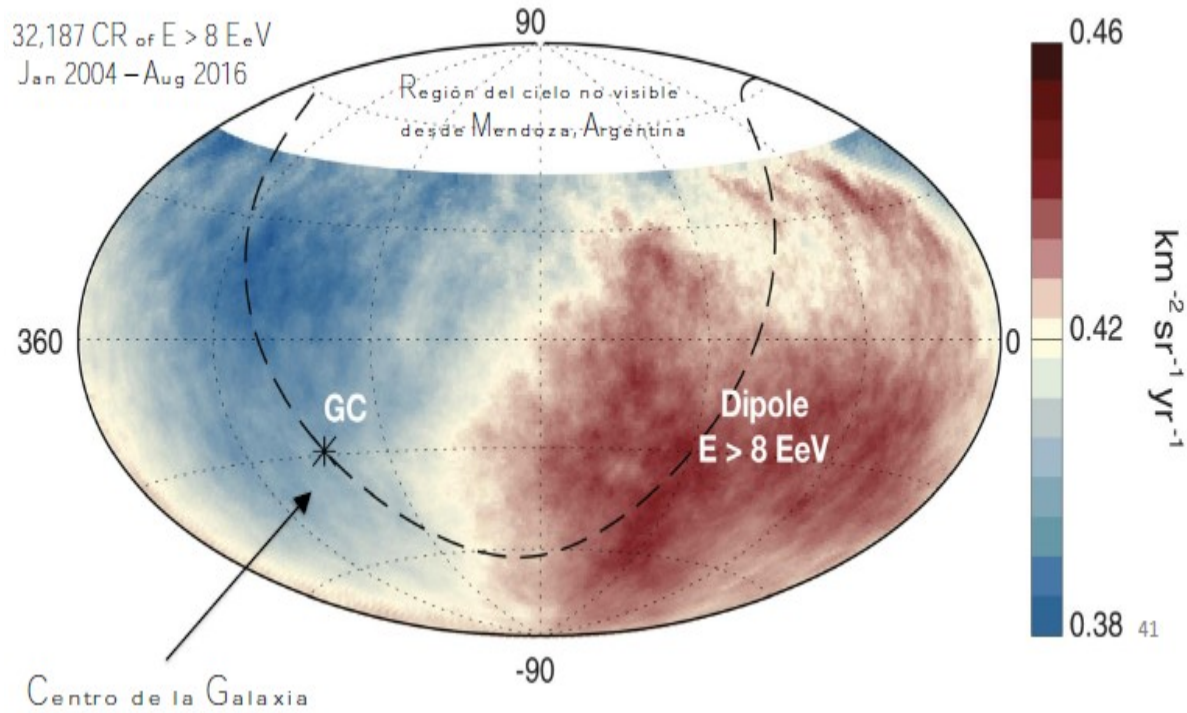
Una composición pura tiene un valor de “elongation rate” constante.

Los valores obtenidos son $ER = 77 \pm (\text{stat}) \frac{\text{g}}{\text{cm}^2}$ por década abajo $E_0 = 10^{18.32 \pm 0.03} \text{ eV}$

$ER = 26 \pm 2 (\text{stat}) \frac{\text{g}}{\text{cm}^2}$ por década por arriba $E_0 = 10^{18.32 \pm 0.03} \text{ eV}$

Evolución promedio de la composición química de los rayos cósmicos hacia los núcleos livianos cuando $E < E_0$. Por encima de este punto la tendencia cambia y la composición se mueve hacia los núcleos más pesados.

Anisotropía en la dirección de arribo.



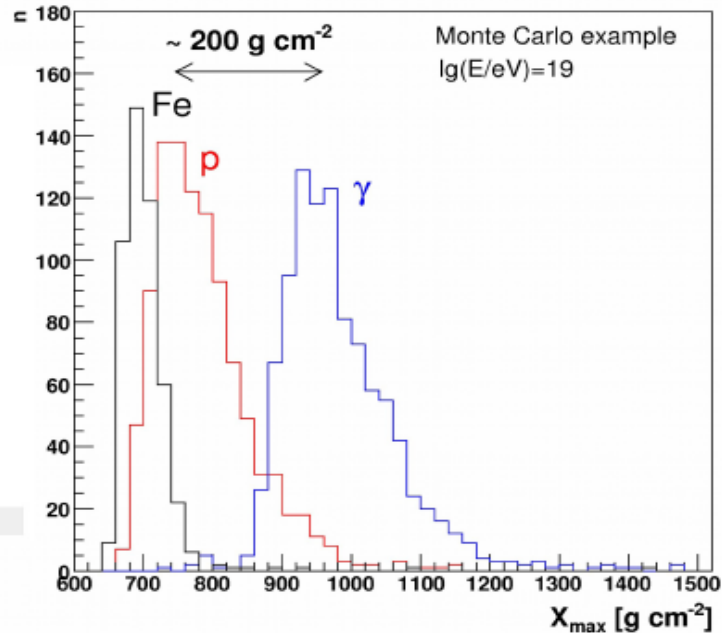
- (a) Mapa donde se muestra el flujo de rayos cósmicos $E > 8 \text{ EeV}$ en coordenadas ecuatoriales.
- (b) Tasa normalizada de eventos en función del ángulo de ascensión recta.

Búsqueda de fotones.

En el PAO los observables que se utilizan para separar fotones son los siguientes:

Detector de Fluorescencia.

-Las lluvias de fotones son mas penetrantes, mayor X_{\max} .

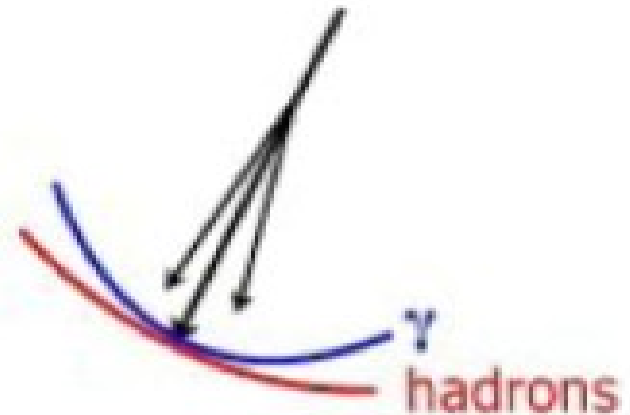
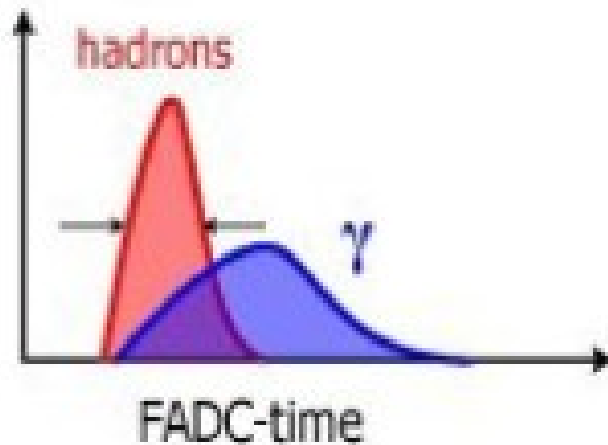


X_{\max} : profundidad donde la lluvia ha alcanzando su máximo desarrollo.

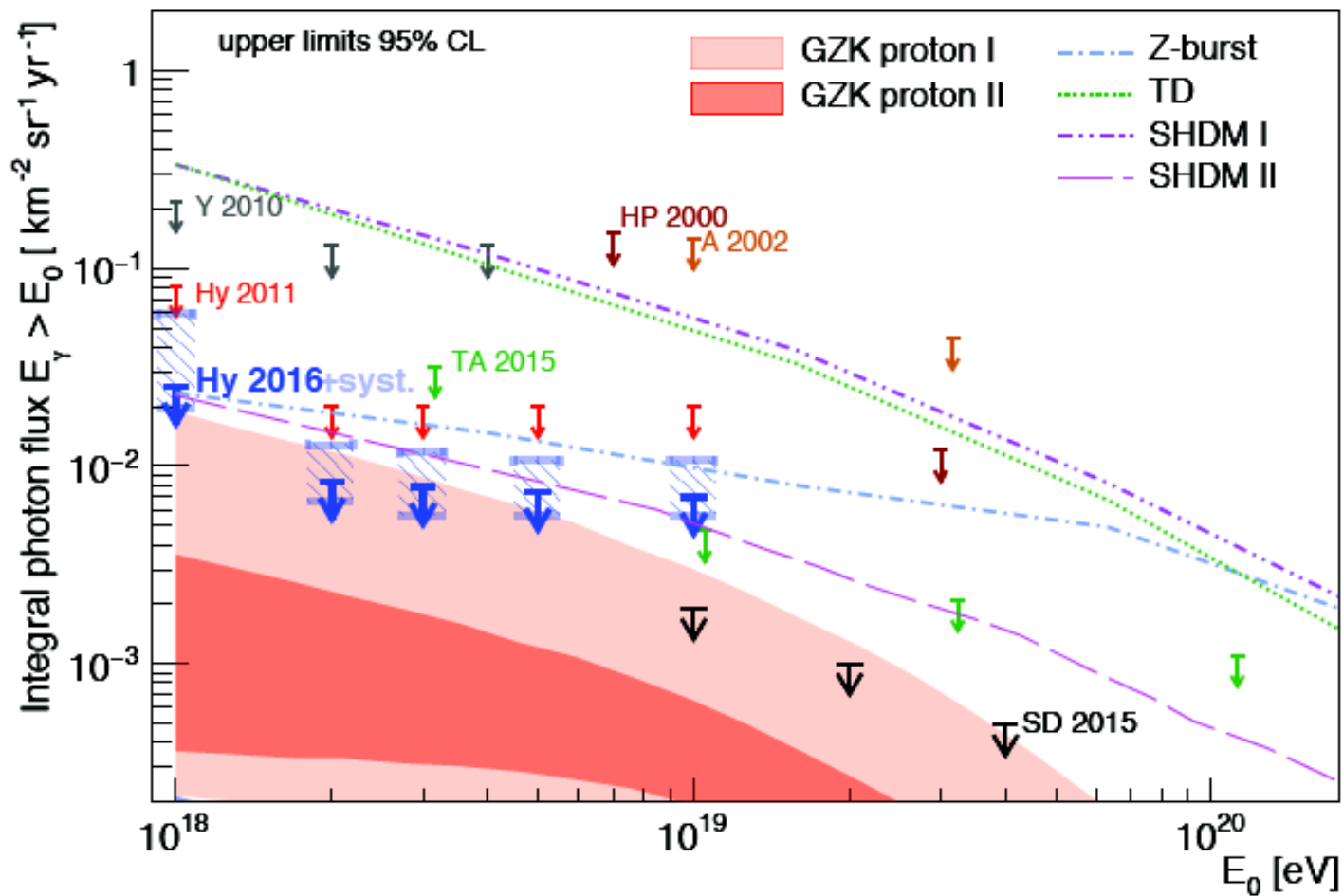
$$\rightarrow \langle X_{\max}(\text{Fe}) \rangle < \langle X_{\max}(\text{p}) \rangle < \langle X_{\max}(\gamma) \rangle$$

Detector de superficie.

- Duración del tiempo de la señal de los tanques.
- Curvatura del frente de la lluvia cuando llega al suelo.



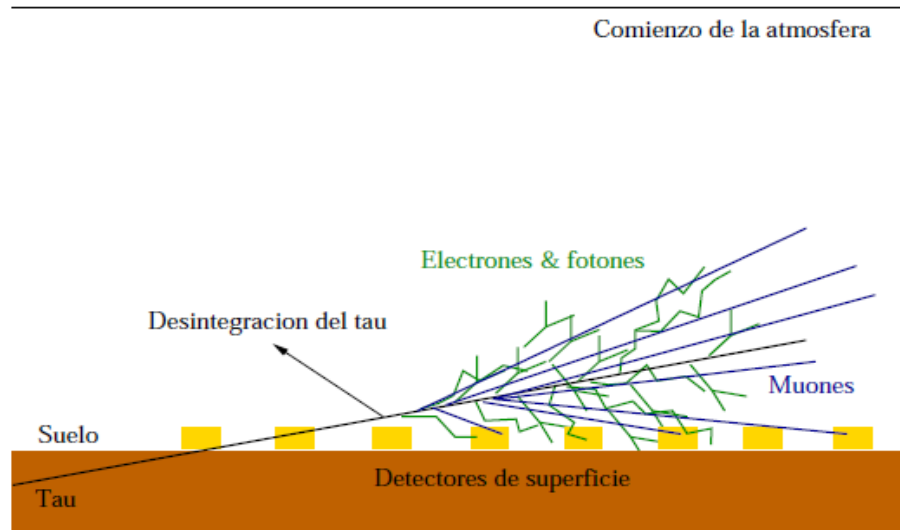
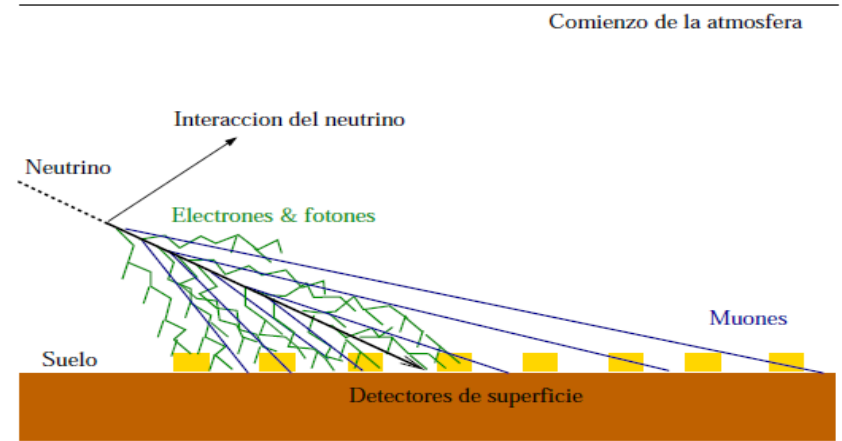
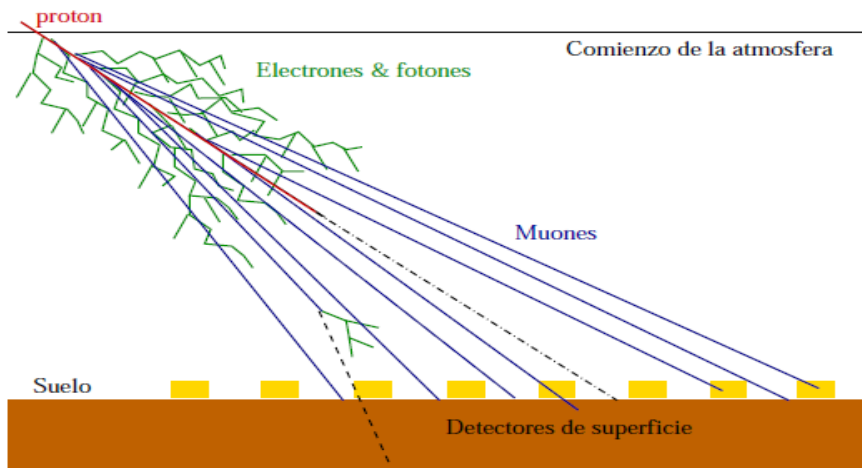
Límite del flujo de fotones.



Búsqueda de neutrinos.

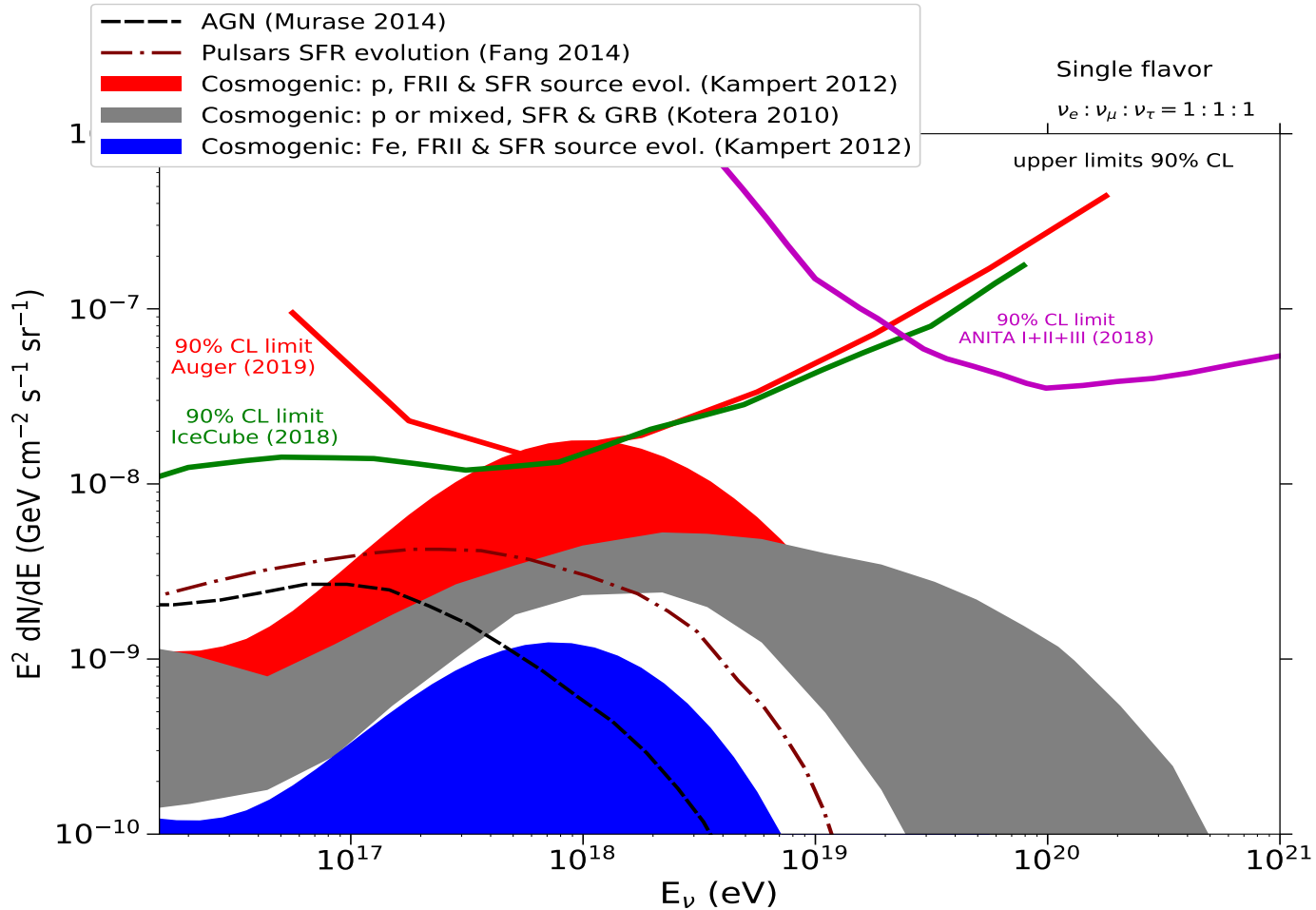
Se utilizan dos métodos para detectar neutrinos:

- 1) Buscando lluvias inclinadas con una fuerte componente electromagnética en la superficie de la tierra (ν_e, ν_μ y ν_τ) .
- 2) Neutrinos rasantes. Interaccionarían en la corteza terrestre dando lugar a un lepton τ , que se propaga en el interior de la tierra llegando a abandonar la corteza terrestre, entrando en la atmósfera y pudiéndose desintegrar en vuelo cerca del detector produciendo una lluvia que se propaga hacia arriba con respecto al detector de superficie. (ν_τ)



Método de detección de neutrinos de alta energía en el detector de superficie del Observatorio Pierre Auger . Panel superior: Chubasco inclinado iniciado por un protón en el que la componente de electrones y fotones se ha absorbido prácticamente en la atmósfera y sólo los muones llegan al suelo. Panel medio: Chubasco profundo “hacia abajo” iniciado por un neutrino que interacciona en la atmósfera. Panel inferior: Chubasco profundo “hacia arriba” que se origina en la interacción de un neutrino del tipo tauónico dentro de la corteza terrestre, interacción en la que se produce un leptón τ que al desintegrarse sobre el detector da lugar al chubasco. En chubascos iniciados por neutrinos se espera que una fracción importante de la señal se deba a electrones y fotones.

Límite del flujo de neutrinos.



Testeando modelos de interacción hadronica.

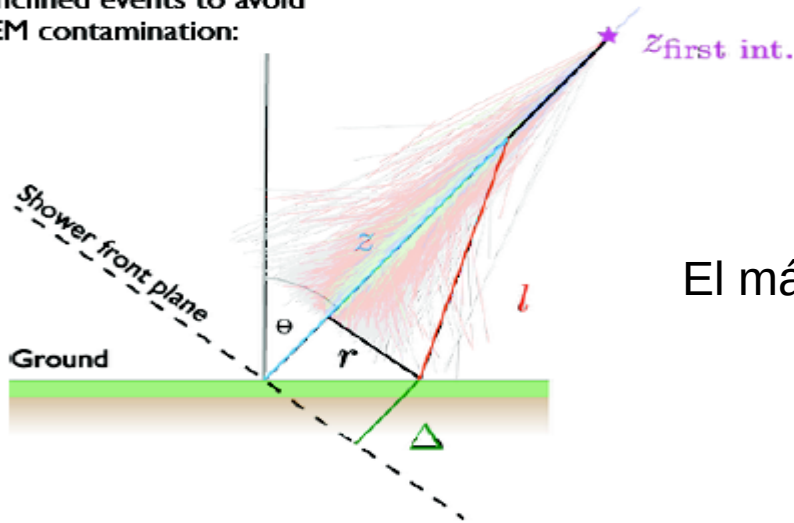
Comparación entre los datos de los rayos cósmicos de ultra alta energía colectadas por el Observatorio Pierre Auger y las predicciones de los modelos hadronicos basados en los datos del LHC.

Desarrollaremos los siguiente resultados:

- Profundidad en que la lluvia alcanza su máximo número de muones X_{μ}^{\max} (muon production depth).
- Valor medio del número de muones en lluvias inclinadas.

Profundidad en que la lluvia alcanza su máximo número de muones $X_{max}^{*\mu}$ (muon production depth-MPD).

Inclined events to avoid EM contamination:



Método para estimar la distribución de muones (MPD) midiendo su tiempo de arribo a la superficie de la tierra con los detectores de superficie del observatorio Pierre Auger.

El máximo de la distribución MPD se representa: $X_{max}^{*\mu}$

Importante observable para estudiar modelos de interacción hadrónica.

Geometric delay of arriving muons:

t_g : tiempo de retraso geométrico tomando como referencia el tiempo de llegada del frente de la lluvia.

$$\begin{aligned} c \cdot t_g &= l - (z - \Delta) \\ &= \sqrt{r^2 + (z - \Delta)^2} - (z - \Delta) \end{aligned}$$

Ecuación que nos permite obtener la altura de Producción, z :

$$z = \frac{1}{2} \left(\frac{r^2}{ct_g} - ct_g \right) + \Delta$$

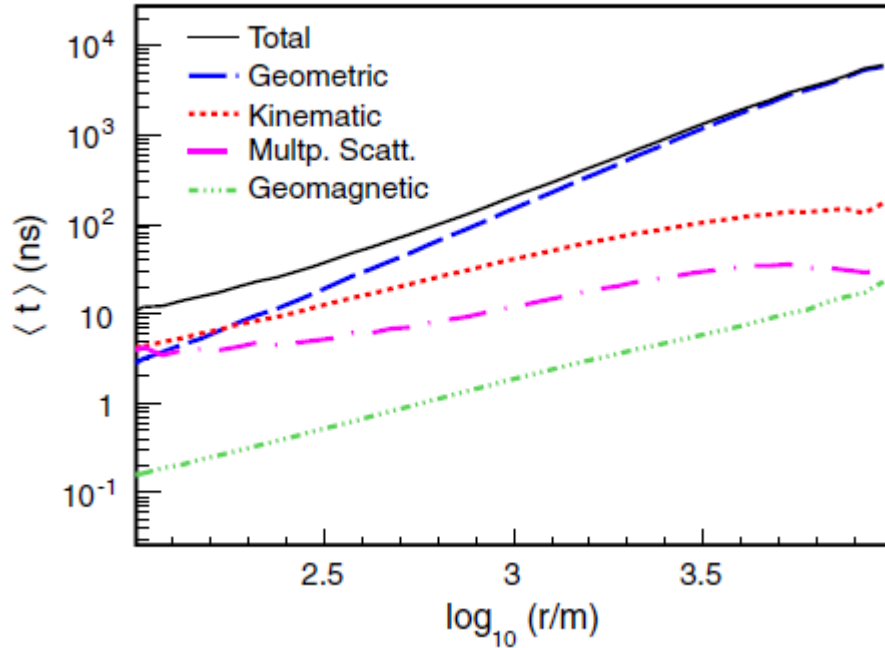


Figura: valor promedio del tiempo de retraso de los muones en función de la distancia al eje de la lluvia producida por protones de 10^{18} eV y a 60 grados de ángulo cenital. Se muestra el retraso total y otras contribuciones.

Altura de producción, z :

$$t_g = t - \langle t_\epsilon \rangle$$

$$z = \frac{1}{2} \left[\frac{r^2}{c(t - \langle t_\epsilon \rangle)} - c(t - \langle t_\epsilon \rangle) \right] + \Delta - \langle z_\pi \rangle$$

La distancia de producción de cada muón en la lluvia está relacionada con la altura de producción X^μ (total de materia atravesada)

usando la siguiente expresión $X^\mu(z) = \int_z^\infty \rho(z') dz'$

donde ρ es la densidad atmosférica.

El conjunto de profundidades atmosféricas forma la distribución de muones (MPD-distribution), que describe el desarrollo longitudinal de los muones generados en una lluvia.

Para cada evento, el perfil reconstruido de la MPD, se ajusta con la función USP. "Universal shower profile function".

$$\frac{1}{N} \frac{dN}{dX} = \left[1 + \frac{R}{L} (X - X_{max}^\mu) \right]^{R-2} e^{\left(-\frac{X - X_{max}^\mu}{LR} \right)}$$

X : profundidad recorrida por los muones en la atmósfera.

Hay cuatro parámetros:

N : número de muones.

X_{max}^μ : punto a través del eje de la lluvia donde la producción de muones alcanza su máximo.

L : ancho del perfil.

R : cuantifica la deformación del perfil con respecto a la distribución gaussiana.

Reconstrucción de la distribución de muones (MPD) en un amplio rango de energía y ángulo cenital.

- Se mejoró el análisis mas cerca del eje de la lluvia para poder muestrear mas muones.
- Se refinó la técnica para eliminar la componente electromagnética.

Distancia del eje de la lluvia [1200 m, 4000 m]
Ángulo cenital [45° , 65°]
 $E > 10^{19.2}$ eV

Distribución de muones reconstruida (MPD)

Eur. Phys. J. Plus (2016) , 131: 301

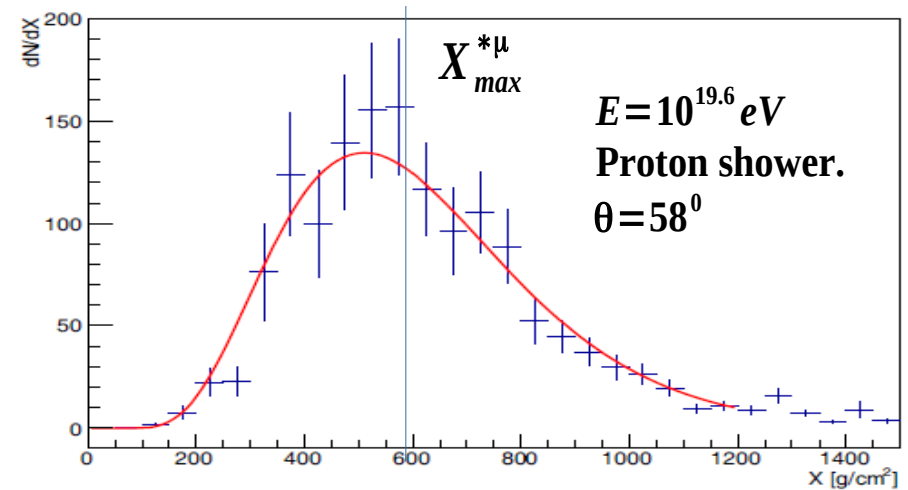
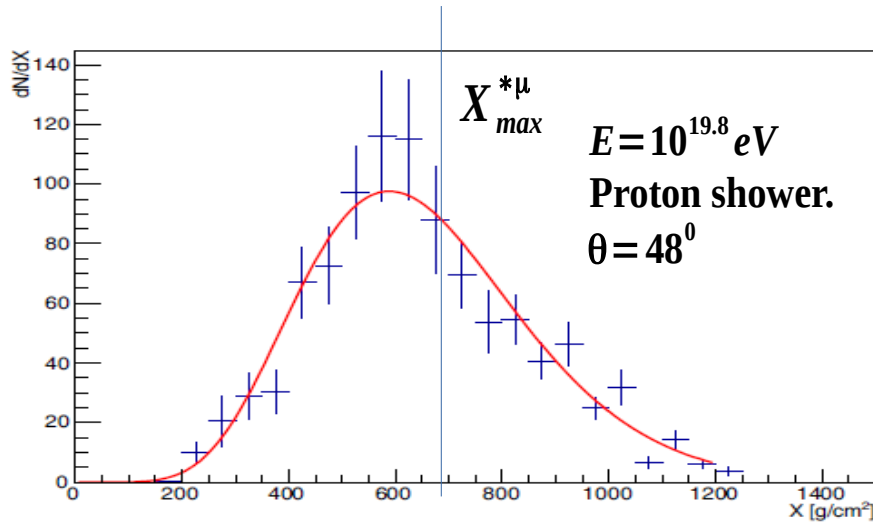


Figure. The reconstructed MPD distribution simulated using QGSjetII-04 model. The USP function fits are also shown.

Resultados

Todos los eventos reconstruidos por el detector de superficie (SD) entre Enero 2004 y Diciembre 2016 han sido usados en este análisis. Número de UHECR utilizados 2227

Los datos han sido estudiados en función de la energía primaria con $\log_{10}(E/eV)$ entre 19.2 y 20

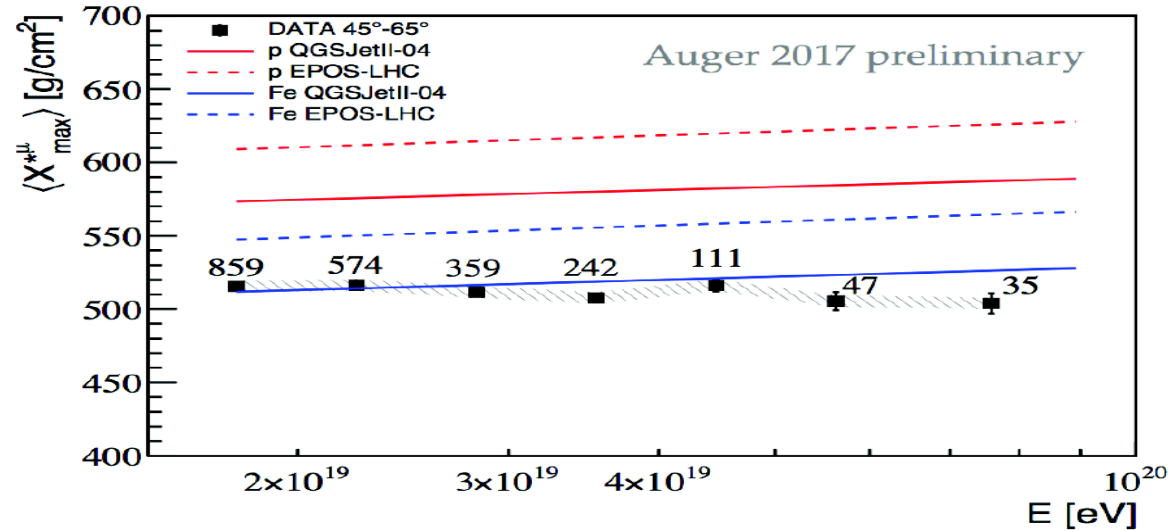


Figure. $\langle X_{max}^{*\mu} \rangle$ como función de la energía primaria.

Los datos (cuadrados negros) se muestran con su error estadístico (línea negra) e incertezas sistemáticas (banda gris) y se comparan con las simulaciones.

35th International Cosmic Ray Conference-ICRC2017

Muonic elongation rate

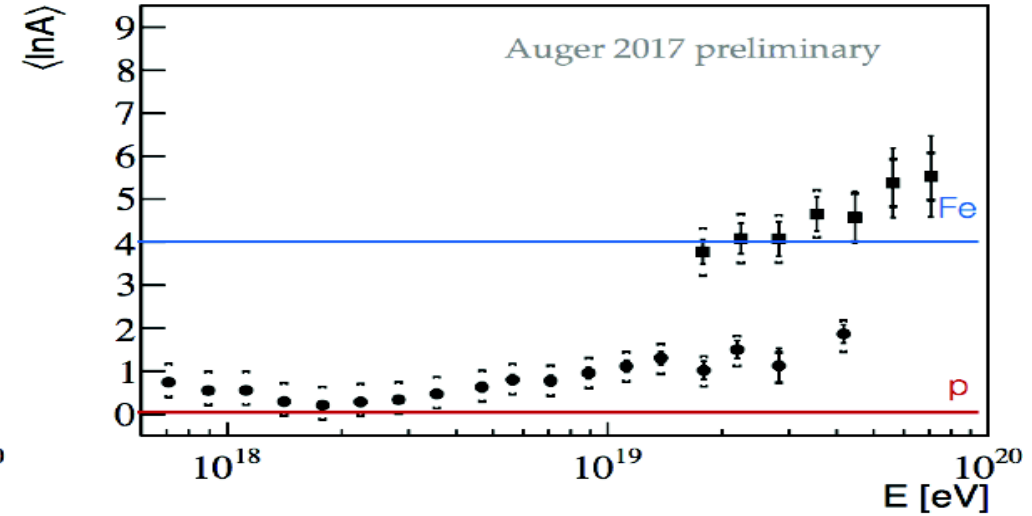
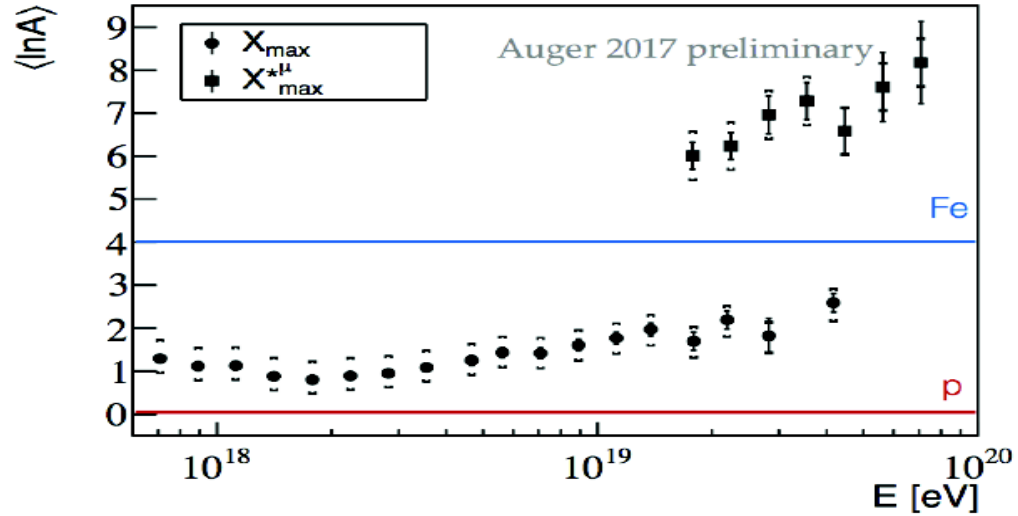
$$\frac{dX_{max}^{\mu}}{d \log_{10} E} \sim (25 \text{ g/cm}^2 / \text{decade}) \text{ all models.}$$

$$\frac{dX_{max}^{\mu}}{d \log_{10} E} \sim (-16.9 \pm 7.2 \text{ g/cm}^2 / \text{decade})$$

Ningún modelo hadronica ni combinación de primarios (p-Fe) puede explicar los datos de $\langle X_{max}^{*\mu} \rangle$ obtenidos por el Observatorio Pierre Auger.

$\langle X_{max}^{*\mu} \rangle$ puede transformarse en el valor medio $\langle \ln A \rangle$ siendo A el número másico de los rayos cósmicos primarios.

$$\langle \ln A \rangle = \ln 56 \frac{\langle X_{max}^{*\mu} \rangle_p - \langle X_{max}^{*\mu} \rangle}{\langle X_{max}^{*\mu} \rangle_p - \langle X_{max}^{*\mu} \rangle_{Fe}}$$



35th International Cosmic Ray Conference-ICRC2017

QGSjetII-04: Incompatible al nivel de 3.3σ .
EPOS-LHC: Incompatible al nivel de 6σ .

Figura. Evolución con la energía del $\langle \ln A \rangle$ obtenidos de las mediciones de $\langle X_{max}^{*\mu} \rangle$ (cuadrados).

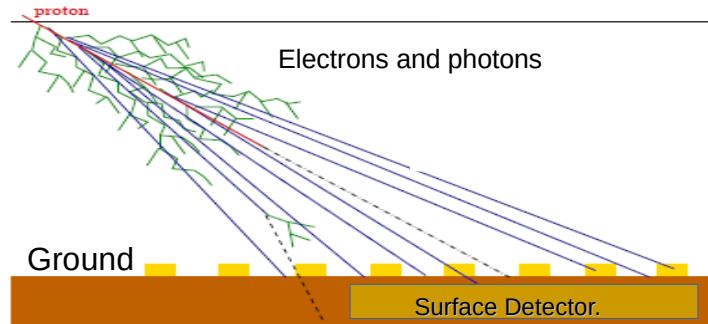
Se muestran también los resultados obtenidos para X_{max} (puntos).

(A. Aab et al. (Pierre Auger Collaboration), Phys. Rev. D 90 (2014) 122005)

EPOS-LHC (izquierda) y QGSjetII-04 (derecha) se usan como modelos de referencia.

Los corchetes cuadrados corresponden a las incertezas sistemáticas.

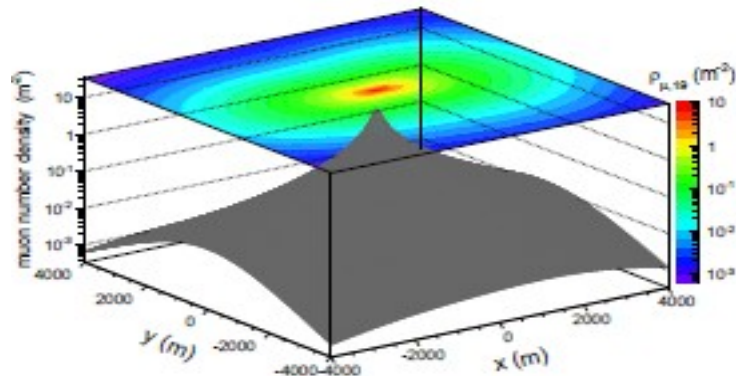
Valor medio del número de muones en lluvias inclinadas.



PHYSICAL, REVIEW D 91, 032003 (2015)

N_{19} : factor de escala que relaciona la densidad de muones en la tierra con la densidad de muones usados como referencia.

$$\rho_{\mu}(\vec{r}) = N_{19} \rho_{\mu,19}(\vec{r}, \theta, \Phi)$$

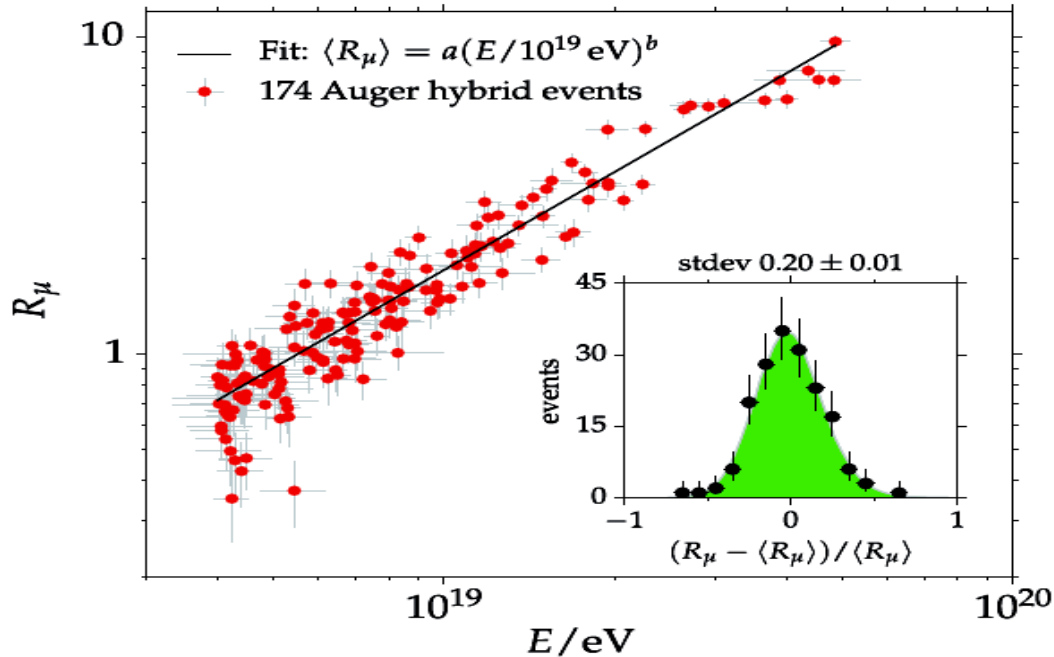


N_{19} :

- Eliminamos la señal electromagnética, obtenida a través de simulaciones, (teniendo en cuenta la respuesta del detector) a la señal medida.
- Ajustamos con la distribución de referencia.

-Densidad del número de muones en el sistema de ejes coordenados perpendicular al eje de la lluvia, para lluvias de protones de energía 10^{19} eV $\theta=80^{\circ}$, $\Phi=0^{\circ}$ (paralela al eje x) y posición del eje de la lluvia en $(x,y) = (0,0)$.

Definimos R_μ (N_{19} con correcciones menores al 5%)
 Estimador del número de muones en la superficie de la tierra.



Figura

Eventos híbridos seleccionados con energías superiores a $4 \times 10^{18} \text{ eV}$ y ajustados con una ley de potencias:

$$\langle R_\mu \rangle = a \left(\frac{E}{10^{19} \text{ eV}} \right)^b$$

The error bars indicate statistical detection uncertainties only.

The inset shows a histogram of the residulas around the fitted curve (black dots) and for comparison the expected residual distribution computed from the fitted probablity model that describes the fluctuations.

Datos:

Eventos registrados desde 1 de Enero 2004 - 1 Enero 2013
 $E > 4 \times 10^{18} \text{ eV}$ - Eventos dorados (Golden events).

($62^\circ < \text{ángulo cenital} < 80^\circ$).

De 29722 eventos híbridos, 174 eventos son aceptados.

$\langle \text{ángulo cenital} \rangle = (66.9 \pm 0.3)^\circ$

$$\langle R_\mu \rangle = a (E / 10^{19} \text{ eV})^b$$

$$a = \langle R_\mu \rangle (10^{19} \text{ eV}) = (1.841 \pm 0.029 \pm 0.324 (\text{sys}))$$

$$b = d \langle \ln R_\mu \rangle / d \ln E = (1.029 \pm 0.024 \pm 0.033 (\text{sys})).$$

Obtenido de los datos:

$\theta = 67^\circ$ (valor medio del ángulo cenital de los datos).

$E = 10^{19} \text{ eV} - R_\mu = 1.84$

Obtenido de las simulaciones:

CORSIKA con los modelos de interacción hadronica:

QGSjetII-03 y FLUKA

$\theta = 67^\circ$ (valor medio del ángulo cenital de los datos).

$E = 10^{19} \text{ eV} - R_\mu = 1$

QGSjetII-03 subestima el número de muones en lluvias de 10^{19} eV en un factor 1.8

Comparación de los datos vs simulación

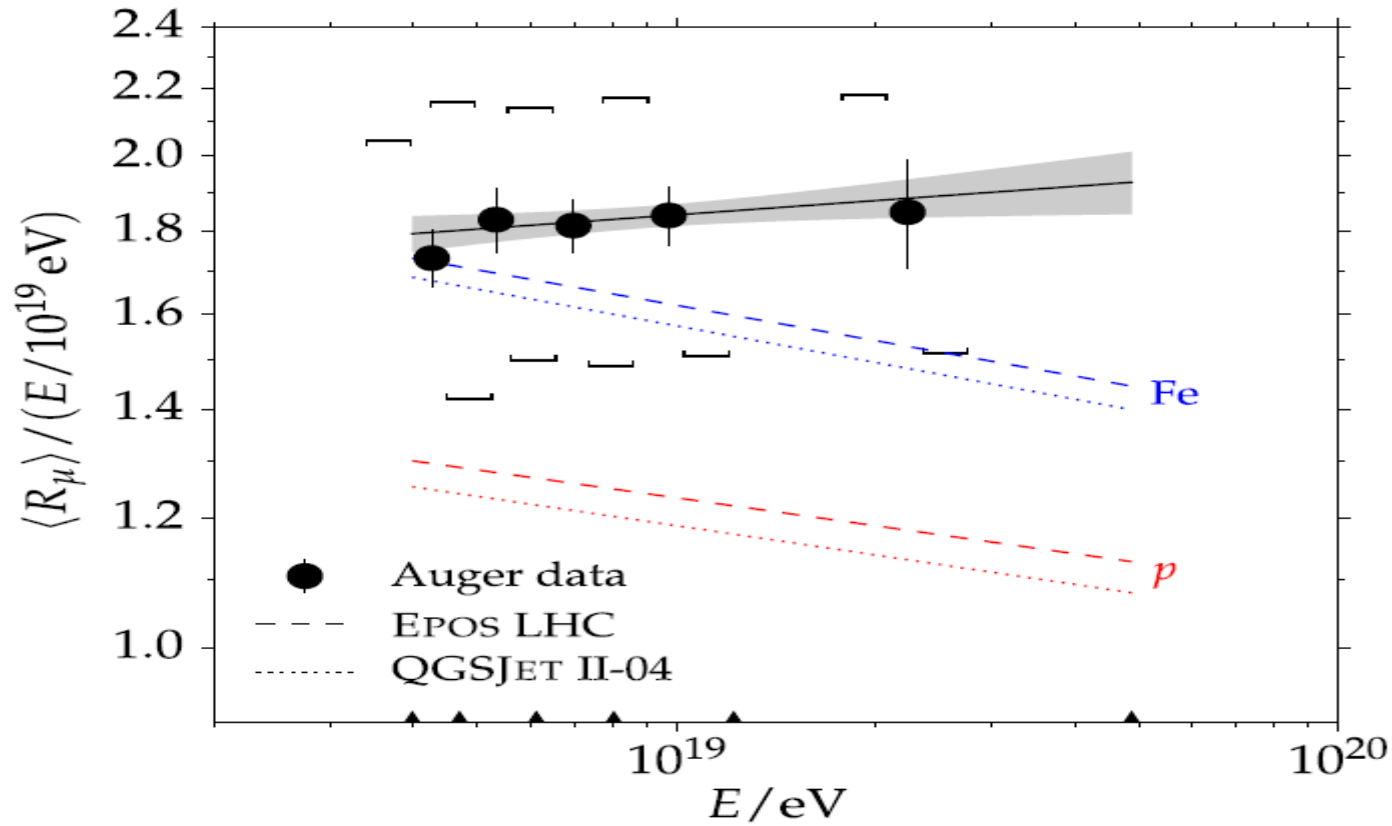


Figure. Average muon content $\langle R_\mu \rangle$ per shower energy E as a function of the shower energy E in double logarithmic scale. Our data is shown bin by bin (circles) together with the fit showed in the previous slide (line). Square brackets indicate the systematic uncertainty of the measurement; the diagonal offsets represent the correlated effect of systematic shifts in the energy scale.

The grey band indicates the statistical uncertainty of the fitted line.

Shown for comparison are theoretical curves for proton and iron showers simulated at $\theta = 67^\circ$ (dotted and dashed lines).

El observatorio Pierre Auger ha proporcionado importantes resultados

- Final del espectro.
- Forma del espectro a bajas energías.
- Búsqueda de anisotropía a diferentes escalas angulares
- Composición de rayos cósmicos primarios.

Nuevas preguntas:

Naturaleza de la fuerte supresión del espectro a energías por encima de 10^{19} eV.

- pérdida de energía durante la propagación (efecto GZK)
- límite en el poder de aceleración de las fuentes.

Causa de la forma del espectro a bajas energías

- transición entre fuentes galácticas y extragalácticas.
- pérdida de energía durante la propagación

Búsqueda de fuentes que causa la anisotropía en el dirección de arribo de los rayos Cósmicos.

Medición de la dirección de arribo de la pequeña fracción de protones que llegan a energías extremadamente altas.

- Importante para desarrollar una astronomía utilizando detectores como en Auger. (astronomía con partículas)

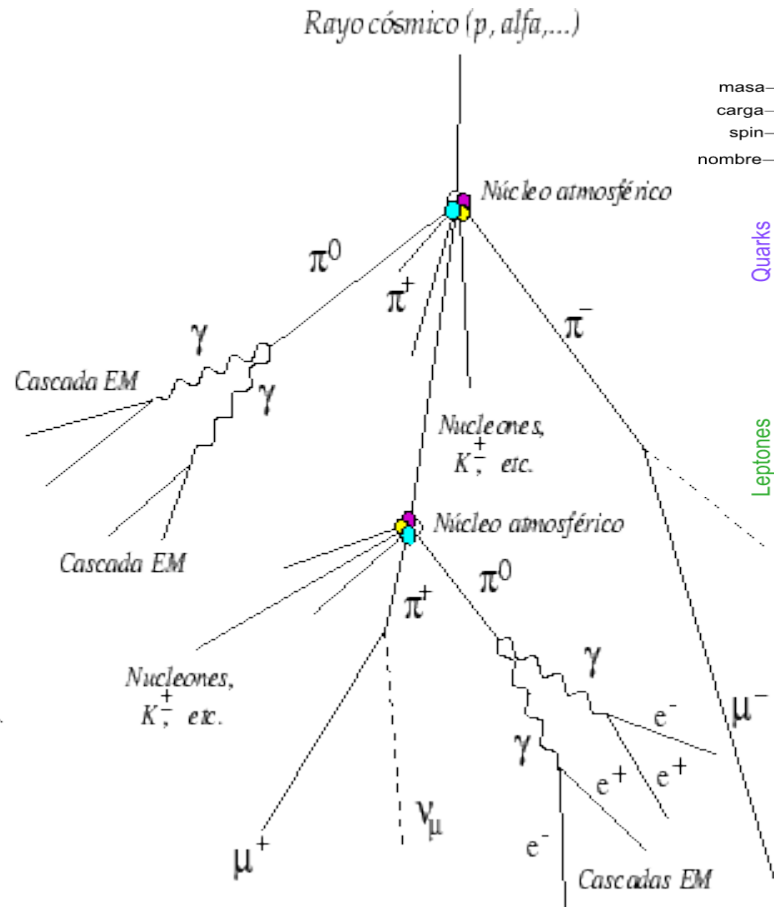
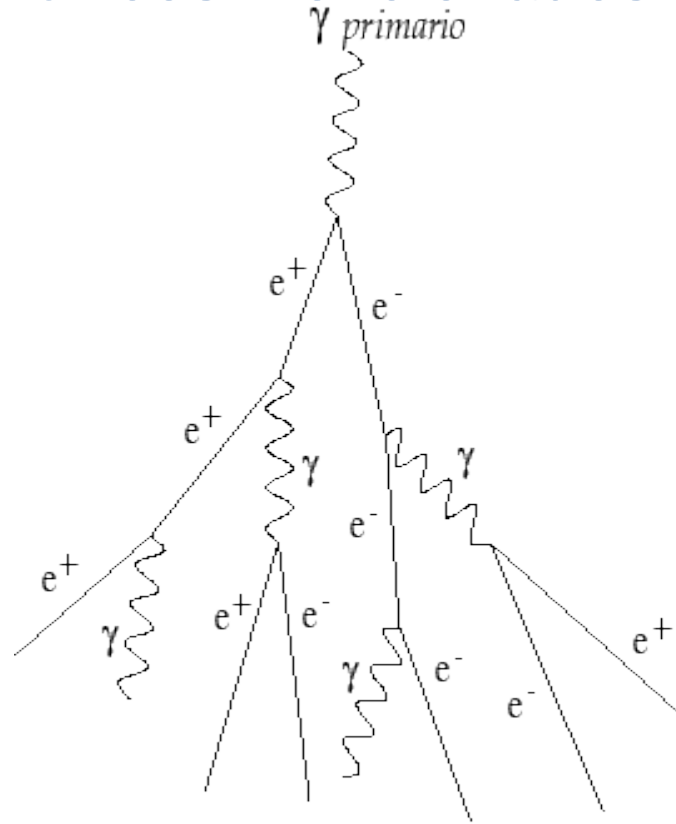
Resolver el problema de la discrepancia en el número de muones entre los datos de Auger y los obtenidos por simulaciones.

En el año 2015 la Colaboración Auger decidió realizar actualizaciones en el Observatorio para contestar a las preguntas descriptas anteriormente.

Nos permitirán:

- 1)- medir el espectro de rayos cósmicos arriba de 10^{18} eV discriminando composición.**
- 2)- discriminar composición en los estudios de anisotropía.**
- 3)- testear y entender las interacciones hadronicas a energía más altas de 60TeV (Física de partículas con lluvias de partículas)**
- 4)- entender el déficit de los muones en las simulaciones**
- 5)- mejorar el entendimiento de los nuevos datos.**

Distinguir entre la componente muónica y electromagnética en las lluvias de partículas será crucial para alcanzar los objetivos científicos mencionados.



Las tres generaciones de la Materia (Fermiones)

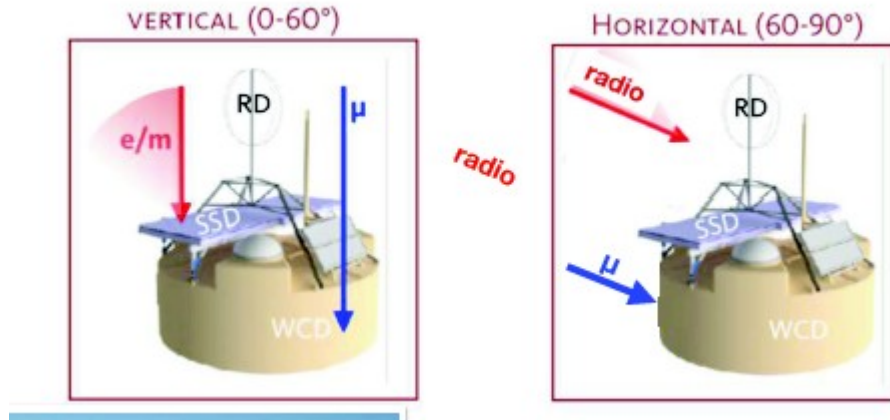
	I	II	III	
masa →	3 MeV	1.24 GeV	172.5 GeV	0
carga →	$\frac{2}{3}$	$\frac{2}{3}$	$\frac{2}{3}$	0
spin →	$\frac{1}{2}$	$\frac{1}{2}$	$\frac{1}{2}$	1
nombre →	u up	c charm	t top	Y photon
	6 MeV	95 MeV	4.2 GeV	0
	$-\frac{1}{3}$	$-\frac{1}{3}$	$-\frac{1}{3}$	0
	$\frac{1}{2}$	$\frac{1}{2}$	$\frac{1}{2}$	1
Quarks	d down	s strange	b bottom	g gluon
	<2 eV	<0.19 MeV	<18.2 MeV	90.2 GeV
	0	0	0	0
	$\frac{1}{2}$	$\frac{1}{2}$	$\frac{1}{2}$	1
Leptones	ν_e electron neutrino	ν_μ muon neutrino	ν_τ tau neutrino	Z fuerza débil
	0.511 MeV	106 MeV	1.78 GeV	80.4 GeV
	-1	-1	-1	± 1
	$\frac{1}{2}$	$\frac{1}{2}$	$\frac{1}{2}$	1
	e electron	μ muon	τ tau	W$^\pm$ fuerza débil

Bosons (Fuerzas)

La actualización del Observatorio Pierre Auger se llama Auger Prime.
Tendrá las siguientes mejoras:

- Centelladores sobre los detectores de superficie ya existentes(SSD) (sobre los 1660 WCD)
- Mejoras en la electrónica (40MHz → 120MHz)
Permitirá un muestreo más rápido de las trazas en los PMTs.
- Se agregará en los detectores de superficie un PMT de baja ganancia para registrar las señales que se producen cerca del eje de la lluvia (estas saturan los PMT de alta ganancia).
- Se instalarán detectores de muones bajo tierra, que nos darán mediciones de la componente muónica.
- Cada estación será complementada con una antena de radio para detectar los rayos cósmicos.

Uno de los detectores de superficie luego de la actualización del Observatorio.



Los detectores serán sensibles a composición con un ciclo de trabajo del 100%.



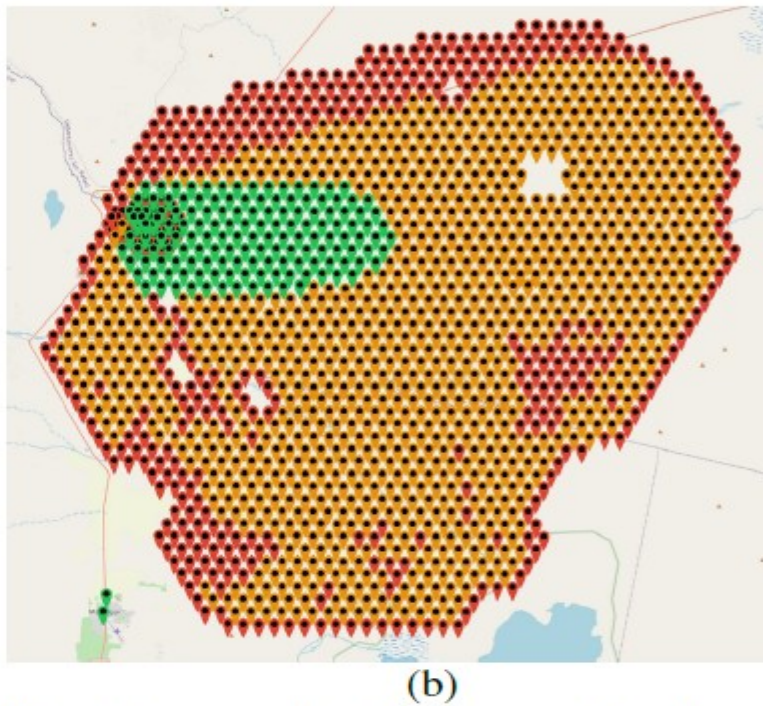
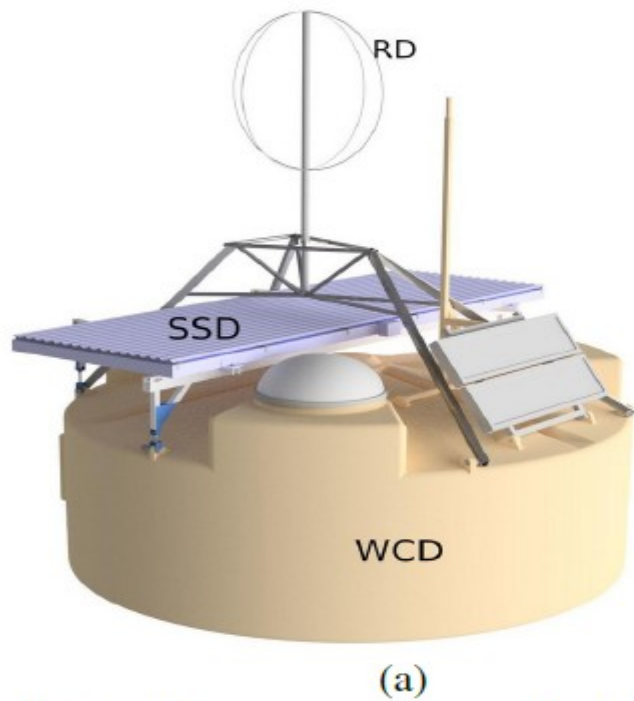


Figure 1. (a) – A prototype of upgraded Auger Surface Detector. (b) – Map presenting the status of the deployment of SSD detectors. The larger fraction of the SD array is orange on the map, that means that 1212 WCD have already SSD installed and 153 (green area) are equipped with PMTs and are in data acquisition.

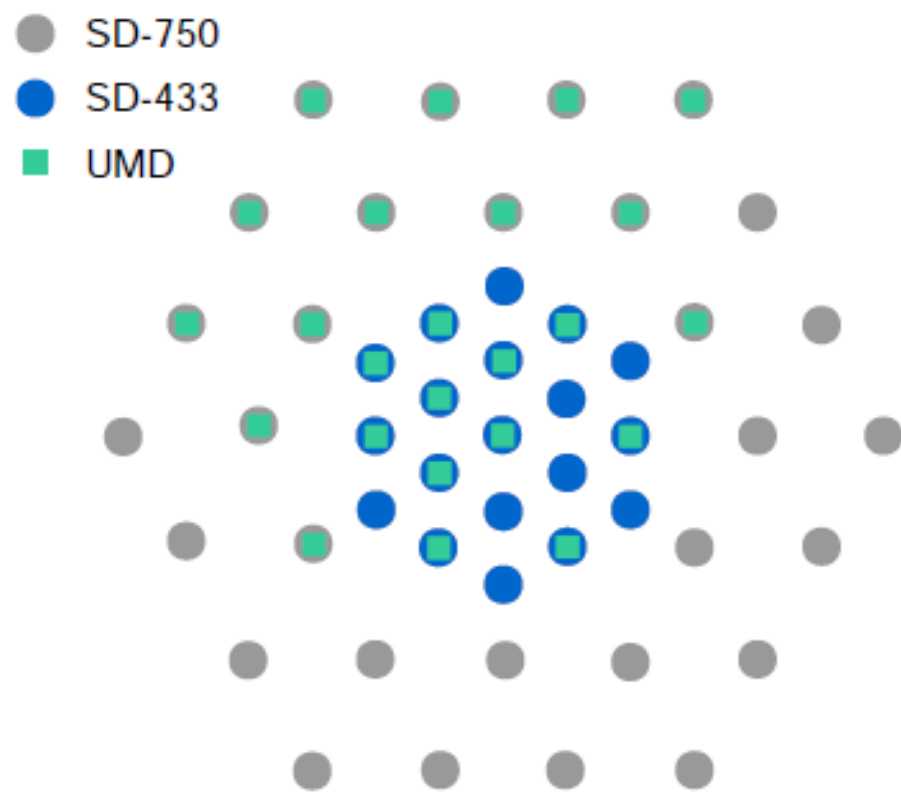


Figure 1: The schematic map of the SD-433. The complete array consists of two crowns (seven hexagons) of 19 WCDs spaced at 433 m.