Simulación de Cascadas de Muy Alta Energía para el Proyecto "The MAGIC Telescope"

Trabajo de Investigación de Tercer Ciclo
realizado por:
José Carlos González García-Consuegra

Dirigido por:
Victoria Fonseca González

Depto. Física Atómica, Molecular y Nuclear
Facultad de Ciencias Físicas
Universidad Complutense de Madrid

11 de Mayo de 1.997

Simulación de Cascadas de Muy Alta Energía para el Proyecto "The MAGIC Telescope"

José Carlos González García-Consuegra

Depto. Física Atómica, Molecular y Nuclear
Facultad de Ciencias Físicas
Universidad Complutense de Madrid

11 de Mayo de 1.997

Índice General

Índice de Figuras

Índice de Tablas

Introducción

La Astrofísica de Alta Energía es, sin lugar a dudas, una de las ramas de la Física más apasionante. En los últimos años está viviendo un desarrollo vertiginoso. A pesar ello, aún existen dentro de este vasto campo de investigación muchos misterios por desvelar. Estos misterios se refieren fundamentalmente a la naturaleza de diferentes objetos astrofísicos. Entre todos ellos podemos citar las fuentes de rayos γ, los núcleos de galaxias activas (AGNs), los objetos BL-Lacertæ, las novas, las supernovas, las estrellas de neutrones, los púlsares, los agujeros negros, los GRBs (*Gamma Ray Bursts*), o los cuásares (QSOs).

A medio camino entre la Astrofísica de Alta Energía y la Física de Partículas se encuentra el estudio de los **rayos cósmicos**, partículas de alta energía que viajan por el espacio desde el momento en que son generadas por algún objeto astrofísico. Compartiendo recursos y conocimientos con el campo de los rayos cósmicos podemos destacar también el estudio de las fuentes astrofísicas de rayos γ.

En el campo de los rayos cósmicos se han realizado avances destacables como puede ser la medición del espectro de muy alta y ultra-alta energía. Existen medidas directas realizadas por satélites y globos hasta energías del orden de los PeV (1 PeV=10^{15} eV), así como medidas indirectas realizadas por detectores a nivel del suelo hasta los 10 EeV (1 EeV=10^{18} eV). También se han realizado importantes estudios en el ámbito de la determinación de la composición química de los rayos cósmicos.

Todos estos avances en la Física de Rayos Cósmicos son de vital importancia para la Astrofísica de Altas Energías. Por medio del estudio de las características tanto cualitativas como cuantitativas del flujo de rayos cósmicos, que impregna todo el espacio, se puede discriminar qué modelos para la creación, emisión y transporte de estas partículas resultan válidos. También permite dilucidar los modelos que puedan dar cuenta de cada uno de los misteriosos y exóticos objetos que pueblan nuestro Universo. Y por último, pueden permitir el descubrimiento de nuevas propiedades, de nuevos escenarios físicos en el cosmos, y servir de filtro para aquellas *ideas locas* que de forma tan apasionante y prolífica salen a la luz dentro de la Astrofísica.

Si la Física de Rayos Cósmicos puede parecer de vital interés para la Astrofísica en general, e incluso para la Física de Partículas y la Física Teórica, como herramienta que aporta tests para la verificación experimental de modelos teóricos, aún más importante es la detección y el estudio de fuentes astrofísicas de rayos γ.

El trabajo que aquí exponemos se ha dividido en tres partes. En la primera parte se pretende dar una visión general de lo que en realidad son los rayos cósmicos y la radiación gamma (capítulo 1). También tocaremos de manera superficial cuál es la información que podemos obtener de forma directa o indirecta de la observación de los rayos cósmicos y de las fuentes de rayos γ, y cómo ambos flujos de partículas llegan a la atmósfera y desarrollan lo que se ha dado en llamar una *cascada atmosférica*.

Posteriormente entraremos a describir los métodos de detección, así como los procedimientos de análisis habitualmente utilizados de manera prácticamente estándar (capítulo 2). Después pasaremos a hacer una breve descripción del detector *HEGRA* y del proyecto *MAGIC*. Con ello finalizará la primera parte.

La segunda parte de este trabajo se dedica a una descripción de los métodos de simulación de las cascadas atmosféricas, y de los observables que se pretenden medir en todo experimento de rayos cósmicos y radiación gamma (capítulo 3). A continuación se pasa a una descripción del funcionamiento general del código CORSIKA (sección 3.2), y de las modificaciones realizadas en él. Finaliza esta segunda parte con una descripción del planteamiento de la simulación en sus fases *pre*-detector y *post*-detector (capítulo 4). Se dedica la sección 4.2 a la simulación que del telescopio de radiación Čerenkov*MAGIC* se ha realizado para el desarrollo del presente trabajo.

La última parte se dedica al análisis de los resultados obtenidos por medio de la simulación de las cascadas atmosféricas y del detector *MAGIC*. Se estudian los valores y las estadísticas obtenidas para los diferentes observables que se pretendían medir, así como las eficiencias de detección para diferentes tipos de primarios. Finaliza este trabajo con algunas conclusiones acerca de los resultados obtenidos y varias reflexiones sobre los métodos utilizados (capítulo 6).

Se ha pretendido, además de realizar un análisis en concreto de unos datos de simulación determinados, dar una idea somera sobre la importancia del estudio de los rayos cósmicos y de las fuentes astrofísicas de rayos γ, campos de investigación ambos, que, sin ninguna duda, ampliarán muy pronto nuestro horizonte de conocimientos y nos desvelarán nuevas maravillas que aún nos esperan aquí, en nuestro Universo.

Parte I

Radiación Cósmica y Fuentes Astrofísicas de Rayos γ

Capítulo 1

Radiación Cósmica y Rayos γ

1.1 ¿Qué son los rayos cósmicos ?

En el Universo existen objetos que por su naturaleza se encuentran sometidos a procesos dinámicos de tal envergadura que las energías involucradas pueden dar lugar a la cración y eyección de partículas de muy alta energía. Estas partículas viajan por todo el espacio, pudiendo llegar, como de hecho lo hacen, a La Tierra.

De la inmensa variedad de objetos que pueblan el Universo, podemos citar, entre los que parecen ser fuentes de rayos cósmicos, ciertas binarias de rayos X, los púlsares, los AGNs, los objetos BL-Lacertæ, las novas, las supernovas, las estrellas de neutrones y los agujeros negros. También se encuentran contenidos en este conjunto de fuentes generadoras de rayos cósmicos los GRBs y los QSOs. En general, se podría decir que todo objeto que esté sometido a mecanismos dinámicos que impliquen muy altas energías, será susceptible de emitir rayos cósmicos en mayor o menor medida.

Así pues, los rayos cósmicos son partículas de muy alta energía generadas en escenarios como los descritos, que involucran campos electromagméticos y campos gravitatorios extraordinariamente intensos. Las energías de los rayos cósmicos pueden alcanzar los 100 EeV (10^{20} eV). Llegan a La Tierra a un ritmo de unos 1000 por segundo y metro cuadrado. Se trata de núcleos ionizados, de los cuales un 90% son protones, un 9% partículas α y el resto núcleos pesados. Su composición quimica y abundancias relativas comparadas con las abundancias solares podemos encontrarlas en la tabla 1.1 (ver [1] y [2]). Como se puede apreciar en la tabla 1.1, los rayos cósmicos primarios, es decir, los que llegan a la atmósfera provinientes del espacio, se suelen dividir en varios grupos: por un lado se toman los protones y las partículas α por separado, y después se agrupan los núcleos más pesados en núcleos

Grupo	$< A >$	E/núcleo	$\Phi_0 (m \cdot s \cdot sr \cdot TeV)^{-1}$	α
p	1	1	$10.91 \cdot 10^{-2}$	2.75
α	4	0.38	$6.60 \cdot 10^{-2}$	2.62
M (Z=6 a 9)	14	0.22	$2.86 \cdot 10^{-2}$	2.67
H (Z=10 a 20)	24	0.15	$2.36 \cdot 10^{-2}$	2.62
VH (Z=31 a 30)	56	0.40	$2.52 \cdot 10^{-2}$	2.60

Tabla 1.1: Composición química y parámetros espectrales de los rayos cósmicos. La energía total por núcleo es relativa a la energía total del protón.

intermedios (M), pesados (H) y muy pesados (VH). El grupo de los ligeros (L) no se tiene en cuenta, por poseer abundancias extraordinariamente bajas. Si se tiene en cuenta la energía de los rayos cósmicos por familias, podemos ver que los protones aportan menos de la mitad de la energía total.

El flujo de los rayos cósmicos parece distribuirse de manera isotrópica, lo cual debe explicarse, a energías por debajo de 1 EeV, como consecuencia del efecto que los campos magnéticos tienen sobre las trayectorias originales de los rayos cósmicos. Por encima de esta energía, sin embargo, la deflexión debería ser extremadamente pequeña, lo que debería reflejarse en anisotropías que aún no han sido observadas.

El espectro de los rayos cósmicos sigue una ley de potencia del tipo $d\Phi/dE = \Phi_0 \cdot E^{-\alpha}$ donde Φ_0 y α son constantes dependientes del tipo de primario. El parámetro α es el llamado *índice espectral*. El espectro de los rayos cósmicos se ha medido para energías desde las decenas de GeV hasta los 100 EeV. Se pueden diferenciar claramente dos zonas en el espectro (ver figura 1.1): en la primera, hasta energías entre 1 y 10 PeV, el índice espectral toma valores alrededor de 2.7; a partir de dicha energía, donde se encuentra lo que se denomina la *rodilla* del espectro, se observa un cambio de pendiente que viene dado por un cambio en el índice espectral, de 2.6 a 3.0. Una de las explicaciones que se pueden dar a este cambio de pendiente es que el campo magnético galáctico es demasiado débil para confinar a los rayos cósmicos de tales energías. A partir de los 10 EeV el espectro parece suavizarse otra vez, con un α de 2.5 . Estos rayos cósmicos se suponen de origen extragaláctico, por lo que debería existir una reducción súbita en el flujo de partículas que llega a La Tierra, a energías superiores a los 10 EeV (*corte de Greisen-Zatsepin*), debido a la interacción de los protones con el

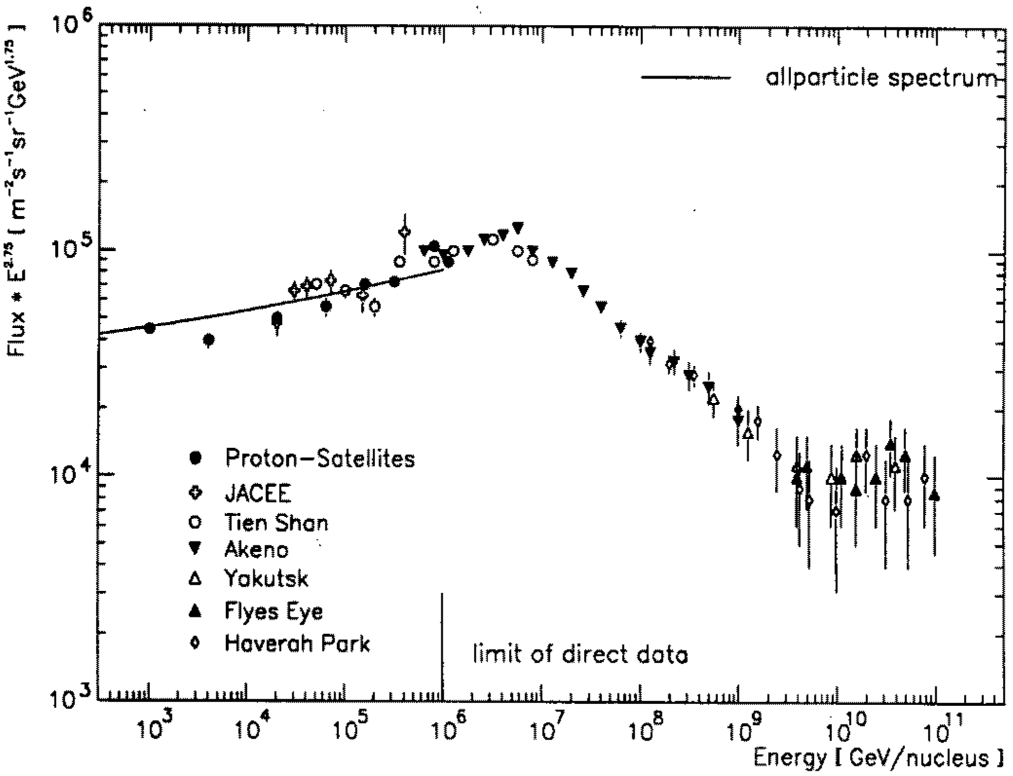


Figura 1.1: Espectro medido de los rayos cósmicos

fondo de microondas a 2.7 K

$$\begin{aligned} p(E > 1EeV) + \gamma(2.7K) &\longrightarrow p + \pi^0 \longrightarrow 2\gamma \\ &\longrightarrow n + \pi^+ \end{aligned}$$

1.2 Fuentes astrofísicas de rayos γ

En los escenarios anteriormente citados de objetos astrofísicos sometidos a procesos que involucran altas energías, también se generan rayos γ, mediante procesos del tipo

$$p + N \longrightarrow N_1^* + N_2^* + \cdots + \pi^0(\longrightarrow 2\gamma)$$

También pueden generarse rayos γ por efecto Compton inverso en la vecindad de fuentes emisoras de electrones ultrarrelativistas, que interaccionarían con la emisión sincrotrón emitida por ellos mismos, con el fondo de microondas o con la radiación infrarroja.

Dados estos tipos de generación de rayos γ, cabe esperar un flujo con una ley de potencia del tipo E^{γ}, debido a que es este tipo de espectro el que siguen las partículas precursoras. Pero la presencia tanto del fondo de microondas como de la radiación infrarroja debe hacer que se de una disminución súbita, o un corte brusco en el espectro, a las energías umbrales de los respectivos procesos de interacción con cada tipo de fondo:

$$\left.\begin{array}{c}\gamma(E>0.1PeV)+\gamma(2.7K)\\ \gamma(E>1TeV)+\gamma(IR)\end{array}\right\} \quad\longrightarrow\quad e^{+}e^{-} \quad (\longrightarrow 2\gamma)$$

Para energías relativamente bajas (hasta cerca de 30 GeV) las medidas de rayos γ y rayos cósmicos se pueden realizar fuera de la atmósfera, por medio de dispositivos a bordo satélites, como los detectores BATSE y EGRET en el CGRO (*Compton Gamma Ray Observatory*). Entre las fuentes detectadas destacan el púlsar de la Nebulosa del Cangrejo, el objeto Geminga, el púlsar de Vela, la galáxia activa Mrk 421 y el plano galáctico. Para energías superiores se han de utilizar medidas indirectas, mediante detectores en tierra.

1.3 Cascadas atmosféricas

Cuando un rayo cósmico alcanza la atmósfera terrestre (rayo cósmico primario), colisiona con alguno de los núcleos atmosféricos, produciéndose una reacción nuclear. En esta reacción tanto el rayo cósmico primario (si no se trata de un protón) como el núcleo atmosférico acaban rompiéndose, generando núcleos mas ligeros y gran cantidad de partículas como subproductos de la colisión. La energía de cada uno de los subproductos es una parte de la energía original, con la correspondiente pérdida de energía tras la división, por supuesto. Cada una de estas partículas ahora será capaz de colisionar eficazmente con otras partículas atmosféricas, dando lugar a nuevas colisiones. A todo este proceso se le denomina *cascada atmosférica*.

Las cascadas atmosféricas producidas por los rayos cósmicos son por naturaleza diferentes a las producidas por rayos gamma y electrones (ver figuras 1.2 y 1.3). Los métodos utilizados para la diferenciación *a posteriori* de ambos tipos de cascadas se denominan *métodos de separación γ-hadrón*. Su importancia en el campo de la Astrofísica de Altas Energías reside en el hecho de que, dado que los rayos cósmicos nos llegan en todas las direcciones, mientras que los rayos γ extragalácticos son altamente direccionales, necesitamos criterios de discriminación para diferenciar los rayos γ del fondo de rayos cósmicos. Las diferencias existentes entre las cascadas hadrónicas y las

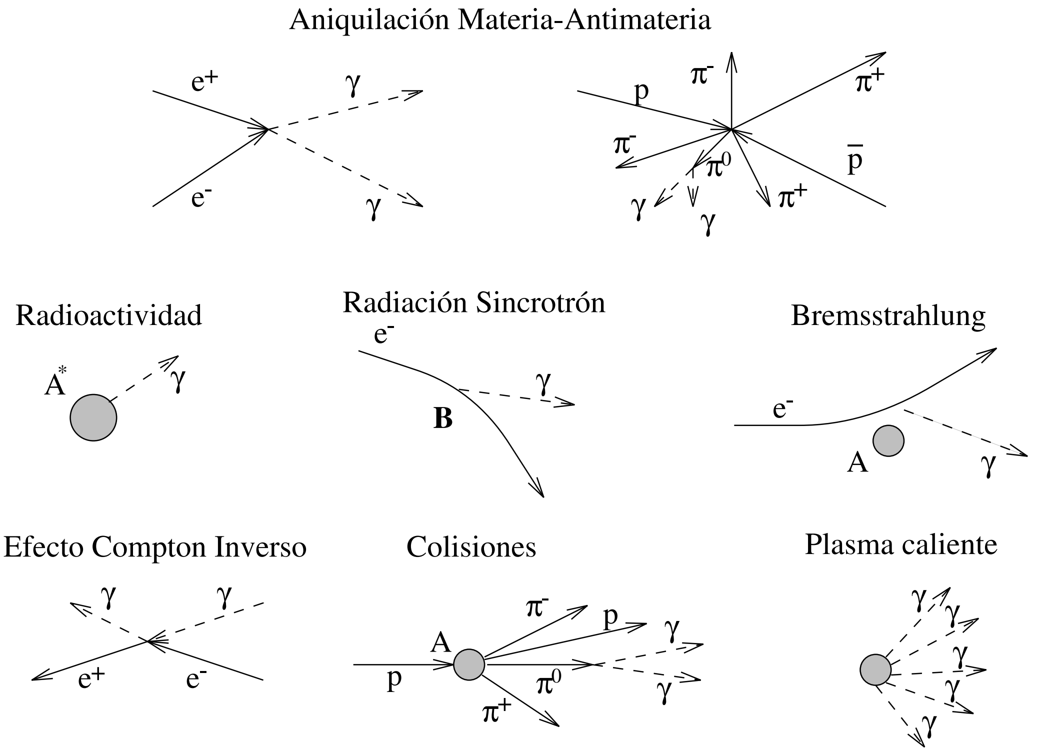


Figura 1.2: Mecanismos de producción de radiación gamma

electromagnéticas provienen del hecho de que en estas últimas sólo ocurren procesos que dan lugar a partículas electromagnéticas (electrones, fotones y muones, principalmente), mientras que en aquellas se producen, además de este conjunto de partículas, otras partículas hadrónicas, así como partículas extrañas.

En una cascada podemos observar dos fenómenos que ocurren en paralelo. En primer lugar, el chorro de partículas producidas. Éste avanza como un cono muy abierto (formando casi un plano), con su eje prácticamente coincidente con la dirección de la partícula primaria. En segundo lugar, la generación de luz Čerenkov en la atmósfera producida por el paso de las partículas cargadas. Esta luz Čerenkov avanza también como un cono, prácticamente solidario al de partículas, y cuyo grosor y apertura dependen del grado de desarrollo (y por tanto de la altura) de la cascada en cada momento. Es este segundo fenómeno el que nos interesa a nosotros, ya que será la que detectemos con nuestros telescopios en tierra. A partir de las imágenes obtenidas podremos inferir características de la cascada, y por tan-

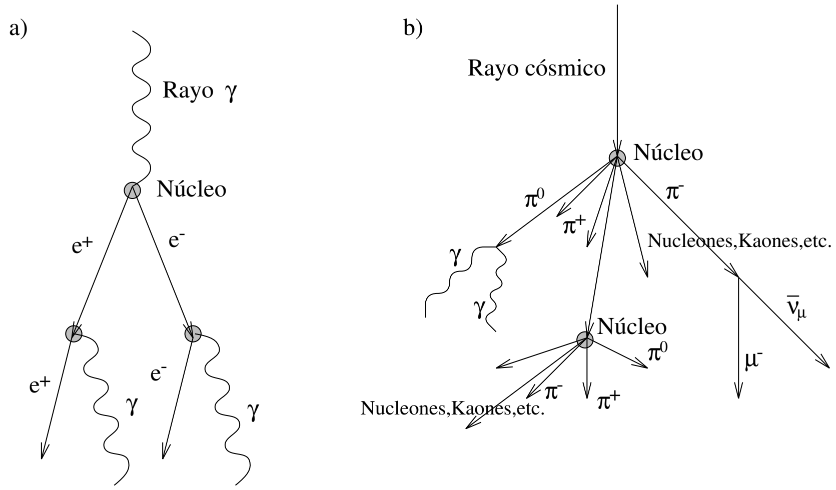


Figura 1.3: Visión esquemática de los procesos que intervienen en las cascadas a) electromagnéticas y b) hadrónicas

to de los rayos primarios (e incluso de la fuente de rayos γ observada).

A lo largo de su camino las partículas de la cascada deben atravesar la atmósfera. Esto hace que sufran modificaciones en sus trayectorias. En particular, la luz producida en la cascada sufre, entre otros, los siguientes fenómenos:

- Difusión Rayleigh (*Rayleigh Scattering*).
- Dispersión por aerosoles (*Mie Scattering*).
- Absorción molecular ultravioleta por parte del Ozono hasta los 290 nm, y del vapor de agua junto con el CO_2, a partir de los 800 nm.

Todos estos efectos, además de una correcta simulación del desarrollo en sí de la cascada, han de ser tenidos en cuenta si deseamos obtener resultados al menos satisfactorios.

Capítulo 2

Detección y estudio de fuentes de rayos γ

2.1 Métodos de detección

Los métodos de detección de los rayos cósmicos se pueden dividir en dos grandes grupos: *métodos directos* y *métodos indirectos.*

2.1.1 Métodos directos

Los métodos directos consisten en la detección directa de los rayos cósmicos, a partir de técnicas similares a las empleadas en los experimentos de altas energías, como calorímetros o cámaras de emulsión. Esta detección directa se hace posible por debajo de $\sim$ 0.1 PeV, ya que hasta esta energía el flujo de rayos cósmicos es aún suficiente. Detectores de este tipo son, el desarrollado por la colaboración JACEE, que consiste en una cámara de emulsión transportada en globo, y que ha realizado mediciones hasta 1 PeV, y el detector *Egg*, de la Universidad de Chicago, con varias capas para la detección de luz Čerenkov y radiación de transición, que montado en un satélite realizó medidas hasta 100 TeV.

La detección directa de rayos γ por medio de detectores en satélites sólo es posible hoy en día hasta energías del orden de 30 GeV, ya que a energías más altas el flujo es demasiado débil, y las áreas de colección de partículas deberían ser demasiado grandes. Los detectores en satélite más representativos son OSSE, COMPTEL, BATSE y EGRET, todos ellos a bordo del satélite CGRO (*Compton Gamma Ray Observatory*). Las energías accesibles a cada detector se muestran en la figura 2.1.

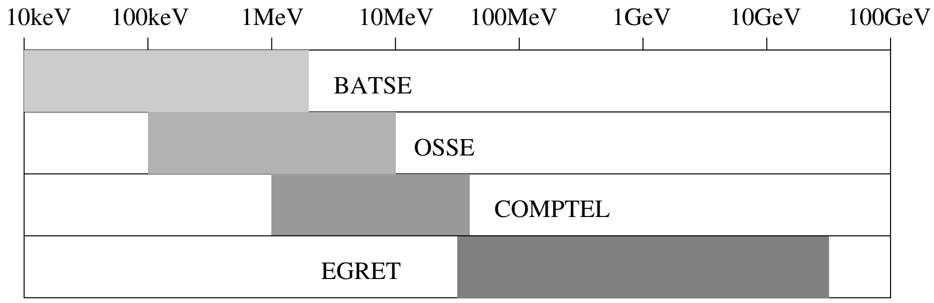


Figura 2.1: Rangos espectrales de energía accesibles por los instrumentos a bordo del satélite de investigación CGRO (OSSE, COMPTEL, BATSE y EGRET).

2.1.2 Métodos indirectos

Las medidas indirectas se basan en la detección de los productos de cascadas atmosféricas por parte de detectores en tierra. Por una lado, hemos mencionado ya el hecho de que una cascada atmosférica desarrolla un cono extremadamente abierto que, al llegar a tierra, tiene como componentes principales electrones, positrones, fotones, así como muones y demás partículas elementales (en menores cantidades). Además de este chorro de subproductos de la cascada, las partículas cargadas que viajan en la atmósfera pueden excitar e ionizar los átomos y moléculas en la atmósfera, dando lugar a la emisión de luz de fluorescencia y luz Čerenkov.

Para la detección de todo este conjunto de partículas y luz se utilizan diversos procedimientos. Los electrones pueden detectarse mediante redes de centelleadores en tierra, los muones mediante dispositivos como los contadores Geiger, y los fotones mediante detectores de fluorescencia atmosférica, contadores de luz Čerenkov, e incluso telescopios de luz Čerenkov.

Redes de centelleadores

Como su nombre indica las redes de centelleadores están formadas por un conjunto de detectores dotados de plásticos centelleadores de alrededor de 1 m^{2}y un fotomultiplicador que detecta la luz emitida por el centelleador a la llegada de las partículas. Estos dispositivos detectan la parte electromagnética de la cascada ($e^{\pm}$'s), midiendo la intensidad y tiempo de llegada en diferentes puntos en tierra. A partir de estos datos se intenta reconstruir el frente de la cascada y por tanto la dirección de llegada y la energía de la partícula primaria. La distancia entre dispositivos consecutivos depende de la energía que se desea estudiar, siendo del orden de 15 m para energías por debajo del PeV (como es el caso de HEGRA). Para energías mas elevadas el frente es mayor y se debe muestrear una superficie mucho mas amplia, con el debido incremento en el espaciado de la red. Las redes de centelleadores pueden operar de forma ininterrumpida durante todo el día.

Detectores de muones

Sirven de complemento a las redes de centelleadores, ya que permiten determinar el contenido de muones de la cascada. Este contenido de muones es mucho mayor en cascadas hadrónicas que en cascadas electromagnéticas, sirviendo por tanto como primer criterio de discriminación de ambos tipos de cascadas.

Detectores de fluorescencia atmosférica

Estos detectores muestrean la luz emitida por las moléculas de nitrógeno cuando son excitadas por la cascada, y posteriormente se desexcitan radiando luz cercana al ultravioleta. La luz emitida es isotrópica, y en el rango entre 300 nm y 400 nm la emisión es sólo de unos 4 o 5 fotones por metro por partícula ionizante. Pero cerca del máximo de la cascada, donde existe un número enorme de partículas ionizantes (10^8–10^{10}) la baja eficiencia del proceso se contrarresta dando lugar a cantidades de luz perfectamente medibles. Sin embargo su detección se encuentra supeditada a las buenas condiciones atmosféricas.

El detector por excelencia que utiliza esta técnica es el *Fly's Eye*, en el estado de Utah (EEUU). Consiste en un conjunto de 67 espejos parabólicos, de 1.5 m de diámetro, apuntando a diferentes regiones del cielo, cada uno de ellos con un grupo de unos 13 fotomultiplicadores en su plano focal. Posteriormente se construyó el detector *HIRES Fly's Eye*, para la observación estereoscópica junto con el *Fly's Eye*, y en coincidencia con el experimento CASA-MIA.

Contadores de luz Čerenkov

Otro tipo de detectores es el de los contadores de luz Čerenkov. Éstos consisten en un detector (normalmente un fotomultiplicador) de gran aceptancia angular que recoge la luz que le llega del frente de luz Čerenkov, permitiendo la reconstrucción del desarrollo lateral de este frente con gran precisión y, a partir de ello, la obtención de información de la propia cascada. Su gran aceptancia angular permite la observación simultánea de un gran número de fuentes. Sin embargo, poseen la desventaja de una mayor integración de luz espúrea del cielo. Por supuesto, estos detectores, dada su elevada sensibilidad, han de operar en noches con buen tiempo, a veces incluso sin Luna. Un ejemplo de este tipo de detectores lo tenemos en el detector AIROBICC (*AIR shower OBservation by angle Integrating Čerenkov Counters*) de la colaboración HEGRA.

Poseen una mayor resolución angular dada la mejor definición del frente de luz Čerenkov: la densidad de luz en el frente Čerenkov es más de tres órdenes de magnitud superior a la del frente de partículas; el tamaño del frente también es mayor, y la dispersión temporal es mucho menor. Además, puesto que la cantidad de luz generada en una cascada electromagnética es mucho mayor a la producida en una cascada hadrónica, de forma natural la muestra obtenida estará enriquecida en fotones si la comparamos con una muestra semejante para el caso de detectores de centelleo.

Telescopios de luz Čerenkov

Los telescopios de luz Čerenkov son los instrumentos para la medida indirecta de las cascadas atmosféricas con más bajo umbral energético (que actualmente se encuentra en torno a los 300–400 GeV). Detectan la luz Čerenkov producida por la ionización y posterior desionización que producen en las moléculas y átomos de la atmósfera las partículas cargadas, a lo largo de su trayectoria.

Esta luz es focalizada gracias a grandes espejos (por lo general parabólicos), registrada y convertida en señal electrónica por una gran cantidad de fotodetectores (normalmente fotomultiplicadores), que conforman la cámara del telescopio. Ésta se encuentra situada en el plano focal del mismo. El proceso se asemeja a la realización de una fotografía con una película de grano grueso, siendo cada grano o *pixel* uno de los fotodetectores. Así pues, para cada cascada atmosférica tenemos una imagen. De hecho, este *modus operandi* se denomina “técnica de imagen” (*imaging technique*). Analizando esta imagen se puede llegar a determinar si la cascada es hadrónica o electromagnética, y más concretamente, si la dirección de llegada es aquella a la que el telescopio se encontraba apuntando. Si es así, cabe sospechar que la cascada proviene de la fuente a la que apuntamos, de forma que podemos eliminar las demás cascadas, identificándolas con rayos cósmicos (que nos llegan forma isotrópica). De esta manera se llegan a detectar fuentes de rayos γ con un alto nivel de significancia.

Los telescopios Čerenkov tienen la desventaja de que han de operar en noches sin luna y con unas buenas condiciones atmosféricas. Aún así, dado su carácter integrador de luz, hemos de tener en cuenta la componente de luz del cielo nocturno puede “ensuciar” las imágenes.

2.2 El detector *HEGRA*

El experimento HEGRA (*H*igh *E*nergy *G*amma *R*ay *A*stronomy) se sitúa en la isla de La Palma, en las Islas Canarias. Forman parte de él diversas universidades y centros de investigación, como el Max-Planck-Institut für Physik, de Munich, el Max-Planck-Institut für Kernphysik, de Heidelberg, las Universidades de Kiel, Hamburgo y Wuppertal, el Yerevan Physics Institute, de Armenia, y la Universidad Complutense de Madrid. El experimento se encuentra localizado a 2.200 metros sobre el nivel del mar, en el Observatorio del Roque de los Muchachos, dependiente del Instituto Astrofísico de Canarias.

El objetivo de HEGRA es el estudio de la radiación cósmica y de la emisión cósmica de rayos γ de alta energía. En HEGRA se observan las cascadas atmosféricas producidas por estas radiaciones al llegar las partículas primarias a la atmósfera terrestre.

Tienen cabida en este experimento diferentes tipos de detectores, en un área de aproximadamente 200 m$\times$200 m. En primer lugar tenemos la red de detectores de centelleo, cuya misión es detectar los electrones secundarios producidos en las cascadas. Está formada por un total de 220 casetas, siguiendo una geometría cuadrangular, con una densidad de detectores mayor en el centro. En segundo lugar tenemos el detector AIROBICC , que consiste en una red de contadores de luz Čerenkov, con una gran aceptancia angular, de aproximadamente 1 stereoradián. Están dispuestos en una red de 7$\times$7 contadores, más otros 16 formando una red interior a ésta para aumentar la densidad en el centro, más una fila y una columna adicional en el exterior. Cada contador está formado básicamente por un fotomultiplicador semiesférico al aire, con un *cono de Winston*. Las ventajas de este detector frente a la red de centelleadores se basan en una mejor definición del disco de luz Čerenkov frente al de partículas y a una energía umbral de detección más baja, como ya se comentó en el apartado anterior.

También encontramos en HEGRA un detector Geiger de muones. Consiste en 17 torres distribuidas en un area de unos 100$\times$130 m^2, que registran la trayectoria de muones con energía superior a 300 MeV. Asímismo, se encuentran situados en el emplazamiento de HEGRA diez módulos con cámaras de deriva del proyecto CRT (*Cosmic Ray Tracing*), y tres telescopios de luz ultravioleta del proyecto CLUE (*Čerenkov Light Ultraviolet Experiment*), que constan de un espejo parabólico de 1.8 m de diámetro y una cámara de gas fotosensible en su plano focal. Ambos tipos de detectores trabajan en el ultravioleta, por lo que la luz del cielo nocturno no les afecta en absoluto (pueden realizar observaciones incluso en noches de Luna llena).

Por último encontramos los telescopios de luz Čerenkov. Actualmente se encuentran operativos un primer prototipo, de montura ecuatorial y una cámara de 137 pixeles, un segundo prototipo de montura altazimutal y una cámara de 67 pixeles, y tres telescopios más, semejantes a este segundo prototipo, con algunas mejoras en su diseño, y unas cámaras de alta resolucón de 271 pixeles cada una. Con estos telescopios se han detectado ya señales provenientes del Púlsar del Cangrejo y de Mrk 421, y se están estudiando las posibles detecciones de otras fuentes de rayos γ.

2.3 El proyecto *The MAGIC Telescope*

Quizá uno de los proyectos más ambiciosos en el campo de la detección y el estudio de fuentes astrofísicas de rayos gamma sea el proyecto denominado **The MAGIC Telescope** (*M*unich *A*dvanced *G*amma *I*maging *C*herenkov Telescope), en el que el autor esta trabajando desde su mismo comienzo en el ambito de la simulación. Es en el marco de este proyecto en el que se integra el trabajo realizado durante este último año, siendo esta tesina su primer fruto.

El proyecto consiste en el diseño, construcción y explotación científica de un telescopio Čerenkov de 17 m de diámetro, basándose en la montura de un horno solar ya en desuso, para la observación de la radiación γ cósmica. El objetivo principal es cubrir el rango de energías entre los 10 y los 200 GeV, rango que queda a medio camino entre el límite superior de observación de los satélites y el límite inferior de los actuales detectores en tierra. Además de poseer una superficie colectora inmensa, incorporará las últimas tecnologías como óptica activa, construcción en material ligero para conseguir una alta velocidad de posicionamiento, camara sensible a la franja roja e infrarroja del espectro y nuevos detectores de alta eficiencia cuántica (QE). En particular, los estudios de investigación y desarrollo de los nuevos detectores serán aplicables a corto plazo en otros campos de la investigación, como la medicina [3].

2.3.1 Diseño básico: el *MTD 96*

El diseño básico actual, denominado **MTD 96** (*M*odel *T*elescope *D*esign 96), se encuentra integrado por los elementos que aparecen en la tabla 2.1. Básicamente es un espejo parabólico segmentado, formado por pequeños espejos esféricos, de unos 34 a 36 m de radio de curvatura. El conjunto resultante posee una distancia focal de unos 17 m. El diseño mecánico del sistema ha sido reproducido en los programas de procesado de la librería de cascadas atmosféricas, como comprobaremos más adelante.

Geometría global	Octogonal (17 m ⊘)
Área global	239 m^2
Forma global	Paraboloide
Distancia Focal	17 m
Espejos individuales	49.5×49.5 cm^2
Numero de espejos completos (cuadrangulares)	936
Numero de medios espejos (triangulares)	40
Supeficie reflectora total	236 m^2
Distancia de enfoque (posición de fuente puntual)	10 km s.n.m.
Rango angular del telescopio: Azimut	400° en ϕ
Ángulo Zenital	(-80°,115°) en θ
Masa móvil	$\leq$ 30 tons
Sombra de la estructura sobre el espejo	$\leq$ 4 m^2
Precisión del seguimiento	$\sim$ 0.01°
Control de la mecánica de seguimiento (S.E.)	0.02°
Videocontrol de la posicion de la cámara	
relativa a la de una estrella de $\geq$ 11 mag	$\leq$ 0.02°
Tiempo de posicionamiento	
Para el 70% del cielo	$<$ 30 s
Para cualquier punto del cielo	$<$ 1 min
Parametros de estabilidad	
Deformación del espejo($\Delta\theta$=180°)	$<$ 2 mm
Dispersión de enfoque para cada espejo	$<$ 5 mm
Dispersión de enfoque global	$<$ 8 mm
Resistencia al viento	
Cualquier posición estable	hasta 70 km/h
Posición de resistencia mínima	$\geq$ 160 km/h

Tabla 2.1: Parámetros del diseño del telescopio MAGIC MTD 96

Parte II

Simulación de cascadas atmosféricas

Capítulo 3

Simulación de cascadas atmosféricas

Para el estudio del comportamiento del detector *MAGIC* es preciso la creación de una biblioteca de cascadas atmosféricas de rayos γ y rayos cósmicos. Con este fin se desarrollan códigos para computadora, los cuales aplicando técnicas de simulación y de Monte Carlo, permiten el estudio de las cascadas producidas por diferentes tipos de partículas, con diferentes estructuras atmosféricas, para detectores situados a diferentes alturas sobre el nivel del mar, etc. A continuación veremos someramente cual es el tipo de información que nos proporciona cualquiera de estos códigos existentes.

3.1 Observables de las cascadas

Cualquiera de los códigos utilizados nos dará como resultado de nuestro análisis una cierta cantidad de partículas o densidad de partículas a una cierta distancia de la posición del *core* (núcleo) de la cascada en el nivel de observación. Esto para cada tipo de partícula, en general. Esto nos permite la medida (o el muestreo) de ciertas magnitudes, directa o indirectamente, que nos aportan mayor información acerca de la cascada. Ejemplos de estas magnitudes o distribuciones de magnitudes son los siguientes:

Distribución longitudinal

Es el número de partículas que nos podemos encontrar a una profundidad atmosférica dada. Este valor alcanza su máximo a una profundidad X_{max}, que depende del tipo de primario y de su energía. El desarrollo longitudinal viene dominado principalmente por la componente electromagnética de la cascada. La variación de X_{max} con la energía es muy lento, de manera lineal con el

$\log E$. A partir de la profundidad dada por X_{max} las pérdidas de energía por ionización se vuelven más importantes que los procesos multiplicativos, de manera que el número de partículas disminuye rápidamente.

Distribución lateral

Se le da ese nombre a la variación de la densidad de partículas cargadas en un plano perpendicular a la cascada, en función de la distancia al eje de la misma. En particular, se suele llamar así a la distribución obtenida al nivel del observador o experimento. La distribución lateral viene dominada por el *scattering multiple* de los electrones, ya que la parte electromagnética suele ser la dominante en el desarrollo de la cascada. En el caso de los electrones, la distribución lateral puede parametrizarse mediante la *fórmula NKG*

$$\rho_e(r) = \frac{N_e}{r_M^2} f\left(s, \frac{r}{r_M}\right)$$

$$f\left(s, \frac{r}{r_M}\right) = \left(\frac{r}{r_M}\right)^{s-2} \left(1 + \frac{r}{r_M}\right)^{s-4.5} \frac{\Gamma(4.5-s)}{2\pi\Gamma(s)\Gamma(4.5-2s)}$$

con

$$N_e = \int_0^\infty 2\pi r \rho_e(r) dr$$

donde s es el *parámetro de la edad* y r_M el radio de Molière (~ 79 m a nivel del mar, ~ 106 m a nivel de HEGRA). El parametro de la edad está relacionado con el estado de evolución de la cascada, siendo mayor cuando el máximo del desarrollo de la cascada se encuentra más alejado del nivel de observación. La fórmula NKG también puede utilizarse para parametrizar la distribución lateral de los fotones secundarios, pero se obtiene un valor del parametro de la edad s ligeramente diferente. Nótese que la función NKG no depende en primera aproximación de la profundidad atmosférica del nivel de observación, y que las desviaciones sistemáticas que se puedan dar en la forma de la función debido a variaciones de s o N_e son pequeñas. Sin embargo, se debe tener presente que esta fórmula pretende representar el desarrollo *medio* de una cascada atmosférica, y que las fluctuaciones en torno a este desarrollo medio pueden ser grandes.

Distribución lateral de luz Čerenkov

También es interesante el estudio de la distribución lateral de luz Čerenkov. Ésta se puede parametrizar utilizando una expresión del tipo

$$\rho_c(r) = A \exp(-r/r_0)$$

en un intervalo de 30 a 100 m, aproximadamente, donde $\rho_c(r)$ es la densidad de luz Čerenkov a una distancia r del eje de la cascada, y r_0 el llamado *radio de luz*, que es una medida de la pendiente de la distribución lateral, siendo inversamente proporcional a la profundidad X_{max}.

A unos 125 m del punto de intersección entre el eje de la cascada y el nivel de observación (denominado de ahora en adelante *core*) la distribución lateral de luz Čerenkov tiene un máximo más o menos pronunciado (dependiendo de la energía del primario), formado por simple concentración de la luz Čerenkov, emitida por las partículas cargadas a lo largo de su trayectoria en la cascada, producida por las diferencias en la dispersión que sufre la luz y las propias partículas a diferentes profundidades.

3.2 El código CORSIKA

La simulación de las cascadas atmosféricas se ha realizado utilizando la versión 4.50 del programa CORSIKA [4] (*COsmic Ray SImulation for KAskade* [5]). El programa está formado por una serie de módulos, o subrutinas, codificados en Fortran77[1], para la simulación por métodos de Monte-Carlo de la evolución de una cascada de partículas en la atmósfera [6]. El programa puede ser ejecutado en una amplia variedad de plataformas. Permite la simulación de interacciones y desintegraciones de núcleos, hadrones, muones, electrones y fotones en la atmósfera, hasta energías de 10^{17} eV. Como resultado se obtiene el tipo, energía, posición y dirección de las partículas secundarias generadas.

El programa CORSIKA consiste básicamente en 4 partes: la primera se encarga de las operaciones de entrada–salida del programa; la segunda trata las interacciones hadrónicas de núcleos y hadrones con energías por encima de 80 GeV; la tercera parte se encarga de las reacciones hadrónicas a energías por debajo de los 80 GeV; y la cuarta parte describe las interacciones de los electrones, positrones y fotones.

Respecto de las interacciones hadrónicas, CORSIKA contiene varias rutinas correspondientes a modelos de interacción, que pueden ser activados o desactivados, con la correspondiente variación de precisión y tiempo de computación. Para hadrones de alta energía se puede utilizar o bien el modelo DPM (*Modelo de Partones Duales*), que trata de reproducir distribuciones cinemáticas medidas o predichas por la teoría, o bien el programa VENUS para la simulación de colisiones de iones pesados ultra-relativistas, con una

[1] En el momento de escribir este trabajo de investigación, ha salido al mercado la versión 5.2 del programa CORSIKA. Es probable que esta versión ya se encuentre disponible en Fortran 90.

detallada simulación de la creación, interacción y fragmentación de cuerdas de color. Para hadrones de baja energía se pueden utilizar simplemente rutinas basadas en los modelos isobar y *fire-wall*, o utilizar el código GHEISHA, hasta unos cientos de GeV.

Las interacciones electromagnéticas han de ser tratadas con el código EGS4, siguiendo cada partícula y sus reacciones explícitamente, o utilizando la fórmulas NKG analíticas para obtener las densidades de electrones en ciertas posiciones y el número total de electrones el los dos niveles de observación más bajos (CORSIKA admite hasta 10 niveles de observación diferentes).

CORSIKA permite también la generación de la luz Čerenkov producida por las partículas cargadas ultrarelativistas en la atmósfera. Asimismo, permite el seguimiento de neutrinos y anti–neutrinos electrónicos y muónicos, así como la simulación de cascadas prácticamente horizontales. A todas estas capacidades de CORSIKA, en su version estándar, se le ha añadido una mejora en el seguimiento del *scattering* multiple de los muones y la utilización de una región circular como “objetivo” de los fotones (en lugar de una red de dispositivos cuadrangulares).

CORSIKA utiliza como vía de acceso de los párametros de la simulación un fichero de entrada, un ejemplo del cual puede verse en la figura 3.1. Tras la simulación se obtinene uno o varios ficheros de salida con la información de las partículas de cada cascada, y una salida, por pantalla o a un fichero, que nos muestra información que el sistema ha estado calculando en el transcurso del proceso..

```
RUNNR   1                             number of run
EVTNR   1                             number of first shower event
NSHOW   100                           number of showers to generate
PRMPAR  1                             particle type of prim. particle
ESLOPE  -2.5                          slope of primary energy spectrum
ERANGE  100.E0  100.E0                energy range of primary particle
THETAP  0.  0.                        range of zenith angle (degree)
PHIP    0.  0.                        range of azimuth angle (degree)
SEED    143   1   0                   seed for 1. random number sequence
SEED    222   1   0                   seed for 2. random number sequence
SEED    371   1   0                   seed for 3. random number sequence
ELMFLG  T   T                         em. interaction flags (NKG,EGS)
OBSLEV  0.E2                          observation level (in cm)
ARRANG  0.                            rotation of array to north
FIXHEI  0.  0                         first interaction height & target
FIXCHI  0.                            starting altitude (g/cm**2)
MAGNET  20.0  42.8                    magnetic field centr. europe
HADFLG  0  0  0  0  0  0              flags for hadr. interaction
GHEISH  T                             use gheisha for low energy hadrons
VENUS   F                             use venus for high energy hadrons
ECUTS   0.3  0.3  0.003  0.003        energy cuts for particles
MUADDI  T                             additional info for muons
LONGI   T  20.  T                     longit.distr. & step size & fit
MAXPRT  10000                         max. number of printed events
ECTMAP  1.E4                          cut on gamma factor for printout
STEPFC  1.0                           mult. scattering step length fact.
DEBUG   F  6  F  1000000              debug flag and log.unit for out
VENDBG  0                             venus debug option
DIRECT  ./                                                   directory
CWAVLG  300.  600.                    Cherenkov wavelength band
CSCAT   1  0.E2 0.E2                  scatter Cherenkov events
CERSIZ  1.                            bunch size Cherenkov photons
CERFIL  T                             Cherenkov output to extra file
CERTEL  1                             Number of Cherenkov telescopes
        0. 0. 0. 0. 0. 20000. 1700.   Location and size of each CT
EXIT                                  terminates input
```

Figura 3.1: Ejemplo de fichero de parámetros de CORSIKA

Capítulo 4

Desarrollo de la simulación

Para la generación de la biblioteca de cascadas y su posterior análisis, así como para la simulación detallada del detector *MAGIC* se han seguido los criterios que se detallarán en este capítulo. Se ha utilizado el código CORSIKA [4], en su versión 4.50. Este código ha sido desarrollado en Karlsruhe para su experimento KASKADE [5]. Esta preparado para la generación de cascadas con todo tipo de primario, y para la generación de luz Čerenkov por las partículas cargadas [2].

En su versión original CORSIKA está diseñado para generar cascadas, cuyos subproductos (tanto partículas como luz Čerenkov) serán muestrados en casetas rectangulares situadas en un area que el propio usuario determina, y espaciadas unas de otras dando lugar a una formación regular de detectores. Como nuestro propósito era estudiar el comportamiento de un telescopio, y por tanto de un solo detector, fue necesario modificar el código para contemplar esta posibilidad. Esto redundó en una mayor discriminación de los fotones que al sistema le interesaban (puesto que eran los que iban a ser detectados), y por tanto en una reducción del tiempo de proceso por cascada. Asimismo se realizaron modificaciones para contemplar de un modo más fiable la generación de fotones Čerenkov por muones, punto éste que carecía del debido tratamiento en el código original.

Con el fin de obtener el máximo de información aprovechable para nuestra empresa, tuvimos que tener en cuenta todos y cada uno de los fotones de luz Čerenkov individuales que la cascada generaba y nuestro telescopio iba a detectar. Esto implica una multiplicación del tiempo de cálculo enorme. CORSIKA originalmente genera los fotones Čerenkov en "paquetes" de unas cuantas decenas, dada la inmensa cantidad de fotones de esta clase que se generan en una cascada. De este modo el tiempo de cómputo se reduce muy apreciablemente. Sin embargo nosotros queríamos hacer hincapié en el aspecto óptico del telescopio, por lo cual nos interesaba seguir cada fotón

Dato	Significado
x	Coordenada X de la posición respecto del *core*
y	Coordenada Y de la posición respecto del *core*
t	Tiempo de su generación, respecto de la primera interacción
h	Altura a la que se generó (sobre el nivel del mar)
u	Coseno director de la trayectoria respecto del eje X
v	Coseno director de la trayectoria respecto del eje Y
λ	Longitud de onda del fotón generado

Tabla 4.1: Datos de los fotones Čerenkov generados por CORSIKA grabados a disco.

individual que entraba en el sistema. De este modo, registramos todos y cada uno de los fotones Čerenkov que entraban en nuestro telescopio.

Para cada uno de los fotones grabamos la información que aparece en la tabla 4.1. El rango de longitudes de onda utilizado es 300–600 nm. Se han generado cascadas producidas por rayos γ y protones, y en un futuro se generarán y analizarán cascadas de primarios hadrónicos más pesados (He, O, N, Fe). La distancia del *core* de cada cascada al telescopio se ha generado aleatoriamente, haciéndola variar en el rango 0–350 m. Los protones, los cuales en la realidad llegan isotrópicamente, se han generado haciendo variar su dirección aleatoriamente, en el rango $0°$–$4°$ respecto de la dirección en que apunta el telescopio, mientras que los fotones se han generado en la dirección en que apuntaba el mismo.

Aunque se han generado muchas más cascadas de las utilizadas en este trabajo, nuestras bibliotecas de sucesos para rayos γ y protones se componen de las cascadas que aparecen en las tablas 4.2 y 4.3.

4.1 Fase *pre*-detector

La fase *pre*-detector comprende tres partes: la generación misma de la cascada, por parte del programa CORSIKA; la eliminación de los fotones Čerenkov que no vayan a ser detectados (no caigan en el radio de acción del telescopio); y los efectos de absorción atmosférica a tener en cuenta. El segundo punto ha sido implementado por nuestra parte en el programa CORSIKA, mientras que el primero es el código en sí mismo. Respecto del tercer punto, la absorción atmosférica, hay que decir que se ha tenido en cuenta a posteriori, simplemente con el fin de tener en un primer momento

Energía	Número de cascadas	Energía	Número de cascadas
10 GeV	32367	80 GeV	5390
20 GeV	26466	100 GeV	4184
30 GeV	19228	150 GeV	4770
40 GeV	14056	250 GeV	1896
50 GeV	11522	500 GeV	310
60 GeV	10577	1 TeV	738

Tabla 4.2: Número de cascadas analizadas de la biblioteca de fotones.

Energía	Número de cascadas	Energía	Número de cascadas
40 GeV	10140	250 GeV	5404
80 GeV	13226	500 GeV	2334
100 GeV	3186	1 TeV	668
150 GeV	6814		

Tabla 4.3: Número de cascadas analizadas de la biblioteca de protones.

todos y cada uno de los fotones generados por la cascada.

Los efectos atmosféricos que se han tenido en cuenta son los siguientes:

- Difusión Rayleigh (*Rayleigh Scattering*): Este proceso se puede esquematizar mediante la reacción:

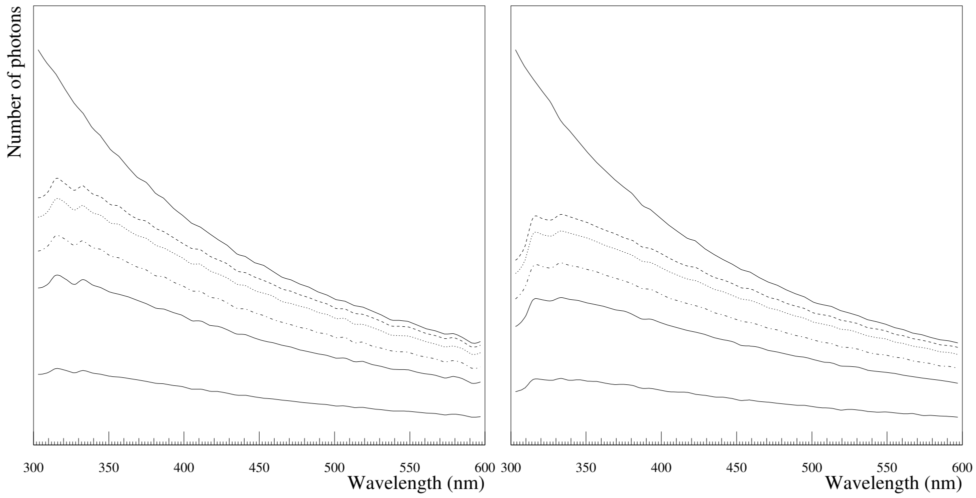
  $$\gamma + \text{molécula de aire} \quad \longrightarrow \quad \gamma + \text{molécula de aire}$$

  La sección eficaz del proceso tiene una dependencia muy fuerte con la longitud de onda:

  $$\frac{d\sigma}{d\Omega} \propto \frac{1}{\lambda^4}$$

  Este proceso tiene una dependencia muy débil con el ángulo zenital, siendo por tanto importante a todos los ángulos de emisión.

- Dispersión por aerosoles (*Mie Scattering*): Es muy complejo. Tiene una gran dependencia con el ángulo de dispersión, así como con la forma y tamaño del aerosol y con la constante dieléctrica. Esto hace que su



(a) 1 TeV Gamma shower (b) 40 GeV Gamma shower

Figura 4.1: Absorción espectral de la luz Čerenkov. Se muestra el espectro de luz Čerenkov a través de los diferentes pasos de la simulación para rayos γ de 1 TeV y 40 GeV.

efecto varie a diferentes altitudes, con la composición de los agentes contaminantes, y con la variación de las condiciones atmosféricas. Por ello se hace necesario que las condiciones del lugar de observación sean óptimas. La dependencia de la dispersión por aerosoles con la longitud de onda es practicamente nula.

- Absorción de la luz ultravioleta por parte del Ozono.

En la figura 4.1 se puede ver el comportamiento del espectro de luz Čerenkov según se van desarrollando las diferentes etapas de la simulación del detector. En particular, la primera curva por debajo del espectro Čerenkov original es el espectro después de la absorción atmosférica, teniendo en cuenta los efectos descritos.

4.2 Simulación del detector *MAGIC*

La simulación del detector se ha dividido en dos partes bien diferenciadas: por un lado, la *recolección* de los fotones Čerenkov en la camara de *MAGIC*, y por otro la generación de las imágenes en sí mismas.

Simulación "física" del detector

Esta parte de la simulación del detector comprende los siguientes puntos:

- Reflexión especular de los fotones en el espejo teselado.
  Se han utilizado algoritmos de trazado de rayos para la reflexión de los fotones en cualquiera de los 920 miniespejos de 49×49 cm^2 que forman el espejo teselado del detector simulado. Se ha tenido asimismo en cuenta un factor de reflexión del 85%, el cual viene de mediciones realizadas con ejemplares reales en el Max-Planck-Institut de Munich. Por supuesto, al realizar la reflexión por trazado de rayos estamos teniendo en cuenta todas las posibles aberraciones que se puedan dar en el sistema. Asimismo, tendremos pérdidas de luz debido a fotones reflejados en los espejos, pero que no lleguen a la cámara, o fotones que se pierden entre los pequeños espacios vacios entre los espejos.

- Colección de los fotones en los dispositivos detectores.
  Para la simulación se han utilizado dos tipos de dispositivos: fotomultiplicadores del tipo EMI 9385-A Bialkali, y células IPD de Intevac modificadas (*Intensified Photo-Diode*). En la figura 4.2 se pueden ver las diferentes eficiencias cuánticas que poseen estos dos dispositivos, en nuestro rango de detección. El dispositivo utilizado para todos los cálculos aquí presentados fue el IPD. Para el fotomultiplicador se simuló su curva de eficiencia cuántica, mientras que para el IPD se supuso un valor constante medio del 45%, lo cual se acerca mucho a la realidad en el rango que nos ocupa 300–600 nm.

- Eficiencias por guias de luz y colección del primer dinodo.
  Respecto a las guias de luz utilizadas en el sistema, se han realizado medidas y se estima un factor del 90% de eficiencia (p.ej. se tienen en cuenta las pérdidas en los bordes de las ventanas del dispositivo detector). También se han realizado medidas experimentales con el fin de determinar el factor de colección de los foto-electrones en el primer dinodo, y se encuentra que es también de un 90%.

Después de todos estos pasos, tenemos una *proto*-imagen en la cámara, y pasamos al segundo estadio de la simulación del detector. Ejemplos de estas imágenes podemos encontrarlos en las figuras 4.5 y 4.6.

Simulación "lógica" del detector

Una vez que tenemos la *proto*-imagen, debemos tener en cuenta que el número de foto-electrones obtenidos en cada pixel han de ser tomados como un valor

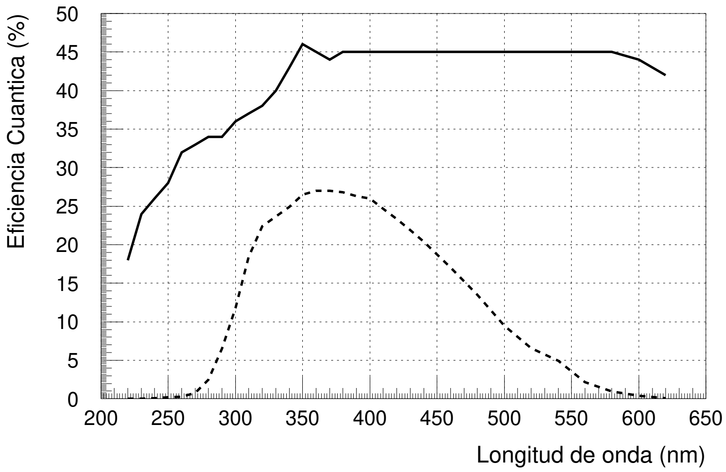


Figura 4.2: Eficiencia cuántica del EMI-9385-A (línea a trazos) y del IPD (línea continua) utilizados.

medio del valor real. Por ello recalculamos con este número un nuevo valor que tenga en cuenta las dispersiones estadísticas. Asímismo, hemos de añadir a la imagen la luz del cielo nocturno que está observando también, en todo momento, nuestro detector. Las medidas realizadas [7] muestran un valor para la luz del cielo nocturno en el lugar en el que se realiza la simulación de:

$$I = (1.7 \pm 0.4) \cdot 10^{12}\, fotones/m^2 ssr$$

Dado el comportamiento de los dispositivos detectores utilizados, estimamos un valor medio de $\sim$3 ph.e^{-}s/pixel/suceso. Puesto que este es un valor medio, y la medida se puede suponer con carácter poissoniano, se calcula el efecto de la luz del cielo nocturno a partir de este valor medio para cada pixel utilizando una distribución de Poisson.

En este momento tenemos en nuestra cámara una imagen que simula la manera en que *MAGIC* verá la emisión Čerenkov de una cascada atmosférica. A continuación hemos de aplicar la condición de **trigger**: si la cumple, la cascada es detectada y registrada. Nuestra condición de trigger viene expresada de la siguiente forma

> *Existencia de un grupo empaquetado de al menos cuatro pixeles con carga igual o superior a* q_0

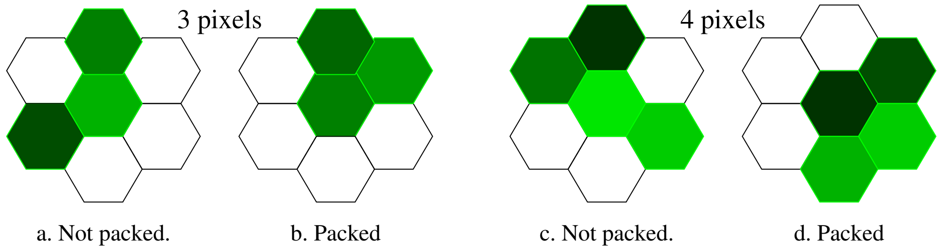


Figura 4.3: Ilustración de lo que significa un *grupo empaquetado*.

La denominación "grupo empaquetado" viene ilustrada en la figura 4.3. El término q_0 es el umbral para cada pixel, y se ha fijado para este trabajo en 7 ph.e$^-$s.

4.3 Fase *post*-detector

Tras la simulación del detector lo que tenemos básicamente es un conjunto de sucesos representados por sus imágenes, con todos los posibles efectos debidos a fluctuaciones, incluída la luz de fondo del cielo nocturno.

El siguiente paso es el análisis de estas imágenes. Para su análisis se procede primero a una "limpieza" de las mismas: para ello, se realiza un corte que representa la puesta a cero de los píxeles cuyos valores se encuentren por debajo de cierto umbral T_c. A esto se le denomina "corte de cola" (*Tail-Cut*). En nuestro caso estudiamos diferentes valores de T_c, pero en este trabajo los resultados presentados son para $T_c = 10$ ph.e$^-$s.

Después de esta limpieza, nos quedamos con una imagen en la que podemos apreciar la existencia de una grupo principal de píxeles, con la posible existencia de grupúsculos satélites de éste. En general, las cascadas hadrónicas presentan una mayor cantidad de estas "islas", mientras que las producidas por rayos γ contienen una única isla. Realizamos un conteo de islas, que nos servirá posteriormente para el análisis de separación γ-hadrón.

A continuación calculamos los "parámetros de la imagen". Por parámetros de la imagen entendemos los *Parámetros de Hillas* [8], y algún otro que nosotros mismos hemos definido. Los parámetros de Hillas vienen expresados en la tabla 4.4 e ilustrados en la figura 4.4.

El cálculo de los parámetros de Hillas es sencillo, puesto que es simplemente un cálculo de segundos momentos centrales de una cierta distribución. Las fórmulas utilizadas en el cálculo son las siguientes (el índice de suma i recorre todos los píxeles, y q_i es la carga de cada píxel, siendo Q la carga

Nombre	Significado
Length	Segundo momento central según eje mayor de la elipse
Width	Segundo momento central según eje menor de la elipse
Azwidth	Proyección de Width sobre unos rotados
Alpha	Ángulo que forma el elipsoide con la línea centroide–centro cámara
Distance	Distancia del centroide de la imagen al centro de la cámara
Miss	Relación entre Alpha y Distance
Concentration	Relación de los dos primeros máximos con la carga total

Tabla 4.4: Descripción de los parámetros de Hillas

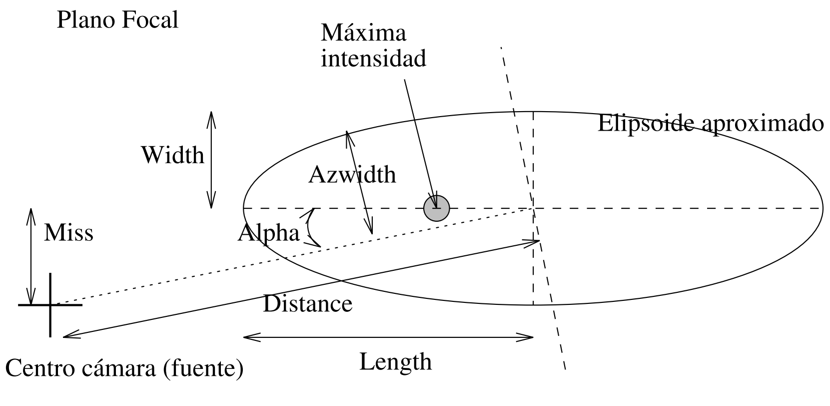


Figura 4.4: Ilustración de los parámetros de Hillas

total):

$$Q = \sum q_i$$
$$\langle x \rangle = \frac{\sum q_i x_i}{Q} \qquad \langle y \rangle = \frac{\sum q_i y_i}{Q}$$
$$\langle x^2 \rangle = \frac{\sum q_i x_i^2}{Q} \qquad \langle xy \rangle = \frac{\sum q_i x_i y_i}{Q} \qquad \langle y^2 \rangle = \frac{\sum q_i y_i^2}{Q}$$
$$\sigma_{x^2} = \langle x^2 \rangle - \langle x \rangle^2 \qquad \sigma_{xy} = \langle xy \rangle - \langle x \rangle \langle y \rangle \qquad \sigma_{y^2} = \langle y^2 \rangle - \langle y \rangle^2$$

definimos las variables auxiliares:

$$d = \sigma_{y^2} - \sigma_{x^2} \qquad z = \left(d^2 + 4\sigma_{xy}{}^2\right)^{1/2}$$
$$u = (1 + (d/z)) \qquad v = 2 - u$$

así los parametros vienen dados de la siguiente manera:

$$\langle Length \rangle^2 = (\sigma_{x^2} + \sigma_{y^2} + z)/2$$
$$\langle Width \rangle^2 = (\sigma_{x^2} + \sigma_{y^2} - z)/2$$
$$\langle Distance \rangle^2 = \langle x \rangle^2 + \langle y \rangle^2$$
$$\langle Azwidth \rangle^2 = \frac{\langle x \rangle^2 \langle y^2 \rangle - 2\langle x \rangle \langle y \rangle \langle xy \rangle + \langle x^2 \rangle \langle y \rangle^2}{\langle Distance \rangle^2}$$
$$\langle Miss \rangle^2 = \frac{1}{2}\left(u\langle x \rangle^2 + v\langle y \rangle^2\right) - \left(\frac{2\sigma_{xy}\langle x \rangle \langle y \rangle}{z}\right)$$
$$Alpha = \arcsin\left(\frac{\langle Miss \rangle}{\langle Distance \rangle}\right)$$
$$Conc = \frac{q_{max} + q_{2^\circ max}}{Q}$$

Las cascadas hadrónicas pueden tener un parámetro *Alpha* con cualquier valor de 0° a 90°, mientras que las de rayos γ han de tenerlo próximo a cero, puesto que suponemos que provienen de la fuente a que está apuntando el telescopio, y por tanto nos llegan paralelos al eje del sistema.

Para el análisis de las cascadas hemos utilizado también otros parámetros definidos por nosotros mismos. Sin embargo, su carácter experimental hacen que aún no nos sea posible determinar su potencia de discriminación en este trabajo. Se verán no obstante ejemplos de ellos en el capítulo de resultados. Entre estos parámetros cabe destacar la extensión inmediata a momentos de orden superior. En particular los terceros momentos nos darán una cierta idea de las asimetrías de la imagen, siendo más simétricas respecto del eje mayor de la imagen las cascadas de rayos γ que las hadrónicas, y teniendo una asimetría respecto de la linea perpendicular a este eje las cascadas de rayos γ que hace que la carga cercana al origen sea mayor que la lejana. Esto se denomina "diferenciación cabeza-cola", y es importante puesto que cascadas hadrónicas que apuntan hacia el centro de la cámara (es decir, con *Alpha* pequeño), podrían tener sin embargo su cabeza apuntando hacia el exterior de la camara, al contrario que las imágenes fotónicas, por lo que dispondríamos de un criterio adicional de discriminación.

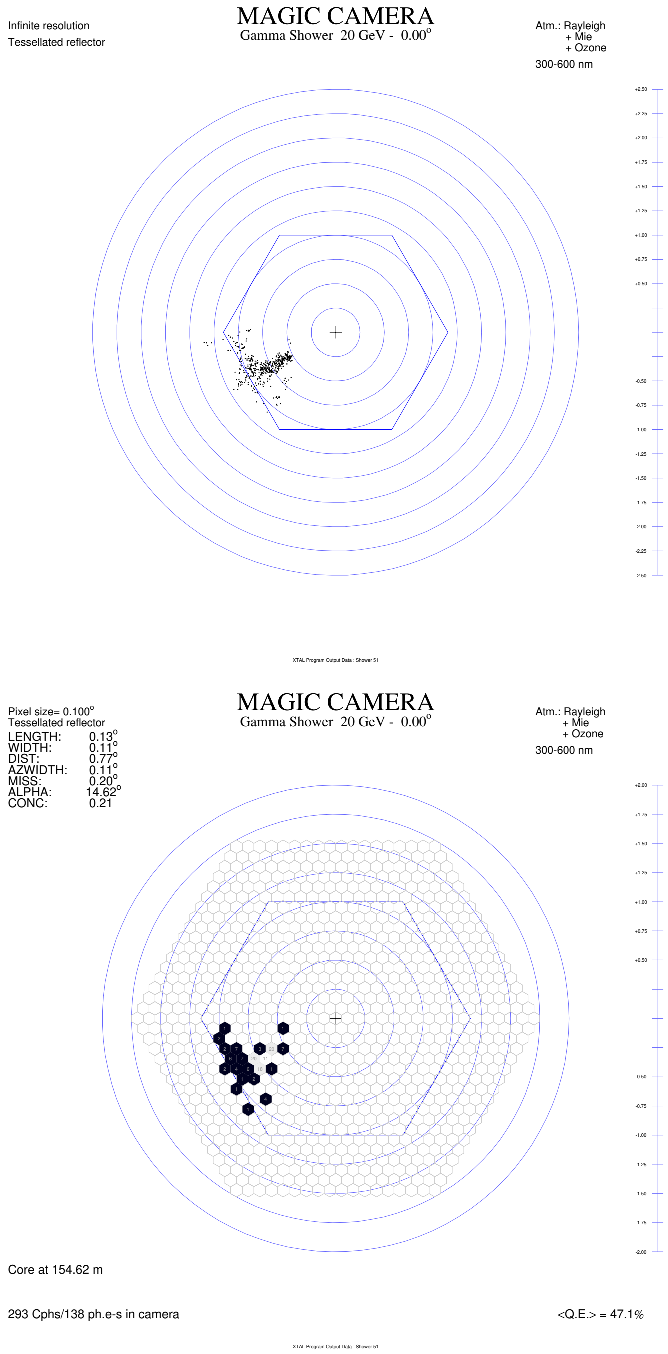
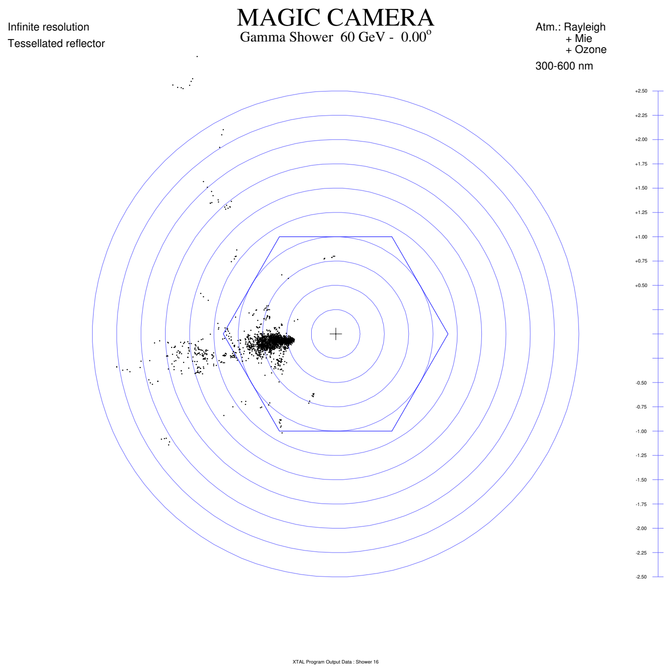
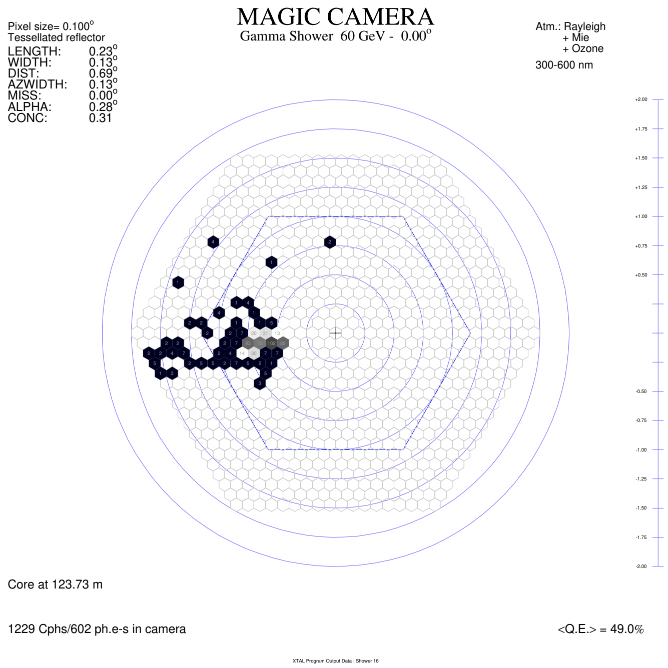
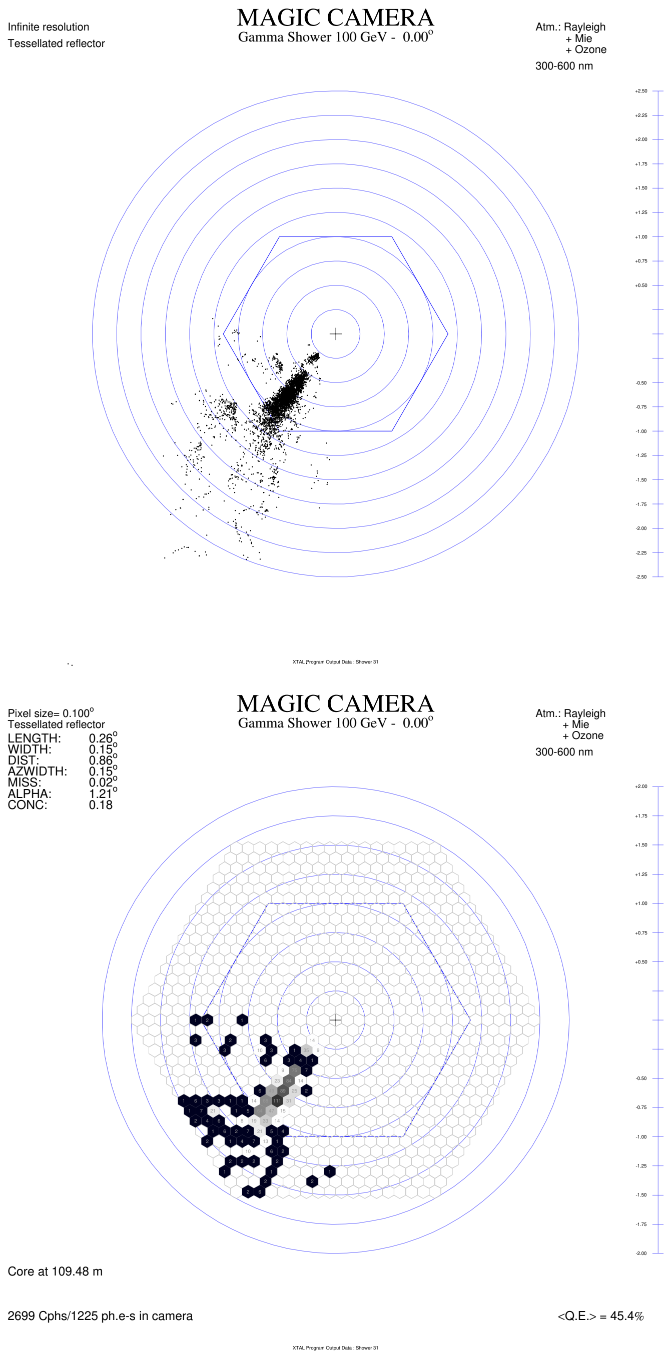


Figura 4.5: Varios ejemplos de dobles imágenes para rayos γ.
(a) 20 GeV


MAGIC CAMERA
Gamma Shower 60 GeV - 0.00°
Infinite resolution
Tessellated reflector
Atm.: Rayleigh
+ Mie
+ Ozone
300-600 nm
XTAL Program Output Data : Shower 16


MAGIC CAMERA
Gamma Shower 60 GeV - 0.00°
Pixel size= 0.100°
Tessellated reflector
LENGTH: 0.23°
WIDTH: 0.13°
DIST: 0.69°
AZWIDTH: 0.13°
MISS: 0.00°
ALPHA: 0.28°
CONC: 0.31
Atm.: Rayleigh
+ Mie
+ Ozone
300-600 nm
Core at 123.73 m
1229 Cphs/602 ph.e-s in camera
<Q.E.> = 49.0%
XTAL Program Output Data : Shower 16

(b) 60 GeV


Infinite resolution
Tessellated reflector
MAGIC CAMERA
Gamma Shower 100 GeV - 0.00°
Atm.: Rayleigh
+ Mie
+ Ozone
300-600 nm
XTAL Program Output Data : Shower 31
Pixel size= 0.100°
Tessellated reflector
LENGTH: 0.26°
WIDTH: 0.15°
DIST: 0.86°
AZWIDTH: 0.15°
MISS: 0.02°
ALPHA: 1.21°
CONC: 0.18
MAGIC CAMERA
Gamma Shower 100 GeV - 0.00°
Atm.: Rayleigh
+ Mie
+ Ozone
300-600 nm
Core at 109.48 m
2699 Cphs/1225 ph.e-s in camera
<Q.E.> = 45.4%
XTAL Program Output Data : Shower 31

(c) 100 GeV

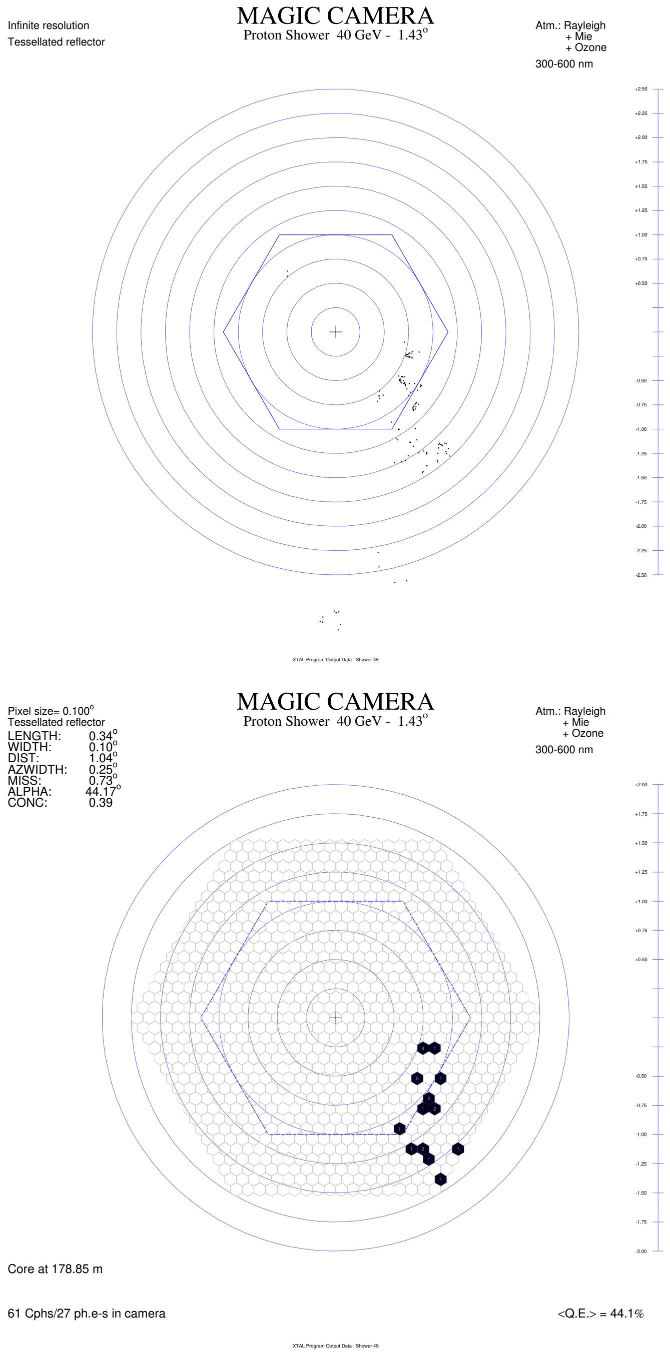
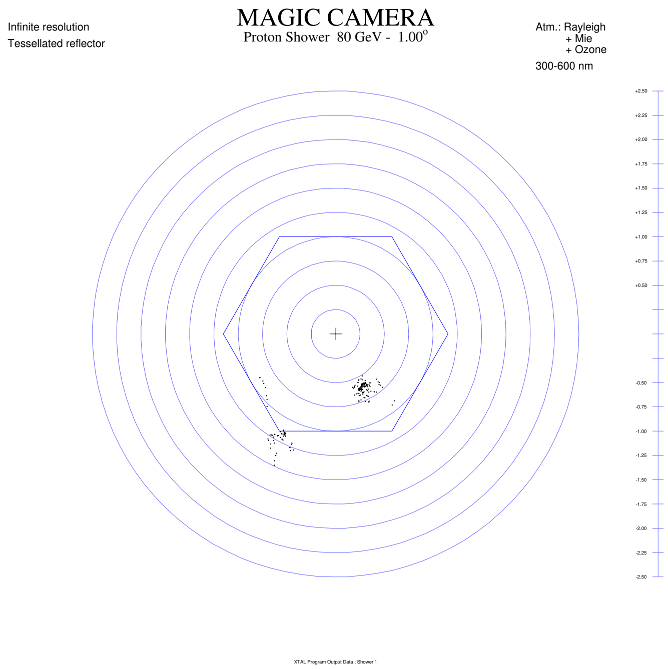
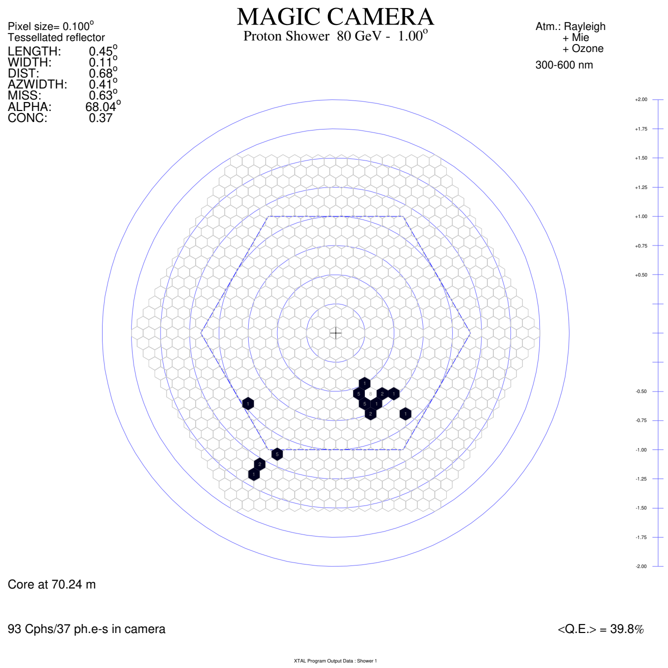
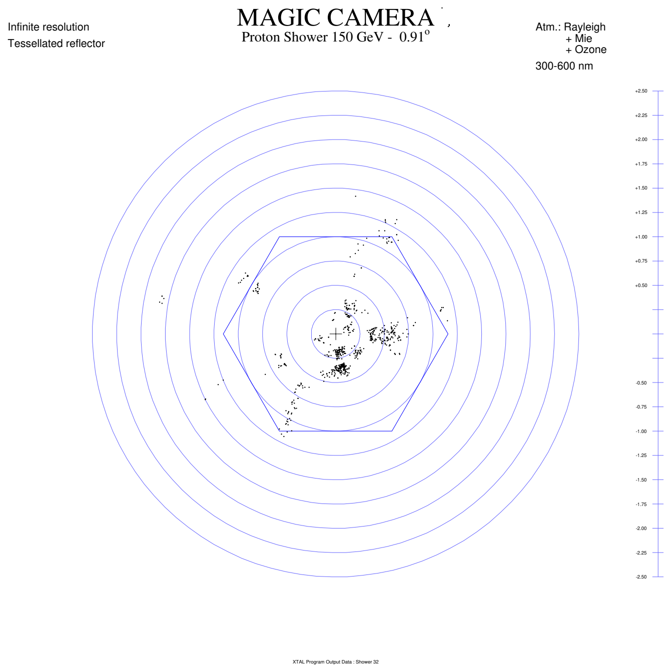


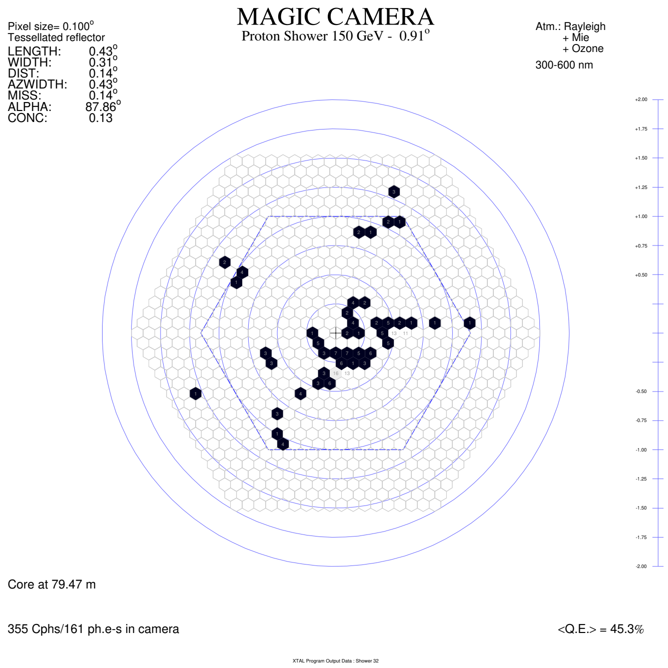
Figura 4.6: Varios ejemplos de dobles imágenes para protones.
(a) 40 GeV


MAGIC CAMERA
Proton Shower 80 GeV - 1.00°
Infinite resolution
Tessellated reflector
Atm.: Rayleigh
+ Mie
+ Ozone
300-600 nm
XTAL Program Output Data : Shower 1


MAGIC CAMERA
Proton Shower 80 GeV - 1.00°
Pixel size= 0.100°
Tessellated reflector
LENGTH: 0.45°
WIDTH: 0.11°
DIST: 0.68°
AZWIDTH: 0.41°
MISS: 0.63°
ALPHA: 68.04°
CONC: 0.37
Atm.: Rayleigh
+ Mie
+ Ozone
300-600 nm
Core at 70.24 m
93 Cphs/37 ph.e-s in camera
<Q.E.> = 39.8%
XTAL Program Output Data : Shower 1

(b) 80 GeV


MAGIC CAMERA
Proton Shower 150 GeV - 0.91°
Infinite resolution
Tessellated reflector
Atm.: Rayleigh
+ Mie
+ Ozone
300-600 nm
XTAL Program Output Data : Shower 32


MAGIC CAMERA
Proton Shower 150 GeV - 0.91°
Pixel size= 0.100°
Tessellated reflector
LENGTH: 0.43°
WIDTH: 0.31°
DIST: 0.14°
AZWIDTH: 0.43°
MISS: 0.14°
ALPHA: 87.86°
CONC: 0.13
Atm.: Rayleigh
+ Mie
+ Ozone
300-600 nm
Core at 79.47 m
355 Cphs/161 ph.e-s in camera
<Q.E.> = 45.3%
XTAL Program Output Data : Shower 32

(c) 150 GeV

Parte III

Resultados de la simulación

Capítulo 5

Resultados de la simulación

En este capítulo presentamos algunos resultados obtenidos tras el análisis de los datos simulados para el telescopio *MAGIC*. En primer lugar presentamos algunas características de las cascadas a las energías simuladas. Nos centramos por supuesto en el contenido en luz Čerenkov generada por la cascada, ya que es ésta la componente que más nos interesa. A continuación pasamos al análisis del comportamiento de *MAGIC* como detector de rayos γ y rayos cósmicos, con el estudio de eficiencias de detección a diferentes energías, áreas efectivas, etc. Posteriormente echamos una ojeada a la capacidad discriminatoria γ–hadrón.

5.1 Desarrollos longitudinales y laterales de luz Čerenkov

En primer lugar inspeccionamos los resultados que obtenemos en términos de distribuciones laterales y longitudinales de la luz Čerenkov producida por las cascadas. En primer lugar, hay que tener en cuenta que una cascada generada por un rayo gamma produce mas luz Čerenkov que una hadrónica, por lo que a la hora de comparar resultados obtenidos para rayos gamma y protones tendremos que seleccionar cascadas con contenidos en luz semejantes. En la figura 5.1 podemos ver la evolucion de la cantidad de luz (*SIZE*) para rayos gamma y protones en función de la energía. Seleccionamos por tanto cascadas de rayos gamma y de protones con cantidades equivalentes de luz. Para estas parejas se puede apreciar (en las distribuciones laterales) el *hump* en cascadas electromagnéticas, sin que su posicion varie apreciablemente con la energía.

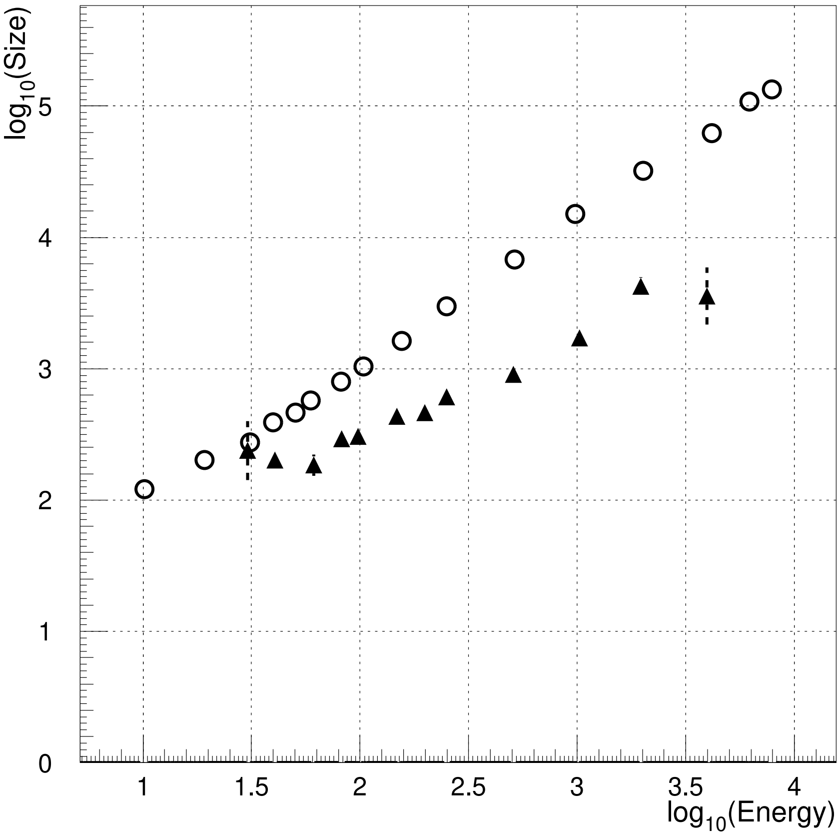


Figura 5.1: Evolución de $\langle SIZE \rangle$ para gammas (círculos) y protones (triángulos), en función de la energía del primario.

5.2 Eficiencias de detección

Pasamos al estudio de las eficiencias de detección del telescopio *MAGIC*. En las figuras 5.2 y 5.3 podemos ver la evolución de la eficiencia de detección de rayos γ y rayos cósmicos en función de la distancia del *core* al centro del telescopio.

Se puede apreciar que para energías tan bajas como 10 GeV la eficiencia de detección para rayos γ ya es del orden del 15–17%, alcanzando casi el 50% a 20 GeV. A partir de los 40–50 GeV la eficiencia sigue subiendo, ahora de manera más lenta, hasta alcanzar el 100% a partir de los 500 GeV, hasta distancias de casi 200 m del telescopio.

Sin embargo, para el caso de los protones la eficiencia es ínfima, comenzando a ser importante sólo a partir de los 250 GeV. Esto indica una eliminación natural del fondo hadrónico a la hora de la detección misma (sin entrar en análisis posteriores). Este hecho se debe principalmente a la condición de *trigger* impuesta, que hace que, por debajo de cierta energía, la escasa luz generada en cascadas hadrónicas resulte insuficiente.

Lo dicho anteriormente hace prever un gran éxito en la detección por *MAGIC* de fuentes astrofísicas de rayos γ.

5.3 Estudio del Área Efectiva

Una vez que hemos obtenido las eficiencias de detección, pasamos al cálculo del área efectiva del telescopio. En la figura 5.4 podemos ver los resultados obtenidos para rayos γ y rayos cósmicos. Hay que señalar que estos resultados tienen en cuenta el hecho de que la zona de trigger de la cámara abarca sólo un área circular correspondiente a ángulos fuera de eje en el rango -0.8°–+0.8°.

En vista de los resultados obtenidos para las eficiencias de detección, no es de extrañar que, para la zona baja del rango de energías que nos ocupa, tengamos un área efectiva dos órdenes de magnitud (o incluso tres) mayor para γ que para protones. Vemos también que ambas curvas, como es lógico, convergen a altas energías. El valor asintótico para rayos γ ronda los 110.000 m^2.

5.4 Ritmos de detección

A partir del área efectiva, y supuesto un espectro del tipo:

$$F_\gamma(E \geq E_0) = F_0 \left(\frac{E}{1TeV}\right)^{-1.5} ph/cm^2s$$

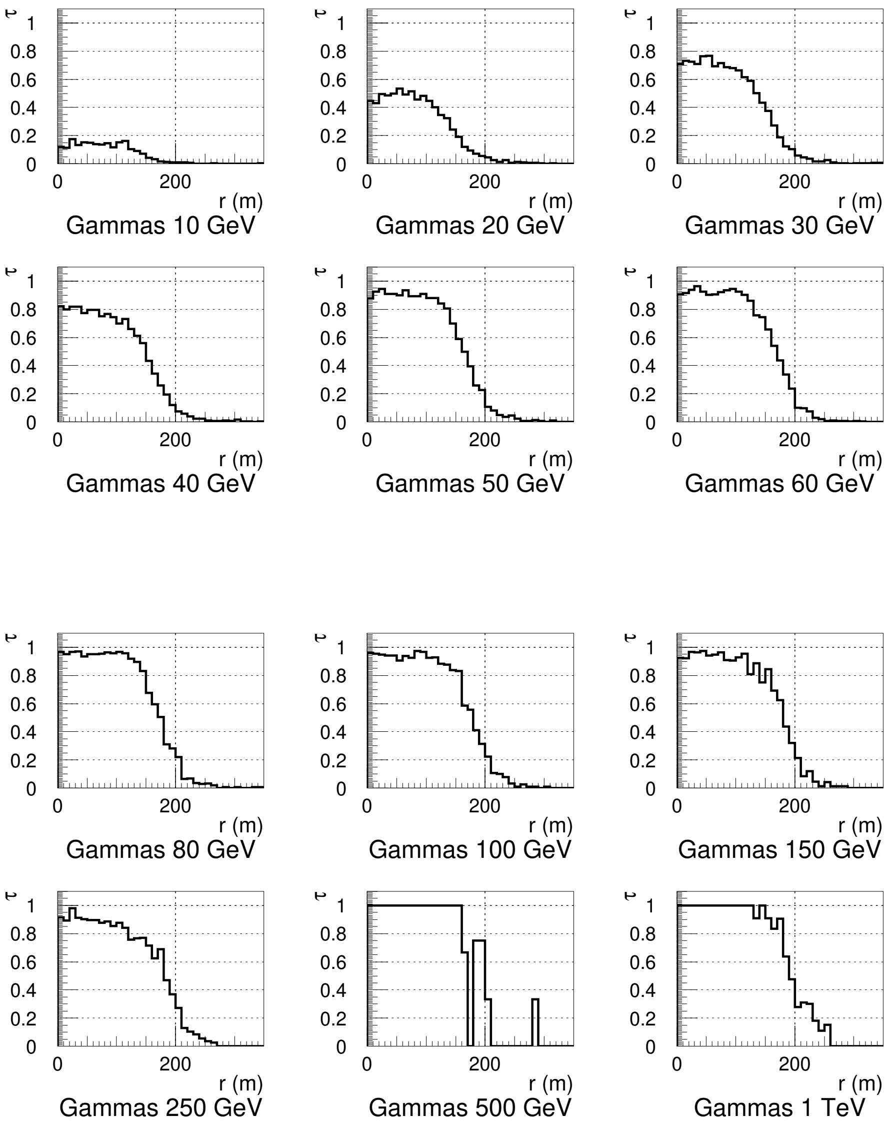


Figura 5.2: Eficiencias de detección para rayos γ, para diferentes energías de la partícula primaria.

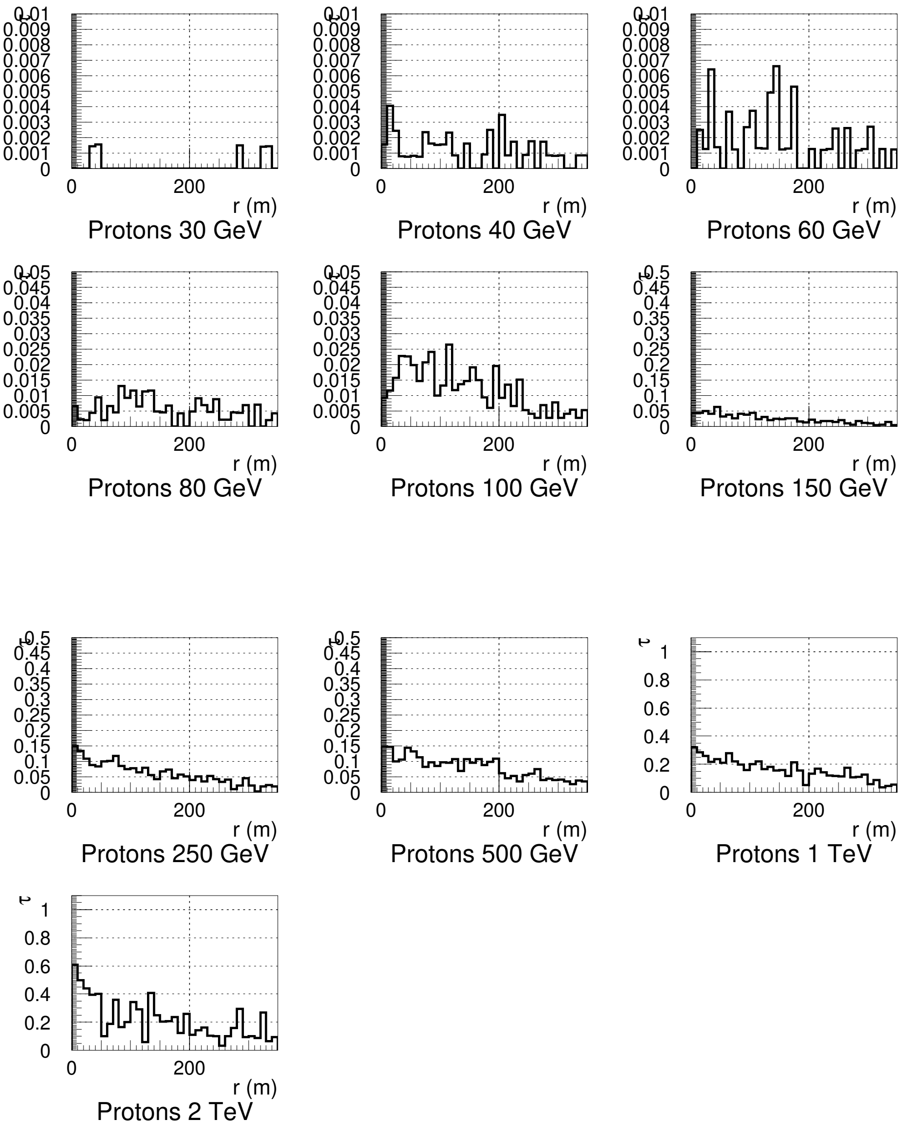


Figura 5.3: Eficiencias de detección para protones, para diferentes energías de la partícula primaria.

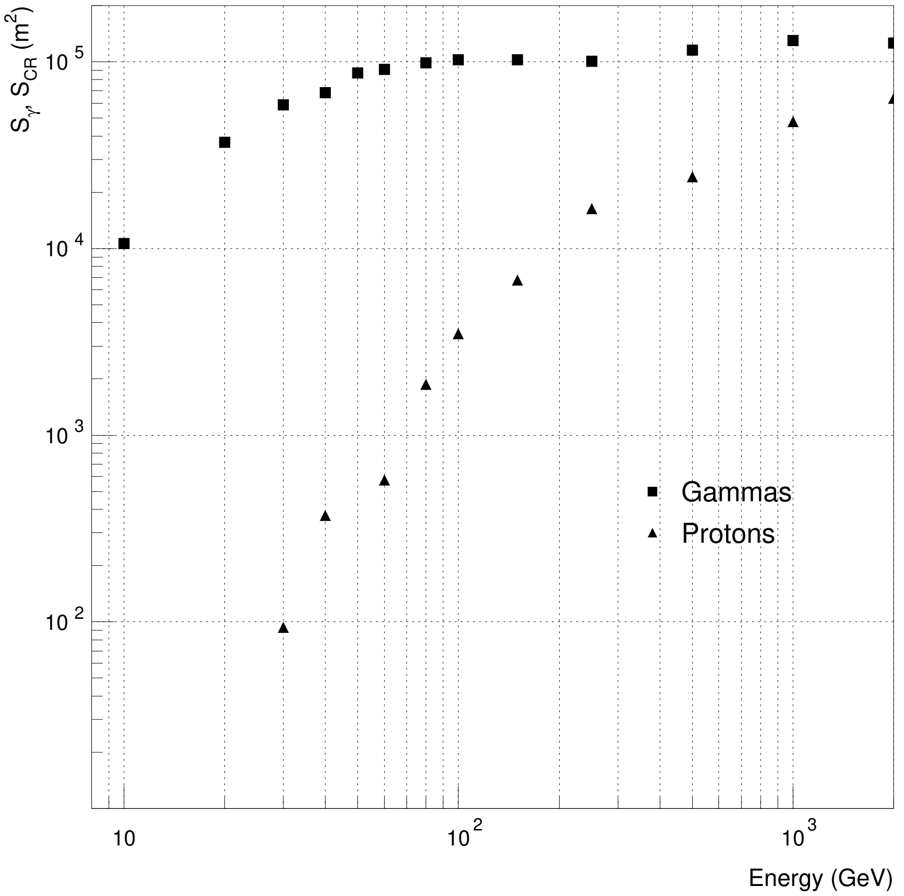


Figura 5.4: Areas colectoras efectivas para *MAGIC*, para rayos γ (cuadrados) y protones (triángulos) como primarios.

(tomado un valor de normalización $F_0 = 10^{-11}$ para $E_0 = 1$ TeV) calculamos en ritmo diferencial de detección para rayos γ. De forma paralela, y tomando un flujo diferencial para protones de:

$$\frac{dF_p}{dE} = 10.75 \cdot 10^{-2} \left(\frac{E}{1TeV}\right)^{-2.75} m^{-2} s^{-1} sr^{-1} TeV^{-1}$$

calculamos también el ritmo diferencial de detección de protones. A partir de ambos resultados para rayos γ y protones, calculamos los ritmos integrales de detección. Los resultados se presentan el las figuras 5.5 y 5.5.

De la figura 5.5 podemos extraer como resultado el hecho de que el *umbral de detección* de *MAGIC* se encuentra en torno a los 5–10 GeV (punto del máximo de la curva). Se necesitan nuevas investigaciones para obtener un resultado más preciso. Asimismo observamos que el umbral para los protones se sitúa en torno a los 60–80 GeV. En cuanto a los ritmos de detección, obtenemos unos 70 Hz para protones y unos 3.5 Hz para fotones.

5.5 Separación γ-h

Para la separación γ–hadrón, se ha procedido a un estudio de las distribuciones de algunos parámetros de la imagen. Éstas[1] se muestran en las figuras 5.7 a 5.14. Estas investigaciones aún están en curso, habiendo obtenido resultados más que optimistas en el momento de escribir este trabajo, aunque todavía lejos de ser definitivos. Sin embargo podemos decir que se prevé un *factor de calidad*[2] del análisis superior a 10 para todo el rango de energías, con una eficiencia para rayos γ de ϵ_γ=50%. (Para energías en el rango de las estudiadas por los actuales telescopios Čerenkov, el factor de calidad puede alcanzar el valor de 30.)

[1] En las figuras se muestra, entre otros, el parámetro CONC7. Éste es una extensión del tradicional parámetro CONC, habiéndose definido como $\sum_{i=1}^{7} q_i^{max}/Q$.

[2] El factor de calidad se define como

$$Q = \frac{\epsilon_\gamma}{\sqrt{\kappa_H}}$$

siendo $\epsilon_\gamma = N_\gamma^{an}/N_\gamma$ y $\kappa_H = N_H/N_H^{an}$ la eficiencia del análisis para rayos γ y el factor de supresión del fondo hadrónico debido a ese análisis, respectivamente.

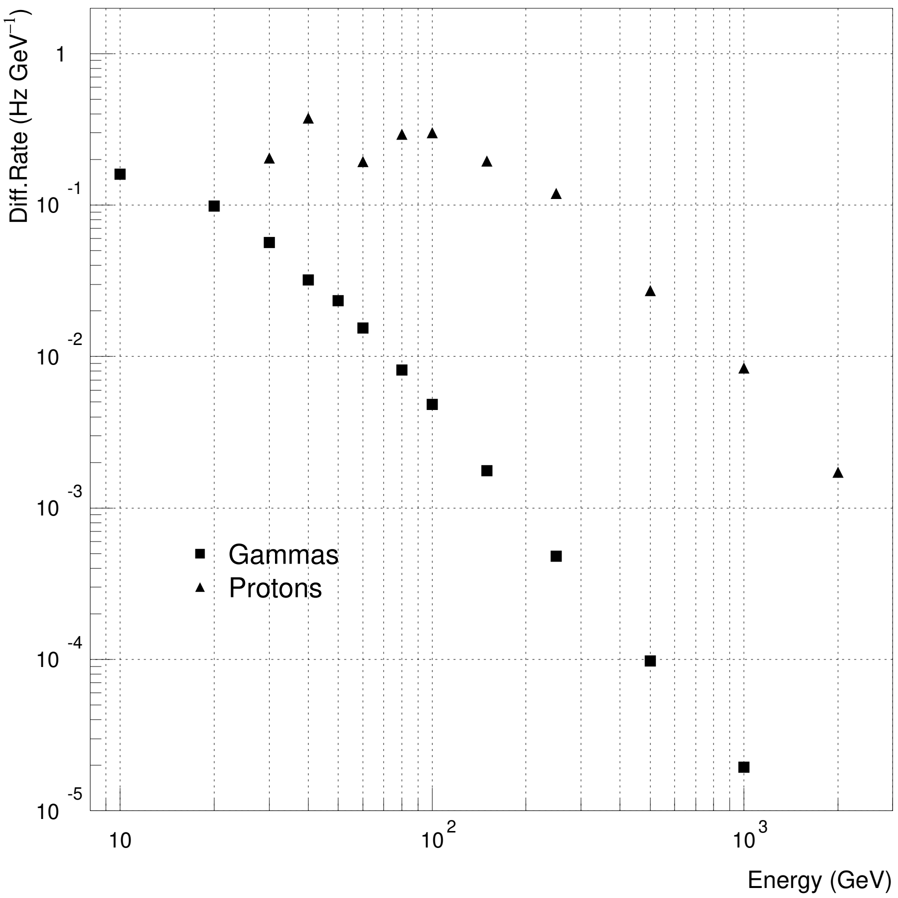


Figura 5.5: Ritmo diferencial de detección en *MAGIC*. Línea continua: rayos γ; línea discontínua: protones.

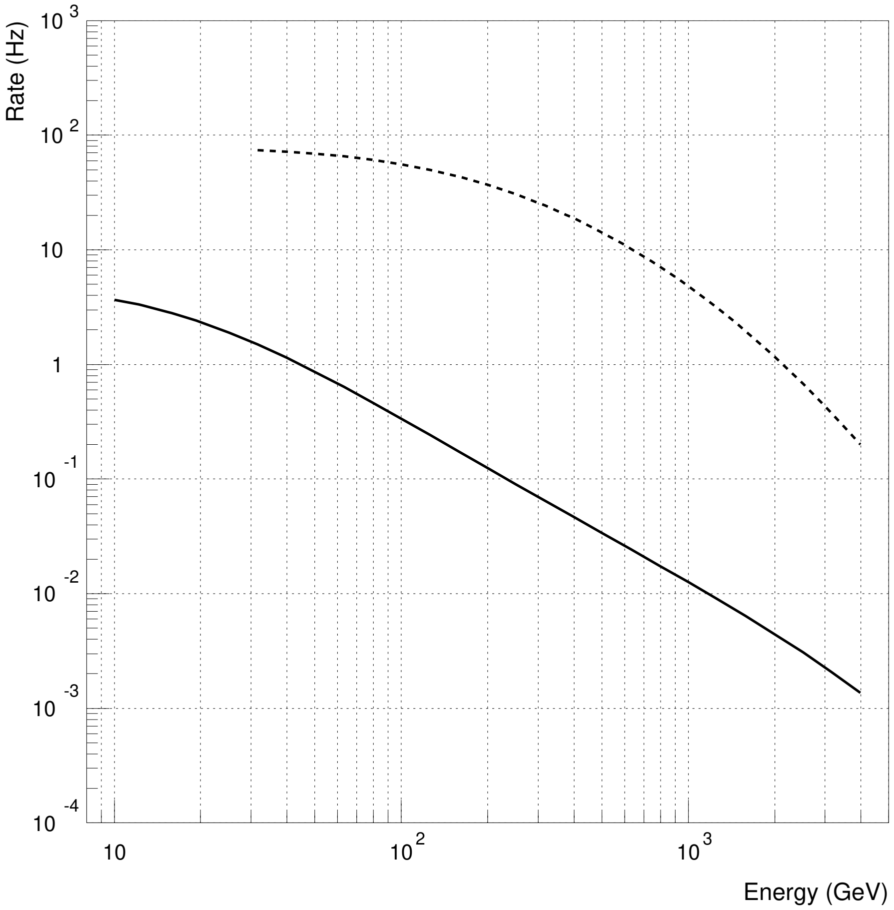


Figura 5.6: Ritmo integral de detección en *MAGIC*. Línea continua: rayos γ; línea discontínua: protones.

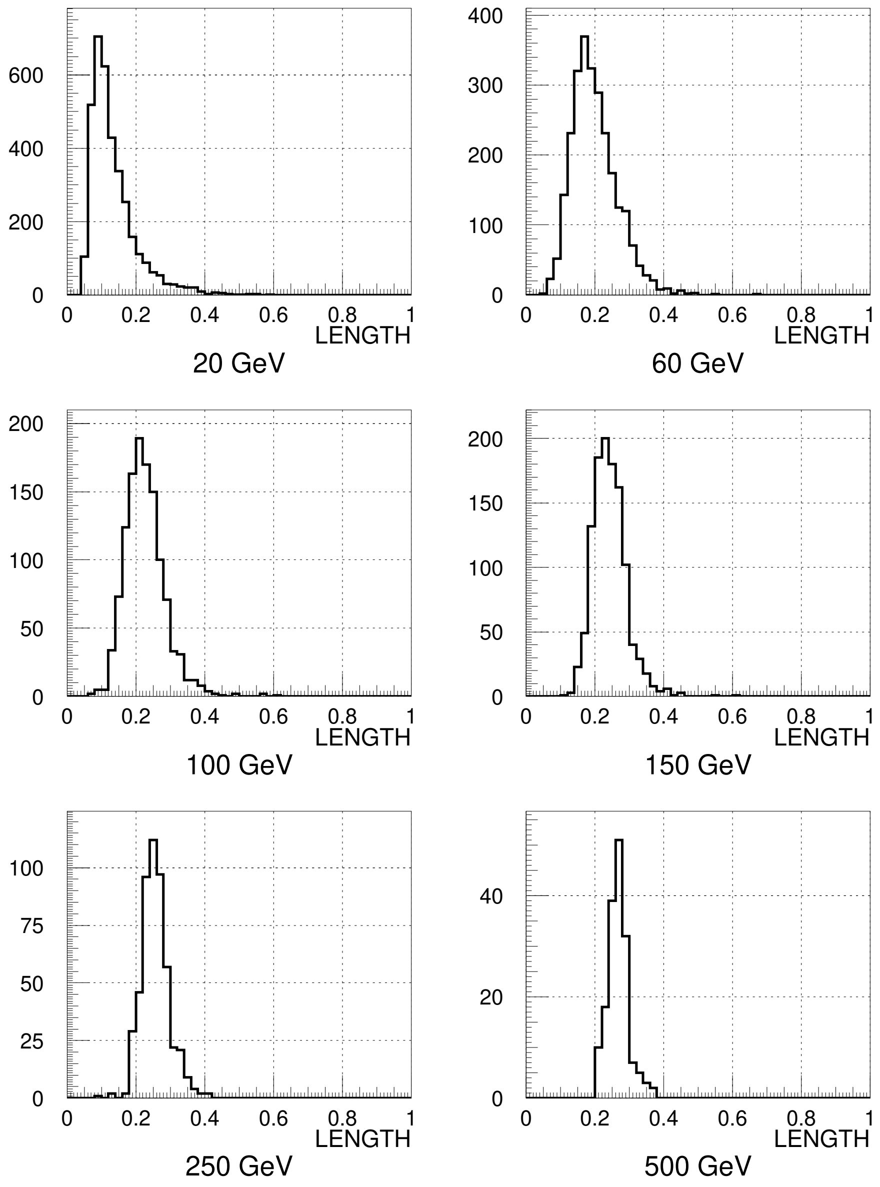


Figura 5.7: Distribución de LENGTH para rayos γ.

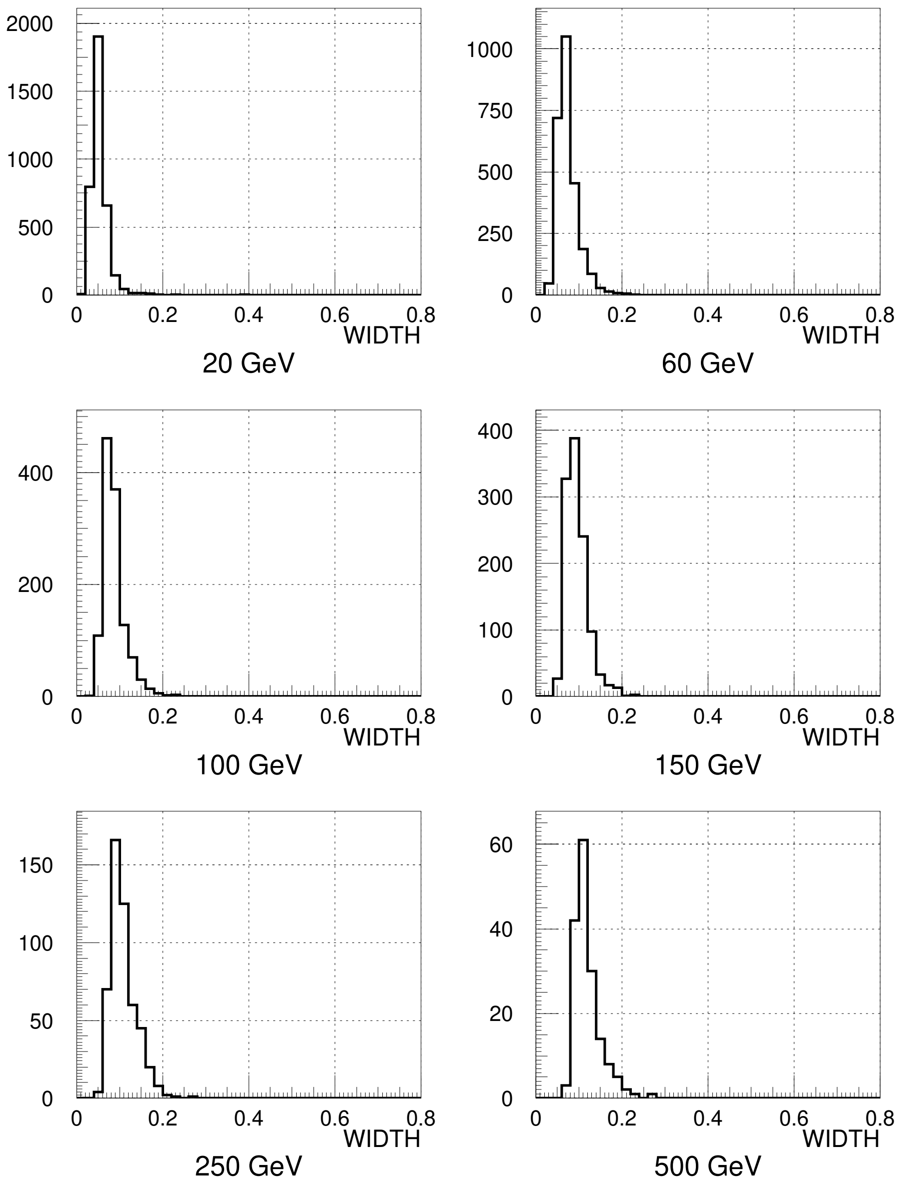


Figura 5.8: Distribución de WIDTH para rayos γ.

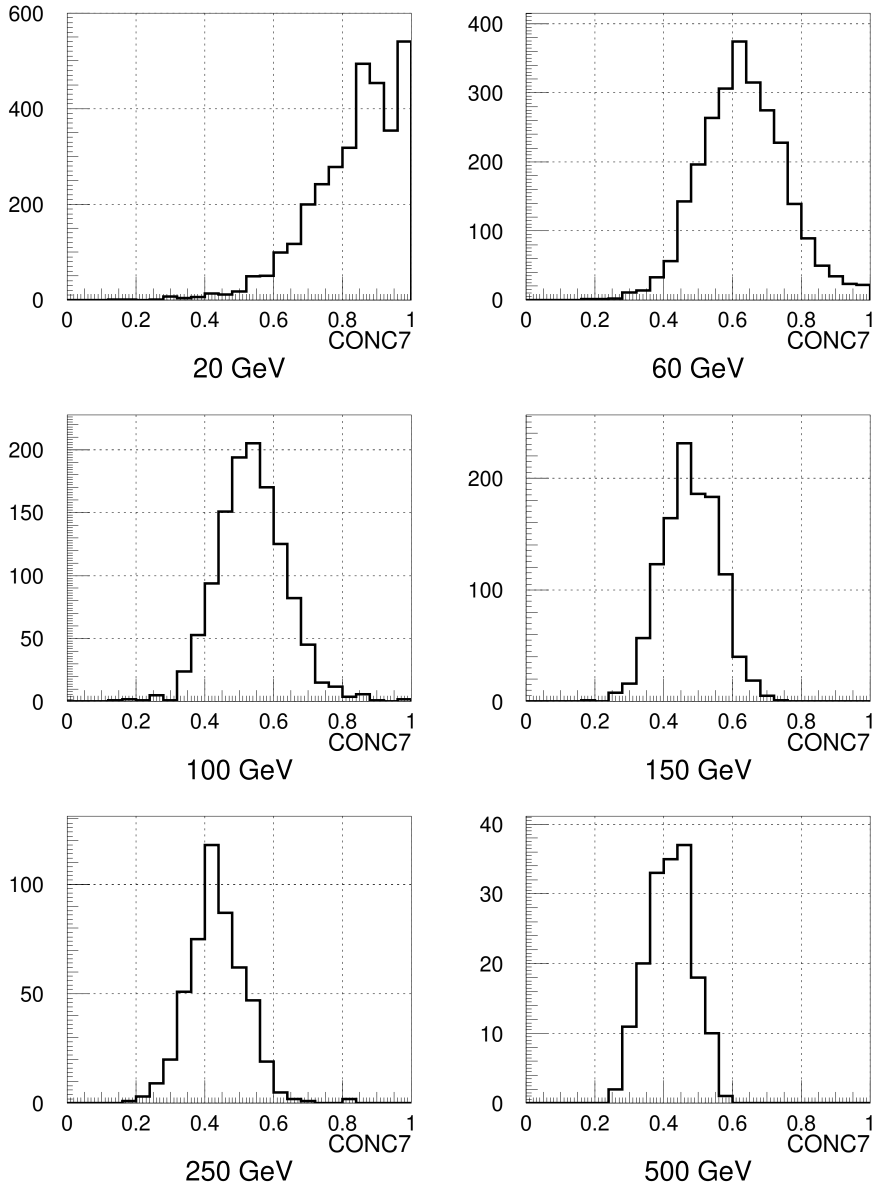


Figura 5.9: Distribución de CONC7 para rayos γ.

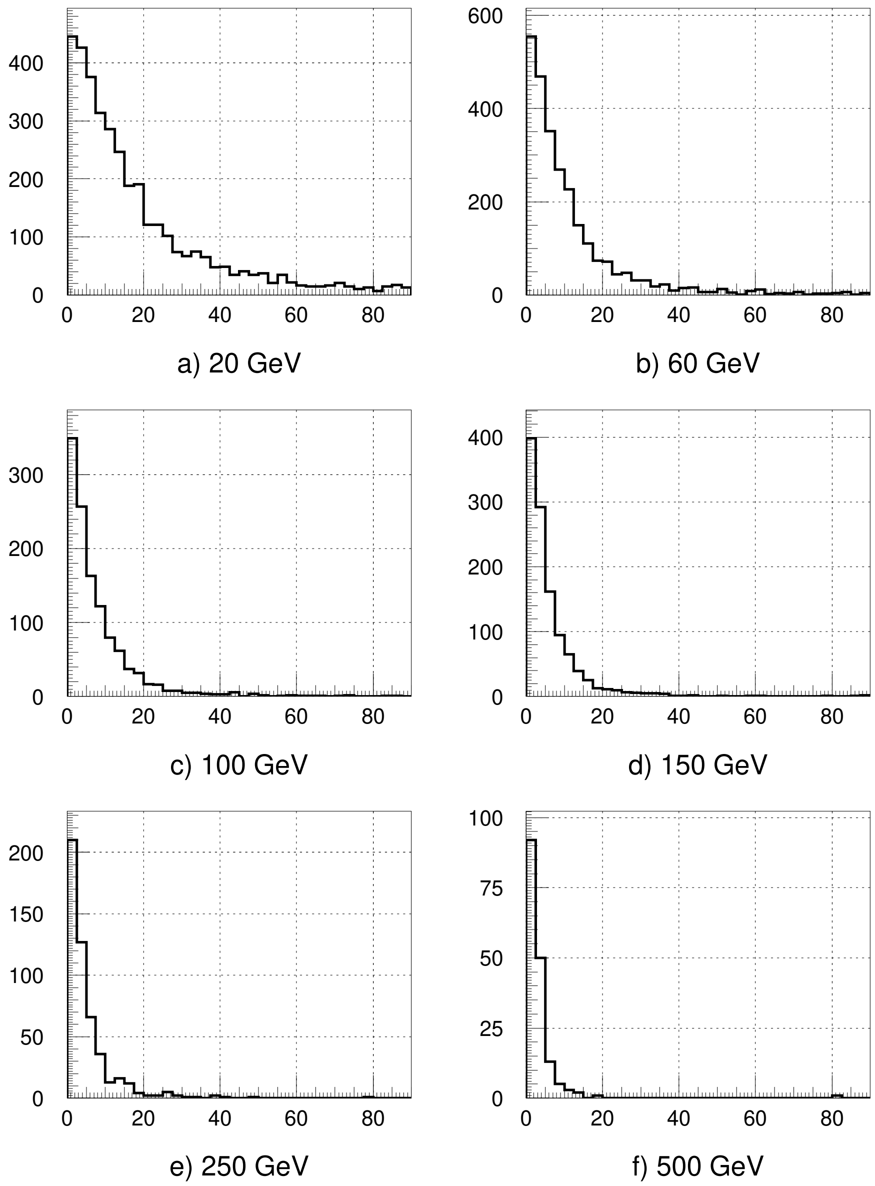


Figura 5.10: Distribución de ALPHA para rayos γ.

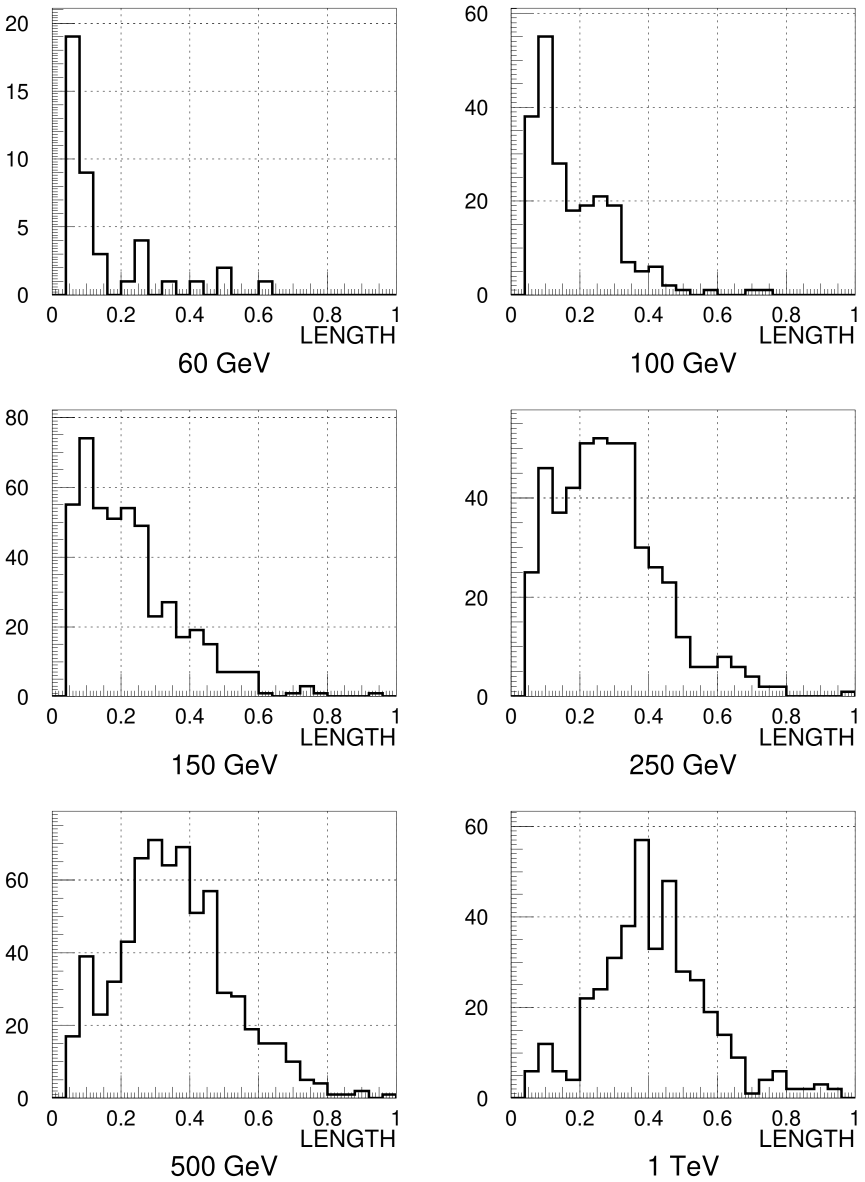


Figura 5.11: Distribución de LENGTH para rayos cósmicos.

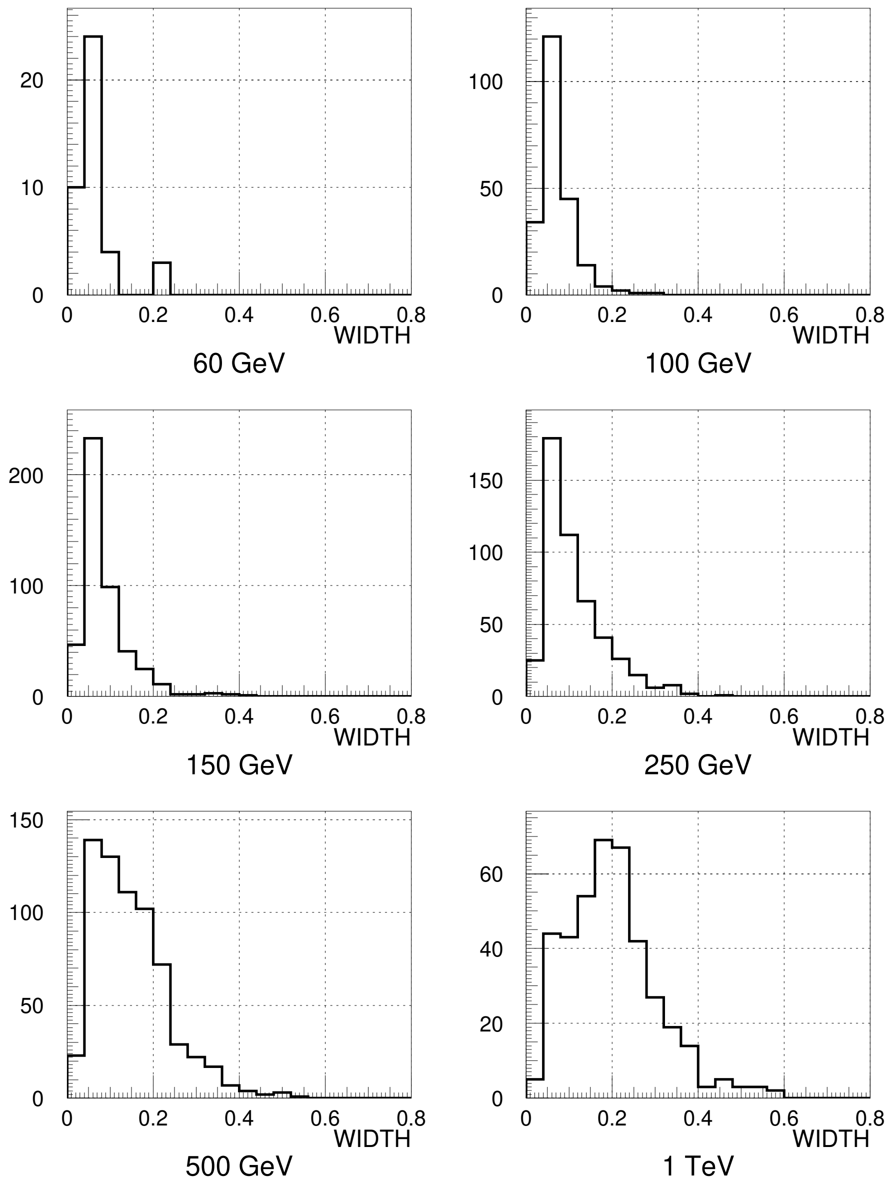


Figura 5.12: Distribución de WIDTH para rayos cósmicos.

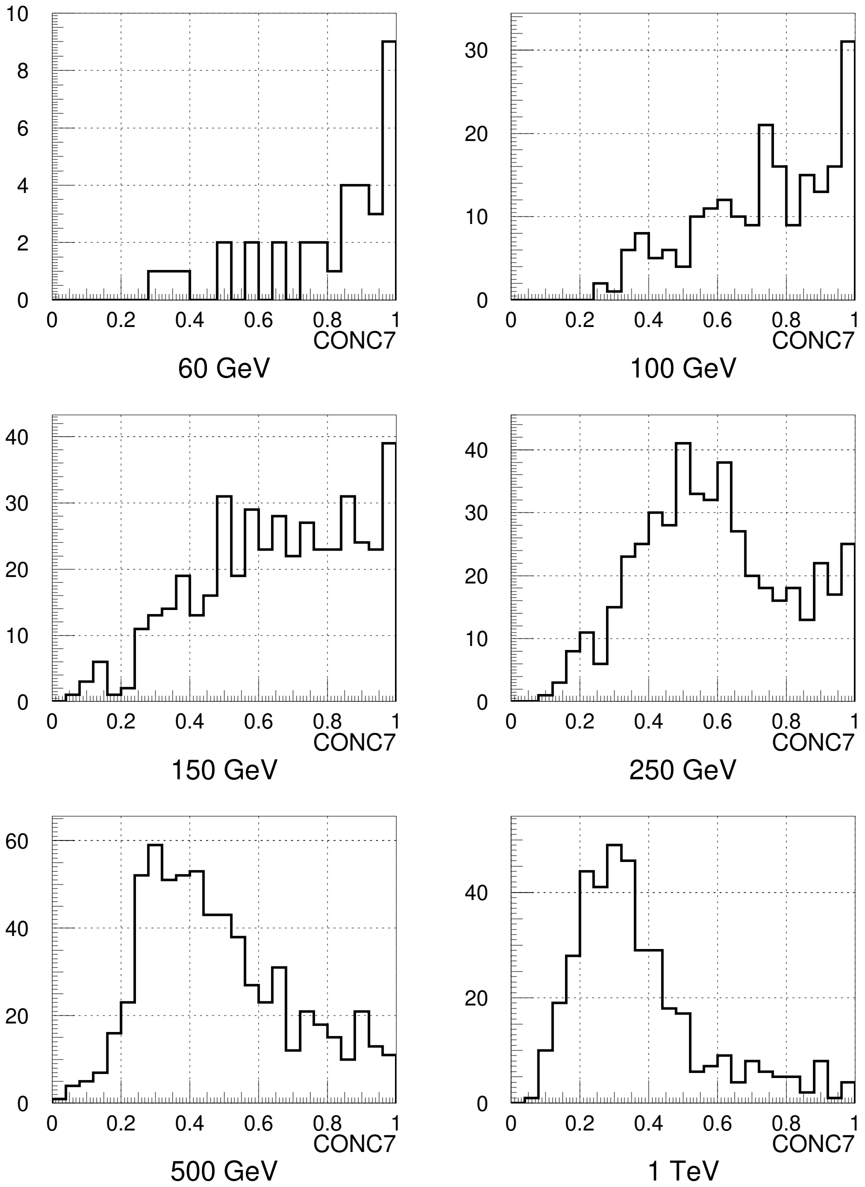


Figura 5.13: Distribución de CONC7 para rayos cósmicos.

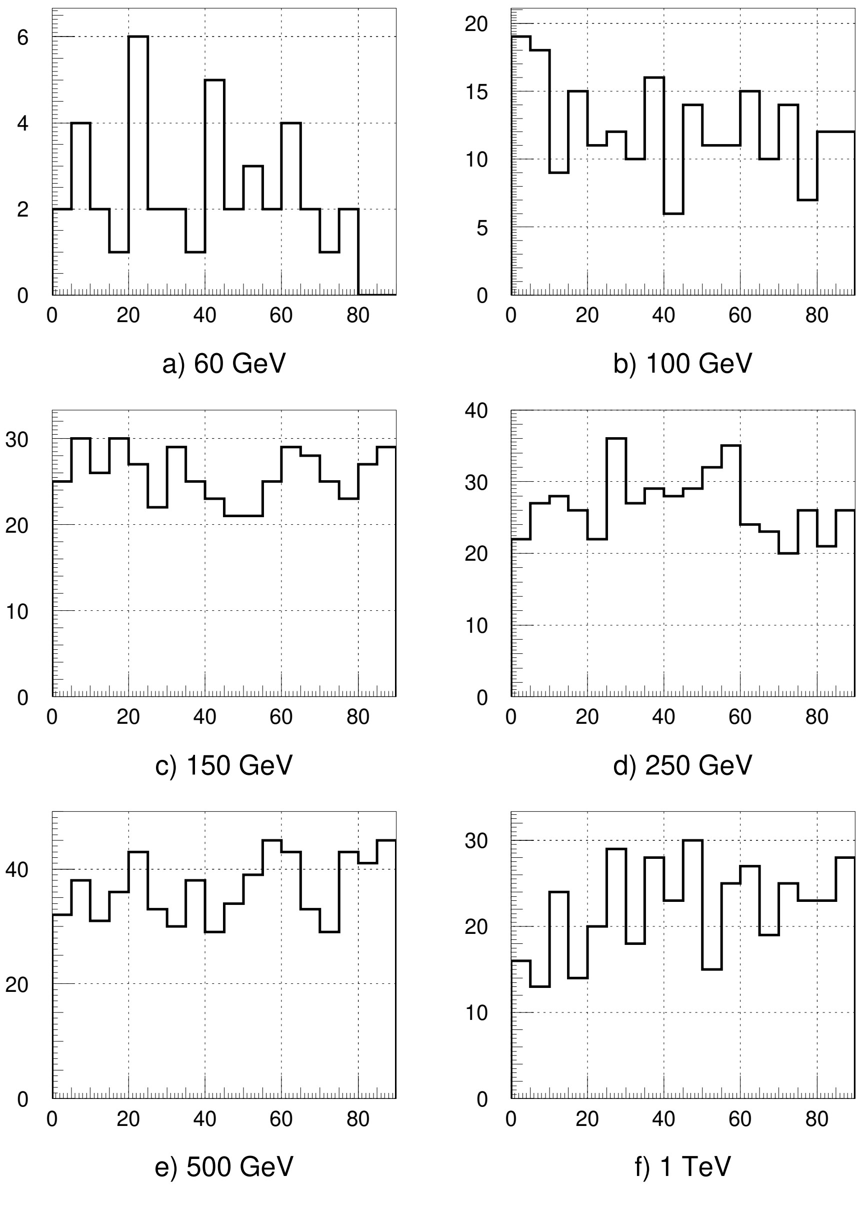


Figura 5.14: Distribución de ALPHA para rayos cósmicos.

Capítulo 6

Conclusiones

En este trabajo se han presentado resultados, algunos de ellos preliminares, obtenidos de la simulación de cascadas de rayos γ y rayos cósmicos, y de su paso a través del detector *MAGIC*. Se ha podido comprobar como este proyecto no sólo es viable sino que se convertirá en uno de los más importantes en el campo de la Astrofísica de altas energías.

El bajo umbral de detección obtenido a través de las simulaciones para *MAGIC* (5–10 GeV para rayos γ), junto con su gran sensibilidad, auguran un excelente resultado en su objetivo principal: cubrir el rango de energías aún inexplorado de los 10 GeV a los 300 GeV. Este rango energético tiene como límite inferior las energías más altas que han podido ser estudiadas mediante satélites (en concreto, por medio del detector EGRET, a bordo del CGRO). Como límite superior tenemos las energías más bajas a que han sido detectadas partículas cósmicas por los telescopios Čerenkov en tierra.

En el momento de finalizar este trabajo, se están realizando medidas con los telescopios Čerenkov de una de las fuentes más débiles del cielo en rayos γ, Mrk 501. El interés que ha despertado últimamente esta fuente se debe a que en la actualidad se encuentra en un estado bastante excitado. Su flujo ha llegado a ser hasta diez veces superior al de la fuente de rayos γ por excelencia, el pulsar de la Nebulosa del Cangrejo (que se considera como *standar candel* a estas energías). Este interés es incluso superior por el hecho de que EGRET no ha observado esta fuente. Por tanto, a energías superiores a las que EGRET puede acceder e inferiores a aquellas correspondientes a los telescopios Čerenkov, deberemos encontrar con *MAGIC* el punto en el que Mrk 501 (como muchas otras fuentes) comienza a emitir.

Cubrir este intervalo de energías no sólo es, por tanto, un fin en sí mismo, sino que permitirá desvelar nuevos secretos sobre objetos astrofísicos parcialmente conocidos, e incluso descubrir muchos otros.

Bibliografía

[1] Thomas K. Gaisser. *Cosmic Rays and Particle Physics.* Cambridge University Press, 1990.

[2] Sergio Martínez Guerrero. *Caracterización de Rayos Cósmicos de Muy Alta Energía con el Detector HEGRA mediante Simulación.* PhD thesis, Dpto. Física Atómica, Molecular y Nuclear, Facultad CC. Físicas, U.C.M., 1996.

[3] C. Schmelz et al. Feasibility Study of an Avalanche Photodiode Readout for a High Resolution PET with nsec Time Resolution. *IEEE Trans. on Nucl. Sc.*, 42(4):1080–1084, Aug. 1995.

[4] J. Knapp and D. Heck. *Extensive Air Shower Simulation with CORSIKA: A User's Guide.* Forschungszentrum Karlsruhe GmbH, November 8 1995.

[5] P. Doll et al. The Karlsruhe Cosmic Ray Project KASCADE. *Nucl.Phys.B (Proc.Suppl.)*, A(14):336, 1990.

[6] J.N. Capdeville et al. The Karlsruhe Extensive Air Shower Simulation Code CORSIKA, 1992. Forschungszentrum Karlsruhe GmbH.

[7] R. Mirzoyan and E. Lorenz. Measurement of the Night Sky Light Background at La Palma, 1994. Max-Planck-Institut für Physik, Föhringer Ring, 6, 80805 München, Deutschland.

[8] A.M. Hillas. Cherenkov light images of EAS produced by primary gamma rays and by nuclei. 1985. XIX International Cosmic Rays Conference, La Jolla.

[9] A. M. Hillas. The sensitivity of Cerenkov radiation pulses to the longitudinal development of cosmic-ray showers. *J. Phys. G: Nucl. Phys.*, 8:1475–1492, 1982.

[10] J. V. Jelley. *Cerenkov Radiation and its Applications.* Pergamon Press, London, 1959.

[11] Juan Fernández Macarrón. *Detección de Radiación Gamma de Alta Energíia mediante el análisis de la luz Cherenkov producida en Cascadas Atmosféricas.* PhD thesis, Dpto. Física Atómica, Molecular y Nuclear, Facultad CC. Físicas, U.C.M., 1994.

[12] Frank Krennrich. *Beobachtung von TeV-Photonen aus der Richtung des Krebsnebels mit dem 5 m*^{2}*-Tscherenkovteleskop des HEGRA-Detektors.* PhD thesis, Max-Planck-Institut für Physik, 80805 München - Föhringer Ring 6, Oct. 1995.

[13] M. Dolores Rodríguez Frías. *Estudio de cascadas en la atmósfera iniciadas por rayos cósmicos de muy alta y ultra-alta energía.* PhD thesis, Dpto. Física Atómica, Molecular y Nuclear, Facultad CC. Físicas, U.C.M., 1993.

[14] S. M. Bradbury *et al.* The MAGIC Telescope Project based on a 17 m diameter parabolic solar concentraror. 1995. Contributions to The Padova Workshop on TeV Gamma-Ray Astrophysics.

[15] R. Mirzoyan. 17m Diameter MAGIC Telescope Project for Sub-100 GeV Gamma Ray Astronomy, 1996. Max-Planck-Institut für Physik, Föhringer Ring, 6, 80805 München, Deutschland.

[16] P. Sokolsky. *Introduction to Ultra High Energy Cosmic Ray Physics.* Addison-Wesley, 1989.

[17] T. C. Weekes *et al.* Whipple Observatory: Status Report. 1993. Towards A Major Atmospheric Cherenkov Detector, Calgary.

[18] R. Mirzoyan *et al.* On the Optical Design of VHE Gamma Ray Imaging Cherenkov Telescopes. 1995. Contributions to The Padova Workshop on TeV Gamma-Ray Astrophysics.

[19] F. Aharonian *et al.* On the accuracy of determination of fluxes and energy spectra of primary gamma rays by a single imaging atmospheric Cherenkov telescope. *J. Phys. G Nucl. Part. Phys.*, (21):419–428, 1995.